

**UNIVERSITÉ PARIS.DIDEROT (Paris 7)**

**THÈSE DE DOCTORAT**

présentée par

**Benoît CARRY**

Spécialité :

**Études des propriétés physiques des astéroïdes par  
imagerie à haute résolution angulaire**

soutenue le 29/09/2009 devant le jury :

<b>Pr. Gérard ROUSSET</b>	<b>Président</b>
<b>Dr. Franck MARCHIS</b>	<b>Rapporteur</b>
<b>Dr. Alessandro ROSSI</b>	<b>Rapporteur</b>
<b>Dr. Christophe DUMAS</b>	<b>Co-directeur de thèse</b>
<b>Pr. Marcello FULCHIGNONI</b>	<b>Co-directeur de thèse</b>
<b>Dr. William THUILLOT</b>	<b>Examineur</b>
<b>Dr. Marco DELBÒ</b>	<b>Examineur</b>

**European Southern Observatory  
LESIA, Observatoire de Paris-Meudon  
benoit.carry@obspm.fr**



## Remerciements

Cette thèse représente le projet auquel j'ai dédié le plus de temps dans ma vie : 3 ans. Et pourtant, ces trois années sont passées très vite bien qu'elles aient sûrement été les plus remplies de toutes. Durant ces trois ans, j'ai habité en Amérique du sud et à Paris ; en collocation, en couple et bientôt avec un bébé ; j'ai visité le Chili, l'Argentine, le Pérou, la Bolivie, l'Uruguay, l'île de Pâques, New York, Montréal, Cap Canaveral, Leiden et Amsterdam... Alors que dans le même temps je participais à plusieurs collaborations, réduisais et analysais des gigas de données (je crois être arrivé au tera octet), écrivais 3 (bientôt 4!) articles et participais à la rédaction de 5 autres, découvrais les subtilités de l'imagerie assistée par optique adaptative, la spectroscopie proche et moyen infrarouge, la photométrie d'ouverture, la spectro-imagerie...

J'ai rencontré des gens de tout horizon qui m'ont énormément appris. Je pensais que ma thèse serait un moment d'apprentissage intense en astronomie, ce fut le cas. Grâce aux collaborations auxquelles j'ai participé ; mais aussi via les discussions avec de nombreux astronomes sur les derniers résultats scientifiques dans mon domaine (ou d'autres), sur le fonctionnement des observatoires, des instruments... Tout ceci lors de congrès ou pauses cafés (on sous-estime toujours l'importance du pool meeting pour développer de nouvelles idées). Pour toutes ces discussions et ces rencontres, merci à Jean-Baptiste, Gaël, Pierre, Mikko, Colin, Hugues, Bill, Jérôme, Josef, Serge, Lord Binzel, Daniel, Nicolas, Pierre (l'autre), Antoine et tous les autres... Merci à Gérard Rousset d'avoir accepté de présider mon jury et thèse, à Alessandro et Franck d'être rapporteurs et à William et Marco d'être examinateurs. Parmi toutes ces personnes, deux ont joué un rôle spécial : tout d'abord, merci à Marcello qui m'a fait confiance bien avant le début de cette thèse et qui m'a envoyé au Chili pour mon stage de maîtrise, puis a accepté d'être mon responsable de thèse en France lorsque je suis parti au Chili pour de bon. Merci ensuite à Christophe de m'avoir pris en thèse et d'avoir ouvert ses tiroirs remplis de dvd de données. Si je dois me rappeler d'un moment dans cette thèse ce sera la nuit passée ensemble à observer Cérés avec SINFONI en Novembre 2007. On s'était bien marrés quand même. Ce sont eux qui m'ont donné l'opportunité de faire toutes ces rencontres. Ils m'ont laissé une liberté totale dans mon travail et sur la manière dont je gérais mes différents projets. Merci pour cette marque de confiance qui pour moi était le meilleur moyen de me donner à fond.

Ces trois ans ont également été riches en expériences humaines, pour toutes les personnes que j'ai rencontrées à Santiago, dans la rue, dans les bars et en sorties, lors d'asados, en montagne, parce qu'ils ont été hébergés à La Casa ou lors de mes voyages. Merci beaucoup à tous ceux-ci qui ont transformé cette thèse en un joyeux bazar plein de musique et de bonne humeur : Farid, Michel, Pedro Chascón, Pedro Negro et Pedro Angolano (les trois Portugais), Bene, Francesca, Svante, Violeta, (B)Olivia, Thomas, Nacho, Claire, Jessica, Manu, Martin, Vincent, Carol, Jose-Luis, Edel, Carlos, la Juanita, Matt, Iker, Hiart, Susana, Itziar, David, Mathilde, Jean-Baptiste, Pakistan, el grupo Wechupun, los chicos del Japonés : Joephine, Biiru-sama, Juan-itchi, Juan-ni, Paulina, Macarena, Chigami-sensei... Et surtout Clara, qui a été présente des deux côtés de l'atlantique et qui m'a soutenu dès le début dans mon choix de partir à l'autre bout du monde.

Je ne voudrais pas oublier le comité de réception en France qui m'a aidé à me sentir chez moi après deux ans afuera. Tâche plutôt difficile quand les gens font la tête dans la rue, que le prix de la nourriture est multiplié par 4, celui du loyer par 5 et que le second hiver d'affiler commence, tout ça en moins de 15 heures de vol : Erwan, Sandrine, Francesca, JB, Davide, Jess, Adeline, Alice, Malo... Revoir ma famille après deux ans de rencontres au compte-gouttes était aussi une bonne motivation pour laisser le Chili derrière moi. Merci pour l'accueil ici en France et encore merci d'être venus me voir là-bas : Pap, Mum, Toktokette, Toctoc et K. (par ordre d'arrivée). Finalement, et encore une fois, gracias a ti Clara por haber estado a mi lado durante todos estos años, desde mis primeras practicas en Chile hasta ahora, por haber compartido esta experiencia conmigo.





## Résumé

La compréhension de la formation des systèmes planétaires, et du système solaire en particulier, est un des buts premiers en planétologie. De nombreuses informations sur les processus ayant eu lieu lors de la formation des planétésimaux sont toujours présentes au sein de la population des petits corps. Par conséquent, l'étude des astéroïdes est de la plus haute importance pour comprendre les mécanismes de formation planétaire, et requiert une connaissance solide de leurs propriétés physiques (taille, forme, densité, période de rotation et coordonnées du pôle) ainsi que de leurs propriétés de surface (distribution d'albédo et minéralogie).

Dans ce contexte, j'étudie deux principaux astéroïdes de la ceinture principale cibles de la mission *Dawn* de la NASA : (1) Cérès et (4) Vesta, au moyen d'observations par imagerie et spectro-imagerie à haute résolution angulaire assistées par optique adaptative. Mes résultats montrent que la planète naine (1) Cérès est différenciée et que certaines marques d'albédo présentes à sa surface pourraient être composées d'un mélange de glace et de silicates. Une relation entre la topographie et la pente spectrale est détectée à la surface de (4) Vesta, ainsi qu'une relation entre l'albédo et la pente spectrale. Divers modèles sont envisagés, et l'hypothèse de présence d'un champs magnétique fossile protégeant la surface de l'altération spatiale due au vent solaire est privilégiée.

Je décris également une nouvelle méthode d'analyse des propriétés physiques des petits corps utilisant les images de leur disque apparent ainsi que leurs courbes de lumière, et son application sur deux astéroïdes : (2) Pallas et (41) Daphne, permettant la détermination de leur densité de manière très précise. Une discussion sur les biais et erreurs systématiques des différentes méthodes utilisées dans la communauté est proposée, mettant en avant les avantages de cette nouvelle méthode. L'étude d'un ensemble d'astéroïdes par cette méthode est envisagée, afin de fournir une base de calibration aux grands projets futurs de cartographie du ciel telle que la mission *Gaia* de l'ESA.

Je présente enfin une étude dynamique du système trans-Neptunien triple (136108) Haumea et des effets de marées qui s'y produisent. Une caractérisation des membres de sa famille dynamique est ensuite réalisée et finalement, je décris une tentative d'élargissement du domaine spectral utile (vers l'infrarouge moyen) pour contraindre la minéralogie des astéroïdes par spectroscopie.



## Abstract

Our understanding of the origin and evolution of the Solar System and its implication towards the formation of the early planetesimal has become a primary goal in planetary sciences over the recent years. In this respect, a considerable amount of information regarding the primordial planetary processes that occurred during and immediately after the accretion of the early planetesimals is still present among the population of Small Solar System Bodies. Consequently, studying asteroids is of prime importance to understand the planetary formation processes, and, first and foremost, requires a reliable knowledge of their physical (size, shape, spin, mass, density, internal structure), and surface properties (albedo distributions and mineralogy)

Using high angular-resolution adaptive-optics-fed imaging and spectro-imaging observations, I study two main belt asteroids, targets of the NASA Dawn mission : (1) Ceres and (4) Vesta. I found dwarf planet (1) Ceres to be likely differentiated with some high latitude markings consistent with the presence of water frost on its surface. Relationships between spectral slope and topography on one hand, and albedo on the other have been found on (4) Vesta's surface. The hypothesis of a remnant magnetic field shielding (4) Vesta's surface from space weathering is favored.

Then I describe a new method to analyze the physical properties of small bodies from images of their apparent disk and their light-curves. I apply it on two asteroids, (2) Pallas and (41) Daphne, allowing determination of their density to a very precise level. I discuss the biases and systematical errors of the various methods used nowadays to study physical properties, highlighting the vantages of this new technique. Its use as a calibrator of asteroid physical properties for future surveys like ESA's probe *Gaia* is mentioned.

Finally, I present a dynamical analysis of the triple Kuiper Belt system (136108) Haumea, with insights on the tides effects at play ; as well as a characterization of its associated dynamical family. I conclude by the presentation of a test of the capabilities of mid-infrared spectroscopy to constrain the mineralogy of asteroids.





# Préambule

“*Si vous cherchez la source du fleuve Yoshino, vous la trouverez dans les gouttes d'eau sur la mousse*” dit le proverbe Japonais. C'est exactement ce qui motive l'étude des astéroïdes : pour comprendre les systèmes planétaires (en particulier le système solaire), il faut remonter à leur source. Les petits corps du système solaire représentent les témoins les plus directs des conditions qui régnaient lors de la formation de notre système solaire. Ainsi, l'étude de leur nature physique, distribution, formation et évolution est fondamentale pour comprendre la formation des planètes, et l'apparition de la vie sur Terre.

Contrairement aux planètes, les astéroïdes souffrent peu (e.g. cryo-volcanisme) ou pas d'érosion endogène (comme la différenciation et les mouvements tectoniques, le vent, les pluies...). Leur évolution est gouvernée par le milieu qui les entoure : interactions gravitationnelles avec les planètes, collisions avec d'autres corps, action du vent solaire et des rayons cosmiques... Alors, la compréhension des mécanismes qui gouvernent leur évolution nous permet de remonter le temps et d'obtenir des contraintes sur les conditions au sein de la nébuleuse planétaire à partir de laquelle se sont formées les planètes. Idéalement, les petits corps nous renseignent sur la répartition en température et en éléments (les abondances), ainsi que sur les échelles de temps de formation planétaire, les mouvements et migrations depuis la formation du système solaire jusqu'à nos jours. La connaissance de leur dynamique d'une part, et de leur composition de l'autre est alors la clef pour comprendre ce tableau.

L'étude de la dynamique des petits corps se base sur les observations astrométriques, donnant des positions de références, et sur des modèles analytiques ou numériques d'évolution des orbites. Celle de leur composition est principalement réalisée grâce aux mesures spectrophotométriques permettant d'identifier les composés en surface par comparaison avec des mesures effectuées en laboratoire. Néanmoins, le nombre de composés différents existants permet à une multitude de compositions distinctes d'expliquer un spectre donné. La détermination de la composition doit donc faire appel à d'autres contraintes que la seule spectroscopie (ne donnant accès qu'à la composition de surface). Par exemple, des considérations sur la température permettent d'exclure la présence de glace à la surface des petits corps dans la partie interne du système solaire. Ou encore, la connaissance de la densité d'un corps fournit une contrainte très forte sur la gamme de minéraux qui le compose.

Une donnée fondamentale intervient ici, il s'agit de la connaissance des propriétés physiques (masse, volume, forme...) des corps étudiés. En effet, leur mesure fournit des informations fondamentales pour la compréhension des mécanismes d'évolution (dynamique entre autres) et de fortes contraintes sur leur composition. Ainsi, la plupart des densités disponibles ont été mesurées par analyse de l'orbite mutuelle d'astéroïdes binaires [e.g. [Merline et al., 1999](#)]; les forces non gravitationnelles comme les effets Yarkovsky et YORP (je reviendrai sur ces effets plus loin) ont été détectés et validés grâce à la mesure des propriétés de rotation d'astéroïdes [e.g. [Lowry et al., 2007](#)]; ou encore l'origine des familles d'astéroïdes par collision a été validée dans le cas de la famille de l'astéroïde (4) Vesta par la découverte d'un cratère géant à sa surface [[Thomas et al., 1997a](#)].

Diverses méthodes existent afin de déterminer les propriétés physiques des petits corps (dimensions, forme...) comme l'étude de leurs courbes de lumière, l'observation d'occultations stellaires, ou encore l'imagerie (je présenterai en détail ces techniques ci-après). Dans le cas des petits corps, leur taille angulaire limitée dans le ciel (inférieure à la seconde de degré) requiert une résolution fine ; on parle alors de haute résolution angulaire. Si j'ai basé une grande partie de mes travaux sur cette technique c'est parce qu'elle fournit des mesures précises et directes des propriétés physiques.



# Table des matières

Préambule	2
<b>I Les petits corps du système solaire</b>	<b>8</b>
I.1 Généralités sur les petits corps du système solaire . . . . .	9
I.1.a Qu'appelle-t-on petits corps ? . . . . .	9
I.1.b Où les trouver ? . . . . .	9
I.2 Formation et évolution des petits corps . . . . .	12
I.2.a Processus de formation . . . . .	12
I.2.b Composition des petits corps . . . . .	12
I.2.c Processus d'évolution dynamique . . . . .	13
I.3 Étude des petits corps du système solaire . . . . .	14
I.3.a Propriétés physiques . . . . .	14
I.3.b Composition de surface . . . . .	22
<b>II Données observationnelles</b>	<b>26</b>
II.1 Généralités . . . . .	27
II.1.a L'atmosphère terrestre . . . . .	27
II.1.b Quelques notions importantes . . . . .	27
II.1.c Les demandes de temps . . . . .	29
II.2 L'optique adaptative . . . . .	30
II.2.a Intérêt de l'optique adaptative . . . . .	30
II.2.b Mise en oeuvre au télescope . . . . .	31
II.2.c Résultats sur le ciel . . . . .	33
II.2.d Limitations et perspectives . . . . .	34
II.3 Télescopes et instrumentation . . . . .	37
II.3.a Télescopes . . . . .	37
II.3.b Instruments . . . . .	39
II.4 Réduction de données . . . . .	42
II.4.a Considérations générales . . . . .	42
II.4.b Dans le visible . . . . .	44
II.4.c Dans le proche infrarouge . . . . .	45
II.4.d Indépendamment de la longueur d'onde . . . . .	46
<b>III Une méthode d'analyse originale : KOALA</b>	<b>48</b>
III.1 Restauration de la résolution angulaire optimale . . . . .	49
III.2 Méthodes d'analyse d'images . . . . .	50
III.2.a Points de contrôle . . . . .	51
III.2.b Évolution du limbe . . . . .	52
III.3 Une nouvelle technique : KOALA . . . . .	52
III.3.a Extraction du profil . . . . .	53
III.3.b Imagerie et courbes de lumière . . . . .	55
III.3.c Évaluation des erreurs systématiques . . . . .	55
III.4 Construction de cartes d'albédo . . . . .	57
III.4.a Choix de la géométrie de projection . . . . .	58

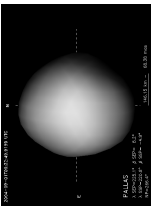


III.4.b	Zone d'intérêt . . . . .	59
III.4.c	Loi de diffusion . . . . .	61
III.4.d	Projection . . . . .	62
III.4.e	Combinaison des images : . . . . .	62
<b>IV</b>	<b>Études de grands petits corps</b>	<b>64</b>
IV.1	La planète naine (1) Cérès . . . . .	65
IV.1.a	Pourquoi étudier Cérès ? . . . . .	65
IV.1.b	Propriétés physiques par imagerie . . . . .	66
IV.1.c	Étude de surface par imagerie . . . . .	73
IV.1.d	Étude de surface par spectro-imagerie . . . . .	78
IV.1.e	Recherche de trace de sublimation de glace d'eau . . . . .	79
IV.1.f	Conclusions . . . . .	81
IV.2	L'astéroïde (2) Pallas . . . . .	83
IV.2.a	Pallas, le petit frère de Cérès . . . . .	83
IV.2.b	Les propriétés physiques de (2) Pallas . . . . .	83
IV.2.c	Distribution d'albédo à la surface . . . . .	92
IV.2.d	Conclusions . . . . .	94
IV.3	L'astéroïde (4) Vesta . . . . .	96
IV.3.a	Vesta, corps parent des météorites achondrites . . . . .	96
IV.3.b	Première observation d'un astéroïde par spectro-imagerie . . . . .	97
IV.3.c	Distribution des minéraux à la surface de (4) Vesta . . . . .	101
IV.3.d	Analyse de la pente spectrale de (4) Vesta . . . . .	105
IV.3.e	Discussion . . . . .	108
IV.3.f	Conclusions . . . . .	113
IV.4	L'astéroïde (41) Daphne . . . . .	114
IV.4.a	Vers une étude statistique des astéroïdes . . . . .	114
IV.4.b	Observations . . . . .	114
IV.4.c	Comparaison des méthodes et biais associés . . . . .	116
IV.4.d	Spin, forme et dimensions de (41) Daphne . . . . .	120
IV.4.e	Satellite, masse et densité . . . . .	122
IV.4.f	Conclusions et perspectives . . . . .	123
<b>V</b>	<b>Ouverture à d'autres techniques</b>	<b>128</b>
V.1	Le trans-Neptunien (136108) Haumea (2003 EL <sub>61</sub> ) . . . . .	129
V.1.a	Un objet unique dans la ceinture de Kuiper . . . . .	129
V.1.b	Étude photométrique de la famille de (136108) Haumea . . . . .	130
V.1.c	Spectro-imagerie du système triple (136108) Haumea . . . . .	134
V.2	Composition des astéroïdes dans le moyen infrarouge . . . . .	138
V.2.a	Pourquoi étendre la gamme de longueur d'onde ? . . . . .	138
V.2.b	Les astéroïdes de type S comme étalon . . . . .	138
V.2.c	Discussion . . . . .	140
V.2.d	Conclusion . . . . .	142
<b>VI</b>	<b>Conclusion et perspectives</b>	<b>144</b>
	<b>Bibliographie</b>	<b>163</b>
<b>A</b>	<b>Quelques informations intéressantes</b>	<b>164</b>
A.1	Utilisation de Mistral . . . . .	165
A.2	Ajustement d'un ellipsoïde à un nuage de points . . . . .	166
A.3	Modèles 3d animés de (2) Pallas et (41) Daphne . . . . .	168
<b>B</b>	<b>Liste de publication</b>	<b>170</b>
B.1	Articles dans des revues à comité de lecture . . . . .	170

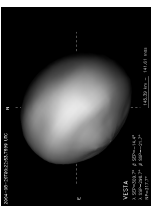


B.2	Communications invitées . . . . .	170
B.3	Communications . . . . .	171
B.4	Dépêches IAU . . . . .	172
<b>C</b>	<b>Articles rédigés pour des revues à comité de lecture</b>	<b>174</b>
C.1	“Near-infrared mapping and physical properties of the dwarf-planet Ceres” . . . . .	175
C.2	“Physical properties of (2) Pallas” . . . . .	180
C.3	“First disk-resolved spectroscopy of (4) Vesta” . . . . .	187
C.4	“(41) Daphne : I. Shape and volume” . . . . .	192
C.5	“Candidates members of (136108) Haumea’s family” . . . . .	199
C.6	“Mid-infrared spectral variability for compositionally similar asteroids : Implications for asteroid particle size distributions” . . . . .	204
	<b>Table des figures</b>	<b>209</b>
	<b>Liste des tableaux</b>	<b>211</b>
	<b>Index</b>	<b>212</b>
	<b>Glossaire</b>	<b>213</b>
	<b>Acronymes</b>	<b>215</b>

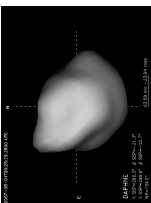
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne

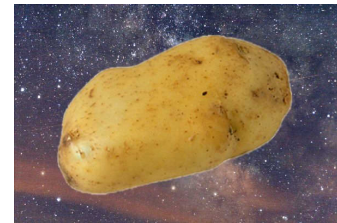




# Chapitre I

## Les petits corps du système solaire

Je présente ici quelques généralités sur les petits corps du système solaire, avec les définitions qui les accompagnent (partie I.1). Je décris ensuite les connaissances actuelles sur la composition des petits corps et leurs processus de formation et d'évolution (partie I.2). Je termine par une description de quelques méthodes d'étude de leurs propriétés physiques et de leur composition (partie I.3), en lien avec les travaux que je présente dans cette thèse.



### Sommaire

---

I.1	Généralités sur les petits corps du système solaire . . . . .	<b>9</b>
I.1.a	Qu'appelle-t-on petits corps ? . . . . .	9
I.1.b	Où les trouver ? . . . . .	9
I.2	Formation et évolution des petits corps . . . . .	<b>12</b>
I.2.a	Processus de formation . . . . .	12
I.2.b	Composition des petits corps . . . . .	12
I.2.c	Processus d'évolution dynamique . . . . .	13
I.3	Étude des petits corps du système solaire . . . . .	<b>14</b>
I.3.a	Propriétés physiques . . . . .	14
I.3.b	Composition de surface . . . . .	22

---



## I.1 Généralités sur les petits corps du système solaire

### I.1.a Qu'appelle-t-on petits corps ?

Le concept de petits corps est intimement lié à celui de planète. En effet, on dénomme par petits corps tous les corps célestes qui orbitent autour du Soleil, sans pour autant être des planètes, ni de la poussière. Cette définition est assez large et floue pour que cette population soit intrinsèquement nombreuse et dispersée dans l'ensemble du système solaire.

Hormis les comètes, dont l'apparition périodique était connue depuis l'antiquité, le premier petit corps découvert fut (1) Cérès, par [Piazzi \[1802\]](#), alors qu'il observait des champs d'étoiles pour la construction d'un catalogue stellaire [pour un résumé de la découverte de Cérès et des discussions qui s'en suivirent, voir [Foderà Serio et al., 2002](#)]. Cérès fut rapidement reconnu comme étant la planète "manquante" prédite par la loi numérique de Titius-Bode à une distance héliocentrique d'environ 2.8 Unités Astronomiques (UAs) [voir [Neslušan, 2004](#), pour une discussion sur l'intérêt physique d'une telle loi]. Les observations de suivi de cette nouvelle planète réalisées dans toute l'Europe amenèrent les découvertes d'autres corps, orbitant le Soleil à une distance similaire : (2) Pallas (en 1802 par Olbers), (3) Juno (en 1804 par Harding) et (4) Vesta (en 1807 par Olbers). L'existence de nombreuses nouvelles planètes dans la même région posa alors un problème conceptuel quant à leur origine et leur statut, et celles-ci furent "rétrogradées" au statut d'astéroïdes ("sorte d'étoile") ainsi que suggéré par [Herschel \[1802\]](#). C'est la même raison (découverte de plusieurs corps de taille similaire à Pluton dans la ceinture de Kuiper) qui amena l'Union Astronomique Internationale (UAI) à reconsidérer la définition de planète (et de petit corps) en 2006, excluant ainsi Pluton des planètes du système solaire.

Nous connaissons à l'heure actuelle près de 450 000 petits corps dans le système solaire. Ces petits corps sont appelés comètes, astéroïdes, astéroïdes géocroiseurs (Near-Earth Asteroids), troyens, centaures ou encore objets trans-Neptunien (Trans-Neptunian Objects: TNOs) suivant leurs propriétés orbitales (voir ci-dessous). Du fait de leur grand nombre et rythme de découverte élevé, les petits corps ont une désignation bien particulière. Un nouvel objet reçoit tout d'abord une désignation temporaire, permettant d'identifier le moment de sa découverte, par exemple 1950 DA. Les quatre premiers chiffres donnent l'année de la découverte, la première lettre dans quelle quinzaine le corps fut découvert (A : du 1 au 15 Janvier, B : du 16 au 31 Janvier, C : du 1 au 15 Février...) et finalement, la dernière lettre indique l'ordre de découverte à l'intérieur de la quinzaine. La lettre "I" n'est jamais utilisée, et si plus de 25 objets sont découverts, la dernière lettre est suivi d'un chiffre : A...Z, A<sub>1</sub>...Z<sub>1</sub>, ..., A<sub>n</sub>...Z<sub>n</sub>.

Puis, lorsque son orbite est suffisamment bien contrainte pour ne pas perdre sa trace, un numéro et un nom lui est attribué. Ainsi il est commun d'appeler un petit corps par sa désignation (*e.g* 2003 EL<sub>61</sub>), puis par son nom, précédé de son numéro, *e.g.* (1) Cérès, (21) Lutetia, (712) Boliviana *etc*, une fois celui-ci attribué.

### I.1.b Où les trouver ?

La majeure partie des petits corps connus à ce jour orbite le Soleil dans la région délimitée par Mars et Jupiter (de 1.5 à 4 UA). On appelle cette région la ceinture principale d'astéroïdes. Cette ceinture ressemble en réalité à un gros beignet puisque la majorité des astéroïdes la composant ont un demi grand-axe compris entre 2 et 3.3 UA et une inclinaison inférieure à 20°. La répartition au sein de cet ensemble n'est pas homogène comme le montre la Fig. I.1. Cette distribution est due aux interactions gravitationnelles avec les planètes géantes (principalement Jupiter) et telluriques. Les coupures à 2.5, 2.82, 2.95 UA sont le résultat de résonances avec la planète Jupiter, qui excite peu à peu l'orbite des astéroïdes s'y trouvant, augmentant leur excentricité jusqu'à ce que leurs orbites croisent celles de Mars ou de Jupiter.

Les astéroïdes éjectés par résonances de la ceinture principale peuvent se retrouver dans l'espace proche de la Terre. On parle alors d'astéroïdes géocroiseurs (Near-Earth Asteroids). Ces astéroïdes ne survivent que peu de temps dans cet environnement où les perturbations gravitationnelles dues aux passages répétés près des planètes telluriques sont fortes. Ils finissent par être éjectés du système solaire ou par tomber dans le Soleil ou sur une planète tellurique (météorites).

De l'autre côté de la ceinture principale, situés aux points de Lagrange L4 et L5 de Jupiter, se trouvent



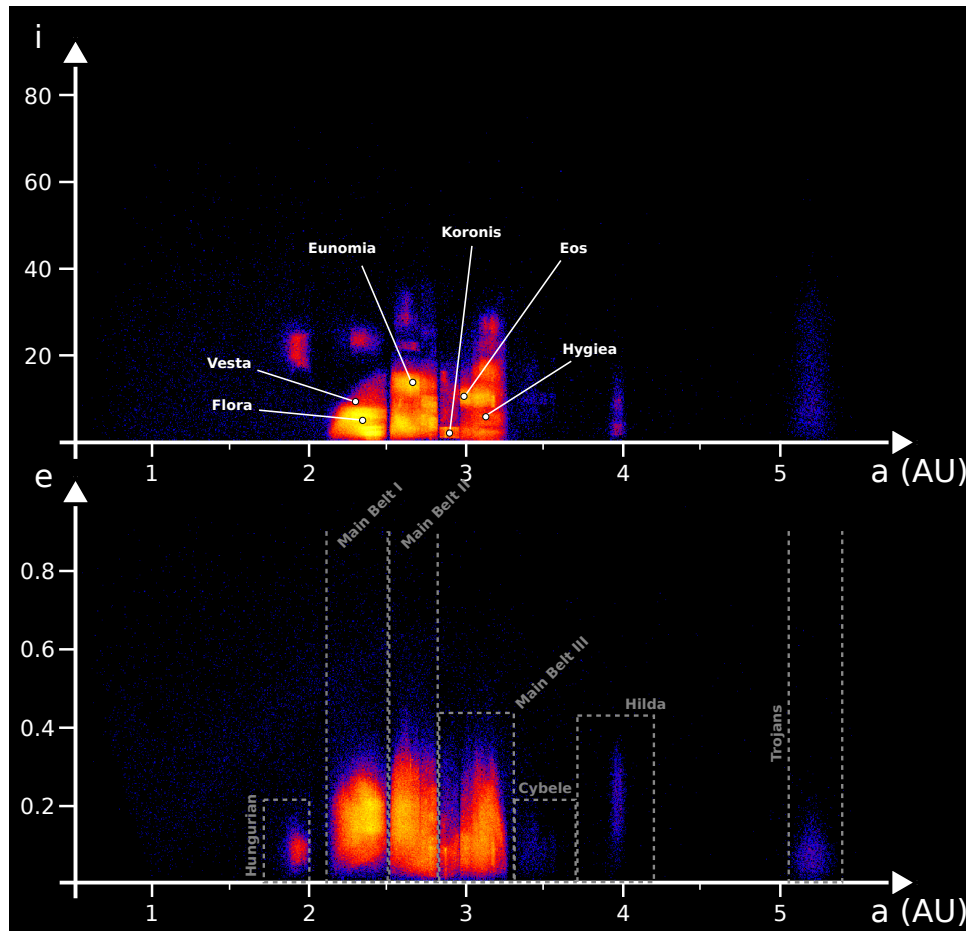
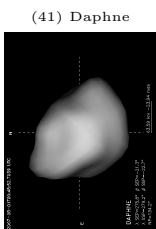
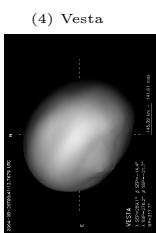
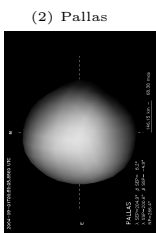


FIG. I.1: Distribution des astéroïdes dans l'espace des éléments orbitaux ( $a, e, i$ ). L'échelle de couleur va de l'absence de corps connu (en noir), aux grandes concentrations (en rouge). Les principales familles sont libellées, ainsi que les grandes régions de la ceinture principale. Les gaps où la densité d'astéroïdes est proche de zéro situés autour de 2.5, 2.82, 2.95 et 3.27 UA sont produits par l'action gravitationnelle de Jupiter (lieu de résonances). Il est à noter que si ces gaps apparaissent de manière franche sur cette figure, ils ne correspondent pas à des régions dépourvues d'objet. En effet, une vue de la ceinture principale prise depuis le dessus du plan de l'écliptique montrerait une répartition homogène des astéroïdes.

les astéroïdes Troyens. Les forces gravitationnelles combinées du Soleil et de Jupiter présentent en effet un minima d'énergie pour les astéroïdes orbitant le Soleil à la même distance que Jupiter, mais à  $60^\circ$  de part et d'autre de celui-ci le long de son orbite.

Viennent ensuite les Centaures et objets trans-Neptunien (Trans-Neptunian Objects: TNOs) qui, comme le nom de ces derniers l'indique, sont séparés par la planète Neptune. Ces corps sont composés majoritairement de glaces, là où les astéroïdes sont en grande partie faits de silicates. Notre connaissance de cette région du système solaire est encore limitée, le premier TNO ayant été découvert en 1992 : (15760) 1992 QB<sub>1</sub> (et le nombre total d'objets connus est de seulement  $\sim 1300$  actuellement). En réalité, le premier TNO découvert fut (134340) Pluton en 1931, comme déjà mentionné.

Il me reste à présenter les comètes et les satellites irréguliers des planètes, qui ont des propriétés physiques similaires. On appelle comète tout corps présentant une coma, c'est à dire un dégazage puissant occasionné par l'action du Soleil. Les comètes sont ainsi généralement des petits corps envoyés sur des orbites très excentriques, les amenant tour à tour loin du Soleil, puis proche, où la chaleur leur fait perdre les éléments volatiles qu'ils contiennent. Finalement, si tout corps en orbite autour d'une planète est par définition un satellite, de nombreux satellites sont très probablement de petits corps capturés





Régions	Connus	Proportion
(UA)	(#)	(%)
NEAs	2151	0.49
Astéroïdes	434440	98.52
Troyens	2948	0.67
Centaures	140	0.03
TNOs	1266	0.29
Total	440945	100

TAB. I.1: Nombre de petits corps connus classés par régions en fonction de leur distance au Soleil. Cette statistique est basée sur la base de donnée AstOrb : <ftp://ftp.lowell.edu/pub/elgb/astorb.html>, tenue à jour par E. Bowell, dans sa version du 17 Février 2009. L'abondance relative de la ceinture principale par rapport aux autres régions est en partie un biais observationnel : plus la région observée est loin de la Terre est plus les petits corps sont difficiles à détecter (e.g. les TNOs). Et si les NEAs sont proches de la Terre, ils sont la plupart du temps angulairement proches du Soleil, rendant leur observation ardue. Dernier point, plus les astéroïdes sont petits et moins ils seront brillants, indépendamment de la distance. Or, la population des NEAs est constituée principalement de petits astéroïdes (quelques kilomètres maximum).

par les planètes; comme par exemple, les deux satellites nains de Mars, Phobos et Deimos, ou encore les satellites irréguliers des planètes externes comme Hypérion (ils se comptent par dizaines autour de Jupiter et Saturne).

Un des points les plus remarquables des petits corps est leur nombre, et surtout leur taux de découverte. Je présente dans la Table I.1 le nombre de petits corps connus au moment où j'écris ces lignes, classés suivant leur distance au Soleil comme énuméré ci-dessus. Leur nombre total attend  $\sim 440\,000$ , là où il y a 200 ans on n'en connaissait aucun! Ces chiffres sont d'autant plus impressionnants si on considère l'accélération des découvertes d'astéroïdes : de 1 en 1801 à 10 en 1949 (découverte de Hygiea), 100 en 1968 (astéroïde Hekate), 1000 en 1923 (Piazzia); pour atteindre 10 000 dans les années 1950 et finalement passer le cap de 100 000 en 1982 (astéroïde Astronautica, commémorant les 50 ans de la conquête spatiale).

Non seulement le nombre de petits corps connus augmente de manière vertigineuse, mais ce que nous savons d'eux progresse également. Les premiers 150 ans d'étude des astéroïdes ont été dédiés à l'étude de leur orbites. Néanmoins, environ 5000 astéroïdes seulement étaient numérotés dans les années 1990. Au début 2009 ce chiffre atteint 170 000. Ainsi, notre connaissance de leurs orbites (et les études dynamiques qui s'ensuivent) a connu une explosion lors des deux dernières décennies.

Cette explosion a également eu lieu dans notre connaissance de leurs propriétés physiques (masse, taille, forme, spin) et de leur composition. Ainsi, les premiers spectres dans le visible des astéroïdes ont été obtenus au début des années 1970 [McCord et al., 1970], suivis par les spectres dans le proche infrarouge au début 1980. Ces spectres ont pour la première fois permis une caractérisation de leur surface. Les grandes études comme le Small Main-Belt Asteroid Spectroscopic Survey (SMASS) démarrées dans les années 1990 [Xu et al., 1995] nous permettent maintenant d'avoir une vue d'ensemble de la composition des astéroïdes, [entre autres, Bus and Binzel, 2002a,b; Burbine and Binzel, 2002; Binzel et al., 2004].

Notre connaissance des propriétés physiques a été révolutionnée tout d'abord par l'envoi de sonde auprès d'astéroïdes, mais aussi de la disponibilité de grands télescopes sur Terre équipés d'optique adaptative (OA), tels que le W. M. Keck ou le Very Large Telescope (VLT), mais aussi du télescope spatial Hubble Space Telescope (HST). Les nouvelles méthodes d'analyse des courbes de lumière fournissent également de précieuses informations à partir de données qui existaient pourtant depuis plusieurs décades. Je décris plus en détail les méthodes d'étude des petits corps dans la partie I.3.





## I.2 Formation et évolution des petits corps

### I.2.a Processus de formation

Les planètes se forment à partir de l’agglomération du matériel de la nébuleuse entourant les jeunes étoiles. Lors de l’effondrement de la nébuleuse primordiale, celle-ci se condense sous forme d’un disque, avec une forte concentration en son centre. Lorsque la densité du centre devient suffisamment importante, les réactions thermonucléaires s’initient et l’étoile “naît” (commence à briller). Les poussières et le gaz du disque de la nébuleuse vont alors se regrouper sous l’action de la gravité (il suffit d’une petite inhomogénéité dans la distribution de matière pour déclencher l’accrétion de matière en un point). Le vent solaire soufflant les matériaux les plus légers, les gaz sont majoritairement rejetés loin de l’étoile et la matière proche de l’étoile sera composée de roches (silicates) et métaux (fer...).

La taille des agglomérats devient de plus en plus importante par croissance successive lors de collisions. L’étape finale de cette croissance est le système solaire tel que nous le voyons aujourd’hui, avec des planètes telluriques proches du Soleil et des planètes gazeuses après 5 UA. Les petits corps représentent une étape intermédiaire de cette croissance, où les agglomérats ont une taille de quelques mètres jusqu’à quelques centaines de kilomètres. La ceinture d’astéroïde aurait pu donner naissance à une planète mais les interactions gravitationnelles de Jupiter (voir Fig. I.1 pour les résonances) bloquent la croissance des agglomérats en agitant les astéroïdes : pour que les collisions entre petits corps aboutissent à des corps plus grands, il faut que la vitesse relative des deux corps ne soit trop importante. Dans le cas contraire, la collision serait destructive comme dans le cas des familles d’astéroïdes.

La distribution des petits corps à l’heure actuelle, en particulier la distribution orbitale de la ceinture de Kuiper, laisse ensuite supposer que l’histoire des premiers millions d’années du système solaire fut marquée par la migration des planètes géantes. Celles-ci se seraient formées plus proches du soleil que ne le laisse supposer leur position actuelle [Levison and Morbidelli, 2003]. Le mouvement des planètes géantes a perturbé l’ensemble des orbites des petits corps (en déplaçant les zones de résonances décrites ci-dessus) et ceux-ci purent se former à des distances héliocentriques sensiblement différentes que celles où ils sont actuellement observés. Ceci pourrait par exemple expliquer la présence des astéroïdes de type M (noyaux de corps parents différenciés) autour de 2.5 UA : ils se seraient formés autour de 1 UA, où la concentration en matière dense (y compris la matière radioactive) était plus élevée [Bottke et al., 2006].

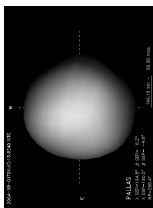
### I.2.b Composition des petits corps

La composition des petits corps évolue en fonction de la distance au Soleil : les matériaux les plus denses se sont accrétés dans le système solaire interne et la quantité de matériaux volatiles (glaces...) augmente avec la distance au Soleil. Ainsi, la région de la ceinture principale est dominée par les corps faits de silicates, et les TNOs sont majoritairement composés de glaces.

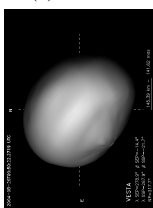
Connaître la répartition des éléments à l’heure actuelle dans le système solaire est évidemment de la plus haute importance afin de remonter aux conditions régnant au début du système solaire. Depuis l’obtention des premiers spectres visibles dans les années 1970 [e.g. McCord et al., 1970] jusqu’aux catalogues des dernières années [e.g. Burbine and Binzel, 2002], d’énormes progrès ont été faits en ce sens. Ainsi, la répartition générale des types d’astéroïdes (suivant une taxonomie, voir la section I.3.b) est maintenant acquise (Fig. I.2). De même, la composition de surface des astéroïdes de certaines classes précises (A, S, V...) est maintenant parfaitement comprise, et certaines méthodes d’analyse spectrale permettent une détermination des abondances à quelques pour-cent. Néanmoins, certaines classes échappent toujours à notre compréhension (par manque de signatures caractéristiques dans leur spectre), c’est malheureusement le cas des classes les plus peuplées (e.g. C, D) ; limitant par là même notre connaissance globale de cette population.

L’analyse d’une météorite en laboratoire nous permet de déterminer sa composition exacte. Alors, relier une classe d’astéroïde à un type de météorite permet de contraindre au mieux la répartition en minéraux au sein de la nébuleuse primordiale. Je présente dans la Fig. I.3 ces liens tels que nous les connaissons actuellement.

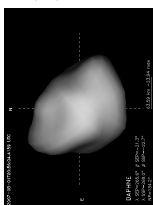
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



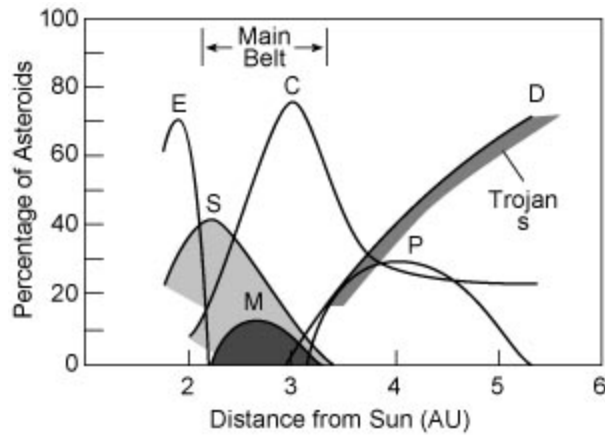


FIG. I.2: Répartition des classes taxonomiques (voir la section I.3.b) pour une description de la taxonomie des astéroïdes) dans le système solaire interne. On peut voir une suite de classes (E, S, C, D...) qui dominent tour à tour l'ensemble de la population suivant la distance au Soleil. Ceci traduit une lente progression de la composition majoritaire avec la distance héliocentrique (Crédit : Pr. K. Lang for NASA's Cosmos).

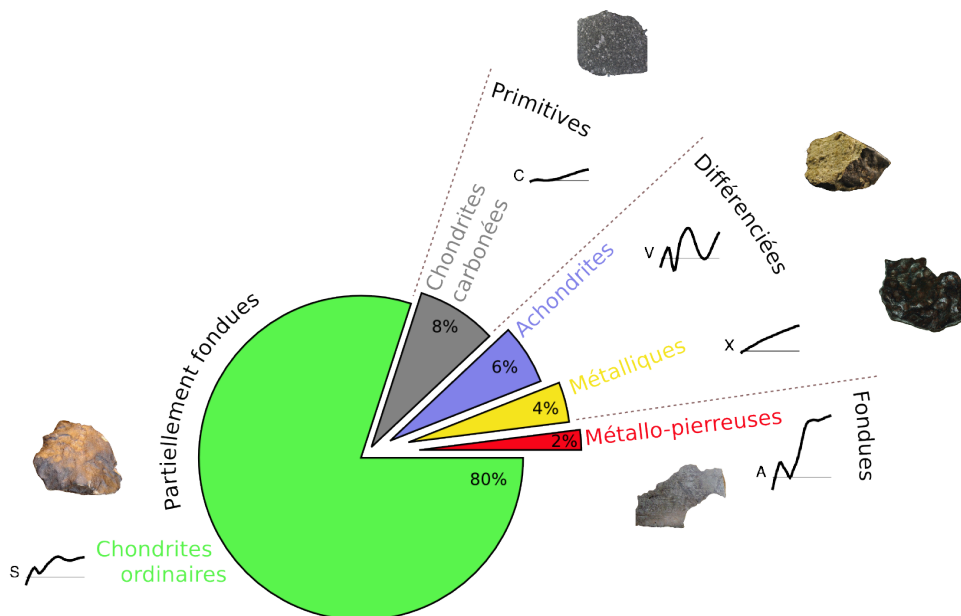
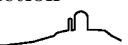


FIG. I.3: Schéma indiquant les liens entre les météorites et les différentes classes d'astéroïdes [suivant la taxonomie de DeMeo et al., 2009]. Le disque représente les proportions de chute de météorites (listées en pour-cent). Pour chaque type de météorites, je rapporte son nom (e.g. achondrites), la classe d'astéroïdes associée ainsi que le spectre visible et proche infrarouge (e.g. type V), la quantité de processus thermique subit par la météorite (de primitive à fondue puis différenciée). Finalement, je montre une image de chaque type de météorites.

### I.2.c Processus d'évolution dynamique

Le principal facteur d'évolution des petits corps est l'action de la gravité. Ainsi, les résonances avec les planètes jouent un rôle considérable sur l'évolution orbitale des petits corps, à l'origine de la population des NEAs par envoi continu d'astéroïdes de la ceinture principale vers le système solaire interne. La rencontre entre deux astéroïdes va également entraîner un léger changement d'orbite par interaction



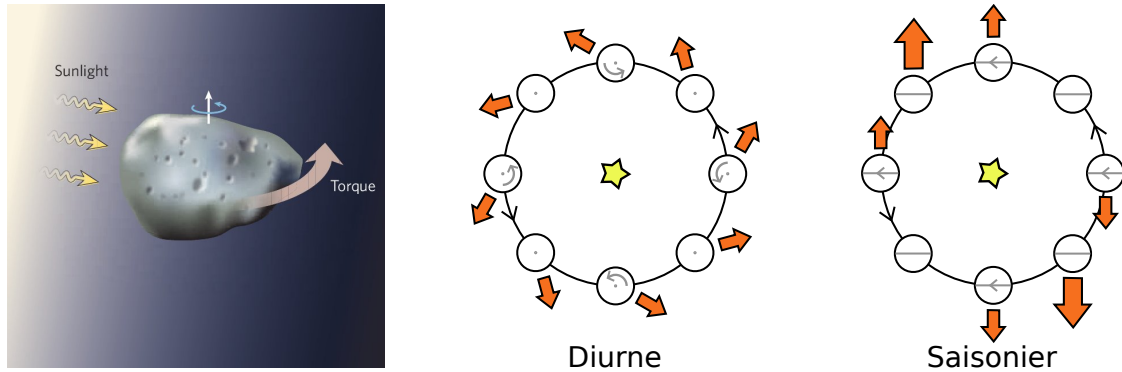


FIG. I.4: Schéma de principe des effets Yarkovsky et YORP. Les astéroïdes émettent la chaleur emmagasinée de leur côté illuminé après un laps de temps (dépendant des propriétés de la surface), donc dans une autre direction du fait de leur rotation. Cette émission différentielle est à l'origine d'un moment de force qui va petit à petit changer l'orbite du corps (effet Yarkovsky) et son spin, direction et période (effet YORP). Comme ces forces sont non gravitationnelles, elles sont d'autant plus efficaces que les corps sont petits (Crédit : Bottke [2007] pour l'image de gauche).

gravitationnelle.

Si la gravité influence l'orbite des petits corps, leur évolution physique (érosion) est due aux collisions. En effet, les images que nous ont rapportées les sondes spatiales montrent que les astéroïdes sont des corps criblés de cratères de toutes tailles [Chapman et al., 1999; Thomas, 1999]. Ces collisions sont à l'origine de la création des familles d'astéroïdes, par destruction complète du corps parent ou par éjection d'une partie seulement comme dans le cas de (4) Vesta [Asphaug, 1997]. La formation des astéroïdes binaires est également imputée aux collisions. Si une collision n'est pas assez violente pour détruire les deux astéroïdes, les fragments éjectés peuvent rester en orbite autour du corps fusionné et s'acréter en un ou plusieurs satellites [Bottke and Melosh, 1996; Brown et al., 2005, 2006].

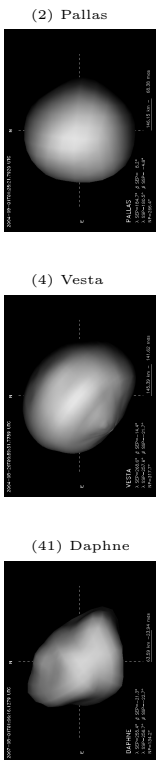
La gravité et les collisions sont les processus les plus évidents et les plus forts. Néanmoins, d'autres effets plus subtils dont on n'a réalisé l'importance que depuis peu, œuvrent au sein des petits corps, comme par exemple les effets Yarkovsky (découvert au début du siècle) et YORP (Yarkovsky-O'Keefe-Radzievskii-Paddack). Les photons de la radiation thermique des astéroïdes exercent une pression sur l'astéroïde (Fig. I.4) et changent ainsi leurs orbites (effet Yarkovsky). Ces mêmes photons emportent également une partie du moment cinétique des astéroïdes et modifient alors leurs propriétés de rotation (effet YORP). En raison de la faiblesse de ces effets, ceux-ci influencent surtout les corps de petite masse (donc petit diamètre) et leurs implications ne sont comprises que depuis peu :

- évolution orbitales des familles d'astéroïdes par Yarkovsky [Vokrouhlický et al., 2006].
- formation d'astéroïdes binaires par fission après accélération due à l'effet YORP [Walsh et al., 2008]
- forme aplatie de certains astéroïdes par mouvements du régolite induits par la forte période de rotation résultant de l'accélération YORP [Ostro et al., 2006]
- formation de paires d'astéroïdes [Vokrouhlický and Nesvorný, 2008] par dissociation de systèmes binaires, dont l'effet YORP est probablement le moteur.

## I.3 Étude des petits corps du système solaire

### I.3.a Propriétés physiques

On regroupe sous la dénomination "propriétés physiques" les paramètres suivant : la masse, la taille, la forme, le spin (période & orientation) et l'albédo. L'obtention de ces paramètres est fondamentale pour comprendre la population des petits corps. En effet, les petits corps se perturbent mutuellement par interactions gravitationnelles [Hilton, 2002] tout comme ils perturbent l'orbite des planètes internes [en





particulier Mars, [Fienga et al., 2008](#)]. La mesure de leur masse permet ainsi d'améliorer les éphémérides dont nous disposons, particulièrement critiques pour l'envoi de sondes spatiales, la prédiction d'occultations stellaires... Ensuite, la mesure de la taille et de la forme nous donne accès à la densité des corps (si la masse en a été déterminée). La densité va être le paramètre le plus contraignant pour la détermination de la composition d'un corps, et peut donner des indications sur la structure interne de ceux-ci [tel que les vides qui les composent: la porosité, [Britt et al., 2002](#)]. L'albédo est également une manière de contraindre la composition d'un corps. Finalement, la détermination du spin (le vecteur de rotation, à savoir son orientation et la période de rotation) est nécessaire à la détermination précise de la taille et de la forme. La mesure de ces quantités nous renseigne sur les collisions souffertes par l'astéroïde, ou encore sur l'action des effets non gravitationnels comme YORP.

Je vais maintenant décrire quelques techniques permettant de mesurer les propriétés physiques des astéroïdes. Le but n'est pas de fournir une liste exhaustive de toutes les techniques, mais plutôt de présenter les grandes lignes de celles que j'ai eu l'occasion d'utiliser :

**Courbes de lumières :** historiquement, les astéroïdes ont tout d'abord été observés et étudiés par photométrie et astrométrie. La mesure de leur position permet d'améliorer la précision sur leurs paramètres orbitaux, et les variations photométriques qu'ils présentent au cours du temps (les courbes de lumière) sont liées à leurs propriétés physiques.

L'information la plus aisément extraite des courbes de lumière est la période de rotation. En effet, celle-ci peut être directement lue de la périodicité des courbes de lumière à une époque donnée ou par analyse de Fourier sur un ensemble d'observations dispersées [e.g. [Durech et al., 2005](#)]. C'est de cette manière que la plupart des périodes de rotation des petits corps ont été mesurées [plus de 3000 à ce jour, voir [Harris et al., 2008](#); [Warner et al., 2009](#)].

Les coordonnées du pôle peuvent également être déterminées [[Magnusson et al., 1989](#)]. En comparant les courbes de lumière provenant de plusieurs oppositions, une ou deux solutions sont calculées [[Kaasalainen et al., 2001](#)], associées avec un modèle de forme : suivant la géométrie du système et des observations, deux solutions peuvent être déterminées, également probables et ajustant de manière équivalente les observations, sans qu'il soit possible de discriminer la solution réelle de la solution fictive. On peut trouver une synthèse de toutes les solutions sur le site de l'observatoire de Poznan<sup>1</sup>, régulièrement mise à jour [[Kryszczyńska et al., 2007](#)].

A partir de 2001, diverses études ont démontré qu'il était possible de déterminer la forme d'astéroïdes en modélisant leurs courbes de lumière par un modèle de forme convexe [[Kaasalainen and Torppa, 2001](#); [Kaasalainen et al., 2002a](#)]. Cette méthode produit une solution unique pour le pôle de rotation et la forme si des courbes de lumière couvrant plusieurs géométries (positions relatives Soleil-Objet-Terre) sont fournies. L'observation des astéroïdes les plus gros pouvant être aisément réalisée avec de petit télescopes (inférieurs au mètre), de nombreux astronomes amateurs ont contribué à l'obtention de courbes de lumière. Cette approche a remporté un franc succès et un peu plus de 100 astéroïdes [voir [Kaasalainen et al., 2002c](#); [Slivan et al., 2003](#); [Torppa et al., 2003](#); [Durech et al., 2007](#)] ont ainsi été étudiés. Leurs modèles et solution de pôle sont disponibles en ligne sur le site DAMIT<sup>2</sup>.

Si la comparaison des modèles obtenus avec les observations provenant d'analyse *in-situ* a validé l'approche présentée ci-dessus [e.g. (951) Gaspra par la sonde *Galileo*, voir la Fig. I.5 adaptée de [Kaasalainen et al., 2002a](#)], plusieurs points restent épineux :

- ▷ Comment la forme convexe déterminée se compare-t-elle à la forme réelle de l'astéroïde, a priori non convexe ?
- ▷ Comment la présence de marques d'albédo influence-t-elle la détermination de la forme ? Celle-ci est en effet dérivée en considérant l'albédo uniforme à la surface des corps.

---

<sup>1</sup><http://vesta.astro.amu.edu.pl/Science/Asteroids/>

<sup>2</sup><http://astro.troja.mff.cuni.cz/projects/asteroids3D/web.php>

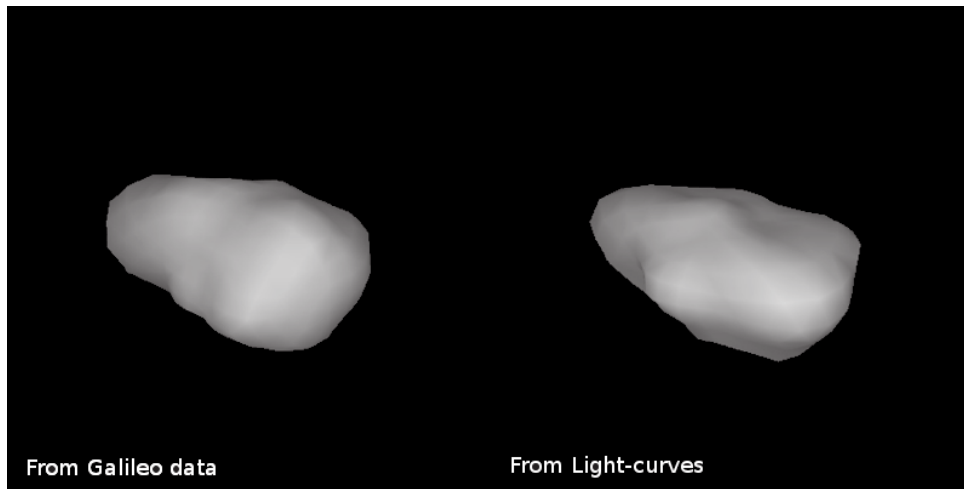
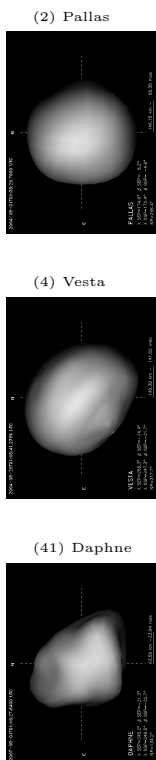


FIG. I.5: Comparaison du modèle de forme de (951) Gaspra obtenu à partir des images fournies par la sonde *Galileo* (à gauche) et par inversion de courbes de lumière (à droite). Bien que présentant des différences locales, les deux modèles sont similaires, en particulier les dimensions relatives des trois axes (Crédit : [Kaasalainen et al. \[2002a\]](#)).

- ▷ La forme déterminée ne fournit aucune mesure absolue du volume de l'astéroïde, mais juste une détermination relative des axes.

Il est également possible d'utiliser les courbes de lumière afin de statuer sur la nature binaire des astéroïdes. En effet, si l'astéroïde observé est en réalité un système binaire, les courbes de lumière observées vont être la superposition de trois composantes : les deux courbes de lumière propres à la rotation de chaque composante et celle du système complet (avec possibles éclipses, voir Fig. I.6). [Weidenschilling \[1980\]](#) avait déjà évoqué cette possibilité afin d'expliquer les courbes de lumière du Troyen (624) Hektor dont la nature binaire a ensuite été confirmée par imagerie [[Marchis et al., 2006b](#)]. Actuellement, plusieurs programmes observent de nombreux astéroïdes de manière routinière (avec la contribution d'amateurs) afin de recenser les systèmes binaires [e.g. [Pravec et al., 2006](#)]. Cette approche est valide pour les systèmes binaires où la séparation des composantes est grande devant le diamètre de chacune sans toutefois être trop importante, auquel cas aucune signature de binarité ne peut être détectée dans les courbes de lumière. Dans le cas des binaires à contact ou très serrés, un modèle de forme non convexe peut parfois modéliser les courbes de lumière. La présence de grandes facettes planes peut alors indiquer la présence de concavité ou suggérer la nature binaire de l'astéroïde [[Kaasalainen et al., 2002b](#); [Durech and Kaasalainen, 2003](#)].

Les courbes de lumière fournissent finalement un moyen direct de détecter l'effet YORP. En effet, le changement de période induit par YORP est d'une amplitude si faible qu'il est nécessaire de comparer des observations couvrant une période très grande pour le détecter. Seule l'intégration de l'effet YORP sur des milliers de rotations peut ainsi révéler sa présence. Les courbes de lumière ayant été le moyen d'étude historique des astéroïdes, nous avons à notre disposition des mesures couvrant plusieurs dizaines d'années. Ceci a permis la détection de l'effet YORP sur trois NEAs : (54509) 2000 PH5 [[Lowry et al., 2007](#)], (1862) Apollo [[Kaasalainen et al., 2007](#)] et (1620) Geographos [[Durech et al., 2008a](#)]. Dans le cas de (54509) 2000 PH5, la période de rotation est assez courte ( $\sim 12$  min) pour que l'effet YORP puisse être détecté par d'autres moyens, et des observations radar entre 2001 et 2005 ont confirmé l'action de YORP [[Taylor et al., 2007](#)]. A part quelques cas similaires à (54509) 2000 PH5 ; les courbes de lumière sont les seules observations pouvant contraindre l'effet YORP actuellement. Ainsi, la mesure de celui-ci sur le NEA (25143) Itokawa [[Kitazato et al., 2007](#); [Durech et al., 2008b](#)] n'est pas en accord avec la valeur attendue [[Vokrouhlický et al., 2004](#)], imposant une réécriture de YORP ou une distribution hétérogène de la densité de l'astéroïde [[Scheeres and Gaskell, 2008](#)].



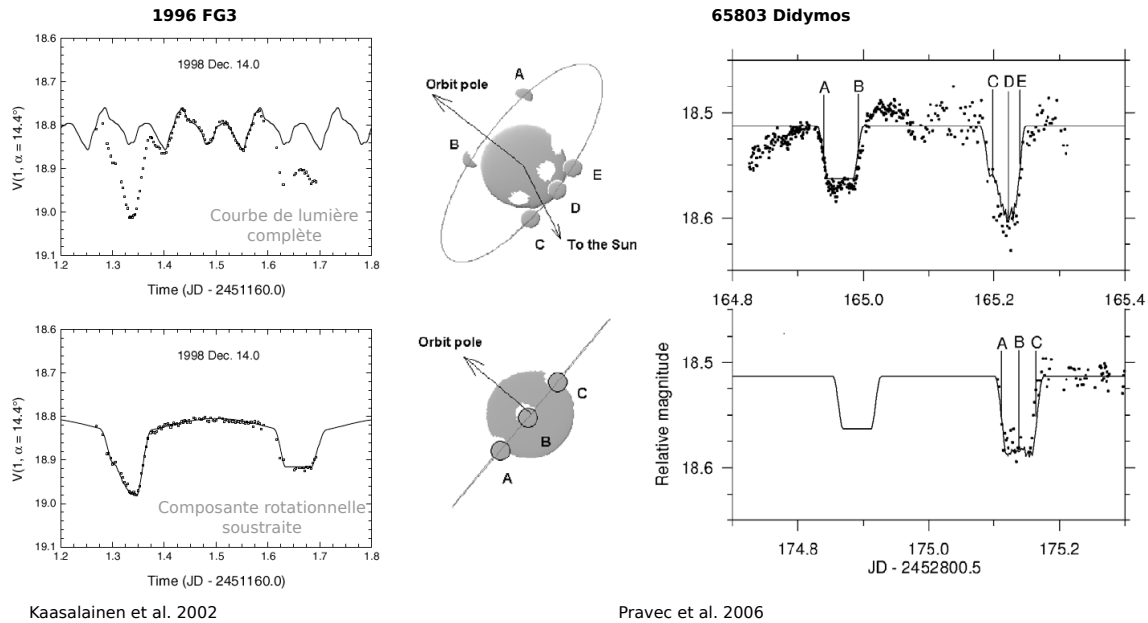
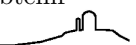


FIG. I.6: Exemple de détection de la nature binaire de deux astéroïdes par analyse de courbes de lumière. A gauche, on remarque la superposition des contributions de la révolution (en bas, seule) et de la rotation (en haut, courbe de lumière telle qu'observée) des astéroïdes du système. La partie de droite présente les configurations orbitales (éclipses) du système double à l'origine des fortes chutes d'intensité présentes dans les courbes de lumière (Crédit : Kaasalainen et al. [2002a] et Pravec et al. [2006]).

A l'heure actuelle, l'étude des courbes de lumière s'oriente vers une distribution plus éparse des données. En effet, les grands projets d'étude de la sphère céleste dans son ensemble comme Gaia [Mignard et al., 2007] et Pan-STARRS (Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System) [Jedicke et al., 2007] vont fournir de nombreuses mesures du flux des astéroïdes. Néanmoins, ces mesures ne seront pas condensées comme c'est le cas pour les courbes de lumière actuelles, mais être dispersées sur une grande période temporelle. Āurech et al. [2005] ont montré qu'il sera possible de déterminer période de rotation, coordonnées du pôle et forme grossière (ellipsoïde tri-axial) à partir de ces observations d'une manière similaire à l'inversion actuelle des courbes de lumière. Les simulations laissent espérer la détermination des propriétés physiques d'environ  $10^5$  astéroïdes (jusqu'à une taille de quelques kilomètres) après 10 ans de collecte de données.

**Occultations stellaires :** avant l'avènement du Hubble Space Telescope (HST) et des télescopes équipés d'optique adaptative, les occultations étaient la seule manière de résoudre spatialement le disque d'un astéroïde. Le principe en est relativement simple : on peut prédire quand un astéroïde va passer devant une étoile suffisamment brillante pour être observée avec de petits télescopes (Fig. I.7, à gauche). Lors du passage de l'astéroïde devant l'étoile, celle-ci va disparaître pendant quelques secondes, suivant la taille de l'astéroïde. La durée de l'événement peut être reliée à une longueur parallèle au mouvement de l'astéroïde, en considérant sa vitesse au moment de l'occultation. On appelle cette longueur une *corde*. Ainsi, si plusieurs personnes situées à différents endroits sur Terre (dispersés perpendiculairement à la trace de l'occultation) observent le phénomène, on peut avoir une mesure de la taille et de la forme de l'astéroïde au moment de l'occultation (Fig. I.7, à droite). Les occultations fournissent au passage un moyen direct de sonder l'espace environnant d'un astéroïde : l'observation d'occultations dites secondaires révèle la présence d'un satellite (comme dans le cas de Kalliope et Linus, voir Fig. I.7). Néanmoins, ces phénomènes n'étant que peu courant, la confirmation de la présence du satellite peut se révéler problématique, et l'étude de son orbite impossible.

Toutefois, pour qu'une occultation puisse être exploitable, c'est à dire pour qu'elle contraigne la taille de l'astéroïde, il faut que plusieurs cordes suffisamment espacées aient été observées. Or, obtenir





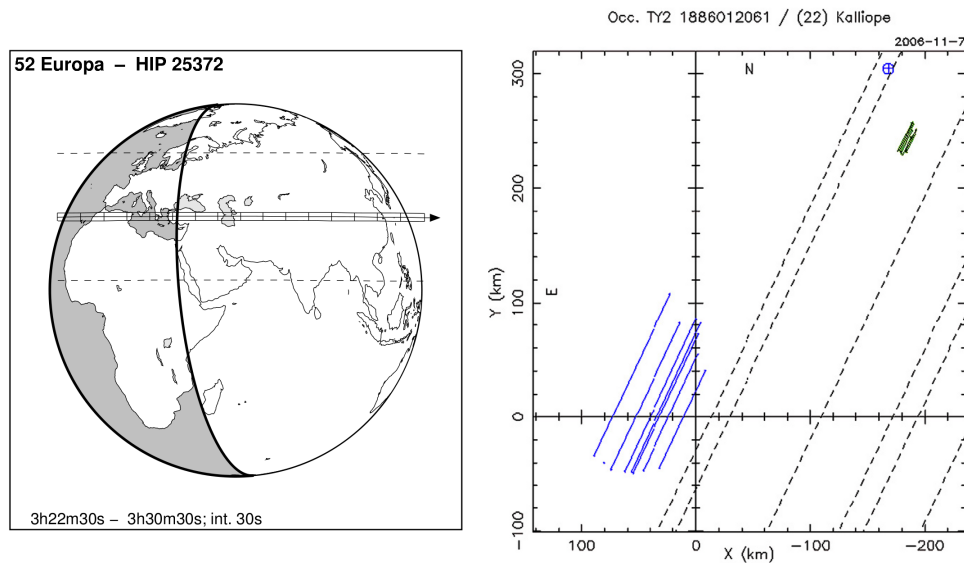


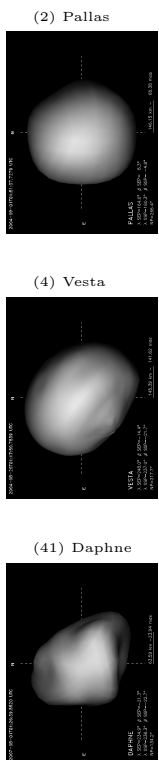
FIG. I.7: A gauche : Exemple de prédiction d'occultation d'une étoile par l'astéroïde (52) Europa visible depuis l'Europe. L'étoile a une magnitude visuelle d'environ 8.5 et la chute attendue du flux s'élève à 3.5 mag. pendant 10 secondes. Cet évènement pourrait être suivi par de nombreux amateurs disposant de petits télescopes et chronométrant le phénomène à partir d'observations visuelles ou à l'aide d'une caméra CCD (Crédit : E. Goffin pour l'IOTA). A droite : Cordes observées lors d'une occultation stellaire par (22) Kalliope (en bleu). Les cordes vertes représentent l'occultation de la même étoile par Linus, le satellite de (22) Kalliope. Les cordes en pointillés sont les cordes dites négatives, pour lesquelles aucune chute de flux n'a été reportée. (Crédit : Descamps et al. [2008]).

plusieurs cordes signifie avoir plusieurs observateurs couvrant l'évènement. Comme chaque occultation va être observable depuis un endroit différent sur Terre, il faut soit des télescopes mobiles (donc petits), soit un réseau étendu d'observateurs (donc des amateurs avec de petits télescopes). L'utilisation de petits télescopes limite fortement le nombre d'étoiles pour lesquelles une occultation peut être observée, donc le nombre total d'occultations pour un astéroïde donné.

Supposons maintenant qu'une occultation ait été observée par de nombreuses personnes (les amateurs fournissent l'énorme majorité des observations d'occultation). Plusieurs cordes sont alors disponibles, ainsi que des rapports de non occultation (Fig. I.7, traits pointillés). La qualité de la mesure de la taille de l'astéroïde va alors dépendre de deux facteurs :

- de l'incertitude sur l'instant de disparition et de réapparition de l'étoile (la durée de l'évènement).
- de la précision sur le temps absolu de l'occultation (l'heure de l'évènement).

Le premier point contraint la taille de la corde et le second sa position sur le ciel. L'effet de l'incertitude sur la durée est le plus simple à comprendre : plus l'astéroïde est grand et plus l'occultation dure longtemps. Ainsi, une erreur de timing de 1 seconde sur une occultation durant théoriquement 10 secondes introduit une erreur de 10% sur la taille de l'astéroïde pour la corde considérée. Actuellement, un nombre croissant d'astronomes amateurs possède des caméras CCD qui permettent une détermination précise de la durée de l'évènement. Néanmoins, les occultations passées (et encore de nombreuses cordes observées de nos jours) ont été chronométrées en regardant l'étoile disparaître et réapparaître à l'oeil nu. Quand on sait que le temps moyen de réaction d'un humain est d'environ une seconde, on peut s'interroger sur la précision atteignable. Le second point concerne notre capacité à mesurer la forme de l'astéroïde. Si l'heure précise de l'évènement est rapportée correctement par tous les observateurs, alors le contour extrait des cordes correspond à la forme projetée de l'astéroïde dans le plan du ciel. Toutefois, cette information n'est pas toujours déterminée de manière aussi précise que désiré. Si l'utilisation du GPS devient courante de nos jours, elle n'est pas encore universelle, et cette technologie n'était pas disponible par le passé. Le résultat



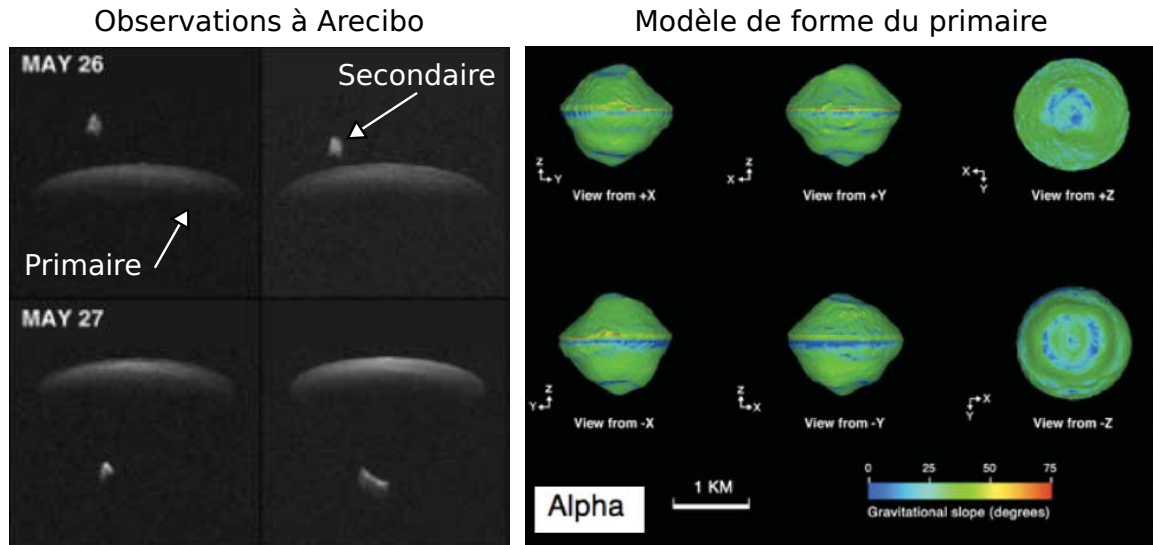


FIG. 1.8: À gauche : exemples d'images délai-Doppler du NEA binaire 1999 KW4. Ces images se lisent comme suit : le délai (donc la distance) augmente du haut vers le bas : les points les plus proches sont les plus hauts. la fréquence (vitesse) augmente de gauche à droite ; le système tourne alors dans le sens direct, puisque les parties qui s'approchent de nous sont à droite et celles qui s'éloignent à gauche. À droite : modèle de forme du corps primaire de 1999 KW4. Les images radar permettent de détecter les concavités. On remarque ici une bosse équatoriale, probablement due à des mouvements du régolite des pôles vers l'équateur (Crédit : figure adaptée de [Ostro et al. \[2006\]](#)).

de ces incertitudes est qu'il est courant de ne pas interpréter la forme observée (probablement entachée d'erreurs) mais plutôt d'ajuster une ellipse sur l'ensemble des cordes [on assimile de fait l'astéroïde à un ellipsoïde tri-axial, voir [Millis and Dunham, 1989](#)]. Ceci fournit une mesure de la taille projetée ainsi que de l'orientation de l'astéroïde au moment de l'occultation. Afin de déterminer les coordonnées du pôle et la dimension des trois axes de l'astéroïde, il est ensuite nécessaire de disposer d'au moins trois occultations [[Drummond and Cocke, 1989](#)].

En prenant en compte la difficulté d'obtenir plusieurs occultations convenablement observées pour un astéroïde, les occultations stellaires ne constituent pas un moyen efficace de déterminer les propriétés physiques des astéroïdes (*a fortiori* alors que la forme y est réduite à un ellipsoïde). Néanmoins, elles se révèlent précieuses une fois combinées avec d'autres techniques. Par exemple, les occultations peuvent être utilisées pour attribuer une échelle aux modèles de forme obtenus par inversion de courbes de lumière (au part ailleurs sans dimension absolue, voir ci-dessus). Elles peuvent également être combinées avec des images (obtenues par OA par exemple) pour apporter une contrainte supplémentaire sur la taille.

**Radar :** l'observation radar d'un astéroïde consiste à projeter un signal radiométrique vers l'astéroïde, puis à mesurer la distribution en fréquence de l'écho renvoyé [[Ostro et al., 2002](#)].

Les premiers observables d'une telle opération sont le délai (temps) entre l'émission et la réception du signal radio et la fréquence Doppler (vitesse) du signal reçu (le long de la ligne de visée). L'observation radar fournit donc une mesure de la distance ainsi que de la vitesse de l'astéroïde à un instant donné. La précision sur le délai atteignant la dizaine de microsecondes, et celle de la fréquence Doppler le centième de Hertz, leur mesure contraint très fortement l'orbite de l'objet. Cette astrométrie radar est particulièrement importante pour l'observation des NEAs : ceux-ci ne peuvent être en effet observés que durant une courte période. Une erreur trop importante sur leur orbite peut alors entraîner leur non observation après découverte. [Ostro et al. \[2002\]](#) ont montré que la qualité des éphémérides des NEAs incluant les observations radar est plusieurs dizaines (voire centaines) de fois supérieure à celle n'incluant que les mesures optiques (astrométrie seule).





Ensuite, la forme, la taille et les propriétés de rotation des astéroïdes peuvent également être déterminées en étudiant les images délai-Doppler (temps-fréquence) de l'objet. Je présente de telles images dans la Fig. I.8 (à gauche), obtenues au radio télescope d'Arecibo. On remarque ici une dégénérescence des images délai-Doppler : tous les points de l'astéroïde situés à égale distance de la Terre et possédant la même vitesse vont être représentés au même point.

La méthode pour déterminer la forme va alors être une inversion d'une suite d'images délai-Doppler permettant de lever cette dégénérescence. Le résultat d'une telle inversion est présenté en Fig.I.8 (à droite), dans le cas du NEA double 1999 KW4. Ici, et contrairement à l'inversion de courbes de lumière optiques, les images radar sont sensibles aux concavités, et les modèles de forme ne sont pas limités aux enveloppes convexes. Ces modèles permettent une étude détaillée de la stabilité des orbites pour les astéroïdes binaires [Scheeres et al., 2006], utile pour la compréhension des mécanismes de formation et d'évolution des systèmes binaires dans le système solaire interne [Walsh et al., 2008] et pour la planification de missions spatiales.

**Imagerie à haute résolution angulaire :** avec l'apparition de l'optique adaptative et du HST dans les années 1990, les premières images du disque apparent d'astéroïdes ont pu être réalisées [Saint-Pé et al., 1993a,b]. La construction de grands télescopes au sol comme le W. M. Keck et le VLT a ensuite rendu possible l'observation d'un grand nombre d'astéroïdes [environ 200 astéroïdes peuvent être observés ainsi selon Marchis et al., 2006a]. Ces observations sont extrêmement importantes car elles fournissent un moyen direct et efficace de mesurer la taille, la forme et les coordonnées du pôle d'un corps céleste (Fig. I.9). Je détaille la manière d'obtenir ces informations dans le chapitre III.

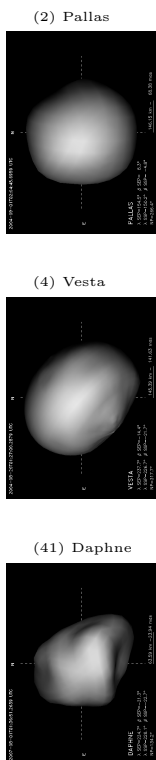
A l'origine, seuls (1) Cérès et (4) Vesta ont été étudiés en raison de leur grands diamètres angulaires respectifs (autour de  $0.5''$ ), débouchant sur les premières déterminations fiables de leurs tailles [e.g. Drummond et al., 1998; Zellner et al., 1997; Thomas et al., 1997b]. L'utilisation de techniques de reconstruction d'images (tels que la déconvolution, voir chapitre III.1) a ensuite permis d'améliorer la résolution angulaire maximale atteignable; et l'étude de corps plus petits [e.g. Storrs et al., 1999; Marchis et al., 2006a] a pu être réalisée. Ces techniques sont d'un intérêt crucial pour d'une part étudier les astéroïdes plus petits et d'autre part décrire leur forme de manière aussi détaillée que possible. Par exemple, la forme bilobée de (216) Kleopatra fut rapportée à partir d'observations radar [Ostro et al., 2000] et optiques assistées par OA [Hestroffer et al., 2002], sans pouvoir être observée avec le HST [Storrs et al., 2005].

Les images révèlent également la surface des corps observés. Il est ainsi possible de construire des cartes d'albédo de leur surface [Binzel et al., 1997; Li et al., 2006a]. L'étude de ces cartes (combinées avec la topographie, la composition...) peut apporter des informations primordiales sur les corps. Par exemple, l'étude de cartes de couleurs combinées avec la topographie de (4) Vesta a permis à Thomas et al. [1997a] de conclure que la dépression située au pôle sud de l'astéroïde était le vestige d'un cratère d'impact géant, dont les bords montrent une coupe des différentes couches internes de (4) Vesta.

L'imagerie fournit également un moyen fiable de détecter et d'étudier la multiplicité des astéroïdes (Fig. I.9). Avec les instruments et les techniques d'analyse actuels, on peut en effet détecter des compagnons dont la brillance est jusqu'à 8-9 magnitudes plus faible (soit un satellite de seulement quelques kilomètres orbitant un astéroïde de la ceinture principale d'un diamètre de  $\sim 150$ -200 km). La précision astrométrique atteignable (de l'ordre de la dizaine de milli-secondes de degré (mas)) permet une étude détaillée de l'orbite mutuelle d'un système double, fournissant ainsi la masse totale du système.

Le premier astéroïde binaire ainsi détecté depuis la Terre fut (45) Eugenia à partir du CFHT [Merline et al., 1999]. Depuis, environ une trentaine de systèmes binaires ont été imagés, y compris des systèmes triples [e.g. Marchis et al., 2005a], des TNOs [e.g. Brown et al., 2005, 2006] et un NEA [Merline et al., 2008]. Ces systèmes ont ensuite été régulièrement observés et leurs orbites contraintes [e.g. Marchis et al., 2008a,b]. L'étude des systèmes multiples est de la plus grande importance puisqu'elle permet la détermination de la densité des astéroïdes. Le volume est déterminé à partir des images résolvant spatialement le disque apparent de l'objet principal, et la masse grâce à l'orbite du satellite [Marchis et al., 2005b].

Il est également possible de déterminer la masse des astéroïdes les plus gros en étudiant leur perturbation gravitationnelle sur des astéroïdes plus petits [Hilton, 2002]. Néanmoins, ces mesures ne peuvent être



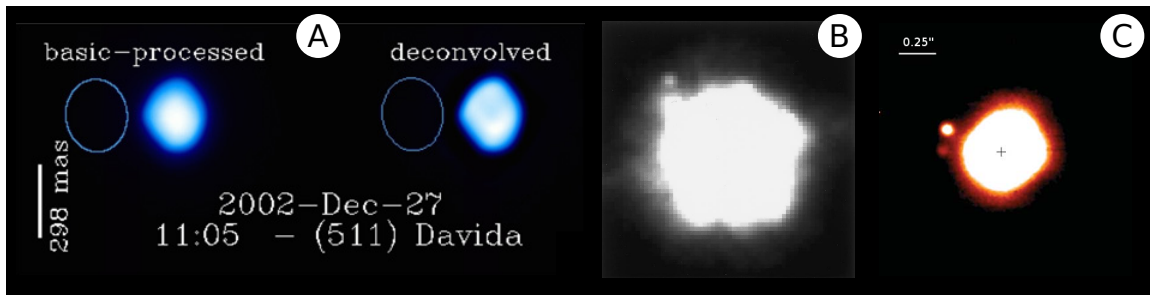


FIG. 1.9: Quelques exemples d'images d'astéroïde. En A, une image obtenue au W. M. Keck réduite et déconvoluée de (511) Davida, montrant sa forme irrégulière. En B, l'astéroïde (45) Eugenia et son satellite, Petit-Prince lors de sa découverte au CFHT. En C, le premier système triple découvert : (87) Sylvia au VLT. (Crédit : [Marchis et al. \[2006a, A\]](#), [Merline et al. \[1999, B\]](#) et [Marchis et al. \[2005a, C\]](#)).

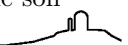
réalisées sur petits astéroïdes (dont la gravité est trop faible) et les systèmes binaires fournissent ainsi la plupart des détermination de masse et densité.

**Mesures *in-situ* :** on dénomme par observations *in-situ* les mesures réalisées par une sonde en orbite autour d'un corps ou lors d'un survol (*fly-by*). La première rencontre de ce type eut lieu en Octobre 1991 entre la sonde *Galileo* en route vers Jupiter et l'astéroïde (951) Gaspra [[Helfenstein et al., 1994](#)]. Un peu plus tard, en Août 1993, *Galileo* survola un autre astéroïde, (243) Ida, détectant ainsi le premier satellite connu à un astéroïde, Dactyl [[Belton and Carlson, 1994](#)].

Les images à très haute résolution spatiale fournies par ces survols ont complètement changé la compréhension des astéroïdes [e.g. [Sullivan et al., 2002](#)]. Ainsi, la forme des cratères observés par *Galileo* durant les survols des deux astéroïdes de type S (951) Gaspra et (243) Ida est radicalement différente de celle des cratères vus par *NEAR Shoemaker* lors du survol de (253) Mathilde en Juin 1997 [[Veverka et al., 1997](#); [Chapman et al., 1999](#); [Cheng and Barnouin-Jha, 1999](#)]. L'origine de cette différence est attribuée à un mécanisme de formation différent des cratères : par éjection dans le cas des types S (Gaspra) et par compaction dans le cas des types C (Mathilde) [[Housen et al., 1999](#)]. L'idée sous-jacente est que la structure interne des astéroïdes est distincte suivant leur type, les types C présentant une porosité bien plus importante [voir également [Britt et al., 2002](#)].

Une seconde étape fut franchie avec le lancement de sondes dédiées à l'étude des astéroïdes. Il ne s'agissait plus de ne réaliser qu'un simple survol, mais de mettre la sonde en orbite afin d'étudier intégralement l'astéroïde. Il s'agit des sondes *NEAR Shoemaker* et *Hayabusa* qui ont orbité les NEAs (433) Eros [[Cheng, 2002](#)] et (25143) Itokawa [[Fujiwara et al., 2006](#)] pendant un an et trois mois respectivement. Ces missions ont mis en évidence d'importantes différences structurelles entre les deux astéroïdes, pouvant être extrapolées à l'ensemble des astéroïdes. Le petit (25143) Itokawa est un *rubble-pile*, c'est à dire un agglomérat de matière tenu par la gravité, mais sans cohésion ; au contraire de (433) Eros. L'existence de *rubble-pile* avait été supposée mais seule une mission spatiale pouvait en apporter la preuve. La surface de (433) Eros est recouverte de régolite, comme la Lune, et les survols effectués par *Galileo* le laissait attendre. En revanche, celle de (25143) Itokawa est recouverte de gros blocs, et le régolite se concentre dans les endroits à plus forte gravité. [voir [Miyamoto et al., 2007](#), pour une étude des mécanismes de transport de régolite]. Cette différence de structure en surface semble être générale et dépendante de la taille et du type d'astéroïde [voir [Benner et al., 2008](#)].

Si la plupart des mesures réalisées *in-situ* sont les mêmes que celles décrites ci-dessus (courbes de lumières durant l'approche, images lors du passage au plus près), leur résolution est sans comparaison avec celle atteignable depuis la Terre [e.g. [Demura et al., 2006](#)]. La proximité de l'objet d'étude permet également d'autres mesures, irréalisables depuis la Terre. Par exemple l'altimétrie par mesure laser ou radar, spectrométrie X et  $\gamma$  [permettant une détermination de la composition [Cheng, 2002](#)], ou encore mesures de la magnétosphère (parmi d'autres). Les missions spatiales fournissent également une information fondamentale : la masse. En effet, à partir de la déflexion enregistrée lors du survol ou des propriétés orbitales de la sonde, on peut déduire la masse de l'astéroïde (et sa densité à partir de la mesure de son





volume). Les densités de (433) Eros et (253) Mathilde font ainsi référence pour la densité des classes S et C.

Les mesures *in-situ* fournissant une information de premier ordre, il est maintenant courant de prévoir un survol d'astéroïde dans le cadre d'une mission planétaire comme *e.g.* (2867) Steins et (21) Lutetia par la sonde *Rosetta*. La prochaine mission dédiée à l'étude des astéroïdes est la sonde *Dawn* qui orbitera (4) Vesta en 2011 puis (1) Cérès en 2015 [Russell et al., 2004]. Pour la première fois, des astéroïdes de taille conséquente seront étudiés ; le plus gros astéroïde survolé jusqu'à présent étant (253) Mathilde avec un rayon moyen de 26 km. Il est attendu beaucoup de cette étude de *proto-planètes* quant à notre compréhension de la formation des astéroïdes et planètes terrestres et de l'histoire primordiale du système solaire [Cellino et al., 2006]. Enfin, la prochaine étape dans la compréhension des astéroïdes et leur lien avec les météorites est l'obtention d'un échantillon et son retour sur Terre pour analyse. À ce sujet, on peut mentionner la tentative de l'agence spatiale Japonaise qui a envoyé avec succès la sonde Hayabusa autour du petit NEA (25143) Itokawa [Fujiwara et al., 2006]. Le but de la mission était d'étudier sur place les propriétés de ce petit astéroïde, puis de rapporter un échantillon de sa surface sur Terre. Si la première partie de la mission a été un succès complet, et les résultats obtenus sont les seuls à notre disposition sur un *rubble-pile* [*e.g.* Miyamoto et al., 2007], le retour d'échantillon semble compromis. En effet, seule une des trois roues à réaction de la sonde (contrôlant son orientation) est encore en fonctionnement, rendant le retour sur Terre de la sonde difficile.

### I.3.b Composition de surface

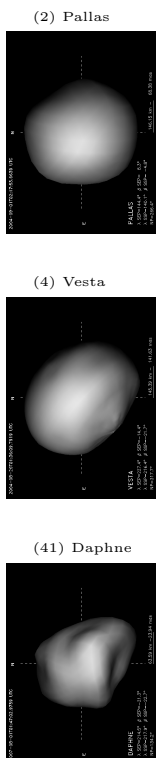
Les premières études minéralogiques des astéroïdes se sont appuyées sur leurs couleurs (spectroscopie à très basse résolution spectrale), puis les premiers spectres dans le visible ont été obtenus dans les années 1970, permettant l'identification de pyroxènes à la surface de (4) Vesta stimulant ainsi les études de composition [McCord et al., 1970]. L'ouverture au proche infrarouge suivi au début des années 1980, avec la découverte d'une bande autour de  $3 \mu\text{m}$  dans le spectre de (1) Cérès, associée à de la glace d'eau [Feierberg et al., 1980].

Les différentes mesures spectroscopiques ont rapidement montré une grande diversité de spectres dans le visible. Une classification fut alors créée (appelée taxonomie) permettant d'identifier les types d'astéroïdes présents. La première taxonomie fut basée sur les couleurs visibles des astéroïdes [Tholen and Barucci, 1989]. Ces couleurs s'obtenaient "facilement" par photométrie avec les télescopes des années 1980. Avec la disponibilité d'un nombre de plus en plus important de spectres visibles, Bus and Binzel [2002a] créèrent une nouvelle taxonomie, comprenant plus de classes pour mieux rendre compte des subtiles absorptions présentes dans les spectres, non détectées par photométrie.

Ainsi, la taxonomie des astéroïdes a peu à peu évolué et elle se base maintenant sur les spectres dans le visible et le proche infrarouge [DeMeo et al., 2009]. Cette dernière taxonomie en date est donc la plus complète, puisqu'elle se base sur un plus grand intervalle spectral. Je présente dans la Fig. I.10 les 24 classes qu'elle contient. Dans ce manuscrit, j'utiliserai donc toujours cette taxonomie pour référencer les différents astéroïdes que j'ai étudiés.

Si les taxonomies sont d'un intérêt pratique évident pour classer les astéroïdes, il ne faut pas oublier qu'elles ne sont basées que sur la présence ou l'absence de signature(s) spectrale(s) dans le spectre visible et proche infrarouge. Ainsi, d'autres paramètres pourtant cruciaux comme la densité, l'albédo visible et radar *etc* n'interviennent pas dans ce classement. D'autre part, les frontières entre les différentes classes peuvent sembler arbitraires et l'action du *space weathering* (voir ci-dessous) reste difficile à inclure (bien qu'a priori présente sur tous les astéroïdes). Ainsi, à défaut de comprendre la composition des astéroïdes dans l'ensemble des cas, leur taxonomie fournit un moyen aisé de les classer. La taxonomie "finale" devrait inclure le plus grand domaine spectral contenant des informations sur la composition possible, ainsi que la densité, l'albédo...

Outre la taxonomie qui permet la réalisation d'un bestiaire, les spectres sont notre principale source d'information sur la composition de la surface des astéroïdes. Ici, deux moyens d'investigation sont possibles : 1) simple comparaison des spectres des astéroïdes avec ceux de météorites obtenus en laboratoire ou 2) utilisation de modèles produisant des spectres synthétiques à partir de spectres de composés, eux



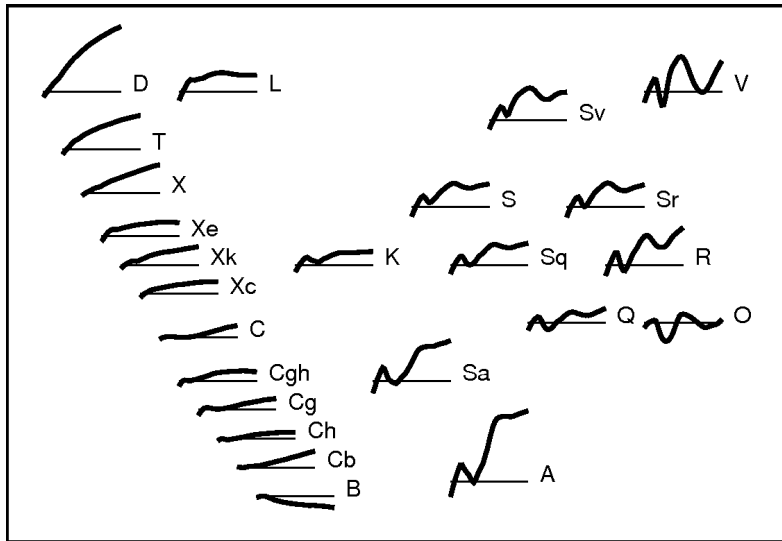


FIG. I.10: Les spectres typiques de chaque classe de la taxonomie Bus-Demeo sur l'intervalle  $0.4-2.4 \mu\text{m}$ . Les lignes horizontales représentent une réflectance constante de 1 (normalisation à l'unité à  $0.55 \mu\text{m}$  effectuée pour chaque spectre). Les classes V, Sv, Sr, S, Sq, Q, R, Sa, A, O et K (partie de droite) forment le complexe S; et les classes B, Cv, Ch, Cg, Cgh et C le complexe C. (Crédit : DeMeo et al. [2009]).

aussi obtenus en laboratoire [e.g. Hapke, 1993; Shkuratov et al., 1999].

Ainsi, ce sont les comparaisons des spectres visibles d'astéroïdes avec les météorites qui ont conduit à l'établissement des liens complexe C - météorites chondrites carbonnées (CCs) et complexe S - météorites chondrites ordinaires (OCs) (voir Fig. I.10 pour la description de ces complexes), soutenus par la similarité de leur albédo dans le visible. Ensuite, la détermination de la composition passe obligatoirement par l'utilisation des modèles de réflectance qui permettent d'obtenir l'abondance relative des principaux constituants avec une faible incertitude [précision d'environ 3% dans le cas des astéroïdes de type S, voir Binzel et al., 2009, par exemple].

Ainsi, la composition des astéroïdes appartenant au complexe S est maintenant comprise : ceux-ci sont formés d'un mélange de pyroxènes (roches issues de différenciation) et d'olivines (un des minéraux les plus courant sur Terre). En revanche, la composition des astéroïdes appartenant aux classes formant le complexe C reste énigmatique (tout comme celle des types X, T, L et D).

Ceci est du à l'existence d'un phénomène d'altération des surfaces. En effet, la surface des astéroïdes est soumise à l'incessant bombardement des micro météorites, des rayons cosmiques et des ions du vent solaire. Les propriétés de leur surface vont ainsi être altérées, modifiant alors leur spectre [voir les revues Chapman, 1996, 2004]. On appelle l'ensemble de ces altérations le *space weathering*. C'est grâce à des expériences en laboratoire simulant l'effet du vent solaire sur des échantillons de météorites et de minéraux [e.g. Strazzulla et al., 2005; Marchi et al., 2005a; Brunetto et al., 2006] que le lien astéroïdes-météorites a pu être en partie résolu [Vernazza et al., 2008, 2009] pour le complexe S.

La nature du *space weathering* et ses effets ont mis plusieurs décennies à être compris, dans le cas du complexe S. Il reste beaucoup de travail de laboratoire à être effectué sur les autres types de météorites (que les OC) afin de mieux comprendre les liens entre celles-ci et les autres classes taxonomiques et comprendre la composition des astéroïdes. Ainsi, l'étude du complexe C reste inachevée, principalement en raison des différences observées entre les spectres des météorites et ceux des astéroïdes, mais aussi en raison du manque de signatures spectrales (i.e. bandes d'absorption) franches. Alors, les études minéralogiques ont essayé d'élargir le domaine de longueur d'onde étudié, en particulier vers l'infrarouge moyen ( $8-30 \mu\text{m}$ ) où les silicates présentent également des bandes d'émission caractéristiques. Cette ouverture est récente et peu d'études ont été réalisées à ce jour [parmi lesquelles Dotto et al., 2000; Lim et al., 2005; Emery et al., 2006; Barucci et al., 2008b]. Les observations dans l'infrarouge moyen restent marginales pour le moment en raison du manque de résultats probants obtenus jusqu'alors. Je reviendrai plus en avant sur

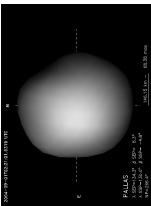




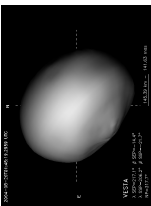
ce point dans le chapitre V.2.

Finalement, il est à noter que toutes les déterminations minéralogiques réalisées à ce jour se basent sur des observations faites depuis la Terre ou depuis des sondes, sans qu'aucun échantillon n'ait été analysé. Les météorites nous fournissent bien évidemment des échantillons de ce qui fut un jour un astéroïde, mais sans nous permettre de comparer ce que fut son spectre tel qu'observé depuis la Terre. La seule exception est l'astéroïde 2008 TC<sub>3</sub> dont un spectre a pu être obtenu avant qu'il ne percute la Terre, et dont les fragments ont ensuite été récupérés au Soudan [Jenniskens et al., 2009]. Ainsi, la prochaine grande étape dans l'étude de la composition des astéroïdes concerne le retour d'échantillon et les agences spatiales sont actuellement en train d'étudier diverses missions en ce sens.

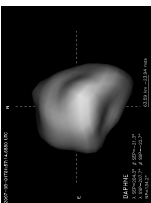
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne







# Chapitre II

## Données observationnelles

Cette thèse étant basée sur des observations astronomiques, je vais tout d'abord introduire les quantités et notions à considérer lors d'observations au moyen de télescopes (partie II.1). Je rappellerai au passage (partie II.2) le principe de fonctionnement de l'optique adaptative, puisqu'une grande partie des travaux que j'ai réalisés est basée sur des observations utilisant cette technique. Je présente ensuite les télescopes que j'ai eu l'occasion d'utiliser au cours de ces trois ans ainsi que leur instrumentation (partie II.3). Enfin, je décris les différentes étapes permettant de corriger les données obtenues des aberrations introduites par l'atmosphère, les télescopes et les instruments (partie II.4).



### Sommaire

---

II.1	Généralités . . . . .	<b>27</b>
II.1.a	L'atmosphère terrestre . . . . .	27
II.1.b	Quelques notions importantes . . . . .	27
II.1.c	Les demandes de temps . . . . .	29
II.2	L'optique adaptative . . . . .	<b>30</b>
II.2.a	Intérêt de l'optique adaptative . . . . .	30
II.2.b	Mise en oeuvre au télescope . . . . .	31
II.2.c	Résultats sur le ciel . . . . .	33
II.2.d	Limitations et perspectives . . . . .	34
II.3	Télescopes et instrumentation . . . . .	<b>37</b>
II.3.a	Télescopes . . . . .	37
II.3.b	Instruments . . . . .	39
II.4	Réduction de données . . . . .	<b>42</b>
II.4.a	Considérations générales . . . . .	42
II.4.b	Dans le visible . . . . .	44
II.4.c	Dans le proche infrarouge . . . . .	45
II.4.d	Indépendamment de la longueur d'onde . . . . .	46

---



## II.1 Généralités

### II.1.a L'atmosphère terrestre

Si l'atmosphère terrestre semble transparente à nos yeux, il n'en est pas de même pour toutes les longueurs d'onde qui composent la lumière. En effet, l'atmosphère terrestre bloque une grande partie des rayonnements et nous ne recevons au sol que certaines gammes bien précises de longueurs d'onde. L'ozone ( $O_3$ ) de la haute atmosphère bloque ainsi les ultra-violets, et l'eau ( $H_2O$ ) en suspension dans l'air de petites bandes dans le proche infrarouge. C'est du fait de cette absorption différentielle de l'atmosphère que les observations en astronomie ont été traditionnellement réalisées dans le visible avant de s'ouvrir vers d'autres domaines de longueur d'onde : les premières observations dans l'infrarouge datent des années 1970, et les domaines plus extrêmes, comme les rayons X et  $\gamma$ , ne sont observables que depuis l'espace.

Je représente dans la Fig. II.1 l'absorption de l'atmosphère de l'ultra-violet jusqu'à l'infrarouge lointain. On peut y voir la transparence complète de l'atmosphère dans le visible, ainsi que quelques fenêtres possibles d'observations dans le proche et moyen infrarouge. En effet, même si l'atmosphère n'est pas complètement transparente dans ces domaines de longueur d'onde, elle laisse néanmoins passer une partie de la lumière, rendant possibles les observations astronomiques. En revanche, afin de pouvoir observer les gammes de longueur d'onde opaques de l'atmosphère, il est nécessaire d'utiliser des télescopes spatiaux. A titre d'exemple, les silicates présentent des bandes d'absorption caractéristiques dans leurs spectres entre 5 et 8 microns, mais l'atmosphère y est totalement opaque.

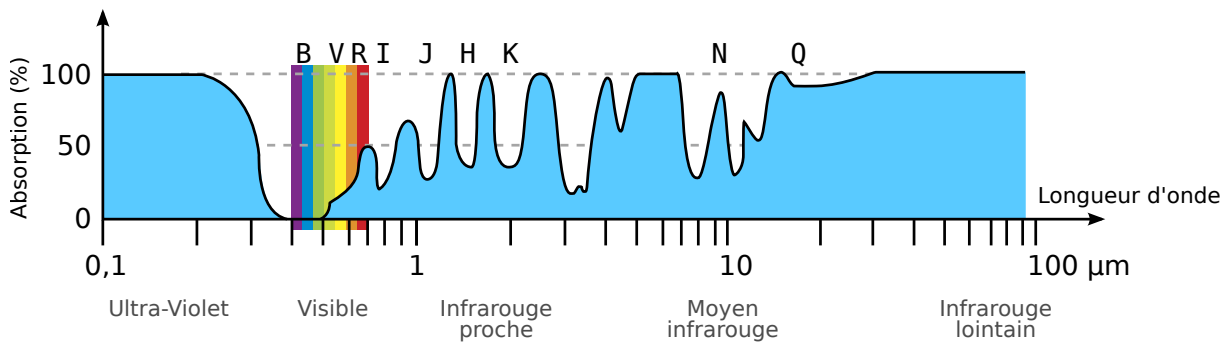


FIG. II.1: Vue schématique de l'absorption de l'atmosphère terrestre en fonction de la longueur d'onde de l'ultra-violet ( $0,1 \mu\text{m}$ ) à l'infrarouge lointain ( $100 \mu\text{m}$ ). La longueur d'onde vue par nos yeux est celle pour laquelle l'atmosphère est globalement transparente ( $0,4-0,8 \mu\text{m}$ ), et correspond au maximum de lumière envoyée par le Soleil ( $\sim 0,6 \mu\text{m}$ ). Les fenêtres du proche et moyen infrarouge sont également aisément reconnaissables. Les principaux filtres que j'ai utilisés durant cette thèse sont reportés sur le graphique (visible : B, V, R, I ; proche infrarouge : J, H, K ; infrarouge moyen : N et Q).

### II.1.b Quelques notions importantes

Je vais définir ici quelques notions et termes techniques importants pour la compréhension de ce chapitre et des suivants :

- **Foyer** : On dénomme par foyer (d'un télescope) le lieu où les rayons de lumière entrants vont converger pour former une image. Je présente en Fig. II.2 trois types de foyers communément implantés sur les télescopes professionnels modernes.
- La **masse d'air** est une mesure de la quantité d'atmosphère traversée par la lumière provenant de l'objet observé. Au zénith, cette mesure vaut 1, et augmente jusqu'à l'infini pour des observations à l'horizon. On la calcule comme suit (approximation) :  $1/\cos(z)$ , où  $z$  est l'angle entre la direction d'observation et le zénith [voir [Kasten and Young, 1989](#), pour la formule exacte de la masse d'air].



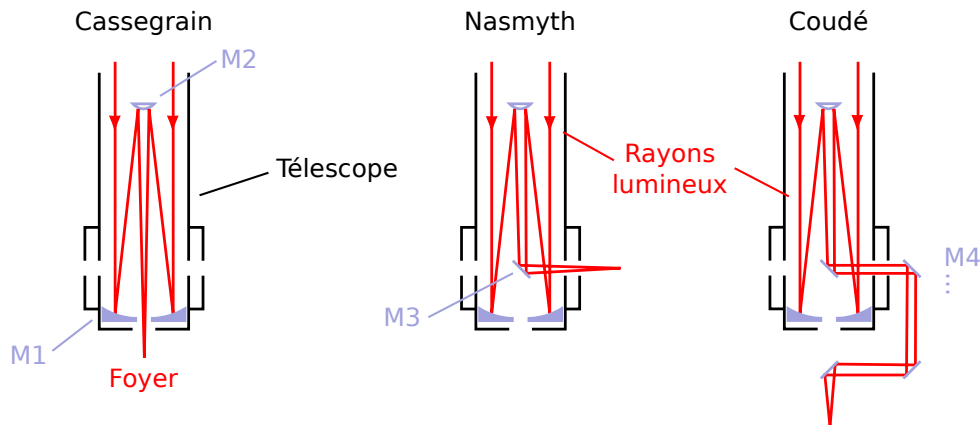
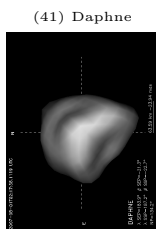
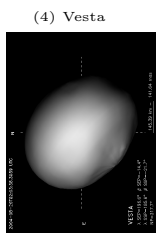
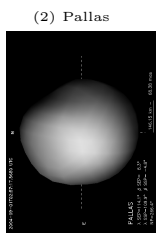


FIG. II.2: Différents types de foyers sur un télescope (les miroirs successifs sont libellés M1, M2 etc). Le foyer Cassegrain fournit un emplacement solide du télescope, où l'image du champ de vue est fixe. En revanche, et afin de minimiser les contraintes sur la structure du télescope, les instruments installés à ce foyer ne peuvent être trop lourds. Le foyer Nasmyth propose en ce sens une alternative au foyer Cassegrain, puisque l'instrument est alors posé sur la plate-forme soutenant le télescope. Le poids de l'instrument peut alors être très élevé, sans crainte pour le télescope. En revanche, le champ de vue du télescope va tourner avec celui-ci une fois imagé par l'instrument. Le foyer Coudé, s'il combine les avantages des deux précédents foyer (champs de vue fixe et poids illimité), souffre en revanche d'une moins bonne sensibilité puisque la lumière y est acheminée via de plus nombreuses réflexions.

- **Seeing** : En raison de la turbulence atmosphérique, l'image que nous pouvons faire d'une étoile ne sera pas celle d'un point lumineux, mais plutôt celle d'une tache étendue de lumière (c'est cet effet qui fait scintiller les étoiles à l'oeil nu). Ceci vient du fait qu'à chaque instant, les différentes couches de l'atmosphère, d'indices optiques différents, sont en mouvement les unes par rapport aux autres (vents...) et le chemin emprunté par la lumière évolue rapidement. Les photons successifs provenant de l'étoile vont donc "atterrir" à différents endroits sur le détecteur, étendant ainsi le point en une tache lors d'expositions prolongées. Le seeing est une mesure de cet effet, il correspond à l'angle sous lequel est vu une source ponctuelle (i.e. l'étendue de la tache) et est généralement exprimé en secondes d'arc (une seconde d'arc correspondant à un 3600<sup>ème</sup> de degré).
- **Magnitude** : Échelle logarithmique de mesure de l'intensité lumineuse d'un objet céleste. Les cinq étoiles les plus brillantes du ciel sont Sirius (constellation du Grand Chien,  $m_V \approx -1.46$ ), Canope (constellation de la Carène,  $m_V \approx -0.72$ ), Arcturus (constellation du Bouvier,  $m_V \approx -0.04$ ), Alpha Centauri A (constellation du Centaure,  $m_V \approx 0.01$ ) et Véga (constellation de la Lyre,  $m_V \approx 0.036$ ). Une magnitude 0 correspond donc aux étoiles Véga ou Alpha du Centaure et la magnitude 6 correspond aux objets les plus faibles vus à l'oeil nu. C'est l'échelle de luminosité communément utilisée par les observateurs dans les longueurs d'onde du visible et proche infrarouge. Les grands astéroïdes (quelques centaines de kilomètres) ont des magnitudes visuelles comprises entre 7 et 12 environ. Et les TNOs les plus gros (une poignée d'entre eux) ont des magnitudes autour de 17-19.
- **L'angle de phase** est l'angle fait par les directions Soleil-objet et objet-Terre. Un angle de phase nul signifie alors que le Soleil, la Terre et l'objet sont alignés. Par exemple, une demi-lune correspond à un angle de phase de 90°.
- **Opposition** : On appelle opposition d'un corps céleste le moment où le Soleil, la Terre et l'objet sont alignés. C'est le moment le plus opportun pour l'observer : l'angle de phase est alors à son minimum et le diamètre angulaire de l'objet à son maximum. Comme ni l'orbite des astéroïdes ni celle de la Terre ne sont circulaires, la distance entre la Terre et un astéroïde donné varie à chaque opposition. On parle alors d'oppositions plus ou moins favorables, en fonction du diamètre, de la magnitude apparente de l'astéroïde (Fig. II.3)...



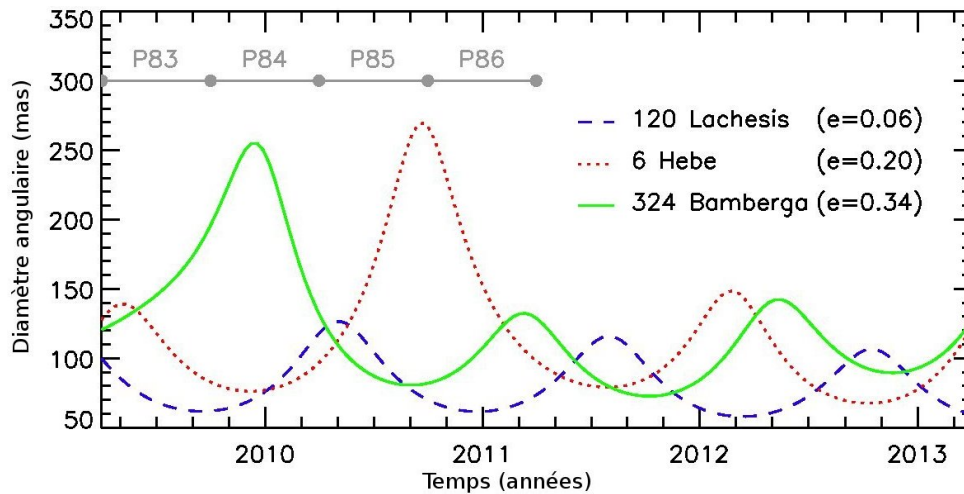


FIG. II.3: Diamètre angulaire de trois astéroïdes pour les 4 années à venir. Les oppositions correspondent aux maxima des diamètres (par exemple pour 120 Lachesis, on repère 3 oppositions en Avril 2010, Juillet 2011 et Octobre 2012 environ). Pour un astéroïde orbitant autour du Soleil avec une faible excentricité (120 Lachesis), le diamètre apparent est sensiblement le même à chaque opposition. En revanche, pour les astéroïdes sur des orbites plus excentriques, la taille angulaire peut changer radicalement pour certaines oppositions. On parle alors d'opposition favorable (par exemple en 2010 pour 6 Hebe). Quatre périodes de temps (semestres) de l'ESO sont également représentés et soulignent l'importance d'obtenir du temps d'observation au moment opportun (e.g. P84 pour 324 Bamberga).

- **L'optique adaptative** est une technique de correction en temps réel, lors des observations, des aberrations provoquées par la turbulence atmosphériques (*seeing*). Je décris plus en avant cette technique dans la section suivante (II.2).
- Le **Temps Universel Coordonné (UTC)** est une mesure du temps basée sur le temps atomique (donc stable et régulière). C'est la mesure du temps utilisée comme base pour le temps civil international.
- Les **jours julien (JD)s** sont une échelle de mesure du temps, comptée en jours depuis le midi du 1er Janvier 4713 avant J.-C. Cette échelle de temps est très pratique en astronomie puisqu'elle n'est affectée ni par les années bissextiles, ni par les changements d'heure (été/hiver), ni les fuseaux horaires (cette échelle est basée sur le temps Temps Universel Coordonné (UTC)).
- **Points sub-solaire et sub-terrestre** : Les point sub-solaire (Sub-Solar Point: SSP) et point sub-terrestre (Sub-Earth Point: SEP) aux points à la surface d'un corps par où passent les lignes imaginaires reliant le centre de ce corps avec le Soleil et la Terre respectivement. Leur connaissance permet de connaître l'orientation d'un corps lors des observations.
- **Angle au pôle** : est défini comme l'angle dans le plan du ciel entre le nord céleste et l'axe de rotation de l'objet étudié, compté dans le sens direct du nord vers l'est.

### II.1.c Les demandes de temps

L'accès aux télescopes est proposé par l'entremise d'appels d'offres aux astronomes, sauf pour quelques télescopes appartenant à des instituts donnés, non ouverts à la communauté. Les astronomes proposent alors leurs projets, en soulignant la pertinence scientifique, la faisabilité technique des observations proposées et en justifiant la quantité de temps d'observation demandée. Ces appels d'offres sont réguliers, environ tous les six mois, et un comité se réunit ensuite pour évaluer l'ensemble des demandes (ceci pour



chaque observatoire/organisation) et alloue le temps demandé aux projets jugés les plus pertinents pour le semestre à venir.

Certains observatoires ouvrent leurs portes à l'ensemble de la communauté astronomiques, comme l'ESO, d'autres uniquement aux instituts les finançant, comme le W. M. Keck. Dans les deux cas, la compétition entre les différents projets est rude, due au grand nombre de demandes de temps réalisées par les astronomes. A titre d'exemple, environ un projet sur cinq ou six se voit allouer du temps d'observation sur les télescopes de l'ESO (ceci varie fortement en fonction des télescopes, des phases de la Lune...). J'ai eu l'occasion durant ma thèse d'écrire de nombreuses demandes de temps, pour divers observatoires : ESO, W. M. Keck, Gemini, InfraRed Telescope Facility (IRTF)...

## II.2 L'optique adaptative

Une grande partie des données que j'ai utilisées durant ma thèse ont été obtenues grâce à des instruments équipés d'optique adaptative (OA). Je vais donc développer ici les raisons qui ont motivé le développement et l'installation de cette technologie dans de nombreux observatoires astronomiques. Je décrirai ensuite sa mise en oeuvre pour enfin présenter ses limites et futurs développements.

### II.2.a Intérêt de l'optique adaptative

L'image d'une source ponctuelle (par exemple une étoile) par un télescope en absence d'atmosphère n'est pas un point, mais, du fait de la diffraction, une tache dont la taille dépend du diamètre du télescope et de la longueur d'onde à laquelle est réalisée l'observation. L'élément de résolution  $\Theta$ , le plus petit détail discernable, d'un télescope est en effet donné par :

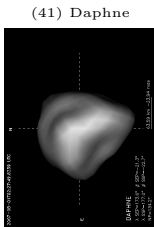
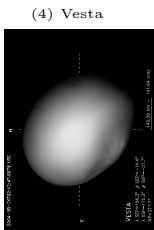
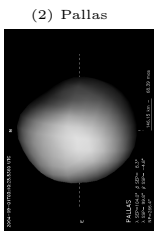
$$\Theta = \frac{\lambda}{D} \quad (\text{EQ. II.1})$$

où  $\lambda$  est la longueur d'onde des observations et  $D$  le diamètre du télescope. Cet élément de résolution est donc un angle qui vaut typiquement  $0.05''$  (50 mas) pour un télescope de 2 mètres fonctionnant dans le visible (0.5 microns), comme le HST.

En revanche, les télescopes installés au sol souffrent des effets de la turbulence atmosphérique : les rayons lumineux provenant de la source astronomique vont être déviés, tordus par les différentes couches d'air en mouvement au dessus du télescope (Fig. II.4, partie de gauche). L'image de l'étoile ne sera plus alors une tache de la taille de l'élément de résolution, mais bien plus étendue. Cette extension de la taille de l'image d'une étoile est connue comme le *seeing*. Les grands observatoires terrestres (VLT, W. M. Keck...) ont été construits sur des sites où les conditions météorologiques (couverture nuageuse...) et atmosphériques (humidité, *seeing*...) sont particulièrement favorables aux observations. Une valeur typique pour le *seeing* est alors d'une seconde d'arc. La perte de résolution spatiale est alors énorme : la résolution en limite de diffraction (EQ. II.1) étant d'environ  $0.05''$  (miroir de 10 m opérant dans le proche infrarouge à 2 microns) et celle réelle (limitée par le *seeing*) de  $1''$ , soit 20 fois moindre ! Une autre façon de voir ceci est de dire que sans correction des aberrations induites par l'atmosphère un télescope équipé d'un miroir de 50 cm aura la même résolution qu'un télescope de 10 m observant à la même longueur d'onde installé sur le même site.

La taille et la forme des aberrations produites par la turbulence atmosphérique couvrent un domaine étendu : depuis la taille du télescope (et plus) jusqu'à des échelles très petites. Il existe ainsi une façon commode de décrire les déformations, en les exprimant comme étant une somme de déformations "premières". Une représentation communément utilisée de ces déformations premières est l'ensemble des polynôme de Zernike (Fig. II.5). Les premiers ordres décrivent les déformations les plus simples : par exemple le retard de l'ensemble du front d'onde ("piston" :  $Z_0^0$ ), ou encore le déplacement de l'image sur le détecteur ("tip-tilt" :  $Z_1^{-1}$  et  $Z_1^1$ ). Les ordres suivant décrivent les déformations plus complexes, comme l'astigmatisme ( $Z_2^{-2}$  et  $Z_2^2$ ), la focalisation ( $Z_2^0$ )...

Le but de l'OA est de fournir une solution en temps réel, lors des observations, à ce problème en corrigeant la déformation du front d'onde incident au télescope.



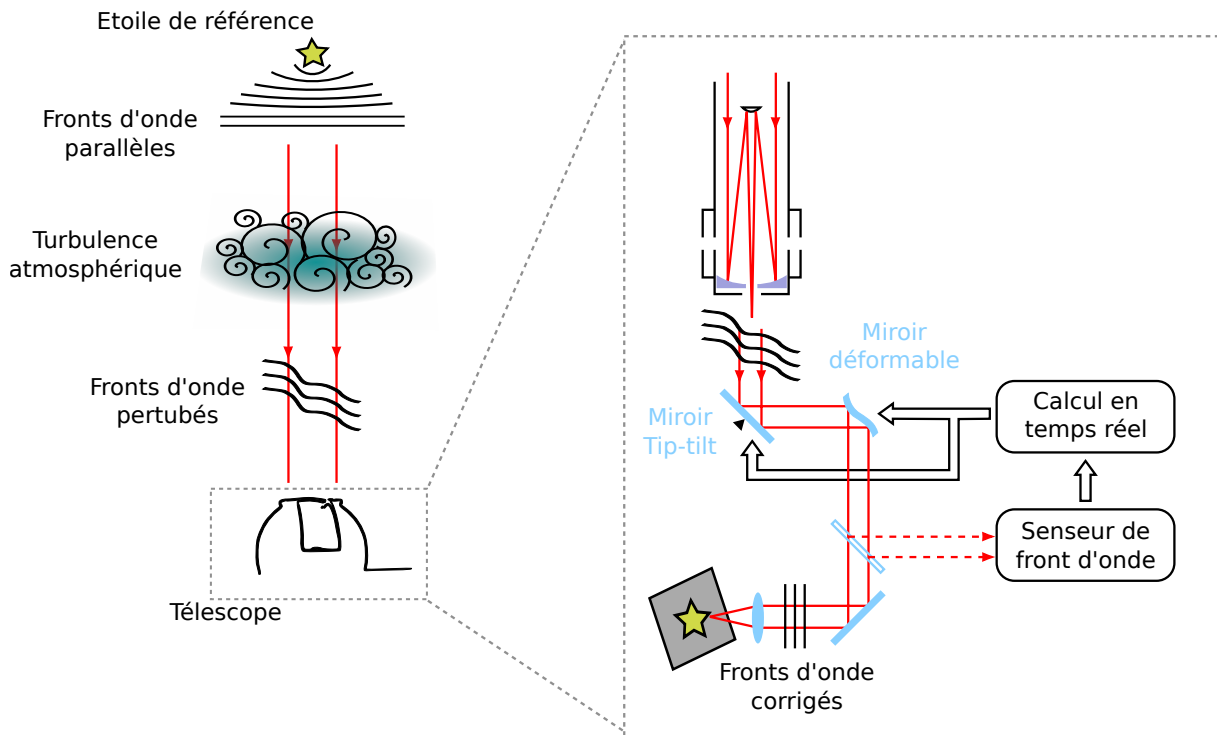


FIG. II.4: Schéma explicatif de la turbulence atmosphérique et du fonctionnement de l'optique adaptative. Le front d'onde provenant de l'étoile est plat à son entrée dans l'atmosphère. La turbulence atmosphérique le tord et celui-ci arrive déformé au télescope. Au sein du télescope, la lumière est acheminée vers l'instrument (pour y former une image). Une partie du flux est prélevée pour être analysée par le senseur de front d'onde. Les informations sont traitées en temps réel afin de corriger les aberrations induites par l'atmosphère au moyen d'un miroir déformable. Plusieurs miroirs peuvent être utilisés en chaîne comme représenté ici, avec le premier ordre (tip-tilt) corrigé par un premier miroir (plan) et les ordres suivants par le second miroir (déformable).

## II.2.b Mise en oeuvre au télescope

Les systèmes d'OA se composent de deux modules : le premier va mesurer la déformation du front d'onde et le second appliquer les corrections nécessaires à la lumière incidente. Les explications données ci-dessous s'appuient sur le schéma présenté en Fig. II.4, partie de droite.

**Mesure du front d'onde :** afin de mesurer la déformation du front d'onde induite par l'atmosphère, une partie du flux va être déviée (de son chemin vers l'instrument scientifique) vers un senseur de front d'onde. Afin de ne pas perturber les opérations scientifiques, le flux envoyé vers ce senseur peut comprendre la lumière visible tout en laissant l'intégralité de la lumière proche infrarouge suivre son chemin vers l'instrument. Le rôle du senseur de front d'onde est alors de mesurer la déformation du front d'onde. Pour cela, il est impératif d'observer une étoile du ciel, appelée étoile de référence (on parle de *Natural Guide Star (NGS)*). En effet, une étoile est l'objet le plus simple (i.e. un point) à observer pour un télescope. Son observation fournit la réponse impulsionnelle de l'ensemble télescope + atmosphère en temps réel. Les effets de la turbulence atmosphérique sont alors directement liés à l'écart entre l'image de l'étoile observée et celle théoriquement obtenue par le télescope, dans le cas simple de la diffraction.

Diverses techniques existent pour quantifier cet écart. Je vais présenter ici la méthode Shack-Hartmann, en raison de son utilisation pour de nombreux instruments, comme pour *NAOS-CONICA (NACO)* au *VLT*. Un senseur de front d'onde Shack-Hartmann est composé d'une grille de micro-lentilles qui découpe le faisceau incident. Chaque micro-lentille va créer une image de l'étoile sur un détecteur (Fig. II.6). La position (et le piqué en second ordre) de chacune des petites images de l'étoile de référence créées va dépendre de la déformation locale du front d'onde. En mesurant la déviation de la position de ces images

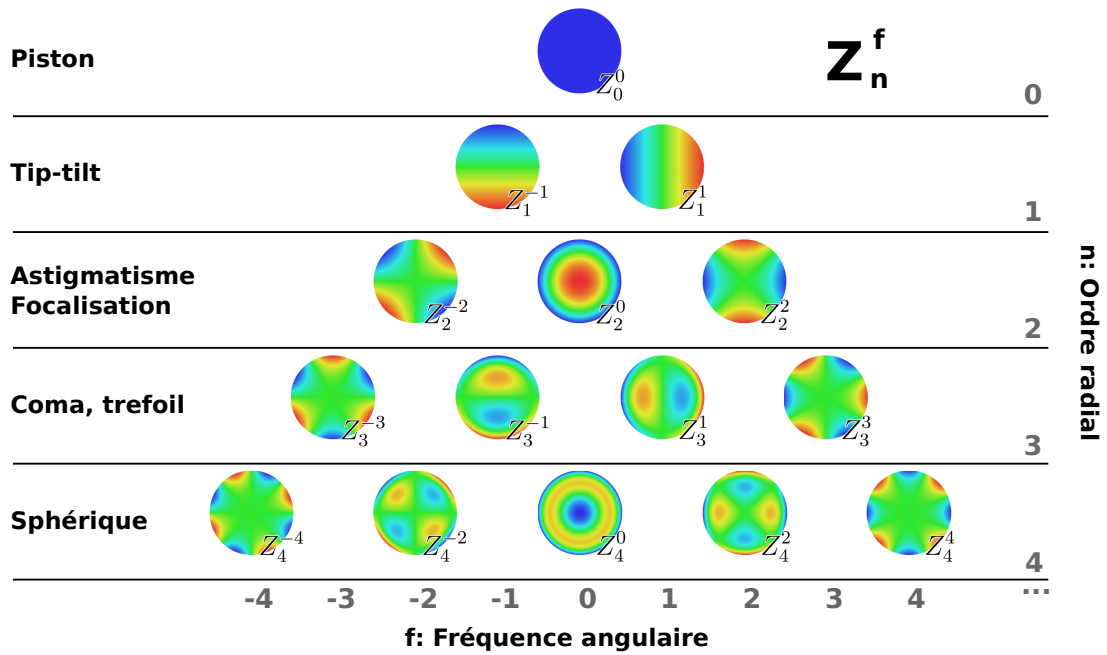


FIG. II.5: Les premiers polynômes de Zernike, avec leur notation mathématique ( $Z_n^f$ ) ainsi que leur appellation commune. Ces polynômes permettent de décrire la déformation du front d'onde induite par l'atmosphère en la décomposant en une somme de déformations primaires (simples et uniques).

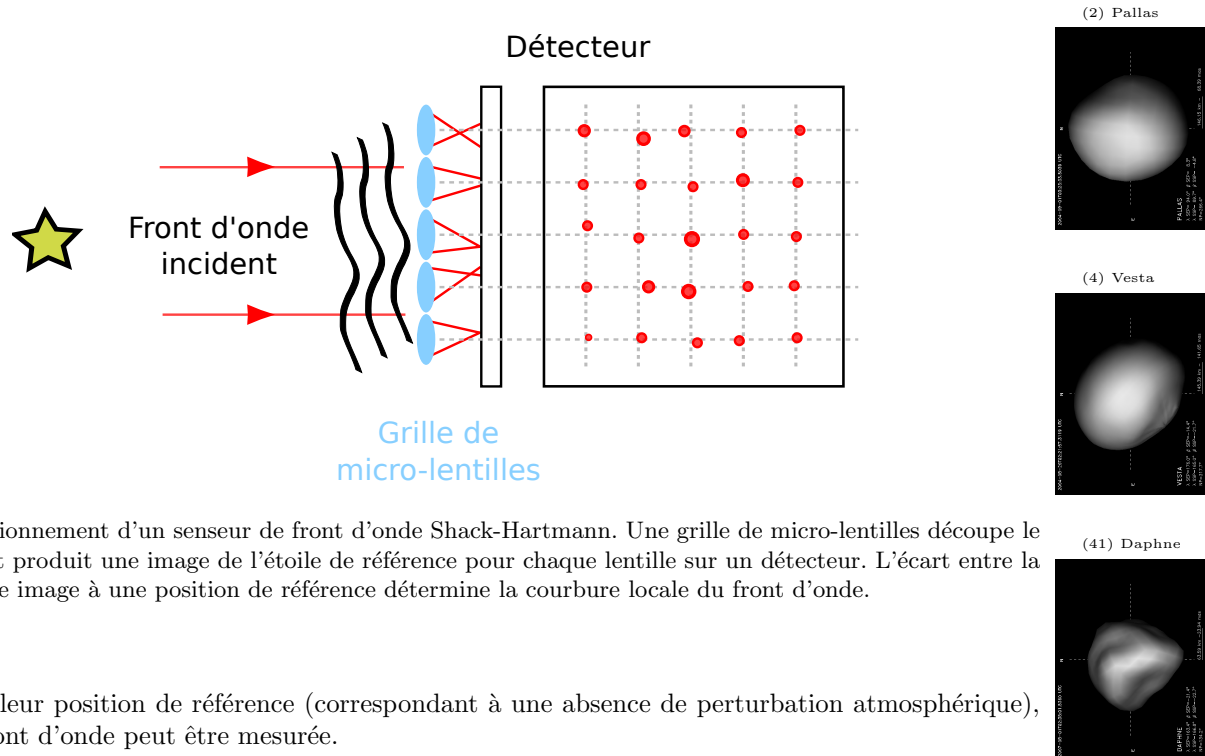
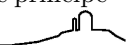


FIG. II.6: Fonctionnement d'un senseur de front d'onde Shack-Hartmann. Une grille de micro-lentilles découpe le front incident et produit une image de l'étoile de référence pour chaque lentille sur un détecteur. L'écart entre la position de cette image à une position de référence détermine la courbure locale du front d'onde.

par rapport à leur position de référence (correspondant à une absence de perturbation atmosphérique), la forme du front d'onde peut être mesurée.

**Correction du front d'onde :** une fois les déformations du front d'onde mesurées, il s'agit de courber le front d'onde afin de le rendre le plus "plat" possible (*i.e.* lui imposer les déformations inverses de celles induites par l'atmosphère). On utilise pour cela des miroirs déformables. Encore une fois, plusieurs technologies existent : par exemple bimorphe pour les systèmes Multi-Application Curvature Adaptive Optics (MACAO) du mode interférométrique du VLT, piézo-électrique pour NACO... Je vais expliquer le principe



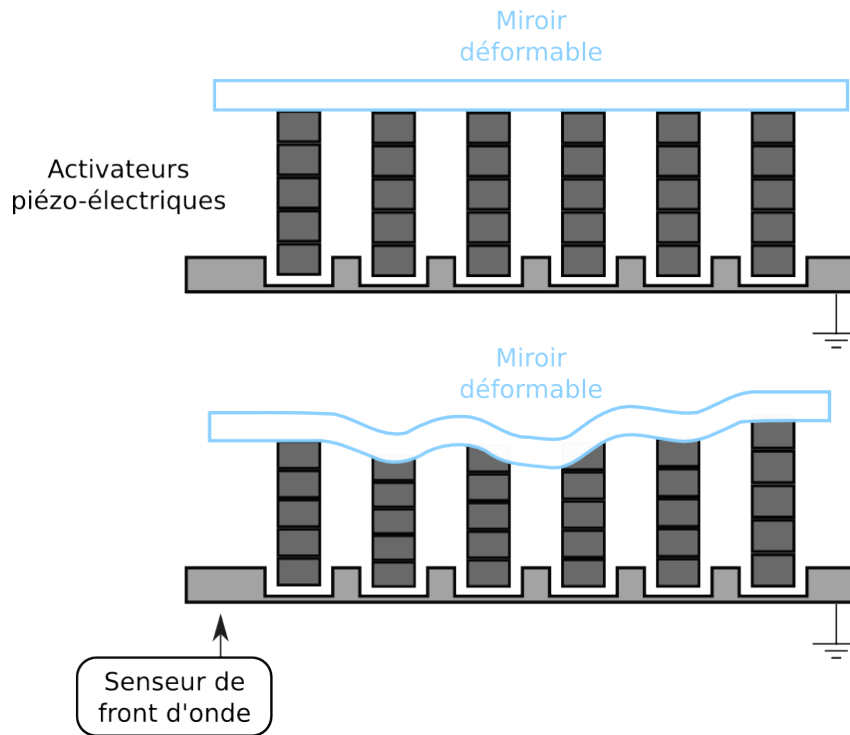


FIG. II.7: Le miroir déformable est soutenu par une grille de petits actionneurs piézo-électriques qui vont se contracter ou s'étendre suivant les ordres du senseur de front d'onde et ainsi déformer le miroir, rétablissant du mieux possible la platitude du front d'onde incident.

en m'appuyant sur la technologie dite piézo-électrique (Fig. II.7). Le miroir repose sur une grille de petits actionneurs piézo-électriques d'où la technologie tire son nom. L'application d'une tension dans les actionneurs va les faire se contracter ou bien au contraire s'étendre, tirant ou poussant par la même occasion le miroir qui est ainsi déformé. L'intensité de la tension à appliquer est calculée à partir des informations envoyées par le senseur de front d'onde.

Puisque l'atmosphère évolue constamment, les processus de mesure et de correction du front d'onde sont réalisés tout au long des observations. Le front d'onde étant mesuré après correction par le miroir déformable, chaque nouveau calcul va tenter de minimiser les résidus de la correction précédente. La correction est donc un processus itératif qui fonctionne en boucle, on parle de la boucle OA. Lors d'une observation, on ferme tout d'abord cette boucle, et après quelques itérations, le système fournit une correction stable. Les expositions peuvent alors commencer. En définitive, la qualité de la correction dépend :

- de la capacité du système à calculer en temps réel la correction adéquate (*i.e.* sa fréquence maximale)
- du nombre d'actionneurs dont la grille va échantillonner la correction le front d'onde

### II.2.c Résultats sur le ciel

Voyons à présent deux exemples pour illustrer les avantages fournis par l'OA dans les cas de figures suivants : objets ponctuels ou étendus.

**Objets ponctuels :** comme je l'ai exposé précédemment, la turbulence atmosphérique brouille les images, en étendant la taille apparente et en déformant les objets que nous observons. L'OA permet alors de nettes améliorations lors de l'observation de systèmes multiples, comme les étoiles, les satellites de planètes géantes ou bien encore les astéroïdes binaires. En effet, en concentrant le flux de chaque





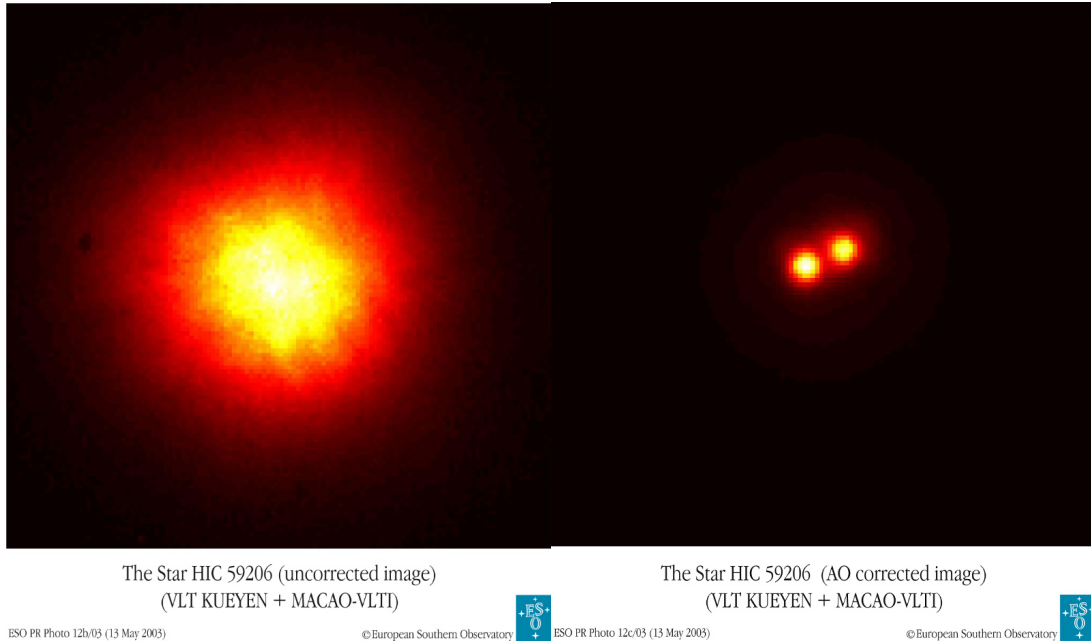


FIG. II.8: Illustration des performances de l’OA pour les objets ponctuels. Là où un seul objet est visible du fait de la turbulence atmosphérique (à gauche), l’OA permet de résoudre les deux composantes de ce système binaire (à droite). Cette correction est primordiale pour l’observation de compagnons de faible intensité (Crédit : ESO Press Release 12/03).

composante à son emplacement d’origine, l’OA va améliorer le contraste des images obtenues (Fig. II.8). A titre d’exemple, la découverte de satellite d’astéroïdes depuis la Terre n’a été possible qu’à partir de l’apparition de télescopes équipés d’OA, les recherches précédemment menées n’ayant jamais réussi à détecter de compagnon (voir l’exemple de 41 Daphne, chapitre IV.4).

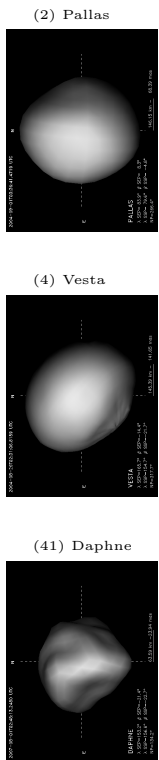
**Objets étendus :** un objet étendu peut être vu comme la juxtaposition d’un grand nombre d’objets ponctuels. Si la turbulence rend indissociables les deux composantes d’un système binaire d’étoiles, elle va complètement brouiller les détails et les bords d’un objet étendu (Fig. II.9). Le principal résultat étant de rendre “floues” toutes les images prises d’objets peu étendus angulairement. Dans le cas des petits corps, ceci va influencer la détermination de la forme des corps, ainsi que de leurs propriétés de surface.

### II.2.d Limitations et perspectives

Bien que fournissant des résultats prodigieux, l’OA souffre de limites qui expliquent pourquoi tous les instruments ne sont pas équipés de cette correction.

La première limitation concerne la portion du ciel observable. En effet, il est nécessaire d’observer une étoile afin de fournir au senseur de front d’onde une référence. Afin de fournir une correction adéquate, cette étoile doit se situer proche de l’objet observé (maximum d’environ une demi minute d’arc, voir Fig. II.10). De plus, cette étoile doit être suffisamment brillante pour permettre son observation avec des expositions courtes (le senseur de front d’onde image l’étoile de référence plusieurs fois par seconde). En prenant en compte ces deux contraintes pour le choix d’une étoile de référence, seulement 1% environ (pour un miroir primaire de 10 mètres) de la voûte céleste est accessible aux observations avec correction par OA, limitant fortement l’intérêt de sa généralisation.

Une solution a été développée dans les dernières années afin d’augmenter la portion de ciel observable. Il s’agit de créer une étoile de référence artificielle au moyen d’un laser. On parle alors de Laser Guide Star (LGS), qui s’oppose au NGS décrit jusqu’alors. Un laser situé au télescope projette son rayon vers



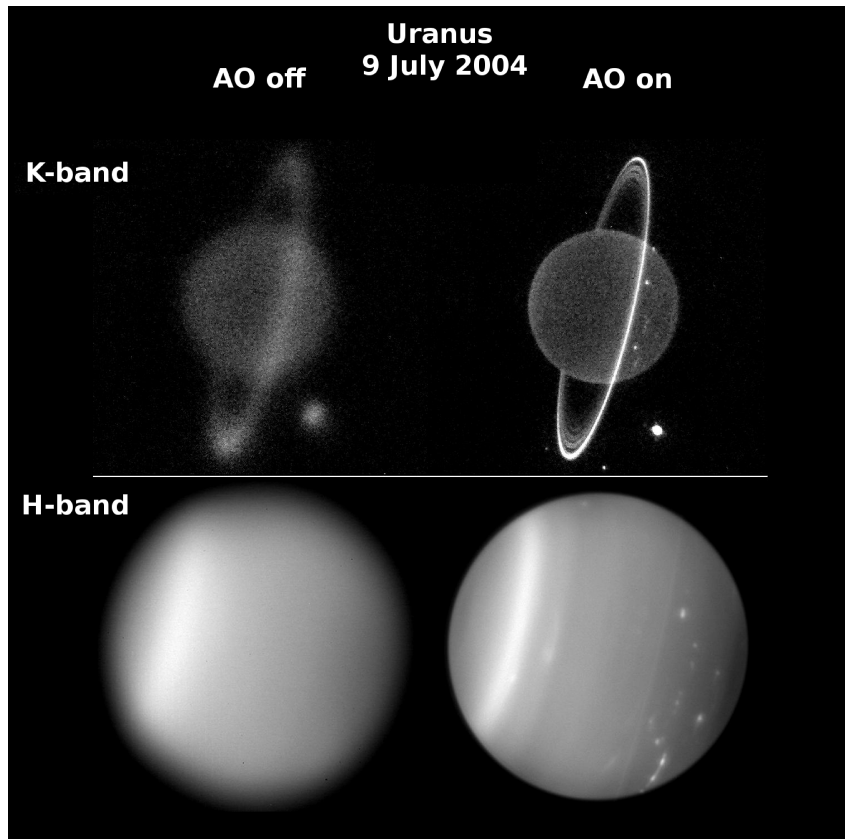
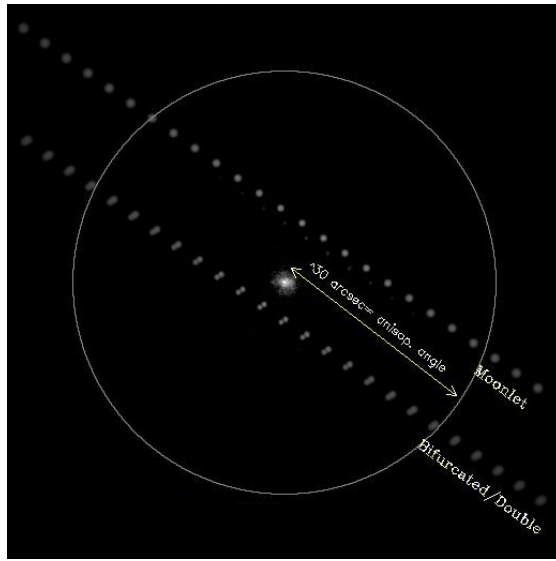


FIG. II.9: Illustration des performances de l'OA pour un objet spatialement étendu. On retrouve tout d'abord l'intérêt de l'OA sur les sources ponctuelles (Fig. II.8) dans le cas des satellites et des anneaux (en haut). La structure des anneaux n'apparaît que grâce à la correction, et les satellites ne sont que des taches diffuses sans celle-ci. Ensuite, l'OA permet de distinguer des détails à la surface d'Uranus invisibles sans la correction (en bas) tels que les nuages et bandes parallèles d'égal latitude (Crédit : H. Hammel & I. de Pater, 2004).

la zone à observer, excitant les atomes de sodium de la haute atmosphère. Ceux-ci émettent alors de la lumière. En raison de la faible dimension du faisceau du laser, la zone excitée apparaît comme une source ponctuelle, qui peut alors être utilisée comme référence pour le senseur de front d'onde. Malheureusement, comme l'étoile artificielle est créée à partir d'un laser situé au sol, la lumière qui la produit et celle qui est observée par le module d'OA suit le même parcours optique (de bas en haut et de haut en bas) dans l'atmosphère et n'est donc pas sensible aux premiers ordres des perturbations (tip-tilt, voir Fig. II.5) induites par la turbulence atmosphérique. Il est alors nécessaire d'utiliser une étoile naturelle du champ pour corriger les effets de tip-tilt. On appelle logiquement cette étoile la *Tip-tilt Star* (TTS). Néanmoins, comme la correction s'appuie globalement sur l'étoile laser, les contraintes sur la TTS sont moindres que sur une NGS. Ainsi, la magnitude de l'étoile de référence peut descendre à  $V \leq 17 - 18$  mag., contre  $V \leq 14$  mag. pour une NGS. La portion de ciel observable est alors augmentée à 5% (toujours pour un télescope équipé d'un miroir de 10 mètres).

La seconde limitation concerne la taille maximale du champ de vue corrigé par l'OA. En effet, comme montré dans la Fig. II.10, la qualité de la correction va en diminuant avec la distance à l'étoile de référence. Ceci pose problème lors de l'observation d'objets très étendus (d'une taille supérieure à la minute d'arc), comme les galaxies, les nébuleuses planétaires, les amas d'étoiles ou encore les planètes géantes.

Une solution est en cours de développement et les premiers résultats sur le ciel ont été obtenus par un prototype installé au VLT en 2008. Il s'agit de l'Optique Adaptative Multi-Conjuguée (OAMC). Le principe est d'utiliser plusieurs étoiles de référence en simultanément de manière à augmenter la taille de la



- Seeing: 0.7"
- Magnitude de l'étoile: 13
- Magnitude de la cible: 19
- Résolution optimale avec OA: 0.19"
- Séparation angulaire du binaire: 0.38"
- Séparation angulaire du satellite: 2.1"
- Différence de magnitude: 3

FIG. II.10: Illustration de l'effet de la distance à l'étoile de référence sur la qualité de la correction fournie par l'OA dans deux cas de figures : (a) un TNO binaire où les deux composantes sont de taille, et donc de flux, similaire, et (b) un TNO avec un petit satellite, moins brillant. Dans les deux cas, l'OA est nécessaire pour conclure quant à la nature binaire du système, et de plus, ceci n'est possible que pour une bonne correction, *i.e.* lorsque la cible est proche de l'étoile de référence. Cette simulation est basée sur des données réelles obtenues au Lick Observatory avec la caméra NIRCAL en bande K : rapport de Strehl de 25% pour une étoile de référence de magnitude 13 (Crédit : J. Berthier & F. Marchis).

zone corrigée (Fig. II.11). Cette technique ouvre de nombreuses possibilités, surtout pour la photométrie

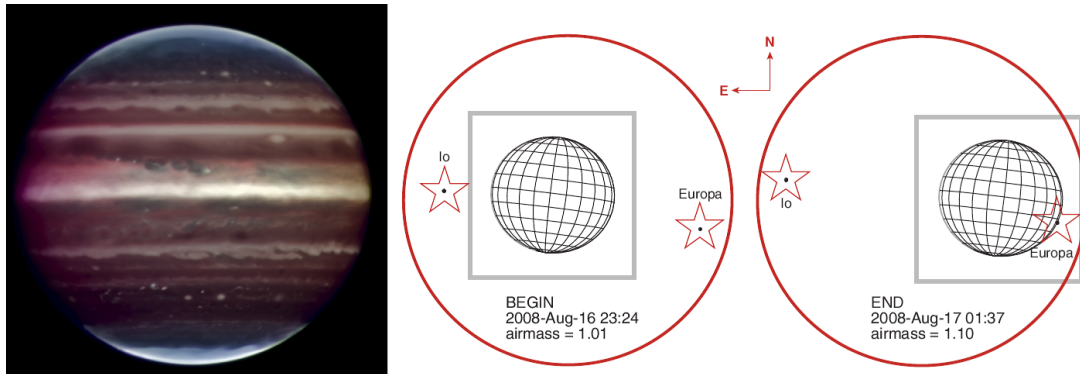
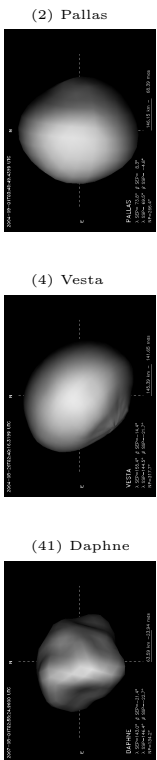


FIG. II.11: Vue de Jupiter (à gauche) obtenue avec une correction fournie par un module d'optique adaptative multi-conjuguée au VLT. Les deux diagrammes à droite montrent les positions relatives des deux lunes, Io et Europa, utilisées comme références lors des observations (Crédit : Wong et al. [2008]).

d'un champs couvrant de nombreux objets. Ce type de mesure était jusqu'alors biaisé par la correction non-uniforme fournie par l'OA. A terme les techniques de OAMC et d'étoile laser (LGS) sont appelées à être implantées au sein d'un seul et même module d'OA, afin de fournir à la communauté scientifique des imageurs grands champs corrigés des effets de la turbulence atmosphérique.

La dernière limitation que j'évoquerai ici concerne le domaine de longueurs d'onde auquel fonctionnent actuellement les instruments équipés d'OA. Tout d'abord, les télescopes au sol n'ont accès qu'à certaines gammes de longueurs d'onde, dues à l'absorption de l'atmosphère (partie II.1.a). Ensuite, la correction





apportée par l'OA va dépendre de la fréquence à laquelle sont effectuées les modifications de la forme du miroir, ainsi que du nombre d'actionneurs jouant sur sa forme. Or, à l'heure actuelle, les capacités de calcul limitent la fréquence d'analyse des capteurs de front d'onde, et la miniaturisation limitée des actionneurs en restreint le nombre par miroir. La correction apportée est alors insuffisante pour observer dans le visible. L'OA n'est donc utile que dans le proche infrarouge actuellement, car son utilisation est superflue dans les longueurs d'onde plus grandes (infrarouge moyen et lointain), où la limite de diffraction des télescopes (Eq. II.1) devient similaire au seeing atmosphérique.

## II.3 Télescopes et instrumentation

Je présente dans cette section les observatoires à partir desquels ont été obtenues les données que j'ai utilisées durant ma thèse. J'ai eu la chance d'avoir accès à de nombreux observatoires durant ces trois ans, grâce à des collaborations outre Atlantique, même si je n'ai malheureusement pas eu l'opportunité de conduire personnellement les observations dans chacun de ces observatoires. Je décris dans un second temps les principales caractéristiques des instruments que j'ai utilisés.

### II.3.a Télescopes

**Very Large Telescope** est l'observatoire phare de l'ESO, situé sur le Cerro Paranal dans l'Atacama, à l'extrême nord du Chili dans la région d'Antofagasta (Fig. II.12). Au cœur du désert, il jouit d'un climat propice aux observations avec une moyenne de 76% de nuits par an qualifiées de photométriques et d'un seeing moyen de 0.8". Néanmoins, ces conditions se dégradent lentement au cours du temps<sup>1</sup> (le seeing se dégrade en moyenne de 18 mas par an et le nombre de nuits photométriques diminue de 0.5% par an) et sont variables d'une année à l'autre en fonction de conditions climatiques à grande échelle comme *El Niño*.

Le VLT est composé d'un ensemble de 4 télescopes identiques, appelés Unit Telescopes (UTs), chacun composé d'un miroir monolithique de 8.2 m de diamètre. Chaque UT est conçu pour diriger la lumière qu'il capte vers son foyer Cassegrain, l'un de ses deux foyers Nasmyth ou vers son foyer Coudé. Le foyer Coudé est utilisé pour transmettre la lumière vers le module d'observations interférométrique (VLTI). Les autres foyers sont eux équipés de divers instruments, dont je décris certains dans la prochaine section (II.3.b). En mode interférométrique, la lumière reçue par chaque UT est recombinaisonnée en un seul faisceau et envoyée vers des instruments interférométriques spécifiques. Dans ce mode particulier, les UTs sont secondés par 4 autres télescopes, appelés *Télescope auxiliaire* (Auxiliary Telescope) (AT), mobiles, équipés de miroir de 1.8 m de diamètre, qui ne sont dédiés qu'aux observations en mode interférométrique.

**W. M. Keck Observatory** est composé de deux télescopes jumeaux au sommet du Mauna Kea à Hawaii (Fig. II.13). L'intérêt du site du Mauna Kea réside dans sa haute altitude, 4200 m, ainsi que dans sa situation au milieu de l'océan Pacifique. En effet, à cette altitude l'absorption de l'atmosphère (Fig. II.1) est moindre et l'absence évidente de reliefs prononcés sur l'océan fournit un vent peu turbulent. De même, la température stable de l'océan (par contraste à la terre ferme) contribue à diminuer la turbulence. Le seeing moyen au sommet du Mauna Kea est en effet de 0.9". Les télescopes du Keck, entrés en service en 1993 et 1996 respectivement, ont chacun en leur cœur un miroir de 10 m composé de 36 segments hexagonaux. Jusqu'à la récente mise en service du télescope Espagnol *Gran Telescopio CANARIAS* (GTC) en Juillet 2007, ils étaient les plus grands télescopes jamais construits.

Tout comme le VLT, les deux télescopes du Keck peuvent opérer indépendamment (chaque télescope dispose de plusieurs instruments) ou bien de concert en mode interférométrique. En revanche, l'accès à ces télescopes n'est attribué qu'aux chercheurs faisant partie d'une des cinq organisations suivantes : University of California (UC), The California Institute of Technology (Caltech), National Optical Astronomy Observatory (NOAO), NASA et University of Hawaii (UH) J'ai eu la chance de travailler sur des données obtenues au Keck par mon maître de thèse (C. Dumas) lorsqu'il travaillait aux États-Unis et par des collaborateurs américains.

---

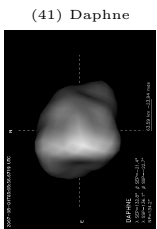
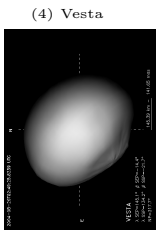
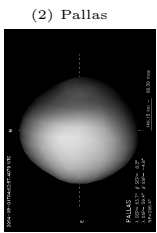
<sup>1</sup><http://www.eso.org/gen-fac/pubs/astclim/paranal/>



FIG. II.12: Le VLT au sommet du Cerro Paranal au Chili (Crédit : S. Guisard)



FIG. II.13: Les télescopes jumeaux de l'observatoire W. M. Keck au sommet du Mauna Kea au coucher de Soleil (Crédit : W. M. Keck Observatory).



**La Silla** est le premier observatoire de l'ESO (Fig. II.14). Il fut inauguré en 1969 sur le Cerro La Silla dans le désert d'Atacama au nord du Chili. Si les conditions atmosphériques de ce lieu sont légèrement en deçà de celles de Paranal, site du VLT, (61% de nuits photométriques par an et un seeing moyen de  $0.9''$ ), le nombre de nuits photométriques à La Silla est en augmentation de presque 1% par an, augmentant considérablement le potentiel de cet observatoire dans les années à venir.

En fonctionnement depuis maintenant 40 ans, La Silla accueille une dizaine de télescopes dont 3 en fonctionnement opérés par l'ESO : le 2.2 m, le 3.6 m et le New Technology Telescope (NTT) ; et tout un chapelet de télescopes nationaux, inutilisés à l'heure actuelle à l'exception du 1.2 m Suisse et du 1.5 m Danois.

Le 2.2 m fut construit par le Max Planck Institute for Extraterrestrische Physik (MPE) et laissé en prêt à l'ESO qui en assure la maintenance et les opérations depuis son ouverture en 1984. Deux instruments sont actuellement en fonctionnement sur le 2.2 m : un imageur grand champs (WFI) et un photomètre multi-longueur d'onde, Gamma-Ray Burst Optical Near-IR Detector (GROND).





Le 3.6 m fut inauguré en 1977. Grâce à une intervention pour améliorer la qualité des opérations en 1999, il reste un télescope compétitif dans la classe des 4 mètres. Il n'accueille actuellement plus qu'un seul instrument, HARPS, dédié à la recherche d'exo-planètes.

Le NTT a été désigné et conçu comme prototype pour le futur VLT au milieu des années 1980 par l'ESO. Il fut pour cela équipé d'un miroir primaire de 3.6 m de diamètre monolithique à optique active : son miroir est soutenu par une grille de pistons et peut se déformer légèrement. Il accueille en son foyer Nasmyth B l'instrument ESO Faint Object Spectrograph and Camera 2 (EFOSC2), décrit ci-après.



FIG. II.14: L'observatoire de La Silla au Chili (Crédit : K. Chiu)

**IRTF** est un télescope de la NASA perché au sommet du Mauna Kea, opéré par l'University of Hawaii (UH). Optimisé pour les observations dans l'infrarouge, ce télescope est dédié à hauteur de 50% du temps (minimum) à l'étude du système solaire. Équipé d'un miroir principal de 3 m, l'IRTF est parfait pour étudier les petits corps du système solaire dans l'infrarouge proche et moyen grâce à deux spectromètres basse résolution dont il est pourvu : SpeX et Mid-IR Spectrometer and Imager (MIRSI).

Depuis quelques années, un système d'observation à distance a été mis en place à l'IRTF [Bus et al., 2002]. J'ai donc eu l'occasion d'observer avec l'IRTF depuis Meudon en France. Le décalage horaire entre Paris et Hawaii étant de 12 heures, ceci permet d'observer aux heures de bureau !

**Spitzer** Le télescope spatial Spitzer est un télescope infrarouge lancé en 2003 par la NASA. Il est équipé d'un miroir de 85 cm et d'une caméra proche et moyen infrarouge, d'un spectromètre moyen infrarouge (MIRSI, décrit ci-dessous) et d'un photomètre dans l'infrarouge moyen et lointain (24-160  $\mu\text{m}$ ). Les instruments à bord émettant dans l'infrarouge moyen à la température ambiante, Spitzer était refroidi à l'hélium afin de limiter le bruit instrumental. Les réserves d'hélium se sont épuisées en Mai 2009 et la NASA espère pouvoir utiliser le télescope encore deux ans dans une phase "chaude" dans laquelle seules les observations dans le proche infrarouge seront réalisables.

### II.3.b Instruments

**NAOS-CONICA (NACO)** est un imageur, polarimètre et spectromètre proche infrarouge (1-5  $\mu\text{m}$ ) équipé d'OA monté au foyer Nasmyth B de UT4 au VLT. Le module d'OA, Nasmyth Adaptive Optics System (NAOS) [Rousset et al., 2003], a été conçu pour fonctionner sur des sources ponctuelles (étoiles), mais aussi sur des objets faiblement étendus (diamètre apparent inférieur à 4"). Ce dernier point est un avantage pour l'observation des astéroïdes, où la boucle de l'OA sera fermée sur l'objet scientifique lui-même, s'affranchissant ainsi du besoin d'une étoile de référence. En effet, trouver des étoiles suffisamment brillantes ( $V \leq 12-13$  mag), et proches ( $\leq 30''$ ) d'un objet en mouvement dans le ciel n'est pas toujours possible (limitant notre capacité d'observation des TNOs par exemple). De manière à ne pas soustraire de flux à Near-Infrared Imager and Spectrograph (CONICA), le module scientifique de l'instrument, NAOS

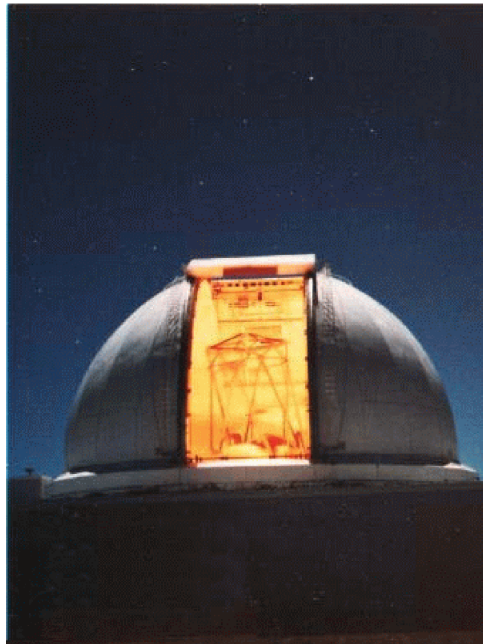


FIG. II.15: La coupole de l'IRTF au sommet du Mauna Kea (Crédit : IRTF)

est pourvu d'un senseur de front d'onde visible et infrarouge. Ceci permettant dans notre cas d'utiliser le flux visible pour la correction OA et de conserver le flux proche infrarouge pour le détecteur scientifique.

CONICA propose de nombreux modes d'observations [Lenzen et al., 2003], mais je ne détaillerai ici que le mode d'imagerie que j'ai utilisé durant ma thèse. CONICA propose quelques filtres à large bande passante : J, H, Ks, L' et M' couvrant l'ensemble de la gamme 1 à 5 microns, ainsi que toute une gamme de filtres à bande passante étroite, centrés sur des raies d'émissions précises (He I, Fe II...). Plusieurs tailles de pixel sont également disponibles, permettant d'échantillonner convenablement la Point-Spread Fonction (PSF) en J dans son mode le plus piqué (S13 : 13.22 mas/pixel, champs de vue de  $14 \times 14''$ ) tout en offrant des champs de vue plus large au besoin :  $28 \times 28''$  et  $56 \times 56''$  pour les modes S27 et S54 (27.06 et 54.3 mas/pixel respectivement).

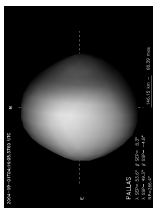
La résolution spatiale permise par la combinaison d'un miroir de 8.2 mètres et de l'OA est pleinement utilisée ici et NACO est le parfait imageur à haute résolution angulaire proposé aux astronomes européens (élément de résolution en K à plein régime de correction OA : 50 mas).

Near InfraRed Camera 2 (NIRC2) est un imageur et spectromètre proche infrarouge (1-5  $\mu\text{m}$ ) équipé d'OA [van Dam et al., 2004] monté au foyer Nasmyth du second télescope de l'observatoire W. M. Keck. Tout comme NACO, cet instrument présente plusieurs modes (comme l'imagerie avec coronographe). Bien que les modes proposés par Near InfraRed Camera 2 (NIRC2) soient moins nombreux, je ne listerai encore ici que le mode que j'ai eu l'occasion d'utiliser durant ma thèse, à savoir l'imagerie assistée par OA.

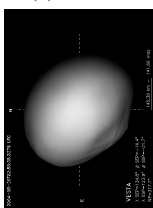
La taille supérieure des miroirs au Keck fournissant une résolution spatiale supérieure à celles des UTs au VLT, on retrouve ici le même type de design instrumental que celui décrit pour NACO mais adapté aux spécifications du télescope. Trois tailles de pixel sont proposées : 9.94, 19.83 et 39.69 mas/pixel, associées à trois champs de vue :  $10 \times 10''$ ,  $20 \times 20''$  et  $40 \times 40''$  respectivement.

Depuis 2007, NIRC2 est équipé d'un nouveau senseur de front d'onde qui fournit les mêmes performances OA en bande H que celles usuellement obtenues en bande K, améliorant donc la résolution maximale atteignable d'environ 30% (via l'utilisation d'une longueur d'onde plus courte). C'est également un parfait imageur à haute résolution angulaire, situé dans l'hémisphère nord, malheureusement d'accès restreint pour les européens.

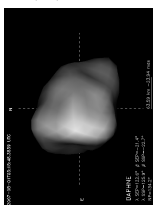
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





**Spectrograph for INtegral Field Observations in the Near Infrared (SINFONI)** est un spectrographe à intégrale de champs fonctionnant dans le proche infrarouge (1.1-2.45  $\mu\text{m}$ ) installé au foyer Cassegrain de UT4 au VLT. Il est composé d'un module d'OA, MACAO, développé au sein de l'ESO [Bonnet et al., 2003], et du spectromètre SPIFFI, développé par le MPE, en collaboration avec Nederlandse Onderzoekschool Voor Astronomie (NOVA) [Eisenhauer et al., 2003]. Il est équipé de 4 réseaux (J, H, K et H+K) optimisés pour fournir une couverture spectrale complète des fenêtres atmosphériques du même nom, avec une résolution spectrale d'environ 2000, 3000 et 4000 en J, H et K, respectivement, et 1500 en H+K. Trois tailles de champs de vue sont offerts,  $8\times 8''$ ,  $3\times 3''$  et  $0.8\times 0.8''$ , avec des tailles de pixel correspondantes de 250, 100 et 25 mas sur le ciel. Après traitement, cet instrument fournit des cubes de données dont les deux premières dimensions contiennent l'information spatiale de l'objet (on parle de "spaxel" pour les pixels des directions spatiales) et la troisième l'information spectrale, i.e., une image dont chaque pixel contient un spectre correspondant à la position du pixel sur le ciel. Les propriétés du processus de construction des cubes de données donnent une forme rectangulaire aux spaxels : la résolution est deux fois moindre suivant l'axe nord-sud que est-ouest.

Ces capacités de haute résolution spatiale, combinées à une résolution spectrale suffisante pour une analyse minéralogique, en font un instrument idéal pour obtenir le spectre proche infrarouge des petits corps dans deux cas : 1) pour les systèmes multiples où la séparation angulaire des composantes du système permet de les identifier clairement et 2) pour les objets dont le disque apparent est résolu. En effet, si ni les composantes d'un système multiple ni le disque d'un objet ne sont spatialement résolubles par Spectrograph for INtegral Field Observations in the Near Infrared (SINFONI), l'instrument ne présente pas d'avantage par rapport à un spectromètre à fente. En revanche, il permet de collecter les spectres de chaque composante d'un système multiple ainsi que de chaque portion de surface visible d'un corps d'une manière bien plus précise (spatialement) et efficace si ceux-ci sont spatialement résolus.

**ESO Faint Object Spectrograph and Camera 2 (EFOSC2)** est un imageur, polarimètre et spectromètre opérant dans le visible (0.3-0.8  $\mu\text{m}$ ) récemment (Avril 2008) réinstallé au foyer Nasmyth B du NTT à La Silla [Snodgrass et al., 2008]. Il fut conçu par les astronomes de l'ESO [Buzzoni et al., 1984] et y fut installé en 1989, avant d'être déplacé vers le 2.2 m puis le 3.6 m de La Silla en 1990 et 1997. Son design simple et robuste, combiné à une large gamme de modes d'observation explique sa longévité. Son installation au NTT en fait un instrument très utile quant au suivi photométrique d'objets de magnitudes moyennes ( $V = 18-22$  mag), comme les TNOs ou les NEAs.

**High Acuity Wide field K-band Imager (Hawk-I)** est un imageur grand champ installé au foyer Nasmyth A de UT4 au VLT [Pirard et al., 2004; Casali et al., 2006]. Outre ses filtres à large bande passante (J, H, K), il est pourvu de 6 filtres à bande passante étroite. Bien que conçu pour l'étude d'objets étendus tels que les galaxies et les amas globulaires (champs de vue de  $7.5\times 7.5$  arcmin<sup>2</sup>), son filtre étroit CH<sub>4</sub> permet de sonder la présence de glace sur la surface d'objets du système solaire (tels que les TNOs) de manière efficace.

**Mid-IR Spectrometer and Imager (MIRSI)** est un imageur et spectrographe [Deutsch et al., 2003] dans le proche et moyen infrarouge (de 2 à 28  $\mu\text{m}$ ), installé à l'IRTF au sommet du Mauna Kea. Il permet l'acquisition d'images et des spectres dans les fenêtres atmosphériques (partie II.1.a) de 8-14 et 17-26  $\mu\text{m}$ . Bien que construit pour l'étude des objets stellaires jeunes et la formation d'étoiles, c'est un spectrographe idéal pour l'observation des astéroïdes : l'IRTF est un télescope optimisé pour les observations dans l'infrarouge et l'observation des petits corps.

**InfraRed Spectrograph (IRS)** est l'un des trois instruments à bord du télescope spatial Spitzer de la NASA fournissant des spectres à basse (60-120) et moyenne ( $\sim 600$ ) résolution spectrale [Houck et al., 2004] dans l'infrarouge moyen (5-38  $\mu\text{m}$ ). Sa situation en dehors de l'atmosphère lui permet de couvrir les domaines 5-8  $\mu\text{m}$ , 13-17  $\mu\text{m}$  et 17-38  $\mu\text{m}$  inobservables depuis le sol. Les spectres obtenus avec InfraRed Spectrograph (IRS) sont également exempts des absorptions et émissions telluriques qui peuvent dégrader la qualité des spectres obtenus depuis le sol.





**Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph (UVES)** est un spectromètre à haute résolution spectrale fonctionnant dans l’ultraviolet et le visible, installé au foyer Nasmyth B de UT2 au VLT [Dekker et al., 2000]. Son design instrumental lui permet de travailler depuis la coupure de l’atmosphère (partie II.1.a) à  $0.33 \mu\text{m}$  jusqu’à la limite de sensibilité des CCD à  $1.1 \mu\text{m}$ . Cet instrument fut conçu pour étudier les raies des gaz des atmosphères d’étoiles et nuages interstellaires, avec une résolution spectrale allant jusqu’à 110 000. Néanmoins, sa haute résolution spectrale permet l’étude des petits corps du système solaire possédant une atmosphère ou une coma. Les bandes d’absorption dues aux solides sont en effet très larges et la résolution spectrale de Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph (UVES) est alors inutile, mais l’étude des gaz présent dans la coma des comètes ou de l’éjection de volatiles par des astéroïdes peut être réalisée avec cet instrument.

## II.4 Réduction de données

Une fois les données (images ou spectres) obtenues, il faut les corriger des aberrations et déformations introduites par l’atmosphère terrestre mais aussi par l’instrumentation elle-même (télescope compris). Cette étape s’appelle la réduction de données, où l’on tente de réduire au maximum les contributions parasites (considérées comme du bruit) pour ne garder que le signal qui nous intéresse. Il faudra ensuite calibrer ce signal de manière à le situer dans un contexte plus général en le comparant à d’autres objets, ou à d’autres observations. Je vais décrire ici les méthodes standards de réduction de données ainsi que les protocoles d’observations les permettant. Ce sont ces principes que j’ai appliqués afin de créer un ensemble de programmes (en IDL) de réduction de données.

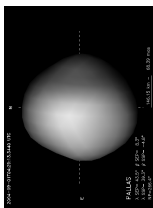
### II.4.a Considérations générales

Les instruments astronomiques sont aujourd’hui tous équipés de détecteurs électroniques qui ont remplacé les plaques photographiques depuis maintenant une vingtaine d’année. Leur principe de fonctionnement est le suivant : il s’agit de grilles de pixels, qui font office de boîtes à photons. Chaque pixel converti la lumière qu’il reçoit en électrons, dont le nombre dépend de la quantité de lumière reçue. Le nombre d’électrons est lu pour chaque pixel à la fin de chaque pose (on parle couramment d’intégration), soit directement en chaque pixel, technologie Complementary Metal–Oxide–Semiconductor (CMOS), ou en déplaçant les électrons de pixels en pixels jusqu’au bord du détecteur où ils sont lus, technologie CCD. Chacune des technologies présente des avantages, suivant l’utilisation désirée. Par exemple, la technologie CMOS permet un gain de temps lorsqu’une sous partie du champs de vue seulement doit être observée : on ne lira pas le détecteur en entier mais seulement cette sous partie. Autre exemple, la technologie CCD permet d’additionner des groupes de pixels lors de leur déplacement, augmentant ainsi le rapport signal à bruit avant même la lecture. Je ne vais pas détailler ici plus en avant les avantages et mérites des deux technologies, qui dépendent principalement de l’utilisation du détecteur [voir Howell, 2001, pour plus de détails].

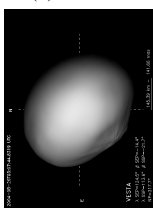
Dans les deux cas, les astronomes disposent à la fin du processus d’un tableau d’une taille similaire à celle du détecteur où chaque case contient le nombre de photons que le pixel correspondant a reçu : c’est exactement le même procédé que celui des appareils photos numériques. On obtient donc une image (“photographie”) presque de la même manière qu’avec une plaque photographique. En revanche, l’aspect discret (de taille finie) des pixels et les mécanismes de lectures entraînent des bruits et aberrations qu’il faut corriger :

- **Pixels “morts”** : certains pixels peuvent ne plus être réceptifs à la lumière. Ainsi, quelle que soit la quantité de lumière qui les éclaire, ils ne produiront que peu d’électrons, voire aucun.
- **Pixels “chauds”** : cas contraire des pixels morts, les pixels chauds sont des pixels qui produisent de nombreux électrons, et ce indépendamment de la quantité de lumière qui les éclaire, même en l’absence complète de lumière. On dénomme souvent l’ensemble pixels morts et chauds par “mauvais pixels”.

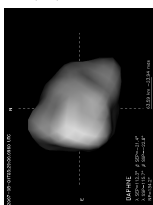
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





- **Biais ou bruit d'instrument** : lors de la lecture, des électrons peuvent être produits par agitation quantique. Ce qui signifie qu'avec un temps de pose nul l'image obtenue n'est pas uniformément noire. Au lieu de mesurer une absence de lumière sur l'ensemble des pixels, on mesure un fond de faible intensité. Ce biais étant produit à la lecture, il est également présent dans les observations scientifiques.
- **Courant d'obscurité** : tout corps émet un rayonnement dit thermique, provenant de la création de photons par agitation quantique. Ceci est également vrai pour les instruments astronomiques, qui vont recevoir des photons produits par eux-mêmes. Le résultat est un niveau de fond dans les images (sans rapport avec la quantité de lumière reçue) dont le niveau sera d'autant plus haut que le temps de pose est long. Puisque la production de photons dépend de la température, les instruments sont refroidis de manière à ne produire qu'un nombre limité de photons de cette manière. Il est à noter que les détecteurs opérant dans le visible ne sont pas affectés par ce bruit de courant d'obscurité. En effet, les photons sont émis de manière thermique dans l'infrarouge, or, les détecteurs visibles ne sont pas sensibles à cette gamme de longueur d'onde.
- **Champs plat** : l'efficacité avec laquelle chaque pixel converti la lumière qu'il reçoit en électrons est indépendante de ces pixels voisins. Il en résulte des différences de sensibilité entre les pixels qui se traduit par une image non-uniforme lors de l'observation d'une surface brillante homogène (comme l'intérieur de la coupole du télescope ou encore du ciel lors de la pénombre).

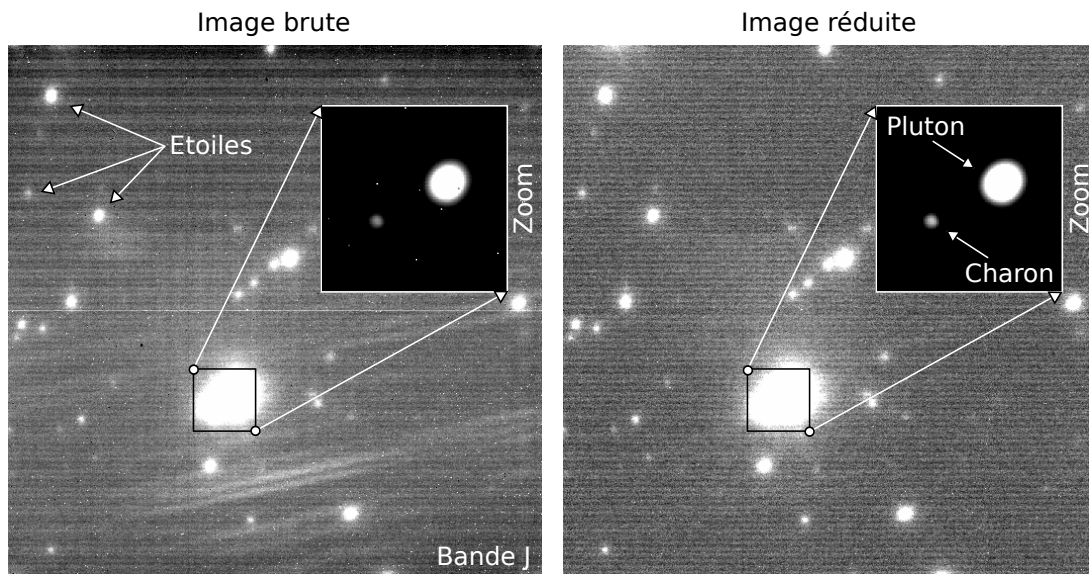


FIG. II.16: Exemple de réduction de données dans le proche infrarouge. Ici le TNO (134340) Pluton et son compagnon Charon sont observés en bande J. L'image brute est entachée de mauvais pixels (visibles dans le zoom) et d'un fond de ciel présentant des structures. L'image réduite est exempte de ces défauts. L'effet du champ plat est également corrigé, bien que difficile à visualiser ici (Crédit : images de B. Sicardy)

Ces effets provenant des instruments, ils vont donc être propres à chaque mode des instruments (par exemple, les champs plats de chaque filtre seront différents entre eux). Heureusement, des solutions ont été trouvées pour palier tous ces défauts (voir la Fig. II.16 pour un exemple de réduction). Il suffit pour cela de produire tout un ensemble de données, dites de calibrations, lors des observations. Je décris maintenant quelles sont ces données ainsi que la manière de corriger les points évoqués ci-dessus.





## II.4.b Dans le visible

Les données prises dans le visible souffrent du bruit d'instrument (biais) ainsi que d'un champ plat non uniforme. Afin de calibrer le biais, il convient de prendre plusieurs images avec un temps d'exposition nul (pour limiter le courant d'obscurité) et avec l'obturateur fermé (pour ne pas enregistrer de lumière parasite). Les images ainsi obtenues ne contiendront que l'information due au bruit d'instrument. Ceci est fait durant la journée, lorsque le télescope est fermé.

Les images de champs plat sont obtenues lors de la pénombre en début et/ou fin de nuit. Le ciel est alors brillant et uniforme, permettant d'acquérir aisément des images uniformément éclairées. Je présente un exemple de biais et de champs plat obtenus avec EFOSC2 au NTT à La Silla en Figure II.17.

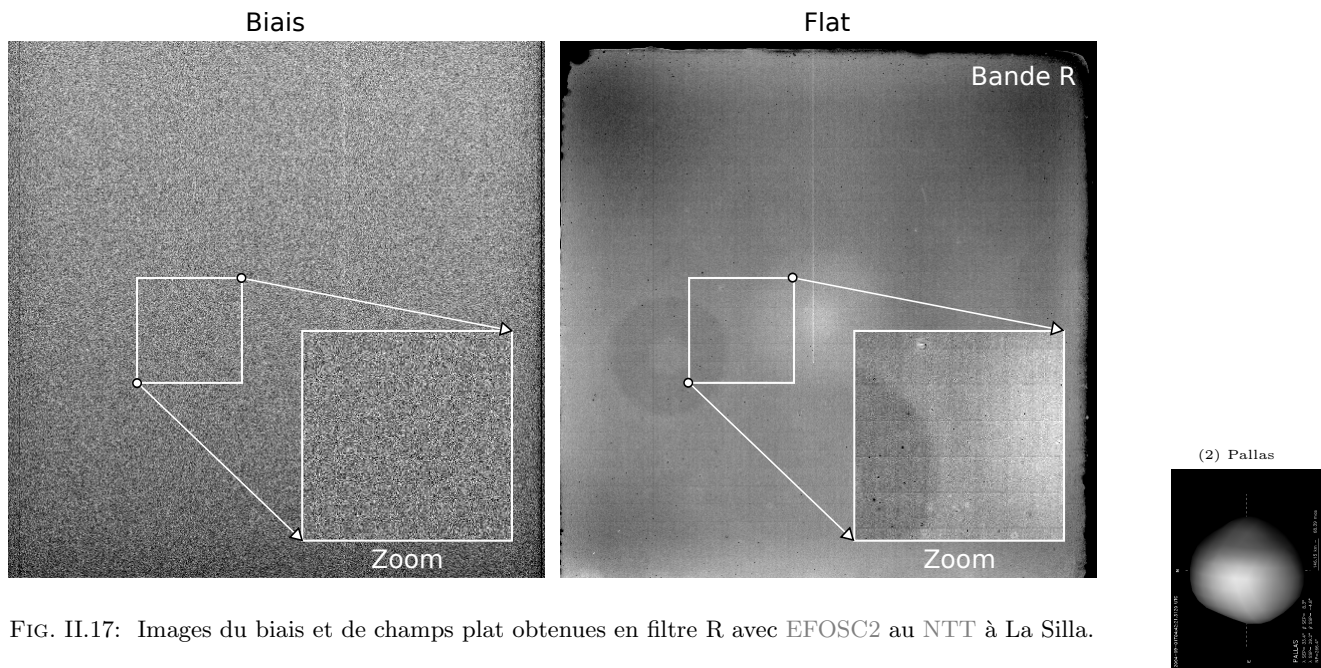


FIG. II.17: Images du biais et de champs plat obtenues en filtre R avec EFOSC2 au NTT à La Silla.

Il convient de prendre plusieurs images pour chaque calibration dans le cas où une de ces images serait affectée par un défaut temporaire (comme par exemple la traînée laissée par un rayon cosmique). Si une seule image de calibration est prise, et se voit affectée d'un tel défaut, la réduction de données sera faussée. La procédure habituelle est alors de créer des images de calibration exemptes de défauts passagers.

**Image du biais :** afin de produire une image du biais, il suffit de prendre la médiane (pour chaque pixel) d'un ensemble d'images de biais.

**Image du champs plat (flat) :** de la même manière que pour le biais, la création du champs plat commence par prendre la médiane d'une série d'images de champs plat (dont le niveau médian a été ajusté pour être constant entre toutes les images). On y soustrait ensuite l'image du biais pour s'affranchir du bruit d'instrument. L'image est finalement divisée par sa valeur moyenne, fournissant ainsi une mesure directe de la différence de sensibilité entre les pixels. Bien que dans le cas d'un détecteur parfait, tous les pixels aient une sensibilité identique (valeur uniforme de 1), celle-ci oscille en réalité autour de 1. Par exemple, une valeur de 1.1 signifie que le pixel est 10% plus sensible que l'ensemble du détecteur.

Une fois ces images du bruit d'instrument et de la réponse du champs plat créées, la réduction à proprement parler, est simple. Il suffit de soustraire le biais à chaque image puis de diviser celles-ci par





l'image normalisée du champs plat. On peut résumer l'ensemble du processus par la formule suivante :

$$\text{Image}_{réduite} = (\text{Image}_{brute} - \text{Biais}) \times \frac{\langle \text{Flat} - \text{Biais} \rangle}{\text{Flat} - \text{Biais}} \quad (\text{Eq. II.2})$$

### II.4.c Dans le proche infrarouge

Les données obtenues dans le proche infrarouge sont également affectées par les inégalités du champs plat. Elles souffrent toutefois de deux contributions supplémentaires : le courant d'obscurité et le fond du ciel, plus important dans ces longueurs d'onde que dans le visible (voir Fig. II.1).

Les images du courant d'obscurité s'obtiennent de manière similaire à celles du biais, avec l'obturateur fermé. En revanche, comme le courant d'obscurité dépend du temps d'exposition, il convient de réaliser des images de celui-ci pour chaque temps d'exposition utilisé durant la nuit d'observation. Les images de champs plat sont obtenues de la même manière que dans le visible (voir ci-dessus : II.4.b).

La procédure pour obtenir les images de courant d'obscurité et de champs plat est ensuite la même qu'en visible. Il est à noter que le bruit d'instrument (biais) est également présent dans les détecteurs proche infrarouge. On ne mentionne que rarement celui-ci, puisque les images du courant d'obscurité contiennent également l'empreinte du biais, qui sera soustrait aux données en même temps que le courant d'obscurité. Je présente un exemple d'images de courant d'obscurité et de champs plat en Figure II.18.

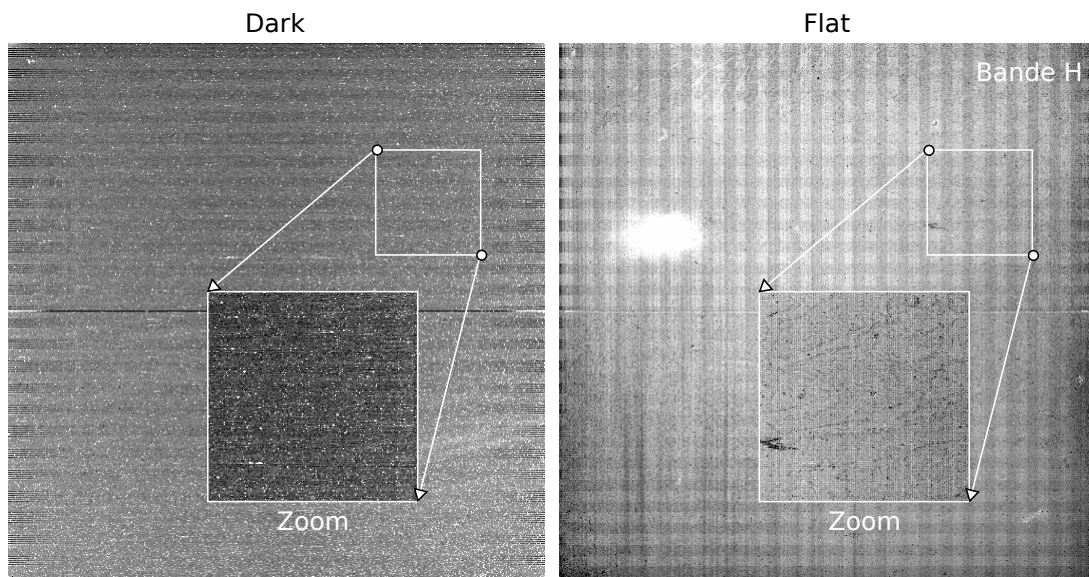


FIG. II.18: Images du courant d'obscurité et du champs plat obtenues en filtre H avec NACO au VLT/UT4.

Vient ensuite une étape propre au proche infrarouge : la soustraction de la contribution du ciel. Si dans le visible l'atmosphère est presque complètement transparente, ce n'est pas le cas dans le proche infrarouge (voir Fig. II.1). Il existe deux manières d'évaluer le fond du ciel :

1. Si l'objet est étendu (ou si de trop nombreuses sources sont présentes dans le champs de vue), il convient d'intercaler des observations du ciel (à une faible distance angulaire de l'objet d'intérêt) entre les observations scientifiques.
2. Si l'objet n'est pas trop étendu, il suffit de placer la cible à différents endroits sur le détecteur lors des observations pour pouvoir extraire une image du ciel puis de prendre la médiane des observations scientifiques en chaque pixel (Fig. II.19).

La réduction des images consiste alors à soustraire l'image du ciel (qui permet de s'affranchir par la même occasion des bruits d'instrument et de courant d'obscurité), puis à diviser par l'image des champs



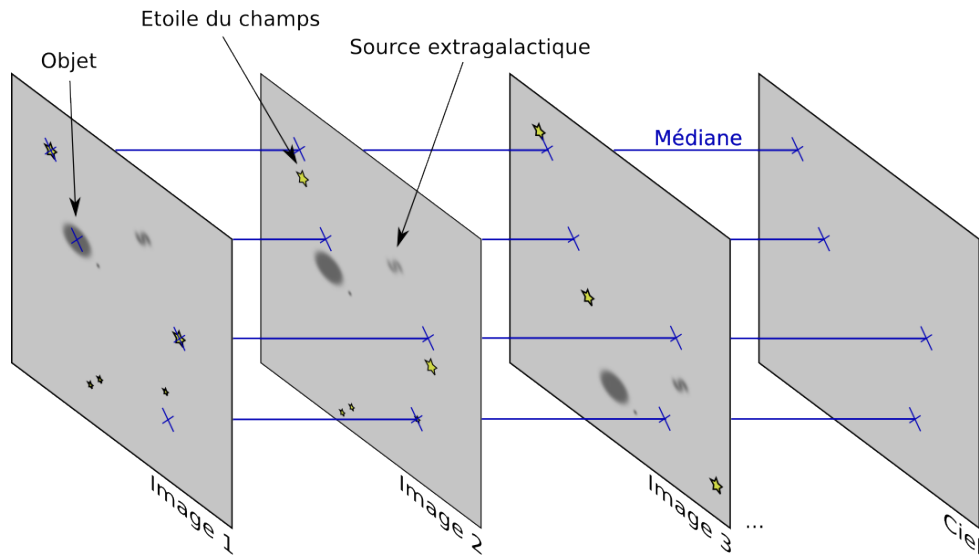


FIG. II.19: Principe de création d'une image du ciel à partir d'une série d'images où l'objet a été déplacé durant les observations.

plat :

$$\text{Image}_{réduite} = (\text{Image}_{brute} - \text{Ciel}) \times \frac{< (\text{Flat} - \text{Dark}) >}{\text{Flat} - \text{Dark}} \quad (\text{Eq. II.3})$$

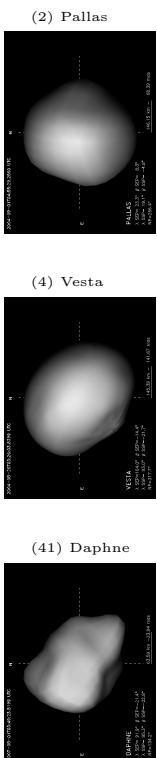
#### II.4.d Indépendamment de la longueur d'onde

Je décris maintenant quelques opérations qui peuvent être réalisées, quelle que soit la longueur d'onde considérée.

**Correction des mauvais pixels :** afin de corriger l'information (non) contenue par les mauvais pixels, il faut tout d'abord lister quels pixels doivent être considérés ainsi. On utilise pour cela les images de biais ou de courant d'obscurité et champs plat. En effet, les pixels chauds seront facilement identifiables sur des images faiblement exposées (biais ou dark) ; et les pixels morts dans les images fortement exposées (flat). On remplace ensuite la valeur de ces pixels par la médiane des pixels avoisinants (dans une boîte de quelques pixels de côté) ; où on se contente de ne pas prendre leur valeur en compte lors de l'analyse.

**Correction de franges d'interférence :** En raison de l'épaisseur finie et non constante des CCDs, les photons interfèrent parfois en leur sein. Ceci a pour résultat la création de franges (d'interférence) qui se superposent au signal (Fig. II.20). Si l'amplitude des franges varie en fonction des conditions d'observation, leur position sur le détecteur reste fixe. Il suffit alors de créer une carte de franges et de la soustraire aux observations pour corriger cet effet.

La carte s'obtient d'une manière similaire au ciel en proche infrarouge : on combine un nombre important d'images en rejetant les fortes valeurs (étoiles, sources diverses...) pour chaque pixel. Il faut ensuite ajuster l'amplitude des franges de la carte à celles de chaque observation. On définit pour cela un ensemble de paires de points de référence, choisies à cheval entre les parties sombres et claires des franges. Le rapport du flux dans et en dehors des franges sur la carte peut alors être ajusté à celui des images.



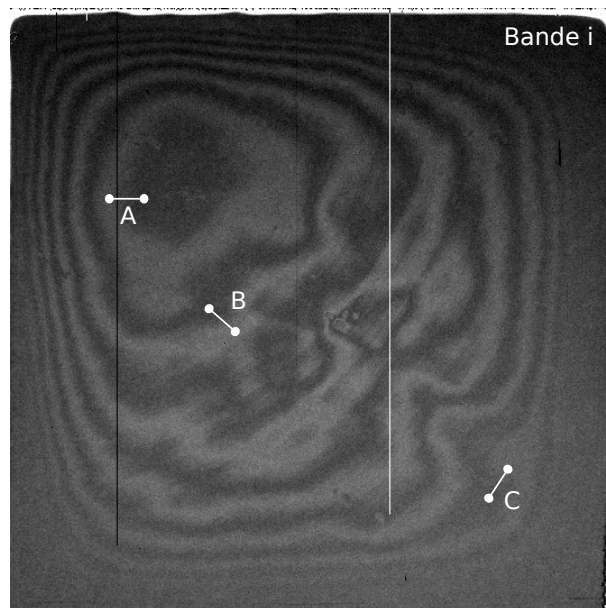


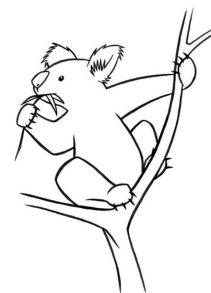
FIG. II.20: Carte de franges en bande i pour EFOSC2 au NTT à La Silla. Les marques A, B et C montrent quelques exemples de paires de points utilisées pour ajuster le contraste des franges. On choisit un point dans une partie brillante de la frange et un autre point associé, proche et dans la partie d'obscurité de la frange. Leur rapport dans l'image et dans la carte donne une estimation du facteur à appliquer à la carte avant de la soustraire à l'image scientifique. Dans le cas de EFOSC2, j'ai utilisé 20 paires de points réparties sur tout le champ.



# Chapitre III

## Une méthode d'analyse originale : KOALA

J'expose dans ce chapitre la méthode d'analyse d'images à haute résolution angulaire au développement de laquelle j'ai collaboré durant ma thèse (partie III.3). Je rappellerai au passage le principe de traitement des images appelé déconvolution (partie III.1), ainsi que les méthodes traditionnelles d'analyse (partie III.2). Je finirai par décrire les différentes étapes de la construction de cartes à partir d'images (III.4).



### Sommaire

---

III.1	Restauration de la résolution angulaire optimale . . . . .	49
III.2	Méthodes d'analyse d'images . . . . .	50
III.2.a	Points de contrôle . . . . .	51
III.2.b	Évolution du limbe . . . . .	52
III.3	Une nouvelle technique : KOALA . . . . .	52
III.3.a	Extraction du profil . . . . .	53
III.3.b	Imagerie et courbes de lumière . . . . .	55
III.3.c	Évaluation des erreurs systématiques . . . . .	55
III.4	Construction de cartes d'albédo . . . . .	57
III.4.a	Choix de la géométrie de projection . . . . .	58
III.4.b	Zone d'intérêt . . . . .	59
III.4.c	Loi de diffusion . . . . .	61
III.4.d	Projection . . . . .	62
III.4.e	Combinaison des images : . . . . .	62

---



### III.1 Restauration de la résolution angulaire optimale

Dans le cas d'observations réalisées depuis le sol, la turbulence atmosphérique dégrade la résolution spatiale des observations. L'optique adaptative fournit une correction en temps réel des aberrations introduites par l'atmosphère (voir le chapitre II.2), améliorant grandement la résolution obtenue. Cette correction est toutefois imparfaite et pour tirer le maximum d'informations spatiales des observations, un traitement *a posteriori* des images est nécessaire.

Afin d'exposer le principe de ce traitement, commençons par voir comment l'image est formée sur le détecteur dans le cas d'un télescope "idéal", sans les perturbations dues à l'atmosphère, ni les divers bruits entachant les observations réelles et donc uniquement limité par la diffraction.

On considère un télescope idéal s'il est linéaire et invariant par translation (sens des théories du signal). L'image formée ( $\mathcal{I}$ ) est donc le résultat de la convolution de la lumière entrant dans le télescope (l'objet,  $\mathcal{O}$ ) par la réponse impulsionnelle du télescope : la fonction d'étalement du point, en anglais Point-Spread Function (PSF).

$$\mathcal{I} = \mathcal{O} \star \mathcal{PSF} \quad (\text{Eq. III.1})$$

Dans un tel cas, retrouver l'objet à partir de l'image est chose aisée. En effet, la transformée de Fourier (FFT) transforme l'opération de convolution en une multiplication dans l'espace conjugué. Ainsi

$$\begin{aligned} \mathcal{I}' &= \text{FFT}[\mathcal{I}] \\ &= \text{FFT}[\mathcal{O} \star \mathcal{PSF}] \\ &= \mathcal{O}' \times \mathcal{PSF}' \end{aligned} \quad (\text{Eq. III.2})$$

Il suffit alors de diviser la FFT de l'image ( $\mathcal{I}'$ ) par celle de la PSF ( $\mathcal{PSF}'$ ) pour retrouver celle de l'objet originel ( $\mathcal{O}'$ ), sans les aberrations due à la diffraction, on parle communément de *déconvolution*. L'observation d'une étoile non résolue spatialement permet de mesurer la PSF réelle du télescope.

$$\begin{aligned} \mathcal{O}' &= \mathcal{I}' / \mathcal{PSF}' \\ \mathcal{O} &= \text{FFT}[\mathcal{I}' / \mathcal{PSF}'] \end{aligned} \quad (\text{Eq. III.3})$$

Si le principe est extrêmement simple dans le cas invariant exposé ici, il en va autrement pour les observations réelles, où les différents bruits présents vont compliquer cette opération (cas des observations spatiales comme celles réalisées par le HST). En effet, le problème de *déconvolution* fait partie de manière plus générale des problèmes "mal-posés" [Tikhonov and Arsenine, 1974], où un bruit de faible contribution dans le signal originel peut se révéler dominant après l'opération. Aux observations réalisées depuis le sol s'ajoute une difficulté supplémentaire. En effet, la perturbation atmosphérique fait évoluer très rapidement (échelle de temps de quelques milli-secondes) la réponse impulsionnelle de l'ensemble télescope+atmosphère par lequel passe la lumière de l'objet. L'observation d'une étoile fournit donc la PSF de l'ensemble, mais à un autre moment, et dans une autre direction, que lors de l'observation de l'objet scientifique. La PSF ainsi obtenue, bien que globalement similaire, n'est alors pas la même que celle (non observée) des observations scientifiques. Le procédé exposé ci-dessus (Eq. III.3), n'est alors plus valide et son application a de plus grandes chances d'introduire des artefacts (provenant de la différence entre les deux PSFs considérées) que de corriger les résidus de la correction partielle de l'OA.

Pour palier ce problème, différents algorithmes ont été créés afin d'estimer la PSF correspondant aux observations scientifiques, à partir de PSFs de références prises au cours de la même nuit (par exemple Lucy-Richardson, Maximum Entropy...) Au cours de ma thèse, j'ai utilisé l'algorithme appelé Myopic Iterative STep preserving Restoration ALgorithm (Mistral), développé au sein de l'Office National d'Études et de Recherches Aérospatiales (ONERA) [Fusco, 2000; Conan et al., 2000]. Cet algorithme est basé sur une approche probabiliste du problème de déconvolution et préserve les bords francs des objets observés [Mugnier et al., 2004]. Ce dernier aspect le rend particulièrement adapté aux observations des corps du système solaire.

Quelques points sont à considérer lors de l'utilisation de Mistral. Premièrement, l'obtention de PSFs est primordiale lors des observations. Il faut pour cela observer régulièrement des étoiles proches (sur le





ciel) de l'objet observé, et dans les mêmes conditions de correction d'OA. On prendra soin alors de ne pas re-optimiser la boucle de correction (voir le chapitre II.2). Il convient également de trouver un compromis entre observer le ou les objets d'intérêt scientifique et les PSFs. Les meilleurs résultats de déconvolution que j'ai pu obtenir l'ont été pour des cas où plusieurs séries de PSFs avaient été obtenues durant la nuit d'observation. Le temps de pointage et l'intégration sur une étoile brillante ( $\text{mag} \leq 12$ ) étant de l'ordre de 10 à 20 minutes, il convient d'observer une étoile toute les 1 à 2 heures afin de s'assurer la meilleure déconvolution possible.

Deuxièmement, *Mistral* est paramétré via trois quantités, définies par l'utilisateur. Ces trois paramètres permettent de pondérer l'importance relative des hautes et basses fréquences dans l'image reconstruite, ainsi que de gérer le degré de prise en compte des PSFs. Le résultat de la déconvolution est fortement lié à ces paramètres, qui permettent de supplanter le manque d'information concernant la PSF réelle des observations. L'utilisation de *Mistral* demande donc d'essayer de nombreuses combinaisons de ces paramètres, et ce pour chaque observation. Ceci en rend son utilisation laborieuse. Toutefois, il est possible d'appréhender l'influence de chacun des paramètres après une période de tests (annexe A.1). Cet aspect d'essai/erreur rend de nombreux scientifiques sceptiques sur la pertinence des résultats obtenus après déconvolution. Néanmoins, il est possible de s'assurer de la validité de l'approche en comparant plusieurs vues du même objet à différents instants. Si celui-ci tourne sur lui-même, notre capacité à suivre des marques reconnaissables (albédo, topographie) confirme leur existence. Une démonstration de la pertinence des résultats obtenus par imagerie à haute résolution, avec les techniques de correction par OA et déconvolution, est fournie par les observations *in-situ* : les images du satellite Galiléen Io obtenues par OA au W. M. Keck [Marchis et al., 2002] ainsi que celles de la surface de Titan (le plus grand satellite de Saturne, voir Fig. III.1) au VLT [Witasse et al., 2006] sont en parfait accord avec celles obtenues sur place par les sondes *Galileo* d'une part et *Cassini* et *Huygens* (lors de son plongeon dans l'atmosphère de Titan) d'autre part.

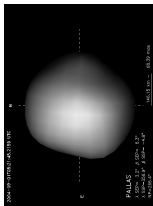
Le dernier point à considérer est l'aspect itératif de *Mistral*. De ce fait, plus les images à déconvoluer sont grandes, plus le traitement en sera long. En considérant le fait que de nombreux jeux de paramètres sont essayés avant acceptation de l'image finale (voir ci-dessus), le temps de calcul est important à considérer. Pour cela, il convient de réduire la taille des images en ne conservant qu'une fenêtre autour de l'objet ou de la PSF considéré. Ceci tout en prenant soin de ne pas tronquer le flux provenant de l'objet (ce qui pourrait conduire à une déconvolution erronée). J'ai donc réduit toutes les images que je présenterai par la suite à la taille de  $128 \times 128$  ou  $256 \times 256$  pixels suivant la taille apparente des objets (les dimensions en puissance de 2 étant choisies afin d'accélérer les calculs de FFT compris dans *Mistral*).

À partir de ma troisième année de thèse, j'ai également utilisé le programme Adaptive Image Deconvolution Algorithm (AIDA), principalement pour réaliser des simulations sur la précision atteignable lors de la mesure de la taille des astéroïdes. Ce programme est une version libre de l'algorithme *Mistral*, dont la rapidité de calcul est fortement améliorée et les trois quantités décrites ci-dessus sont évaluées automatiquement par le programme [Hom et al., 2007]. Cet aspect automatique représente un énorme avantage par rapport à *Mistral*. Néanmoins, si les contours des objets déconvolués avec AIDA sont en tout point similaires à ceux obtenus avec *Mistral*, la photométrie relative à l'intérieur du disque apparent nécessite souvent une intervention de l'utilisateur. En effet, AIDA produit souvent plus de "ringing", effet bien connu d'excès d'intensité sur le bord du disque apparent d'objet après déconvolution, que *Mistral*. La déconvolution dans le but de création de carte de la surface nécessite alors l'utilisation de *Mistral*.

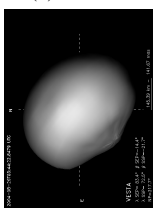
## III.2 Méthodes d'analyse d'images

Les premières images du disque apparent d'un astéroïde ont été obtenues dès 1991, lors du survol de (951) Gaspra par la sonde Galileo de la NASA. Avec l'avènement du HST et des grands télescopes au sol équipés d'OA, de nombreux astéroïdes ont été imagés. Je présente rapidement ici deux méthodes permettant de déterminer la direction du pôle de rotation, la seconde permettant à la fois la détermination de la taille de l'astéroïde.

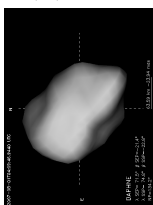
(2) Pallas

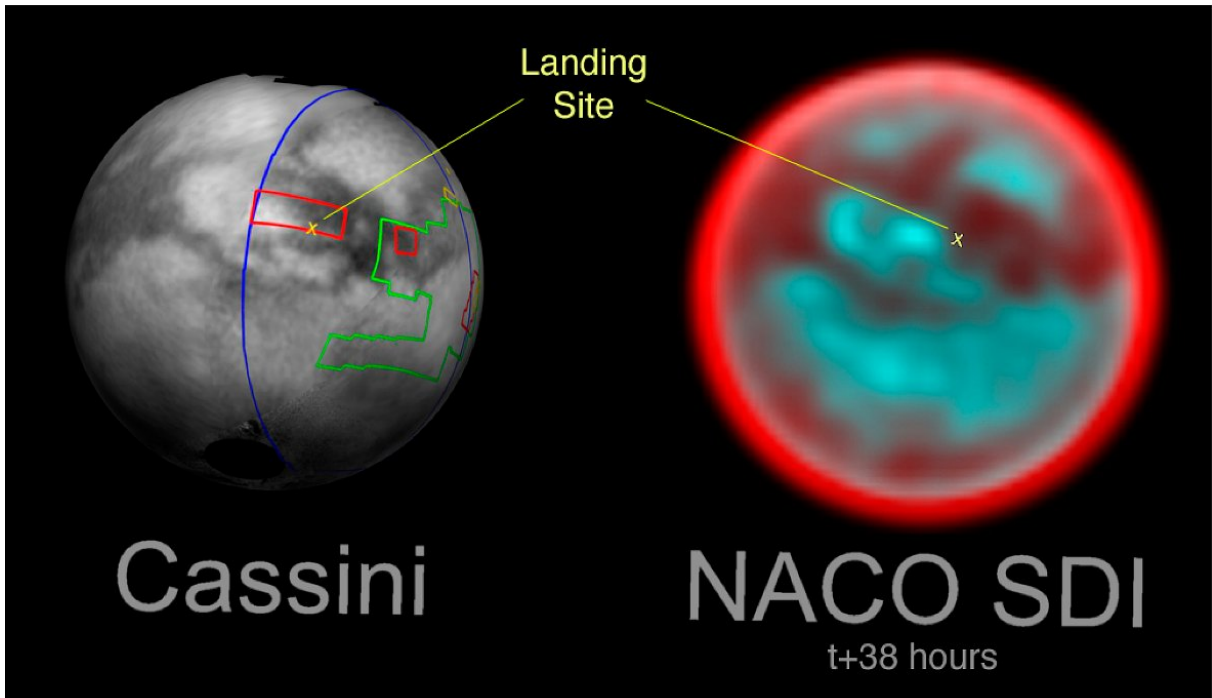


(4) Vesta



(41) Daphne





© NASA/JPL/Space Science Institute

Titan, the Enigmatic Moon, and Huygens Landing Site  
(Cassini and VLT YEPUN + NACO)

ESO PR Photo 04c/05 (24 February 2005)

© European Southern Observatory



FIG. III.1: *A gauche* : Modèle de la surface de Titan (le satellite principal de Saturne) obtenu par les sondes Cassini, en orbite autour de Saturne, et Huygens, qui plongea dans l'atmosphère de Titan en Janvier 2005. *A droite* : Image de la surface de Titan obtenue au VLT avec NACO, déconvoluée avec Mistral.

La correspondance entre les deux images est frappante, malgré la résolution spatiale moindre fournie par les observations depuis la Terre. Ces vues illustrent parfaitement la validité de l'approche OA+déconvolution. (Crédit : ESO Press Release 04/05).

### III.2.a Points de contrôle

Il est possible de déterminer les coordonnées du pôle d'un corps céleste dès lors que des marques sont visibles à sa surface. Lors de la rotation, tout point à la surface va en effet décrire un cercle dont le centre est confondu avec l'axe de rotation (le plan de ce cercle est orthogonal à l'axe). La projection de ce cercle est une ellipse dans le plan du ciel. Le suivi d'une marque lors de la rotation d'un astéroïde fournit donc le tracé d'un parallèle à la surface du corps dans le plan du ciel.

La forme de ce tracé en forme d'ellipse est directement liée à l'orientation du corps au moment des observations via deux angles : l'angle au pôle  $p_n$  et la latitude sub-terrestre  $SEP_\beta$ . Ces deux angles sont la représentation à un moment donné de l'orientation du pôle de l'astre. Leur mesure fournit *in fine* les coordonnées du pôle, sans qu'aucune hypothèse n'ait été émise.

On va donc choisir une marque aisément reconnaissable, dont le contraste permet un repérage précis (sub-pixelique), et mesurer ses positions successives sur le disque apparent de l'objet. Notons  $(x, y)$  les coordonnées de ces points dans le plan du ciel. Alors, celles-ci vérifient, pour une ellipse de rayon équivalent  $R$ , centrée en  $(x_c, y_c)$  :

$$R^2 = x^2 \left[ \cos^2(p_n) + \left( \frac{\sin(p_n)}{\sin(SEP_\beta)} \right)^2 \right] + y^2 \left[ \sin^2(p_n) + \left( \frac{\cos(p_n)}{\sin(SEP_\beta)} \right)^2 \right]$$





$$\begin{aligned}
 & + 2y \left[ x_c \sin(p_n) - y_c \frac{\cos(p_n)}{\sin^2(\text{SEP}_\beta)} \right] - 2x \left[ x_c \cos(p_n) + y_c \frac{\sin(p_n)}{\sin^2(\text{SEP}_\beta)} \right] \\
 & + xy \frac{\sin(2p_n)}{\tan^2(\text{SEP}_\beta)} + x_c^2 + \left( \frac{y_c}{\sin(\text{SEP}_\beta)} \right)^2
 \end{aligned} \tag{EQ. III.4}$$

Cette équation contient 5 inconnues,  $p_n$  et  $\text{SEP}_\beta$  qui nous intéressent directement, ainsi que  $x_c$ ,  $y_c$  et  $R$ . On peut contraindre ces 5 valeurs par moindre carré si de nombreuses positions  $(x, y)$  de la marque sont fournies. Ensuite, on peut remonter aux coordonnées du pôle  $(\alpha_p, \delta_p)$  dans un repère équatorial en considérant les coordonnées de l'objet au moment des observations  $(\alpha_A, \delta_A)$  :

$$\sin(\text{SEP}_\beta) = -\sin(\delta_p) \sin(\delta_A) - \cos(\delta_p) \cos(\delta_A) \cos(\alpha_p - \alpha_A) \tag{EQ. III.5}$$

$$\cos(\text{SEP}_\beta) \sin(p_n) = \cos(\delta_p) \sin(\alpha_p - \alpha_A) \tag{EQ. III.6}$$

$$\cos(\text{SEP}_\beta) \cos(p_n) = \sin(\delta_p) \cos(\delta_A) - \cos(\delta_p) \sin(\delta_A) \cos(\alpha_p - \alpha_A) \tag{EQ. III.7}$$

Au vu de ceci, il apparaît que l'incertitude sur l'orientation provient de notre capacité à contraindre le tracé d'une marque (on peut en effet négliger les erreurs sur la position de l'astéroïde). Cette contrainte se décompose en deux facteurs : la portion de la période observée et l'erreur commise sur la position apparente de la marque. En effet, plus l'arc d'ellipse couvert sera important, et plus l'ellipse sera contrainte. La méthode des points de contrôles fournit donc les coordonnées du pôle d'un corps céleste sans a priori, sous condition :

- a. que des marques de surface soient visibles et reconnaissables d'une image à l'autre
- b. que les observations couvrent une période assez courte durant laquelle  $\text{SEP}_\beta$  et  $p_n$  peuvent être considérés constants (environ une nuit).
- c. que les marques soient repérées pendant une portion de rotation conséquente (quelques dizaines de degrés)

### III.2.b Évolution du limbe

Chaque image du disque apparent d'un astéroïde fournit une mesure de son contour pour une géométrie donnée (une sorte de coupe de sa forme). La combinaison d'un grand nombre de contours ainsi mesurés permet l'obtention d'un modèle de forme de l'astéroïde [e.g. [Conrad et al., 2007](#)]. En revanche, si les observations sont en nombre insuffisant, il est commun de modéliser l'astéroïde par un ellipsoïde tri-axial afin de déterminer ses dimensions et les coordonnées de son pôle [[Drummond, 2000](#)]. Cette manière de procéder, en suivant l'évolution du profil du limbe, est très similaire au traitement des occultations stellaires (voir chapitre I.3.a).

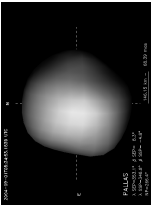
Un ellipsoïde défini par trois axes ( $a \geq b \geq c$ ) est vu sous n'importe quelle géométrie comme une ellipse de demi axes apparents  $\alpha \geq \beta$ . Ces deux grandeurs, ainsi que l'orientation du demi grand axe ( $\gamma$ ), sont observables sur chaque image (voir la Fig. III.2 pour un schéma de la définition de ces trois grandeurs). Ces trois valeurs sont reliées aux dimensions de l'ellipsoïde ( $a, b, c$ ) ainsi qu'à son orientation dans l'espace (coordonnées  $\alpha_p, \delta_p$  du pôle dans un repère équatorial et moment  $t_0$  associé à une phase  $\Phi_0$  de référence). Ainsi, en combinant  $N_{obs}$  observations d'un astéroïde à diverses époques, fournissant  $N_{obs}$  mesures  $[\alpha_i, \beta_i, \gamma_i]_{i=0}^{N_{obs}}$ , on peut remonter par moindre carré aux six paramètres définissant l'ellipsoïde (l'astéroïde) dans l'espace :  $[a, b, c, \alpha_p, \delta_p, t_0]$ .

Cette méthode est la plus répandue, même dans le cas d'astéroïdes dont la forme est fortement éloignée d'un ellipsoïde [e.g. (511) Davida par [Marchis et al., 2006a](#); [Conrad et al., 2007](#)]. Je discute la pertinence des mesures obtenues par cette méthode dans la partie III.3.c.

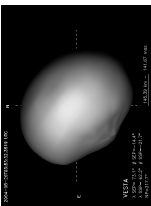
## III.3 Une nouvelle technique : KOALA

J'ai été amené au cours de ma thèse à participer au développement d'une nouvelle méthode d'analyse des images à haute résolution angulaire, pour l'étude de (2) Pallas (voir chapitre IV.2). Le but de cette

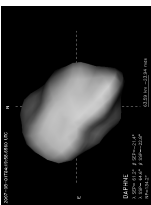
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



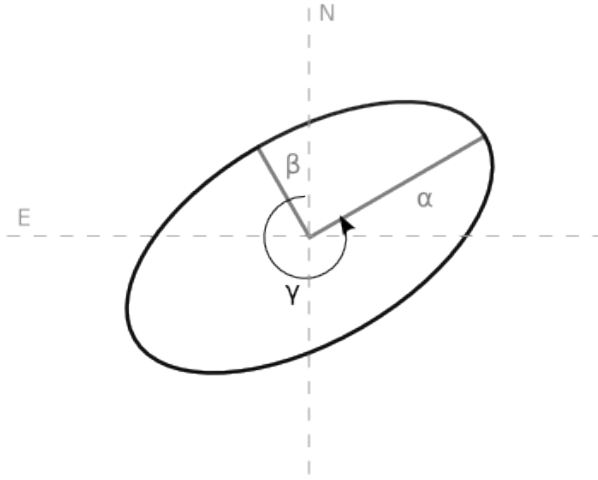


FIG. III.2: Définition des grandeurs utilisées pour quantifier la précision atteignable lors de l'extraction de contours. Ce sont les mêmes grandeurs que celle utilisée dans l'analyse basée sur l'hypothèse qu'un astéroïde est correctement décrit par un ellipsoïde. La projection d'un ellipsoïde sur un plan est une ellipse. On peut alors mesurer la taille (demi-axes  $\alpha$  et  $\beta$ ) ainsi que l'orientation (par rapport au Nord céleste :  $\gamma$ ) de celle-ci.

méthode est de décrire du mieux possible la forme réelle d'un astéroïde et ses propriétés de rotation. Pour cela, les hypothèses sur la forme sont réduites à leur minimum et celle-ci peut être quelconque (incluant des concavité). Pour cela, cette méthode tire parti du maximum d'informations disponibles et utilise alors les courbes de lumière et les images à haute résolution angulaire de manière conjointe.

### III.3.a Extraction du profil

Afin de déterminer la taille et la forme d'un astéroïde, il va être nécessaire de déterminer précisément la position du contour de son disque apparent (formé par son limbe et son terminateur).

J'ai pour cela développé une méthode basée sur une transformation en ondelettes. Je ne vais pas décrire en détail la théorie des transformations en ondelettes ; un aperçu de ses applications en astrophysique peut être trouvé dans Starck [2002]. Il suffira ici de noter que de nombreuses ondelettes existent (par exemple, la FFT), chacune permettant d'extraire un type donné d'information. Il faut donc choisir l'ondelette appropriée à l'information que l'on désire retirer d'un signal. Afin d'extraire les bords francs du disque apparent des astéroïdes, j'ai choisi d'utiliser l'ondelette Laplacian of Gaussian (LoG) (qui comme son nom l'indique est simplement la fonction résultante de l'application de l'opérateur laplacien sur une fonction gaussienne), adaptée à la détection de discontinuités en 2 dimensions. Je développe ici rapidement la formule d'une LoG : soit  $G(x, y)$  une gaussienne en 2 dimensions de déviation standard  $\sigma$  (symétrique par rotation) et  $\Delta$  l'opérateur Laplacien, alors on a :

$$G(x, y) = \frac{1}{\sqrt{2\pi\sigma^2}} e^{-\frac{x^2+y^2}{2\sigma^2}} \quad (\text{Eq. III.8})$$

$$\text{et, } \Delta = \frac{d^2}{dx^2} + \frac{d^2}{dy^2} \text{ alors} \quad (\text{Eq. III.9})$$

$$\begin{aligned} \text{LoG} &= \Delta G(x, y) \\ &= \frac{1}{\sqrt{2\pi\sigma^2}} \frac{x^2 + y^2 - 2\sigma^2}{\sigma^4} e^{-\frac{x^2+y^2}{2\sigma^2}} \end{aligned} \quad (\text{Eq. III.10})$$

Je présente ensuite en Fig. III.3 le processus d'extraction de contour pour des données simulées, explicitant les diverses étapes du processus. La transformée en ondelette consiste à convoluer le signal avec l'ondelette, ici la LoG. Dans ce cas précis, l'emplacement des valeurs nulles dans l'image résultante indique la position des discontinuités de l'image d'origine (la déviation standard  $\sigma$  permettant de choisir

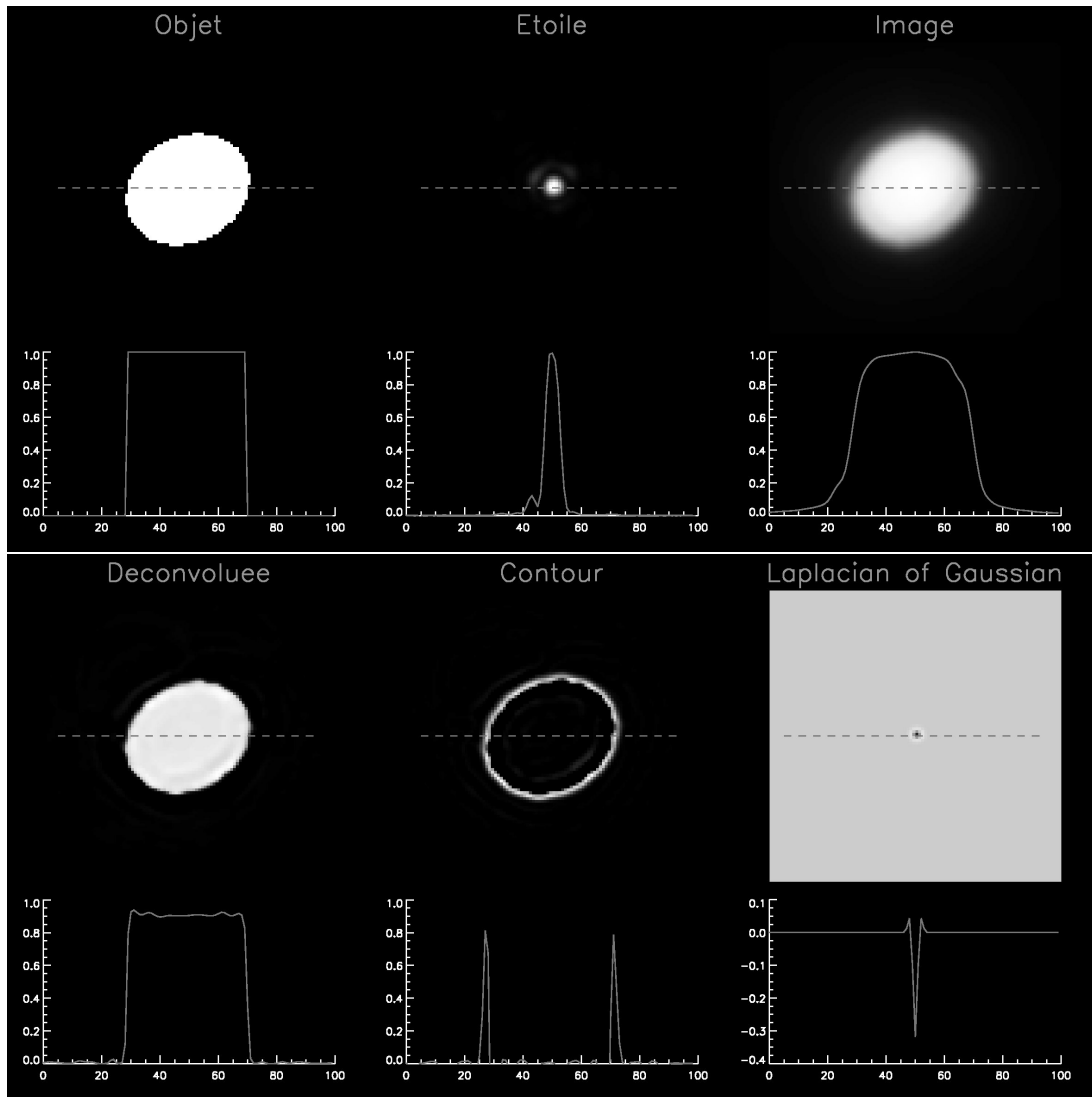


FIG. III.3: Simulation de détermination de la taille d'un objet céleste à bords francs. Du haut à gauche en bas à droite : un objet idéalisé (ellipse de couleur uniforme), une étoile de référence (PSF obtenue au W. M. Keck observatory) utilisée pour simuler l'image de l'objet par le télescope. Cette image a ensuite été déconvoluée avec *Mistral*, en utilisant d'autres PSF provenant de la même nuit d'observation. Finalement, le contour est extrait au moyen d'une ondelette (Laplacienne de Gaussienne 2d, LoG, voir texte). Comme pour le reste de l'analyse d'image, tous les programmes que j'ai créés ont été codés avec le langage IDL.

la taille des discontinuités recherchées). Point important, la forme apparente du corps est mesurée via cette technique, permettant alors une description du relief à la surface de l'objet. Les autres méthodes basées sur l'ajustement d'ellipses [e.g. [Drummond, 2000](#)] fournissent la taille apparente, sans pour autant permettre une description détaillée de la forme de l'astéroïde. Or, la connaissance de la forme réelle des corps est importante pour l'étude des impacts qu'ils ont subis [cas de (4) Vesta par exemple, [Thomas et al., 1997a](#)], sans compter les biais possibles introduits par l'utilisation d'un modèle inadapté (voir la discussion présentée au chapitre IV.4.c)





### III.3.b Imagerie et courbes de lumière

Le principe va ensuite être d'utiliser l'information sur la taille et la forme, obtenue de manière directe par les images, avec les informations contenues dans les courbes de lumière, contraignant la forme de manière indirecte. De manière à limiter au maximum l'introduction d'artefacts dans les contours, j'ai développé un algorithme qui combine plusieurs contours obtenus à quelques minutes d'intervalle.

L'idée est la suivante : durant un laps de temps de quelques minutes, les astéroïdes ne vont tourner que de quelques degrés. En effet, une période de rotation typique de 4-8 heures entraîne une rotation de moins de  $5^\circ$  pour des observations étalées sur 3 minutes. Le principe est donc d'obtenir plusieurs images (typiquement une dizaine) en quelques minutes, puis de déconvoluer chacune d'entre elles. La mesure du contour s'effectue ensuite comme présentée ci-dessus (III.3.a). Ensuite, cette série de contour est alignée, et le contour final est la médiane de ces contours, calculée le long de l'azimut (Fig. III.4).

Ensuite, les mathématiques nécessaires à l'inversion combinée des deux modes (imagerie et courbes de lumière) ont été réalisées par [Kaasalainen \[2009\]](#), à partir de son expérience des inversions de courbes de lumière [principalement [Kaasalainen and Torppa, 2001](#); [Kaasalainen et al., 2001, 2002c](#)]. Le principe de l'inversion est de trouver la combinaison de coordonnées de pôle, période de rotation et forme qui va reproduire au mieux les contours et les courbes de lumière. Pour cela, la forme des astéroïdes est décrite comme une somme d'harmoniques sphériques, permettant une écriture mathématique de la forme. De plus, la complexité de forme fournie par les harmoniques sphériques allant croissant avec leur degré, il suffit de choisir le degré le plus bas possible fournissant une solution acceptable pour limiter l'introduction d'artefacts. Ce choix se justifie également du fait que les astéroïdes les plus gros sont relativement réguliers et qu'il est peu probable qu'ils présentent des angulosités.

Après une suite d'essai/erreur, la solution retenue est celle qui minimise au mieux le  $\chi^2$  combiné des deux modes de données (courbes de lumière d'une part et contours obtenus par imagerie d'autre part), avec la condition que le  $\chi^2$  de chaque mode soit acceptable. Comme cette méthode peut fonctionner avec des contours obtenus de n'importe quelle manière (par exemple par occultation stellaire) et que l'interaction des différents modes de données est très forte, j'ai appelé cette méthode *Knitted Occultation, Adaptive optics and Light-curve Approach* (KOALA). Je présente maintenant une estimation du biais de cette méthode, comparée à la méthode d'évolution du limbe présentée ci-dessus (III.2.b).

### III.3.c Évaluation des erreurs systématiques

La question de l'évaluation des erreurs systématiques se pose dès lors que diverses études individuelles annoncent des barres d'erreurs très petites qui ne présentent aucune intersection. En effet, une incertitude convenablement évaluée doit, par définition, obligatoirement inclure la "vraie" solution. Donc, l'existence simultanée de diverses solutions dont l'accord apparaît à plusieurs déviations standards ( $4\sigma$ ,  $5\sigma$ ) est révélateur de, au choix :

- a. une des études est faussée, et dans ce cas il n'y a pas de problème de fond ;
- b. l'évaluation de l'incertitude d'une ou plusieurs études est faussée. C'est ce cas qui m'intéresse ici, car vraisemblablement répandu dans la communauté.

Un exemple très visuel de ce type de considérations est donné par [Mouret et al. \[2007, Fig. 1\]](#).

Quelle est la source de cette mauvaise évaluation des incertitudes ? Une barre d'erreur est la somme de deux contributions : l'erreur interne au modèle, facile à calculer, qui correspond généralement à la déviation standard mesurée entre le modèle et les données ; et l'erreur externe, dite systématique, qui rend compte de la pertinence du modèle par rapport aux données et des biais propres à chaque méthode. Cette seconde est beaucoup plus difficile à évaluer et c'est pour cette raison qu'elle est souvent omise, l'incertitude étant assimilée à l'erreur interne seule. Or, rien ne garanti que l'erreur systématique soit négligeable par rapport à l'erreur interne.

Prenons l'exemple suivant : on cherche à modéliser un astéroïde par un parallélépipède rectangle. La Fig. III.5 représente le type de résultat qu'on pourrait obtenir. Tel qu'on le conçoit généralement, la solution (c'est à dire la taille du parallélépipède rectangle, défini par les trois longueurs  $a$ ,  $b$  et  $c$ ) serait un compromis, correspondant au rectangle libellé "Moyen" dans le plan  $(a,c)$ . L'erreur interne associée est la déviation standard  $(\sigma_a, \sigma_b, \sigma_c)$  présentée par les différents triplets  $(a, b, c)$  déterminés sur chaque image.

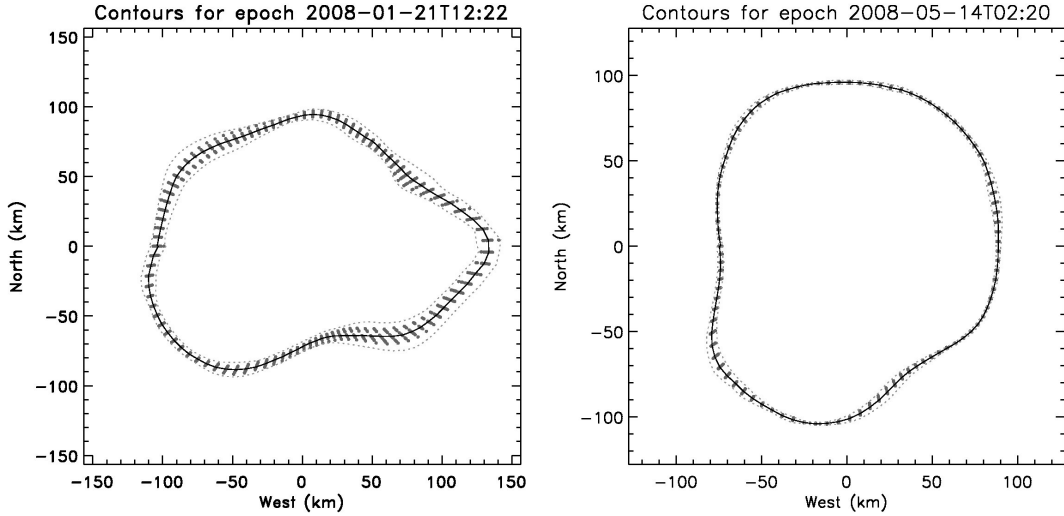


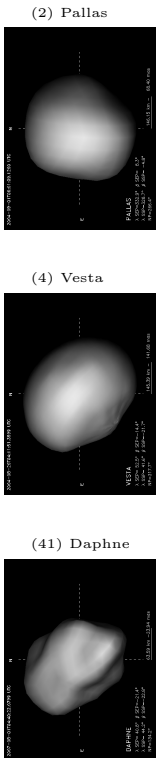
FIG. III.4: Exemples de mesure du contour moyen d’une série d’observations, ici pour l’astéroïde (41) Daphne (voir le chapitre IV.4). Les points gris représentent les mesures les mesures individuelles des contours. La ligne noir le contour médian et les lignes pointillées grises la déviation  $3\text{-}\sigma$  des contours individuels au contour médian. La répétabilité des mesures est ici évidente. La taille des pixels est de 13 et 11 km pour les parties de gauche et de droite respectivement. La dispersion observée est donc de l’ordre du pixel au maximum, bien plus petite que l’élément de résolution théorique, et souvent sub-pixelique.

Mais cette conception (généralement utilisée) fait abstraction du fait qu’un parallépipède rectangle n’est évidemment pas un modèle adapté pour représenter la forme d’un astéroïde. Une erreur plus réaliste ( $\delta_a, \delta_b, \delta_c$ ) doit rendre compte de ceci, c’est à dire inclure les erreurs systématiques. Dans le cas présent, l’écart du modèle à la réalité peut se calculer en cherchant la gamme possible des trois longueurs pour laquelle le modèle inclut la réalité (par exemple l’enveloppe interne et externe). Ceci est représenté par les rectangles libellés “Max” et “Min” dans la Fig. III.5. On remarque que l’erreur finale  $\delta$  est bien plus grande que l’erreur interne  $\sigma$ . Un triplet  $(a, b, c)$  associé à une telle incertitude ( $\delta_a, \delta_b, \delta_c$ ) a alors un sens, puisque l’on sait avec certitude que la forme réelle de l’astéroïde se situe entre le parallépipède le plus petit et le plus grand. Une erreur ne comportant que  $(\sigma_a, \sigma_b, \sigma_c)$  est en réalité biaisée puisque le contour de l’astéroïde sort parfois de l’enveloppe définie par ces valeurs.

Si la discussion peut paraître triviale dans le cas exposé ici, elle est en réalité beaucoup plus sensible ; par exemple, dans le cas de la méthode exposée ci-dessus (partie III.2.b) de détermination de la taille par assimilation à un ellipsoïde tri-axial. Ce modèle est parfaitement adapté à des astéroïdes dont la forme est régulière, mais que se passe-t-il lorsque la forme de l’objet s’écarte fortement d’un ellipsoïde régulier ? Afin d’évaluer au mieux les incertitudes sur les paramètres que j’ai déterminés durant mes travaux, j’ai

1. étudié les erreurs inhérentes à ma méthode de mesure de contours par des simulations (que je présente ci-dessous) ;
2. évalué les biais en comparant les résultats des différentes méthodes dans un cas particulier, celui de l’astéroïde (41) Daphne (que je présente dans le chapitre IV.4).

J’ai alors créé 198 disques apparents idéaux, avec différentes tailles et géométries. Puis, j’ai convolué ses objets avec des PSFs réelles, obtenues au W. M. Keck observatory avec NIRC2. On voit alors une tache diffuse de lumière, sans pouvoir déterminer précisément où se trouve le contour. J’ai finalement appliqué les méthodes de déconvolution et de transformées en ondelettes présentées ci-dessus (section III.1 et III.3.a). La mesure des dimensions et de l’orientation des contours obtenus suivant les définitions données en Fig. III.2 permet d’évaluer la précision de la méthode en les comparant aux paramètres des simulations. Je présente ces comparaisons dans la Fig. III.6.



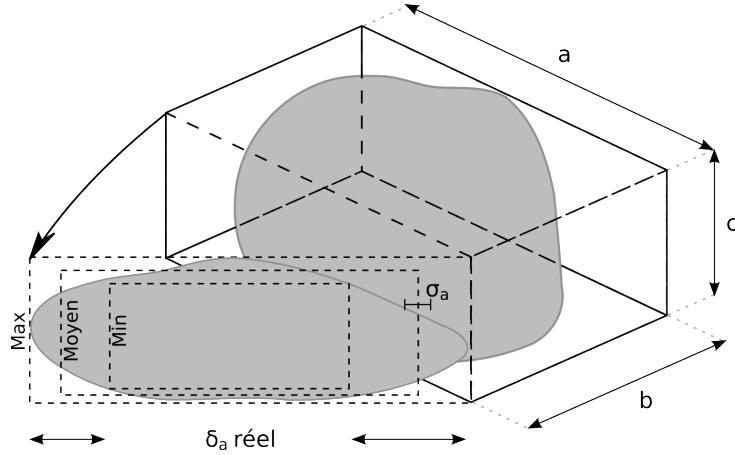


FIG. III.5: Exemple trivial de l'estimation des erreurs systématiques : détermination de la taille d'un astéroïde en l'assimilant à un parallélépipède rectangle. Le parallélépipède rectangle est défini par trois longueurs  $a \geq b \geq c$ . La déviation standard de ces quantités est marquée  $\sigma_a$  et l'erreur prenant en compte les erreurs systématiques  $\delta_a$ . Le texte s'appuie sur la projection de la forme de l'astéroïde dans son plan  $(a,c)$ , et des trois rectangles qui l'ajustent : le "Moyen" et les enveloppes "Min" et "Max".

On peut tout d'abord remarquer que l'écart entre l'orientation du demi grand-axe mesurée ( $\gamma_m$ ) et réelle ( $\gamma_p$ ) est centré sur  $0^\circ$ . Ceci montre que la mesure de l'orientation n'est pas biaisée, mais devient de moins en moins précise au fur et à mesure que le disque apparent de l'objet est petit. Cette précision peut descendre jusqu'à une vingtaine de degrés, mais reste majoritairement confinée à environ  $10^\circ$ . Ensuite, le même raisonnement montre clairement que la mesure du diamètre est fortement biaisée : la valeur moyenne du rapport entre le diamètre mesuré ( $\phi_m = \sqrt{\alpha\beta}$ , voir Fig. III.2) et réel ( $\phi_p$ ) n'est pas toujours 1 mais varie en fonction du diamètre. J'ai alors défini une fonction empirique ( $f_c$ , voir Eq. III.11) qui corrige ce biais :

$$f_c(\phi) = \Lambda + \left( \frac{a_1}{(a_2\phi + a_3)^{a_4}} - \frac{b_1}{(b_2\phi + b_3)^{b_4}} \right) \times \sin(c_1\phi + c_2) \quad (\text{Eq. III.11})$$

où  $\Lambda$  représente un biais indépendant du diamètre et les coefficients  $a_i$  et  $b_i$  ( $i=1..4$ ) donnent la forme typique d'un potentiel Lennard-Jones (singularité, minimum local et asymptote horizontale). Enfin le sinus permet de représenter les ondulations présentées par le rapport  $\phi_m/\phi_p$ .

Je présente alors (Fig. III.6) le diamètre corrigé  $\phi_c = \phi_m/f_c(\phi_m)$ . Cette fois le rapport  $\phi_c/\phi_p$  est bien centré sur 1, le biais est corrigé. On voit alors que cette méthode fournit des résultats parfaitement cohérents, dont la précision est de fait sub-pixelique. Je représente pour cela deux courbes montrant l'erreur finale sur le diamètre induite par une erreur de mesure de 0.3 pixel. La plupart des mesures (sur 198 simulations) ont une erreur inférieure à celle-ci. La méthode fournit donc des résultats fiables jusqu'au tiers de pixel. L'erreur relative sur les dimensions des corps observés va donc croissant sur les objets les plus petits comme on pouvait s'y attendre. Néanmoins, elle reste limitée à quelques pour-cent, et ceci même pour des objets dont la taille s'approche de la limite de résolution du télescope (ici 20% plus grand que la taille de la PSF, soit un diamètre apparent d'environ 60 mas pour des conditions normales d'observations au W. M. Keck ou au VLT).

### III.4 Construction de cartes d'albédo

La meilleure manière d'étudier les marques de surface d'un objet est de construire une carte les représentant [Greeley and Batson, 1990], qu'il s'agisse des propriétés de réflexion (albédo, ci-après), du relief ou d'une quelconque autre quantité (température, composition...).





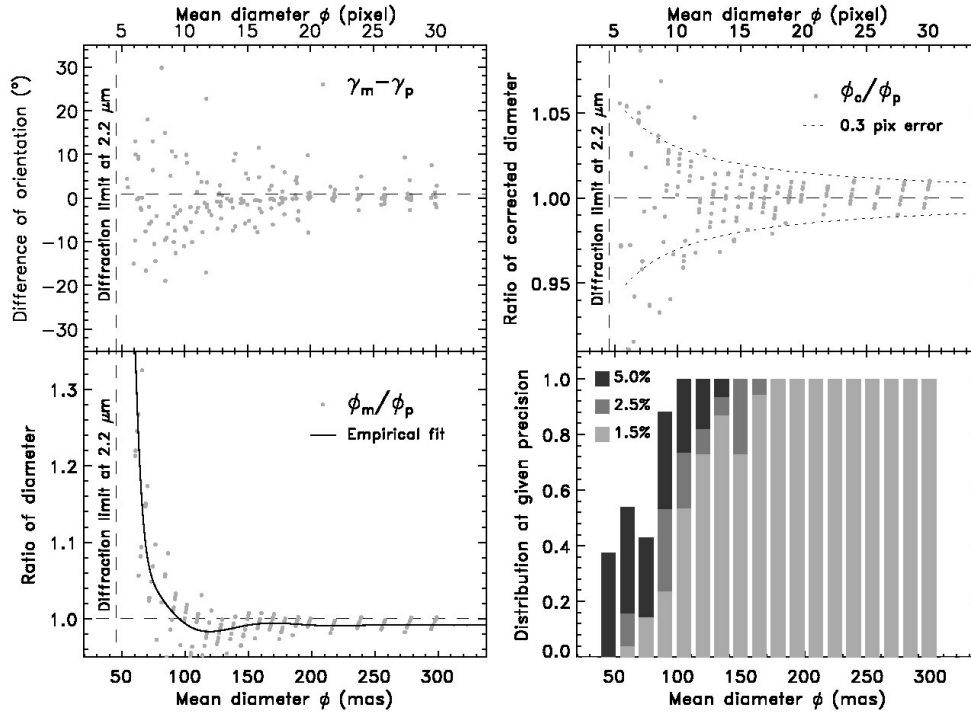


FIG. III.6: À gauche : comparaison des paramètres mesurés sur les images avec les entrées des modèles. En haut, la différence observée sur l'orientation du demi grand-axe ( $\gamma$  en degrés) et en bas le rapport entre le diamètre mesuré ( $\phi_m$ ) et le diamètre réel ( $\phi_p$ ). La courbe noire représente une fonction empirique qui ajuste le comportement de  $\phi_m/\phi_p$  en fonction du diamètre ( $\phi_m$ ). À droite : la partie du haut représente le rapport entre le diamètre observé puis corrigé via la fonction empirique ( $\phi_c$ ) et le diamètre réel ( $\phi_p$ ). Je représente également l'erreur sur le diamètre induite par une erreur de mesure de 0.3 pixel. Enfin, la partie du bas représente la statistique sur l'incertitude finale en fonction du diamètre. J'ai choisi trois niveaux de précision pour ceci : 1.5%, 2.5% et 5%.

### III.4.a Choix de la géométrie de projection

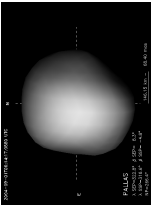
Toute projection d'une forme ellipsoïdale sur un plan introduit des déformations. Néanmoins, il existe de nombreuses géométries de projection qui chacune minimisent ces déformations localement (Fig. III.8). Il est alors critique de choisir la projection adaptée à la région étudiée afin de minimiser l'introduction de déformations (d'erreurs). Dans le cas d'une couverture complète du corps étudié, la séparation en plusieurs cartes permet de couvrir l'intégralité de la surface, tout en minimisant les déformations.

Afin de représenter les informations géographiques que j'ai déterminées au cours de ma thèse, j'ai utilisé deux géométries de cartographie : la projection cylindrique équidistante et la projection polaire orthogonale (Fig. III.7).

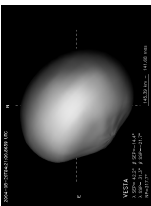
La projection cylindrique équidistante se réalise comme suit : la surface du corps est projetée, perpendiculairement à l'axe de rotation, sur un cylindre (co-axial à l'axe de rotation) passant par l'équateur. Le cylindre est ensuite "déroulé" pour obtenir un plan. Les coordonnées  $(x,y)$  d'un point sur le plan sont reliées aux coordonnées planétocentriques (longitude  $\lambda$ , latitude  $\beta$ ) par les équations EQ. III.12.

C'est la projection la plus utilisée, non pas en raison de sa pertinence universelle, mais du fait de sa simplicité et l'habitude : elle est en effet très utilisée lors de la cartographie de la Terre (cartes géopolitiques, migratoires...). Du fait de sa géométrie, cette projection fournit un maillage en longitude et latitude régulier, où tous les méridiens du corps sont projetés en des lignes parallèles verticales, et les parallèles en des lignes parallèles horizontales. Ceci a pour résultat de déformer grandement les régions polaires, en augmentant la taille apparente des structures s'y trouvant. En effet, si tous les méridiens se croisent aux pôles du corps, ils sont régulièrement espacés dans la projection.

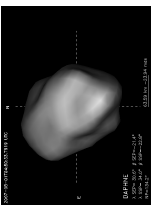
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



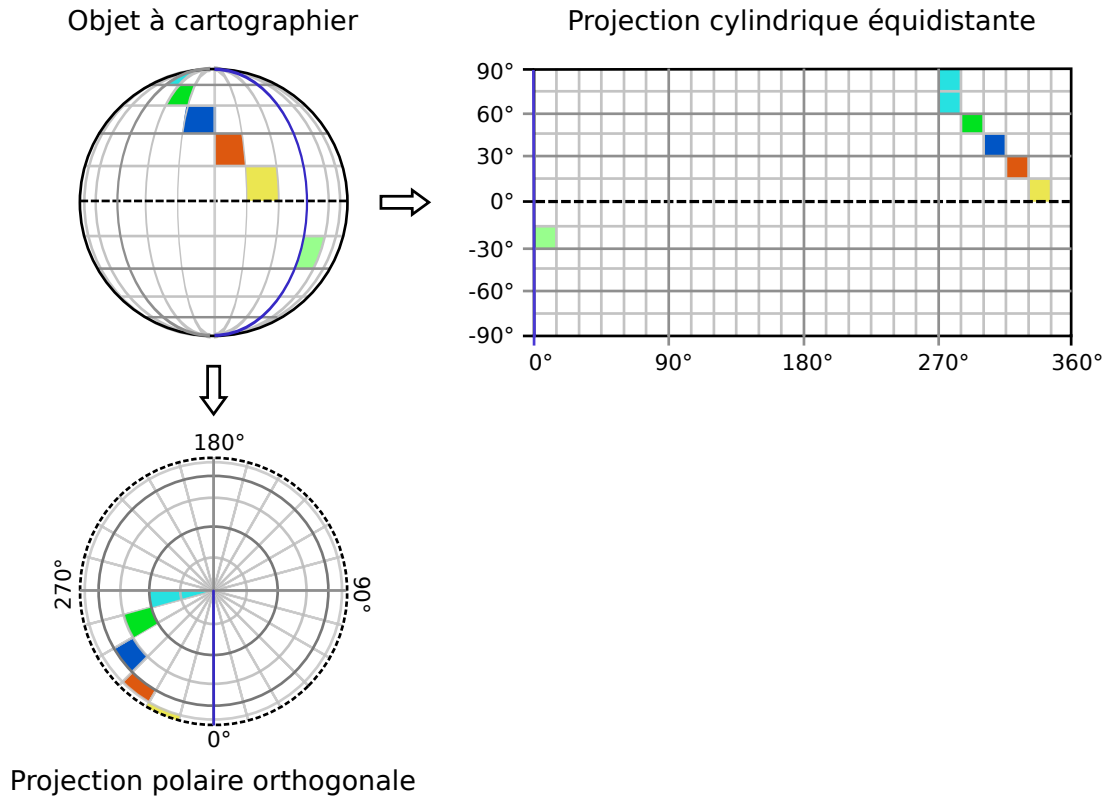


FIG. III.7: Schéma des deux projections utilisées dans mes travaux : cylindrique équidistante et polaire orthogonale. Le méridien d'origine (en bleu), l'équateur (ligne pointillée noire) ainsi que quelques structures (zones de couleur) sont dessinés sur l'objet à projeter. Ils sont également représentés sur les deux projections afin de donner au lecteur un aperçu des transformations produites sur les structures à la surface du corps par les deux projections (voir également la Fig. III.8).

$$\begin{cases} x = \lambda \\ y = \beta \end{cases} \quad (\text{EQ. III.12})$$

La projection polaire orthogonale consiste à projeter la surface du corps sur un plan perpendiculaire à l'axe de rotation, passant par un pôle. La projection est dite orthogonale car elle se fait perpendiculairement au plan de la projection. Cette projection ne permet de cartographier que la moitié d'un corps, il convient donc de produire deux cartes, une pour chaque pôle. C'est la bande équatoriale qui est ici déformée : les parallèles étant projetés parallèlement à l'axe de rotation, leur distance sur la projection devient de plus en plus petite proche de l'équateur (la position des parallèles dans la projection est donnée par le cosinus de la latitude). Les équations reliant les coordonnées  $(x,y)$  du plan de projection aux coordonnées planétocentriques sont exprimées dans les équations EQ. III.13.

$$\begin{cases} x = \cos \beta \times \cos \lambda \\ y = \cos \beta \times \sin \lambda \end{cases} \quad (\text{EQ. III.13})$$

### III.4.b Zone d'intérêt

Comme déjà adressé par divers auteurs, [e.g. Binzel et al., 1997], plusieurs points motivent la création de cartes en n'utilisant qu'une partie du disque apparent au lieu de sa totalité. On parle alors de "zone d'intérêt" qui détermine la portion cartographiée de celle ignorée lors de la projection. Tout d'abord, la forte discontinuité existant entre l'objet et l'espace avoisinant entraîne des pertes de flux à l'échelle de



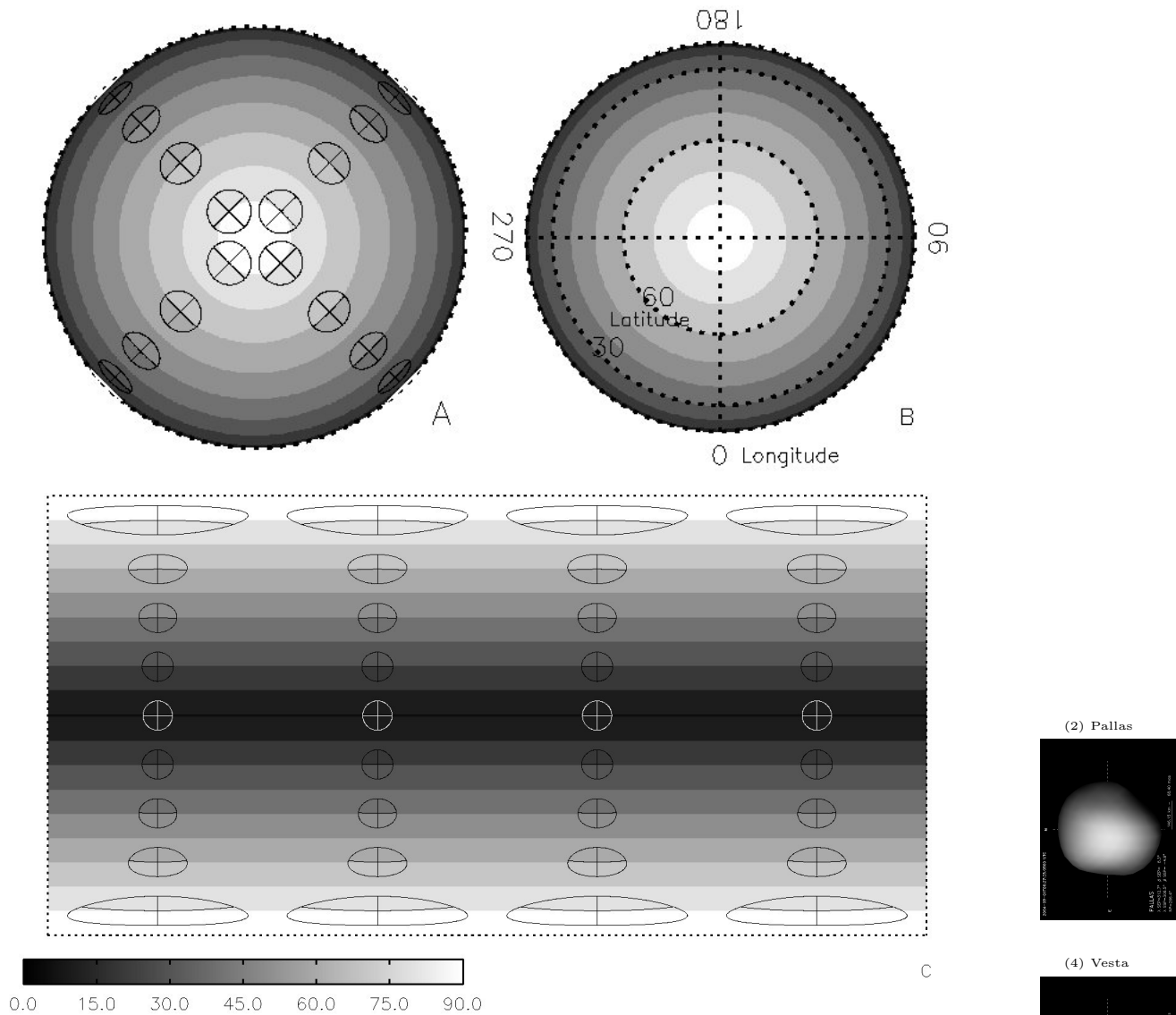


FIG. III.8: Déformations induites par les géométries de projection et système de référence. Le dégradé de gris correspond aux zones d'égale latitude (bandes larges de  $10^\circ$  en latitude) Dans les figures A et C, les croix et ellipses représentent l'image, à travers la projection, de cercles à la surface d'un corps (taille de  $10^\circ$ ), ainsi que de deux diamètres orientés le long des parallèles et des méridiens.

Ces indicateurs montrent les déformations induites par les projections sphère-sur-plan comme exposé par [Goldberg and Gott \[2006\]](#) (voir également <http://www.physics.drexel.edu/~goldberg/projections/>). Ces cartes montrent clairement l'impossibilité d'étudier les régions polaires d'un corps avec la projection cylindrique équidistante, qui en retour est parfaitement adaptée à l'étude de la région équatoriale; et *vice versa* pour la projection polaire orthogonale.

La carte libellée B présente le système de coordonnées planétocentriques tel qu'il apparaît dans la projection polaire orthogonale, utilisée pour représenter les régions polaires (ici le pôle nord) des corps dans les chapitres suivants.

la résolution angulaire sur tout le pourtour de l'objet. Ceci influence les mesures d'albédo pouvant être réalisées, tout comme la pente de spectres obtenus par spectro-imagerie... Cet effet est également présent dans les données recueillies par les sondes spatiales, bien que rarement mentionné [voir [Riner et al., 2008](#),





pour une description détaillée de cet effet]. De plus, la déconvolution d'images a parfois pour résultat d'introduire des artefacts photométriques au limbe des objets observés (on parle souvent de "ringing"). Ces artefacts sont très semblables aux oscillations de Gibbs. Ces sursauts d'intensité introduits par la déconvolution n'étant pas liés aux propriétés de surface du corps, il convient de les ignorer.

Ensuite, les régions situées près du limbe étant vues de manière rasante, la même dimension sur le ciel (par exemple un pixel) correspond à une surface bien plus importante près du limbe que au centre du disque apparent. La résolution spatiale est alors bien moindre pour les régions situées aux limbes, leur utilisation pouvant alors dégrader la qualité des cartes.

Ces raisons motivent la création d'une zone d'intérêt qui ne comprend que la partie interne du disque

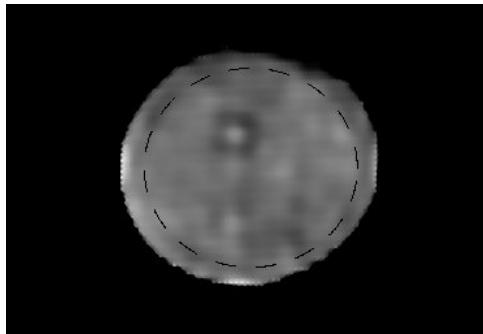


FIG. III.9: Exemple de définition de la zone d'intérêt dans le cas de (1) Cérés. Les traits pointillés délimitent la région à l'intérieur de laquelle les pixels seront analysés. On peut voir en bas et de chaque côté du disque apparent des excès d'intensité provenant de la déconvolution.

apparent des objets en évitant les régions proches du limbe. Cette zone est à définir pour chaque image, la géométrie soleil-objet-terre étant en évolution constante. Dans mes différents travaux, j'ai toujours utilisé la même manière de définir la zone d'intérêt (Fig. III.9) : il s'agit de la forme apparente du corps (dérivée de son modèle de forme) au moment de l'observation, dont les dimensions sont réduites à une certaine fraction du rayon apparent. Cette fraction est choisie pour chaque observation en fonction de la qualité de celle-ci (et des résultats de déconvolution si ce traitement a été appliqué).

### III.4.c Loi de diffusion

La quantité de lumière réfléchiée par chaque point de la surface d'un corps dépend des propriétés propres aux matériaux (composition, porosité...), mais également des angles par lesquels ils sont éclairés et par lesquels ils sont vus. Cette dépendance à la géométrie d'observation est ici à corriger : en effet, nous nous intéressons aux propriétés des surfaces, et non à celles des observations. De plus, chaque point de la surface pouvant être observé à différentes époques (quelques dizaines de minutes suffisent pour que l'astéroïde tourne sensiblement), les angles d'éclairage vont être différents. La combinaison d'image est alors impossible sans correction préalable.

Il s'agit donc de modéliser l'effet de la géométrie d'éclairage (principalement l'angle de phase et les angles d'incidence et d'émission) afin de s'affranchir de leur contribution. On appelle lois de diffusion les modèles reliant l'intensité en un point avec les grandeurs telles que l'albédo, l'angle de phase, l'angle d'incidence, l'angle d'émission... Historiquement, plusieurs modèles ont été proposés pour décrire la surface des corps [voir Hapke, 1993, pour une étude détaillée] : Lambert (objets diffus), Lommel-Seelinger (originellement pour la Lune), Hapke (amélioration de Lommel-Seelinger)... Néanmoins, au niveau de la résolution spatiale obtenue depuis la Terre, l'utilisation de l'une ou l'autre de ces lois permet de modéliser convenablement la surface des astéroïdes.

J'ai ainsi comparé les résidus ( $\chi^2$ ) obtenus en modélisant la surface de (1) Cérés par ces diverses lois, ainsi qu'en ne prenant en compte que l'effet de l'angle de phase modélisé par un gradient d'intensité sur le disque apparent (Fig. III.10). Au final, la géométrie d'éclairage après déconvolution est modélisée au mieux par un simple gradient d'intensité rendant compte de l'angle entre le Soleil, l'objet et la Terre





(l'angle de phase). Pour chaque astéroïde, je calcule les résidus fournis par les différentes lois de diffusion et choisis celle dont les résidus sont les plus bas (pour Cérès et Pallas, le simple gradient fut utilisé).

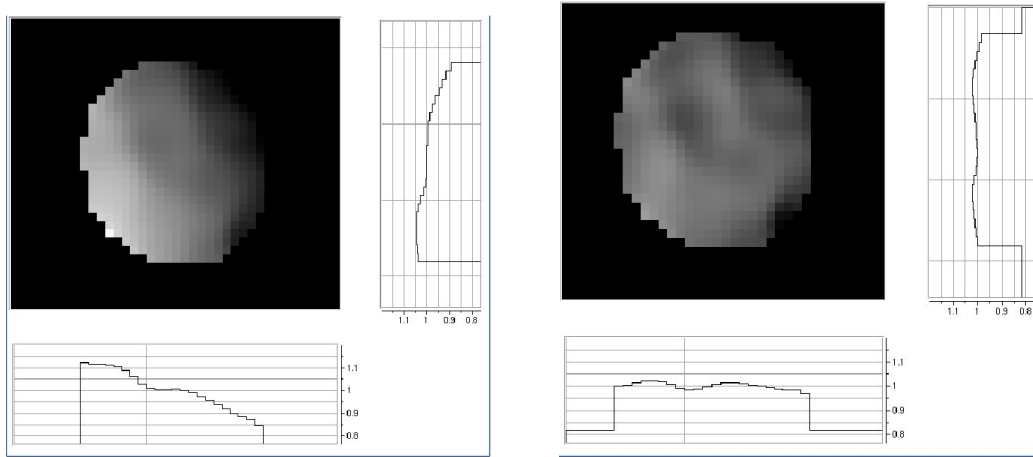
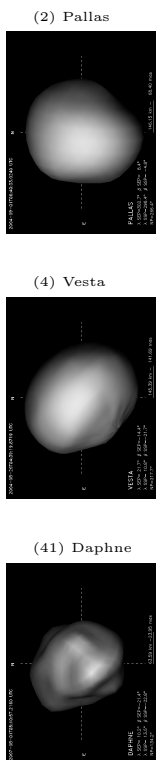


FIG. III.10: Illustration de l'effet de l'angle de phase sur le disque apparent de (2) Pallas. À gauche : disque apparent avec deux coupes, horizontale et verticale, montrant le fort gradient en intensité visible sur le disque apparent (de lumineux à sombre du bas à gauche vers le haut à droite). À droite : la même image une fois l'effet de l'angle de phase corrigé. On retrouve les mêmes variations à la surface de l'objet, sans le gradient présent dans la partie de gauche. La combinaison d'images prise à différents moments (donc différents angle de phase) nécessite une telle correction afin de ne pas introduire d'artefact dans les cartes d'albédo.

### III.4.d Projection

Afin de procéder à la projection proprement dite de chaque image, il convient de posséder un modèle de la forme du corps étudié (même si celui-ci se résume à une sphère) ainsi que de connaître son orientation lors des observations (donc son spin). En effet, les équations de projection convertissent des coordonnées à la surface du corps en des coordonnées sur le plan de projection. Le modèle va nous permettre de traduire la position de chaque pixel en coordonnées planétocentriques [recommandation de l'UAI, [Seidemann et al., 2007](#)], qui seront ensuite converties par les équations de projection. La procédure est alors la suivante pour chaque image (illustrée en Fig. III.11) :

1. L'orientation de l'astéroïde dans le plan du ciel est calculée à partir de sa solution de pôle et de ses éphémérides [j'utilise toujours Eproc, le générateur d'éphémérides de l'Institut de Mécanique Céleste et de Calcul des Éphémérides (IMCCE), voir [Berthier, 1998](#); [Berthier et al., 2008](#)]
2. Une image du modèle de forme est créée pour cette géométrie, et alignée avec l'image originale
3. L'intersection des bords de chaque pixel avec le modèle de forme est calculée (dans un repère associé au modèle)
4. Les coordonnées de l'intersection sont converties en coordonnées planétocentriques (longitude, latitude)
5. Ces coordonnées sont converties via les équations de projection (Eq. III.12 & Eq. III.13)
6. La forme de chaque pixel est dessinée sur le plan de projection (il faut alors choisir un échantillonnage de celui-ci assez fin pour rendre compte correctement de la forme projetée de chaque pixel)



### III.4.e Combinaison des images :

Une fois toutes les images projetées, il convient de les combiner pour former une seule et unique carte (par géométrie de projection), et ceci pour plusieurs raisons. Il existe bien évidemment un intérêt pratique,



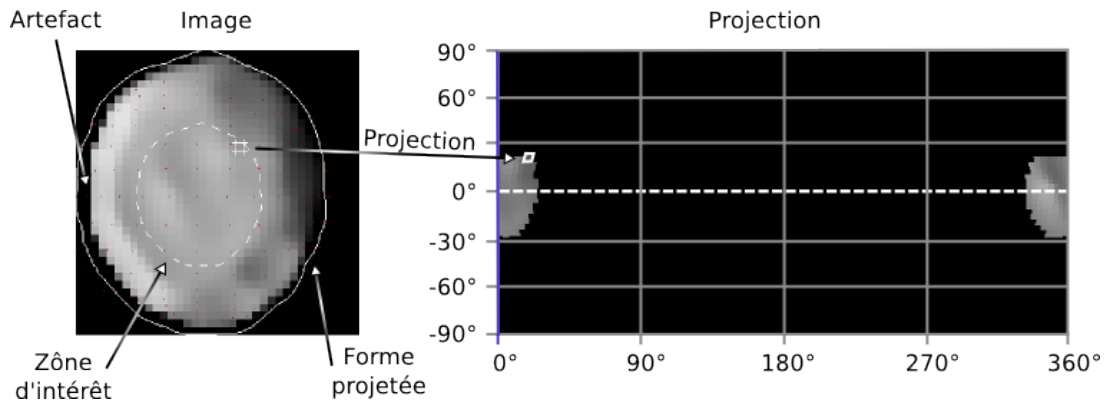


FIG. III.11: Exemple explicatif du processus de projection. Chaque pixel à l'intérieur de la zone d'intérêt va être projeté sur le plan. La zone d'intérêt permet d'éviter les artefacts photométriques présents au limbe lors de la projection comme illustré ici.

on désire pouvoir étudier l'ensemble de la surface de l'objet d'un seul coup d'oeil. Mais l'avantage principal de combiner toutes les images est d'augmenter le rapport signal à bruit dans les cartes finales.

On ajuste tout d'abord le niveau moyen de chaque image afin de rendre l'ensemble homogène. En effet, si les observations n'ont pas été calibrées en absolu, ou si les images ont été déconvoluées, puis corrigées des effets induits par les lois de diffusion, il est fort probable que les niveaux des images ne soient plus compatibles. Il suffit alors de choisir arbitrairement une image de référence, puis d'appliquer un facteur de normalisation aux autres images. Celui-ci est calculé de proche en proche, en mesurant la différence de niveau des parties communes à deux images.

La valeur de chaque pixel de la carte finale est alors calculée comme la moyenne pondérée des pixels équivalents sur les projections individuelles. Ce poids peut être choisi pour être fonction de la résolution de chaque pixel. Les pixels ayant la meilleure résolution possédant plus de poids que ceux dont la résolution est moindre. Ceci permet de combiner un nombre maximal d'images sans toutefois dégrader l'information fournie par les pixels contenant le plus d'information (ceux qui étaient situés au centre du disque apparent).

Ce processus suppose évidemment que la probabilité de retrouver l'information réelle lors de la déconvolution est plus grande que celle d'introduire des artefacts. Les méthodes de déconvolution sont fortement sensibles au bruit présent dans les images, et la probabilité de retrouver l'information réelle augmente effectivement avec le rapport signal à bruit. C'est pourquoi toutes les observations que je présente dans cette thèse sont optimisées pour fournir un fort rapport signal à bruit de plusieurs centaines au minimum.



# Chapitre IV

## Études de grands petits corps

Les astéroïdes les plus grands offrent un aperçu de ce que peut être un embryon planétaire. En effet, leur taille est suffisamment grande pour que les mécanismes propres à la gravité (différentiation...) puissent être initiés dans certains cas (les plus gros), sans toutefois être assez imposants pour posséder une atmosphère dans laquelle l'érosion météorologique (vents...) va modifier les marques des processus géologiques y ayant eu lieu. De plus, leur grande taille rendant leur observation plus aisée, leur étude peut servir de base pour celles de corps plus petits, dont les observations sont de moindre qualité. Je présente ici les travaux que j'ai réalisés sur les astéroïdes (1) Cérès (IV.1), (2) Pallas (IV.2), (4) Vesta (IV.3) et (41) Daphne (IV.4) à partir d'imagerie et spectro-imagerie à haute résolution angulaire.



### Sommaire

---

IV.1	La planète naine (1) Cérès . . . . .	<b>65</b>
IV.1.a	Pourquoi étudier Cérès ? . . . . .	65
IV.1.b	Propriétés physiques par imagerie . . . . .	66
IV.1.c	Étude de surface par imagerie . . . . .	73
IV.1.d	Étude de surface par spectro-imagerie . . . . .	78
IV.1.e	Recherche de trace de sublimation de glace d'eau . . . . .	79
IV.1.f	Conclusions . . . . .	81
IV.2	L'astéroïde (2) Pallas . . . . .	<b>83</b>
IV.2.a	Pallas, le petit frère de Cérès . . . . .	83
IV.2.b	Les propriétés physiques de (2) Pallas . . . . .	83
IV.2.c	Distribution d'albédo à la surface . . . . .	92
IV.2.d	Conclusions . . . . .	94
IV.3	L'astéroïde (4) Vesta . . . . .	<b>96</b>
IV.3.a	Vesta, corps parent des météorites achondrites . . . . .	96
IV.3.b	Première observation d'un astéroïde par spectro-imagerie . . . . .	97
IV.3.c	Distribution des minéraux à la surface de (4) Vesta . . . . .	101
IV.3.d	Analyse de la pente spectrale de (4) Vesta . . . . .	105
IV.3.e	Discussion . . . . .	108
IV.3.f	Conclusions . . . . .	113
IV.4	L'astéroïde (41) Daphne . . . . .	<b>114</b>
IV.4.a	Vers une étude statistique des astéroïdes . . . . .	114
IV.4.b	Observations . . . . .	114
IV.4.c	Comparaison des méthodes et biais associés . . . . .	116
IV.4.d	Spin, forme et dimensions de (41) Daphne . . . . .	120
IV.4.e	Satellite, masse et densité . . . . .	122
IV.4.f	Conclusions et perspectives . . . . .	123

---



## IV.1 La planète naine (1) Cérès

### IV.1.a Pourquoi étudier Cérès ?

Cérès fut le premier astéroïde à être découvert en 1801 [Piazzi, 1802]. D’abord planète, puis astéroïde [Herschel, 1802], il est maintenant considéré comme étant une planète-naine [Green, 2006], au même titre que (134340) Pluton, ou encore (136199) Eris... La taille de Cérès le situe à mi-chemin entre planétésimal et planète. Nous avons alors un arrêt sur image lors de l’évolution débouchant sur la création d’une planète [Cellino et al., 2006]. Comprendre la formation de Cérès peut également nous apporter plus d’information sur la manière dont les composés organiques sont arrivés sur Terre. Le “grand” diamètre angulaire de Cérès à l’opposition ( $\sim 0.6''$ ) ainsi que sa forte magnitude apparente à l’opposition ( $M_v = 7-9$ ) en ont fait une cible privilégiée d’observation et d’essai de nouvelles techniques depuis sa découverte.

Ainsi, les premiers spectres visible et proche infrarouge de Cérès ont été réalisés dans les années 1970 [Chapman et al., 1973; Johnson et al., 1975; Larson et al., 1979]. Cérès fut alors associé aux météorites CC, en raison de son faible albédo [Stier and Traub, 1978] et de son spectre plat et dépourvu de fortes bandes d’absorption. C’est la découverte d’une forte bande d’absorption à environ  $3.07 \mu\text{m}$  dans son spectre par Lebofsky [1978] qui développa fortement l’intérêt porté à (1) Cérès. En effet, Lebofsky [1978] fut le premier à associer cette bande avec la présence de minéraux hydratés sur Cérès. D’autres études sont ensuite venues confirmer la présence d’une telle bande d’absorption [Feierberg et al., 1980; Lebofsky et al., 1981], qui fut alors interprétée comme étant la signature de glace d’eau ou givre à la surface de Cérès ; ces auteurs prédisant même l’existence possible d’une calotte polaire. Les études de cette bande se sont succédées, permettant de lier sa présence avec celle de minéraux hydratés ou résultant d’altération aqueuse [Feierberg et al., 1980; Jones et al., 1990; Sato et al., 1997]. En 1992, King et al. [1992] montra la ressemblance entre la bande d’absorption de Cérès et celle de la saponite, un phyllosilicate riche en ammoniac, dont la présence a été suggérée dans les météorites CI et CV, sous classes des météorites CC [Zolensky and McSween Jr., 1988]. Plus tard, Vernazza et al. [2005] trouvèrent qu’un mélange de glace d’eau cristalline et d’asphaltite irradiée (composé organique hydrocarboné) ajustait mieux le spectre de la bande à  $3.07 \mu\text{m}$ . Si cette approche a l’avantage de rendre compte de l’altération des surfaces par le vent solaire (ainsi qu’exposé dans le chapitre I.3.b) ; la présence de glace en surface suppose la présence des bandes d’absorption typiques de la glace dans le proche infrarouge, non observées. Rivkin et al. [2006] ont ensuite découvert que l’adjonction de quelques pour-cent de carbonates à la composition de Cérès (phyllosilicates riches en fer) fournissait une meilleure modélisation de son spectre. Cohen et al. [1998] avaient déjà suggéré la présence possible de carbonates à partir de la détection de structures d’émission dans l’infrarouge moyen (8 à  $13 \mu\text{m}$ ). Cette interprétation permet également d’expliquer la présence de faibles bandes d’absorption dans le spectre visible et proche infrarouge de Cérès : coupure à  $0.4 \mu\text{m}$ , et bandes autour de  $0.60 \mu\text{m}$ ,  $0.67 \mu\text{m}$  et  $1 \mu\text{m}$  [Feierberg et al., 1980; Golubeva et al., 1983; Vilas and Gaffey, 1989; Vilas and McFadden, 1992]. Si une composition globale de Cérès proche des météorites CC et hydratée fait consensus, elle n’en reste pas moins vague à ce jour.

La présence d’eau, ou d’autres éléments volatiles, sous forme de glace dans le sous-sol de Cérès était également suggérée par la faible densité de celui-ci (aux alentours de  $2 \times 10^3 \text{ kg.m}^{-3}$ ). En effet, étant données la taille et la masse de Cérès, la pression interne est suffisamment élevée pour que la porosité sur de grandes échelles (macro-porosité) soit nulle [Britt et al., 2002]. La densité de Cérès est donc directement liée (sans le biais induit par la macro-porosité présent pour les petits astéroïdes) à celles de ses composants. Le scénario de formation et d’évolution de Cérès proposé est alors le suivant : Cérès s’est accreté à partir d’un mélange de minéraux anhydres, de matière organique et de glace d’eau [modèle général de formation des astéroïdes de type C: Fanale and Salvail, 1989]. En effet, Mousis and Alibert [2005] et Mousis et al. [2008] ont montré que des planétésimaux composés de glaces ont pu être formés à des distances héliocentriques bien supérieures (jusqu’à 15 UA) puis migrer jusqu’à la position actuelle de Cérès en conservant une partie de leur volatiles. Ensuite, la distance héliocentrique de Cérès est suffisante pour lui avoir épargné un réchauffement trop important durant la phase T Tauri du Soleil [Ghosh et al., 2006] et la perte de ses éléments volatiles. Ces éléments auraient alors survécus dans le sous-sol de Cérès jusqu’à nos jours, bien que celui-ci orbite autour du Soleil à l’intérieur de la limite des glaces (définie par la distance au Soleil à laquelle la température vaut celle de condensation de la glace, à environ 5 UA). Ce scénario n’est pas dénué de fondements, surtout depuis la découverte par Hsieh and Jewitt [2006] de comètes au sein de la ceinture principale d’astéroïdes.





Si ce scénario est cohérent, il n'explique pas la présence possible de glace à la surface de Cérès (supposée responsable de la bande à  $3.07 \mu\text{m}$ ). En effet, à moins de 5 UAs du Soleil, celle-ci se sublime en un temps très court [Fanale and Salvail, 1989]. Il est alors proposé que la glace enfouie dans le manteau de Cérès migre vers la surface et se sublime continuellement [Nazzario et al., 2003]. Un modèle détaillé de l'intérieur de Cérès par McCord and Sotin [2005] a montré qu'une telle hypothèse est possible, et que la quantité d'eau perdue de cette manière est en réalité négligeable devant la masse de Cérès. En d'autres termes, Cérès n'aurait pas épuisé ses ressources en glace même en tenant en compte d'un dégazage durant les  $4.5 \times 10^9$  ans d'âge du système solaire. Si ceci est vrai, alors la glace détectée peut provenir de cratères d'impact récents, ou de craquelures dans le manteau de Cérès. Cette glace sublimée doit alors pouvoir être détectée au voisinage de Cérès. Et en effet, une détection marginale de vapeur d'eau près des régions polaires de Cérès a été rapportée au début des années 1990 par A'Hearn and Feldman [1992]. Néanmoins, cette détection est unique et n'était ni confirmée ni infirmée au début de ma thèse (je reviens sur ce point dans la partie IV.1.e).

Tous ces points ont motivé la NASA à sélectionner Cérès pour être visité par la sonde spatiale Dawn [Russell et al., 2004; Rayman et al., 2006]. L'étude *in situ* de Cérès devrait apporter des réponses définitives quant à sa structure interne et la présence de glace à sa surface, entre autres. La sonde Dawn a été lancée en Septembre 2007 [Russell et al., 2007b] et va tout d'abord visiter (4) Vesta en 2011 avant d'étudier (1) Cérès à partir de 2015 [Russell et al., 2006, 2007a].

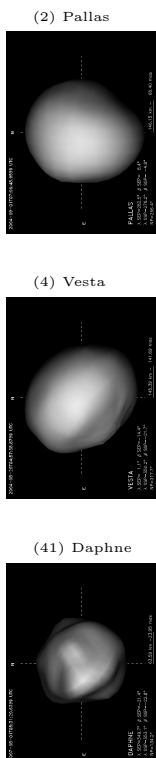
#### IV.1.b Propriétés physiques par imagerie

La densité de Cérès (autour de  $2 \times 10^3 \text{ kg.m}^{-3}$ ) a toujours été un argument fort en faveur de la présence de matériaux volatils, supposément stockés dans des cavités proches de sa surface. Néanmoins, une mesure précise du volume est nécessaire pour calculer la densité d'un objet. De plus, les modèles de McCord and Sotin [2005] prédisant des rapports de diamètre équatorial sur polaire différents suivant la structure interne de Cérès (homogène ou différencié), la mesure de la taille et forme de Cérès est de première importance pour comprendre sa structure interne. De manière similaire, la détermination de la direction de son axe de rotation est requise pour contraindre les phénomènes saisonniers, comme l'émission de vapeur d'eau (détectée par A'Hearn and Feldman [1992], voir partie IV.1.e).

Les observations de Cérès que j'ai utilisées ont été obtenues au W. M. Keck Observatory en 2002 [Dumas et al., 2003]. A cette époque, les propriétés physiques de Cérès (taille, forme et spin) avaient été mesurées à de nombreuses reprises de manière indirecte [e.g. Barnard, 1895; Johnston et al., 1982; Johnson et al., 1983], et les seules mesures directes réalisées par interférométrie [Tokovinin, 1980], occultation stellaire [Millis et al., 1987], et OA [Saint-Pé et al., 1993a; Drummond et al., 1998] demandaient à être confirmées (Fig. IV.1). Par exemple, l'orientation de son axe de rotation (les coordonnées du pôle) avait fait le sujet de diverses études (articles précédemment cités), sans qu'un réel consensus ne soit dégagé. De plus, l'avènement des grands télescopes optiques (W. M. Keck, VLT...) permettait une résolution spatiale jamais obtenue jusqu'alors, laissant envisager une meilleure précision sur ces mesures, ainsi qu'une étude détaillée de sa surface. Une telle possibilité avait été esquissée lors de la découverte d'une marque sombre à la surface de (1) Cérès, grâce à des observations conduites avec le HST [Parker et al., 2002]. Les résultats que je présente ici ont faits l'objet d'une publication [Carry et al., 2008], que je présente dans l'annexe C.

**Observations :** les observations ont été réalisées au W. M. Keck Observatory avec la caméra NIRC2 les 22 et 28 Septembre 2002, soit une semaine avant l'opposition de Cérès (le 5 Octobre 2002). Je liste les conditions d'observation dans la Table IV.1 (la masse d'air a varié tout au long des observations en restant toujours inférieur à 1.65). Les conditions atmosphériques étaient également optimum, avec un seeing inférieur à la seconde d'arc. Trois filtres proche infrarouge furent utilisés : J, H et K; combinés avec la taille de pixel la plus fine :  $9.942 \text{ mas/pixel}$ . Je décris les caractéristiques de chaque filtre dans la Table IV.2.

J'ai réduit ces données en suivant le protocole décrit au chapitre II.4.c. Afin d'obtenir une estimation du ciel, Cérès était imagé en différents points du détecteur au cours des observations. Des étoiles de



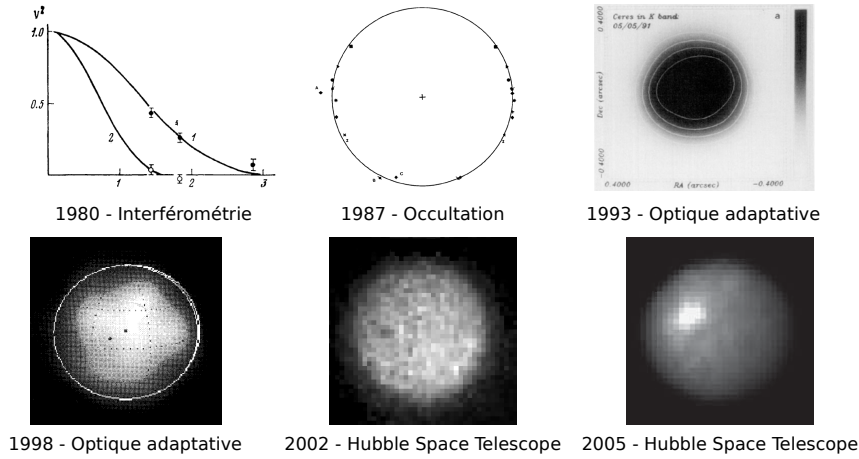


FIG. IV.1: Panorama des observations directes de (1) Cérès. Par interférométrie, Tokovinin [1980] avait évalué une limite inférieure au diamètre de Cérès (courbe de visibilité du haut) de 981 km. L’occultation de BD+8°471 [Millis et al., 1987] montra que Cérès était bien représenté par un ellipsoïde oblongue. Néanmoins, la mesure des trois axes n’était que marginale, trois occultations étant nécessaires pour contraindre complètement le système [Drummond and Cocke, 1989]. Les années 90 virent l’apparition de l’OA, mais les premières observations [Saint-Pé et al., 1993a] ne permirent pas de mesures précises. Il faudra attendre la fin des années 90 pour obtenir la première détermination basée sur toute une nuit d’observation [Drummond et al., 1998]; puis les années 2000 pour les observations HST [Parker et al., 2002; Thomas et al., 2005] et la détection de marques d’albédo.

Date (UTC)	$r$ (UA)	$\Delta$ (UA)	Mv (mag.)	$\alpha$ (°)
2002 Sep 22	1.98	2.94	7.71	7.01
2002 Sep 28	1.97	2.97	7.62	5.67

TAB. IV.1: Distances géocentrique ( $r$ ) et héliocentrique ( $\Delta$ ), magnitude apparente dans le visible (Mv) et angle de phase ( $\alpha$ ) de Cérès pour les deux dates d’observation (données en UTC).

Filtre	$\lambda_c$ ( $\mu\text{m}$ )	$\Delta\lambda$ ( $\mu\text{m}$ )	$\Theta$ (km)
J	1.248	0.163	37.2
H	1.633	0.296	47.9
K	2.124	0.351	64.6

TAB. IV.2: Longueur d’onde centrale ( $\lambda_c$ ) et bande passante ( $\Delta\lambda$ ) pour chacun des filtres utilisé lors des observations de Cérès en 2002 avec NIRC2. L’élément de résolution spatiale ( $\Theta$ , en kilomètres), calculé comme étant égal à la limite de diffraction du télescope ( $\lambda/D$ , où  $\lambda$  est la longueur d’onde des observations et  $D$  le diamètre du télescope) est également reporté.

référence étaient également observées régulièrement afin d’estimer la PSF de chaque observation lors de la déconvolution (voir chapitre III.1). J’ai alors pu travailler avec 360 images de Cérès au cours de sa rotation (Fig. IV.2) dont la résolution spatiale était équivalente à la limite de diffraction d’un télescope de 10 m opérant dans le proche infrarouge (voir chapitre II.2.a et Table IV.2).

**Coordonnées du pôle :** comme je l’ai déjà mentionné, l’orientation de Cérès dans l’espace faisait l’objet de débats. Ceci est parfaitement illustré dans la Fig. IV.3 où on peut voir la représentation des solutions d’alors couvrir plus de 90° sur le ciel à un instant donné : 25 Juin 1995 à 10:10 UTC [Parker



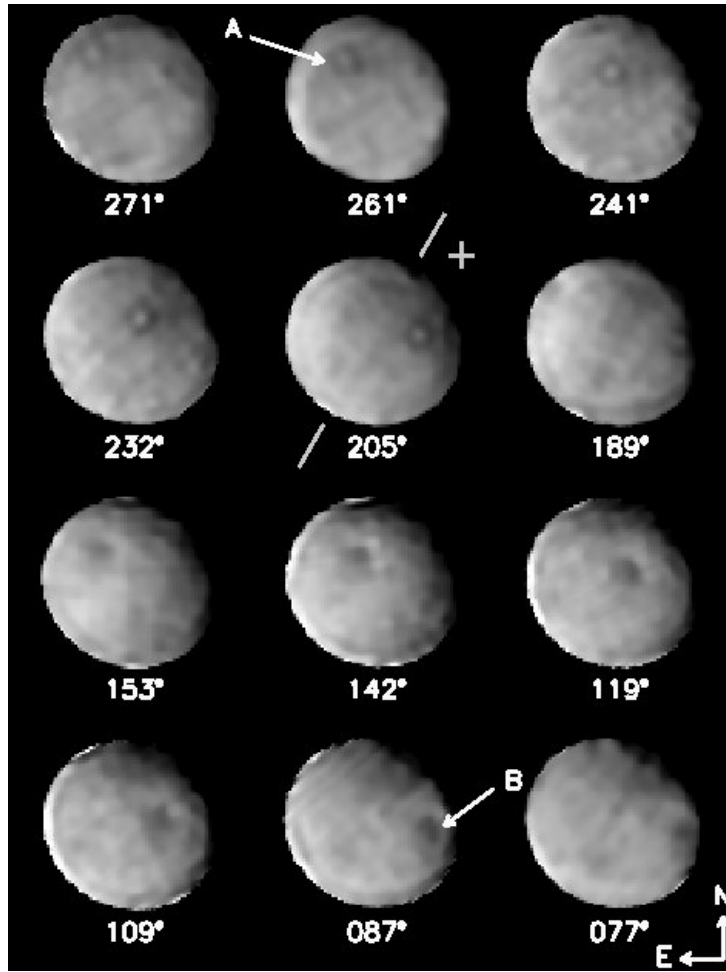
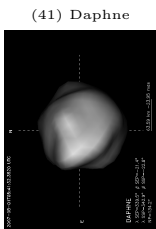
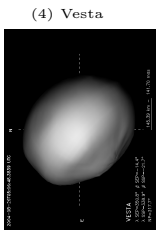
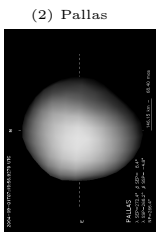


FIG. IV.2: Exemple d'images de (1) Cérès obtenues en bande K au W. M. Keck. Les observations couvrent deux tiers de la rotation de Cérès ( $\sim 200^\circ$ ). J'ai reporté la longitude du point sub-terrestre ( $SEP_\lambda$ ) sous chaque vue. La latitude au moment des observations était de  $SEP_\beta = +8^\circ$ . L'axe de rotation (ainsi que le pôle positif) sont représentés tel qu'ils apparaissaient lors des observations. Le contraste et la luminosité des images ont été choisis de manière à rendre les détails de surface visibles, parfois au détriment de la représentation du limbe. Les deux marques d'albédo libellées A et B ont été utilisées pour déterminer la direction du pôle de rotation (voir également Fig. IV.4). Dernier point, les sursauts de luminosité présents au limbe de certaines images sont des artefacts dus à la déconvolution qu'il convient d'exclure de l'étude (voir la discussion au chapitre III.1).



et al., 2002].

Afin de déterminer les coordonnées du pôle de Cérès, j'ai utilisé la méthode des points de contrôle décrite au chapitre III.2.a. J'ai pour cela choisi deux marques d'albédo aisément reconnaissables dont le contraste permettait de déterminer avec précision leur position sur le disque apparent. Je les présente dans la Fig. IV.4 au côté d'un schéma représentant leur mouvement apparent tout au long des observations superposé à un modèle de Cérès.

Les coordonnées ainsi déterminées sont situées dans un cône de  $5^\circ$  autour de  $(\lambda_0, \beta_0) = (7^\circ, +83^\circ)$  dans un repère lié à l'écliptique (ECJ2000). Ceci entraîne une très faible obliquité d'environ  $4^\circ$ . Les variations saisonnières sur Cérès sont donc de faible amplitude. Cette faible obliquité était attendue compte tenu des propriétés thermiques de Cérès observées [Spencer, 1990]. De plus, l'orientation ainsi déterminée est en parfait accord avec celle déterminée lors des observations réalisées par le HST [Parker et al., 2006] en 2003-2004 : les coordonnées du pôle  $(\alpha_0, \delta_0)$  se situent dans un cône de  $5^\circ$  autour de  $(288^\circ, +66^\circ)$



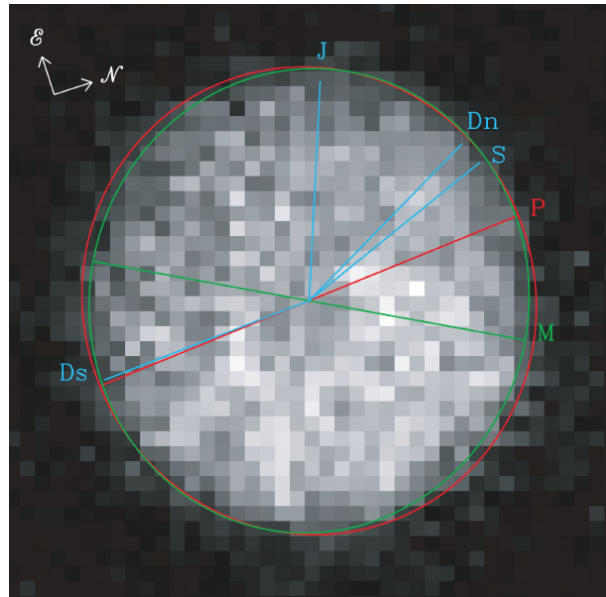


FIG. IV.3: Figure extraite de [Parker et al. \[2002\]](#) représentant l'absence totale de consensus sur les coordonnées du pôle de Cérés. Chaque lettre correspond à la position du pôle positif prédite par divers auteurs comme suit : P [[Parker et al., 2002](#)], Dn & Ds [pour deux déterminations ambiguës du pôle, [Drummond et al., 1998](#)], M [[Millis et al., 1987](#)], J [[Johnson et al., 1983](#)] et S [[Saint-Pé et al., 1993a](#)].

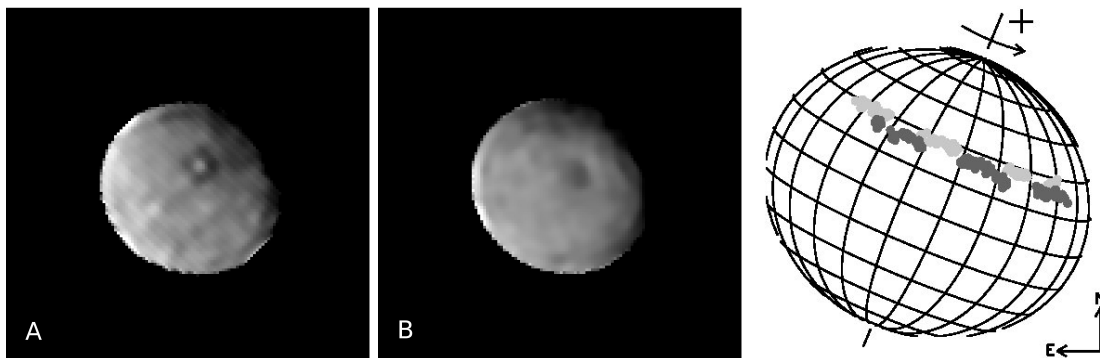


FIG. IV.4: Les deux marques d'albédo utilisées comme points de contrôle lors cette analyse. Ces marques sont respectivement libellées A et B dans la Fig. IV.2 et sont représentées en gris clair et gris foncé face au modèle de Cérés à droite.

pour les observations OA contre  $(291^\circ, +59^\circ)$  pour le HST [[Thomas et al., 2005](#)], exprimées dans un repère lié au plan équatorial terrestre [EQJ2000, voir la recommandation de l'UAI, [Seidelmann et al., 2007](#)]. Ces coordonnées ont été à nouveau déterminées en combinant l'ensemble des observations passées par [Drummond and Christou \[2008\]](#) et la solution trouvée  $(\alpha_0, \delta_0) = (293^\circ, +63^\circ) \pm 4^\circ$  confirme celle déterminée grâce aux données présentées ici.

**Période sidérale :** jusqu'à l'étude de la période de rotation par [Chamberlain et al. \[2007\]](#), la période sidérale de Cérés communément admise était celle déterminée par l'analyse des courbes de lumière de Cérés obtenues en 1975-1976 [[Tedesco et al., 1983](#)]. Cette nouvelle détermination offrait trois ordre de grandeurs de précision supplémentaires sur la période, celle-ci passant alors de  $9.075 \pm 10^{-3}$  h à  $9.074170 \pm 10^{-6}$  h.





Époque	(JD)	Date (UTC)	SEP <sub>λ</sub> (°)
t <sub>1</sub>	2 452 539.894 02	22 Sep. 2002 - 09:27	234.6 ± 2
t <sub>2</sub>	2 452 545.915 46	28 Sep. 2002 - 09:58	261.4 ± 2
t <sub>3</sub>	2 453 002.241 28	28 Dec. 2003 - 17:47	22.6 ± 5

TAB. IV.3: Longitude du point sub-terrestre (SEP<sub>λ</sub>) pour les trois époques (t<sub>1</sub> and t<sub>2</sub> au W. M. Keck, t<sub>3</sub> avec le HST). En utilisant t<sub>1</sub> comme référence, la phase sidérale de Cérès aux temps t<sub>2</sub> and t<sub>3</sub> peut être obtenue en ajoutant +1.3° et -98.7° aux valeurs de la longitude du SEP, prenant en compte les positions relative de la Terre et de Cérès.

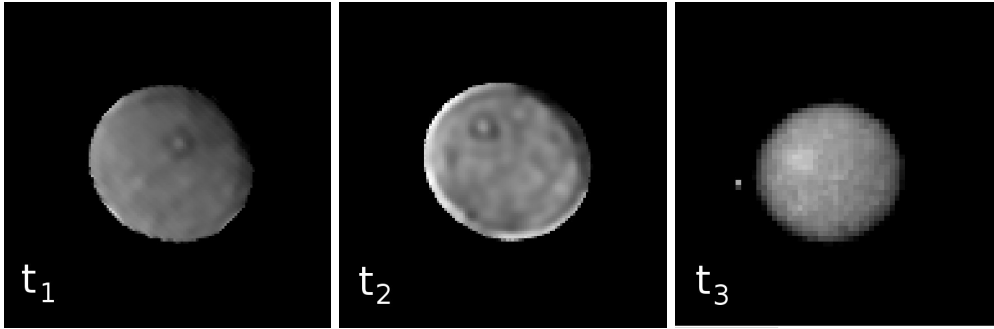


FIG. IV.5: Les trois images utilisées comme références temporelles afin de chronométrer la période de rotation de (1) Cérès. Les dates t<sub>1</sub>, t<sub>2</sub> et t<sub>3</sub> sont données dans la Table IV.3. t<sub>1</sub> et t<sub>2</sub> proviennent du W. M. Keck et t<sub>3</sub> du HST publié par [Li et al., 2006a]. Les positions sur le disque apparent des marques d'albédo furent utilisées pour déterminer la longitude du point sub-terrestre (SEP<sub>λ</sub>) au moment des observations.

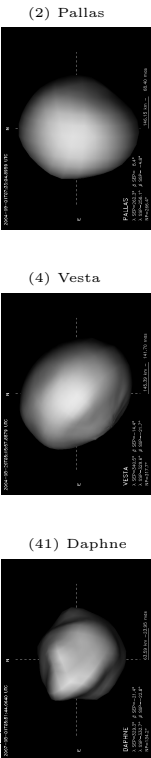
Une telle précision était devenue atteignable grâce à l'étendue temporelle des observations de Cérès : les courbes de lumière utilisées par Chamberlain et al. [2007] couvrent en effet 50 ans, correspondant à plus de 48 000 rotations de l'astéroïde sur lui-même.

Les images du disque résolu de Cérès fournissent un moyen précis et indépendant de chronométrer la rotation de Cérès. J'ai pour cela utilisé deux images provenant des observations réalisées au W. M. Keck en 2002, ainsi qu'une image prise au HST en Décembre 2003 [Thomas et al., 2005; Li et al., 2006a; Parker et al., 2006] depuis l'archive *Small Bodies Node*<sup>1</sup> [j8p502amq\_iof.fit, GO programme 9748, voir Li et al., 2006b, et la Table IV.3]. J'ai utilisé deux marques d'albédo visibles dans ces trois images (présentées dans la Fig. IV.5) pour mesurer précisément la phase de rotation de Cérès à ces trois époques (Table IV.3). L'écart de temps entre les observations au W. M. Keck (2002) et celles du HST (2003) est suffisant pour détecter une erreur sur la détermination de la période de Cérès sur plus de 1000 rotations.

J'ai ensuite utilisé le générateur d'éphémérides *Eproc* [Berthier, 1998] afin de prédire la longitude du SEP aux temps t<sub>2</sub> et t<sub>3</sub> à partir de la valeur mesurée en t<sub>1</sub> et d'une valeur de la période sidérale (P<sub>s</sub>). J'ai alors cherché la valeur de P<sub>s</sub> qui minimisait la différence ΔSEP<sub>λ</sub> entre les SEP<sub>λ</sub> observées et calculées. Ces calculs sont basés sur la solution de pôle décrite dans la Table IV.5 et la période de P<sub>s</sub> = 9.075 ± 10<sup>-3</sup> h [Tedesco et al., 1983] comme valeur initiale. La Table IV.4 montre les valeurs de période sidérale (P<sub>s</sub>) en accord avec les SEP<sub>λ</sub> observées aux diverses époques d'observations.

La valeur de la période sidérale de Cérès qui ajuste au mieux mes observations est P<sub>s</sub> = 9.074 10<sup>+0.000 10</sup><sub>-0.000 14</sub> h. La faible erreur de mesure (~ 10<sup>-4</sup> h soit 0.5 s) provient principalement de l'incertitude sur les longitudes (Table IV.3) et rend possible la prédiction de la longitude du SEP de Cérès avec une incertitude de seulement 40° durant les dix prochaines années. Je reporte toutes les informations sur le pôle de (1) Cérès dans la Table IV.5

<sup>1</sup><http://pdssbn.astro.umd.edu/>





$P_s$ (h)	$SEP_\lambda(t_2)$ (°)	$\Delta SEP_\lambda$ (°)	$SEP_\lambda(t_3)$ (°)	$\Delta SEP_\lambda$ (°)
9.066 588	255.1	6.3	17.9	4.7
9.066 685	255.1	6.3	22.6	0.0
9.066 780	255.1	6.3	27.2	-4.6
9.074 000	259.8	1.6	17.8	4.8
9.074 090	259.8	1.6	22.1	0.5
<b>9.074 100</b>	<b>259.8</b>	<b>1.6</b>	<b>22.6</b>	<b>0.0</b>
9.074 110	259.8	1.6	23.1	0.5
9.074 200	259.9	1.6	27.5	-4.9
9.081 526	264.4	-3.0	17.9	4.7
9.081 526	264.5	-3.1	22.6	0.0
9.081 526	264.6	-3.2	27.2	-4.6

TAB. IV.4: Périodes sidérales de Cérès en accord avec les observations du disque résolu, en utilisant la référence  $SEP_\lambda(t_1) = 234.6^\circ$  ( $t_1$  est défini dans la Table IV.3). Les longitudes du point sub-terrestre ( $SEP_\lambda$ ) sont calculée pour les époques  $t_2$  et  $T_3$  et comparées aux mesures (différence  $\Delta SEP_\lambda$ ). Je n'ai gardé que les périodes sidérales prédisant des  $SEP_\lambda$  à l'intérieur des erreurs de mesure. La solution retenue est marquée en gras.

$P_s$ (h)	$\alpha_0$ (°)	$\delta_0$ (°)	$\lambda_0$ (°)	$\beta_0$ (°)	$W_0$ (°)
$9.0741 \pm 10^{-4}$	$288 \pm 5$	$+66 \pm 5$	$7 \pm 5$	$+83 \pm 5$	$-46 \pm 2$

TAB. IV.5: Période sidérale ( $P_s$ ), coordonnées du pôle dans le repère lié à l'équateur J2000.0 ( $\alpha_0, \delta_0$ ) et à l'écliptique ( $\lambda_0, \beta_0$ ), ainsi que l'angle de rotation initial ( $W_0$ ) à l'époque de référence (J2000.0) [voir Seidelmann et al., 2007, pour la définition de ces grandeurs].

**Taille et forme :** entre les observations au W. M. Keck et le début de mes travaux, (1) Cérès avait fait l'objet d'observations supplémentaires avec le HST en 2003 [Parker et al., 2006] et au VLT en 2005 [Erard et al., 2005]. Ses dimensions ainsi que la direction de son axe de rotation avaient été mesurés [Thomas et al., 2005].

J'ai mesuré les dimensions de Cérès en utilisant la méthode d'évolution du limbe présentée au chapitre III.2.b. La mesure des dimensions était toutefois simplifiée par la connaissance des coordonnées du pôle (par méthode des points de contrôle, voir Fig. IV.4). En mesurant l'écart entre le contour de Cérès et une ellipse (Fig. IV.6), j'ai pu montrer que Cérès est exempt de relief à grande échelle (la résolution des observations est d'environ 30-40 km). La modélisation de Cérès sous la forme d'un ellipsoïde tri-axial est donc parfaitement justifiée et la méthode ne souffre pas du biais possible lié à une représentation simpliste de sa forme. Cette absence de détection de relief est en accord avec le calcul de la hauteur maximale d'un relief d'environ 10-20 km [voir Johnson and McGetchin, 1973].

La meilleure représentation de Cérès est une sphère oblongue, dont les demi-axes sont  $a = b = 479.7$  km et  $c = 444.4$  km, avec une déviation standard sur ces mesures de 2.3 et 2.1 km respectivement. Les dimensions obtenues par Thomas et al. [2005] à partir d'observations HST sont plus grandes d'environ 10 km. Si cette différence ne correspond qu'à 2% du rayon moyen de Cérès, elle correspond à un écart de  $5\text{-}\sigma$  entre les deux résultats. Ceci est révélateur d'une tendance dans la communauté à sous-estimer les barres d'erreurs. Avec des barres d'erreur correctement définies, l'accord devrait se produire à  $3\text{-}\sigma$  maximum. Ici, la déviation rapportée est bien inférieure à la taille des pixels (un 7<sup>ème</sup> pour le Keck et un 15<sup>ème</sup> dans le cas du HST, voir la Table IV.6), eux-mêmes inférieurs à l'élément de résolution (environ 50 km dans les deux cas). Ceci traduit le fait que les erreurs rapportées ne prennent en compte que la dispersion des mesures, sans faire cas des erreurs systématiques provenant des méthodes ; comme discuté dans le chapitre III.3.c.



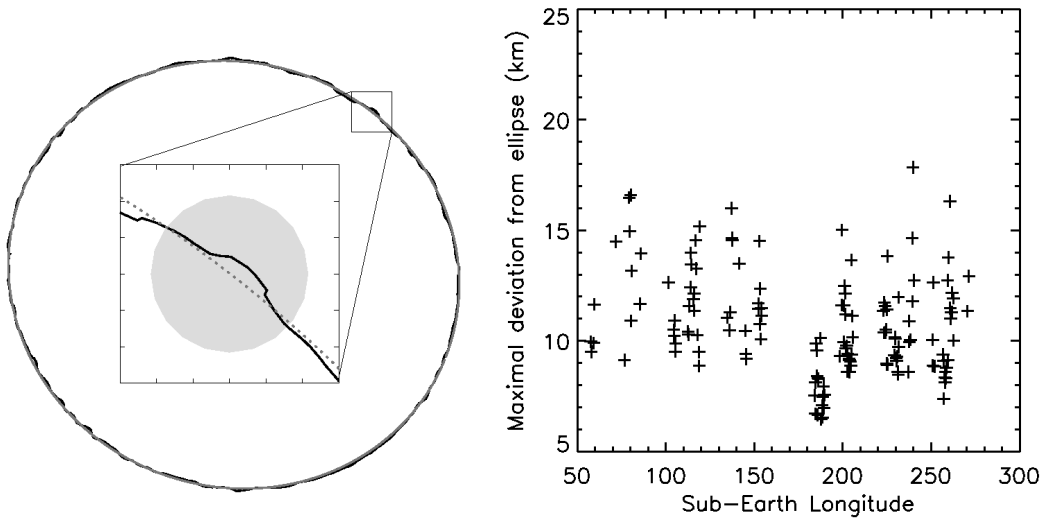


FIG. IV.6: A gauche, le contour de Cérés extrait par la LoG en noir (voir chapitre III.3.a), avec l'ellipse ajustée en gris pointillé. On peut voir dans le zoom (partie encadrée centrale) que les déviations à l'ellipse observées sont bien plus petites que l'élément de résolution (ici en bande J, représenté par le disque gris). La partie de droite présente la déviation maximale observée en fonction de la longitude du point sub-terrestre ( $SEP_{\lambda}$ ). Aucune déviation supérieure à 18 km n'a été détectée. L'élément de résolution en bande J étant d'environ 36 km (Table IV.2), les déviations mesurées peuvent être réelles comme être du bruit à haute fréquence spatiale.

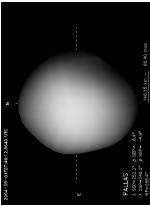
Quantité (km)	Imagerie		Occultation	
	W. M. Keck	HST	Sol.1	Sol.2
$a$	$479.7 \pm 2.3$	$487.3 \pm 1.8$	$479.6 \pm 2.4$	$481.6 \pm 2.4$
$c$	$444.4 \pm 2.1$	$454.7 \pm 1.6$	$453.4 \pm 4.5$	$450.1 \pm 2.0$
$R$	$467.6 \pm 2.2$	$476.2 \pm 1.7$	$470.7 \pm 3.1$	$470.8 \pm 2.3$
pixel	$14.3 \pm 0.7$	$33.9 \times 29.6$	...	...

TAB. IV.6: Demi-grand axe ( $a$ ), demi-petit axe ( $c$ ) et rayon équivalent ( $R = \sqrt[3]{aac}$ ) de Cérés à partir des observations au sol (W. M. Keck), de l'étude de [Thomas et al. \[2005\]](#) (HST) et d'occultation stellaire (les deux solutions sont présentées : Sol.1 et Sol.2) [[Millis et al., 1987](#)]. Les tailles de pixel (en kilomètres à la distance de Cérés) pour les observations au Keck et avec le HST sont rapportées pour comparaison.

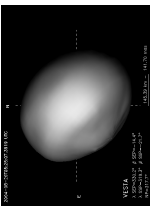
La comparaison des dimensions déterminées par imagerie avec les résultats provenant des occultations stellaires [[Millis et al., 1987](#)] montre également un accord à une dizaine de kilomètres près pour le demi-petit axe et un accord parfait pour le demi-grand axe (Table IV.6). Il est toutefois à noter que la géométrie de l'occultation de 1987 utilisée par [Millis et al. \[1987\]](#) ne permet pas de contraindre le demi-petit axe aussi précisément que le demi-grand axe. Les trois études rapportant des dimensions différentes, il n'est pas aisé de conclure quant à la taille de Cérés. Néanmoins, les différences n'étant que de quelques kilomètres; nous pouvons affirmer que le rayon moyen de Cérés vaut  $R \sim 470 \pm 5$  km, soit une détermination précise au pour-cent près.

J'ai ensuite déterminé la densité de Cérés en utilisant une masse de  $9.43 \pm 0.07 \times 10^{20}$  kg, obtenue en prenant la moyenne des masses rapportées par [Viateau and Rapaport \[1998\]](#), [Michalak \[2000\]](#) et [Kovačević and Kuzmanoski \[2007\]](#). De nombreuses déterminations de la masse de Cérés ont été réalisées par l'étude de ses interactions gravitationnelles avec Mars et d'autres astéroïdes [[Standish and Hellings, 1989](#); [Sitarski and Todorovic-Juchniewicz, 1992, 1995](#); [Kuzmanoski, 1998](#); [Viateau and Rapaport, 1998](#); [Hilton, 1999](#); [Michalak, 2000](#); [Kovačević and Kuzmanoski, 2005, 2007](#)]. Néanmoins, tout comme pour les mesures de taille, les erreurs systématiques lors de ces déterminations n'ont pas toujours été prises en compte [voir [Mouret et al., 2007](#)]. Ceci ne permet un accord entre plusieurs déterminations qu'à 4- ou 5- $\sigma$ . Le choix

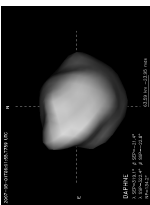
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





présent, s'il est arbitraire, a l'avantage d'éliminer les valeurs éloignées de la masse moyenne.

La densité de (1) Cérès est alors de  $\rho = 2206 \pm 43 \text{ kg.m}^{-3}$ . Cette valeur est compatible avec la densité des météorites CC [Britt et al., 2002], ainsi qu'avec celle des satellites glacés de Jupiter : Ganymède et Callisto. Cette détermination supporte l'hypothèse de présence de matériaux volatiles sous la surface de Cérès. D'autre part, cette valeur est relativement élevée pour un astéroïde de type C [la valeur moyenne pour cette classe est de  $1.4 \times 10^3 \text{ kg.m}^{-3}$ , voir Britt et al., 2002]. Néanmoins, les mesures de densité dont nous disposons ayant été majoritairement obtenues dans le cas d'astéroïdes binaires [e.g. Merline et al., 1999; Marchis et al., 2005b, 2008a,b], la densité moyenne que nous observons peut être biaisée. En effet, la plupart des astéroïdes observés sont en réalité de faible taille et présentent peut être de grands vides (macro-porosité), diminuant ainsi la valeur de leur densité. Étant donnée la masse de Cérès, la pression en son intérieur est suffisamment importante pour que sa macro-porosité soit nulle (ou presque). Alors, cette "forte" densité peut être expliquée par une faible porosité par rapport aux autres types C.

**Structure interne :** en considérant que la forme de Cérès provient d'un équilibre hydrostatique entre sa propre gravité et la force centrifuge produite par sa rotation ; on peut déterminer son coefficient  $J_2$ . Le potentiel gravitationnel d'un corps peut en effet être décomposé en une série de coefficient, le premier étant purement radial et les suivants décrivant l'écart au potentiel radial. Le coefficient  $J_2$  rend ainsi compte de l'aplatissement aux pôles et se calcule comme suit :

$$J_2 = \left[ 1 - \frac{c}{a} - \frac{2\pi^2 R^3}{P_s^2 \mathcal{G} M} \right] \left[ \frac{c}{2a} + \left( \frac{a}{c} \right)^2 \right]^{-1} \quad (\text{Eq. IV.1})$$

où  $a$  et  $c$  sont les mesures des demi-axes,  $P_s$  la période sidérale,  $R = \sqrt[3]{aac}$  le rayon moyen,  $M$  la masse de Cérès et  $\mathcal{G} = 6.67 \times 10^{-11} \text{ m}^3 \text{ kg}^{-1} \text{ s}^{-2}$  la constante de gravitation.

Ce coefficient fournit un moyen de sonder la structure interne de Cérès. Ainsi, McCord and Sotin [2005] ont prédit les valeurs du  $J_2$  pour quatre cas de figures, d'un Cérès homogène ( $J_2 = 31.6 \times 10^{-3}$ ) à différencié, où le noyau est composé d'éléments de plus en plus denses, de la serpentine [Hiroi et al., 1993] ( $\rho=2.54 \text{ g.cm}^{-3}$ ,  $J_2 = 32 \times 10^{-3}$ ) au fer ( $\rho=7.9 \text{ g.cm}^{-3}$ ,  $J_2 = 15.9 \times 10^{-3}$ ). A partir des mesures de rayons (Table IV.6), j'ai dérivé une valeur de  $J_2 = 26.70 \pm 0.02 \times 10^{-3}$ . Ceci indique que Cérès est un corps différencié, dont la partie centrale est riche en silicates ; en accord avec les mesures HST [Thomas et al., 2005].

### IV.1.c Étude de surface par imagerie

L'existence de marques d'albédo à la surface de Cérès avait été suggéré par l'étude de ses courbes de lumière [Tedesco et al., 1983]. En effet, la forme régulière de Cérès ne pouvait expliquer la forme et l'amplitude des courbes de lumière observées. Il était alors admis que celles-ci étaient produites par des différences d'albédo à la surface, estimées à quelques pour-cent.

Les premières cartes de la surface de Cérès ont été obtenues par Li et al. [2006a], à partir d'observations réalisées dans le visible avec le HST. Des variations d'albédo d'environ 6% ont alors été rapportées, définissant des structures locales à la surface de Cérès. De faibles variations spectrales, associées aux différentes régions ont également été observées, sans toutefois permettre une quelconque analyse de composition en raison d'incertitudes trop élevées sur l'albédo. Je présente ici les cartes d'albédo que j'ai réalisées, ainsi que leur analyse.

J'ai utilisé les 360 images de Cérès obtenues au W. M. Keck (Table IV.1) pour créer trois cartes composites (voir chapitre III.4) de la surface de Cérès dans le proche infrarouge. Je présente en Fig. IV.7 ces trois cartes, une par filtre (J, H et K), et en Fig. IV.8 les cartes d'incertitude associées. L'obtention de cartes à différentes longueurs d'onde est primordiale pour d'une part confirmer l'existence des structures observées, et d'autre part pour étudier les variations de composition à la surface.

Ces trois cartes couvrent environ 80% de la surface de Cérès. Elles sont le résultat de la combinaison de 126, 99 et 135 images respectivement. La taille théorique de l'élément de résolution est de 36.8, 47.4 et 62.9 km (correspondant à  $4.4^\circ$ ,  $5.6^\circ$  et  $7.5^\circ$  à l'équateur) pour les trois filtres. Bien que l'élément de résolution théorique soit plus fin dans la bande J, on peut voir dans la Fig. IV.7 que la résolution finale est en réalité similaire dans les trois bandes (c'est à dire environ 60 km à l'équateur). La dégradation de



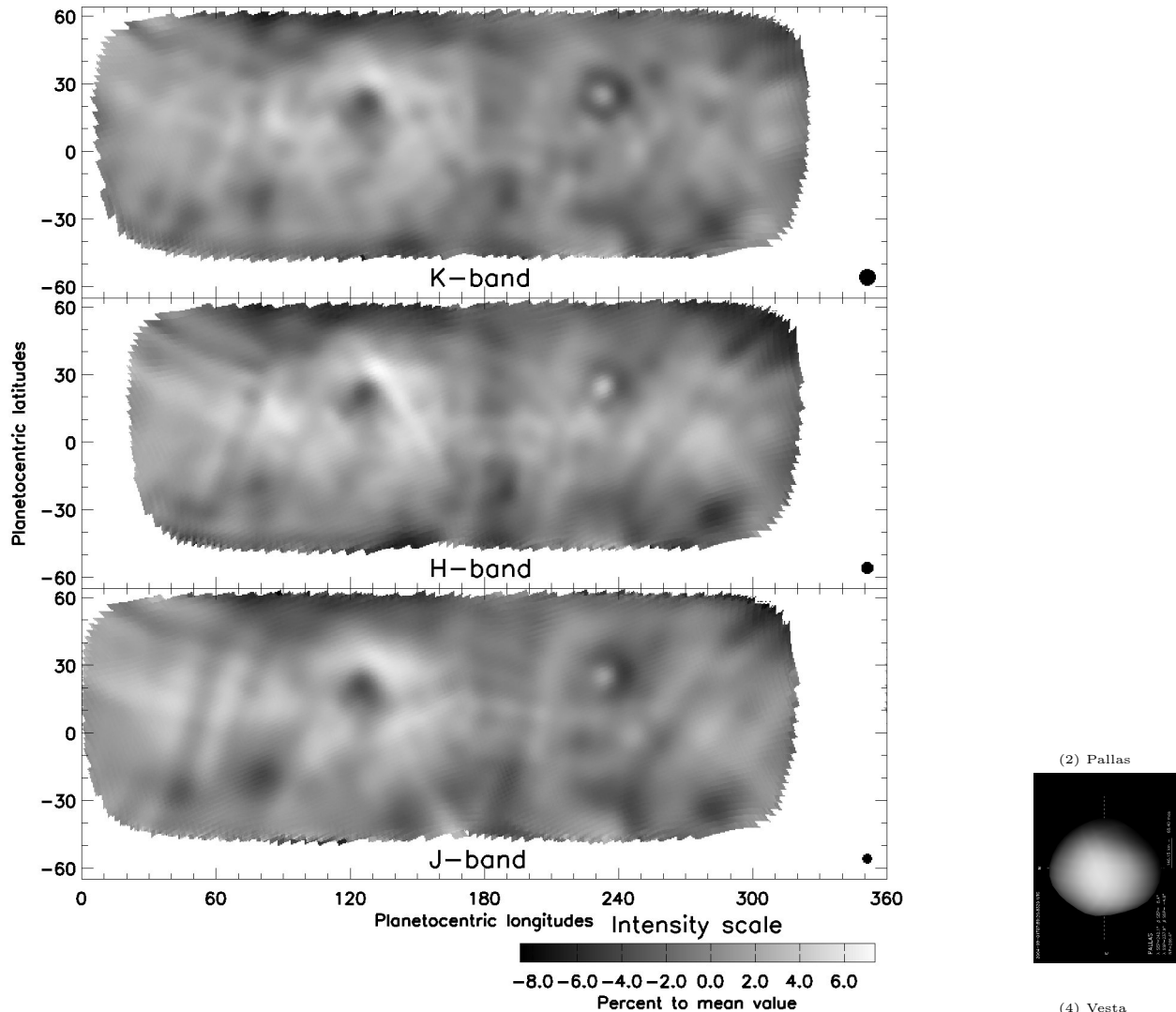


FIG. IV.7: Cartes d'albédo de la surface de Cérés en bandes J, H et K. Ces cartes couvrent environ 80% de la surface de Cérés, et présentent des variations d'albédo de 6% autour de l'albédo moyen. L'élément de résolution théorique pour chaque filtre est représenté dans le coin bas-droit de chaque carte. L'étude des cartes d'incertitude (Fig. IV.8) montre que celle-ci est de 2.5% maximum, bien moindre que les variations observées. Les structures visibles dans ces cartes n'ont donc qu'une faible probabilité d'être des artefacts, mis à part les lignes diagonales visibles dans les cartes en J et H, autour de 60° de longitude. L'échelle de gris est commune aux trois cartes.

la résolution en J et H par rapport à l'élément de résolution théorique vient de la variabilité de la PSF plus importante à ces longueurs d'onde qu'en K. Cette variabilité entraîne alors de plus fortes erreurs de photométrie. Ceci est visible dans les cartes d'incertitude (Fig. IV.8) où la déviation standard des mesures est plus petite que 1% dans le cas des observations en K et monte jusqu'à 2% pour celles en J. De même, l'étude des cartes d'incertitude montre que les structures obliques situées autour de 60° en longitude vues en J et H sont du bruit et doivent être ignorées. La carte en K présente le niveau de bruit le plus bas, dû au meilleur rapport de Strehl fourni par le module d'optique adaptative à ces longueurs d'onde. Cette carte doit donc être considérée comme la plus précise des trois.

L'amplitude des variations d'albédo est de  $\pm 6\%$  autour de l'albédo moyen de la surface [en accord avec Li et al., 2006a]. Les marques de surface les plus importantes soutiennent un diamètre d'environ 180 km (les marques A et B, voir les Figs. IV.2 et IV.4) et de nombreuses marques plus petites existent,



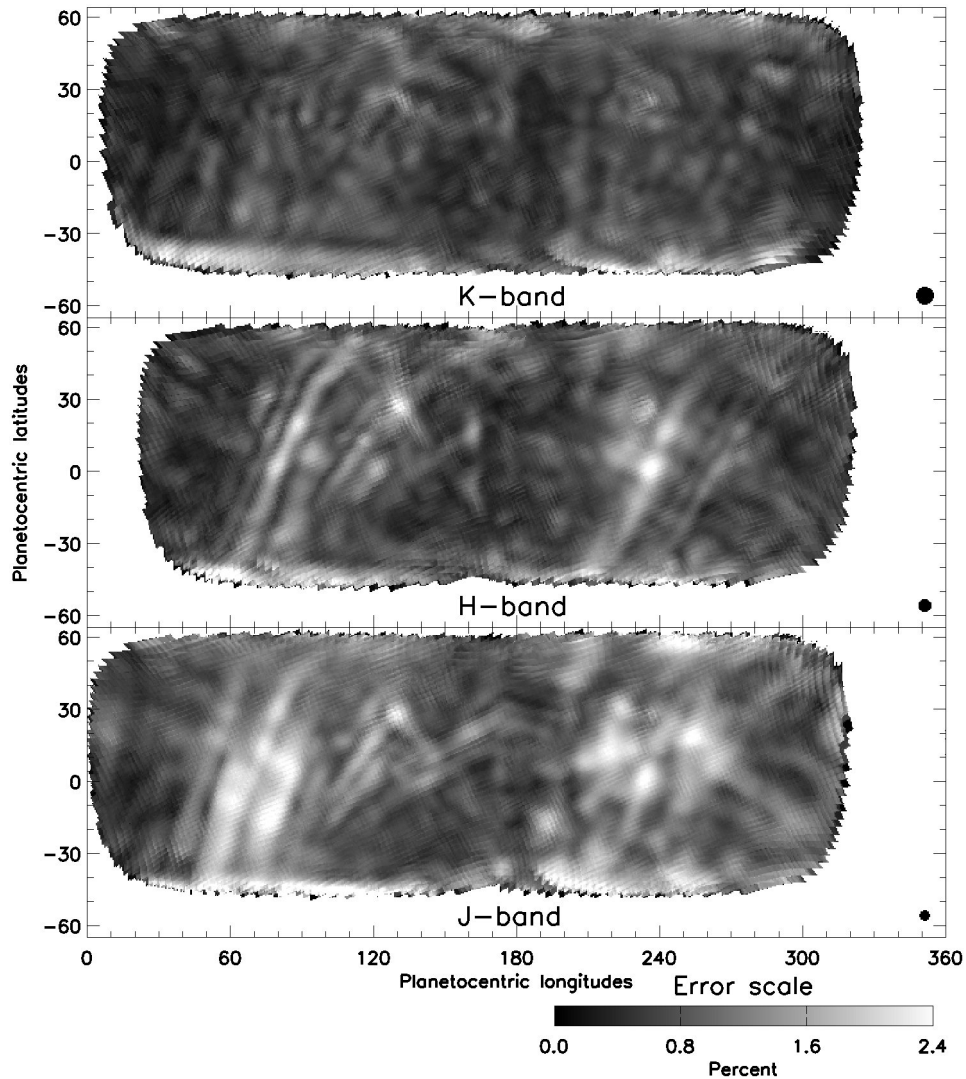


FIG. IV.8: Cartes d'incertitude sur l'albédo pour les trois filtres proche infrarouge. L'échelle de gris représente la valeur de la déviation  $1\text{-}\sigma$  observée entre toutes les images se projetant en un point donné de la surface. On peut remarquer que la dispersion des valeurs augmente de la carte en K, à celle en H, à celle en J. Ceci est logique, compte tenu des performances accrues de l'OA aux plus grandes longueurs d'onde. De même, les régions de haute latitude sont plus bruitées que celle à l'équateur, en raison de la géométrie d'observation, proche de l'équateur ( $\text{SEP}_\beta = 8^\circ$ ).

jusqu'à un diamètre d'environ 50 km (limite de détection due à la résolution). Certaines de ces marques peuvent également être vues dans les cartes UV/visibles obtenues avec le HST [Li et al., 2006a] (voir la Fig. IV.9 pour la position des marques notées  $b_i$  ou  $d_i$ , pour les 6 marques brillantes et 4 sombres respectivement). Parmi celles-ci, le spot sombre avec une tache centrale (marque A) autour de  $(235^\circ, +24^\circ)$ , la grande région brillante entourant le spot sombre (marque B) situé à  $(125^\circ, +20^\circ)$ , ou encore la marque sombre située à  $(280^\circ, -34^\circ)$ . Le fait que ces marques soient visibles à toutes les longueurs d'onde suggère une nature géologique (par opposition à une différence de composition) comme un bassin ou un cratère d'impact. Ainsi, les deux principales structures A ( $b_4, d_4$ ) et B ( $d_3$  et la région  $b_2$  qui l'entoure) sont référencées comme #5 et #2 par Li et al. [2006a]. Ces deux marques sont remarquables par leur spectre homogène bien qu'elle s'étendent sur de grandes dimensions spatiales ( $\phi_A \sim 180$  km et  $\phi_B \sim 350$  km). Cette similarité spectrale indique une même composition et/ou histoire de surface sur l'ensemble de





la zone. L'anneau externe de la marque B ( $b_2$ ) semble également homogène et pourrait être la marque des éjecta liés à un cratère d'impact. De même, la partie centrale de la marque A pourrait être le pic central d'un cratère issu d'un impact très énergétique. Ce pic serait alors plus brillant en raison d'une histoire de surface dépendante de l'altitude : par exemple par mouvement de glissement du régolite vers les zones les plus basses (à plus forte gravité) [de tels mouvements du régolite ont été mis en évidence à la surface du petit astéroïde (25143) Itokawa par Miyamoto et al., 2007].

Néanmoins, les cartes en UV/visible et proche infrarouge présentent des différences : ni la marque claire à ( $115^\circ, -30^\circ$ ), ni la marque sombre à ( $45^\circ, +10^\circ$ ) visibles dans les cartes HST ne sont visibles dans le proche infrarouge. De telles variations spectrales indiquent, elles, des différences de composition entre ces régions. NB : toutes les différences observées ne sont pas à associer aux propriétés de surface. Par exemple, l'anneau sombre de la marque A ( $234^\circ, +23^\circ$ ) n'est pas visible dans les cartes UV/visible car sa taille est comparable à celle de l'élément de résolution fourni par le HST.

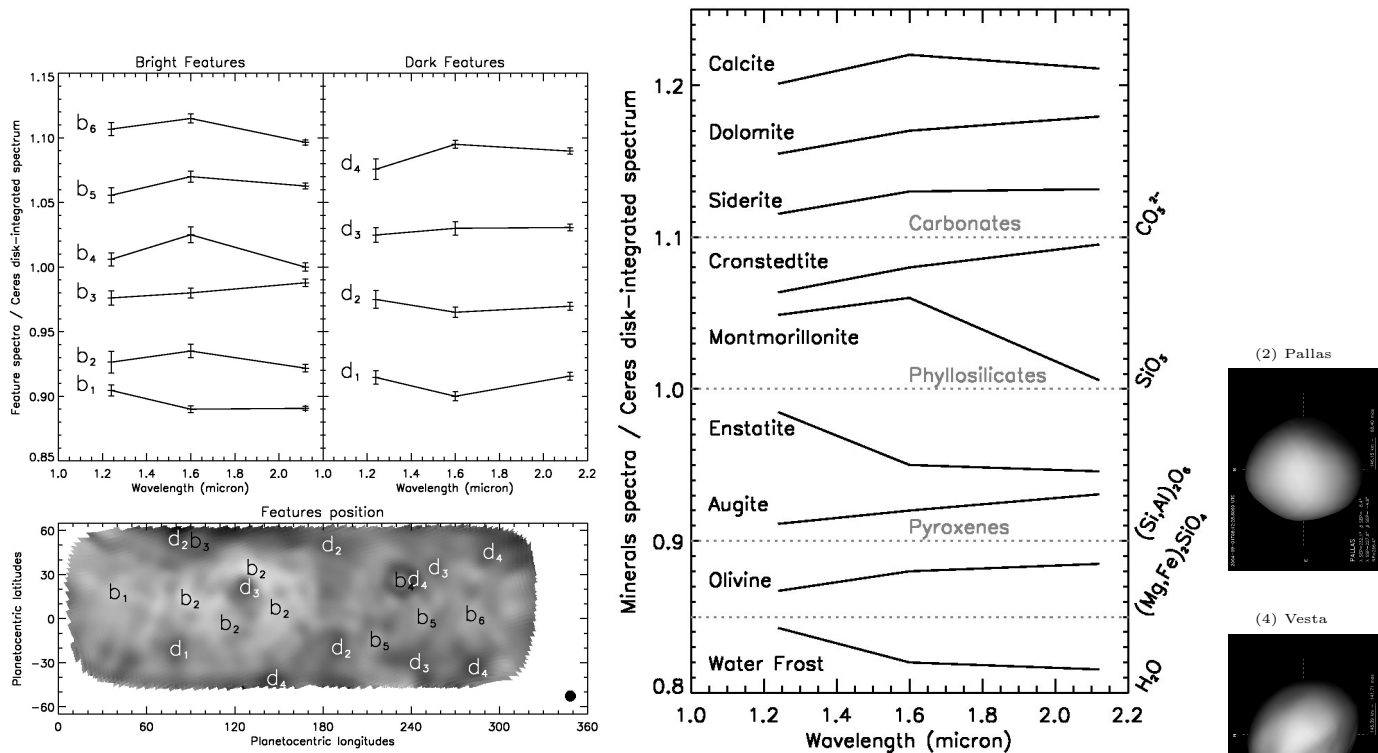


FIG. IV.9: *A gauche* : spectres trois couleurs de 10 régions de Cérés (6 régions brillantes et 4 sombres) ; normalisés au spectre moyen de Cérés. Les numéros  $b_i$  et  $d_i$  peuvent être utilisés pour situer chaque spectre à la surface de Cérés à l'aide de la carte représentée sous les spectres. *A droite* : spectres trois couleurs de composés obtenus en laboratoire, également normalisés au spectre de Cérés. Je liste dans la Table IV.7 l'origine de ces échantillons ainsi que la fraction utilisée (mélangée à un élément spectralement neutre) pour produire ces spectres. L'erreur sur la photométrie des composés de laboratoire est ici négligeable.

Afin d'étudier la nature des principales marques présentes à la surface de Cérés, j'ai mesuré leurs variations spectrales dans les bandes J, H et K. Chaque valeur photométrique est obtenue en intégrant le flux sur une surface équivalente à l'élément de résolution. L'erreur sur ces mesures est calculée comme  $\sqrt{\sum \sigma_i^2}$ , où  $\sigma_i$  est la déviation standard de chaque pixel lue sur les cartes d'incertitude (Fig. IV.8). J'ai alors sélectionné 10 marques (6 claires et 4 sombres, libellées  $b_i$  et  $d_i$  respectivement) et je présente en Fig. IV.9 (à gauche) leur photométrie normalisée au spectre de Cérés, ainsi que leur déviation à  $3\sigma$ .

Bien que des variations spectrales au cours de la rotation de Cérés n'aient jamais été rapportées, mes données montrent l'existence d'hétérogénéités spectrales à sa surface. L'analyse de la Fig. IV.9 (partie



Composé	Taille de grain ( $\mu\text{m}$ )	Abondance (%)	Échantillon numéro
Calcite <sup>a</sup>	0-45	100	C-3A
Dolomite <sup>a</sup>	0-45	50	C-5A
Siderite <sup>a</sup>	0-45	4	C-9A
Cronstedtite <sup>r</sup>	0-45	5	CR-EAC-021
Montmorillonite <sup>a</sup>	0-45	50	PS-2D
Enstatite <sup>a</sup>	0-45	30	IN-10B
Augite <sup>a</sup>	0-45	2	IN-15A
Olivine <sup>r</sup>	0-50	5	DD-MDD-013
Glace d'eau <sup>a</sup>	$\sim 10$	2	FROST.SNW

TAB. IV.7: Tailles de grain et abondances des composés présentés dans la Fig. IV.9. L'abondance correspond à la quantité de composé mélangée à un élément spectralement neutre afin de diminuer le contraste, rendant ainsi compte des possibles différences de tailles de grain (les observations conduites dans l'infrarouge moyen indiquent que la taille des grains composant le régolite de Cérès est nécessairement petite, diminuant ainsi le contraste des bandes d'absorption de son spectre). La dernière colonne indique le nom de l'échantillon tel que référencé dans la librairie spectrale (*a* : ASTER and *r* : RELAB).

de gauche) montre une tendance nette des marques claires (à gauche) à présenter un albédo plus fort en H qu'en J et K (par rapport au reste de la surface). Au contraire, les marques sombres (à droite) ne présentent aucune tendance. Ceci indique peut être une origine commune aux marques claires alors que les régions sombres seraient le résultat de divers processus agissant à la surface.

J'ai ensuite comparé ces points photométriques à ceux de divers composés observés en laboratoire. Étant donnée la résolution spectrale très limitée fournie par ces points, ceux-ci ne pouvaient pas me permettre d'identifier de composé. Je n'ai alors utilisé que des minéraux dont la présence à la surface de Cérès avait déjà été prédite. En particulier, les carbonates comme la sidérite, la dolomite et la calcite dont la présence a été détectée par Rivkin et al. [2006]. L'adjonction de carbonates à une base de phyllosilicates (composés majoritaires supposés de Cérès) fourni en effet un meilleur ajustement au spectre de Cérès dans la région autour de la bande à  $3 \mu\text{m}$ . La présence de ces carbonates explique également certaines bandes d'émissions dans l'infrarouge moyen détectées par Cohen et al. [1998]. J'ai également inclus un orthopyroxène (enstatite) un clinopyroxène (augite) et de l'olivine, qui sont les éléments les plus abondants dans le système solaire; ainsi que de la glace d'eau (givre) en raison des suspicions sur sa présence à la surface de Cérès. Je présente dans la partie de droite de la Fig. IV.9 les spectres "trois points" de ces différents composés.

Bien que l'information minéralogique contenue dans ces spectres à très basse résolution doit être manipulée avec précaution, elle peut tout de même servir à contraindre et discuter la composition de surface de Cérès, via des comparaisons avec des échantillons de laboratoire. Ainsi, l'aspect général des marques claires (Fig. IV.9, à gauche) est similaire à celui des phyllosilicates et carbonates (Fig. IV.9, à droite). Par exemple, la montmorillonite reproduit de manière satisfaisante le spectre de la marque  $b_4$  ainsi que celui de  $b_2$  autour de  $d_3$ . D'autre part, les spectres de la sidérite (une calcite riche en fer), de la cronstedtite (une phyllosilicate riche en fer), ou encore de l'augite (clinopyroxène) ne ressemblent qu'à peu de spectres de Cérès, et ceci pour des abondances très faibles (voir la Table IV.7 qui liste la provenance des composés utilisés ici ainsi que l'abondance utilisée pour produire les spectres de la Fig. IV.9). Ainsi, ces composés ne peuvent être que des composants minoritaires de la surface de Cérès s'ils sont présents. De même, la présence de roches magmatiques comme les pyroxènes et l'olivine n'est pas attendue à la surface d'un astéroïde primitif comme Cérès, et ces composés sont vraisemblablement minoritaires s'ils sont effectivement présents.

L'interprétation des marques sombres est plus complexe. Ainsi, le creux en H qui caractérise la moitié des marques sombres ( $d_1$  et  $d_2$ ) ne correspond ni aux phyllosilicates, ni aux carbonates qui sont pourtant les composés majoritaires attendus sur Cérès. Une telle chute en H est mieux rendue par l'enstatite; mais la forte densité de celle-ci ( $3200 \text{ kg.m}^{-3}$ ) et les différences entre le spectre de Cérès et de l'enstatite dans le moyen infrarouge rend caduque sa présence. L'autre composé qui reproduit cette chute en H est la glace d'eau (Fig. IV.9). La glace d'eau n'est stable à la surface de Cérès, mais de la glace "sale" (*i.e.* de



Date (UTC)	Filtre	$X$	seeing* (")	$\tau_0^*$ (ms)	$\Theta^\dagger$ (mas)	$\Theta^\dagger$ (km)	SEP $_\lambda$ (°)	SEP $_\varphi$ (°)	SSP $_\lambda$ (°)	SSP $_\varphi$ (°)
00:50	H+K	2.01	0.69	3.9	54	72	210.4	3.5	212.1	0.5
01:00	H+K	1.90	0.74	3.6	54	72	203.8	3.5	205.5	0.5
02:00	H+K	1.47	0.65	4.1	55	73	164.1	3.5	165.9	0.5
02:10	H+K	1.42	1.16	2.3	55	73	157.5	3.5	159.3	0.5
03:00	H+K	1.27	0.62	4.3	50	66	124.4	3.5	126.2	0.5
03:10	H+K	1.25	0.61	4.3	50	66	117.8	3.5	119.6	0.5
04:00	H+K	1.19	1.10	2.3	50	66	84.8	3.5	86.6	0.5
04:10	H+K	1.19	1.12	2.2	50	66	78.2	3.5	79.9	0.5
04:40	H+K	1.19	1.04	2.4	50	66	58.3	3.5	60.1	0.5
04:50	H+K	1.20	0.96	2.6	50	66	51.7	3.5	53.5	0.5
05:20	H+K	1.24	0.74	3.3	50	66	31.9	3.5	33.7	0.5
05:30	H+K	1.26	0.72	3.4	50	66	25.3	3.5	27.1	0.5
06:20	H+K	1.40	0.59	4.1	55	73	352.2	3.5	354.0	0.5
06:30	H+K	1.44	0.56	4.3	55	73	345.6	3.5	347.4	0.5
07:10	H+K	1.70	0.46	5.2	57	76	319.1	3.5	321.9	0.5

TAB. IV.8: Conditions lors des observations de (1) Cérès avec SINFONI le 13 Novembre 2007 : masse d'air  $X$ , seeing atmosphérique, temps de cohérence ( $\tau_0$ ), élément de résolution en mas sur le ciel et en kilomètres à la surface de Cérès, ainsi que les coordonnées des SSP et SEP. Je ne reporte ici que les observations en H+K, n'ayant pas encore fini la réduction des données prises en bande J.

\*comme mesuré à l'observatoire

†mesuré sur les analogues solaires

la glace mélangée avec d'autres minéraux) pourrait être présente de manière transitoire et reproduire le spectre de marques sombres. Un point à considérer en support à cette explication est la haute latitude de ces marques sombres. Aucune n'est située dans la région équatoriale et la plupart se situent à des latitudes plus élevées que 30-40°. Si de la glace (sale ou non) existe sous la surface de Cérès [McCord and Sotin, 2005; Mousis and Alibert, 2005], elle doit être plus stable aux hautes latitudes où la température de la surface est moindre. Néanmoins, ces données ne permettent pas d'affirmer la présence de glace à la surface de Cérès. Des données avec une meilleure résolution spectrale, couplée avec la résolution spatiale fournie par l'OA (par opposition à la spectroscopie sur disque intégré) sont requises pour étudier plus en avant la composition des unités découvertes à la surface de Cérès.

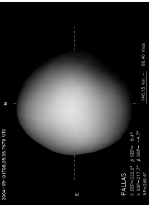
#### IV.1.d Étude de surface par spectro-imagerie

Les limitations rencontrées lors de l'analyse de la surface par imagerie m'ont conduit à demander du temps à l'ESO pour observer Cérès avec SINFONI, permettant ainsi d'obtenir des spectres de son disque apparent résolu (voir chapitre II.3).

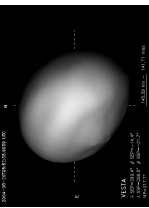
**Observations :** j'ai observé (1) Cérès avec SINFONI au VLT durant toute la nuit du 13 Novembre 2007 (programme 080.C-0881). Je présente dans la Table IV.8 les conditions atmosphériques lors des observations, ainsi que l'orientation de Cérès par rapport à la Terre et au Soleil. J'ai utilisé le mode optique fournissant la résolution angulaire la plus forte (taille de pixel sur le ciel de 25×12.5 mas), afin d'optimiser la résolution spatiale à la surface de Cérès, ainsi que les réseaux de dispersion J et H+K de manière à couvrir l'ensemble de l'intervalle 1.1 - 2.4  $\mu\text{m}$  (les caractéristiques instrumentales sont les mêmes que pour l'observation de Vesta présentée dans la partie IV.3 et sont résumées dans la Table IV.17). J'ai réduit les données avec la version 2.0.0 du paquet de réduction proposé par l'ESO et la Fig. IV.10 présente un exemple de cube reconstruit.

**Analyse de la surface :** à l'heure où j'écris ces lignes je n'ai ni terminé la réduction de l'ensemble des données (seules les cubes obtenus avec le réseau H+K ont été réduits), ni proprement analysé celles ré-

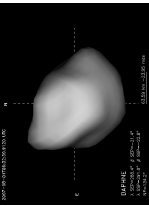
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



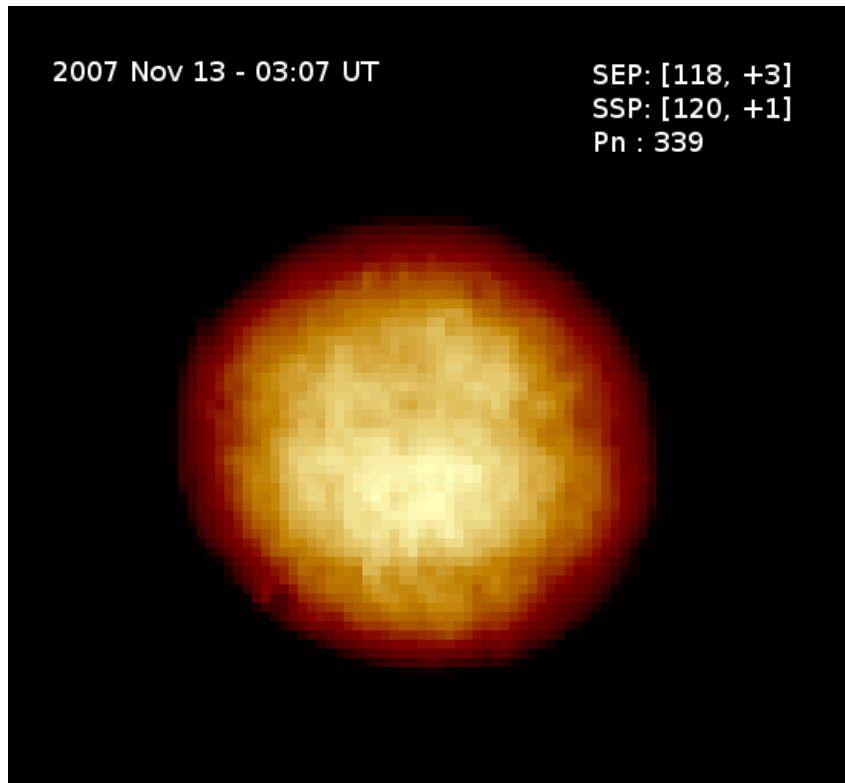


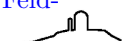
FIG. IV.10: Exemple de spectro-cube de (1) Cérès (additionné le long des longueurs d'onde) obtenu avec SINFONI et le réseau H+K. Afin d'optimiser la résolution spatiale des observations (les spaxels de SINFONI sont rectangulaires), j'ai observé Cérès de manière à créer des cubes (comme celui-ci) à partir d'une mosaïque d'observations élémentaires.

duites. Le type d'analyse auquel je vais procéder sera fortement similaire à celui exposé dans la partie IV.3 sur (4) Vesta. Je vais analyser les spectres contenus par chaque spaxel de chaque cube, puis projeter les informations déterminées sur une carte de manière à produire des cartes d'abondances de la surface de Cérès. Néanmoins, les travaux préliminaires que j'ai réalisés ont dorénavant montré que l'hétérogénéité de la surface de Cérès est moins évidente dans ces données de spectro-imagerie que dans les images présentées dans la section IV.1.c ci-dessus. L'absence de techniques de déconvolution pour les spectro-cube limite ici la résolution spatiale atteinte. Ainsi, je ne peux corriger la "dilution" de l'information spectrale de chaque spaxel dans ces plus proches voisins, avec pour résultat une surface qui semble globalement homogène. Afin d'extraire au mieux l'information contenue dans ces données, la mise au point d'un nouvel algorithme de déconvolution est nécessaire. Cet algorithme pourrait se baser sur *Mistral*, mais implémenté de manière à traiter l'ensemble du cube de donnée en une seule opération au lieu de le traiter image par image. Ceci aurait l'avantage de diminuer de manière drastique le temps d'exécution et d'utiliser une propriété de la PSF : sa taille va être dépendante de la longueur d'onde suivant  $\lambda/D$  (voir le chapitre II.2.a). Je travaille actuellement sur ces données et j'espère tirer des informations pertinentes sur la minéralogie de Cérès dans un futur proche.

#### IV.1.e Recherche de trace de sublimation de glace d'eau

Comme je l'ai mentionné en section IV.1.a, [A'Hearn and Feldman \[1992\]](#) avaient détecté des molécules OH dans le voisinage du pôle nord de Cérès, dont l'origine était attribuée à la dissociation de molécules d'eau ( $H_2O$ ) provenant de la sublimation de glace à la surface de Cérès. Cette détection marginale n'avait jamais été confirmée ni infirmée, laissant le champs libre aux spéculations sur sa véracité.

Cette détection méritait d'être confirmée d'autant plus que l'argument énoncé par [A'Hearn and Feld-](#)





Date (UTC)	$\Delta$ (UA)	$r$ (UA)	SEP ( $\lambda, \varphi$ en $^\circ$ )	SSP ( $\lambda, \varphi$ en $^\circ$ )	$X$	seeing ( $''$ )	Pôle	$T_{\text{exp}}$ (m)	Sep. ( $''$ )	Sep. (km)	Slit ( $''$ )
1990-01-14 21:36	2.64	1.75	(334, -5)	(345, -3)	-	-	S	550	3	3800	-
1991-05-29 12:00	2.66	1.88	(312, -4)	(328, -1)	-	-	N	450	3	4100	-
2007-10-24 04:45	2.83	1.88	( 23, 5)	( 16, 1)	1.3	0.6	N	47.5	3	4100	3
2007-10-24 05:38	2.83	1.88	(348, 5)	(341, 1)	1.2	0.8	S	47.5	3	4100	3
2007-12-05 03:21	2.79	1.91	( 39, 2)	( 50, 0)	1.2	0.9	N	47.5	1.5	2100	1
2007-12-21 02:00	2.78	2.03	(337, 0)	(353, -0)	1.2	0.5	N	47.5	1.5	2200	1
2009-01-25 06:05	2.55	1.71	( 81, -8)	( 67, -4)	1.6	1.1	N	47.5	0.5	600	1
2009-02-23 06:22	2.55	1.58	(171, -11)	(170, -4)	1.6	0.4	N	47.5	3	3400	1
2009-03-23 02:14	2.55	1.67	(310, -10)	(321, -4)	1.6	0.7	N	47.5	0.5	600	1
2009-04-01 01:43	2.55	1.73	( 33, -10)	( 48, -4)	1.6	0.6	S	47.5	1	1200	1
2009-04-01 02:42	2.55	1.73	( 1, -10)	( 15, -4)	1.6	0.6	N	47.5	3	3700	1

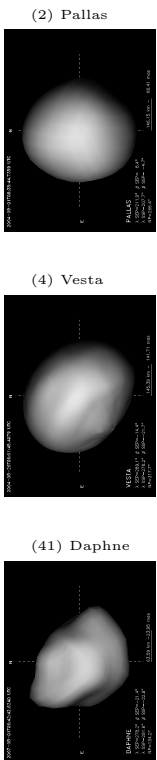
TAB. IV.9: Distance héliocentrique ( $\Delta$ ) et géocentrique ( $r$ ), coordonnées des points sub-terrestre (SEP) et sub-solaire (SSP), masse d'air ( $X$ ), seeing lors des observations (listée par date UTC du début des expositions). La position de la fente des spectrographes, près du pôle nord (N) ou sud (S), et la distance entre Cérés et la fente (Sep. en secondes d'arc et kilomètres), ainsi que les temps d'exposition ( $T_{\text{exp}}$ ) sont également rapportée. Dans le cas des observations UVES, la taille de la fente (Slit) est listée afin d'estimer la résolution spectrale (environ 45 000 et 15 000 pour les fentes de 3'' et 1'' respectivement).

man [1992] pour expliquer l'absence de détection au pôle sud était erroné : ils supposèrent que l'hémisphère nord de Cérés était en été lors de leurs observations expliquant l'absence de sublimation au pôle sud alors en plein hiver. Cette supposition était logique étant données les informations alors disponibles sur les coordonnées du pôle de Cérés [Millis et al., 1987; Saint-Pé et al., 1993a]. Néanmoins, les déterminations directes de l'orientation de l'axe de rotation de Cérés [Thomas et al., 2005; Carry et al., 2008] montrent que la situation était exactement inverse lors des observations par A'Hearn and Feldman [1992], avec l'hémisphère sud en été (Table IV.9). Nous avons donc essayé de détecter les raies caractéristiques des molécules OH, traceur de la présence d'eau sublimée, dans le voisinage proche de Cérés.

**Observations :** nous avons utilisé le spectromètre à haute résolution UVES installé au foyer Nasmyth B de UT2 au VLT en Octobre et Décembre 2007, ainsi qu'en Janvier, Février, Mars et Avril 2009 (programme 080.C-0881). Je liste ces dates ainsi que l'orientation de Cérés dans la Table IV.9. Les conditions atmosphériques étaient optimales pour chaque observation, avec un seeing d'environ 0.6'' (similaire au diamètre angulaire de Cérés), et les observations furent obtenues avec une masse d'air inférieure à 2 (Table IV.9). Afin de sonder l'atmosphère de Cérés (ou l'exosphère suivant si celle-ci est stable ou n'est qu'une transition), nous avons placé la fente d'UVES perpendiculairement à l'axe de rotation de Cérés à quelques secondes d'arc de celui-ci (Table IV.9).

Les données ont été réduites en utilisant le paquet de réduction fournit par l'ESO. Les raies d'OH sont ensuite co-additionnées (afin d'augmenter le rapport signal à bruit et le niveau de détection limite) en prenant soin de rejeter les traces dues aux rayons cosmiques. La réponse des filtres d'UVES ainsi que l'extinction furent corrigées, tout comme la contribution du flux solaire réfléchi par Cérés, en utilisant un spectre solaire de référence translaté à la bonne fréquence Doppler (induite par le mouvement radial de Cérés). La Fig. IV.11 présente le résultat de cette co-addition pour les observations de 2007.

**Discussion et perspectives :** nous n'avons détecté aucune trace d'OH dans les observations de 2007, induisant une production maximale de  $10^{25}$  molécules d'eau ( $\text{H}_2\text{O}$ ) par seconde, à comparer aux  $1.4 \times 10^{26}$  molécules. $\text{s}^{-1}$  trouvées par A'Hearn and Feldman [1992]. Ainsi, nos résultats indiquent une production inférieure par un ordre de grandeur au minimum. Ces deux résultats peuvent alors être en accord si la production d'eau est discontinue comme dans le cas d'une plume occasionnée par cryo-volcanisme par exemple. De fait, nos observations de 2007 furent obtenues alors que Cérés était à une distance héliocentrique supérieure à celle des observations réalisées par A'Hearn and Feldman [1992] (Table IV.9). Par analogie au cas cométaire, l'éjection d'eau (dégazage) devrait se produire près du périhélie ; alors, nos



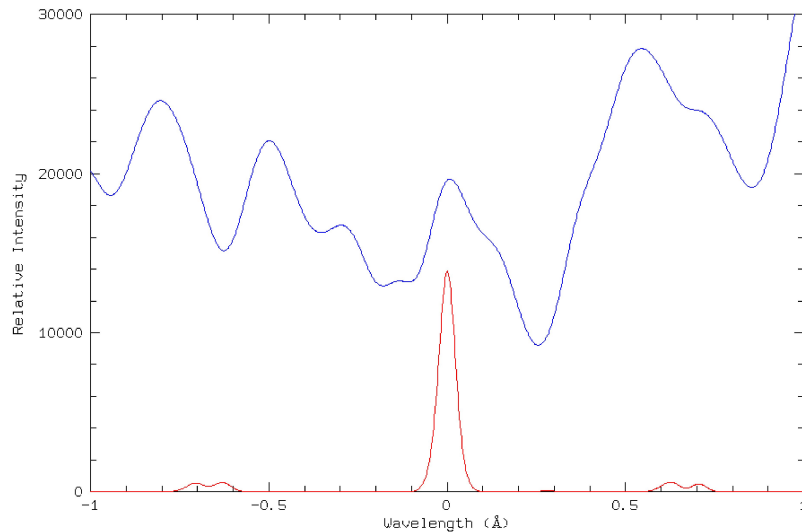


FIG. IV.11: Spectre moyen (en bleu) de la molécule OH obtenu en additionnant la contribution des 14 raies les plus brillantes dans la gamme 307-311 nm et moyenné sur les quatre observations de 2007. Le tracé rouge représente le spectre théorique obtenu de manière similaire pour le taux d'émission rapporté par A'Hearn and Feldman [1992]. Aucune émission d'OH par Cérès n'est détectée ici (observations de 2007).

observations de 2009 ayant été réalisées alors que Cérès était plus proche du Soleil, elles devraient nous permettre de détecter l'émission d'eau si celle-ci se produit réellement.

Nous sommes actuellement en cours de réduction de données et je n'ai toujours pas la réponse à la question d'émission d'eau par Cérès. Néanmoins, je peux dorénavant étudier les différents cas possibles :

1. si nous ne détectons aucune émission, alors la détection de A'Hearn and Feldman [1992] doit être considérée comme erronée ou bien déclenchée par un événement précis, comme un impact par exemple. Dans un tel cas, la spectroscopie des cratères réalisée par la sonde Dawn de la NASA pourra apporter une réponse à la présence de glace dans le sous-sol de Cérès.
2. si nous détectons une émission, alors la présence de glace dans le sous-sol de Cérès sera confirmée et le taux de production pourra être utilisé afin de contraindre la quantité de glace présente ainsi que les modèles thermiques d'évolution de Cérès.

#### IV.1.f Conclusions

J'ai pu mesurer la taille et la forme de Cérès, supportant ainsi les scénarios indiquant une structure interne différenciée et la présence de matériaux volatiles dans son sous-sol. L'imagerie de sa surface et les couleurs dans le proche infrarouge de certaines marques d'albédo situées aux hautes latitudes sont compatibles avec le spectre de la glace d'eau. L'étude par imagerie du disque résolu de Cérès supporte donc la présence de glace d'eau. En revanche, nos tentatives de détection d'éjection de vapeur d'eau sont toutes négatives actuellement. Ceci peut s'expliquer par le fait que celles-ci furent réalisées alors que Cérès était loin du Soleil et nous devons attendre l'analyse des données les plus récentes (2009) afin de conclure. Finalement, les données par spectro-imagerie devraient me permettre d'étudier plus en détails la composition de surface de Cérès, en particulier la présence de glace à sa surface.

Le cas de Cérès est le parfait exemple de l'intérêt de l'imagerie à haute résolution angulaire du disque apparent des astéroïdes : elle nous fournit une base pour les études ultérieures tout en permettant quelques conclusions. Ainsi, la détermination du pôle est de la plus grande importance pour l'étude son l'environnement (la détection de vapeur d'eau). La mesure de la taille et de la forme fournit des informations sur la structure interne (via les modèles d'évolution) et la composition (via la densité). Finalement, les

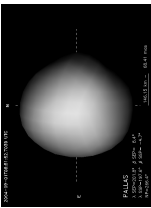




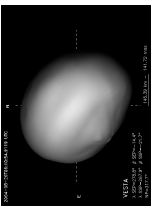


cartes d'albédo nous donne une référence à haute résolution spatiale pour ensuite étudier les spectres des différentes régions.

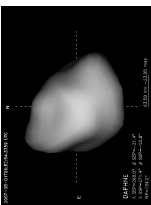
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





## IV.2 L'astéroïde (2) Pallas

### IV.2.a Pallas, le petit frère de Cérès

Bien qu'il n'y ait pas de relation dans la mythologie grecque entre Cérès, déesse de l'agriculture, et Pallas, le titan père de Sélène; leurs homonymes astéroïdaux sont rarement séparés. Tout comme (1) Cérès, (2) Pallas est un astéroïde dit "primitif" (type B dans la classification de DeMeo et al. [2009]), associé aux météorites CC [Larson et al., 1983], et plus précisément aux météorites CM (une sous-classe des météorites CC). Cette association provient du faible albédo de Pallas, de son spectre visible et proche infrarouge globalement exempt de bande d'absorption, et de la présence d'une forte bande d'absorption autour de  $3 \mu\text{m}$  [Jones et al., 1990] (comme décrit en introduction au chapitre I.3.b).

Comme dans le cas de Cérès, l'absence notable de fortes signatures spectrales (à l'exception de celle à  $3 \mu\text{m}$ ) rend la détermination de la composition ardue, et celle de Pallas reste incertaine. Cette situation n'est pas aidée par le manque de contrainte sur la densité de Pallas. Premièrement, la détermination de sa masse n'est que marginale, puisque la plupart des mesures sont en désaccord [voir la revue de Hilton, 2002]. Deuxièmement, ce n'est que récemment que des mesures directes de la taille de Pallas ont été réalisées [Drummond and Christou, 2008; Drummond et al., 2009; Schmidt et al., 2009]. En effet, les déterminations antérieures avaient été réalisées à partir de deux occultations [Wasserman et al., 1979; Dunham et al., 1990] quand trois occultations au minimum sont nécessaires [Drummond and Cocke, 1989]. Et les quelques images obtenues avec OA par Saint-Pé et al. [1993b] n'avaient pas la résolution spatiale nécessaire pour conclure sur la taille, forme ou encore les propriétés de rotation de l'astéroïde.

### IV.2.b Les propriétés physiques de (2) Pallas

Les similarités entre Cérès et Pallas m'ont naturellement conduit à chercher les images de Pallas disponibles au sein de la communauté, afin d'étudier ses propriétés physiques. Les résultats que je présente ici sont également décrits dans l'article que j'ai écrit pour la revue *Icarus* (accepté pour publication) présenté dans l'annexe C.

**Observations :** j'ai centralisé des observations à haute résolution angulaire obtenues au W. M. Keck avec NIRC2 ainsi qu'au VLT avec NACO, entre 2003 et 2007. Ces observations couvrent quatre apparitions de Pallas, fournissant ainsi diverses géométries d'observation (voir Table IV.10). Je liste en Table IV.11 les différentes configurations instrumentales utilisées lors de ces observations, et en Table IV.12 les caractéristiques des étoiles de référence (PSFs) utilisées lors de la déconvolution (voir le chapitre III.1). La mesure de la taille apparente de ces étoiles nous renseigne sur la qualité de la correction OA obtenue au moment des observations et ainsi sur la résolution angulaire atteignable. J'ai utilisé les moyens de réduction de données décrits au chapitre II.4, et une sélection d'images de Pallas en bande K peut être trouvée en Fig. IV.12.

Contrairement au cas de Cérès présenté précédemment (partie IV.1), les données n'étaient pas concentrées sur une ou deux nuits d'observation, mais dispersées sur de nombreuses époques, tout en étant moins nombreuses. J'ai alors décidé de combiner ces données avec d'autres sources d'information afin d'en tirer le meilleur parti. Un modèle de forme de Pallas avait déjà été publié par Torppa et al. [2003] à partir de courbes de lumière. J'ai alors décidé d'utiliser conjointement les deux sources d'informations afin de décrire au mieux les propriétés physiques de Pallas : les images fournissent une mesure directe de la taille et du contour de l'astéroïde dans le plan du ciel et les courbes de lumière la façon dont la forme de celui-ci évolue au cours de sa rotation. C'est de l'étude de Pallas qu'est née la méthode KOALA présentée dans le chapitre III.3, développée avec Mikko Kaasalainen (de l'université d'Helsinki).

**Mise au point de la méthode KOALA :** l'idée de combiner plusieurs sources de données pour contraindre au mieux les propriétés d'un objet n'est pas nouvelle. En revanche, malgré la disponibilité d'observations d'occultation éparses et de nombreuses courbes de lumière, leur combinaison (avec ou sans l'apport d'images) n'a été que peu utilisée, et seulement depuis quelques années. On peut à ce sujet citer l'étude de Descamps et al. [2008] qui, les premiers, ont réellement utilisé les informations contenues dans les courbes de lumière, les images OA et une occultation stellaire pour contraindre la forme de (22) Kalliope et la taille de Linus, son satellite.



Date UTC	$\Delta$ (UA)	$r$ (UA)	Mv (mag.)	$\alpha$ ( $^\circ$ )	$\phi$ ( $''$ )	SEP $_\lambda$ ( $^\circ$ )	SEP $_\varphi$ ( $^\circ$ )	masse d'air	PSF (Table IV.12)
2003 Oct 10 - 12:00	2.73	1.80	8.25	9.4	0.39	107	-76	1.28	Oct.10- $\star$ 1
2003 Oct 12 - 09:13	2.73	1.80	8.24	9.5	0.39	183	-75	1.40	Oct.12- $\star$ 1
2003 Oct 12 - 11:14	2.73	1.80	8.24	9.5	0.39	90	-75	1.25	Oct.12- $\star$ 2
2005 Feb 02 - 06:30	2.27	1.60	8.04	21.9	0.44	265	+64	1.21	Feb.02- $\star$ 1
2005 Feb 02 - 08:05	2.26	1.60	8.04	21.9	0.49	192	+64	1.05	Feb.02- $\star$ 2
2005 Mar 12 - 06:02	2.34	1.37	7.20	6.9	0.52	54	+64	1.15	Mar.12- $\star$
2005 Mar 13 - 04:42	2.34	1.37	7.18	6.6	0.52	90	+64	1.21	Mar.13- $\star$
2005 May 08 - 23:30	2.47	1.77	8.39	20.1	0.40	326	+54	1.74	May.08- $\star$ 1
2005 May 09 - 23:18	2.47	1.78	8.41	20.3	0.40	309	+54	1.80	May.09- $\star$ 1
2006 Aug 16 - 06:55	3.35	2.76	9.85	15.5	0.26	22	+32	1.00	Aug.16- $\star$ 1
2006 Aug 16 - 07:22	3.35	2.76	9.85	15.5	0.26	1	+32	1.01	Aug.16- $\star$ 1
2006 Aug 16 - 07:45	3.35	2.76	9.85	15.5	0.26	343	+32	1.03	Aug.16- $\star$ 1
2006 Aug 16 - 08:12	3.35	2.76	9.85	15.5	0.26	322	+32	1.07	Aug.16- $\star$ 2
2006 Aug 16 - 08:45	3.35	2.76	9.86	15.5	0.26	297	+32	1.13	Aug.16- $\star$ 2
2006 Aug 16 - 09:00	3.35	2.76	9.86	15.5	0.26	285	+32	1.17	Aug.16- $\star$ 3
2006 Aug 16 - 09:18	3.35	2.76	9.86	15.5	0.26	272	+32	1.23	Aug.16- $\star$ 3
2007 Jul 12 - 13:15	3.31	2.69	9.78	15.5	0.26	211	-38	1.03	Jul.12- $\star$
2007 Nov 01 - 04:30	3.16	2.64	9.68	16.9	0.27	265	-27	1.19	Nov.01- $\star$
2007 Nov 01 - 06:06	3.16	2.64	9.68	16.9	0.27	191	-27	1.12	Nov.01- $\star$

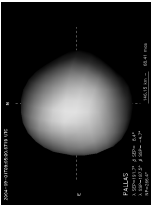
TAB. IV.10: Distance héliocentrique ( $\Delta$ ) et géocentrique ( $r$ ), magnitude apparente dans le visible (Mv), angle de phase ( $\alpha$ ), diamètre angulaire ( $\phi$ ), coordonnées du SEP (longitude  $\lambda$  et latitude  $\varphi$ ) pour chaque époque (rapportée en UTC à l'instant moyen des observations). La masse d'air est également rapportée. La dernière colonne sert de référence pour les PSFs utilisées lors de la déconvolution (voir la Table IV.12 pour une description détaillée des étoiles utilisées).

Le point critique pour l'utilisation généralisée de la combinaison des courbes de lumière avec les images du disque apparent résolu est la mesure du contour présenté par le disque apparent de l'astéroïde (bien souvent différent d'un disque). Contrairement à d'autres groupes qui mesurent la taille apparente des astéroïdes en ajustant une ellipse sur leur disque apparent, ma méthode basée sur la transformée en ondelette (chapitre III.3.a) fournit la véritable forme apparente de l'objet. Ainsi, c'est à partir de ces mesures que la méthode KOALA a été développée (chapitre III.3).

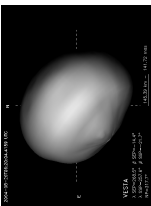
**Propriétés de rotation de (2) Pallas :** comme mentionné dans le chapitre I.3.a, l'analyse par inversion de courbes de lumière produit parfois deux solutions distinctes ajustant les données de manière également satisfaisante. La discrimination entre la vraie solution et la fictive est alors en général impossible sans l'apport de contraintes extérieures). L'obtention d'images du disque apparent ou l'observation d'occultations stellaires permet alors de choisir entre les deux solutions. En comparant la projection dans le plan du ciel du modèle des courbes de lumière avec les images ou les profils d'occultation, on peut rejeter la solution qui s'en écarte le plus [Cellino et al., 2003; Marchis et al., 2006a]. Si cette simple comparaison permet de choisir la solution de pôle la plus probable, elle ne permet pas d'améliorer le modèle de forme qui sera *a priori* entaché d'erreurs (locales) du à la présence de marques d'albédo (voir ci-après), non prises en compte dans le calcul de l'inversion des courbes de lumière [Kaasalainen and Torppa, 2001]. Dans le cas de Pallas, le nombre important de courbes de lumière et images permettrait une application optimale de la méthode KOALA, et la détermination directe des coordonnées du pôle.

J'ai trouvé que celles-ci se trouvent dans un cône de  $5^\circ$  autour de ( $\lambda = 30^\circ$ ,  $\beta = -16^\circ$ ) dans un repère lié à l'écliptique J2000.0 (Table IV.13). Cette valeur est grossièrement en accord avec la solution ( $40^\circ$ ,  $-16^\circ$ ) en coordonnées écliptiques B1950 [équivalent à ( $41^\circ$ ,  $-16^\circ$ ) en écliptique J2000.0] déterminée par Kryszczyńska et al. [2007] par synthèse des différentes solutions publiées (principalement par méthodes indirectes). Plusieurs solutions récentes se situent proches de ma détermination. Drummond and Christou [2008] reportent une solution de ( $32^\circ$ ,  $-21^\circ$ )  $\pm 6^\circ$  (en écliptique J2000) à partir d'observations

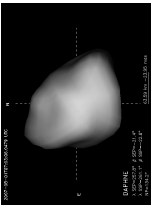
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





Date (UTC)	Inst.	Filtres	$\lambda_c$ ( $\mu\text{m}$ )	$\Delta\lambda$ ( $\mu\text{m}$ )	Images #	$\Theta$ (km)	ROI (%)
2003 Oct 10 <sup>a</sup>	NIRC2	Kp	2.124	0.35	4	57	60
2003 Oct 12 <sup>b</sup>	NIRC2	Kp	2.124	0.35	9	57	60
2005 Feb 02 <sup>a</sup>	NACO	J	1.265	0.25	8	37	60
2005 Feb 02 <sup>a</sup>	NACO	H	1.66	0.33	12	48	55
2005 Feb 02 <sup>a</sup>	NACO	Ks	2.18	0.35	13	64	50
2005 Mar 12 <sup>a</sup>	NACO	J	1.265	0.25	6	32	60
2005 Mar 12 <sup>a</sup>	NACO	H	1.66	0.33	6	41	60
2005 Mar 12 <sup>a</sup>	NACO	Ks	2.18	0.35	5	54	60
2005 Mar 13 <sup>a</sup>	NACO	J	1.265	0.25	6	32	60
2005 Mar 13 <sup>a</sup>	NACO	H	1.66	0.33	6	41	60
2005 Mar 13 <sup>a</sup>	NACO	Ks	2.18	0.35	6	54	55
2005 May 08 <sup>c</sup>	NACO	J	1.265	0.25	6	41	50
2005 May 08 <sup>c</sup>	NACO	H	1.66	0.33	9	54	55
2005 May 08 <sup>c</sup>	NACO	Ks	2.18	0.35	13	70	50
2005 May 09 <sup>c</sup>	NACO	H	1.66	0.33	9	54	60
2005 May 09 <sup>c</sup>	NACO	Ks	2.18	0.35	6	71	50
2006 Aug 16 <sup>d</sup>	NIRC2	Kp	2.124	0.35	35	88	50
2007 Jul 12 <sup>e</sup>	NIRC2	Kp	2.124	0.35	7	85	50
2007 Nov 01 <sup>e</sup>	NIRC2	Kp	2.124	0.35	19	84	50

TAB. IV.11: Configuration instrumentale lors des observations de Pallas. Pour chaque époque, je liste l'instrument utilisé (NIRC2 au W. M. Keck et NACO au VLT), le filtre proche infrarouge (avec ses caractéristiques : longueur d'onde centrale  $\lambda_c$  et bande passante  $\Delta\lambda$ ) ; ainsi que le nombre d'images acquises. La taille théorique de l'élément de résolution est également rapportée (évaluée par  $\lambda_c/D$ , où  $D$  est le diamètre du miroir primaire) ainsi que la taille de la zone d'intérêt (ROI : en fraction du diamètre apparent, voir le chapitre III.4.b). La taille des pixels sur le ciel est de  $0.010''/\text{pixel}$  pour NIRC2 et  $0.013''/\text{pixel}$  pour NACO, les deux caméras échantillonnent donc correctement les PSFs dans tous les filtres. Les PIs de ces observations étaient <sup>a</sup>C. Dumas, <sup>b</sup>W. J. Merline, <sup>c</sup>S. Erard, <sup>d</sup>J. D. Drummond, et <sup>e</sup>A. Conrad.

OA réalisées au Lick Observatory. Les mêmes auteurs [Drummond et al., 2009] ont ensuite reporté une solution de  $(34^\circ, -27^\circ) \pm 3^\circ$  à partir d'observations réalisées au W. M. Keck en Août 2006 (inclues dans la présente étude). Ces solutions sont encore une fois globalement en accord avec la valeur reportée ici. On notera toutefois que l'erreur reportée par Drummond et al. [2009] n'inclut pas les erreurs systématiques possibles. Comme la solution obtenue par KOALA se base sur un nombre d'images et de géométries plus important et incorpore l'information provenant des courbes de lumières, la différence entre la solution KOALA et la solution de Drummond et al. [2009] due à l'omission d'erreurs systématiques sur leur set de données plus restreint.

La solution présentée en Table IV.13 implique une forte obliquité de  $\sim 84^\circ$ , signifiant que les saisons sur Pallas sont très contrastées. De grandes portions de chaque hémisphère subissent de longues périodes d'illumination ou d'ombre constante au cours de la période orbitale de Pallas de 4.6 ans. Les régions polaires restent ainsi éclairées (ou dans l'ombre) pour des durées aussi longues que deux ans.

**La forme irrégulière de (2) Pallas :** à partir des 51 courbes de lumière disponibles et des 186 images obtenues aux observatoires W. M. Keck et VLT, j'ai créé un modèle de forme de Pallas (visible en mini-animation dans la marge de droite des pages impaires, ainsi qu'en version réelement animée dans l'annexe A.3). La déviation moyenne entre le modèle et le contour mesuré sur les images n'est que de 0.4 pixel, et celle entre le modèle et les courbes de lumière de 0.019 magnitudes. Ce modèle présente des écarts significatifs à un ellipsoïde, confirmant la forme irrégulière vue sur les images (Fig. IV.13).

Si la combinaison des images et des courbes de lumière est presque directe, l'utilisation des cordes d'occultation est plus délicate. En effet, l'information portée par les courbes de lumière et les images





Nom	Date (UTC)	Filtre	Désignation	RA (hh:mm:ss)	DEC (dd:mm:ss)	Mv (mag)	masse d'air (mas)	FWHM (mas)	FWHM (km)
Oct.10-★1	2003 Oct 10 - 12:12	Kp	HD 13093	02:07:47	-15:20:46	8.70	1.27	78	102
Oct.12-★1	2003 Oct 12 - 09:04	Kp	HD 7662	01:16:26	-12:31:50	10.35	1.25	56	73
Oct.12-★2	2003 Oct 12 - 09:25	Kp	HD 12628	02:03:25	-17:01:59	8.17	1.39	52	68
Feb.02-★1	2005 Feb 02 - 06:59	J	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.16	62	72
Feb.02-★1	2005 Feb 02 - 06:56	H	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.16	62	72
Feb.02-★1	2005 Feb 02 - 06:51	Ks	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.16	64	74
Feb.02-★2	2005 Feb 02 - 08:30	J	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.08	62	71
Feb.02-★2	2005 Feb 02 - 08:27	H	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.08	64	74
Feb.02-★2	2005 Feb 02 - 08:24	Ks	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.08	64	75
Mar.12-★	2005 Mar 12 - 06:28	J	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.10	74	73
Mar.12-★	2005 Mar 12 - 06:25	H	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.10	64	63
Mar.12-★	2005 Mar 12 - 06:21	Ks	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.10	64	63
Mar.13-★	2005 Mar 13 - 05:02	J	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.11	68	67
Mar.13-★	2005 Mar 13 - 05:04	H	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.11	58	57
Mar.13-★	2005 Mar 13 - 05:07	Ks	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.11	53	52
May.08-★1	2005 May 08 - 22:51	H	NGC 2818 TCW E	09:15:50	-36:32:36	12.21	1.02	51	65
May.08-★1	2005 May 08 - 22:47	Ks	NGC 2818 TCW E	09:15:50	-36:32:36	12.21	1.02	40	50
May.08-★2	2005 May 09 - 01:58	J	BD+20 2680	12:05:53	+19:26:52	10.13	1.39	113	145
May.08-★2	2005 May 09 - 01:52	H	BD+20 2680	12:05:53	+19:26:52	10.13	1.39	67	86
May.08-★2	2005 May 09 - 01:47	Ks	BD+20 2680	12:05:53	+19:26:52	10.13	1.39	64	82
May.08-★3	2005 May 09 - 03:17	J	BD-06 4131	15:05:39	-06:35:26	10.33	1.09	79	101
May.08-★3	2005 May 09 - 03:26	H	BD-06 4131	15:05:39	-06:35:26	10.33	1.09	66	84
May.08-★3	2005 May 09 - 03:38	Ks	BD-06 4131	15:05:39	-06:35:26	10.33	1.09	64	82
May.09-★1	2005 May 10 - 00:27	H	BD+20 2680	12:05:53	+19:26:52	10.13	1.47	71	92
May.09-★1	2005 May 10 - 00:05	Ks	BD+20 2680	12:05:53	+19:26:52	10.13	1.55	62	80
May.09-★2	2005 May 10 - 01:45	H	BD-06 4131	15:05:39	-06:35:26	10.33	1.40	72	93
May.09-★2	2005 May 10 - 01:56	Ks	BD-06 4131	15:05:39	-06:35:26	10.33	1.34	60	78
May.09-★3	2005 May 10 - 08:28	H	BD-06 4131	15:05:39	-06:35:26	10.33	1.92	66	85
May.09-★3	2005 May 10 - 08:38	Ks	BD-06 4131	15:05:39	-06:35:26	10.33	2.05	63	82
Aug.16-★1	2006 Aug 16 - 07:12	Kp	NLT 45848	18:03:01	+17:16:35	9.89	1.01	43	86
Aug.16-★2	2006 Aug 16 - 08:15	Kp	NLT 45848	18:03:01	+17:16:35	9.89	1.07	42	83
Aug.16-★3	2006 Aug 16 - 09:22	Kp	NLT 45848	18:03:01	+17:16:35	9.89	1.25	42	83
Aug.16-★4	2006 Aug 16 - 10:27	Kp	NLT 45848	18:03:01	+17:16:35	9.89	1.63	42	84
Jul.12-★	2007 Jul 12 - 13:10	Kp	G 27-28	22:26:34	+04:36:35	9.73	1.04	39	76
Nov.01-★	2007 Nov 01 - 04:12	Kp	HD 214425	22:38:07	-02:53:55	8.28	1.28	44	84

TAB. IV.12: Informations de base : désignation, coordonnées équatoriales (RA, DEC) et magnitude visuelle (Mv) pour toutes les étoiles de référence (PSF) observées (voir Table IV.10). L'heure et la masse d'air de chaque observation sont rapportées, ainsi que la taille des étoiles mesurée sur le ciel (FWHM), en mas et kilomètres à la distance de Pallas. Ces grandeurs permettent d'évaluer la qualité de la correction fournie par l'OA obtenue lors des observations.

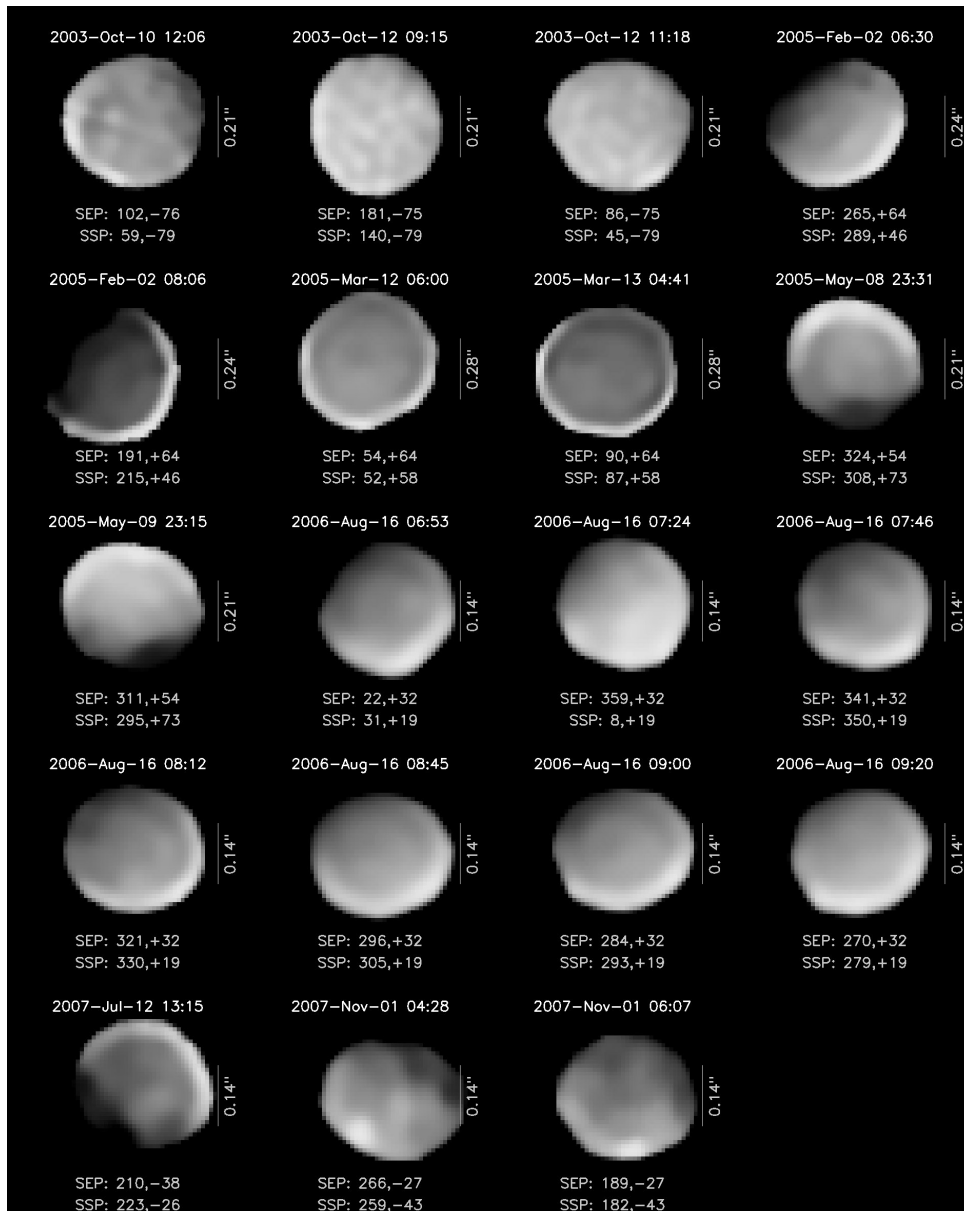


FIG. IV.12: Exemples d'images de (2) Pallas obtenues en bande K. Toutes les images ont été alignées de manière à voir l'axe de rotation de Pallas vertical, pointant vers le haut. La date, l'heure et les coordonnées des SEP et SSP sont données pour chaque image. Le diamètre apparent de Pallas est représenté à taille constante ici, sans tenir compte de sa taille effective lors des observations. Les échelles situées à droite de chaque vue permettent d'évaluer la taille apparente de Pallas lors des observations. Les choix de contraste et de luminosité sont ici arbitraires, de manière à faire ressortir les marques d'albédo à la surface de Pallas. Les sursauts de luminosité parfois présents sur le contour des images sont des artefacts provenant de la déconvolution (voir le chapitre III.1 pour plus de détails).

est bien plus robuste que celle fournie par les cordes d'occultation : la méthode d'extraction de contour présentée dans la partie III.3.a est précise à quelques pour-cent près jusqu'à la limite de diffraction du télescope ; et l'information contenue par les courbes de lumière provient essentiellement de leur forme (aisée à obtenir), et non de leur intensité absolue. Ainsi, ces dernières peuvent être aisément obtenues par des amateurs en comparant le flux de l'astéroïde à celui des étoiles du champs. Néanmoins, ainsi que





$P_s$ (h)	Écliptique ( $\lambda_0, \beta_0$ en $^\circ$ )	Équatorial ( $\alpha_0, \delta_0$ en $^\circ$ )	$t_0$ (JD)	$W_0$ ( $^\circ$ )
$7.8132214 \pm 0.000002$	$(30, -16) \pm 5$	$(33, -3) \pm 5$	2433827.77154	$38 \pm 2$

TAB. IV.13: Période sidérale ( $P_s$ ), coordonnées du pôle en écliptique J2000.0 ( $\lambda_0, \beta_0$ ) et équatorial J2000.0 ( $\alpha_0, \delta_0$ ), et époque de référence  $t_0$  (voir le texte). Je reporte également l'angle de rotation initial ( $W_0$ ) à l'époque de référence J2000.0, suivant ainsi les recommandations UAI [Seidemann et al., 2007]. La phase rotationnelle  $W$  de Pallas à tout instant peut être calculée ainsi :  $W = W_0 + \dot{W} \times d$ , où  $d$  est le nombre de jours depuis l'époque J2000.0 et  $\dot{W}$  est la vitesse de rotation de Pallas :  $1105.8036^\circ/\text{jour}$ .

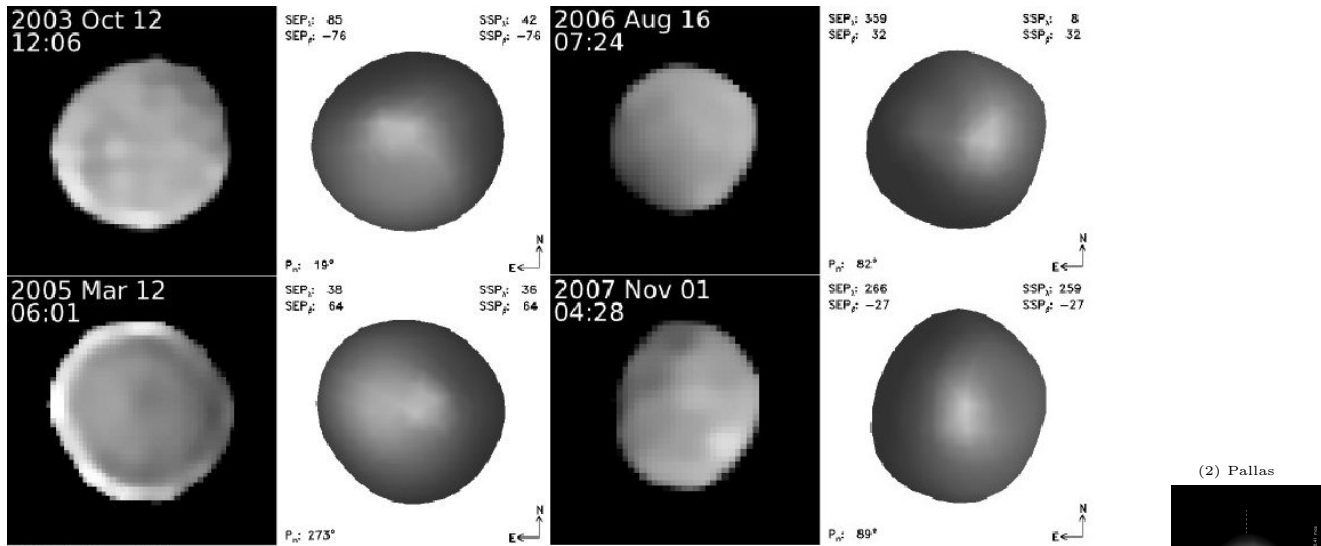
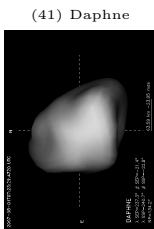
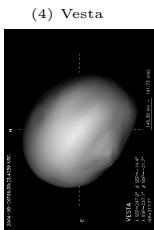
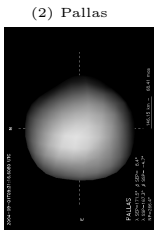


FIG. IV.13: Comparaison des images de Pallas (sur fond noir) avec son modèle de forme (sur fond blanc) pour les quatre apparitions observées : 2003, 2005, 2006 et 2007. La date et l'heure (en UTC) sont rapportées pour chaque époque, ainsi que les coordonnées des SEP et SSP. Les images sont alignées de manière à présenter le repère céleste fixe, avec le nord en haut et l'est à gauche; l'angle au pôle ( $p_n$ ) est alors rapporté.

présenté dans le chapitre d'introduction (I.3.a), les occultations dépendent de deux quantités : la durée de l'évènement et son timing absolu. C'est le second qui va être critique afin de déterminer la forme de l'astéroïde, et malheureusement, c'est souvent le paramètre le moins bien contraint. Il s'ensuit que si les occultations fournissent un moyen de vérifier les modèles de forme, leur utilisation pour contraindre ceux-ci requiert des évènements fortement couverts, avec du matériel fournissant une mesure très précise de la durée mais également de l'instant de l'évènement : soit uniquement quelques occultations à ce jour.

Je présente en Fig. IV.14 quatre occultations stellaires par Pallas [Dunham and Herald, 2008] incluant les occultations de 1978 et 1983 qui avaient déjà été étudiées, afin de contraindre le diamètre de Pallas par Wasserman et al. [1979], Drummond and Cocke [1989] et Dunham et al. [1990]. J'ai utilisé la méthode de Berthier [1999] pour convertir les temps de disparition et réapparition des étoiles en segments dans le plan du ciel. De manière à quantifier l'accord entre le modèle de forme obtenu par KOALA et les cordes d'occultation, je présente en Fig. IV.15 le rayon du modèle de forme dans le plan du ciel comparé aux extrémités des cordes. L'accord modèle-occultation pour les évènements de 1985 et 2001 est très bon, et quelque peu inférieur pour les occultations de 1978 et 1983. Je liste dans la Table IV.14 la déviation moyenne observée. Les occultations de 1985 et 2001 sont à environ  $1\sigma$ . Les  $3\sigma$  pour l'évènement de 1983 sont prometteurs, étant donné que le modèle de forme n'a pas été optimisé pour ajuster ces données (mais les images OA et les courbes de lumière). Si les  $6\sigma$  pour 1978 semblent indiquer que le modèle ne correspond que faiblement à l'empreinte des cordes, cette valeur est en réalité induite par une seule corde (obtenue par le Kuiper Airborne Observatory) dotée d'une très faible erreur. La déviation moyenne





Date d'occultation (UT)	Cordes (#)	$\langle \sigma_c \rangle$ (km)	RMS (km)	RMS ( $\sigma_c$ )
1978 May 29 - 05 :27 $^\alpha$	7	5.4	12.9	6.1
1978 May 29 - 05 :27 $^\beta$	6	6.2	6.3	1.3
1983 May 29 - 04 :57	130	7.6	9.6	3.7
1985 Oct 24 - 16 :24	3	9.6	6.1	0.8
2001 Jun 09 - 10 :23	3	19.4	7.5	0.6

$^\alpha$  avec la corde du KAO

$^\beta$  sans, et le centre de la figure ajusté en conséquence

TAB. IV.14: Pour chaque occultation, je liste la déviation moyenne quadratique (RMS) des extrémités des cordes avec le contour du modèle. Ces valeurs sont rapportées en kilomètres mais également en fonction de l'incertitude,  $\sigma_c$ , entachant la position des extrémités des cordes. Ainsi, la dernière colonne indique à quelle distance typique les extrémités des cordes sont-elles, exprimée en fonction de l'incertitude des cordes. La colonne intitulée  $\langle \sigma_c \rangle$  est la valeur moyenne des incertitudes de l'ensemble des cordes pour chaque occultation. En tenant compte du fait que ces valeurs ne représentent pas la qualité de l'ajustement d'un modèle à des données (le modèle est ajusté à d'autres données : images et courbes de lumière), mais une indication sur comment ce modèle se compare à un autre set de donnée, les déviations rapportées sont raisonnables pour toutes les occultations sauf celle de 1978. Dans ce dernier cas, la déviation est dominée par une seule corde, obtenue par le Kuiper Airborne Observatory (KAO), et se voit sensiblement améliorée si cette corde n'est pas considérée (cas noté  $\beta$ ).

quadratique en l'absence de cette corde chute à  $1.3\sigma$  (voir la Table IV.14), ce qui est raisonnable.

La taille moyenne (5-10 km) des déviations observées entre le modèle et les cordes est du même ordre de grandeurs que la possible topographie à la surface de Pallas. Les déviations locales peuvent donc provenir de la présence de relief à l'extension géographique limitée. D'autre part, la déviation moyenne correspond à l'erreur typique de mesure lors des occultations stellaires ( $\approx 0.3$  s). Le potentiel de KOALA est ici démontré : bien que le modèle de forme de Pallas ait été optimisé pour ajuster les données d'imagerie et de photométrie, il décrit de manière sensée les profils des occultations stellaires. Les dimensions et la forme globale du modèle sont ici vérifiées.

Bien que les occultations montrent que le modèle de forme est globalement correct, celui-ci peut présenter des disparités locales là où aucune mesure ne permet de contraindre la forme du limbe. Par exemple, les cordes de l'occultation de 1983 présentent des différences avec le modèle de forme. La concavité présente au limbe sud-est du modèle n'est pas indiquée par les cordes ( $\approx 20$  km de différence). Cette concavité apparaît dans l'hémisphère nord de Pallas, au même emplacement qu'une large marque sombre d'albédo (voir la partie IV.2.c ci-après). Comme la méthode KOALA ne prend pas en compte l'information sur l'albédo (il est supposé homogène à la surface), une marque sombre peut être interprétée comme une dépression si aucune mesure au limbe n'a été effectuée. En effet, la détermination de forme par analyse de courbes de lumière n'est stable que dans le cas de modèles convexes. La méthode KOALA ne se restreint pas aux modèles convexes et permet l'apparition de concavités pour rendre compte des courbes de lumière. Cette approche n'est valide que grâce à l'information apportée par les images, qui vont contraindre la forme et éviter l'apparition d'artefacts (fausses concavités) possiblement introduits par les courbes de lumière seules. Mais dans le cas d'une région de l'astéroïde non imagée, le risque d'artefact est accru. La concavité vue ici est donc vraisemblablement un artefact provenant de l'inversion. Ceci montre le besoin d'incorporer l'information sur l'albédo dans les prochains développement de KOALA.

J'ai ensuite comparé les dimensions du modèle obtenu par KOALA avec celles des récentes études par imagerie : celles-ci sont en accord (à  $1\text{-}\sigma$ ) avec celles dérivées par Drummond et al. [2009], basées sur les données obtenues au W. M. Keck en 2006 incluses dans mes travaux. La barre d'erreur plus petite obtenue ici pour la dimension au pôle (l'axe  $c$ ) vient du nombre plus important d'images utilisées ici, et surtout couvrant une gamme plus large de latitudes du SEP (Table IV.10). En revanche, mes résultats sont différents de ceux obtenus avec le HST par Schmidt et al. [2008,  $R = 272 \pm 9$  km]. Bien que l'évaluation des erreurs systématiques soit toujours un problème, les différents tests que j'ai réalisés pour la méthode KOALA (voir les chapitres III.3.c et IV.4.c) montrent qu'elles sont vraisemblablement plus petites que la différence de diamètre rapportée. Deux points pourraient expliquer ce désaccord, et sont





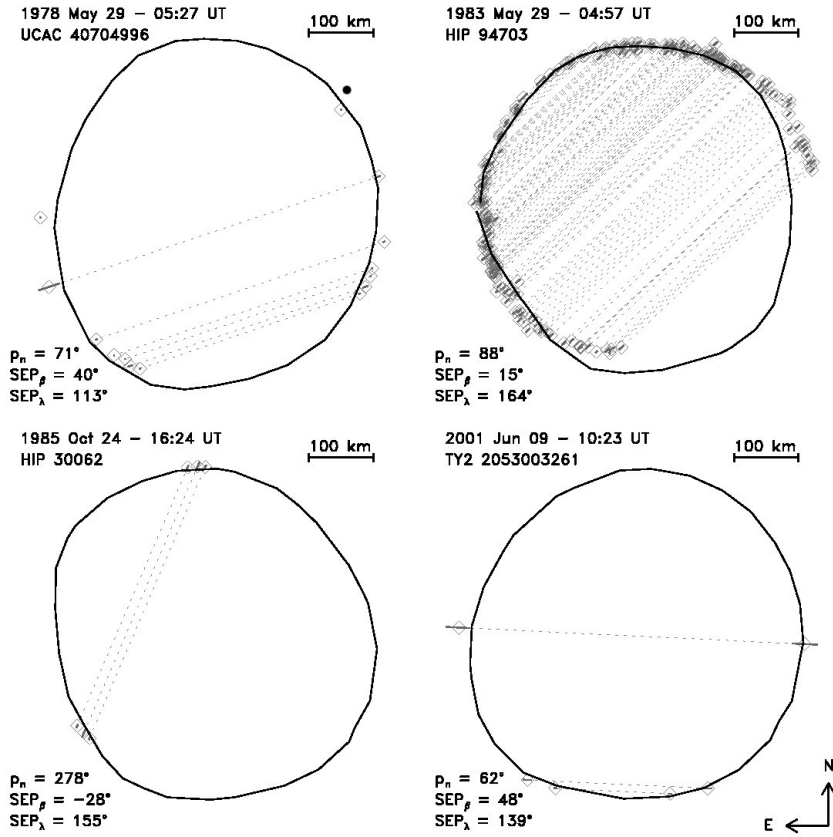
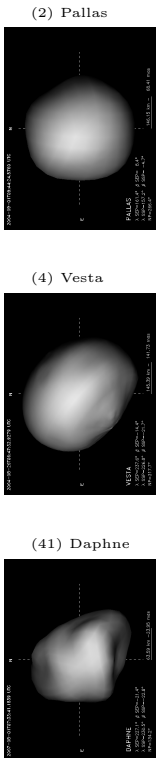


FIG. IV.14: Comparaison du modèle de forme de Pallas aux cordes des quatre occultations observées. Le plan du ciel est orienté comme suit : le nord est vers le haut et l'est à gauche. Les coordonnées des SEP et SSP, ainsi que l'angle au pôle ( $p_n$ ) sont rapportés pour chaque occultation, au côté de la date exacte de l'évènement et du nom de l'étoile occultée. L'accord en terme de taille est parfait pour les quatre évènements. En revanche, la forme projetée lors de l'occultation de 1983 présente de petites différences (voir le texte pour une discussion à ce sujet). La convention de représentation suivante est commune aux quatres occultations : les losanges représentent les instants de disparition et réapparition, reliés par les traits pointillés, de l'étoile tels que rapportés par les observateurs, et les traits pleins leurs erreurs de mesure.

liés à des systématiques dans les données HST : la PSF de la caméra WFPC est sous-échantillonnée (et la résolution est donc limitée par l'échantillonnage, soit deux pixels représentant environ 149 km, et non plus la résolution du télescope) et les données ne furent pas déconvoluées, entraînant naturellement une surestimation du diamètre [voir la Fig. 3 de [Marchis et al., 2006a](#), par exemple].

En raison de la forte inclinaison de son orbite, Pallas reste hors de la ceinture principale la plupart du temps. La probabilité d'une rencontre proche avec un autre astéroïde est donc assez faible, limitant les possibilités de mesurer sa masse par interactions gravitationnelles. Le résultat est que les déterminations de la masse de Pallas sont en général en désaccord, suivant la méthode utilisée [voir la revue par [Hilton, 2002](#)] : perturbation de l'orbite de Mars [e.g. [Standish and Hellings, 1989](#)], rencontre proche avec d'autres astéroïdes [e.g. [Goffin, 2001](#)], ou encore théorie générale des éphémérides [[Fienga et al., 2008](#)]. Au passage, on remarquera qu'il s'agit vraisemblablement encore une fois de barres d'erreur sous-estimées, qui ne prennent pas en compte les erreurs systématiques.

J'ai choisi d'utiliser une masse de  $2.4 \times 10^{20}$  kg, avec une incertitude de  $\pm 0.6 \times 10^{20}$  kg [[Michalak, 2000](#)]. Cette mesure inclut en effet toutes les autres dans sa barre d'erreur, et ce choix me permet alors d'être conservateur dans la détermination de la densité. J'obtiens en effet une densité de  $\rho = 3.4 \pm 0.9$  g.cm<sup>-3</sup>, où l'incertitude sur la masse est le facteur limitant.



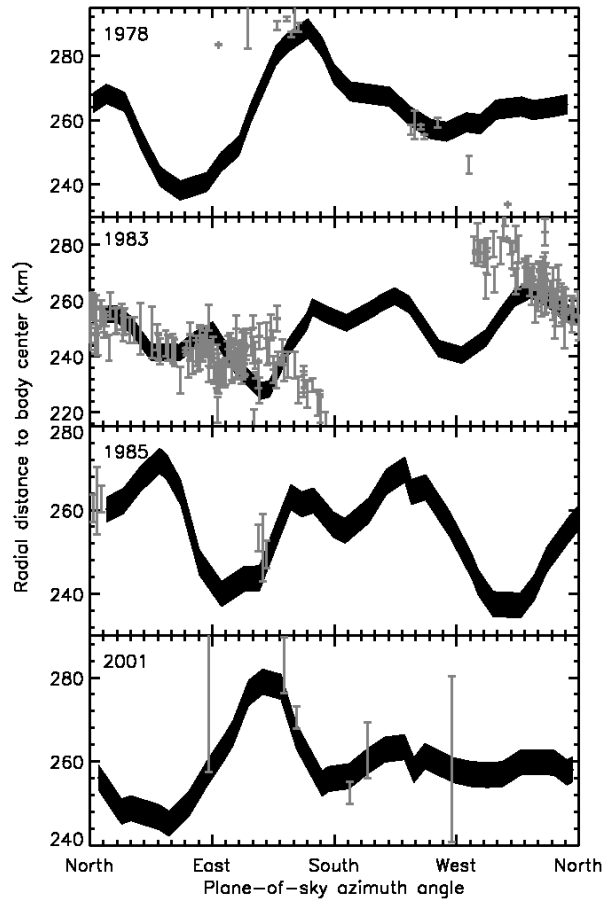


FIG. IV.15: Vues à haute résolution du contour de Pallas lors des quatre occultations présentées dans la Fig. IV.14 représenté ici en fonction d'un angle dans le plan du ciel (mesuré dans le sens direct depuis le nord céleste vers l'est). Les extrémités des cordes et leurs erreurs associées sont représentées par les barres grises verticales. La bande noire correspond au contour de Pallas avec l'incertitude sur ses dimensions (Table IV.15)

Jusqu'à récemment [Schmidt et al., 2008; Drummond et al., 2009], le volume de Pallas n'était que peu contraint : la mesure par IRAS (Infrared Astronomical Satellite) [Tedesco et al., 2002] fournissait une densité  $\rho_{\text{IRAS}} = 3.7 \pm 1.1 \text{ g.cm}^{-3}$ , et trop peu d'occultations étaient disponibles pour dériver un volume précis comme déjà discuté [voir Drummond and Cocke, 1989]. La densité que j'ai trouvée est en accord avec celle déterminée par Drummond et al. [2009] à 5% près, mais est environ 20% supérieure à celle rapportée par Schmidt et al. [2008]. Cette différence vient évidemment de la différence de mesure du volume (voir Table IV.15). Un consensus sur la masse de Pallas avec des déterminations fiables et précises est maintenant requis pour améliorer la détermination de sa densité.

Avec la présente analyse, la différence entre la densité de Pallas [ $3.4 \pm 0.9 \text{ g.cm}^{-3}$ ] et celle de Cérès [ $\sim 2.20 \pm 0.04 \text{ g.cm}^{-3}$ , Carry et al., 2008] est remarquable. Comme la macro-porosité de Cérès et Pallas est nulle ou presque [Britt et al., 2002], leur densité est très proche de celles des matériaux qui les composent. Ainsi, cette différence révèle une différence de composition entre ces deux corps. Ceci peut paraître surprenant puisque la composition de ces deux corps était supposé similaire depuis des années [e.g. Larson et al., 1983], et reliée à celles des météorites CC. L'orbite de Pallas étant plus excentrique que celle de Cérès, son périhélie est plus proche du Soleil de 0.4 UA. Cérès a donc pu conserver plus de matériaux hydratés (c'est à dire moins denses) comme il est généralement proposé pour expliquer sa faible densité [e.g. McCord and Sotin, 2005]. Cette interprétation est corroborée par le manque de signature spectrale de matériaux organiques ou de glace dans le spectre proche infrarouge de Pallas [Jones et al.,





	$a$	$b$	$c$	$R$	$a/b$	$b/c$	$V$
	(km)	(km)	(km)	(km)			( $\times 10^6$ km <sup>3</sup> )
KOALA	275	258	238	256	1.06	1.09	70
Déviatiion $1\sigma$	4	3	3	3	0.03	0.03	3
Drummond et al. [2009]	274	252	230	251	1.09	1.10	66
Déviatiion $1\sigma$	2	2	7	3	0.01	0.03	2
Schmidt et al. [2009]	291	278	250	272	1.05	1.11	85
Déviatiion $1\sigma$	9	9	9	9	0.06	0.08	8

TAB. IV.15: Solution tri-axiale ( $a, b, c$ ) pour Pallas. Je rapporte également le rayon moyen  $R = \sqrt[3]{abc}$ , les rapports des axes et son volume ( $V$ ), avec les incertitudes associées pour mes travaux. Deux autres déterminations récentes sont listées : W. M. Keck [Drummond et al., 2009] et HST [Schmidt et al., 2009]. J'ai évalué l'incertitude sur les dimensions de Pallas en ajustant la taille du modèle de forme à chaque image de manière à représenter au mieux chaque contour. Les dimensions correspondent à la moyenne de ces ajustement et la déviation  $1\sigma$  rapportée ici correspond à la déviation de ces ajustement.

1990]. J'ai donc pu conclure sur la nature plus sèche de (2) Pallas par rapport à (1) Cérés.

## IV.2.c Distribution d'albédo à la surface

De manière similaire à mes travaux sur (1) Cérés (voir partie IV.1), j'ai étudié la distribution en albédo à la surface de Pallas. J'ai pour cela construit des cartes en suivant la méthode exposée dans le chapitre III.4.

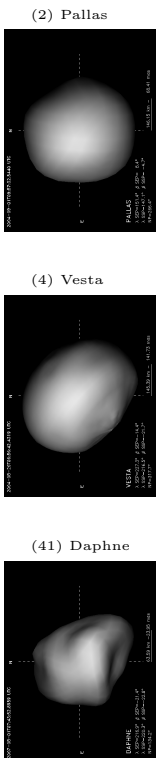
Comme les filtres J et H n'ont été que peu utilisés durant les observations (Table IV.10), la carte en bande K couvre une plus grande portion de la surface de Pallas (80% contre 40% pour J et H). À une plus faible exploration, s'ajoutent des erreurs plus importantes : comme déjà mentionné dans le chapitre III.1, la déconvolution peut générer des artefacts. Bien que je prenne beaucoup de soin lors de la déconvolution et procède à de nombreuses comparaisons des images (afin de repérer les artefacts), leur présence ne peut être exclue. La combinaison de nombreuses images est alors un moyen de déceler et minimiser l'impact de tels artefacts. La faible quantité d'observations en J et H empêche ce processus et les cartes en K doivent être considérées comme les plus précises.

Je présente les cartes en bandes J, H et K dans les Figs. IV.16 et IV.17, résultats de la combinaison de 27, 44 et 115 images respectivement. La résolution spatiale est équivalente dans les trois bandes et vaut  $\sim 60$  km. L'amplitude des variations d'albédo détectées est de  $\pm 6\%$  autour de l'albédo moyen de la surface dans chaque bande. Les cartes d'incertitudes (Fig. IV.16 et Fig. IV.17) montrent que l'erreur maximale est de  $\sim 4\%$  et que l'erreur est en moyenne plus faible que  $2.5\%$ . Les marques d'albédo visibles sont donc réelles.

Pallas présente une grande zone sombre entre  $0^\circ$  et  $\sim 120^\circ$  en longitude dans son hémisphère nord, à l'endroit où le modèle de forme présente une sorte de dépression (vue au limbe sud-est de l'occultation de 1981, voir Fig. IV.14). Le fait que cette marque soit visible à toutes les longueurs d'onde suggère que son existence est bien réelle et qu'elle pourrait être associée à une structure géologique tel qu'un cratère d'impact. Néanmoins, comme la méthode KOALA ne prend pas encore en compte les variations d'albédo, cette dépression pourrait en réalité être un artefact lié à la présence de cette marque sombre (comme suggéré par les cordes d'occultation stellaire, voir la Fig. IV.14). La prise en compte dans le futur des variations d'albédo par KOALA nous permettra d'améliorer ce point.

Quelques autres structures sont remarquables, comme le spot sombre (diamètre de  $\sim 70$  km) entouré par une région plus claire (d'environ 180 km dans sa plus grande dimension) autour de  $(185^\circ, +50^\circ)$ . Ou encore la région claire (d'un diamètre de  $\sim 110$  km) autour de  $(300^\circ, +60^\circ)$ . Les structures vues dans l'hémisphère sud sont plus dures à interpréter en raison du bruit plus important dans cette région d'une part, et de l'absence totale d'images en J et H couvrant l'hémisphère sud. Ce manque d'observation en J et H rend impossible la vérification de l'existence de ces structures dans les diverses longueurs d'onde.

Au total, la surface de Pallas semble présenter moins de structures de petite taille (comparables à



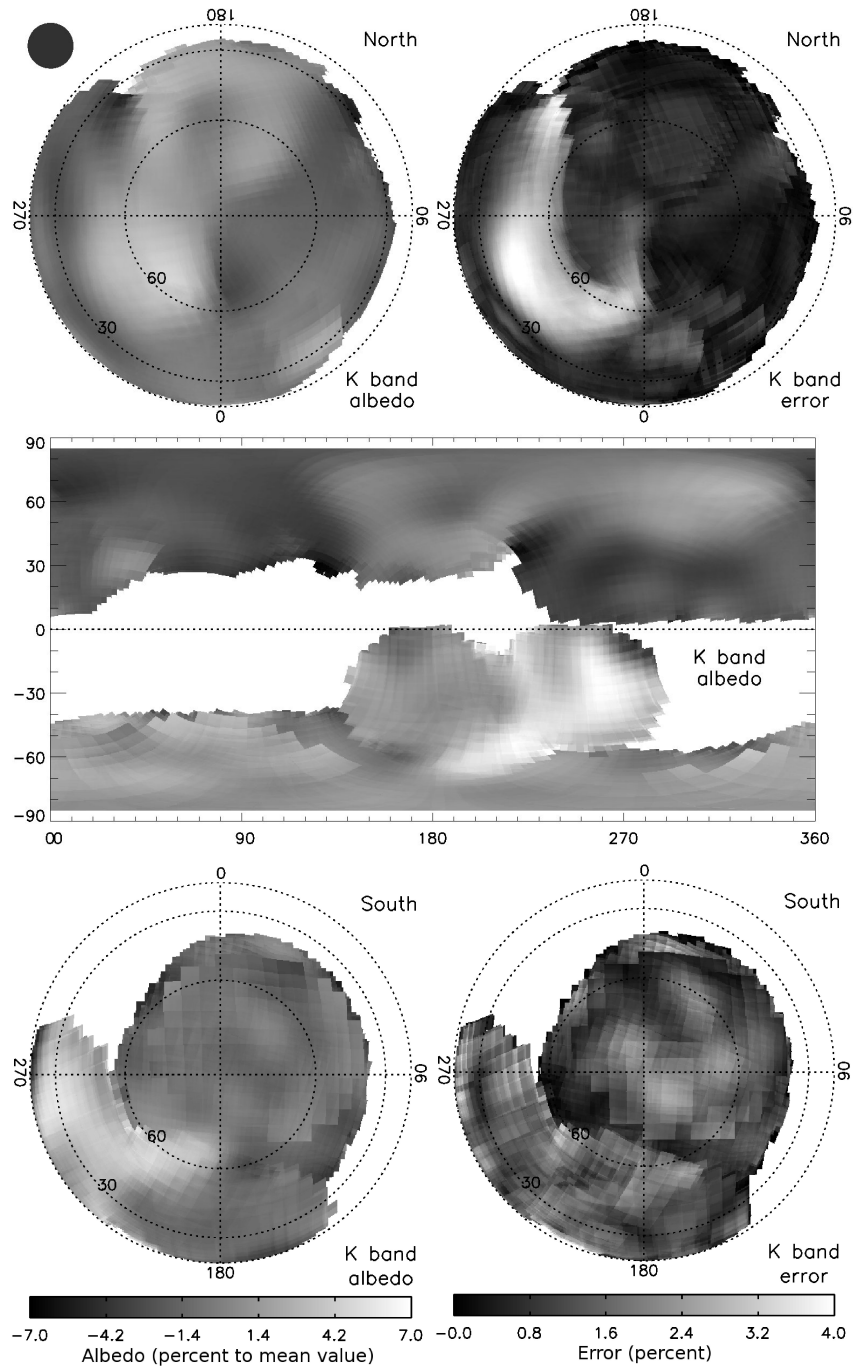


FIG. IV.16: Carte en bande K couvrant  $\sim 80\%$  de la surface de Pallas. La partie en blanc n'a pas été imagée du à la définition de la zone d'intérêt (voir le chapitre III.4.b) et à l'orientation spatiale de Pallas durant les observations (Table IV.10). L'élément de résolution  $\Theta$  ( $\sim 60$  km) est reporté dans le coin haut-gauche. L'albédo varie de  $\pm 6\%$  autour de l'albédo moyen de la surface, et les erreurs sont limitées à  $4\%$ . L'échelle de gris est commune au trois cartes. Le pôle sud apparaît plus pixelisé que le pôle nord en raison du nombre plus petit d'images disponibles pour cet hémisphère. Les structures visibles dans ces cartes n'ont qu'une faible probabilité d'être des artefacts.

l'élément de résolution) que celle de Cérès [Li et al., 2006a; Carry et al., 2008]. Ceci peut simplement provenir du fait que (2) Pallas, dont la taille est moitié moins grande que celle de (1) Cérès, est ici observé



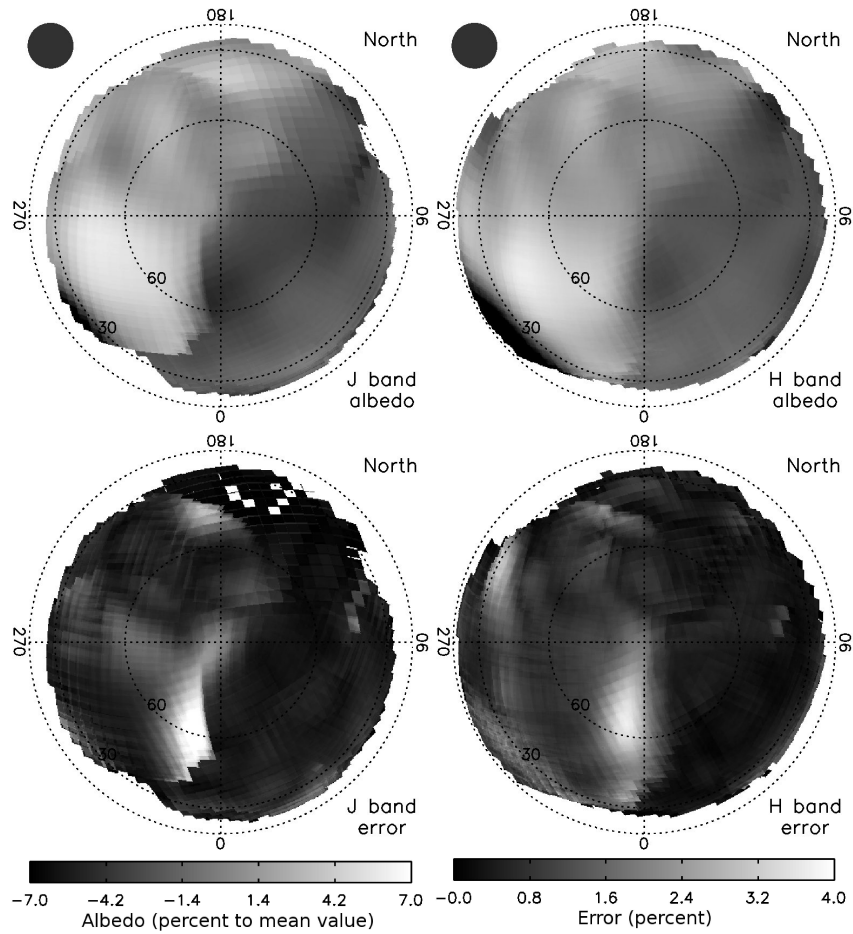


FIG. IV.17: *Idem* qu'en bande K (Fig. IV.16). L'aspect plus grossier de ces cartes provient du nombre inférieur d'images utilisées pour les produire (27 et 44 contre 115 pour les cartes en K). Je ne présente ici que les cartes en projection polaire orthogonale car ni l'hémisphère sud, ni l'équateur n'ont été imagés. Comme en bande K, les variations d'albédo se situent à  $\pm 6\%$  autour de la valeur moyenne, et les erreurs sont limitées à 4%.

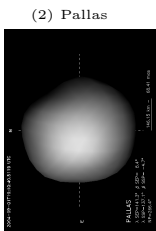
à la même résolution. De manière similaire, (4) Vesta ne présente que peu (ou pas) de structures de petite taille au niveau de résolution angulaire des images présentées ici [voir Binzel et al., 1997; Li et al., 2008].

J'ai également sélectionné quelques régions de l'hémisphère nord (trois sombres et 4 claires) et mesuré leur photométrie relative dans les trois bandes (non présentée ici). Des variations spectrales sont présentes à la surface de Pallas, juste au-dessus du niveau du bruit. Elles ne présentent aucune forme particulière. De telles différences spectrales peuvent être occasionnées par différentes structures morphologiques, compositions, et/ou propriétés du régolite (taille des grains par exemple). Ces variations étant très faibles, il est difficile de les interpréter, surtout vu la faible résolution spectrale et le manque de connaissances sur la composition de Pallas.

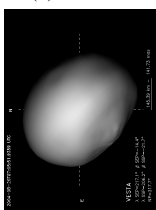
#### IV.2.d Conclusions

Mes travaux sur (2) Pallas ont constitué la première étude utilisant la méthode KOALA (voir le chapitre III.3) permettant de combiner l'information provenant de courbes de lumière et d'images à haute résolution angulaire. Cette méthode m'a permis de dériver les coordonnées du pôle, ainsi que de produire un modèle de forme, fournissant ainsi une mesure du volume de l'astéroïde.

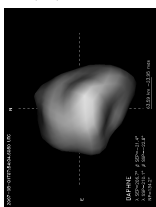
En utilisant toutes les images à haute résolution angulaire obtenues dans le proche infrarouge entre 2003 et 2007, j'ai déterminé que le pôle de (2) Pallas est situé dans un cône de  $5^\circ$  autour de  $[30^\circ, -16^\circ]$



(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





dans un repère lié à l'écliptique J2000.0. Cette solution implique une forte obliquité de  $84^\circ$ , induisant de forts effets saisonniers sur Pallas.

Le modèle de forme reproduit parfaitement la forme projetée de Pallas sur le ciel (déviations moyennes de 0.4 pixel), ses courbes de lumière (déviations moyennes de 0.019 mag.) et les profils d'occultation à toutes les époques. Le meilleur ajustement d'un ellipsoïde tri-axial sur ce modèle donne :  $a = 275$  km,  $b = 258$  km, and  $c = 238$  km, me permettant d'estimer la densité de Pallas à  $3.4 \pm 0.9$  g.cm<sup>-3</sup> [en utilisant  $M = (2.4 \pm 0.6) \times 10^{20}$  kg de [Michalak, 2000](#)], où l'incertitude est presque entièrement due à celle sur sa masse. J'interprète cette valeur comme indiquant une nature plus sèche pour Pallas par rapport à Cérès (supporté par les études spectroscopiques). Une telle différence entre la densité de deux grands astéroïdes (exempt de macro-porosités) avec des classes taxonomiques différentes montrent que ces classes sont en effet reliées à la composition [comme déjà observé pour les petits astéroïdes, e.g. [Marchis et al., 2008a](#)]. Alors, des programmes dédiés à l'observation de rencontres proches entre astéroïdes doivent être mis en place [e.g. à partir des observations Gaia, [Mouret et al., 2007](#)] afin d'obtenir plus de masses et améliorer ainsi notre connaissance des densités.

Finalement, mes travaux ont débouché sur les premières cartes d'albédo de Pallas révélant des structures de diamètre 70–180 km avec un contraste en albédo d'environ 6% autour de la valeur moyenne. Des variations spectrales de même amplitude sont également détectées.



## IV.3 L'astéroïde (4) Vesta

### IV.3.a Vesta, corps parent des météorites achondrites

Avec un diamètre de  $529 \pm 10$  km [Thomas et al., 1997b], Vesta est le second astéroïde en taille au sein de la ceinture principale. Il est le seul astéroïde différencié connu (les indices de la différenciation de Cérés ne sont qu'indirects, voir chapitre IV.1) possédant une structure interne intacte [au contraire des astéroïdes de type M qui sont, on le suppose, des coeurs d'astéroïdes différenciés Bottke et al., 2006]. Son intérieur est probablement composé d'un noyau riche en métaux, d'un manteau et d'une croûte basaltique [voir la revue de Keil, 2002].

La nature basaltique de la surface de Vesta fut découverte dans les années 1970 [McCord et al., 1970] puis confirmée à de nombreuses reprises [Larson and Fink, 1975; McFadden et al., 1977; Feierberg and Drake, 1980; Binzel et al., 1997; Gaffey, 1997; Vernazza et al., 2005]. Alors, et ce durant plusieurs décennies, Vesta fut l'unique astéroïde connu possédant une surface basaltique. Cette situation changea lorsque Binzel and Xu [1993] découvrirent d'autres astéroïdes au sein de la ceinture principale, de petits diamètres ( $< 10$  km), dont la composition est très semblable à celle de Vesta [voir Pieters et al., 2006, pour une revue détaillée]. Jusqu'à la découverte de quelques NEAs de type V [Xu et al., 1995; Binzel et al., 2004; Marchi et al., 2005b], de 1459 Magnya [demi grand axe de 3.14 UA; Lazzaro et al., 2000] et de quelques autres astéroïdes basaltiques dispersés dans la ceinture principale moyenne (voir Fig. I.1) [Moskovitz et al., 2008]; tous les astéroïdes de type V connus étaient membres de la famille de Vesta [appelés Vestoïdes: Williams, 1989; Zappala et al., 1990]. L'origine de cette famille était attribuée à un impact majeur entre Vesta et un autre astéroïde [Marzari et al., 1996]. Cette hypothèse fut confirmée grâce à des observations par imagerie réalisées avec le HST qui montrèrent que le pôle sud de Vesta présente une immense dépression d'un diamètre d'environ 460 km [ $1.7 \times$  le rayon de Vesta, Thomas et al., 1997a; Thomas, 1999]. Cette dépression serait un cratère géant, résultat du choc d'un astéroïde de 35 km contre Vesta [Asphaug, 1997].

Les observations par spectroscopie dans le visible [McCord et al., 1970] et le proche infrarouge [Larson and Fink, 1975] ont montré les fortes ressemblances entre le spectre de Vesta et celui, obtenu en laboratoire, des météorites achondrites Howardites, Eucrites et Diogénites (HED). Cette ressemblance amena McCord et al. [1970] à déclarer que Vesta est leur corps parent. Ensuite, des mesures spectrométriques au cours de la rotation de Vesta par Gaffey [1997] et Vernazza et al. [2005] ont confirmé la diversité géologique de Vesta rapportée au début des années 1980 [Gaffey, 1983]. Ces observations ont révélé la nature hétérogène de la surface de Vesta, dont la composition est similaire à celle des météorites HED [voir la revue par Keil, 2002].

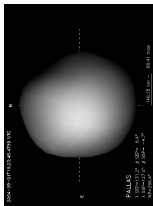
Des observations par imagerie à haute résolution angulaire réalisées dans le visible (quatre filtres centrés sur 0.439, 0.673, 0.953 et 1.042  $\mu\text{m}$ ) par le HST [Zellner et al., 1997] ont révélé la présence de marques d'albédo très contrastées à la surface de Vesta [Binzel et al., 1997]. Ces marques ont également été observées dans le proche infrarouge à partir d'images obtenues au W. M. Keck [à 2 et 3.6  $\mu\text{m}$ , Zellner et al., 2005]. Plusieurs scénarios ont été proposés pour expliquer ces fortes variations d'albédo. Binzel et al. [1997] énoncèrent trois mécanismes :

1. différences de composition,
2. différences de taille de grain au sein du régolite,
3. différences dans les processus de space weathering (chapitre I.3.b).

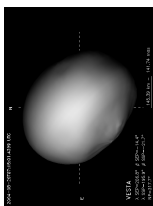
Plus tard, Zellner et al. [2005] proposèrent une explication à ces différences de composition : les régions sombres de Vesta seraient des bassins d'impact, remplies par de la lave basaltique ; d'une manière semblable à la création des mers lunaires. L'étude de Thomas et al. [1997a] supporte également une interprétation en terme de composition. Ils trouvèrent une corrélation entre la largeur et la profondeur de la bande à 1 micron (liées à la composition en pyroxènes et olivines) et l'altitude à la surface (par rapport à une surface moyenne). Comme cette corrélation ne fut trouvée que dans la région du cratère situé au pôle sud, elle fut interprétée comme révélant la présence de diverses minéralogies dans la croûte différenciée de Vesta.

Néanmoins, ce scénario n'explique pas les couleurs de Vesta : alors que la caractérisation de la minéralogie de sa surface fut le centre des attentions, peu d'études se sont intéressées aux couleurs de Vesta.

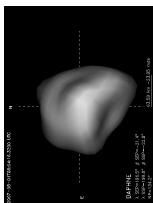
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





L'accord entre le spectre et l'albédo de Vesta et de ceux des météorites HED montre que la surface de Vesta est nécessairement peu altérée par le *space weathering* [Hiroi et al., 1995]. Ainsi, des expériences en laboratoire ont récemment démontré que des différences entre le spectre de Vesta et celui des HED doivent être attendues. Premièrement, Marchi et al. [2005a] irradièrent un échantillon de pyroxène avec un laser. (procédé simulant l'action des ions du vent solaire sur les surfaces du système solaire). Ils observèrent que le spectre de l'échantillon rougissait au fur et à mesure de l'exposition aux ions. Étant donné que le pyroxène est un composant majeur de la surface de Vesta (déterminé par spectroscopie), il paraît logique que le vent solaire altère lui aussi le spectre de Vesta.

Ensuite, Vernazza et al. [2006] réalisèrent la même expérience sur une météorite eucrite afin de simuler l'action du vent solaire sur Vesta. Les météorites eucrites caractérisent correctement la surface de Vesta, et sont supposées venir de Vesta [voir Gaffey, 1997]. Leurs résultats impliquent que si les ions du vent solaire atteignent la surface de Vesta, son spectre en réflectance devrait être plus rouge, et son albédo plus faible. Ainsi, l'accord spectroscopique entre Vesta et les météorites HED implique :

- a. l'existence de processus qui rajeunissent la surface de Vesta de manière continue; et/ou
- b. que les ions du vent solaire n'atteignent pas sa surface.

La dispersion orbitale des Vestoïdes montre que la collision qui les créa eu lieu il y a au moins 1 milliard d'année [Marzari et al., 1996; Nesvorný et al., 2008]. Cette durée étant bien supérieure au temps caractéristique d'action du *space weathering* [Brunetto et al., 2006; Vernazza et al., 2006, 2009]; un rajeunissement récent de la surface Vesta par impact semble peu probable. D'autre part, Shestopalov and Golubeva [2008] ont proposé une autre explication, elle aussi liée à l'impact qui créa les Vestoïdes. Leur scénario implique que de nombreux débris de petite taille éjectés lors de l'impact au pôle sud soient restés dans la sphère d'influence gravitationnelle de Vesta. Des rencontres proches avec d'autres astéroïdes déclencheraient alors la chute de fragments sur Vesta, fournissant un bombardement continu dont l'effet serait de mixer son régolite et d'effacer les marques du *space weathering*. Néanmoins, la quantité de débris et leur temps de vie en orbite autour de Vesta restent à évaluer, et cette explication n'est que qualitative à l'heure actuelle.

Finalement, Vernazza et al. [2006] suggérèrent l'existence d'un champ magnétique protégeant une grande portion de la surface de Vesta des ions du vent solaire. La force de ce champ ne serait que de 0.2 micro-Tesla à la surface, valeur 100 à 1000 fois inférieure au champ magnétique lunaire. La force de ce scénario est qu'il explique à la fois le spectre global de Vesta, dépourvu de marques dues au *space weathering*, et l'existence de fortes variations d'albédo, occasionnées par l'alternance de régions protégées ou non. Chapman [2004] avait parfaitement résumé la grande question soulevée par cet astéroïde ainsi : "Given that its basaltic surface is roughly similar to the lunar surface, which is intensely space weathered, why is Vesta not? [Étant donné que sa surface basaltique est globalement similaire à la surface lunaire, fortement affectée par le *space weathering*, pourquoi Vesta n'est-il pas altéré?]"

Mes travaux ont portés sur l'étude des premières données jamais obtenues par spectro-imagerie sur un astéroïde. Ces observations réalisées dans le proche infrarouge (J : [1.1-1.4]  $\mu\text{m}$  et H+K : [1.5-2.4]  $\mu\text{m}$ ) m'ont permis d'étudier :

1. les variations de composition à la surface de Vesta. Le but étant de relier différentes régions de la surface aux sous-classes des Howardites, Eucrites et Diogénites (HED) et aux pyroxènes (orthopyroxènes et clinopyroxènes). Aucun effort pour détecter l'olivine n'a été réalisé, la couverture en longueur d'onde n'y étant pas appropriée.
2. les variations de pente spectrale. Celle-ci peut être induite par (a) des différences de composition et/ou (b) des différences d'âge de surface [en terme de *space weathering*, voir Brunetto et al., 2006].

Ces observations aident également à la préparation de la mission Dawn de la NASA, lancée en Septembre 2007 et dont l'arrivée à Vesta est prévue pour 2011 [Russell et al., 2004].

### IV.3.b Première observation d'un astéroïde par spectro-imagerie

**Observations :** les observations que je présente ici ont été obtenues avec le spectro-imageur SINFONI lors de sa phase de vérification scientifique (numéro de programme 060.A-9041) durant la seconde moitié





de 2004. Nous avons observé Vesta à trois reprises<sup>2</sup>, les 21 et 23 Août 2004, ainsi que le 4 Octobre (Table IV.16). Ces dates se situent à cheval à environ un mois de l'opposition de Vesta (le 13 Septembre 2004).

Les conditions atmosphériques lors des observations du 23 Août étant mauvaises, je me suis concentré sur l'étude des deux autres dates. Les choix instrumentaux furent les suivants : afin d'optimiser la résolution spatiale sur le disque apparent de Vesta ( $\sim 0.55''$ ), nous avons utilisé le mode angulaire le plus piqué de SINFONI (taille de pixel sur le ciel de  $25 \times 12.5$  mas) ainsi que résumé dans la Table IV.17. Les réseaux de dispersion J et H+K, optimisés de manière à couvrir les fenêtres atmosphériques du même nom (voir chapitre II.1.a), furent utilisés de manière à couvrir l'intervalle de longueur d'onde  $1.1\text{-}2.4 \mu\text{m}$  en seulement deux expositions. La Fig. IV.18 présente un exemple de cube de données reconstruit.

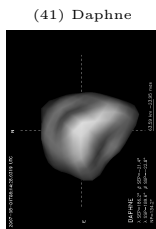
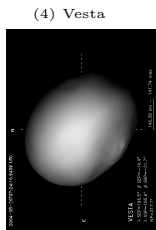
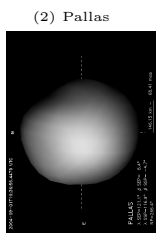
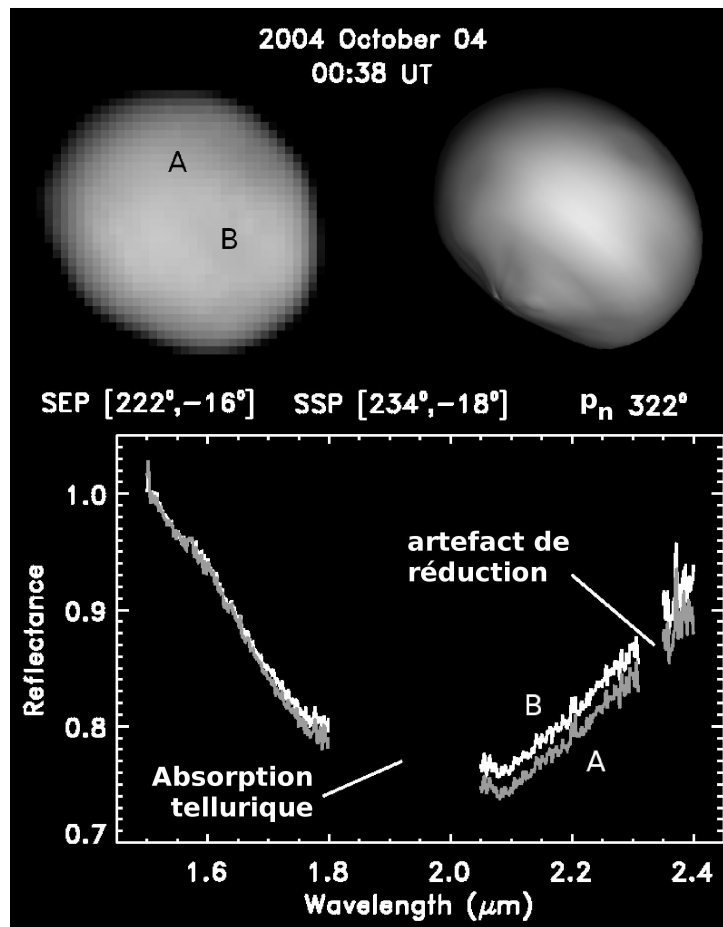


FIG. IV.18: *Haut-gauche* : spectro-cube de Vesta obtenu avec le réseau H+K le 4 Octobre 2005 UTC, coadditionné suivant les longueurs d'onde afin d'obtenir une image. *Haut-droite* : modèle de forme de Vesta [défini par Thomas et al., 1997b] obtenu avec le générateur d'éphémérides Eproc de l'IMCCE (je présente également une petite animation de la rotation de ce modèle dans la marge droite des pages impaires de cette thèse). J'ai également reporté les coordonnées des SEP et SSP (longitude, latitude) ainsi que l'angle au pôle  $p_n$ . Chaque spaxel de l'image est un spectre comme illustré dans la partie du bas (tous les spectres obtenus en H+K ont été normalisés à l'unité à  $1.5 \mu\text{m}$ ). J'ai dégradé la résolution spectrale en utilisant un filtre médian (d'une taille de 8 pixels le long de la direction spectrale) afin d'améliorer le rapport signal à bruit des données. Enfin, deux intervalles de longueur d'onde ont été omis de l'étude : de  $1.8$  à  $2.05 \mu\text{m}$ , du à l'absorption tellurique ; et autour de  $2.33 \mu\text{m}$ , où la reconstruction du cube entraînait un sursaut de flux inexplicé.

<sup>2</sup>les données sont disponibles sur l'archive de l'ESO depuis Décembre 2004 au numéro de programme 060.A-9041





Date UTC	Réseau	$\Delta$ (UA)	$r$ (UA)	$\alpha$ ( $^\circ$ )	$\phi$ ( $''$ )	SEP $_\lambda$ ( $^\circ$ )	SEP $_\varphi$ ( $^\circ$ )	X	$\Theta^\dagger$ ( $''$ )	(km)
2004 Aug 21 - 04:59	H+K	2.35	1.41	12	0.55	179	-15	1.13	0.084	144
2004 Aug 21 - 08:28	J	2.35	1.41	12	0.55	304	-15	1.14	0.218	371
2004 Aug 21 - 08:46	H+K	2.35	1.41	12	0.55	285	-15	1.18	0.084	144
2004 Oct 04 - 00:20	J	2.39	1.45	11	0.53	240	-15	1.34	0.053	92
2004 Oct 04 - 00:33	H+K	2.39	1.45	11	0.53	226	-15	1.29	0.055	95

TAB. IV.16: Distance héliocentrique ( $\Delta$ ) et géocentrique ( $r$ ), angle de phase ( $\alpha$ ), diamètre angulaire ( $\phi$ ) et coordonnées du SEP\* (longitude  $\lambda$  et latitude  $\varphi$ ) de Vesta pour chaque époque (rapportée en UTC). La masse d'air (X) et l'élément de résolution ( $\Theta$ ) à 1.2  $\mu\text{m}$  et 2.2  $\mu\text{m}$  (pour les réseaux en J et H+K respectivement) sont également listés, en seconde d'arc sur le ciel et kilomètres à la surface de Vesta.

$^\dagger$ évalué sur les cubes des analogues solaires.

\*le système de coordonnées est planétocentrique comme recommandé par l'UAI [Seidelmann et al., 2007].

Réseau	$\lambda$ ( $\mu\text{m}$ )	$\lambda/\Delta\lambda$	Taille des pixels (mas/pix)	Champs de vue (secondes d'arc carrées)
J	1.10-1.40	$\sim 3000$	25 $\times$ 12.5	0.8 $\times$ 0.8
H+K	1.45-2.45	$\sim 1500$	25 $\times$ 12.5	0.8 $\times$ 0.8

TAB. IV.17: Couverture en longueur d'onde ( $\lambda$ ), résolution spectrale ( $\lambda/\Delta\lambda$ ), taille des pixels (en milli-secondes de degré par pixel) et taille du champ de vue pour chaque mode spectroscopique utilisé pour l'observation de Vesta avec SINFONI.

**Réduction des données :** la complexité de l'instrument, combinant deux modes (imagerie et spectroscopie), ne rend pas aisée la réduction des données. L'ESO fourni alors un ensemble de programmes permettant la réduction. J'ai utilisé la version 1.8.2 du paquet de réduction. Au moment des observations, SINFONI était encore équipé d'un détecteur de classe "ingénierie" [Bonnet et al., 2004], parfait pour les qualifications techniques du moment mais qui présentait une large bande de mauvais pixels qui affectent toutes les données pour des longueurs d'onde supérieures à 1.35 et 2.4  $\mu\text{m}$ , pour les réseaux J et H+K respectivement. Les observations en J présentaient également un bruit additionnel aux courtes longueurs d'onde (1.1-1.17  $\mu\text{m}$ ), que j'ai donc exclu de l'étude. Finalement, les tables de distorsion et distances inter-fentes que j'ai utilisées ont été fournies par l'équipe de test de l'instrument [H. Bonnet, communication privée]. Les étapes basiques de la réduction (images de courant sombre, cartes de champ plat et calibration en longueur d'onde grâce à l'observation de lampes à l'argon et au xénon) ont été obtenues et réalisées via la procédure standard de calibration scientifique de SINFONI. Pour chaque paire d'observation ciel-objet, j'ai réduit et reconstruit les cubes de données grâce au paquet de réduction fourni par l'ESO.

À cause de la réfraction atmosphérique, la position de l'objet n'est pas fixée dans les spectro-cubes. Elle présente au contraire une légère dérive avec la longueur d'onde suivant la valeur de l'angle parallactique. J'ai donc réaligné chaque cube de donnée en calculant la corrélation entre chaque tranche d'égale longueur d'onde et une tranche de référence.

De manière à obtenir le spectre en réflectance de Vesta et le corriger de l'absorption de l'atmosphère, des étoiles de référence (analogues au Soleil) furent observées immédiatement avant et/ou après chaque observation de Vesta, à une masse d'air similaire (Table IV.18). Le spectre de ces étoiles de référence fut extrait en utilisant une ouverture choisie comme un compromis entre le flux maximum récolté et le minimum de contribution résiduelle du ciel (principe de la photométrie d'ouverture). Dans le cas de mauvaises conditions atmosphériques, c'est à dire fort seeing et temps de corrélation court, le flux des analogues solaires était tronqué par le petit champs de vue de SINFONI (0.8 $''\times$ 0.8 $''$ ). Autre effet pernicieux, le seeing et le rapport de Strehl ne sont pas constants avec la longueur d'onde. La partie tronquée de la lumière n'est donc pas la même à chaque longueur d'onde, introduisant ainsi une pente sur les spectres finaux



(Fig. IV.19). J'ai corrigé cet effet en divisant le spectre des analogues solaire par une simple fonction linéaire. Au final, l'ouverture d'extraction et la fonction linéaire ont été choisies (Fig. IV.20) de manière à produire des spectres de Vesta cohérents avec les mesures obtenues précédemment [par spectroscopie du disque non résolu spatialement, Vernazza et al., 2005]. J'ai finalement normalisé chaque spectre à l'unité aux longueurs d'onde 1.17 et 1.5  $\mu\text{m}$  pour les réseaux J et H+K respectivement.

De manière similaire aux besoins de la cartographie (chapitre III.4.b), l'anneau extérieur du disque

Désignation	RA (hh:mm:ss)	DEC (dd:mm:ss)	Type spectral	Mv (mag.)	Date (UTC)	Filtre	masse d'air
HD 1835	00 :22 :52	-12 :12 :34	G5V	6.4	2004 Aug 21 - 05 :35	H+K	1.10
HD 1835	00 :22 :52	-12 :12 :34	G5V	6.4	2004 Aug 21 - 09 :06	J	1.17
HD 1835	00 :22 :52	-12 :12 :34	G5V	6.4	2004 Aug 21 - 09 :13	H+K	1.19
HD 1461	00 :18 :42	-08 :03 :11	G0V	6.5	2004 Oct 04 - 00 :54	H+K	1.52
HD 1461	00 :18 :42	-08 :03 :11	G0V	6.5	2004 Oct 04 - 01 :04	J	1.45

TAB. IV.18: Caractéristiques des observations des analogues solaires utilisées dans cette étude. Pour chaque observation, je liste la désignation de l'étoile, ces coordonnées équatoriales(ascension droite RA et déclinaison DEC), type spectral et magnitude visuelle (Mv). La date, le filtre et la masse d'air sont également rapportés.

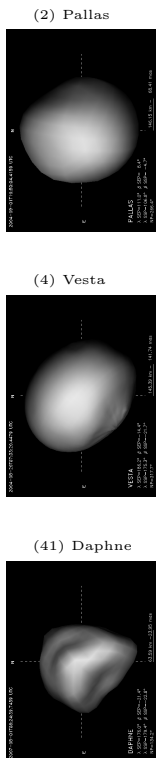
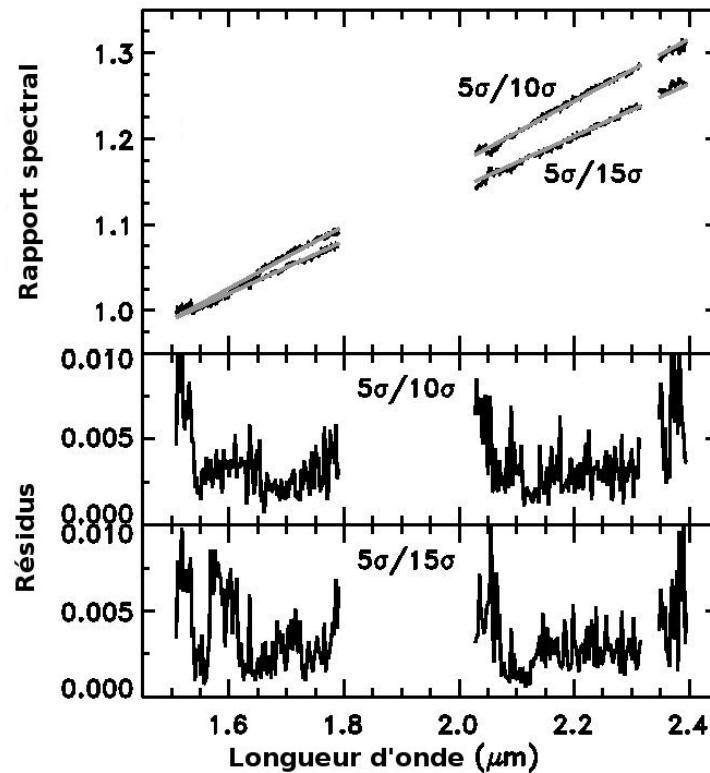


FIG. IV.19: Rapport du spectre de étoile de référence (HD 1835) pour les observations d'Août 2004 à lui-même. Les ouvertures utilisées pour extraire le spectre correspondent à 5, 10 et 15 fois la taille de l'étoile sur la gamme H+K (mesurée comme sa déviation standard). J'ai calculé la régression linéaire de chaque rapport, et je présente les résidus de ces rapports à la loi linéaire dans le panneau du bas. On peut alors remarquer que suivant la taille de l'ouverture choisie pour extraire le flux stellaire : (i) une forte pente est introduite sur l'ensemble du domaine spectral et (ii) cet effet est presque entièrement linéaire. Cet effet fut corrigé en divisant le spectre des analogues solaires par une simple fonction linéaire de manière à ajuster la pente des spectres de Vesta aux observations pré-existantes [Vernazza et al., 2005].



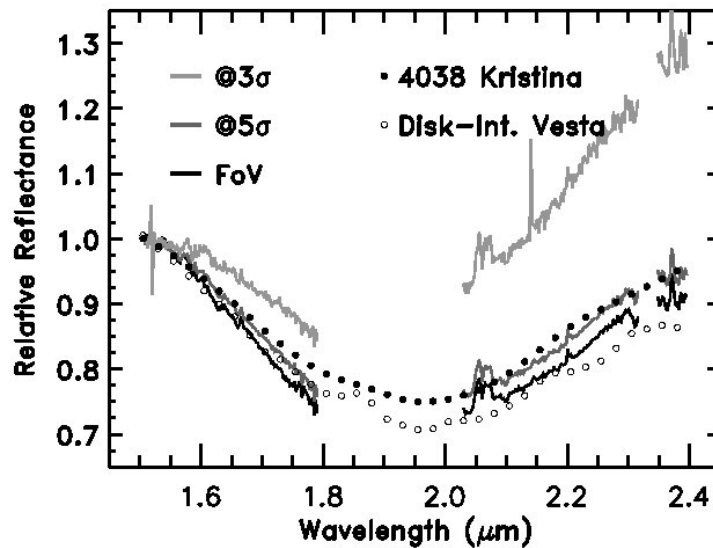


FIG. IV.20: Complément à la Fig. IV.19. Je présente ici trois spectres de Vesta obtenus sans la correction linéaire appliquée aux étoiles de référence. Les lignes continues représentent ces spectres pour les observations de Vesta le 4 Octobre 2004 (ici intégré sur l'entièreté du disque apparent) pour diverses ouverture d'extraction (FoV signifiant que le spectre de l'étoile fut obtenu en intégrant le flux sur l'ensemble du champ de vue). Je montre pour comparaison un spectre de Vesta (cercles) obtenu par spectroscopie à longue fente par [Vernazza et al. \[2005\]](#), et le spectre du petit Vestoïde 4038 Kristina (disque), connu pour être fortement rouge (voir la section IV.3.e pour plus d'informations sur cet astéroïde). Le besoin de correction de la pente des spectres des analogues solaires est ici évident.

apparent de Vesta était inutilisable car peu fiable. J'ai donc défini une zone d'intérêt correspondant à la forme projetée de Vesta réduite à 60% de son rayon. Seuls les spaxels internes à cette zone sont inclus dans l'étude présentée ici. Je présente dans les Fig. IV.21 et Fig. IV.22 les spectres réduits et corrigés dans les deux gammes de longueur d'onde : J et H+K respectivement.

Au vu des difficultés rencontrées lors des observations et de la réduction de données, les mesures que je présente ici n'ont pas vocation à fournir des valeurs absolues de la pente de Vesta ou son exacte composition, mais plutôt comment ces quantités évoluent à sa surface. Néanmoins, toutes les données étant traitées de manière similaire, elles sont auto-consistantes, et les variations observées sont probablement réelles.

### IV.3.c Distribution des minéraux à la surface de (4) Vesta

Je présente dans cette partie une analyse minéralogique de la surface de Vesta basée sur les spectres obtenus en H+K. Le but est de relier les différentes régions de Vesta avec les sous-classes des Howardites, Eucrites et Diogénites (HED) et des pyroxènes (orthopyroxènes et clinopyroxènes).

Le spectre des pyroxènes est caractérisé par deux larges bandes d'absorption centrées à 1 et 2 microns. La position exacte du centre de ces bandes contient des informations sur la nature des minéraux [[Adams, 1974](#)]. Dans le cas présent, les absorption telluriques ont fortement dégradé le spectre dans la région centrale (1.8-2.05  $\mu\text{m}$ ) de la gamme H+K (voir Fig. IV.18). Ceci interdit toute description détaillée de la teneur en pyroxènes par calcul de la position du centre de bande. Néanmoins, j'ai pu utiliser la forme de la bande pour caractériser la composition en pyroxènes : la pente des ailes de la bande (de part et d'autre du centre) est directement liée à la chimie du pyroxène. Par exemple, une faible pente à gauche suivie d'une forte pente à droite indique une position de bande à courte longueur d'onde (si on suppose une forme gaussienne à la bande, ce qui constitue une hypothèse faible). De manière plus détaillée, la bande d'absorption commence à des longueurs d'onde plus courtes pour les pyroxènes à faible teneur en calcium (c'est à dire les orthopyroxènes) que pour ceux riches en calcium (c'est à dire les clinopyroxènes). Traduit



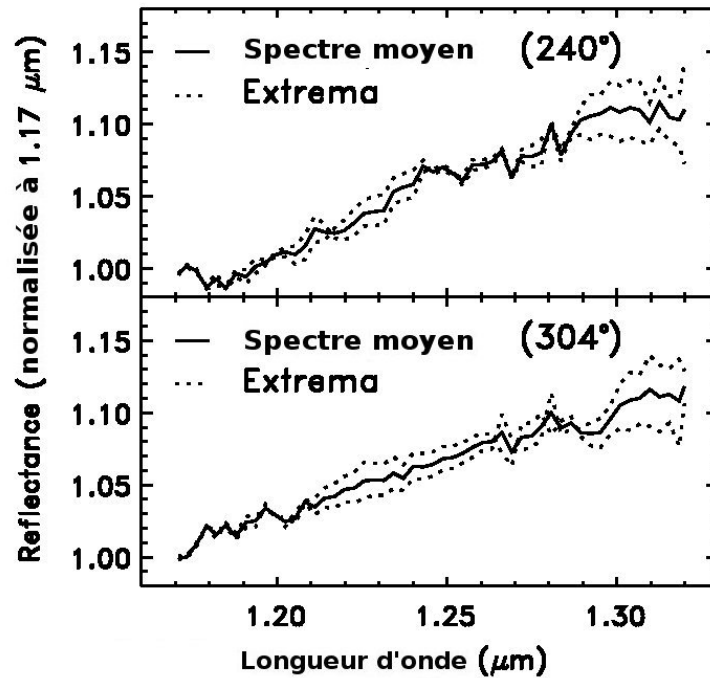


FIG. IV.21: Spectre moyen et extrema normalisés à l'unité à  $1.17 \mu\text{m}$ . Chaque cadre correspond à un moment donné d'observation, donc à une géométrie donnée comme reporté sur la figure (voir Table IV.16). Les différences de pente à la surface de Vesta sont ici visibles via la dispersion spectrale.

pour les HEDs, la bande d'absorption commence à des longueurs d'onde plus courtes pour les diogénites, suivies par les howardites puis les eucrites [Gaffey, 1997].

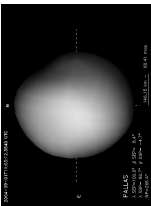
Cette tendance apparaît clairement dans le spectre moyen de chaque classe. J'ai ainsi calculé le spectre moyen de chaque sous-classe des Howardites, Eucrites et Diogénites (HED) en utilisant 20, 20 et 76 échantillons respectivement (provenant de la librairie spectrale RELAB<sup>3</sup>). Je présente ces spectres en Fig. IV.23, avec celui des météorites augites (clinopyroxènes riches en calcium, moyenne de 6 échantillons provenant de RELAB également). Les spectres sont présentés après division par leur pente moyenne. Celle-ci est calculée comme un continuum linéaire entre  $1.5$  et  $2.5 \mu\text{m}$ . Cette normalisation est rendue obligatoire par la coupure à  $2.4 \mu\text{m}$  des spectres. En effet, les matériaux composant les eucrites ayant un centre de bande situé à une longueur d'onde plus grande, la bande d'absorption se termine après  $2.4 \mu\text{m}$ . Ainsi, la bande des matériaux typiques des eucrites serait sous-estimée sans cette correction. Comme j'applique cette normalisation à tous les spectres de Vesta ainsi qu'à ceux des météorites, le set de données devient homogène.

Cette figure montre clairement que la bande d'absorption des diogénites (presque pur orthopyroxène) commence à des longueurs d'onde plus courtes que celle des howardites (mélange de diogénites et eucrites), puis des eucrites (principalement du clinopyroxène). C'est à dire, pour l'aile de gauche, la pente la plus faible est trouvée pour les diogénites, suivies des howardites puis eucrites. De manière similaire, la pente la plus forte pour l'aile droite revient aux diogénites, suivies des howardites puis des eucrites. Tout ceci est en accord avec la discussion sur les centres de bande et leurs valeurs rapportées pour ces classes de météorites [Gaffey, 1997].

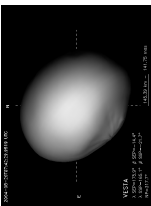
Si cette méthode de caractérisation spectrale par comparaison des ailes de bandes semble fonctionner graphiquement et produire des résultats cohérents avec les calculs de centre de bande, il est intéressant de procéder à un test plus rigoureux. Ainsi, j'ai essayé d'ajuster le spectre moyen des howardites avec un mélange de diogénites et d'eucrites (Fig. IV.24). Le fait de retrouver la forme de la bande des

<sup>3</sup><http://www.planetary.brown.edu/relab/>

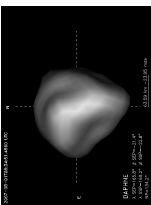
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



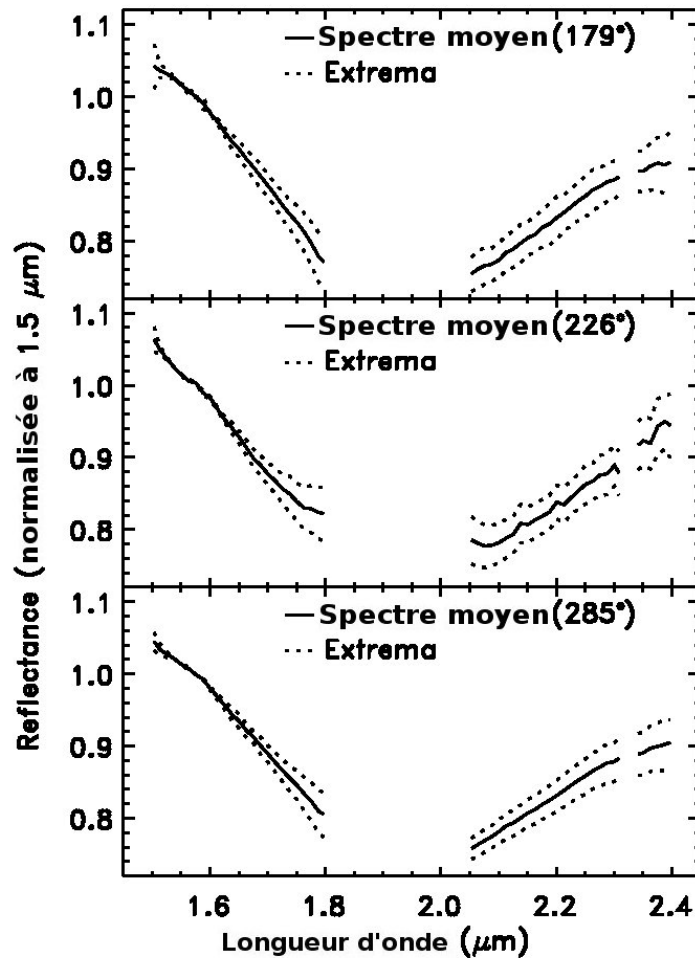


FIG. IV.22: Spectre moyen et extrema normalisés à l'unité à  $1.5 \mu\text{m}$ . Chaque cadre correspond à une géométrie donnée comme reporté sur la figure (voir Table IV.16). L'hétérogénéité de la surface de Vesta se voit ici par les différences forme présenté par la bande à 2 microns (vu ici par l'enveloppe des extrema en traits pointillés).

howardites avec cette méthode (pour des quantités raisonnables de diogénites et eucrites :  $\sim 1/3, 2/3$ ) est un support fort à l'analyse des spectres de Vesta bien que la valeur du centre de bande soit inaccessible (pour tant que seule la minéralogie du pyroxène soit concernée). Fort de ce test, j'ai pu comparer les spectres de Vesta à ceux des météorites obtenus en laboratoire.

J'ai premièrement extrait les spectres de chaque spaxel, en incluant pour chacun la contribution des spaxels voisins. Le flux résultant est la moyenne de tous les spaxels inclus dans l'élément de résolution, pondérée par une gaussienne dont la déviation standard est fixée au seeing corrigé par OA mesuré sur les étoiles de référence (Table IV.16). Je présente tous ces spectres après division par leur pente spectrale en Fig. IV.23. Ensuite, j'ai ajusté à chacun de ces spectres une combinaison linéaire des spectres moyens des météorites diogénites et eucrites (dont la pente fut retirée de manière idoine à celle des spectres de Vesta). Le contraste (c'est à dire la profondeur de bande) de ces spectres moyens a été préalablement ajusté (par test de  $\chi^2$ ) à celui de chaque spectre de Vesta. Ceci afin de compenser les effets de profondeur de bande occasionnés par les différences de grains possibles entre les échantillons de laboratoire et la surface de Vesta. Je présente en Fig. IV.25 deux exemples de ces ajustements des spectres de Vesta par un mélange linéaire des spectres de météorites dont les proportions sont déterminées par moindre carré.

Au final, la surface de Vesta est globalement homogène avec la longitude, en accord avec les résultats



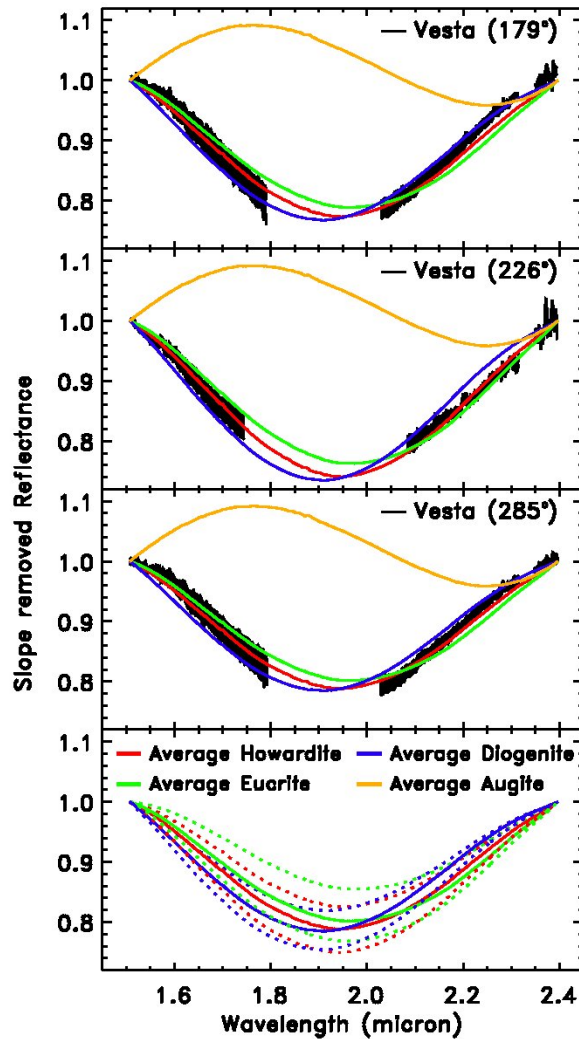
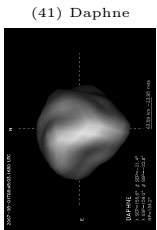
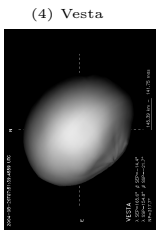
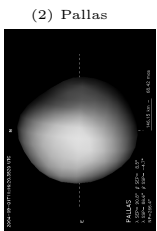


FIG. IV.23: Spectres de Vesta pour les trois observations effectuées avec le réseau H+K (voir Table IV.17) après division par leur pente moyenne (voir le texte). Chaque spectre représenté ici intègre la contribution de ses plus proches voisins contenus dans l'élément de résolution. Pour chaque observation, j'ai également représenté les spectres moyens des météorites HED et augites après division de leur pente moyenne et ajustement de leur contraste à celui de Vesta. Le dernier cartouche représente les spectres des météorites HEDs ainsi que leur déviation standard. Cette dernière est fortement influencée par les différences de tailles de grain [Hiroi et al., 1994], masquant ainsi l'influence de la minéralogie. Ainsi, même si les trois classes se chevauchent complètement près du centre de bande, elles se distinguent proche des bords. Par simple comparaison des spectres, on peut voir que la composition de Vesta ne va être faite ni de pure eucrite, ni de pure diogénite, mais plus d'un mélange (comme le spectre d'howardite présenté ici).

de Binzel et al. [1997] ne rapportant aucune variation de la bande à 1 micron sur la gamme de longitude observée ici. Ceci se traduit par une composition relativement homogène, faite de matériaux semblables aux météorites howardites (mélange de 1/3 de diogénites avec 2/3 d'eucrites, voir la Fig. IV.25). Néanmoins, j'ai pu remarquer la présence d'une tendance nord-sud où la quantité de diogénite s'accroît vers le sud. A l'extrême sud des observations à ma disposition ( $-50^\circ$ ), cette concentration atteint 50% du mélange. J'ai aussi pu noter la présence d'une plus forte concentration de diogénites dans les mélanges dans la zone située autour de ( $180^\circ, -25^\circ$ ). La concentration en diogénites atteint 76% cette fois. À partir d'observation du disque intégré de Vesta au cours de sa rotation, Gaffey [1997] avait rapporté la présence



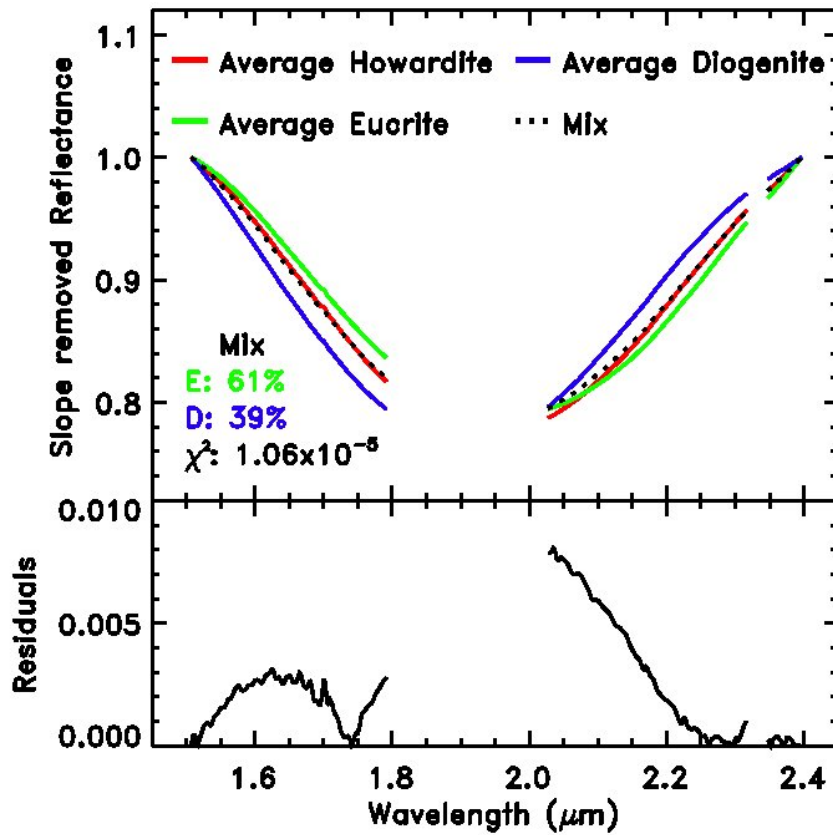


FIG. IV.24: Méthode d'étude minéralogique par ajustement de la forme de la bande à 2 micron du pyroxène. Cette méthode permet de quantifier les proportions respectives des météorites diogénites et eucrites nécessaires pour produire une forme donnée de bande d'absorption à 2  $\mu\text{m}$ . Le cartouche du haut montre le spectre moyen des météorites Howardites, Eucrites et Diogénites (HED) utilisées dans mon étude. Le trait pointillé noir représente le meilleur ajustement des météorites howardites par un mélange de 39% de diogénites et 61% d'eucrites. Comme l'indique le  $\chi^2$ , ainsi que le cartouche du bas montrant les résidus de cet ajustement, la méthode permet parfaitement de retrouver le spectre des howardites.

d'un tel spot riche en diogénite à cette longitude. Les observations avec SINFONI nous permettent de confirmer la présence d'un tel ensemble et de le situer dans l'hémisphère sud de Vesta.

Finalement, aucune des régions observées ne suggère la présence de clinopyroxènes (pyroxènes riches en calcium) : le spectre des augites est en tout point différent de ceux de Vesta.

#### IV.3.d Analyse de la pente spectrale de (4) Vesta

La pente du continuum spectral dans le visible et le proche infrarouge peut être influencée par la composition ou les propriétés de la surface (taille de grain, porosité) et/ou par l'action du *space weathering*. Je présente dans cette section les mesures de la pente spectrale, puis discute ses possibles origines dans la section suivante (IV.3.e).

J'ai restreint l'analyse de la pente spectrale à l'intervalle défini par le réseau J (1.17-1.32  $\mu\text{m}$ ). En effet, les variations minéralogiques (détectées en section IV.3.c) peuvent élargir ou réduire la taille de la bande à 2 microns, affectant ainsi la mesure de la pente dans cette gamme de longueur d'onde (réseau H+K).

Premièrement, j'ai calculé la pente (par régression linéaire sur l'intervalle 1.17-1.32  $\mu\text{m}$ ) de chaque spectre inclus dans les spectro-cubes. Les spectres ont été extraits de manière similaire à celle présentée dans l'analyse de la composition (partie IV.3.c), avec les tailles d'éléments de résolution déterminées en





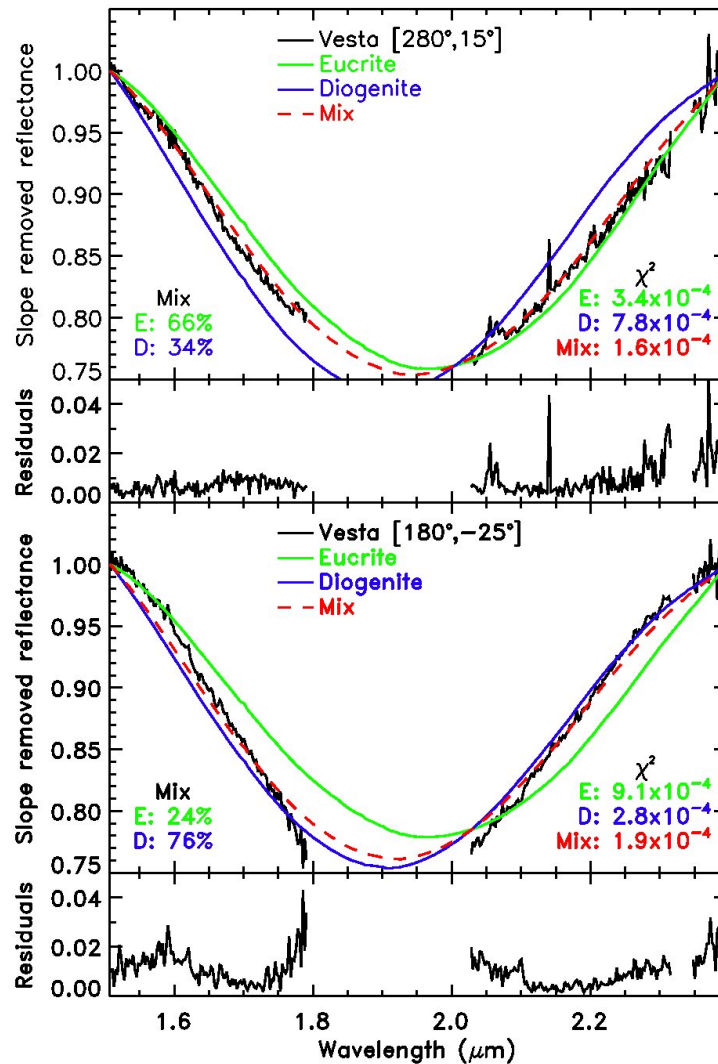
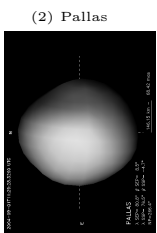


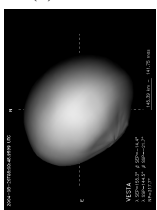
FIG. IV.25: Exemples d'ajustement d'un mélange de diogénites et d'eucrites aux spectres de Vesta. Pour chaque exemple, j'ai représenté les spectres des météorites, avec leur contraste ajusté. Ensuite, je reporte les valeurs des  $\chi^2$  mesurant l'écart entre le spectre de Vesta et celui des météorites ainsi que du mélange. Les proportions de diogénites et eucrites utilisées pour chaque mélange sont également rapportées. Finalement, je présente sous chaque ajustement leurs résidus. La première partie montre un exemple typique de la surface de Vesta, où un mélange de 2/3 d'eucrites avec 1/3 de diogénites (proche des météorites howardites donc) fourni le meilleur ajustement au spectre de Vesta. La seconde partie montre la petite zone riche en diogénites située autour de  $(180^\circ, -25^\circ)$ . Là, un mélange de plus forte concentration en diogénites ( $\sim 3/4$ ) représente mieux ( $\chi^2$  environ 2 fois moindre) la bande à 2 microns de Vesta que le mélange précédent. La tendance nord-sud rapportée ici (voir le texte) suit la même tendance : la concentration en diogénites augmente vers le sud, jusqu'à atteindre 50%.

bande J (voir Table IV.16, de 90 à 70 km). J'ai ensuite créé une image fausse couleur pour chaque cube, où la valeur de chaque pixel correspond à la pente calculée au spaxel correspondant.

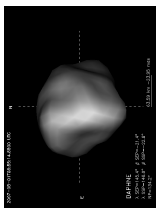
Ensuite, j'ai réalisé une carte à partir de ces images, en utilisant la projection cylindrique équidistante et les méthodes exposées dans le chapitre III.4. Bien que la faible résolution spatiale obtenue en Août empêche une description précise de la surface, j'ai remarqué que la partie est (limitée par la longitude  $260^\circ$  E) est sensiblement plus rouge que la partie ouest. C'est à dire que la pente spectrale y est légèrement supérieure : pentes de 0.6 à 0.8 à l'est contre 0.5 à 0.7 à l'ouest (l'erreur de mesure est négligeable devant les variations, bien que la pente absolue puisse être biaisée, voir ci-dessus :IV.3.b). Ceci est en accord avec



(4) Vesta



(41) Daphne





de précédents résultats qui indiquaient que cette région avait une forte pente spectrale dans le visible : par spectroscopie du disque intégré [Fig. 5 de Gaffey, 1997], courbes de lumière dans l'ultra-violet [Fig. 1 de Hendrix et al., 2003] et imagerie du disque apparent [marques A et B de la Fig. 3 de Binzel et al., 1997].

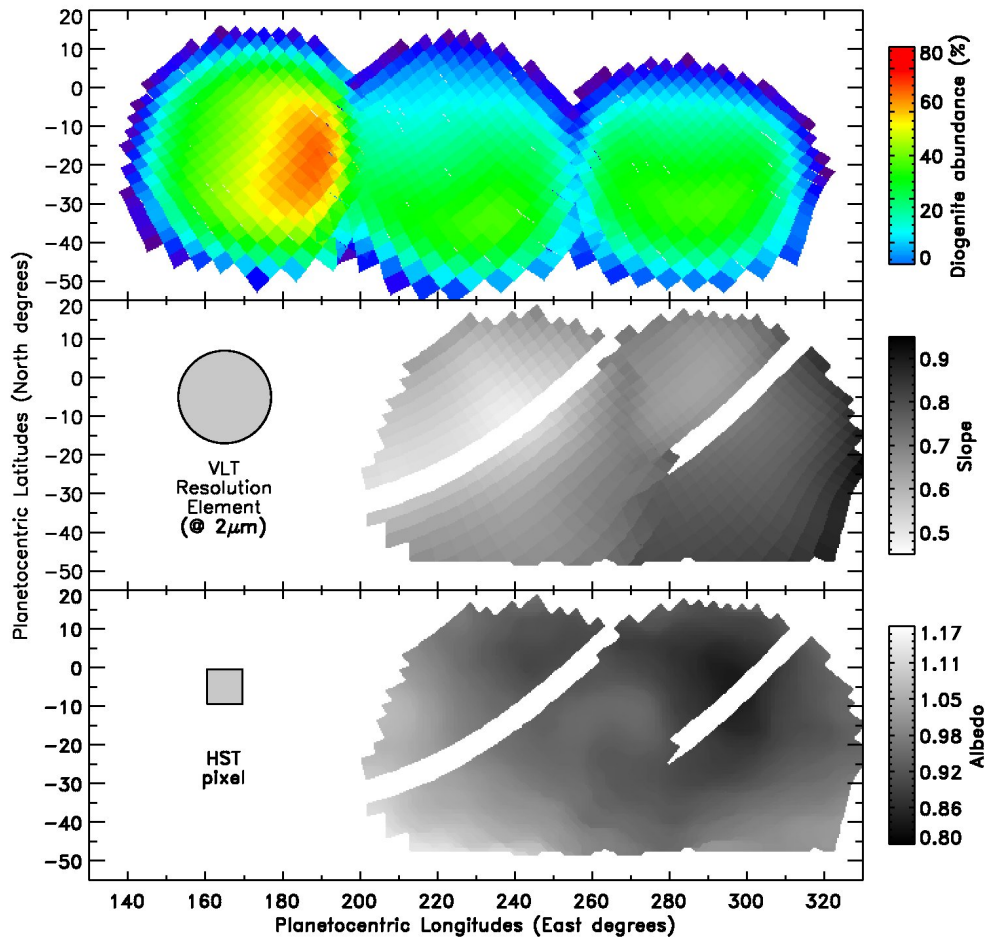
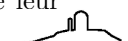


FIG. IV.26: Comparaison de la répartition de l'abondance en diogénite (*en haut*), de la pente spectrale (*au milieu*), et des marques d'albédo (*en bas*) [mesurée par le HST, Li et al., 2008], à la surface de Vesta. Je reporte la taille du plus petit élément de résolution obtenu au VLT (la taille de celui de la partie est se compare à la taille de la zone d'intérêt). Je présente aussi la taille des pixels lors des observations du HST [ $\sim 39$  km, Li et al., 2008], leurs observations ayant alors une résolution similaire (il faut 2 pixels pour échantillonner convenablement un signal). Les lignes diagonales non représentées dans la carte de pente spectrale correspondent aux lignes centrales des cubes. Je les ai éliminées de l'étude à cause du bruit bien supérieur qu'elles présentaient, interdisant toute analyse spectrale. La répartition en diogénite est constante suivant les longitudes, ainsi que celle en eucrite (obtenue par 100% - abondance en diogénite). Une petite région riche en matériaux similaires aux diogénites est visible autour de ( $180^\circ$ ,  $-25^\circ$ ). Les contours vus en bleu de la carte d'abondance sont des artefacts dus à la proximité du bord du disque apparent. L'incertitude sur l'abondance est évaluée à 10-20% à partir de l'analyse des régions communes aux divers cubes. Les pentes spectrales mesurées vont de 0.5 à 0.8 (voir également la Fig. IV.21) et l'échelle de gris est définie comme suit : les régions sombres correspondent aux fortes pentes spectrales et *vice versa* pour les régions claires.

Finalement, j'ai également projeté en carte les compositions en diogénites et eucrites déterminées par analyse de la bande à 2 micron (voir section IV.3.c). J'ai enfin comparé ces cartes avec :

- la carte d'albédo de Li et al. [2008], obtenue grâce à des observations réalisées avec le HST à 440 nm durant l'opposition de Vesta en 2007 [McFadden et al., 2007]. La partie commune entre leur





- étude et celle que je présente ici correspond à 14% de la surface totale de Vesta.
- la topographie de Vesta déterminée par [Thomas et al., 1997a].

Je présente ces cartes dans la Fig. IV.26, à l'exception de la carte topographique qui fut présentée par Thomas et al. [1997a]. La distribution géographique des différentes quantités montre qu'il n'y a aucune relation entre la distribution des matériaux (abondance en diogénites) et les autres paramètres : les coefficients de corrélation sont de 0.07, 0.22 et -0.04 entre la composition et la pente spectrale, l'albédo et la topographie respectivement. De manière similaire, je n'ai pas trouvé de relation entre la distribution de l'albédo et la topographie (coefficient de corrélation de -0.13). Finalement, deux tendances sont à noter :

- les régions de basse altitude ont des spectres rouges (coefficient de corrélation de -0.6)
- les pentes spectrales les plus fortes se situent dans les régions les plus sombres (coefficient de corrélation de -0.3)

### IV.3.e Discussion

Pour résumer la situation, la surface de Vesta présente :

- des fortes variations d'albédo [Binzel et al., 1997; Zellner et al., 2005]
- des variations de pente spectrale dans le visible [Binzel et al., 1997] et le proche infrarouge (voir section IV.3.d)

Le domaine de longueur d'onde fourni par SINFONI étant limité, je ne peux complètement écarter une origine minéralogique à ces variations de pente spectrale et d'albédo observées. Néanmoins, sur la zone observée ici, ces variations ne peuvent être imputées à des variations de composition du pyroxène, composant principal de Vesta. Il est également à noter qu'aucune observation du disque intégré de Vesta n'a rapporté de variations spectrales dans la gamme de longitude considérée ici [voir Gaffey, 1997]. Deux relations reliant la pente spectrale avec la topographie et avec l'albédo sont remarquées. Je discute ici les possibilités de leur origine.

**Vesta devrait-il être altéré par le space weathering ?** la surface des corps du système solaire qui ne sont pas protégés par une atmosphère ou une magnétosphère est exposée au flux d'ions du vent solaire. Les effets spectraux dus à ce bombardement continu des ions du vent solaire et des particules interplanétaires (le *space weathering*) ont été étudiés afin de déterminer les liens entre les propriétés spectrales de météorites et les données spectroscopiques des astéroïdes. Ainsi, les expériences en laboratoire ont montré que le *space weathering* peut expliquer les différences spectrales observées entre la classe de météorite la plus peuplée, les chondrites ordinaires (OC), et la surface de leurs corps parents présumés (astéroïdes de type S) [Pieters et al., 2000; Sasaki et al., 2001; Marchi et al., 2005a; Strazzulla et al., 2005]. Le *space weathering* explique également les différences spectrales observées entre la couche superficielle et les roches enfouies à la surface de la Lune [Pieters et al., 2000; Blewett et al., 2007].

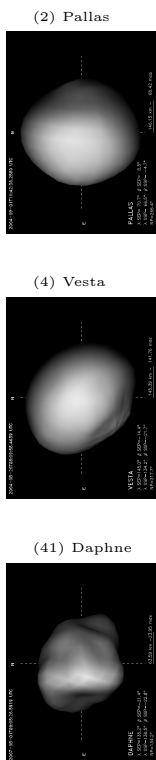
Simulant le bombardement ionique en laboratoire, Vernazza et al. [2006] exposèrent la météorite Bereba (une eucrite, dont l'origine présumée est Vesta) à un flux d'ions et montrèrent que son corps parent devrait être plus altéré qu'il n'apparaît (c'est à dire que son spectre en réflectance devrait être plus rouge et son albédo plus faible), comme déjà remarqué par le passé [e.g. Chapman, 2004]. Ceci est également visible en comparant (4) Vesta<sup>4</sup> et les météorites HED dans un diagramme pente spectrale vs albédo (présenté en Fig. IV.27). Le choix de la comparaison de Vesta aux météorites achondrites est encore une fois dicté par la ressemblance minéralogique trouvée entre eux [e.g. McCord et al., 1970]. L'action du *space weathering* est illustrée dans cette figure par :

- le petit Vestöïde (4038) Kristina<sup>5</sup>, altéré par le *space weathering* [type Vw voir la taxonomie de DeMeo et al., 2009].
- l'eucrite Bereba [de Vernazza et al., 2006] avant (B<sub>0</sub>) et après irradiation (B<sub>1</sub>) en laboratoire.

J'ai premièrement cherché les tendances entre la pente spectrale et l'albédo (j'ai utilisé la valeur de la réflectance absolue à 0.55  $\mu\text{m}$  pour cela) des météorites HED. Les coefficients de corrélation sont de

<sup>4</sup>données visibles de SMASS [Bus and Binzel, 2002b] et proche infrarouge de Vernazza et al. [2005]

<sup>5</sup>données visibles de SMASS et proche infrarouge de R. P. Binzel [communication personnelle]



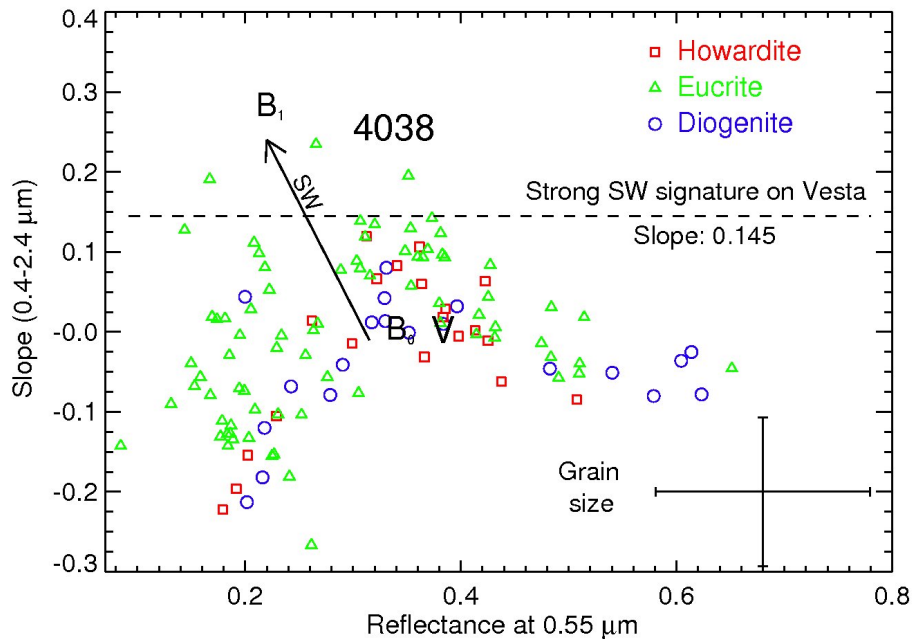


FIG. IV.27: Pente spectrale (déterminée sur le domaine 0.4-2.4  $\mu\text{m}$  en fonction de la réflectance absolue (albédo) à 0.55  $\mu\text{m}$  pour les météorites howardites (20) eucrites (76) et diogénites (20) cataloguées dans la base de donnée RELAB. Je rapporte ici les résultats d'irradiation sur la météorite eucrite Bereba, avant ( $B_0$ ) et après ( $B_1$ ) [extrait de Vernazza et al., 2006]. L'action du space weathering est symbolisée par la flèche noire reliant ces deux points. Le comportement global de (4) Vesta est également indiqué (par la lettre V) ainsi que celui du petit Vestoïde (4038) Kristina. Il est à noter que l'albédo de Kristina est inconnu à ce jour; sa position sur l'axe des abscisses est donc arbitraire. Comme la composition de Vesta est similaire à celle des HED, et que 97.5% de celles disponibles sur RELAB ont une pente spectrale inférieure à 0.145 (traits pointillés horizontaux), toute région de Vesta ayant une pente spectrale supérieure à cette valeur limite doit être considérée comme affectée par le space weathering

0.5 pour les howardites, de 0.28 pour les eucrites et 0.14 pour les diogénites. De manière intéressante, ces valeurs sont strictement positives, bien que faibles, dénotant une variation jointe (l'albédo augmente en même temps que la pente spectrale). Ceci est particulièrement vrai pour les eucrites et les diogénites. L'action du space weathering génère une tendance opposée : diminution de l'albédo avec l'augmentation de la pente spectrale (soit une corrélation négative); comme celles trouvées pour Vesta.

À partir de la distribution de la pente spectrale des météorites HED, il est possible de déterminer une valeur limite de pente spectrale à partir de laquelle la surface de Vesta doit être considérée comme altérée par le space weathering. D'après l'analyse minéralogique présentée ci-dessus (section IV.3.c), la composante principale de la surface de Vesta semble être similaire aux météorites howardites, en accord avec les études précédentes [par exemple, Gaffey, 1997]. La ligne en traits pointillés de la Fig. IV.27 représente cette limite (pente spectrale de 0.145) qui représente la pente la plus forte mesurée pour les howardites (qui inclus également la pente la plus forte des diogénites). Cette limite englobe 97.5% des météorites HED disponibles sur RELAB. Seules trois météorites, les eucrites Padvarninkai (MB-TXH-096-A), LEW87004 (MP-TXH-079-A) et Bouvante (MP-TXH-090-A) présentent une pente plus forte.

Ensuite, (4) Vesta et (4038) Kristina ont des pentes spectrales très différentes (0.01 contre 0.26), ce malgré une composition similaire (globalement similaire aux météorites howardites et diogénites, voir l'analyse de bande présentée dans le Fig. IV.28). Alors que Vesta se situe au milieu du domaine des





météorites HED, la pente de (4038) Kristina le situe bien au-dessus de n'importe quel échantillon<sup>6</sup>. Ce résultat basé sur les domaines visible et proche infrarouge confirme ceux basés sur le visible uniquement [Hiroi and Pieters, 1998]. On peut enfin remarquer que la différence de pente spectrale observée entre (4) Vesta et (4038) Kristina est extrêmement similaire à celle entre la météorite Bereba avant et après irradiation (Fig. IV.27). Ceci est en réalité le cas général pour les Vestoides, dont la pente spectrale est bien plus importante que celle des HEDs mesurée en laboratoire, et ressemble plus à celle des sols lunaires [voir la Fig. 3 dans Hiroi and Pieters, 1998]. Ainsi, la forte pente spectrale des Vestoides, qui est bien supérieure à celle des météorites HED :

1. montre clairement que leur surface est altérée par le *space weathering* (avec la même différence de pente que celle observée entre les astéroïdes de type S et les météorites chondrites ordinaires) ;
2. supporte les résultats des expériences en laboratoire qui prédisent le rougissement des surfaces riches en pyroxène dans l'espace [Marchi et al., 2005a; Vernazza et al., 2006] ; et
3. renforce l'étrangeté de Vesta : pourquoi n'est-il pas rouge ?

Au vu de ces différents points, seuls deux scénarios peuvent à la fois expliquer l'aspect non altéré de Vesta, l'hétérogénéité de sa surface, les relations trouvées entre topographie, pente spectrale et albédo, et l'aspect altéré des Vestoides. Le premier scénario implique une migration du régolite à la surface de Vesta occasionnée par des activités sismiques [Shestopalov and Golubeva, 2008]. Le second prédit l'existence d'un champs magnétique fossile à la surface de (4) Vesta [Vernazza et al., 2006]

**Activités sismiques :** comme proposé par Shestopalov and Golubeva [2008], la relaxation dynamique du cratère géant situé au pôle sud peut produire des secousses sismiques sur le long terme. Asphaug [1997] avait calculé un temps dynamique d'environ  $6 \times 10^8$  ans (cette valeur dépend fortement de la viscosité de la croûte de Vesta pour laquelle nous n'avons qu'une estimation grossière). Alors, le cratère pourrait ne pas être relaxé et produire des activités sismiques de nos jours. Un effet de ces secousses pourrait être des glissements de terrain, triant le régolite suivant l'altitude. Alors, le régolite affecté par le *space weathering* s'accumulerait dans les régions de basse altitude alors que du régolite serait continuellement découvert dans les régions de plus haute altitude. Ce scénario explique la relation trouvée ici entre la topographie et la pente spectrale, ainsi que l'hétérogénéité de la surface de Vesta et son aspect globalement non altéré par le *space weathering*. Dernier point, une telle activité sismique n'est pas attendue sur les Vestoides et ce scénario est donc compatible avec leurs couleurs.

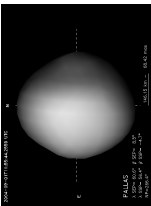
Néanmoins, deux points sont problématiques : 1) le manque de corrélation entre l'albédo et la topographie et 2) l'âge du cratère. Dans l'hypothèse d'un tri du régolite, les matériaux altérés s'accumulent dans les régions de basse altitude (suggéré par la corrélation entre la pente spectrale et la topographie). Si ceci est vrai, alors la répartition en albédo et la topographie devraient également être liées, mais ce n'est pas le cas. L'autre point concerne l'échelle de temps : les simulations dynamiques liant Vesta et les Vestoides montrent que l'impact eu lieu il y a au moins 1 milliard d'années [Marzari et al., 1996; Carruba et al., 2005]. Cette durée excède le temps de relaxation dynamique par un facteur 2 au moins.

**Champs magnétique:** Vernazza et al. [2006] suggèrent l'existence d'un champs magnétique d'au moins 0.2 micro Tesla à la surface de Vesta (cette valeur est similaire à celle des champs magnétiques locaux trouvés sur la Lune, elle-même quelques centaines de fois inférieure à la valeur du champ magnétique terrestre). Ce champ magnétique pourrait être un champ fossilisé à l'intérieur de blocs de matériaux magnétisés. Le résultat serait alors une succession de magnétosphères locales. Dans ce cas, les ions du vent solaire pourraient atteindre la surface par les pôles de ces multiples champs magnétiques. Un tel scénario implique la présence de régions sombres et claires, associées à des variations de pente spectrale [suivant la tendance des pyroxènes irradiés, comme décrit par Marchi et al., 2005a; Brunetto et al., 2006].

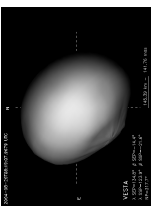
De telles alternances des propriétés de surface ont déjà été observées sur la Lune, en absence de topographie : des régions claires (protégées du vent solaire ?) appelées "swirls" (lieu d'anomalie magnétique corrélé à une surface de fort albédo) ont été découvertes au milieu des sombres mers lunaires (non protégées ?) [voir par exemple Blewett et al., 2007; Richmond and Hood, 2008, et citations incluses].

<sup>6</sup>la pente spectrale moyenne pour les trois classes de météorites est respectivement :  $-0.02$  pour les howardites,  $0.00$  pour les eucrites et  $-0.04$  pour les diogénites (avec une déviation standard de 0.10, 0.10 et 0.07).

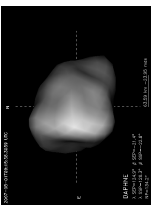
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



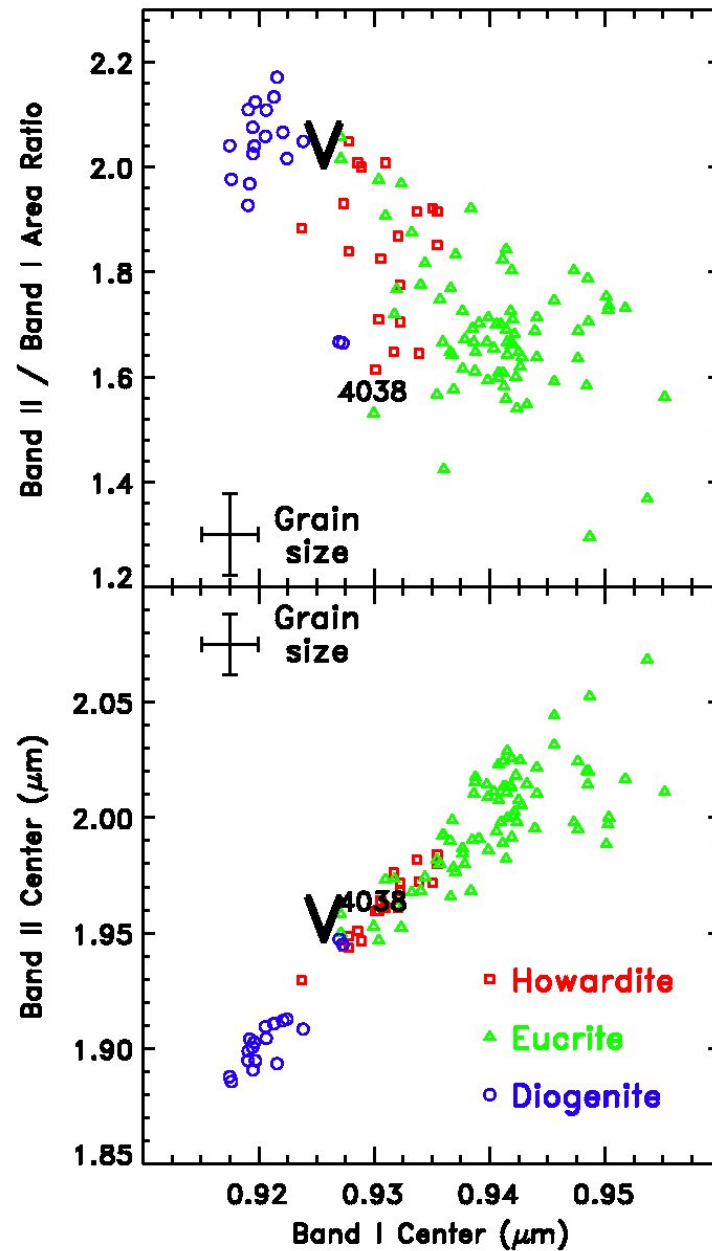
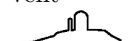


FIG. IV.28: *Cartouche du bas* : Centre de bande II du pyroxène vs le centre de la bande I [voir Gaffey et al., 2002, pour une description de cette méthode] pour les météorites HED présentes dans la base de données RELAB (20, 20, 76 échantillons respectivement). *Cartouche du haut* : Rapport de surface de bande (en anglais BAR) vs le centre de la bande I pour les mêmes échantillons. Étant donné que les spectres de la base de données RELAB s'arrêtent à  $2.6 \mu\text{m}$ , la bande à 2 microns n'est pas entièrement couverte pour certains échantillons, il est donc possible que leur BAR soit sous-évalué. Je reporte également la valeur de (4) Vesta dans le cas de son disque intégré et celle du petit Vestoïde (4038) Kristina, permettant une détermination grossière de sa composition : principalement howardites et diogénite, comme son corps parent Vesta. Comme les échantillons de RELAB sont disponibles à diverses tailles de grain, je reporte l'influence de la taille des grains (déviations standard) sur chaque graphique.

On pourrait objecter contre ce scénario que les Vestoïdes, étant des morceaux éjectés de la croûte de Vesta, devraient également posséder un champ magnétique et donc être protégés des effets du vent





solaire. Néanmoins, même si les Vestoïdes possèdent un champ magnétique fossile, ils ne devraient pas être protégés de l'action du vent solaire. Ceci vient du fait que l'intensité d'un champ magnétique est inversement proportionnelle à la quantité de matériel aimanté, donc à l'inverse de la taille de l'objet au cube. Étant donnée la taille des Vestoïdes ( $< 10$  km), la force du champ magnétique requise pour protéger leur surface devrait être bien plus grande (environ 1000 fois supérieure) à celle requise pour protéger la surface de Vesta ( $0.2 \mu\text{T}$ ). Il est donc peu probable que les Vestoïdes soient protégés contre les effets du *space weathering*.

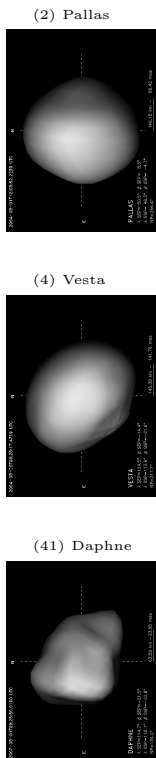
Ainsi, ce scénario peut à la fois expliquer l'aspect non altéré de Vesta sans conséquences sur les couleurs des Vestoïdes, l'hétérogénéité de la distribution en albédo et pente spectrale à sa surface, ainsi que leur corrélation. La présence champs magnétiques locaux, associé à une activité sismique, peut expliquer les propriétés de (4) Vesta.

**Limitations observationnelles :** bien que l'analyse et les conclusions qui s'en suivent soient celles qui semblent les plus logiques et probables, elles souffrent de limitations observationnelles :

- **Domaine spectral :** la pente spectrale a été calculée sur un intervalle spectral réduit ( $1.17$ - $1.32 \mu\text{m}$ ), et l'analyse minéralogique n'a sondé qu'un intervalle limité ( $1.5$ - $1.8 \mu\text{m}$  et  $2.05$ - $2.4 \mu\text{m}$ ). Ainsi, les tendances de pente spectrale et albédo peuvent être induites par des différences de composition non détectées. Néanmoins, la gamme de longitude étudiée ici a été rapportée comme homogène à partir de son observation par spectroscopie du disque intégré de Vesta [Gaffey, 1997].
- **Résolution spatiale :** les cartes d'albédo et de pente spectrale sont toutes les deux limitées par une résolution spatiale "*macroscopique*" (de l'ordre de quelques dizaines de kilomètres). Par exemple, la résolution spatiale obtenue en Août (partie est) est si faible qu'aucune variation ne peut être vue, entraînant une pente uniforme de  $0.7$ . Plus important encore, cette limitation en résolution empêche la recherche d'un lien topographique avec ces marques d'albédo (par exemple de jeunes cratères ou des terrains très pentus). De même, la morphologie détaillée des marques d'albédo brillantes ne peut être utilisée pour reconnaître des swirls [dont la forme est extrêmement typique Blewett et al., 2007]. Ainsi, le swirl lunaire le plus étendu (Reiner Gamma Formation) est environ de même taille ( $87 \times 110$  km) que l'élément de résolution le plus petit obtenu ici ( $90 \times 90$  km).
- **Région observée :** les observations présentées ici ne couvrent qu'une petite portion de la surface de Vesta située autour du méridien  $260^\circ\text{E}$ , correspondant à l'hémisphère "sombre" de Vesta [see Binzel et al., 1997; Li et al., 2008]. Afin de mieux caractériser la relation entre la pente spectrale et l'albédo, des observations spectroscopiques couvrant une plus grande portion de la surface de Vesta (particulièrement les régions fortement contrastées en albédo) sont nécessaires. Dès le début de ma thèse, nous avons proposé de telles observations avec Pierre Vernazza à l'ESO, malheureusement sans succès.

Étant données ces remarques, il est difficile de conclure de manière définitive sur les relations entre l'albédo, la pente spectrale, la composition et la topographie. Néanmoins, les données indiquent un lien entre l'albédo et la pente spectrale, ainsi qu'entre la topographie et la pente spectrale. Ces relations ne pouvant être reliées à la composition, je suggère qu'elle sont reliées à des processus inhibant/effaçant l'effet du *space weathering* à la surface de Vesta [en accord avec les résultats de Binzel et al., 1997]. Ni le domaine spectral ( $1.17$ - $1.32 \mu\text{m}$  pour le calcul de pente), ni la résolution spatiale ( $\geq 100$  km), ni la couverture spatiale (14% de la surface de Vesta) ne permettent de conclure en toute confiance.

Néanmoins, les méthodes exposées ici, appliquées à des données possédant une meilleure résolution spatiale ainsi qu'une couverture spectrale plus étendue permettraient sûrement de répondre à la question de l'immunité de Vesta au *space weathering*. De telles données vont être fournies par la mission Dawn, dès 2011. La présence d'un magnétomètre à bord de la sonde aurait été l'instrument parfait pour tester ce scénario, mais cet instrument ne fait malheureusement pas partie de la charge utile de Dawn. L'existence ou non d'un champ magnétique à la surface de Vesta pourra néanmoins toujours être testée en étudiant la corrélation entre la pente spectrale et l'albédo en l'absence de variation de composition et de topographie ainsi qu'exposé ici.





### IV.3.f Conclusions

Cette étude constitue la première observation du disque résolu d'un astéroïde par spectro-imagerie depuis le sol. Les observations de (4) Vesta ont été obtenues dans le proche infrarouge (1.1-2.4  $\mu\text{m}$ ) avec SINFONI au VLT de l'ESO. Ces observations ne couvrent qu'une petite fraction de la surface de Vesta (environ 16% et 23% pour les observations en J et H+K) avec une résolution spatiale équivalente maximale de  $\sim 90 \times 90$  km. La composition de Vesta est globalement compatible avec celle des météorites howardites, bien que la présence d'une petite région de composition plus proche à celle des diogénites soit suggérée autour de (180°E, -25°S). On notera que la gamme spectrale étudiée n'est pas sensible à la présence d'olivine.

J'ai étudié la relation entre les distributions spatiales de la pente spectrale (dans le proche infrarouge) et de l'albédo visuel et trouvé une tendance marginale : la pente spectrale devient plus forte avec les plus faibles albédo. Cette tendance confirme les résultats de Binzel et al. [1997] basés sur des observations en imagerie réalisées avec le HST dans le visible. Néanmoins, la résolution et la couverture spatiale limitées interdisent toute conclusion définitive. Ainsi, je ne peux conclure sur l'origine des fortes variations d'albédo présentes à la surface de Vesta. Cependant, la méthode décrite ici fournit un moyen d'étudier les variations de composition ou d'âge (en terme de *space weathering*). L'application des méthodes présentées ici sur les données fournies par la sonde Dawn de la NASA dont l'arrivée en orbite de (4) Vesta est prévue pour Octobre 2011 permettra certainement de statuer sur l'origine des variations d'albédo et de pente spectrale à la surface de Vesta.





## IV.4 L'astéroïde (41) Daphne

### IV.4.a Vers une étude statistique des astéroïdes

La population des petits corps est tellement importante (Table I.1) que sa compréhension doit nécessairement passer par une analyse statistique de ses membres. Les corps les plus grands comme (1) Cérés ou encore (4) Vesta sont des exceptions car ils présentent des caractéristiques plus évoluées et nous renseignent sur les processus de formation planétaire. Mais l'étude individuelle de la grande majorité des astéroïdes ne présente *a priori* que peu d'intérêt : la connaissance des propriétés physiques d'un astéroïde donné trouve son attrait dans l'information apportée sur l'ensemble de la population et non sur l'objet lui-même. À titre d'exemple, l'étude des coordonnées du pôle de rotation des astéroïdes (311) Claudia et (321) Florentina (entre autres) est plus intéressante pour les informations qu'elle nous apporte sur l'effet YORP au sein de la famille de Koronis [Slivan et al., 2003] que pour la connaissance de l'orientation de ces astéroïdes.

C'est dans ce sens que les grands projets de catalogues de l'ensemble de la sphère céleste comme Gaia ou Pan-STARRS vont jouer un rôle crucial dans l'étude des petits corps. En effet, la détection de plusieurs dizaines de milliers d'astéroïdes, ainsi que la mesure des dimensions, de la taille et des vecteurs de rotation d'entre 10 000 et 100 000 astéroïdes est attendue [Durech et al., 2005; Mignard et al., 2007]. Le retour scientifique sur la dynamique des petits corps, sur les forces non gravitationnelles (telles que Yarkovski et YORP), leur masse [Mouret et al., 2007]... va être considérable. Néanmoins, dans le cas de Gaia, le mode de prise de données est très particulier, et ne fournira qu'une seule dimension par observation. Une évaluation poussée des biais possibles est alors nécessaire avant même le lancement de la mission (prévu pour 2012). Dans le cas contraire, toutes les déterminations pourraient être faussées et rendre cet ensemble de détermination d'un intérêt limité. Ce fut le cas par exemple des mesures du diamètre de 2228 astéroïdes par le satellite IRAS pour lesquels des biais atteignant 20% ont été trouvés [e.g. Marchis et al., 2006a]. Ainsi, si les diamètres IRAS fournissent une détermination de la taille absolue de ces astéroïdes, celle-ci est grossière et demande à être affinée au cas par cas.

Les images du disque résolu fournissent une mesure directe (au contraire des mesures photométriques fournies par IRAS, Gaia ou Pan-STARRS) et précise des dimensions et de la forme des astéroïdes (voir chapitre III.3.c). Alors, l'analyse d'un ensemble statistiquement conséquent d'astéroïdes par imagerie fournit une base de calibration pour tous les projets photométriques à venir [voir Carry, 2008]. Les propriétés physiques d'environ 200 astéroïdes peuvent être dérivées avec la méthode KOALA (chapitre III.3) avec les grands télescopes actuels (miroir de 10 m). De plus, l'imagerie permettant la détection de satellites (chapitre I.3.a), l'observation de ces 200 astéroïdes fournit également une base statistique sur la binarité des astéroïdes.

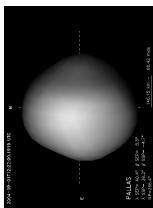
### IV.4.b Observations

Je participe à un programme d'observation dont le but est d'imager tous les astéroïdes dont le disque apparent peut être résolu depuis la Terre et à chercher d'éventuels satellites [voir Conrad et al., 2009, pour quelques exemples de résultats]. Ce programme utilise les grands télescopes au sol équipés d'OA comme le W. M. Keck, le Gemini et le VLT, nécessaires pour obtenir la résolution angulaire requise à l'étude des astéroïdes dont le diamètre (angulaire) est compris entre 100 et 500 mas.

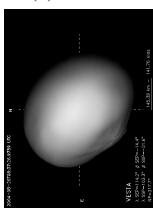
L'astéroïde (41) Daphne fut observé dans le cadre de ce programme en Janvier 2008, puis en Mars de la même année au W. M. Keck. La distance Terre-Daphne étant particulièrement favorable durant cette opposition (l'orbite de Daphne est fortement excentrique :  $e = 0.27$ ), nous avons pu découvrir un satellite orbitant autour de Daphne [Conrad et al., 2008]. Afin de contraindre l'orbite de ce satellite et donc déterminer la masse du système, nous avons ensuite obtenu du temps supplémentaire pour imager ce système au W. M. Keck et au VLT en Avril et Mai. Je résume les conditions d'observation pour chaque date dans la Table IV.19. Je reporte également les informations sur les PSFs observées dans la Table IV.20, fournissant une évaluation de la qualité de la correction de l'OA au moment des observations.

Les observations furent réalisées avec les instruments NIRC2 au W. M. Keck et NACO au VLT avec une échelle de  $9.942 \pm 0.050$  et  $13.27 \pm 0.050$  mas par pixel respectivement. Les configurations des instruments (filtres...) sont listées dans la Table IV.21. J'ai ensuite réduit les données en utilisant la

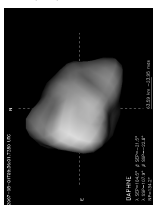
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



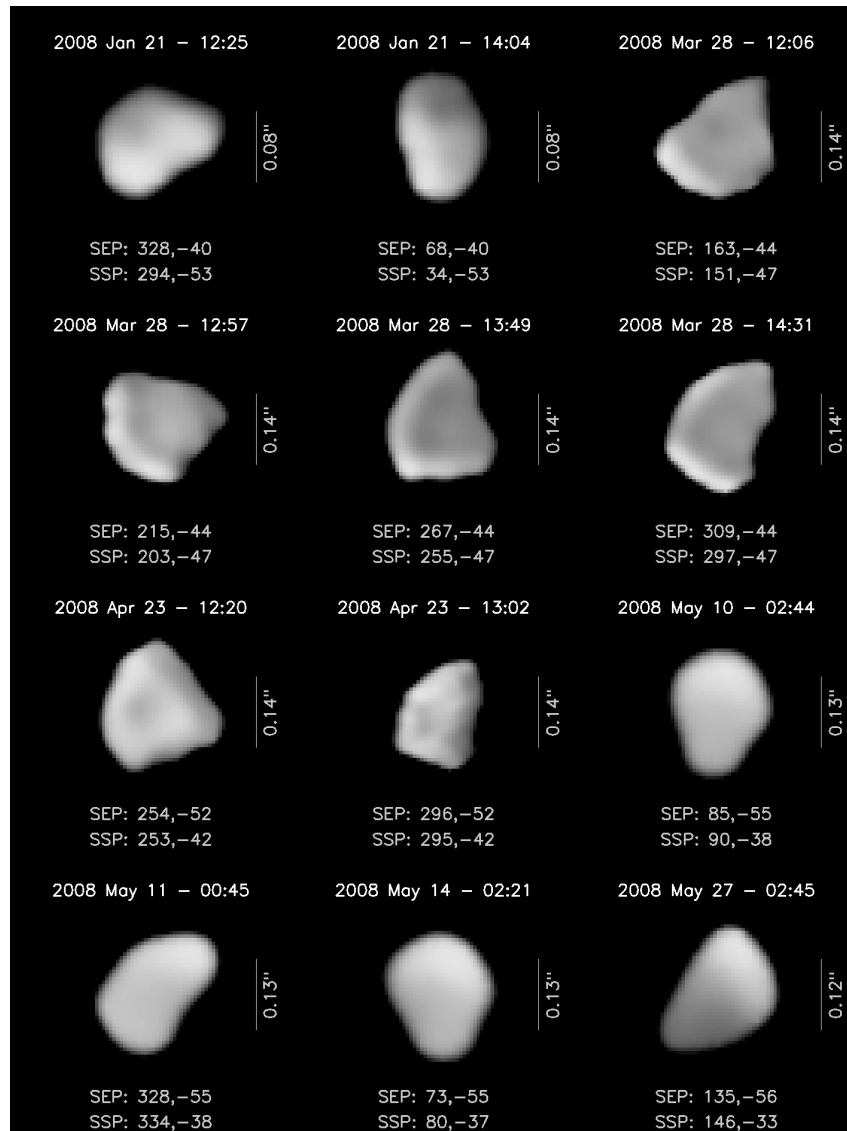


FIG. IV.29: Exemples d'images de (41) Daphne obtenues en bande K au W. M. Keck et VLT. Toutes les images ont été alignées de manière à avoir la projection de l'axe de rotation de Daphne vertical, pointant vers le haut. La date, l'heure et les coordonnées des SEP et SSP sont rapportées pour chaque image. Le diamètre apparent de Daphne est représenté à taille constante ici afin de suivre les structures à sa surface lors de la rotation. Les échelles situées à droite de chaque vue permettent d'évaluer la taille effective de (41) Daphne lors des observations. Les choix de contraste et de luminosité sont ici arbitraires, de manière à faire ressortir les marques d'albédo à la surface. Les sursauts de luminosité parfois présents sur le contour des images sont des artefacts provenant de la déconvolution (voir le chapitre III.1 pour plus de détails).

méthode présentée dans le chapitre II.4, puis restauré leur résolution angulaire optimale en appliquant l'algorithme de déconvolution Mistral (chapitre III.1). Au final, j'ai obtenu 219 images de (41) Daphne, couvrant 17 géométries (listées dans la Table IV.19) entre Janvier et Mai 2008. Une date supplémentaire fut observée le 2 Juin 2008, mais les conditions atmosphériques étaient médiocres et je n'ai pas utilisé ces données pour contraindre les propriétés physiques de Daphne. Je présente quelques exemples de ces images dans la Fig. IV.29 La résolution angulaire de ces images est rapportée dans la Table IV.21, évaluée par  $\lambda/D$ , avec  $\lambda$  la longueur d'onde de l'observation et  $D$  le diamètre du miroir primaire du télescope.



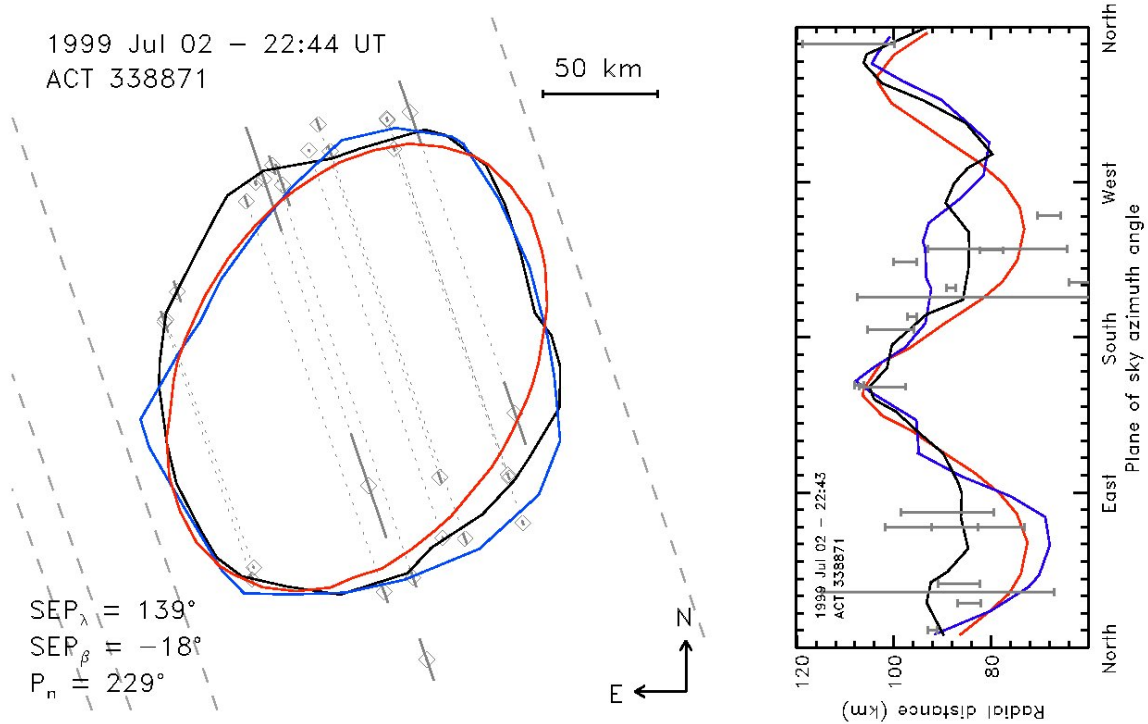
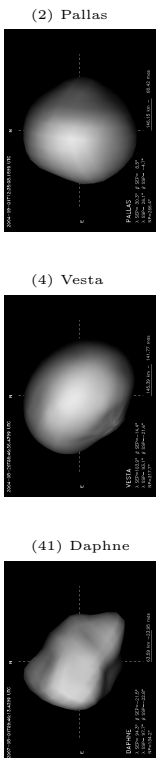


FIG. IV.30: Occultation de l'étoile ACT 338871 par (41) Daphne le 2 Juillet 1999, représentée dans le plan du ciel à gauche et en représentation azimutale à droite (comme décrit dans le cas de Pallas dans les Figs IV.14 et IV.15). J'ai utilisé la méthode de Berthier [1999] pour convertir les temps de disparition et réapparition de l'étoile [fournis par Dunham and Herald, 2008] en segments dans le plan du ciel. Les lignes discontinues grises représentent des cordes négatives (étoile non occultée), les pointillés gris les cordes observées et les traits gris leur incertitude associée. Les losanges marquent les instants exacts rapportés par les observateurs. Les lignes continues montrent l'aspect prédit des trois modèles présentés ici : en rouge le modèle ellipsoïdal, en bleu le modèle obtenu par inversion de courbes de lumière (aux dimensions ajustées au diamètre IRAS) et en noir le modèle obtenu par KOALA. La petite corde située au sud de Daphne est un événement secondaire rapporté par un seul observateur. Cette corde constitue effectivement une détection du satellite de Daphne qui nous a permis de mieux contraindre sa période orbitale (voir Fig. IV.36).

#### IV.4.c Comparaison des méthodes et biais associés

Je présente ici une comparaison des résultats fournis par : 1) l'inversion de courbes de lumière [Kaasalainen et al., 2002b], 2) l'étude de l'évolution du limbe à partir d'images du disque résolu (hypothèse d'ellipsoïdité, voir chapitre III.2.b), et 3) la méthode KOALA (chapitre III.3). Le but est d'évaluer l'importance relative des erreurs systématiques par rapport aux erreurs "internes" dans la détermination des coordonnées du pôle, de la forme et des dimensions. Je m'appuie pour cela sur l'occultation de l'étoile ACT 338871 le 2 Juillet 1999 par (41) Daphne (Fig. IV.30). Cette occultation est malheureusement la seule disponible avec plus de deux cordes observées. Bien que la forme fournie par les occultations stellaires ne soit pas dépourvue de biais (chapitre I.3.a), elle n'en constitue pas moins un moyen indépendant de contrôle des résultats obtenus (orientation générale du pôle de rotation et forme à un instant donné).

**Coordonnées du pôle :** on peut voir dans la Table IV.22 l'accord complet entre les trois méthodes sur les coordonnées du pôle. En effet, les trois solutions ne sont différentes que de 2° au plus. De plus, l'orientation des modèles de forme au moment de l'occultation de Juillet 1999 (Fig. IV.30) est en accord avec le tracé des cordes alors obtenues, confirmant les solutions rapportées. Comme les approches par inversion de courbes de lumière et par imagerie seule (évolution du limbe) sont radicalement différentes





et se basent des données observationnelles distinctes, leur accord à un tel niveau de précision montre que la détermination des coordonnées du pôle n'est pas biaisée. La même conclusion s'applique à la méthode KOALA et ainsi, bien que les incertitudes rapportées dans la Table IV.22 ne tiennent compte que des erreurs internes, ces valeurs peuvent être assimilées à l'incertitude absolue atteignable (les erreurs systématiques étant nulles ou très faibles). La plus grande précision obtenue sur la période de rotation par KOALA est le simple résultat d'une plus longue base temporelle des données : de 1976 pour les premières courbes de lumière à 2008 pour les images à haute résolution angulaire. Ainsi, un changement de seulement  $10^{-6}$  h sur la période se traduit en une différence de rotation de  $16^\circ$  après 30 ans, détectable sur les images et les courbes de lumière. Tout ceci montre :

- que les coordonnées des pôles déduites par ces trois méthodes sont fiables et
- que le pôle et la période sidérale de (41) Daphne sont maintenant complètement contraints.

**Dimensions :** je compare ensuite les résultats de détermination des dimensions dans la Table IV.23. Les dimensions rapportées pour l'inversion de courbes de lumière (LC) sont basées sur une mise à l'échelle du modèle au diamètre IRAS [Tedesco et al., 2002, 2004, avec la mise à jour des magnitudes absolues]. Premièrement, l'accord en terme de rayon moyen est parfait (inférieur à  $1-\sigma$ ) à partir des mesures OA. Ces valeurs sont également en accord avec le diamètre de 181 km déterminé par les mesures IRAS. Mais cet accord s'arrête là car les dimensions des axes (qui représentent la forme globale de Daphne) montrent des écarts supérieurs aux incertitudes. Ceci révèle clairement l'existence d'erreurs systématiques dans ces méthodes. J'ai alors essayé d'évaluer leur importance relative grâce aux cordes d'occultations (Fig. IV.30). Bien qu'une seule occultation stellaire soit disponible pour (41) Daphne, celle-ci fut bien couverte et nous permet de remarquer plusieurs points :

1. la meilleure représentation de la silhouette dessinée par les cordes d'occultation provient du modèle dérivé par KOALA.
2. le modèle dérivé par évolution du limbe est trop petit suivant la direction des cordes (SO-NE). En considérant l'orientation de Daphne lors de l'occultation, ceci se traduit par une sous estimation du petit axe  $c$  dans cette représentation (le rapport  $b/c$  est donc surestimé).
3. la forme conique du modèle obtenu par inversion des courbes de lumière est trop pointue pour rendre compte des cordes d'occultation.

J'interprète ces différences ainsi : l'hypothèse d'une forme régulière ellipsoïdale n'est pas valide dans le cas de (41) Daphne. En effet, les grandes concavités présentes à sa surface (voir la description du modèle de forme dans la partie IV.4.d) produisent de grandes zones ombrées à grand angle de phase (comme lors des observations de Janvier 2008 :  $\alpha = 26^\circ$ ). La représentation en ellipsoïde va alors sous-estimer l'effet de l'angle de phase et la détermination des dimensions sera alors biaisée. Néanmoins, les volumes dérivés par les trois méthodes sont en parfait accord. Ceci montre que si la modélisation par un ellipsoïde ne parvient pas à rendre compte convenablement de la forme (générale) d'un astéroïde si celui-ci est trop irrégulier, l'évaluation de son volume reste pertinente.

Dans le cas de l'inversion de courbes de lumière, la condition imposée de convexité [pour raison de convergence de l'algorithme Kaasalainen and Torppa, 2001] va nécessairement introduire un biais dès lors que d'importantes concavités sont présentes. Dans le cas présent, la forme conique trop prononcée indique que les rapports  $a/b$  et  $b/c$  sont surestimés : les différences entre les dimensions déterminées par inversion de courbes de lumière et par KOALA sont en effet de 4.5, -5.5 et -3.8% Ceci pose à nouveau la question de la validité de l'approche convexe soulevée au chapitre I.3.a. Aucune incertitude n'est associée aux dimensions et à la forme dans l'inversion de courbes de lumière ; néanmoins, les résultats obtenus ici montrent que si les dimensions sont biaisées, leur valeur se trouve à environ 5% de la meilleure solution. Il faudrait plus d'exemples pour tirer des conclusions solides, mais étant donnée la forme hautement non convexe de Daphne, une limite supérieure d'environ 10% me semble raisonnable pour l'incertitude liée aux axes des modèles tirés des courbes de lumières.

**Modèle de forme :** je présente dans les Figs. IV.31 et IV.32 l'ensemble des courbes de lumière utilisées par Kaasalainen et al. [2002b] et pour la présente étude avec KOALA. J'ai également représenté

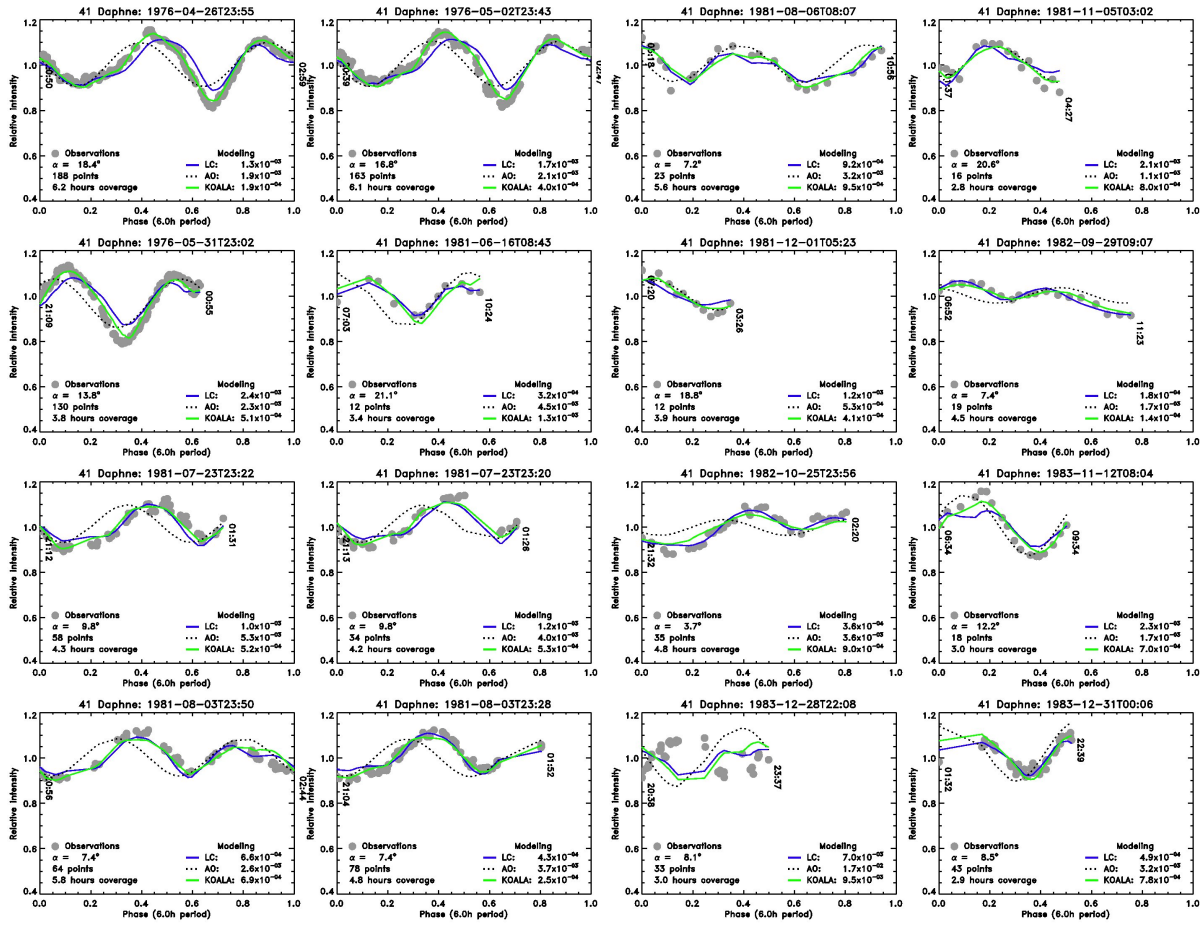
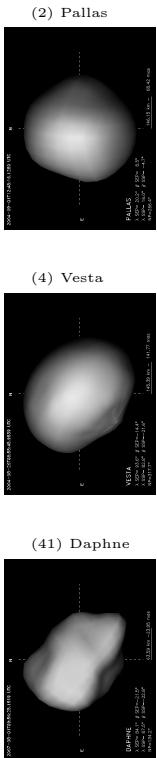


FIG. IV.31: Ensemble des courbes de lumière de (41) Daphne utilisées dans cette étude. Cette figure présente les observations de 1978 à 1983 et la Fig. IV.32 celles de 1984 à 1988. L'aspect asymétrique des courbes de lumières indique une forme très irrégulière et fut même interprété à tort comme indiquant que (41) Daphne était un astéroïde binaire [Kaasalainen et al., 2002b]. Pour chaque courbe de lumière (pointillé gris), je représente les courbes de lumière synthétiques provenant des trois modèles présentés dans la partie IV.4.c : courbes de lumière (LC - en bleu), imagerie avec hypothèse d'ellipsoïdité (AO - pointillés noirs) et KOALA (en vert). Pour chacun de ces modèles, je reporte le  $\chi^2$  pour chaque observations. Quelques informations basiques sont également listées pour chaque observation, comme l'angle de phase, la durée de l'observation et la densité de mesure (nombre de points).



les courbes synthétiques produites par les trois modèles de forme associés aux trois méthodes (simplement libellés LC, AO et KOALA et présentés dans la Fig. IV.33. Le modèle obtenu par KOALA est disponible de manière animée dans l'annexe A.3). La qualité du rendu des courbes de lumières va croissante du modèle ellipsoïdal (AO), au convexe (LC), puis au concave (KOALA). Ceci illustre parfaitement l'influence des hypothèses de moins en moins contraignantes pour ces trois méthodes, laissant ainsi une plus grande liberté au modèle de forme pour décrire la forme réelle de l'astéroïde (point confirmé par l'occultation stellaire, Fig. IV.30).

La forme imposée dans la représentation ellipsoïdale produit des courbes de lumières symétriques et interdit toute description de la forme. Cette représentation est donc la moins à même de décrire la forme d'un corps irrégulier (qui est le cas général). Ensuite, l'inversion de courbes de lumière produit un meilleur résultat puisque le modèle est construit de manière à les ajuster. Néanmoins, l'hypothèse de convexité se révèle ici trop forte et l'ajout d'une autre source de donnée (les images) montre que le modèle ne décrit pas correctement la forme réelle de l'astéroïde (l'information contenue par les courbes



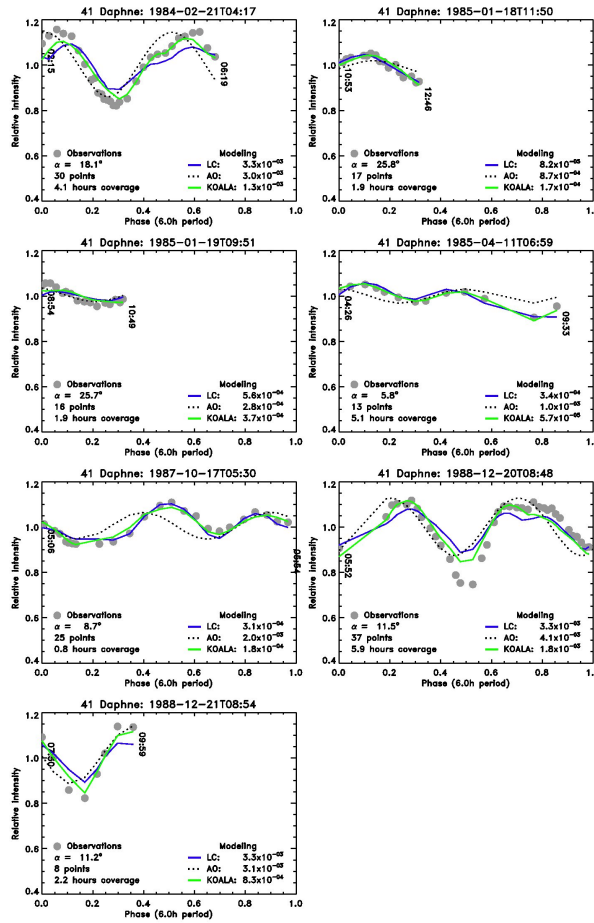
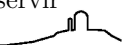


FIG. IV.32: Suite de la Fig. IV.31 pour les courbes de lumière de 1984 à 1988.

de lumière n'est assez contraignante ici). Seule l'approche combinée des images et des courbes de lumière fournit une description satisfaisante, dont les résultats sont également en accord avec une troisième source d'information (occultation).

Bien que les résultats obtenus avec KOALA soient très encourageant [voir également Descamps et al., 2009]; il est déjà possible de voir où cette méthode trouvera sa limite : l'albédo est supposé uniforme à la surface. Ainsi, si aucune mesure de la forme n'est fournie par des images, une marque d'albédo peut être interprétée à tort comme une dépression, comme précédemment discuté dans le cas de (2) Pallas. Néanmoins, comme seule une faible minorité de petits corps présente des hétérogénéités sur leur surface, ce point reste mineur. En effet, il est communément attendu que la plupart des petits corps ne présente aucune variation de surface, les observations réalisées jusqu'à présent ne recensant qu'une poignée d'objets hétérogènes [Jewitt, 2008].

**Conclusions :** chacune des trois méthodes étudiées ici semble déterminer les coordonnées des pôles de rotation des astéroïdes avec une précision de quelques degrés de manière non biaisée. Ensuite, la méthode KOALA est la seule à ajuster convenablement l'ensemble des sources de données : courbes de lumière, images et occultations stellaires. L'inversion des courbes de lumière ne peut déterminer la taille absolue des corps (et donc leur volume) et la représentation en ellipsoïde ne peut décrire correctement la forme d'un corps dès lors que celui-ci est irrégulier. Néanmoins, les hypothèses des méthodes s'appuyant uniquement sur les courbes de lumière ou sur les images du disque résolu étant plus fortes, elles permettent de travailler sur un ensemble de données plus réduit. Ainsi, l'hypothèse d'ellipsoïdité permet de déterminer le volume d'un astéroïde de manière non biaisée; et les dimensions et coordonnées du pôle peuvent ensuite servir



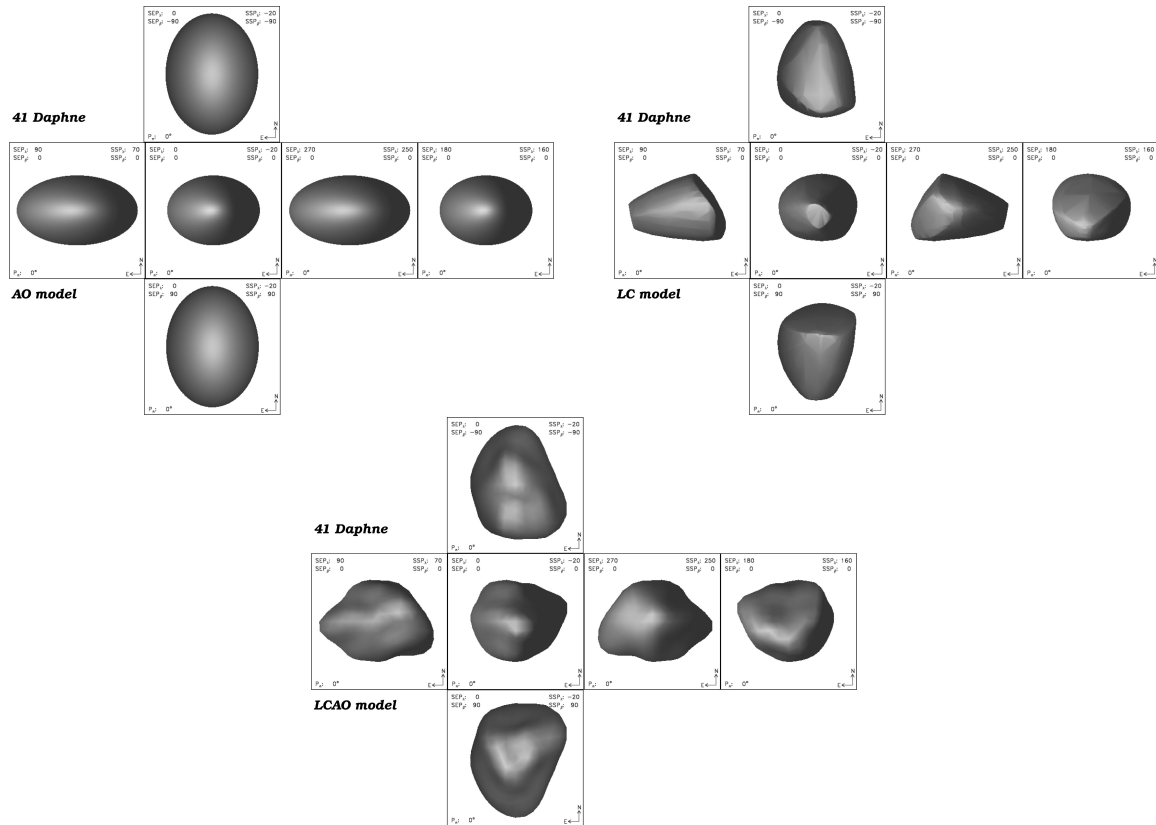


FIG. IV.33: Les trois modèles de forme de (41) Daphne discutés ici. Chaque modèle est représenté sous six angles différents (depuis chacune des extrémités de ses trois axes principaux). Pour chaque vue, les coordonnées des points sub-terrestre (SEP) et sub-solaire (SSP) sont rapportés. En haut à gauche : le modèle ellipsoïdal ; en haut à droite : le modèle obtenu par inversion des courbes de lumière de [Kasalainen et al., 2002b] ; et en bas : le modèle obtenu avec KOALA.

de valeurs initiales pour la méthode KOALA.

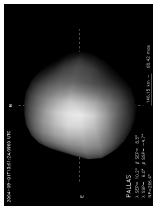
Il est finalement à noter que les différences observées entre les résultats des trois méthodes sont occasionnées par la forme hautement non convexe de (41) Daphne. Il faut donc prendre les résultats fournis par les méthodes d'inversion de courbes de lumière et d'évolution du limbe avec précaution lorsque le corps étudié n'est plus une surface convexe sans variations d'albédo. Malheureusement, le niveau de concavité d'un astéroïde ne peut être deviné par avance, bien que la présence de concavités soit plus attendue dans le cas des petits corps où la gravité n'est plus assez forte pour relaxer la forme ( $\phi \leq 200$  km).

#### IV.4.d Spin, forme et dimensions de (41) Daphne

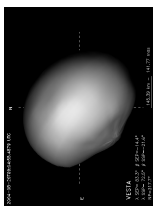
La forme irrégulière de (41) Daphne était suggérée par les images (Fig. IV.29) et par ses courbes de lumière (Fig. IV.31 & IV.32). Je base donc la description présente sur les résultats obtenus par la méthode KOALA ; les deux autres méthodes étant incapables de décrire la forme concave de (41) Daphne (voir partie IV.4.c).

Le modèle de forme dérivé est présenté dans la Fig. IV.33 et en animation dans la marge droite des pages impaires de cette thèse. Malgré la forme très irrégulière de (41) Daphne, ce modèle ajuste les contours mesurés sur les images avec une déviation moyenne de seulement 0.4 pixel! On peut voir l'ajustement parfait des contours par le modèle dans la Fig. IV.34, et celui des courbes de lumière dans les Figs. IV.31 et IV.32. Daphne est un astéroïde à la forme irrégulière présentant de fortes déviations par

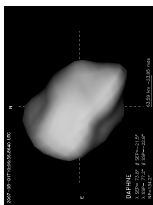
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



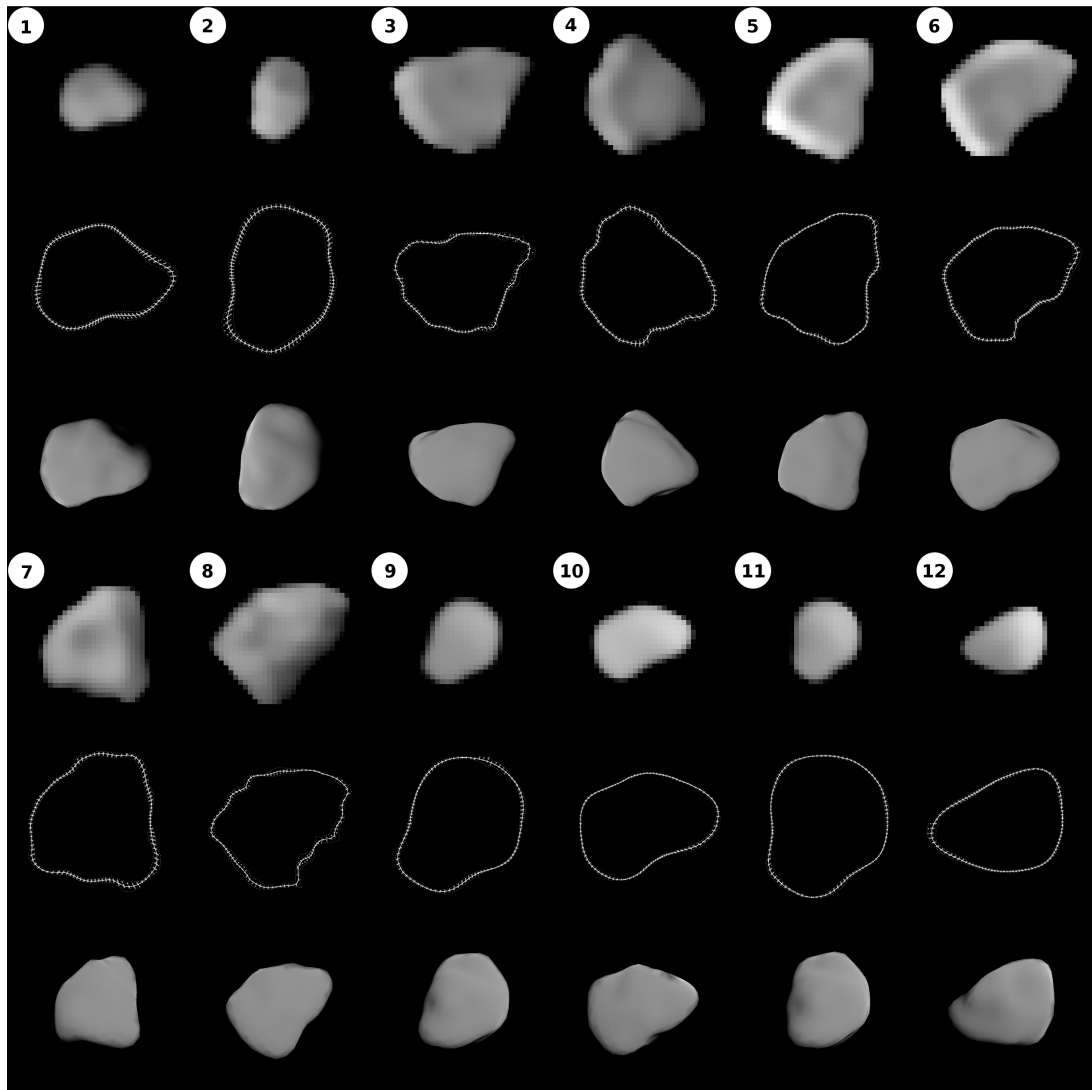
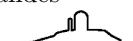


FIG. IV.34: Exemple d'images de (41) Daphne (lignes 1 et 4) et de leurs contours (lignes 2 et 5) au modèle de forme (lignes 3 et 6). La fidélité de la représentation des images fournie par le modèle de forme est bien visible ici. Les numéros correspondent à la première colonne de la Table IV.19 et permettent de retrouver les conditions d'observation pour chaque image, ainsi que les coordonnées du SEP.

rapport à un ellipsoïde. Afin de décrire ces déviations, j'ai produit une carte de son relief (Fig. IV.35) à partir de la méthode de calcul de hauteur dynamique présentée par [Thomas \[1993\]](#). Bien que d'un rayon moyen d'environ 92 km seulement, la gamme de relief à sa surface est de  $\pm 25$  km autour d'une surface ellipsoïdale de référence. Deux structures sont particulièrement remarquables :

- le "nez" situé à  $0^\circ$  en longitude, entouré par trois dépressions situées en  $(40^\circ, -30^\circ)$ ,  $(70^\circ, +40^\circ)$  et  $(310^\circ, -30^\circ)$ . Cette structure est confirmée par les cordes d'occultation (Fig. IV.30) qui montrent la dépression autour du nez dans la partie nord de l'occultation (correspondant à l'hémisphère sud de Daphne). C'est en raison de cette structure que le modèle obtenu par inversion des courbes de lumière était trop conique : la signature d'un cône pointu dans les courbes de lumière singe celle du nez.
- la grande dépression centrée sur  $180^\circ$  en longitude. [Kaasalainen et al. \[2002b\]](#) avaient déjà suggéré la présence d'une dépression à partir de leur étude des courbes de lumière : la présence de grandes





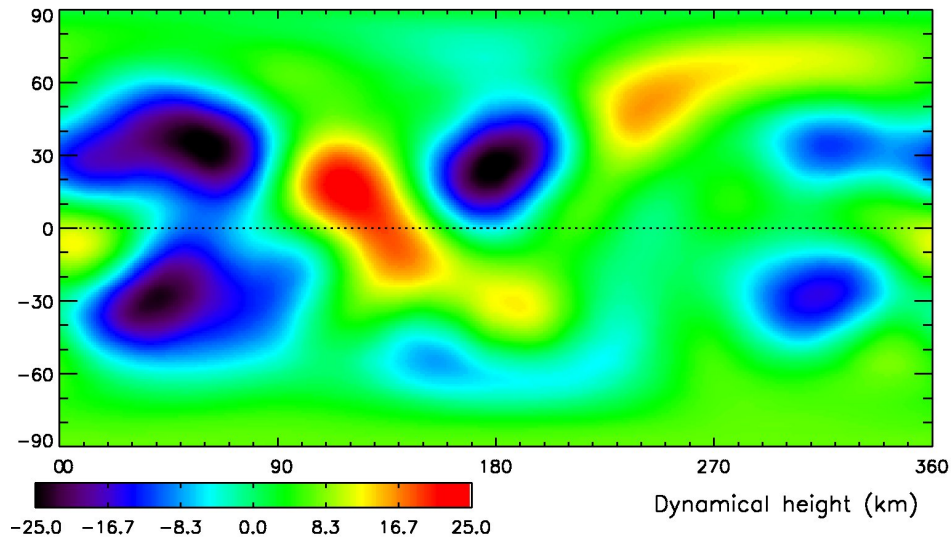
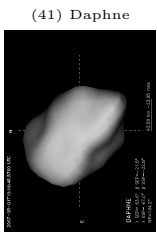
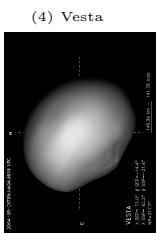
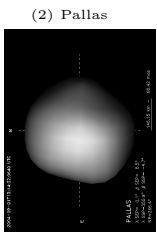


FIG. IV.35: Carte de hauteur dynamique de (41) Daphne [suivant [Thomas, 1993](#)]. Les variations d'altitude couvrent une gamme de -25 à +25 km autour de la surface ellipsoïdale de référence (rayon moyen 92 km). On voit aisément la dépression située autour de 180° de longitude, ainsi que les dépressions et la protubérance formant le nez autour de 0° de longitude. L'aspect anguleux de la face "arrière" (autour de 180°) de Daphne est ici illustrée par les structures d'altitude autour de 120° et 270° de longitude.

surfaces planes est souvent révélateur d'une concavité. Ils montrèrent également qu'une marque brillante d'albédo était probablement située au même emplacement et que cette structure était vraisemblablement un cratère d'impact. La dépression trouvée ici confirme leur hypothèse.

La présence d'une grande dépression n'est pas sans rappeler les énormes cratères découverts sur (253) Mathilde lors de son survol par la sonde *NEAR Shoemaker* [Veverka et al., 1997]. En effet, (41) Daphne et (253) Mathilde sont deux astéroïdes du complexe C (type Ch et Cb dans les taxonomies de DeMeo et al. [2009] et Bus and Binzel [2002a] respectivement) et une forte macroporosité est donc attendue [Britt et al., 2002]. À partir d'expériences de formation de cratère en laboratoire, Housen et al. [1999] ont montré que le mécanisme de formation des cratères n'était pas le même suivant la porosité : par éjection pour les surfaces solides et par compaction pour les matériaux présentant une forte porosité. Ils concluent donc que les cratères se forment par éjection dans le cas des astéroïdes de type S et par compaction pour les astéroïdes de type C. Cette capacité des astéroïdes de type C explique la présence de plusieurs cratères de taille comparable à celle de l'astéroïde. Ici, de tels impacts pourraient être responsables des concavités présentes à la surface de Daphne et expliqueraient ainsi sa forme irrégulière.



#### IV.4.e Satellite, masse et densité

Je présente une image de la découverte du satellite de (41) Daphne [Conrad et al., 2008] dans la Fig. IV.36 (en bas à droite). À partir de la mesure des positions relatives de Daphne et de son satellite (Fig. IV.36) nous avons pu contraindre leur orbite mutuelle. La projection en arrière dans le temps de l'orbite est compatible avec la détection du satellite lors de l'occultation de 1999 (corde secondaire présentée dans la Fig. IV.37). Alors, nous avons utilisé ce point astrométrique supplémentaire afin de mieux contraindre la période de l'orbite du satellite de Daphne et je présente ses paramètres orbitaux dans la Table IV.24 pour une solution orbitale circulaire (excentricité  $e$  nulle). Bien que ni les orbites excentriques, ni l'influence de la forme de Daphne n'aient pas encore été explorées (ce travail est en cours à l'heure où j'écris ces lignes), cette orbite nous permet de déterminer la masse de Daphne (en supposant que la masse du système est portée par le corps principal, dont le diamètre est évalué à  $\sim 100$  fois celui du satellite).



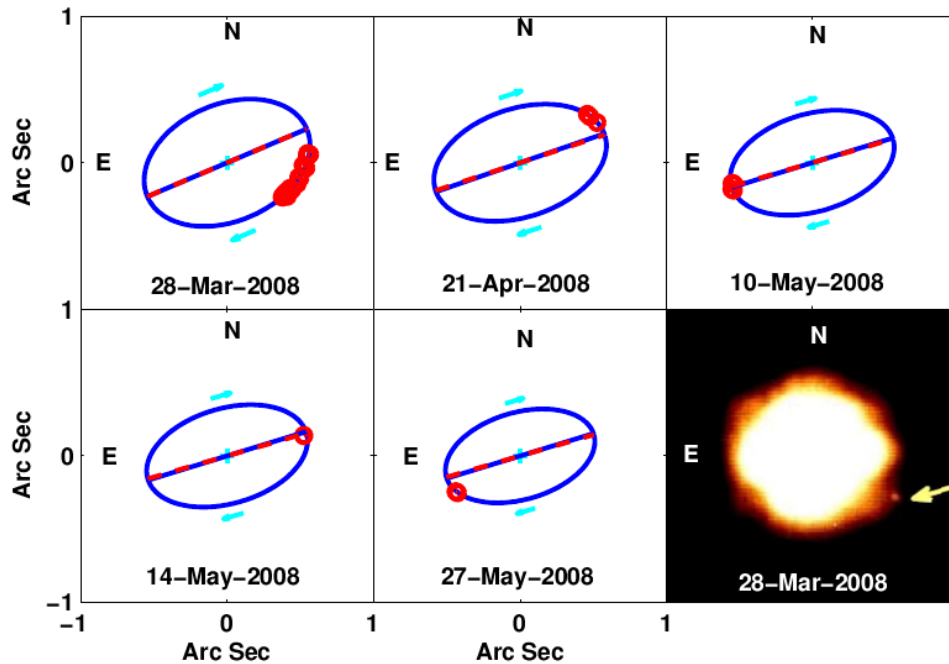


FIG. IV.36: *En bas à droite* : image de (41) Daphne et de son satellite (indiqué par la flèche) lors de sa découverte le 28 Mars 2008 [Conrad et al., 2008]. *Autres cadres* : vues schématiques de l’orbite du satellite (en bleu) à différentes dates telle que déterminée. Les positions du satellite utilisées pour contraindre l’orbite sont représentées par les cercles rouges.

La masse est évaluée à  $6.31 \pm 0.11 \times 10^{18}$  kg, soit une densité de  $1.9 \pm 0.1 \text{ g.cm}^{-3}$  (en utilisant un volume de  $3.25 \times 10^{15} \text{ m}^3$  obtenu par KOALA, voir ci-dessus). Cette mesure représente la troisième détermination de la densité d’un astéroïde de type Ch [dans la taxonomie de DeMeo et al., 2009], les deux autres étant (121) Hermione [ $\rho = 1.4_{-0.2}^{+0.5} \text{ g.cm}^{-3}$ , voir Descamps et al., 2009] et (130) Elektra [ $\rho = 1.3 \pm 0.3 \text{ g.cm}^{-3}$  (en utilisant le diamètre déterminé par OA), voir Marchis et al., 2008b]. Daphne serait donc plutôt dense pour un astéroïde de type Ch (bien qu’il soit difficile de tirer une quelconque conclusion avec seulement trois individus). Néanmoins, la densité moyenne des astéroïdes binaires de type C au sens large (*i.e.* C, Ch, et Cb) est de  $\approx 1.2 \pm 0.4 \text{ g.cm}^{-3}$ , confirmant le fait que cette forte densité est peu commune [bien que compatible avec celle des météorites CC, voir Britt et al., 2002]. Alors, si les cratères se forment par compaction dans le cas des types C comme proposé par Housen et al. [1999], alors ceux-ci augmentent la densité totale du corps en éliminant la porosité présente. Daphne pourrait alors avoir été plus compacté (impacts géants sur la face “arrière” et “avant” : autour du nez) et/ou s’être formé à partir d’éléments légèrement plus denses. L’étude détaillée de la forme d’astéroïdes binaires de type C nous permettrait de vérifier s’il y a un lien entre le nombre de cratères géants (si présents) et la valeur de la densité, testant ainsi cette hypothèse.

#### IV.4.f Conclusions et perspectives

L’étude de (41) Daphne par la méthode KOALA nous montre que la détermination de la taille, forme et propriétés de rotation fournie par cette méthode peut être considérée comme valide et robuste, même dans le cas d’un objet présentant de grandes concavités. Ceci ouvre de nombreuses possibilités quant à l’étude statistique des astéroïdes et la calibration des bases de données de diamètre comme celles fournies par IRAS et les futurs projets Gaia et Pan-STARRS.

La découverte d’un autre astéroïde de type Ch binaire dont le corps central peut être spatialement résolu nous permet de dériver une mesure précise de sa densité et ainsi d’améliorer nos connaissances



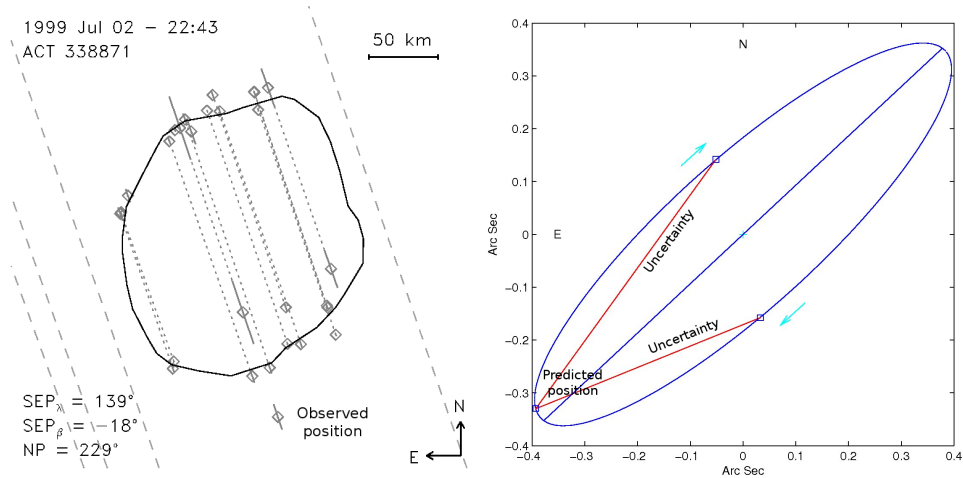
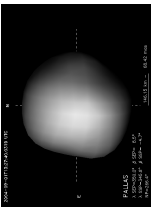


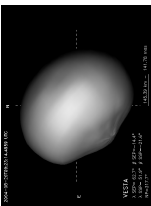
FIG. IV.37: À gauche : vue de l'occultation de 1999 (voir Fig. IV.30) avec le contour du modèle de forme obtenu par KOALA. La corde secondaire visible au sud de Daphne nous permet d'extraire la position relative du satellite par rapport au primaire. À droite : vue schématique de l'orbite du satellite de Daphne (déterminée à partir des observations de 2008), projetée à l'époque de l'occultation. La position prédite du satellite se trouve au sud-est de Daphne, mais la grande incertitude sur la période (en ne prenant en compte que les données de 2008) permet à celui-ci de se trouver tout au long d'une demi-orbite. La corde secondaire indique que le satellite se trouvait en réalité au sud (notre première détermination de la période était trop élevée) et nous a permis de mieux contraindre la période orbitale du satellite. Les paramètres de l'orbite du satellite sont répertoriés dans la Table IV.24.

sur cette classe par l'adjonction d'une nouvelle mesure de densité. D'autre part, la présence de cratères géants n'est pas sans rappeler (253) Mathilde [Thomas et al., 1999] ou (511) Davida [Conrad et al., 2007]. La capacité des astéroïdes de type C à souffrir plusieurs impacts sans pour autant être détruit supporte l'idée selon laquelle il s'agit de corps hautement poreux.

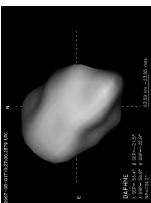
(2) Pallas



(4) Vesta



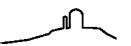
(41) Daphne





	Date (UTC)	$\Delta$ (UA)	$r$ (UA)	$\alpha$ ( $^\circ$ )	Mv (mag)	$\phi$ ( $''$ )	X	SEPA ( $^\circ$ )	SEP $_\phi$ ( $^\circ$ )	SSPA ( $^\circ$ )	SSP $_\phi$ ( $^\circ$ )	PSF
①	2008 Jan 21 - 12:23	2.19	1.78	26.2	11.3	0.16	1.74	50	-61	96	-52	Jan-21★
	2008 Jan 21 - 13:21	2.19	1.78	26.2	11.3	0.16	1.37	351	-61	38	-52	Jan-21★
②	2008 Jan 21 - 14:02	2.19	1.78	26.2	11.3	0.16	1.24	311	-61	357	-52	Jan-21★
③	2008 Mar 28 - 12:10	2.06	1.09	8.9	9.5	0.25	1.42	218	-49	230	-54	Mar-28★
④	2008 Mar 28 - 12:55	2.06	1.09	8.9	9.5	0.25	1.13	173	-49	185	-54	Mar-28★
⑤	2008 Mar 28 - 13:47	2.06	1.09	8.9	9.5	0.25	1.25	121	-49	133	-54	Mar-28★
	2008 Mar 28 - 14:10	2.06	1.09	8.9	9.5	0.25	1.34	98	-49	110	-54	Mar-28★
⑥	2008 Mar 28 - 14:30	2.06	1.09	8.9	9.5	0.25	1.44	78	-49	90	-54	Mar-28★
	2008 Mar 28 - 14:55	2.06	1.09	8.9	9.5	0.25	1.62	52	-49	64	-54	Mar-28★
⑦	2008 Apr 23 - 12:20	2.03	1.06	10.1	9.5	0.25	1.30	141	-45	129	-51	Apr-23★1
	2008 Apr 23 - 12:40	2.03	1.06	10.1	9.5	0.25	1.40	122	-45	110	-51	Apr-23★1
⑧	2008 Apr 23 - 13:00	2.03	1.06	10.1	9.5	0.25	1.53	101	-45	89	-51	Apr-23★1
⑨	2008 May 10 - 02:45	2.02	1.13	17.9	9.9	0.24	1.20	313	-43	289	-48	May-10★2
	2008 May 10 - 03:15	2.02	1.13	17.9	9.9	0.24	1.20	282	-43	258	-48	May-11★
⑩	2008 May 11 - 00:44	2.02	1.13	17.9	9.9	0.24	1.42	71	-43	46	-48	May-11★
⑪	2008 May 14 - 02:20	2.02	1.14	19.2	10.0	0.22	1.21	327	-42	300	-47	May-14★
⑫	2008 May 27 - 02:44	2.01	1.23	23.6	10.3	0.21	1.26	265	-42	233	-44	May-27★

TAB. IV.19: Distance héliocentrique ( $\Delta$ ) et géocentrique ( $r$ ), angle de phase ( $\alpha$ ), magnitude apparente dans le visible (Mv), diamètre angulaire ( $\phi$ ), et coordonnées des points point sub-terrestre (Sub-Earth Point: SEP) et point sub-solaire (Sub-Solar Point: SSP) (longitude  $\lambda$  et latitude  $\varphi$ ) pour chaque époque (donnée en UTC). Les chiffres entourés dans la première colonne indiquent les douze époques représentées dans la Fig. IV.29 (dans l'ordre). Toutes les observations ont été obtenues au W. M. Keck à l'exception de celles de Mai 2008 qui furent réalisées au VLT de l'ESO.

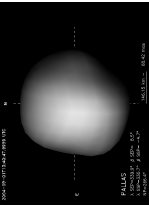




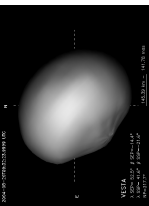
Nom	Date (UTC)	Filtre	Désignation	RA (hh :mm :ss)	DEC (dd :mm :ss)	V (mag.)	X	FWHM (mas)	(km)
Jan-21-★	2008 Jan 21 - 14 :14	Kp	HIP 56350	11 :33 :04	+12 :09 :14	12.49	1.03	41	53
Mar-28-★	2008 Mar 28 - 13 :15	Kp	1495-1515-1	15 :41 :43	+15 :18 :47	10.10	1.01	46	36
Apr-23-★1	2008 Apr 23 - 13 :40	H	HD 165046	18 :04 :27	-09 :58 :11	9.74	1.17	40	31
Apr-23-★2	2008 Apr 23 - 13 :35	Kp	HD 165046	18 :04 :27	-09 :58 :11	9.74	1.17	41	32
Apr-23-★3	2008 Apr 23 - 14 :55	H	HD 165046	18 :04 :27	-09 :58 :11	9.74	1.17	41	32
Apr-23-★4	2008 Apr 23 - 14 :40	Kp	HD 165046	18 :04 :27	-09 :58 :11	9.74	1.16	108	84
May-10-★1	2008 May 10 - 03 :00	H	HD 120365	13 :48 :51	+09 :42 :48	7.33	1.21	52	42
May-10-★2	2008 May 10 - 03 :30	H	HD 120365	13 :48 :51	+09 :42 :48	7.33	1.21	50	41
May-11-★	2008 May 11 - 01 :00	H	HD 120365	13 :48 :51	+09 :42 :48	7.33	1.47	60	49
May-14-★	2008 May 14 - 02 :35	H	HD 120365	13 :48 :51	+09 :42 :48	7.33	1.22	49	40
May-27-★	2008 May 27 - 03 :00	H	HD 120365	13 :48 :51	+09 :42 :48	7.33	1.24	51	45

TAB. IV.20: Informations de bases (désignation, coordonnées équatoriales et magnitude visuelle) sur les étoiles utilisées comme PSFs lors des observations de Daphne. Pour chaque PSF, la date et le filtre utilisé sont listés pour chaque observation, ainsi que la masse d'air. Enfin, la taille apparente (FWHM) sur le ciel et projetée à la distance de Daphne est également rapportée afin d'évaluer la qualité de la correction OA au moment des observations.

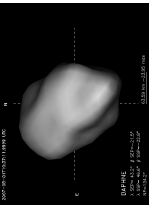
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





Date (UTC)	Inst.	Filtre	$\lambda_c$ ( $\mu\text{m}$ )	$\Delta\lambda$ ( $\mu\text{m}$ )	Images #	$\Theta$ (km)
2008 Jan 21	NIRC2	Kp	2.12	0.35	37	58
2008 Mar 28	NIRC2	J	1.25	0.16	10	20
2008 Mar 28	NIRC2	H	1.63	0.30	65	27
2008 Mar 28	NIRC2	Kp	2.12	0.35	34	36
2008 Apr 23	NIRC2	H	1.63	0.30	33	26
2008 Apr 23	NIRC2	Kp	2.12	0.35	1	35
2008 May 11	NACO	H	1.66	0.33	23	28
2008 May 14	NACO	H	1.66	0.33	8	28
2008 May 27	NACO	H	1.66	0.33	8	31

TAB. IV.21: Caractéristiques des filtres (longueur d'onde centrale  $\lambda_c$  et bande passante  $\Delta\lambda$ ) pour chaque instrument (NIRC2 au W. M. Keck et NACO au VLT), nombre d'image et taille de l'élément de résolution ( $\Theta$ ) pour chaque époque (donnée en UTC).

	$P_s$ (h)	$\lambda_0$ ( $^\circ$ )	$\beta_0$ ( $^\circ$ )	$\alpha_0$ ( $^\circ$ )	$\delta_0$ ( $^\circ$ )	$W_0$ ( $^\circ$ )
LC	$5.98798 \pm 10^{-5}$	$198 \pm 5$	$-32 \pm 5$	$185 \pm 5$	$-36 \pm 5$	$242 \pm 2$
OA	$5.98798 \pm 10^{-5}$	$199 \pm 1.2$	$-32 \pm 1.2$	$183 \pm 1.2$	$-37 \pm 1.2$	$242 \pm 2$
KOALA	$5.987980 \pm 10^{-6}$	$198 \pm 3$	$-31 \pm 3$	$183 \pm 3$	$-35 \pm 3$	$242 \pm 2$

TAB. IV.22: Coordonnées du pôle dans un repère écliptique ( $\lambda, \beta$ ) ainsi qu'équatorial ( $\alpha, \delta$ ) liés à l'époque J2000 pour chacune des méthodes discutées dans le texte : inversion de courbes de lumière (LC) [Kaasalainen et al., 2002b], hypothèse d'ellipsoïdité (OA) et méthode KOALA. La période sidérale de rotation ( $P_s$ ) ainsi que l'angle de rotation absolu à l'époque J2000 ( $W_0$ ). La phase rotationnelle ( $W$ ) de (41) Daphne peut alors s'obtenir en calculant :  $W = 1442.89^\circ \times d$ , où  $d$  est le nombre de jours écoulés depuis l'époque J2000.0.

	$a/b$	$b/c$	$a$ (km)	$b$ (km)	$c$ (km)	$R$ (km)	$V$ ( $\times 10^{15} \text{ m}^3$ )
LC	1.31	1.20	116	85	75	91	3.24
1- $\sigma$	-	-	-	-	-	-	-
OA	1.30	1.33	120	91	69	91	3.15
1- $\sigma$	0.01	0.06	1	1	6	3	0.14
KOALA	1.23	1.16	111	90	78	92	3.25
1- $\sigma$	0.04	0.04	2	2	1	2	0.18

TAB. IV.23: Dimensions des différents axes ( $a$ ,  $b$  et  $c$ ) et leurs rapports ( $a/b$  et  $b/c$ ), rayon moyen ( $R = \sqrt[3]{abc}$ ) et volume de (41) Daphne pour les trois méthodes d'analyse : inversion de courbe de lumière [Kaasalainen et al., 2002b], évolution du limbe (chapitre III.2.b) et KOALA (chapitre III.3.b). NB : l'inversion des courbes de lumière ne fournissant aucune mesure absolue des dimensions, j'ai ajusté la taille de ce modèle au diamètre moyen dérivé par IRAS [182 km, Tedesco et al., 2002, 2004]. Les erreurs rapportées ici quantifient la déviation des modèles aux observations. Une discussion avancée sur les erreurs systématiques est disponible dans le corps du texte.

$P_o$ (j)	$a$ (km)	$i$ ( $^\circ$ )	$N$ ( $^\circ$ )	Écliptique ( $\lambda_0, \beta_0$ en $^\circ$ )	Équatorial ( $\alpha_0, \delta_0$ en $^\circ$ )
$1.138298 \pm 0.000002$	$469 \pm 3$	$132.7 \pm 0.6$	$272.2 \pm 0.7$	$(202, -38) \pm 1$	$(182, -43) \pm 1$

TAB. IV.24: Période orbitale ( $P_o$ ), demi-grand axe ( $a$ ), inclinaison ( $i$ ), excentricité ( $e$ ), noeud ( $N$ ) et coordonnées du pôle de l'orbite du satellite de (41) Daphne (en écliptique et équatorial J2000.0).



# Chapitre V

## Ouverture à d'autres techniques

Durant ces trois ans, j'ai également participé à des projets n'utilisant pas l'imagerie à haute résolution angulaire. En effet, à chaque question scientifique va correspondre un besoin d'information précis, et donc une stratégie d'observation pour obtenir ces renseignements. J'ai donc utilisé les techniques de photométrie, d'astrométrie et de spectroscopie dans le moyen infrarouge pour tenter de répondre aux questions scientifiques suivantes :

- 1) la famille dynamique du TNO (136108) Haumea est-elle réellement une famille? J'ai donc caractérisé le lien entre les candidats et Haumea en recherchant de la glace d'eau à leur surface, 2) quelle est la source d'énergie à l'origine de la structure cristalline de la glace présente en surface de Haumea et de ses satellites (V.1)? et 3) est-il possible d'étendre la gamme de longueur d'onde vers l'infrarouge moyen pour étudier la minéralogie des astéroïdes (V.2)?

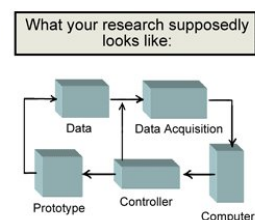


Figure 1. Experimental Diagram



Figure 2. Experimental Mess

### Sommaire

---

V.1	Le trans-Neptunien (136108) Haumea (2003 EL <sub>61</sub> ) . . . . .	<b>129</b>
V.1.a	Un objet unique dans la ceinture de Kuiper . . . . .	129
V.1.b	Étude photométrique de la famille de (136108) Haumea . . . . .	130
V.1.c	Spectro-imagerie du système triple (136108) Haumea . . . . .	134
V.2	Composition des astéroïdes dans le moyen infrarouge . . . . .	<b>138</b>
V.2.a	Pourquoi étendre la gamme de longueur d'onde? . . . . .	138
V.2.b	Les astéroïdes de type S comme étalon . . . . .	138
V.2.c	Discussion . . . . .	140
V.2.d	Conclusion . . . . .	142

---



## V.1 Le trans-Neptunien (136108) Haumea (2003 EL<sub>61</sub>)

### V.1.a Un objet unique dans la ceinture de Kuiper

Le TNO (136108) Haumea (2003 EL<sub>61</sub>) fut découvert en 2004 (contrairement à ce que sa désignation laisse supposer) et 2005 par deux équipes différentes. Sa magnitude apparente (il s'agit du troisième trans-Neptunien par ordre de luminosité) et sa distance indiquèrent alors qu'il s'agissait d'un objet de taille comparable à celle de (134340) Pluton. L'étude de ses courbes de lumière montra que sa période de rotation est étonnamment courte ;  $\sim 3.9$  h pour un diamètre d'environ 1400 km, faisant de Haumea le corps de plus de 100 km du système solaire tournant le plus rapidement sur lui-même [Rabinowitz et al., 2006]. L'amplitude et la forme de ses courbes de lumière montra également que (136108) Haumea est un corps très allongé, en forme de ballon de rugby, avec une variation hémisphérique d'albédo [Rabinowitz et al., 2006; Lacerda et al., 2008].

L'étude spectroscopique d'Haumea dans le visible et proche infrarouge [Barkume et al., 2006; Trujillo et al., 2007; Merlin et al., 2007] montra que sa surface est majoritairement composée de glace d'eau, sous forme cristalline et amorphe [dans des proportions similaires, voir Pinilla-Alonso et al., 2009]. Or, la présence de glace d'eau sous forme cristalline n'est pas attendue à cette distance du Soleil. En effet, les rayons cosmiques et le vent solaire vont détruire la structure cristalline de la glace et la transformer en glace amorphe, sur une échelle de temps de quelques millions à quelques centaines de millions d'années [Mastrapa and Brown, 2006] Et bien que la cristallisation de la glace d'eau soit une réaction exothermique, elle nécessite une certaine énergie d'activation. Ainsi, le temps caractéristiques ( $t_c$ ) de cristallisation (où l'ensemble de la glace amorphe se transforme en glace cristalline) est donné par

$$t_c = \Lambda . e^{-\frac{E_A}{kT}} \quad (\text{Eq. V.1})$$

où  $\Lambda = 9.5410^{-14}$  s est une constante, et  $-\frac{E_A}{k} = 5370$  K est l'énergie d'activation de la réaction. Ces quantités furent mesurées en laboratoire par Schmitt et al. [1988] entre autres. La température fournie par le rayonnement solaire est d'environ 50 K à la distance héliocentrique de Haumea. La durée de la réaction de cristallisation à cette température est plus longue que l'âge du système solaire. Des températures de 80 et 90 K induisent respectivement des temps caractéristiques de  $\sim 10^8$  et  $\sim 10^5$  ans respectivement. On peut donc conclure que un apport de température d'environ 35-40 K doit être fourni à Haumea pour expliquer la présence de glace cristalline à sa surface. Ceci indique donc la présence d'une source d'énergie permettant la conversion de la glace amorphe en cristalline.

À partir d'observations par imagerie à haute résolution angulaire, Brown et al. [2005] découvrirent un satellite, Hi'iaka, autour de Haumea, bientôt suivi d'un second, Namaka [Brown et al., 2006]. La mesure de leur flux relatif dans le proche infrarouge (1.1 et 1.6  $\mu\text{m}$ ) indique que le rapport de taille entre Haumea et ses satellites et de 1 : 0.29 : 0.14 [Fraser and Brown, 2009], soit un rayon d'environ 200 et 100 km pour Hi'iaka et Namaka respectivement (les estimations de taille supposent un rayon de  $\sim 690$  km pour Haumea et le même albédo pour les trois objets). La mesure de la différence de flux entre 1.1 et 1.6  $\mu\text{m}$  leur permit de détecter la présence de glace d'eau sur les deux satellites [confirmant le résultat de Barkume et al., 2006, sur Hi'iaka], toutefois sans indication sur la structure de cette glace (cristalline ou amorphe). Les mesures successives des positions relatives de Haumea et de ses deux satellites ont également permis à Ragozzine and Brown [2009] de contraindre leurs orbites et de mesurer ainsi la masse de (136108) Haumea. La densité dérivée est comprise entre 2.5 et 3.3  $\times 10^3$  kg.m<sup>-3</sup>, où l'incertitude est presque entièrement due à l'incertitude sur la détermination de la taille d'Haumea, obtenue de manière indirecte [Rabinowitz et al., 2006].

Tout d'abord cette densité est élevée par rapport aux autres grands TNOs :  $\sim 2.0$  et  $\sim 2.3 \times 10^3$  kg.m<sup>-3</sup> pour (134340) Pluton et (136199) Éris. Mais surtout, elle est révélatrice de la structure différenciée de Haumea : les spectres de sa surface indiquent une composition faite de 90% de glace d'eau [Barkume et al., 2006; Trujillo et al., 2007; Merlin et al., 2007; Pinilla-Alonso et al., 2009] dont la densité est proche de 1000 kg.m<sup>-3</sup>. Alors, seule la présence de matériaux plus denses à l'intérieur d'Haumea peut expliquer sa forte densité. Actuellement, il est acquis que les objets au sein de ceinture de Kuiper se forment à partir d'un mélange de silicates et de glaces, avec une domination des glaces. Pourquoi ce rapport serait-il inversé dans le cas de Haumea ?







Pour expliquer la formation des deux satellites, [Brown et al. \[2006\]](#) invoqua un impact majeur dans l'histoire d'Haumea. Les satellites se seraient alors formés par accrétion des éjecta du cratère de cet impact. Ce scénario fournit également une explication pour les autres propriétés étranges de Haumea : l'impact aurait arraché une grande partie de sa matière, expliquant ainsi sa forme et sa densité (seules les couches externes auraient été emportées, laissant une majorité de silicates) et lui aurait transféré du moment cinétique, le plaçant ainsi dans cet état de rotation très rapide. Ce scénario devient d'autant plus plausible quand un groupe d'objet put être relié dynamiquement à (136108) Haumea, faisant de lui le premier corps parent d'une famille dans la ceinture de Kuiper [[Brown et al., 2007](#); [Ragozzine and Brown, 2007](#)].

Ce scénario permet d'expliquer toutes les propriétés spécifiques à Haumea, sauf la présence de glace d'eau sous forme cristalline à sa surface. En effet, la dispersion des objets indique que l'impact a eu lieu il y a au moins un milliard d'années, durée durant laquelle la glace a pu s'amorphiser. Quelle est la source d'énergie permettant la cristallisation ? Y a-t-il assez d'éléments radioactifs, ou bien les effets de marées entre Haumea et ses satellites fournissent-ils assez d'énergie ? D'autre part, quelle est la structure de la glace à la surface des satellites ?

### V.1.b Étude photométrique de la famille de (136108) Haumea

La liste des candidats possible à la famille de Haumea proposée par [Brown et al. \[2007\]](#) et [Ragozzine and Brown \[2007\]](#) était basée sur des critères dynamiques uniquement. Nous avons alors observé 22 de ces objets (voir également l'article soumis à A&A présenté en annexe C) afin d'obtenir leurs couleurs dans le visible et le proche infrarouge et vérifier leur origine commune [[Cellino et al., 2002](#)].

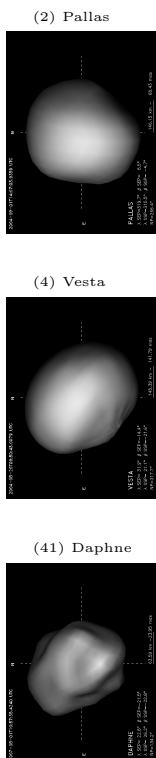
**Observations :** nous avons observé 22 TNOs dans le visible (B, V, R, i) avec EFOSC2 à La Silla et dans le proche infrarouge (J, CH<sub>4</sub>) avec High Acuity Wide field K-band Imager (Hawk-I) au VLT entre Juin 2008 et Janvier 2009 (Tables V.1 et V.2). L'ensemble des couleurs nous permet d'identifier les objets similaires à Haumea, et la différence J-CH<sub>4</sub> la présence de glace d'eau (voir la description de Hawk-I au chapitre II.3). Je présente ces observations comparées au spectre de Haumea [provenant de [Merlin et al., 2007](#)] dans la Fig. V.1.

**Identification :** la simple comparaison des couleurs de ces objets avec le spectre de Haumea présentée dans la Fig. V.1 permet d'identifier les corps rattachés à Haumea et les intrus. En effet, comme souligné par [Cellino et al. \[2002\]](#), l'identification de familles ne peut s'appuyer sur les seuls liens dynamiques et doit être vérifiée par photométrie ou spectroscopie, tous les membres de la famille possédant un spectre globalement similaire.

La détermination de l'existence réelle de cette famille est ici facilitée par la relative faible importance et la distribution aléatoire des TNOs couverts de glace au sein de la ceinture de Kuiper. En effet, les objets présentant la signature de la glace d'eau (dans le proche infrarouge) possèdent tous un spectre visible plat, sans pente ni absorption [et appartiennent donc à la classe BB, voir [Fulchignoni et al., 2008](#)]. Or, cette classe représente au maximum 20% des TNOs observés. Ensuite, analysant la distribution des corps glacés, [Barucci et al. \[2008a\]](#) ne trouvèrent aucune tendance pour leur répartition dans la ceinture de Kuiper (ni avec leurs propriétés physiques comme le diamètre...). Alors, la concentration autour de Haumea d'objets présentant de la glace d'eau (dans une proportion supérieure aux  $\approx 20\%$  communs à l'ensemble de la ceinture de Kuiper) confirme l'existence de la famille, et nous fournit un moyen simple d'identifier ses membres des intrus.

Nous avons alors confirmé l'appartenance à la famille de Haumea pour 7 TNOs pour lesquels des mesures de couleurs ou de spectres avaient été réalisées [e.g. [Barkume et al., 2008](#)], ainsi que pour 2 nouveaux objets. Nous avons également repéré 13 intrus dont les couleurs indiquent clairement qu'ils ne sont pas originaires de Haumea. Je résume toutes ces informations dans la Table V.3.

À partir de l'étude statistique de la période de rotation des individus d'une population, il est possible de contraindre leur densité sous certaines hypothèses sur leur forme [e.g. [Jewitt, 2008](#)]. Notre programme d'observations comportait l'obtention de courbes de lumière afin de contraindre la densité des membres de la famille de Haumea et ainsi vérifier le scénario proposé par [Brown et al. \[2006\]](#) selon lequel ils seraient formés des couches externes de Haumea. Dans un tel cas, leur densité devrait être proche de  $1000 \text{ kg.m}^{-3}$





	Objet (#) (Désignation)	$\Delta$ (AU)	$r$ (AU)	$\alpha$ ( $^\circ$ )	Époques (#)
<i>3 - 5 Juin 2008, EFOSC2</i>					
	206249 1998 HL <sub>151</sub>	38.9	38.2	1.0	$2 \times BVRi$
	213138 1999 OH <sub>4</sub>	39.1	39.6	1.3	$BVRi$
	213140 1999 OK <sub>4</sub>	46.4	45.8	1.1	$BVRi$
	86047 1999 OY <sub>3</sub>	40.1	39.7	1.3	$11 \times R$
	130391 2000 JG <sub>81</sub>	34.8	33.8	0.5	$BVRi$
	225841 2001 FU <sub>172</sub>	31.8	30.9	1.0	$BVRi$
	242457 2002 GH <sub>32</sub>	43.1	42.2	0.7	$3 \times BVi, 18 \times R$
	136108 Haumea	51.1	50.6	1.0	$BVRi$
	263969 2003 HA <sub>57</sub>	32.7	32.0	1.3	$BVRi$
	263966 2003 HX <sub>56</sub>	46.5	45.9	1.0	$2 \times BVRi$
	288553 2004 PT <sub>107</sub>	38.3	37.9	1.4	$4 \times BVi, 24 \times R$
	308952 2005 GE <sub>187</sub>	30.8	29.9	0.9	$3 \times BVi, 33 \times R$
<i>30 Août - 1 Septembre 2008, EFOSC2</i>					
	204975 1996 RQ <sub>20</sub>	39.6	39.0	1.1	$4 \times R$
	213138 1999 OH <sub>4</sub>	39.1	38.2	0.6	$2 \times BVRi$
	86177 1999 RY <sub>215</sub>	35.8	34.8	0.2	$21 \times R$
	224522 2001 QC <sub>298</sub>	40.6	39.6	0.3	$17 \times R$
	265974 2003 QX <sub>91</sub>	33.6	32.6	0.5	$4 \times R$
	270380 2003 SQ <sub>317</sub>	39.3	38.3	0.6	$15 \times R$
	120347 2004 SB <sub>60</sub>	44.0	43.1	0.6	$16 \times R$
	308952 2005 GE <sub>187</sub>	30.8	31.1	1.7	$17 \times R$
	202421 2005 UQ <sub>513</sub>	48.8	48.1	0.8	$10 \times R$
<i>9 Septembre 2008, Hawk-I</i>					
	86047 1999 OY <sub>3</sub>	40.2	39.4	0.8	J, CH <sub>4</sub>
	86177 1999 RY <sub>215</sub>	35.8	34.8	0.3	J, CH <sub>4</sub>
	224522 2001 QC <sub>298</sub>	40.6	39.6	0.2	J, CH <sub>4</sub>
	55636 2002 TX <sub>300</sub>	41.4	40.6	0.8	J, CH <sub>4</sub>
	120178 2003 OP <sub>32</sub>	41.4	40.6	0.6	J, CH <sub>4</sub>
	270380 2003 SQ <sub>317</sub>	39.3	38.3	0.4	J, CH <sub>4</sub>
	136199 Eris	96.7	95.9	0.4	J, CH <sub>4</sub>
	273281 2003 UZ <sub>117</sub>	39.4	38.9	1.3	J, CH <sub>4</sub>
	288553 2004 PT <sub>107</sub>	38.3	37.4	0.7	J, CH <sub>4</sub>
	308952 2005 GE <sub>187</sub>	30.8	31.3	1.6	J, CH <sub>4</sub>
	202421 2005 UQ <sub>513</sub>	48.8	48.0	0.7	J, CH <sub>4</sub>
<i>29 - 31 Décembre 2008, EFOSC2</i>					
	20161 1996 TR <sub>66</sub>	40.3	40.0	1.4	$2 \times BVRi$
	181855 1998 WT <sub>31</sub>	38.0	37.3	1.0	$2 \times BVi, 10 \times R$
	207882 1999 CD <sub>158</sub>	47.6	46.5	0.6	$BVi, 24 \times R$
	212779 2000 CG <sub>105</sub>	46.8	46.1	0.8	$2 \times BVi, 22 \times R$
	271910 2003 TH <sub>58</sub>	36.0	35.1	0.5	$2 \times BVi, 23 \times R$
	303586 2005 CB <sub>79</sub>	40.1	39.3	0.9	$BVi, 2 \times R$
<i>4 Janvier 2009, Hawk-I</i>					
	55565 2002 AW <sub>197</sub>	46.6	45.8	0.7	J, CH <sub>4</sub>
	136108 Haumea	51.1	51.1	1.1	J, CH <sub>4</sub>
	271910 2003 TH <sub>58</sub>	36.0	35.1	0.7	J, CH <sub>4</sub>
	303586 2005 CB <sub>79</sub>	40.0	39.2	0.8	J, CH <sub>4</sub>

TAB. V.1: Distances héliocentrique ( $\Delta$ ) et géocentrique ( $r$ ), angle de phase ( $\alpha$ ) et nombre d'époques observées pour chaque date pour l'ensemble des objets présentés ici.



Filtre	Instrument	$\lambda_c$ ( $\mu\text{m}$ )	$\Delta\lambda$ ( $\mu\text{m}$ )
B	EFOSC2	0.440	0.094
V	EFOSC2	0.548	0.113
R	EFOSC2	0.643	0.165
i	EFOSC2	0.793	0.126
J	Hawk-I	1.258	0.154
CH <sub>4</sub>	Hawk-I	1.575	0.112

TAB. V.2: Longueur d'onde centrale ( $\lambda_c$ ) et bande passante ( $\Delta\lambda$ ) pour chaque filtre utilisé dans cette étude.

(glace d'eau pure). Malheureusement, les conditions météorologiques nous ont interdit d'observer durant 7 des 14.5 nuits à notre disposition et seuls 7 objets ont pu être suivis afin d'obtenir leur courbes de lumière. De ces objets, seuls deux sont des membres confirmés de la famille de Haumea (1999 OY<sub>3</sub> et 2003 SQ<sub>317</sub>), les cinq autres étant des intrus. Nous n'avons donc pas pu étudier contrairement la densité des éjecta de Haumea.

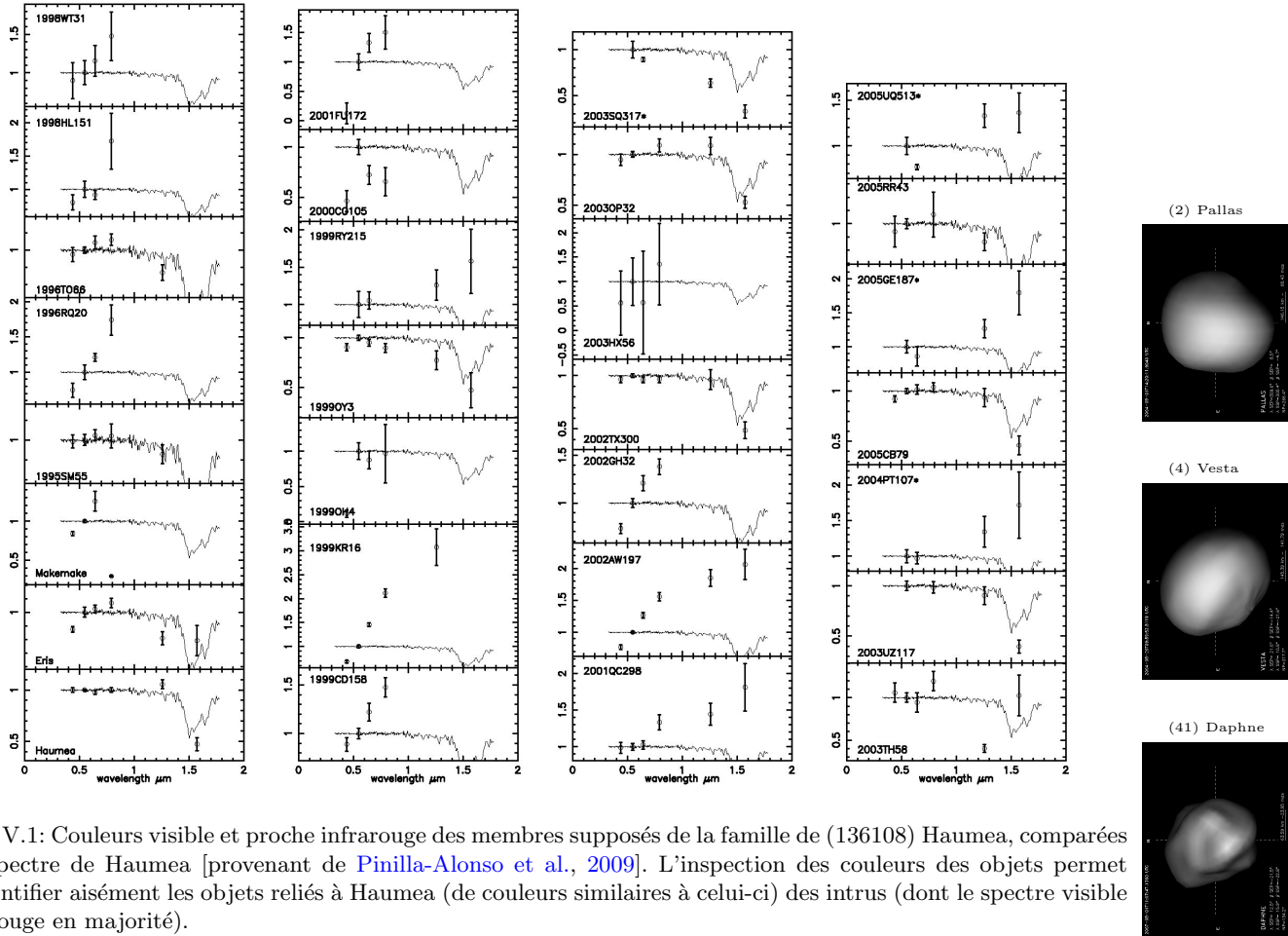


FIG. V.1: Couleurs visible et proche infrarouge des membres supposés de la famille de (136108) Haumea, comparées au spectre de Haumea [provenant de Pinilla-Alonso et al., 2009]. L'inspection des couleurs des objets permet d'identifier aisément les objets liés à Haumea (de couleurs similaires à celui-ci) des intrus (dont le spectre visible est rouge en majorité).

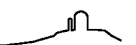
**Conclusions :** les mesures présentées ici montrent qu'environ la moitié des objets répertoriés par Ragozzine and Brown [2007] peuvent effectivement être liés à (136108) Haumea. L'existence de cette famille est donc démontrée et celle-ci constitue la première découverte dans la ceinture de Kuiper. L'im-



(#)	Objet (Désignation)	penne (%/100 nm)	(J-CH <sub>4</sub> )	membre ?
24835	1995 SM <sub>55</sub> <sup>†</sup>	0.12	–	O
204975	1996 RQ <sub>20</sub>	2.76	–	N
19308	1996 TO <sub>66</sub> <sup>†</sup>	0.24	–	O
20161	1996 TR <sub>66</sub>			?
	1997 RX <sub>9</sub>			?
211180	1998 HL <sub>151</sub>	0.36	–	O?
181855	1998 WT <sub>31</sub>	1.71	–	?
207882	1999 CD <sub>158</sub>	1.74	–	?
40314	1999 KR <sub>16</sub>	4.12	–	N
208271	1999 OH <sub>4</sub>	0.57	–	?
	1999 OK <sub>4</sub>			?
86047	1999 OY <sub>3</sub> <sup>†</sup>	-0.07	-0.26 ± 0.36	O
86177	1999 RY <sub>215</sub>	0.55	0.52 ± 0.22	N
212779	2000 CG <sub>105</sub>	-0.63	–	O?
130391	2000 JG <sub>81</sub>			?
	2001 FU <sub>172</sub>		–	?
224522	2001 QC <sub>298</sub>	-7.30	0.52 ± 0.14	N
55565	2002 AW <sub>197</sub>	2.29	0.39 ± 0.08	N
242457	2002 GH <sub>32</sub>	-8.91	–	?
55636	2002 TX <sub>300</sub> <sup>†</sup>	0.36	-0.47 ± 0.13	O
136108	Haumea <sup>†</sup>	-0.01	-0.60 ± 0.11	O
263969	2003 HA <sub>57</sub>			?
263966	2003 HX <sub>56</sub>	1.73	–	?
120178	2003 OP <sub>32</sub> <sup>†</sup>	-1.27	-0.51 ± 0.08	O
265974	2003 QX <sub>91</sub>	-5.89	–	?
270380	2003 SQ <sub>317</sub>	0.00	-0.45 ± 0.20	O
271910	2003 TH <sub>58</sub>	0.46	1.29 ± 0.20	N
273281	2003 UZ <sub>117</sub> <sup>†</sup>	0.00	-0.62 ± 0.12	O
288553	2004 PT <sub>107</sub>	-0.32	0.54 ± 0.22	N
120347	2004 SB <sub>60</sub>	1.07	–	?
303586	2005 CB <sub>79</sub>	0.34	-0.50 ± 0.17	O
136472	Makemake	-1.75	–	?
308952	2005 GE <sub>187</sub>	-1.46	0.65 ± 0.14	N
145453	2005 RR <sub>43</sub> <sup>†</sup>			O
202421	2005 UQ <sub>513</sub>	-2.40	0.30 ± 0.12	N
136199	Eris	0.60	0.25 ± 0.11	–

TAB. V.3: Penne visible et différence de couleur J-CH<sub>4</sub> pour l'ensemble des membres supposés de la famille de (136108) Haumea, ainsi que (136199) Eris. La dernière colonne statue sur l'appartenance confirmée (O) ou non (N) à la famille. Les objets pour lesquels aucune observation n'est disponible ou ne permet de conclure sont notés par “?”.

<sup>†</sup> Listés comme membres par [Ragozzine and Brown \[2007\]](#).





portance de l'étude des familles est considérable; c'est à partir de l'étude des familles que les liens météorites-astéroïdes commencent à être compris [e.g. Binzel and Xu, 1993] ainsi que les processus non gravitationnels [e.g. Slivan et al., 2003; Vernazza et al., 2009]. La découverte d'une famille dans la ceinture de Kuiper offre la possibilité de mieux comprendre les processus s'y déroulant, en particulier la dynamique [Levison et al., 2008]

### V.1.c Spectro-imagerie du système triple (136108) Haumea

Comme précisé dans les chapitres IV.1.d et IV.3, la technique de spectro-imagerie permet de combiner les avantages de l'imagerie, en fournissant des informations localisées spatialement, et de la spectroscopie, avec une résolution spectrale permettant l'analyse de la composition. C'est donc le moyen adéquat pour étudier la glace à la surface de Haumea et de ses satellites, ainsi que la dynamique du système.

**Observations :** nous avons observé (136108) Haumea le 15 Mars 2007 lors de la vérification scientifique du mode d'OA assisté par LGS de l'instrument SINFONI au VLT. La boucle OA était fermée sur l'étoile artificielle et Haumea fut lui-même utilisé comme TTS (voir chapitre II.2) afin de fournir une correction OA optimale. Les conditions atmosphériques étaient extrêmement bonnes avec un seeing de 0.5-0.6". Le réseau H+K fut utilisé afin de couvrir les bandes atmosphériques H et K, couvrant le domaine 1.5-2.4  $\mu\text{m}$ , simultanément. L'échelle des pixels fut choisie à 100 mas/pixel comme compromis entre la résolution spatiale et la quantité de flux reçu par pixel (afin d'optimiser le rapport signal à bruit des spectres). L'étoile HD 142093 ( $M_v \sim 7.4$ , G2V) fut observée juste après Haumea (mais en mode NGS) à une masse d'air similaire afin de corriger le spectre d'Haumea des contributions solaire et tellurique.

Les observations furent réduites en utilisant la version 1.9.3 du paquet de réduction de données fourni par l'ESO. La carte des mauvais pixels, de courant sombre et de champs plat ainsi que la calibration en longueur d'onde furent obtenues par la procédure standard de l'ESO. À chaque observation de Haumea et de l'étoile de référence fut alors soustrait une image du ciel, obtenue proche en temps et distance sur le ciel, et les effets de champs plat et mauvais pixels furent corrigé. La qualité de la soustraction du fond du ciel fut améliorée en utilisant la correction des résidus du ciel du paquet de réduction ainsi qu'en soustrayant le niveau médian de l'image à chaque longueur d'onde dans les cubes. La Fig. V.2 présente ces observations comparées aux résultats obtenus sans correction par OA.

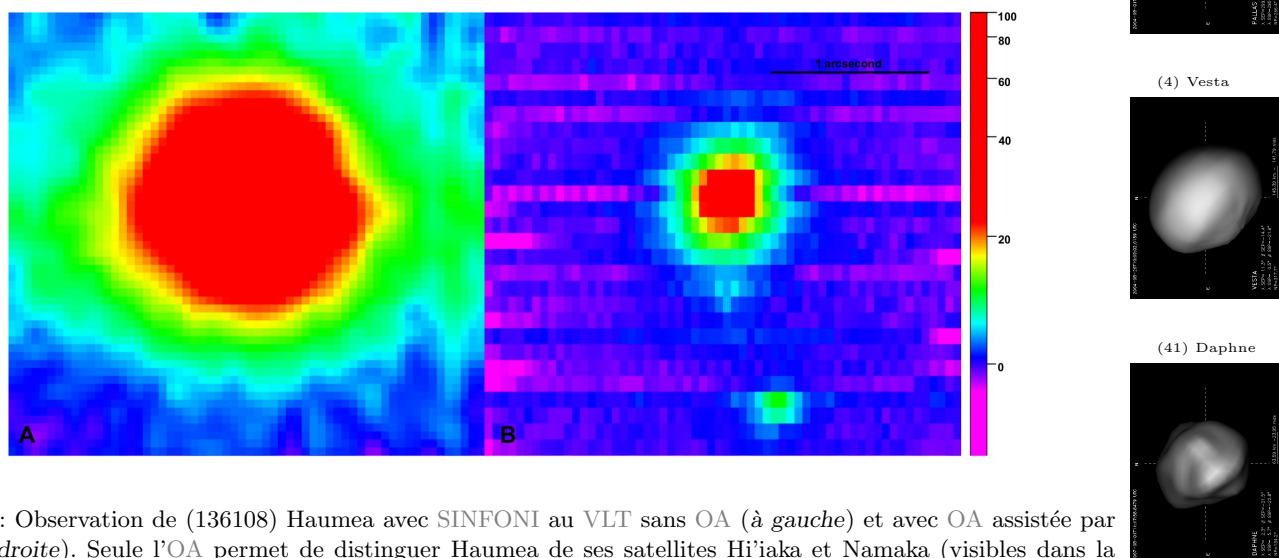


FIG. V.2: Observation de (136108) Haumea avec SINFONI au VLT sans OA (à gauche) et avec OA assistée par LGS (à droite). Seule l'OA permet de distinguer Haumea de ses satellites Hi'iaka et Namaka (visibles dans la partie de droite).

**Structure de la glace d'eau :** nous avons modélisé les spectres de Haumea et de son principal satellite Hi'iaka en utilisant le modèle de transfert radiatif de Hapke [1993] avec comme paramètres la taille des



grains et les abondances relatives des différents composés (voir Table V.4 pour les résultats des modèles). La présence de glace d'eau à la surface de Haumea et de Hi'iaka découverte par [Barkume et al. \[2006\]](#) et [Fraser and Brown \[2009\]](#) est confirmée (Fig. V.3). Les données nous permettent même d'aller plus loin et de caractériser la structure de la glace à la surface de Hi'iaka. Tout comme Haumea, Hi'iaka est recouvert (ou entièrement composé) de glace d'eau à 99%. Cette glace est majoritairement sous forme cristalline (comme l'indique la forte signature à  $1.65 \mu\text{m}$  dans les spectres, voir Fig V.3). Néanmoins, si environ 20% de glace amorphe est nécessaire pour reproduire le spectre de Haumea, le spectre d'Hi'iaka peut s'expliquer par la seule présence de glace cristalline [en accord avec les récents résultats de [Pinilla-Alonso et al., 2009](#), sur Haumea].

Au vu de la durée de vie de la glace cristalline avant amorphisation sous l'effet des particules chargées du vent solaire, il apparaît que la surface de Haumea et de Hi'iaka (et probablement Namaka) sont récentes ou rafraîchies. Nous savons par simulation dynamique que l'impact qui créa la famille de Haumea et les satellites eux-mêmes s'est produit il y a trop longtemps ( $\sim 1$  milliard d'années) pour en être responsable. Le cryo-volcanisme est une autre possibilité : l'ammoniac descend la température du point triple de l'eau et favorise ainsi la présence de geysers ou volcanisme dans les milieux froids. Néanmoins, l'absence de signature d'ammoniac (autour de  $2.2\text{-}2.3 \mu\text{m}$ ) dans les spectres d'Haumea et d'Hi'iaka limite la présence de ce composé carboné à quelques pour-cent [ $\leq 5\%$ , voir [Pinilla-Alonso et al., 2009](#)].

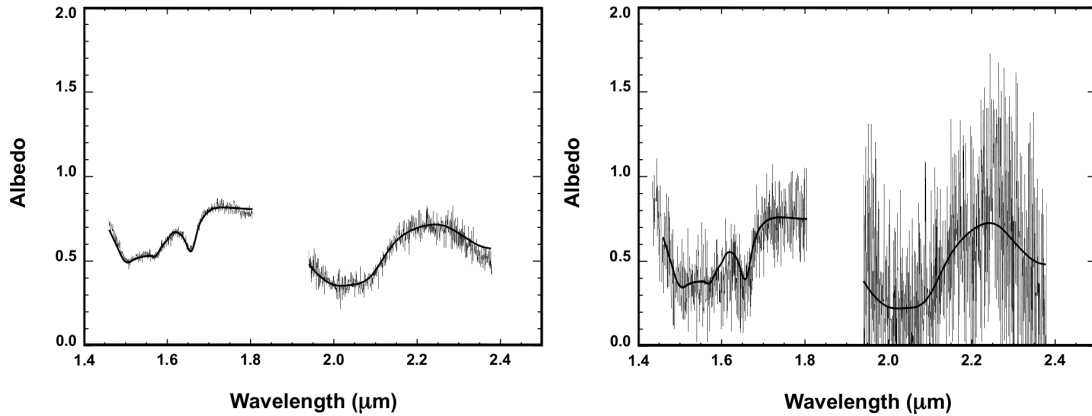
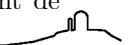


FIG. V.3: Spectres observés (lignes bruitées) et synthétiques (ligne noire lisse) d'Haumea (à gauche) et de son satellite principal Hi'iaka (à droite) extrait des observations SINFONI (Fig. V.2). Les bandes de la glace d'eau sont visibles autour de  $1.5$  et  $2.0 \mu\text{m}$ . La signature de la structure cristalline de la glace d'eau est également visible à  $1.65 \mu\text{m}$  sur les deux spectres.

	Composé	Taille de grain ( $\mu\text{m}$ )	Abondance (%)
Haumea	glace cristalline	30	78
	glace amorphe	40	21
	carbone amorphe	10	1
Hi'iaka	glace cristalline	55	99
	carbone amorphe	10	1

TAB. V.4: Composés utilisés pour modéliser les spectres de Haumea et Hi'iaka (Fig. V.3), ainsi que les tailles de grain et abondances utilisées pour produire les spectres synthétiques présentés dans la Fig. V.3. L'utilisation du carbone amorphe est nécessaire pour ajuster l'albédo du spectre synthétique à celui de  $p_V = 0.59$ , déterminé par [Stansberry et al. \[2008\]](#).

**Orbite des satellites de Haumea :** j'ai utilisé les capacités d'imagerie à haute résolution angulaire de SINFONI afin d'extraire les positions relatives d'Haumea et de ses deux satellites. Au moment de



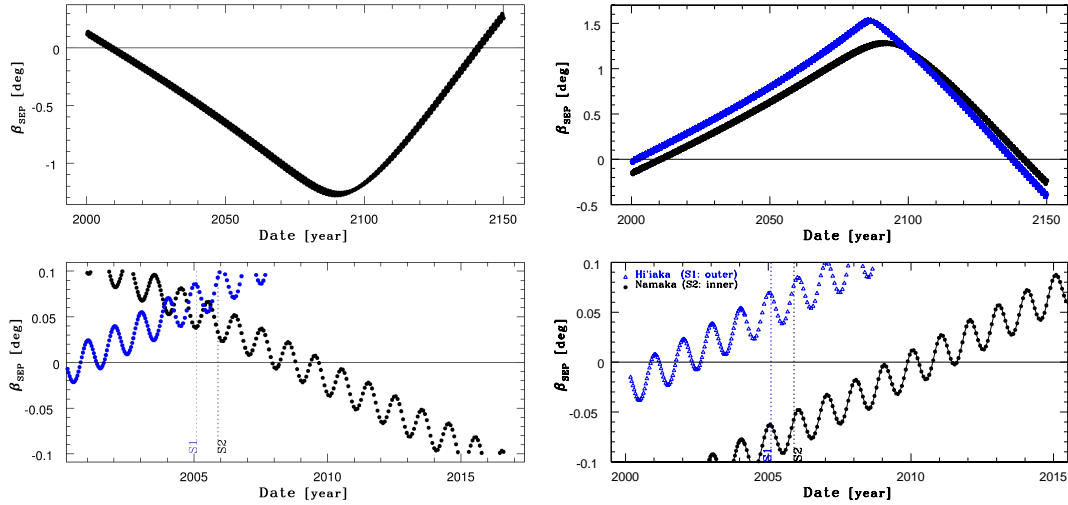


FIG. V.4: Prédiction des équinoxes des satellites de Haumea. Les ordonnées représentent la latitude ( $\beta$ ) du point sub-terrestre (SEP) de l'orbite des satellites ; ainsi, une valeur de 0 indique que Haumea, le satellite et la Terre sont alignés : il y a éclipse. Les satellites Hi'iaka et Namaka sont représentés par les marques bleues et noires respectivement. Les cartouches du haut représentent la valeur de la latitude du SEP sur une demi-orbite de Haumea autour du Soleil ( $\sim 150$  ans) et ceux du bas la période contemporaine (2000-2015). Les traits pointillés verticaux indiquent les dates de découvertes de satellites. À gauche : prédiction des éclipses pour une solution obtenue à partir de la mesure astrométrique de cette étude et de celles de [Brown et al. \[2005, 2006\]](#). À droite : même chose à partir des solutions orbitales de [\[Ragozzine and Brown, 2009\]](#). Dans les deux cas des événements mutuels ont lieu actuellement et jusqu'en 2010 environ.

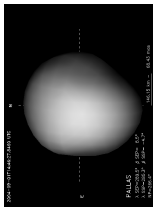
ces observations, seuls quelques points astrométriques étaient disponibles pour ce système [\[Brown et al., 2005, 2006\]](#) et un relevé supplémentaire en 2007 permettait de contraindre fortement les orbites. J'ai alors trouvé que le satellite le plus brillant (S1 : Hi'iaka) se trouvait à  $(-0.''277 \pm 0.01 \text{ E}, -1.''318 \pm 0.01 \text{ N})$  et le satellite le plus faible (S2 : Namaka) était à  $(+0.''026 \pm 0.02 \text{ E}, -0.''528 \pm 0.03 \text{ N})$  de 136108 Haumea. L'incertitude légèrement supérieure dans la direction nord-sud étant occasionnée par la taille rectangulaire des spaxels de SINFONI.

En utilisant la méthode de [Hestroffer et al. \[2005\]](#) pour dériver les orbites des deux satellites, nous avons alors pu complètement contraindre l'orbite de Hi'iaka. Diverses solutions étant néanmoins possibles pour l'orbite de Namaka, incluant des orbites circulaires ou très excentriques, progrades ou rétrogrades... Certaines de ces orbites indiquaient l'existence d'éclipses mutuelles entre Haumea et Namaka sur la période 2008-2010 (Fig. V.4, à gauche). L'observation par courbes de lumière de tels événements permettant de contraindre les tailles relatives des objets [\[Descamps et al., 2008\]](#) ; leur observation est de la plus haute importance (surtout dans le cas des TNOs où de tels événements n'arrivent que tous les 150 ans environ). Nous avons alors obtenu du temps d'observation en Juin et Juillet 2008 avec NACO au VLT pour mieux contraindre l'orbite de Namaka et les dates d'éclipses. Malheureusement, le module laser d'UT4 ne fonctionna pas durant la période de visibilité d'Haumea et aucune observation ne put être réalisée. D'autre part, M. Brown et ses collègues ont pu observer Haumea et ses satellites à diverses reprises durant cette période et l'orbite des satellites et maintenant complètement contrainte [\[voir la Table 2 de Ragozzine and Brown, 2009\]](#). [Fabrycky et al. \[2008\]](#) prédisent les dates de ces événements (Fig. V.4, à droite) afin qu'ils puissent être couverts par la communauté.

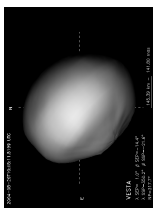
**Origine de la structure cristalline :** ainsi que présenté ci-dessus, la glace d'eau à la surface de Haumea, observée dans une structure cristalline. est attendue sous forme amorphe. Je discute ici des diverses sources d'énergie possiblement responsable de la cristallisation de la glace en surface d'Haumea.

Les éléments radioactifs comme  $^{40}\text{K}$ ,  $^{232}\text{Th}$  et  $^{238}\text{U}$  ayant une période de radioactivité très longue, ils

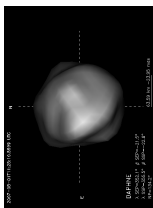
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





peuvent encore produire de la chaleur par émission radioactive de nos jours. L'énergie dégagée dépend principalement de la masse de silicates (environ  $4.5 \times 10^{-12} \text{ W.kg}^{-1}$  de roche). Alors, en supposant qu'environ la moitié de Haumea est faite de silicates, l'énergie disponible est de l'ordre de  $9 \times 10^9 \text{ W}$ . L'énergie disponible pour les satellites doit être moindre puisque la fraction de silicate en leur sein est plus faible (formés à partir de la glace externe de Haumea). Ainsi, une fraction de 10% de silicate entraîne une énergie par radiation d'environ  $10^6 \text{ W}$  pour Hi'iaka. D'autre part, les marées produites par les satellites sur Haumea induisent une énergie maximale d'environ  $5 \times 10^9 \text{ W}$  dans le cas d'une rotation non synchrone [voir la partie 11 de [Ferraz-Mello et al., 2008](#)]. Réciproquement, les marées produites par Haumea sur Hi'iaka produisent une énergie d'environ  $10^7 \text{ W}$  dans celui-ci, un ordre de grandeur plus important que celle produite par des éléments radioactifs.

En considérant que l'énergie de marée se dissipe dans la glace uniquement (la glace d'eau est plus facilement déformable que la roche), et la capacité thermique massique de la glace ( $c_p \sim 2000 \text{ J.K}^{-1}.\text{kg}^{-1}$ ), on obtient un réchauffement d'environ  $10^{-15} \text{ K.s}^{-1}$  pour Haumea, et  $10^{-16} \text{ K.s}^{-1}$  pour Hi'iaka. Alors, il faudrait de l'ordre de  $10^7$  ans à Haumea et  $10^8$  ans à Hi'iaka pour se réchauffer de 50 K. Ces valeurs sont des limites supérieures puisqu'ici je ne considère pas l'apport en énergie du aux éléments radioactifs (leur adjonction diminue ces temps de moitié environ). Alors, les effets de marée peuvent expliquer la présence de glace cristalline à la surface de Haumea, mais ceci devient plus litigieux pour Hi'iaka (tout en restant possible).

Ces calculs se basent sur de nombreuses hypothèses quant à la rotation des satellites de Haumea, et la forme de celui-ci. Alors, une étude de la forme et du spin de Haumea, ainsi que du spin de ses satellites (en particulier pour savoir si ceux-ci sont en rotation synchrone) est maintenant requise pour mieux évaluer l'énergie apportée par les marées. De telles études seront possibles avec les futurs grands télescopes au sol, ou avec le développement de l'OA dans le visible. La présente étude permet néanmoins de montrer que les marées peuvent fournir l'énergie nécessaire à la cristallisation de la glace et doivent être considérées.





## V.2 Composition des astéroïdes dans le moyen infrarouge

### V.2.a Pourquoi étendre la gamme de longueur d'onde ?

Le meilleur moyen de déterminer la composition des astéroïdes est d'étudier leur spectre en réflectance. Comme présenté au chapitre II.1.a, les bandes d'absorption caractéristiques des transitions électroniques et des vibrations des molécules se situent dans les domaines de longueurs d'onde du visible (0.4-0.8  $\mu\text{m}$ ) et du proche infrarouge (0.8-5  $\mu\text{m}$ ). L'étude de ces signatures spectrales permet d'identifier les matériaux présents à la surface d'un corps et donc de connaître sa composition. Cette analyse peut se faire en comparant le spectre des astéroïdes avec ceux de météorites mesurés en laboratoire, approche qui a conduit à l'association des HED avec (4) Vesta et qui a soulevé le problème du *space weathering* pour expliquer le lien entre les météorites OCs et les astéroïdes de type S. Un autre moyen est de modéliser le spectre d'un corps à partir de divers constituants dont les spectres ont été obtenus séparément en laboratoire et dont le spectre du mélange provient d'un modèle optique [e.g. Hapke, 1993].

Ces méthodes ont permis d'analyser et de quantifier la composition des astéroïdes du complexe S (S, Q, R, A...) riches en olivines et en pyroxènes. En revanche, la composition des astéroïdes du complexe C nous échappe toujours. Ceci est dû à l'absence de bandes d'absorption dans les domaines visible et proche infrarouge pour ces types d'astéroïdes. Si quelques signatures typiques de la glace d'eau et des carbonates (composé chimique comprenant un ion carbonate :  $\text{CO}_3^{2-}$ ) ont été découvertes dans la gamme 3-5  $\mu\text{m}$  par Rivkin et al. [2002] et Rivkin et al. [2006], ces composés ne peuvent expliquer à eux seuls la composition complète des astéroïdes lorsqu'ils sont présents (abondances inférieures à 10%). Comme les silicates présentent également des structures spectrales caractéristiques (bandes d'émissions) dans le moyen infrarouge (5-30  $\mu\text{m}$ ), l'infrarouge moyen (thermique) des astéroïdes représente une gamme de longueur d'onde accessible depuis le sol nous permettant d'étudier la composition des astéroïdes [comme les succès dans le cas de Mars le laissent supposer. Voir Milam et al., 2001, par exemple].

Néanmoins, les premières études réalisées sur des astéroïdes [e.g. Dotto et al., 2000; Lim et al., 2005; Emery et al., 2006; Barucci et al., 2008b] ne sont pas parvenues à identifier clairement la minéralogie des objets étudiés en raison de la difficulté à reconnaître et caractériser une bande lorsque celle-ci est présente. Difficulté favorisée par la faible amplitude des structures dans le moyen infrarouge (de quelques pour-cent) requérant un rapport signal à bruit très élevé. L'étude à laquelle j'ai participé avait pour but de déterminer si la spectroscopie dans le moyen infrarouge peut fournir un moyen d'analyse performant de la composition des astéroïdes. Je présente l'article soumis à Icarus dans l'annexe C.

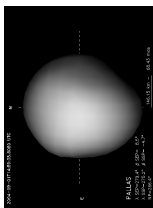
### V.2.b Les astéroïdes de type S comme étalon

Nous avons utilisé les astéroïdes de type S afin de tester la pertinence des informations minéralogiques dérivées par analyse du spectre moyen infrarouge d'astéroïdes. L'abondance relative des composés principaux (olivine et pyroxène) de ces astéroïdes peut être déterminée à quelques pour-cent près [Vernazza et al., 2008; Binzel et al., 2009] à partir de leur spectre visible et proche infrarouge (Fig. V.5). La comparaison des informations apportées par les différents domaines (visible/proche infrarouge et moyen infrarouge) nous permettra de statuer sur l'apport du moyen infrarouge en terme d'étude minéralogique.

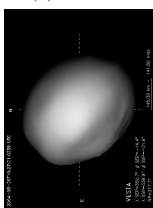
Nous avons observé les astéroïdes (7) Iris, (11) Parthenope et (43) Adriane avec MIRSI à l'IRTF en Mars et Juillet 2008 entre 8 et 13  $\mu\text{m}$  (Fig. V.6, à droite). Nous avons suivi les procédures standards d'observation et de réduction de données dans l'infrarouge moyen [une description pédagogique peut être trouvée dans Lim et al., 2005]. Nous avons également utilisé des données réduites (Fig. V.6, à droite) provenant des archives publiques du télescope spatial Spitzer obtenues avec l'instrument IRS dans la même gamme de longueur d'onde (voir le chapitre II.3 pour une description des instruments).

On peut tout d'abord remarquer que bien que les astéroïdes présentés ici aient un spectre similaire dans le visible et le proche infrarouge (Fig. V.5), leurs spectres dans l'infrarouge moyen présentent des différences (Fig. V.6). La composition de ces astéroïdes étant similaire à quelques pour-cent près, les différences observées dans l'infrarouge moyen indiquent que ce domaine de longueur est influencé par d'autres facteurs que la seule composition. Ainsi, Hunt and Logan [1972] ont montré que la taille des grains influence fortement la forme et le contraste des structures spectrales dans l'infrarouge moyen. Plus tard, Salisbury and Eastes [1985] montrèrent que la porosité des matériaux produit le même effet.

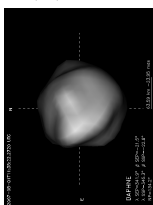
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



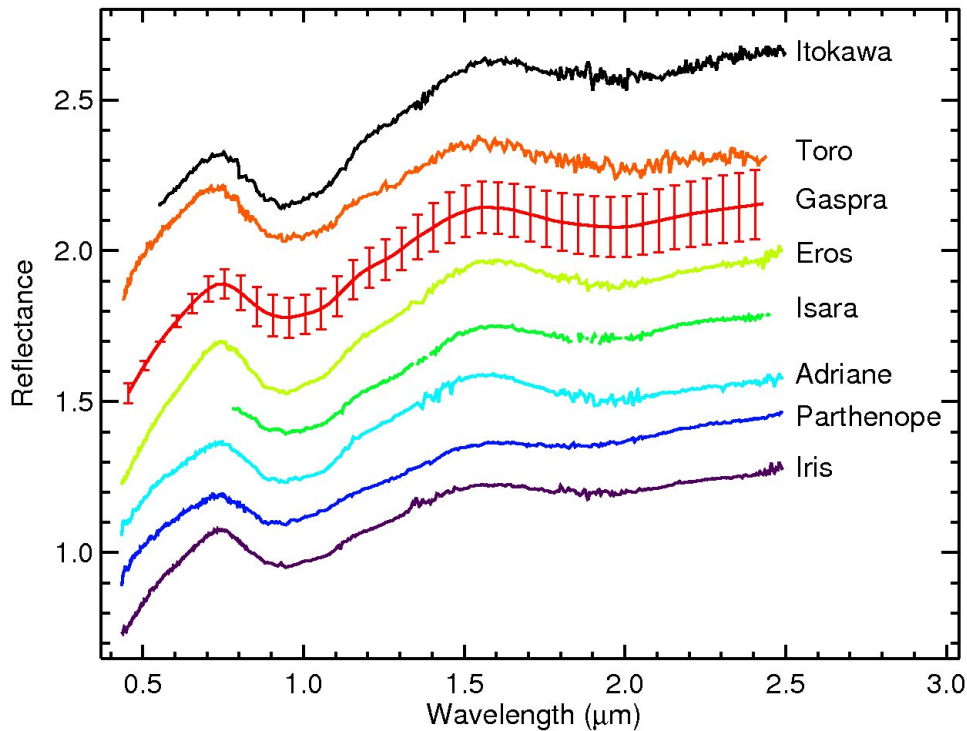


FIG. V.5: Spectres visible et proche infrarouge pour les astéroïdes de type S utilisés comme objets tests dans cette étude. On peut voir ici l'uniformité des spectres indiquant une composition similaire (à quelques pour-cent près : le rapport olivine sur olivine + pyroxène est compris entre 75 et 80% pour tous ces objets).

Finalement, [Kirkland et al. \[2001\]](#) relient la diminution du contraste des spectres à la porosité des agrégats/matériaux. Le fait que les spectres présentés en [Fig. V.6](#) soient faiblement contrastés montrent que les astéroïdes observés possèdent un régolite poreux composé de petits grains. De fait, les études réalisées sur les astéroïdes au cours des dernières décennies ont toutes rapporté une amplitude maximale de 10% pour les variations spectrales, 15% dans le cas de (21) Lutetia, lorsque celles-ci sont détectées [[Gillett and Merrill, 1975](#); [Feierberg et al., 1983](#); [Green et al., 1985](#); [Cohen et al., 1998](#); [Dotto et al., 2000](#); [Lim et al., 2005](#); [Emery et al., 2006](#); [Barucci et al., 2008b](#)], indiquant que les astéroïdes sont majoritairement recouverts d'un régolite fin et/ou poreux.

Le but étant de déterminer si l'infrarouge moyen peut fournir des informations minéralogiques, nous avons utilisé le modèle d'analyse spectrale de [Ramsey and Christensen \[1998\]](#). Ce modèle utilise une combinaison linéaire de spectres obtenus en laboratoire pour représenter les spectres observés. La validité de ce modèle fut montrée pour les tailles importantes de particules (diamètre supérieur à 50  $\mu\text{m}$ ) pour lesquelles la composition peut être déterminée jusqu'à une précision de l'ordre de quelques pour-cent [[Ramsey and Christensen, 1998](#); [Hamilton and Christensen, 2000](#)]. En revanche, dans le cas des petites tailles de grains qui nous intéressent ici, l'effet de la taille des grains devient importante [changeant radicalement la forme des spectres, voir la [Fig. 5](#) dans [Hunt and Logan, 1972](#)] et l'utilisation de ce modèle devient plus ardue.

Nous avons utilisé la bibliothèque spectrale *Aster* et la base de données en émissivité de Berlin [[Maturilli et al., 2008](#)] pour obtenir les spectres d'échantillons de référence. La liste des échantillons se trouve dans le manuscrit de l'annexe C et permet de remonter à la taille de grain des échantillons utilisés. Nous avons utilisé les spectres

- d'olivine et de pyroxène : les composants majoritaires ( $\sim 90\%$ ) des astéroïdes de types S
- des météorites OCs, dont les astéroïdes de types S sont les corps parents
- des météorites CCs, qui n'ont aucun rapport avec les astéroïdes de types S, afin de tester la capacité



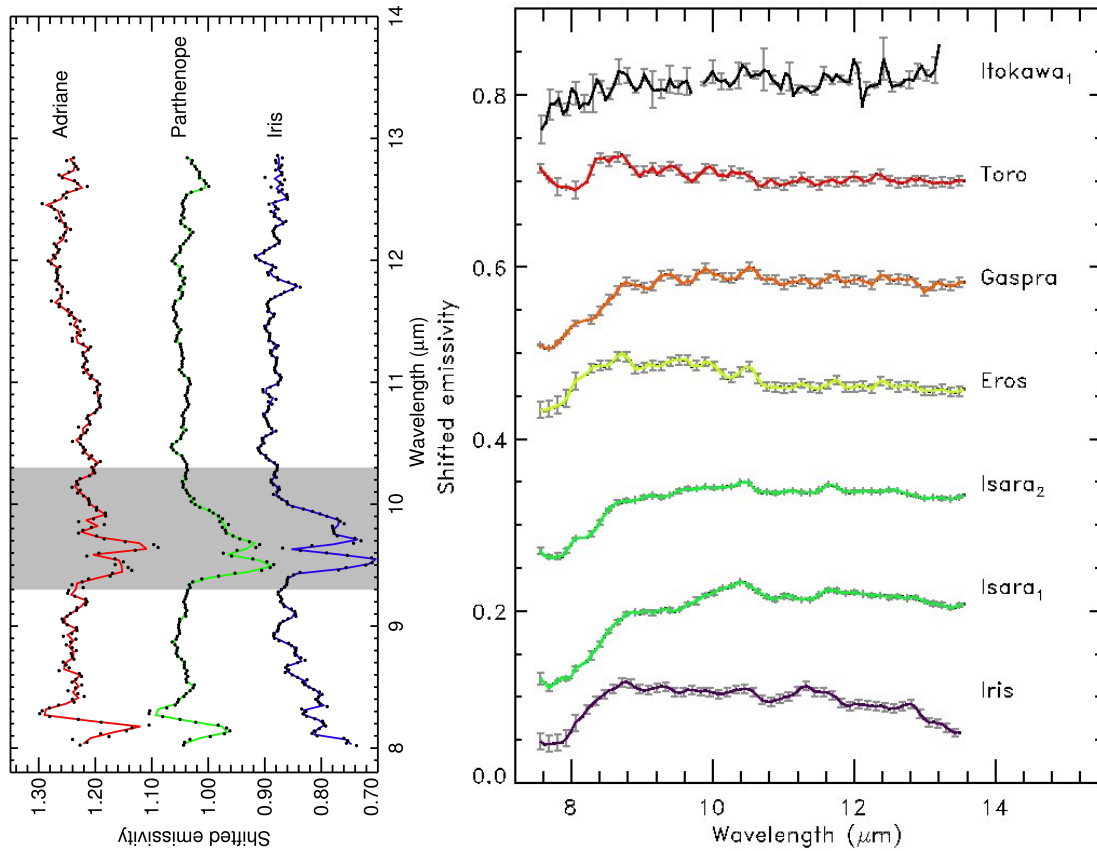


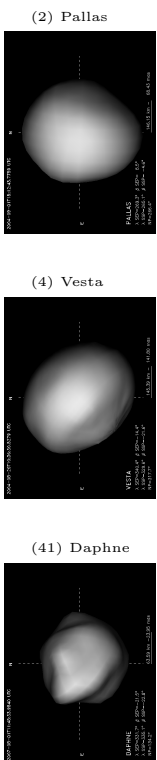
FIG. V.6: Spectres en émission des astéroïdes de type S utilisés dans cette étude. La partie de gauche présente les trois astéroïdes observés avec MIRSI à l'IRTF et celle de droite ceux provenant des archives de Spitzer, observés avec IRS. Un point important est à remarquer : bien que ces astéroïdes aient tous la même composition (à quelques pour-cent) ainsi que déterminé dans le visible et proche infrarouge, leurs spectres dans l'infrarouge moyen sont sensiblement différents.

de discrimination de l'infrarouge moyen

La Fig. V.7 présente ces analyses pour cinq astéroïdes observés avec Spitzer et la Fig. V.8 pour les trois astéroïdes observés à l'IRTF. Tout d'abord, comme on pouvait s'y attendre, le modèle choisi toujours les échantillons dont les grains sont de petites taille ( $\leq 70 \mu\text{m}$ ) au détriment des grandes tailles de grain, aux variations spectrales plus marquées. Ensuite, le mélange d'olivine et pyroxène fourni en général la meilleure représentation des spectres des astéroïdes comme il se doit. Fâcheusement, les concentrations relatives des deux minéraux sont inversées par rapport à celles déterminées dans le proche infrarouge. La détermination des abondances est alors biaisée d'environ 40%! Ensuite, si les météorites OCs sont celles dont la composition est la plus proche des astéroïdes, leur ajustement aux spectres n'est guère meilleur que celui fourni par les CCs (voir les valeurs de  $\chi^2$  dans les Figs. V.7 et V.8).

### V.2.c Discussion

L'étude des astéroïdes de type S montre qu'il est difficile, voire impossible d'associer un astéroïde (ou une classe taxonomique) avec un type de météorites donné à partir de leur spectre dans l'infrarouge moyen uniquement. D'autre part, dans le cas d'école où les composés sont connus, la détermination des abondances se révèle bien moins précise que celle fournie par l'analyse des spectres visible et proche infrarouge (biais de 30-40%). Ceci montre que les déterminations minéralogiques réalisées dans l'infrarouge moyen uniquement sur des corps dont la surface est recouverte de poussière fine doivent obligatoirement être validées dans un autre domaine spectral (i.e. le visible et proche infrarouge). Par exemple [Sprague](#)



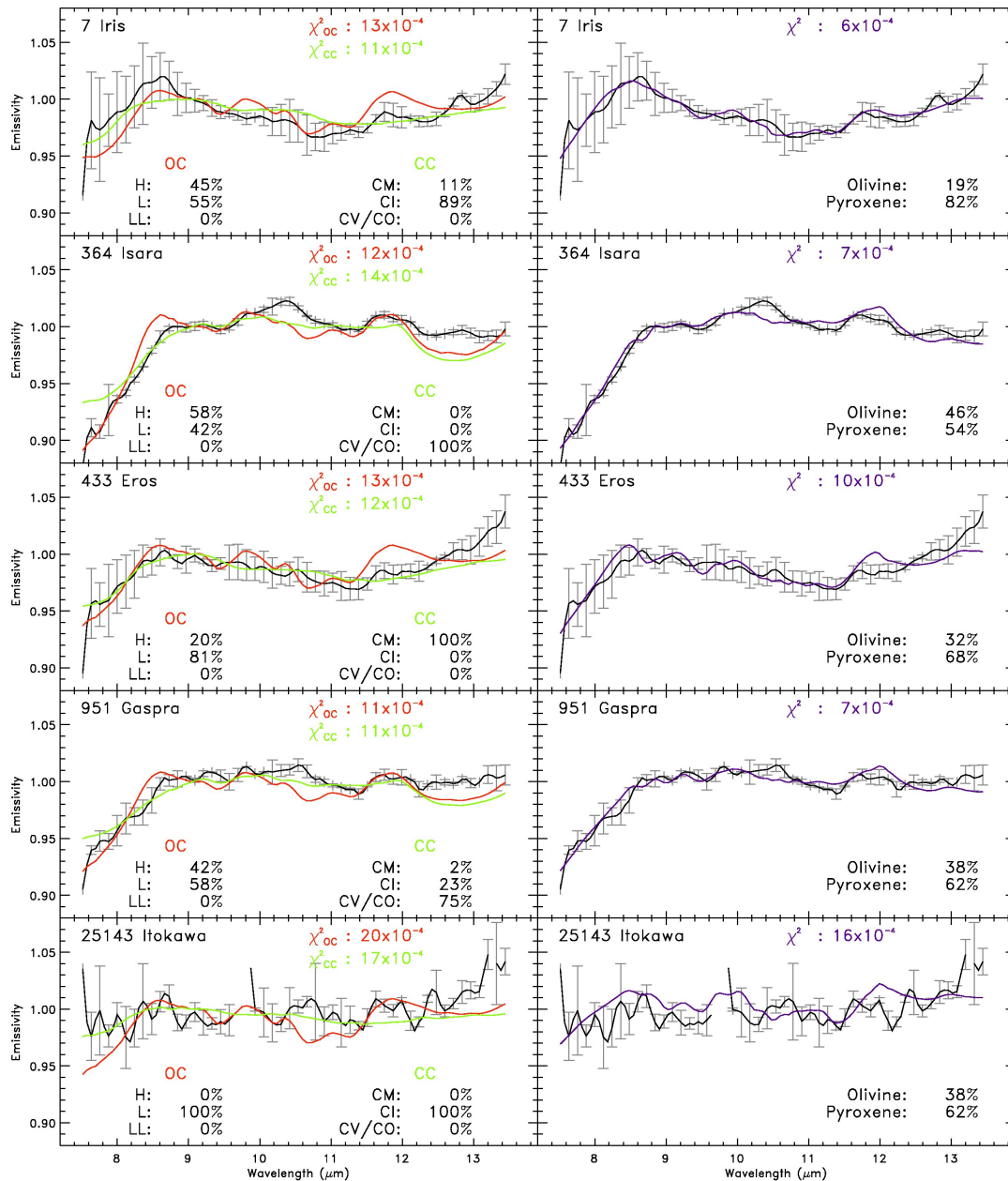


FIG. V.7: Analyse minéralogique de cinq astéroïdes observés par IRS à bord de Spitzer. La colonne de gauche présente l'ajustement des spectres des astéroïdes par un mélange de météorites OC ou CC (spectres provenant de Aster), et celle de droite l'ajustement des spectres par un mélange d'olivine et de pyroxène (spectres de Aster et de la base de données en émissivité de Berlin [Maturilli et al., 2008]). Le  $\chi^2$  ainsi que les abondances relatives des composés individuels sont rapportés pour chaque mélange.

et al. [2009] montrèrent ainsi que des compositions complètement différentes (riches ou pauvres en pyroxènes, en olivine...) expliquent de manière tout aussi acceptable les spectres de Mercure dans l'infrarouge moyen, sans que ces compositions soient compatibles avec les spectres observés dans le proche infrarouge [Vernazza et al., 2010].

On pourrait arguer ici que le modèle de mélange linéaire [Ramsey and Christensen, 1998] est trop simpliste et qu'un modèle plus évolué prenant en compte les effets de la diffraction se produisant au niveau



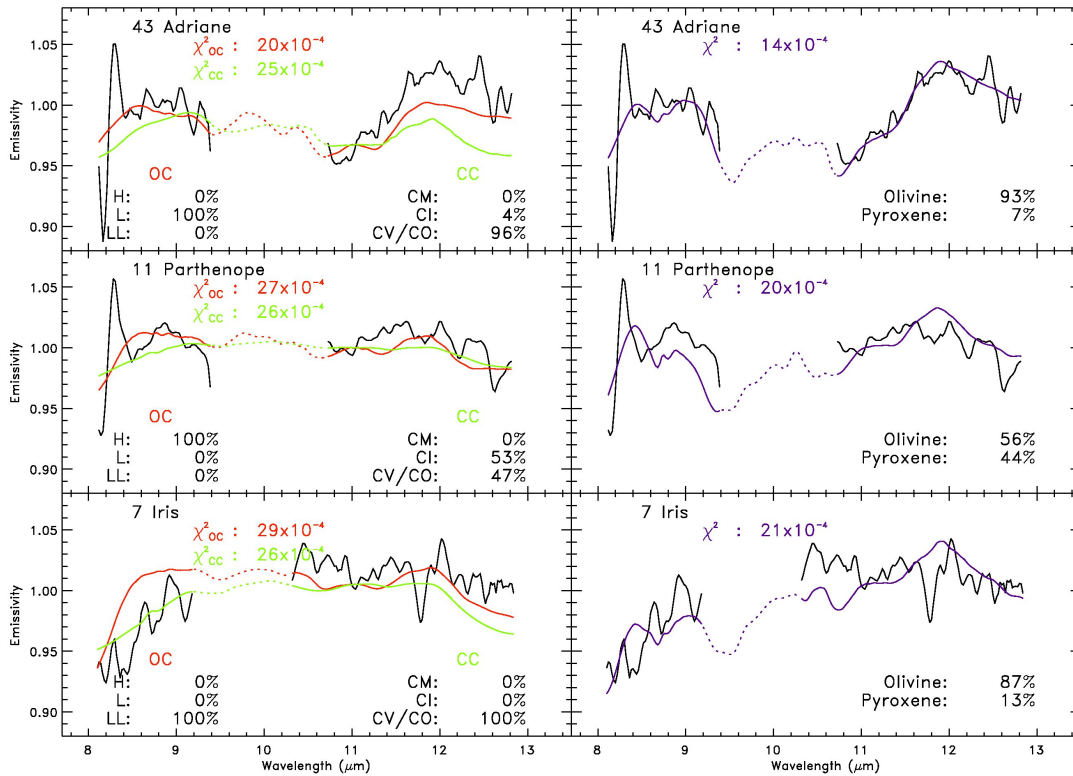


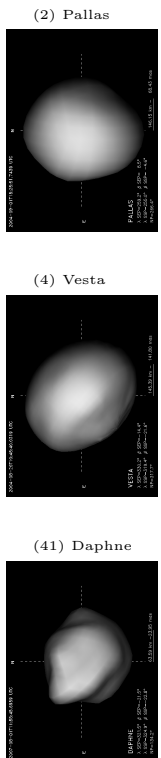
FIG. V.8: Figure similaire à la Fig. V.7 pour les trois astéroïdes observés avec MIRS1 à l'IRTF. Les spectres sont ici bien plus bruités car ils sont affectés par l'absorption tellurique d'une part, et la bande du SiO des étoiles de référence utilisées pour calibrer les données. À ce sujet, voir les travaux de Cohen et collaborateurs dans les années 1990 sur dix articles dans le but de calibrer les étoiles standards de l'infrarouge moyen [dont Cohen et al., 1992; Cohen and Davies, 1995; Cohen et al., 1998].

des particules pourrait permettre l'identification de minéraux dans cette gamme de longueur d'onde. Les études de laboratoire laissent cependant à penser que ce ne sera pas le cas : Mustard and Hays [1997] comparèrent divers spectres d'olivine provenant de trois laboratoires différents (voir leur Fig. 6). On peut alors remarquer que ces spectres ne sont pas tous similaires suivant leur provenance. Leurs différences viennent alors de la méthode utilisée pour préparer les échantillons et donc de leurs propriétés (distribution de la taille de grain, porosité de la poudre...). Ceci renforce l'idée selon laquelle les spectres dans l'infrarouge moyen sont plus sensibles aux propriétés des matériaux qu'à leur composition (dans le cas des petites tailles de grain).

Afin de pouvoir comparer les spectres d'astéroïdes à des éléments observés en laboratoire, il faudrait disposer d'une quantité énorme de spectres d'échantillons, préparés avec le plus grand soin : avec des tailles de grain de  $5 \mu\text{m}$  en  $5 \mu\text{m}$  (de 0 à  $60 \mu\text{m}$  environ), dans des états de porosité et d'empilement divers (tassé, poreux, en couches...). Cette condition réalisée, il devrait être possible d'interpréter convenablement les spectres obtenus dans l'infrarouge moyen, tant en terme de propriétés du régolite qu'en terme de composition.

## V.2.d Conclusion

Cette étude montre que la spectroscopie de la surface des petits corps dans l'infrarouge moyen uniquement ( $8-13 \mu\text{m}$ ) analysée au moyen du modèle d'analyse spectrale de Ramsey and Christensen [1998] peut difficilement être envisagée comme solution pour déterminer leur composition à l'heure actuelle. En effet, le travail présenté ici supporte clairement les études en laboratoire [telles que Hunt and Logan, 1972;





[Mustard and Hays, 1997](#)] à partir de données observationnelles d'astéroïdes obtenues avec les instruments les plus performants à l'heure actuelle et avec un rapport signal à bruit jamais présenté jusqu'à présent.

Tous ces travaux montrent que cette gamme de longueur d'onde est fortement influencée par les propriétés des matériaux (taille de grain, porosité), et dans une moindre mesure par leur composition. Ainsi, cette gamme se révèle être un outil utile de comparaison des propriétés du régolite d'astéroïdes de même composition : des spectres similaires dans l'infrarouge moyen indiquant des propriétés idoine (ou des grains de grande taille) et des spectres distincts soulignant les différences entre les deux régolites.

Ainsi, toute étude minéralogique se basant sur l'infrarouge moyen doit vérifier ses résultats avec des spectres dans le visible et le proche infrarouge. De plus, étant donnée l'importance des propriétés physiques du régolite dans ces spectres, toute détermination doit être prise avec précaution, afin de ne pas interpréter les signatures propres à la porosité des matériaux, taille des grains (tant en laboratoire qu'à la surface des astéroïdes) comme révélatrice d'une composition. De nombreux travaux d'analyse en laboratoire sont ainsi nécessaires pour palier les obstacles qui limitent actuellement l'utilisation de cette gamme de longueur d'onde pour l'étude des astéroïdes.

Néanmoins, cette conclusion ne diminue en rien la portée de cette gamme de longueur d'onde pour la détermination de l'albédo ou du diamètre des corps. D'autre part, les modèles thermophysiques développés par [Lagerros \[1996, et suivants\]](#) permettent d'étudier les propriétés physiques du régolite (inertie thermique, capacité calorifique...) à partir de spectres dans l'infrarouge moyen [voir [Harris and Lagerros, 2002](#); [Müller and Barnes, 2007](#), par exemple]. De nombreuses informations peuvent donc être extraites de ce domaine de longueur d'onde, mais les études de composition restent délicates.

## Chapitre VI

# Conclusion et perspectives

Durant ma thèse, j'ai étudié les propriétés physiques des astéroïdes, principalement au moyen d'imagerie à haute résolution angulaire assistée par optique adaptative. J'ai tout d'abord pu étudier les trois principaux astéroïdes de la ceinture principale, concentrant environ 40% de la masse de la ceinture principale : (1) Cérès [26%, [Michalak, 2000](#)], (2) Pallas [6%, [Goffin, 2001](#)], et (4) Vesta [7%, [Michalak, 2000](#)].

L'étude par imagerie de (1) Cérès a révélé qu'il s'agit d'un corps dépourvu de macro relief probablement différencié. L'étude des couleurs des marques d'albédo à sa surface montre que certaines marques sombres présentes aux hautes latitudes pourraient être faites d'un mélange de glace d'eau et de matériaux sombres (silicates et carbonates). L'étude des spectro-images que j'ai obtenues avec SINFONI me permettra dans un futur proche de mieux contraindre et comprendre la composition de surface de cette planète naine. D'autre part, la mesure des coordonnées du pôle et de la période de rotation réalisée à partir de ces images permet de préparer l'étude de Cérès par la sonde *Dawn* dont l'arrivée dans le voisinage de Cérès est prévue pour 2015. Finalement, je suis impliqué dans une tentative de détection d'éjection de vapeur d'eau. Une telle détection nous permettrait de statuer enfin sur la présence de matériaux volatiles dans le sous-sol de Cérès comme l'indique sa densité.

Ensuite, les images de (2) Pallas combinées avec les courbes de lumière m'ont permis de déterminer ses dimensions à un niveau de précision jamais atteint. Le modèle de forme alors dérivé ainsi que la solution de pôle sont les seuls à reproduire de manière satisfaisantes les observations de courbes de lumière, par imagerie et les occultations stellaires. La méthode novatrice que j'ai en partie développée alors, appelée Knitted Occultation, Adaptive optics and Light-curve Approach (KOALA) permet, à partir des trois sources de données citées ci-dessus, la détermination de la taille, forme et propriétés de rotation des astéroïdes avec une incertitude de seulement quelques pour-cent. Je me suis particulièrement attaché à caractériser les biais et erreurs systématiques de cette méthode afin qu'elle puisse ensuite servir de référence. J'ai alors pu remarquer que les barres d'erreur rapportées dans la communauté sont souvent sous estimées et qu'il est nécessaire de prendre en compte les erreurs systématiques dans le calcul de l'erreur finale. L'utilisation de cette méthode m'a permis de déterminer la densité de Pallas et j'ai pu montrer que celle-ci est différente de celle de Cérès, révélant une différence fondamentale de composition et/ou structure de ces deux astéroïdes primitifs.

Enfin, l'observation par spectro-imagerie de (4) Vesta a rendu possible l'étude de la distribution minéralogique à sa surface. J'ai également pu étudier les processus à l'origine des fortes variations d'albédo à sa surface, en lien avec les variations topographiques et de pente spectrale. Le présence d'un champs magnétique à la surface de Vesta pourrait expliquer les propriétés spectroscopiques observées de sa surface, apparemment non affectée par le *space weathering*.

La méthode KOALA au développement de laquelle j'ai participé s'est révélée très robuste dans le cas de l'étude de l'astéroïde (41) Daphne, alors que celui-ci possède une forme hautement non convexe. Cette méthode a le potentiel pour devenir une méthode de référence et d'être utilisée afin de calibrer les déterminations de forme, taille et spin qui seront fournies pour de très nombreux (centaines de milliers) astéroïdes par les projets de cartographie complète du ciel comme Gaia [[Mignard et al., 2007](#)] ou Pan-



STARRS [Jedicke et al., 2007]. Ceci offre la possibilité d'étudier de manière statistique les distributions en taille et spin des astéroïdes, avec tous les retours scientifiques qui en découlent [effets non gravitationnels, tests de la relativité générales... Mignard et al., 2007].

C'est principalement dans cette direction que j'oriente ma recherche actuellement, avec pour but la détermination des propriétés physiques (en particulier le volume) d'un grand nombre d'astéroïdes pour lesquels on attend une détermination de la masse dans les années à venir. En effet, les projets comme Gaia vont observer des rencontres proches entre de nombreux astéroïdes, et la détermination de la masse de plusieurs dizaines d'astéroïdes appartenant à diverses classes taxonomiques est attendue. La mesure précise de leur volume est alors la clef pour connaître leur densité. Comme je l'ai mentionné en introduction (chapitre I.3.b), les astéroïdes sont classés suivant une taxonomie basée uniquement sur leurs propriétés spectrales dans le visible et proche infrarouge. La disponibilité attendue d'un grand nombre de densités va certainement nous permettre d'affiner nos connaissances sur la composition des astéroïdes et par là même, sur les liens entre leur composition et leur taxonomie. Ceci représente un bond en avant dans notre compréhension de la répartition en éléments au sein du système solaire à l'heure actuelle, et de la nébuleuse de laquelle sont issues les planètes.

Les deux grands axes de mes projets actuels et futurs sont donc les suivant : 1) l'observation systématique par imagerie, courbes de lumière et occultation des principaux astéroïdes de la ceinture principale en synergie avec les grands projets photométriques, et 2) l'amélioration de l'outil KOALA, permettant l'utilisation d'un plus grand nombre de sources de données. En effet, si KOALA est la méthode qui intègre le plus de variables à l'heure actuelle, des versions futures pourraient tirer parti des observations interférométriques (sur des astéroïdes au diamètre apparent plus petit, chose qui devient possible avec le VLTI, le Large Binocular Telescope...), l'infrarouge moyen (pour la mesure de l'albédo et des contraintes supplémentaires sur les dimensions), les mesures photométriques éparses (dont la quantité va devenir astronomiques avec la mise en place des grands projets comme Pan-STARRS et l'Observatoire Virtuel)...

L'outil KOALA (dans sa version actuelle ou après les améliorations citées) sera également très utile pour l'étude des objets lointains comme les Troyens, les Centaures et surtout les TNOs lorsque les très grands télescopes comme le Thirty Meters Telescope ou bien encore le European-Extremely Large Telescope de l'ESO seront construits (prochaine décennie), ou lorsque que la technologie permettra la réalisation de l'OA dans le visible (avec le gain en résolution apporté par une longueur d'onde plus courte que dans l'infrarouge). Alors, la surface des grands objets lointains comme (134340) Pluton, ou (136108) Haumea pourra être étudiée de manière similaire aux travaux que j'ai présenté sur (1) Cérès au chapitre IV.1, permettant de répondre aux questions sur les processus d'évolution ayant lieu à ces grandes distances héliocentriques, comme le cryo-volcanisme par exemple.

Finalement, les autres projets dans lesquels je me suis investi (l'étude minéralogique des astéroïdes par spectroscopie dans l'infrarouge moyen et photométrie de TNOs de la famille de (136108) Haumea) m'ont permis d'apprendre d'autres techniques observationnelles qui pourront être utilisées dans un futur proche. Par exemple, le filtre CH<sub>4</sub> de Hawk-I utilisé pour l'étude de la famille de Haumea s'est révélé être un traceur efficace de la glace d'eau. Ainsi, la photométrie d'objets de la ceinture principale externe va permettre de suivre l'abondance de la glace d'eau en fonction de la distance au Soleil, donnée encore une fois cruciale pour la compréhension de la formation de notre système planétaire.



# Bibliographie

- Adams, J. B. (1974). Visible and near-infrared diffuse reflectance spectra of pyroxenes as applied to remote sensing of solid objects in the solar system. *Journal of Geophysical Research*, 79 :4829–4836.
- A’Hearn, M. F. and Feldman, P. D. (1992). Water vaporization on Ceres. *Icarus*, 98 :54–60.
- Asphaug, E. (1997). Impact origin of the Vesta family. *Meteoritics and Planetary Science*, 32 :965–980.
- Barkume, K. M., Brown, M. E., and Schaller, E. L. (2006). Water Ice on the Satellite of Kuiper Belt Object 2003 EL<sub>61</sub>. *Astrophysical Journal*, 640 :L87–L89.
- Barkume, K. M., Brown, M. E., and Schaller, E. L. (2008). Near-Infrared Spectra of Centaurs and Kuiper Belt Objects. *Astronomical Journal*, 135 :55–67.
- Barnard, E. E. (1895). Micrometrical determinations of the diameters of the Minor Planets Ceres (1), Pallas (2), Juno (3), and Vesta (4), made with the filar micrometer of the 36-inch Equatorial of the Lick Observatory; and on the albedos of those planets. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 56 :55–63.
- Barucci, M. A., Brown, M. E., Emery, J. P., and Merlin, F. (2008a). Composition and Surface Properties of Transneptunian Objects and Centaurs. *The Solar System Beyond Neptune*, pages 143–160.
- Barucci, M. A., Fornasier, S., Dotto, E., Lamy, P. L., Jorda, L., Groussin, O., Brucato, J. R., Carvano, J. M., Alvarez-Candal, A., Cruikshank, D. P., and Fulchignoni, M. (2008b). Asteroids 2867 Steins and 21 Lutetia : Surface composition from far infrared observations with the Spitzer space telescope. *Astronomy and Astrophysics*, 477(2) :665–670.
- Belton, M. J. S. and Carlson, R. (1994). 1993 (243) 1. *IAU Circular*, 5948 :2.
- Benner, L. A. M., Ostro, S. J., Magri, C., Nolan, M. C., Howell, E. S., Giorgini, J. D., Jurgens, R. F., Margot, J.-L., Taylor, P. A., and Busch, M. K. (2008). Near-Earth asteroid surface roughness depends on compositional class. *Icarus*, 198 :294–304.
- Berthier, J. (1998). Définitions relatives aux éphémérides pour l’observation physique des corps du système solaire. *Notes scientifique et techniques du Bureau des longitudes*, S061.
- Berthier, J. (1999). Principe de réduction des occultations stellaires. *Notes scientifique et techniques du Bureau des longitudes*, S064.
- Berthier, J., Hestroffer, D., Carry, B., Āurech, J., Tanga, P., Delbo, M., and Vachier, F. (2008). A Service of Position and Physical Ephemerides Computation Dedicated to the Small Bodies of the Solar System. *LPI Contributions*, 1405 :8374.
- Binzel, R. P., Gaffey, M. J., Thomas, P. C., Zellner, B. H., Storrs, A. D., and Wells, E. N. (1997). Geologic Mapping of Vesta from 1994 Hubble Space Telescope Images. *Icarus*, 128 :95–103.
- Binzel, R. P., Rivkin, A. S., Stuart, J. S., Harris, A. W., Bus, S. J., and Burbine, T. H. (2004). Observed spectral properties of near-Earth objects : results for population distribution, source regions, and space weathering processes. *Icarus*, 170 :259–294.

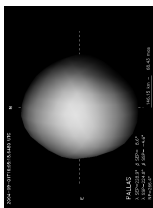


- Binzel, R. P., Rivkin, A. S., Thomas, C. A., Vernazza, P., Burbine, T. H., DeMeo, F. E., Bus, S. J., Tokunaga, A. T., and Birlan, M. (2009). Spectral properties and composition of potentially hazardous Asteroid (99942) Apophis. *Icarus*, 200 :480–485.
- Binzel, R. P. and Xu, S. (1993). Chips off of Asteroid 4 Vesta : Evidence for the parent body of basaltic achondrite meteorites. *Science*, 260(5105) :186–191.
- Blewett, D. T., Hawke, B. R., Richmond, N. C., and Hughes, C. G. (2007). A magnetic anomaly associated with an albedo feature near Airy crater in the lunar nearside highlands. *Geophysical Research Letters*, 34 :24206–24212.
- Bonnet, H., Abuter, R., Baker, A., Bornemann, W., Brown, A., Castillo, R., Conzelmann, R. D., Damster, R., Davies, R., Delabre, B., Donaldson, R., Dumas, C., Eisenhauer, F., Elswijk, E., Fedrigo, E., Finger, G., Gemperlein, H., Genzel, R., Gilbert, A., Gillet, G., Goldbrunner, A., Horrobin, M., Ter Horst, R., Huber, S., Hubin, N. N., Iserlohe, C., Kaufer, A., Kissler-Patig, M., Kragt, J., Kroes, G., Lehnert, M. D., Lieb, W., Liske, J., Lizon, J.-L., Lutz, D., Modigliani, A., Monnet, G. J., Nesvadba, N., Patig, J., Pragt, J., Reunanen, J., Röhrle, C., Rossi, S., Schmutzer, R., Schoenmaker, T., Schreiber, J., Stroebele, S., Szeifert, T., Tacconi, L., Tecza, M., Thatte, N. A., Tordo, S., van der Werf, P., and Weisz, H. (2004). First light of SINFONI at the VLT. *The Messenger*, 117 :17–24.
- Bonnet, H., Ströbele, S., Biancat-Marchet, F., Brynnel, J., Conzelmann, R. D., Delabre, B., Donaldson, R., Farinato, J., Fedrigo, E., Hubin, N. N., Kasper, M. E., and Kissler-Patig, M. (2003). Implementation of MACAO for SINFONI at the VLT, in NGS and LGS modes. *SPIE*, 4839 :329–343.
- Bottke, Jr., W. F. (2007). Asteroids : Spun in the sun. *Nature*, 446 :382–383.
- Bottke, Jr., W. F. and Melosh, H. J. (1996). The formation of asteroid satellites and doublet craters by planetary tidal forces. *Nature*, 381(6577) :51–53.
- Bottke, Jr., W. F., Nesvorný, D., Grimm, R. E., Morbidelli, A., and O'Brien, D. P. (2006). Iron meteorites as remnants of planetesimals formed in the terrestrial planet region. *Nature*, 439 :821–824.
- Britt, D. T., Yeomans, D. K., Housen, K. R., and Consolmagno, G. J. (2002). Asteroid Density, Porosity, and Structure. *Asteroids III*, pages 485–500.
- Brown, M. E., Barkume, K. M., Ragozzine, D., and Schaller, E. L. (2007). A collisional family of icy objects in the Kuiper Belt. *Nature*, 446 :294–296.
- Brown, M. E., Bouchez, A. H., Rabinowitz, D. L., Sari, R., Trujillo, C. A., van Dam, M. A., Campbell, R. D., Chin, J. C. Y., Hartman, S. K., Johansson, E. M., Lafon, R. E., Le Mignant, D., Stomski Jr., P. J., Summers, D. M., and Wizinowich, P. L. (2005). Keck Observatory Laser Guide Star Adaptive Optics Discovery and Characterization of a Satellite to the Large Kuiper Belt Pbject 2003 EL<sub>61</sub>. *Astrophysical Journal*, 632 :L45–L48.
- Brown, M. E., van Dam, M. A., Bouchez, A. H., Le Mignant, D., Campbell, R. D., Chin, J. C. Y., Conrad, A. R., Hartman, S. K., Johansson, E. M., Lafon, R. E., Rabinowitz, D. L., Stomski Jr., P. J., Summers, D. M., Trujillo, C. A., and Wizinowich, P. L. (2006). Satellites of the Largest Kuiper Belt Objects. *Astrophysical Journal*, 639 :43–46.
- Brunetto, R., Vernazza, P., Marchi, S., Birlan, M., Fulchignoni, M., Orofino, V., and Strazzulla, G. (2006). Modeling asteroid surfaces from observations and irradiation experiments : The case of 832 Karin. *Icarus*, 184 :327–337.
- Burbine, T. H. and Binzel, R. P. (2002). Small Main-Belt Asteroid Spectroscopic Survey in the Near-Infrared. *Icarus*, 159 :468–499.
- Bus, S. J. and Binzel, R. P. (2002a). Phase II of the Small Main-Belt Asteroid Spectroscopic Survey : A Feature-Based Taxonomy. *Icarus*, 158 :146–177.

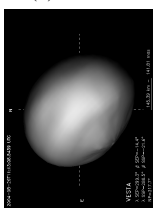


- Bus, S. J. and Binzel, R. P. (2002b). Phase II of the Small Main-Belt Asteroid Spectroscopic Survey : The Observations. *Icarus*, 158 :106–145.
- Bus, S. J., Denault, A. J., Rayner, J. T., Binzel, R. P., and Birlan, M. (2002). Remote observing at the NASA Infrared Telescope Facility (IRTF). *SPIE*, 4845 :94–99.
- Buzzoni, B., Delabre, B., Dekker, H., Dodorico, S., Enard, D., Focardi, P., Gustafsson, B., Nees, W., Paureau, J., and Reiss, R. (1984). The ESO Faint Object Spectrograph and Camera (EFOSC). *The Messenger*, 38 :9–13.
- Carruba, V., Michtchenko, T. A., Roig, F., Ferraz-Mello, S., and Nesvorný, D. (2005). On the V-type asteroids outside the Vesta family. I. Interplay of nonlinear secular resonances and the Yarkovsky effect : the cases of 956 Elisa and 809 Lundia. *Astronomy and Astrophysics*, 441 :819–829.
- Carry, B. (2008). High angular-resolution observations of asteroids in the gaia perspective. *Workshop on Earth-based Support to Gaia Solar-System Science*.
- Carry, B., Dumas, C., Fulchignoni, M., Merline, W. J., Berthier, J., Hestroffer, D., Fusco, T., and Tamblyn, P. (2008). Near-Infrared Mapping and Physical Properties of the Dwarf-Planet Ceres. *Astronomy and Astrophysics*, 478(4) :235–244.
- Casali, M., Pirard, J.-F., Kissler-Patig, M., Moorwood, A. F. M., Bedin, L., Biereichel, P., Delabre, B., Dorn, R., Finger, G., Gojak, D., Huster, G., Jung, Y., Koch, F., Lizon, J.-L., Mehrgan, L., Pozna, E., Silber, A., Sokar, B., and Stegmeier, J. (2006). HAWK-I : the new wide-field IR imager for the VLT. *SPIE*, 6269.
- Cellino, A., Bus, S. J., Doressoundiram, A., and Lazzaro, D. (2002). Spectroscopic Properties of Asteroid Families. *Asteroids III*, pages 633–643.
- Cellino, A., Capaccioni, F., Capria, M. T., Coradini, A., De Sanctis, M. C., Keller, H. U., Prettyman, T. H., Raymond, C. A., and Russell, C. T. (2006). Understanding the origin of the asteroids through the study of Vesta and Ceres : The role of DAWN. *Advances in Geoscience*, 3 :287–298.
- Cellino, A., Diolaiti, E., Ragazzoni, R., Hestroffer, D., Tanga, P., and Ghedina, A. (2003). Speckle interferometry observations of asteroids at TNG. *Icarus*, 162 :278–284.
- Chamberlain, M. A., Sykes, M. V., and Esquerdo, G. A. (2007). Ceres lightcurve analysis—Period determination. *Icarus*, 188(2) :451–456.
- Chapman, C. R. (1996). S-Type Asteroids, Ordinary Chondrites, and Space Weathering : The Evidence from Galileo’s Fly-bys of Gaspra and Ida. *Meteoritics and Planetary Science*, 31 :699–725.
- Chapman, C. R. (2004). Space Weathering of Asteroid Surfaces. *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, 32 :539–567.
- Chapman, C. R., McCord, T. B., and Johnson, T. V. (1973). Asteroid spectral reflectivities. *Astronomical Journal*, 78 :126–140.
- Chapman, C. R., Merline, W. J., and Thomas, P. C. (1999). Cratering on Mathilde. *Icarus*, 140 :28–33.
- Cheng, A. F. (2002). Near Earth Asteroid Rendezvous : Mission Summary. *Asteroids III*, pages 351–366.
- Cheng, A. F. and Barnouin-Jha, O. S. (1999). Giant Craters on Mathilde. *Icarus*, 140 :34–48.
- Cohen, M. and Davies, J. K. (1995). Spectral Irradiance Calibration in the Infrared - V. The role of UKIRT and the CGS3 spectrometer. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 276 :715–722.
- Cohen, M., Walker, R. G., and Witteborn, F. C. (1992). Spectral Irradiance Calibration in the Infrared. II - Alpha Tau and the recalibration of the IRAS low resolution spectrometer. *Astronomical Journal*, 104 :2030–2044.

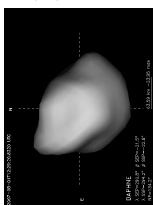
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



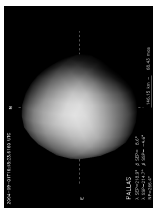


- Cohen, M., Witteborn, F. C., Roush, T. L., Bregman, J. D., and Wooden, D. H. (1998). Spectral Irradiance Calibration in the Infrared. VIII. 5-14 Micron Spectroscopy of the Asteroids Ceres, Vesta, and Pallas. *Astronomical Journal*, 115 :1671–1679.
- Conan, J.-M., Fusco, T., Mugnier, L. M., and Marchis, F. (2000). MISTRAL : Myopic deconvolution method applied to ADONIS and to simulated VLT-NAOS images. *The Messenger*, 99 :38–45.
- Conrad, A. R., Dumas, C., Merline, W. J., Drummond, J. D., Campbell, R. D., Goodrich, R. W., Le Mignant, D., Chaffee, F. H., Fusco, T., Kwok, S. H., and Knight, R. I. (2007). Direct measurement of the size, shape, and pole of 511 Davida with Keck AO in a single night. *Icarus*, 191(2) :616–627.
- Conrad, A. R., Keck Observatory, W. M., Merline, W. J., Drummond, J. D., Tamblyn, P. M., Dumas, C., Carry, B., Campbell, R. D., Goodrich, R. W., Owen, W. M., and Chapman, C. R. (2008). S/2008 (41) 1. *IAU Circular*, 8930 :2–2.
- Conrad, A. R., Merline, W. J., Drummond, J. D., Carry, B., Dumas, C., Campbell, R. D., Goodrich, R. W., Chapman, C. R., and Tamblyn, P. M. (2009). Recent Results from Imaging Asteroids with Adaptive Optics. In *Lunar and Planetary Institute Science Conference Abstracts*, volume 40 of *Lunar and Planetary Inst. Technical Report*, page 2414.
- Dekker, H., D’Odorico, S., Kaufer, A., Delabre, B., and Kotzlowski, H. (2000). Design, construction, and performance of UVES, the echelle spectrograph for the UT2 Kueyen Telescope at the ESO Paranal Observatory. *SPIE*, 4008 :534–545.
- DeMeo, F. E., Binzel, R. P., Slivan, S. M., and Bus, S. J. (2009). An extension of the Bus asteroid taxonomy into the near-infrared. *Icarus*, 202 :160–180.
- Demura, H., Kobayashi, S., Nemoto, E., Matsumoto, N., Furuya, M., Yukishita, A., Muranaka, N., Morita, H., Shirakawa, K., Maruya, M., Ohyama, H., Uo, M., Kubota, T., Hashimoto, T., Kawaguchi, J., Fujiwara, A., Saito, J., Sasaki, S., Miyamoto, H., and Hirata, N. (2006). Pole and Global Shape of 25143 Itokawa. *Science*, 312 :1347–1349.
- Descamps, P., Marchis, F., Durech, J., Emery, J. P., Harris, A. W., Kaasalainen, M., Berthier, J., Teng-Chuen-Yu, J.-P., Peyrot, A., Hutton, L., Greene, J., Pollock, J., Assafin, M., Vieira-Martins, R., Camargo, J. I. B., Braga-Ribas, F., Vachier, F., Reichart, D. E., Ivarsen, K. M., Crain, J. A., Nysewander, M. C., Lacluyze, A. P., Haislip, J. B., Behrend, R., Colas, F., Lecacheux, J., Bernasconi, L., Roy, R., Baudouin, P., Brunetto, L., Sposetti, S., and Manzini, F. (2009). New insights on the binary asteroid 121 Hermione. *Icarus*. accepted for publication.
- Descamps, P., Marchis, F., Pollock, J., Berthier, J., Vachier, F., Birlan, M., Kaasalainen, M., Harris, A. W., Wong, M. H., Romanishin, W. J., Cooper, E. M., Kettner, K. A., Wiggins, P., Kryszczyńska, A., Polinska, M., Coliac, J.-F., Devyatkin, A., Verestchagina, I., and Gorsharov, D. (2008). New determination of the size and bulk density of the binary Asteroid 22 Kalliope from observations of mutual eclipses. *Icarus*, 196 :578–600.
- Deutsch, L. K., Hora, J. L., Adams, J. D., and Kassis, M. (2003). MIRSI : a Mid-InfraRed Spectrometer and Imager. *SPIE*, 4841 :106–116.
- Dotto, E., Müller, T. G., Barucci, M. A., Encrenaz, T., Knacke, R. F., Lellouch, E., Doressoundiram, A., Crovisier, J., Brucato, J. R., Colangeli, L., and Mennella, V. (2000). ISO results on bright Main Belt asteroids : PHT-S observations. *Astronomy and Astrophysics*, 358 :1133–1141.
- Drummond, J. D. (2000). Measuring Asteroids with Adaptive Optics. In Ageorges, N. and Dainty, C., editors, *Laser Guide Star Adaptive Optics for Astronomy*, pages 243–262.
- Drummond, J. D. and Christou, J. C. (2008). Triaxial ellipsoid dimensions and rotational poles of seven asteroids from Lick Observatory adaptive optics images, and of Ceres. *Icarus*, 197 :480–496.
- Drummond, J. D., Christou, J. C., and Nelson, J. (2009). Triaxial ellipsoid dimensions and poles of asteroids from AO observations at the Keck-II telescope. *Icarus*. doi :10.1016/j.icarus.2009.02.011.

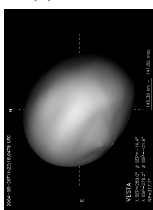


- Drummond, J. D. and Cocke, W. J. (1989). Triaxial ellipsoid dimensions and rotational pole of 2 Pallas from two stellar occultations. *Icarus*, 78 :323–329.
- Drummond, J. D., Fugate, R. Q., Christou, J. C., and Hege, E. K. (1998). Full Adaptive Optics Images of Asteroids Ceres and Vesta ; Rotational Poles and Triaxial Ellipsoid Dimensions. *Icarus*, 132 :80–99.
- Dumas, C., Merline, W. J., Binzel, R. P., Brown, R. H., Fusco, T., and Terrile, R. J. (2003). Multi-color adaptive optics imaging of asteroid 1 Ceres. In *Bulletin of the American Astronomical Society*, AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts, page 956.
- Dunham, D. W., Dunham, J. B., Binzel, R. P., Evans, D. S., Freuh, M., Henry, G. W., A’Hearn, M. F., Schnurr, R. G., Betts, R., Haynes, H., Orcutt, R., Bowell, E., Wasserman, L. H., Nye, R. A., Giclas, H. L., Chapman, C. R., Dietz, R. D., Moncivais, C., Douglas, W. T., Parker, D. C., Beish, J. D., Martin, J. O., Monger, D. R., Hubbard, W. B., Reitsema, H. J., Klemola, A. R., Lee, P. D., McNamara, B. R., Maley, P. D., Manly, P., Markworth, N. L., Nolthenius, R., Oswalt, T. D., Smith, J. A., Strother, E. F., Povenmire, H. R., Purrington, R. D., Trenary, C., Schneider, G. H., Schuster, W. J., Moreno, M. A., Guichard, J., Sanchez, G. R., Taylor, G. E., Upgren, A. R., and von Flandern, T. C. (1990). The size and shape of (2) Pallas from the 1983 occultation of 1 Vulpeculae. *Astronomical Journal*, 99 :1636–1662.
- Dunham, D. W. and Herald, D. (2008). Asteroid Occultations V6.0. EAR-A-3-RDR-OCCULTATIONS-V6.0. NASA Planetary Data System.
- Ďurech, J., Grav, T., Jedicke, R., Denneau, L., and Kaasalainen, M. (2005). Asteroid Models from the Pan-STARRS Photometry. *Earth Moon and Planets*, 97 :179–187.
- Ďurech, J. and Kaasalainen, M. (2003). Photometric signatures of highly nonconvex and binary asteroids. *Astronomy and Astrophysics*, 404 :709–714.
- Ďurech, J., Kaasalainen, M., Marciniak, A., Allen, W. H., Behrend, R., Bembrick, C., Bennett, T., Bernasconi, L., Berthier, J., Bolt, G., Boroumand, S., Crespo da Silva, L. D., Crippa, R., Crow, M., Durkee, R., Dymock, R., Fagas, M., Fauerbach, M., Fauvaud, S., Frey, M., Gonçalves, R., Hirsch, R., Jardine, D., Kamiński, K., Koff, R., Kwiatkowski, T., López, A., Manzini, F., Michałowski, T., Pacheco, R., Pan, M., Pilcher, F., Poncy, R., Pray, D. P., Pych, W., Roy, R., Santacana, G., Slivan, S. M., Sposetti, S., Stephens, R., Warner, B. D., and Wolf, M. (2007). Physical models of ten asteroids from an observers’ collaboration network. *Astronomy and Astrophysics*, 465 :331–337.
- Durech, J., Vokrouhlický, D., Kaasalainen, M., Higgins, D., Krugly, Y. N., Gaftonyuk, N. M., Shevchenko, V. G., Chiorny, V. G., Hamanowa, H., Reddy, V., and Dyvig, R. R. (2008a). Detection of the YORP effect in asteroid (1620) Geographos. *Astronomy and Astrophysics*, 489 :L25–L28.
- Durech, J., Vokrouhlický, D., Kaasalainen, M., Weissman, P., Lowry, S. C., Beshore, E., Higgins, D., Krugly, Y. N., Shevchenko, V. G., Gaftonyuk, N. M., Choi, Y.-J., Kowalski, R. A., Larson, S., Warner, B. D., Marshalkina, A. L., Ibrahimov, M. A., Molotov, I. E., Michałowski, T., and Kitazato, K. (2008b). New photometric observations of asteroids (1862) Apollo and (25143) Itokawa - an analysis of YORP effect. *Astronomy and Astrophysics*, 488(1) :345–350.
- Eisenhauer, F., Abuter, R., Bickert, K., Biancat-Marchet, F., Bonnet, H., Brynnel, J., Conzelmann, R. D., Delabre, B., Donaldson, R., Farinato, J., Fedrigo, E., Genzel, R., Hubin, N. N., Iserlohe, C., Kasper, M. E., Kissler-Patig, M., Monnet, G. J., Roehrl, C., Schreiber, J., Stroebele, S., Tecza, M., Thatte, N. A., and Weisz, H. (2003). SINFONI - Integral field spectroscopy at 50 milli-arcsecond resolution with the ESO VLT. *SPIE*, 4841 :1548–1561.
- Emery, J. P., Cruikshank, D. P., and van Cleve, J. (2006). Thermal emission spectroscopy (5.2–38  $\mu\text{m}$ ) of three Trojan asteroids with the Spitzer Space Telescope : Detection of fine-grained silicates. *Icarus*, 182 :496–512.
- Erard, S., Forni, O., Ollivier, M., Dotto, E., Roush, T. L., Poulet, F., and Müller, T. G. (2005). The 2004 Opposition of Ceres Observed with Adaptive Optics on the VLT. In *36th Annual Lunar and Planetary Science Conference*, pages 1388–1389.

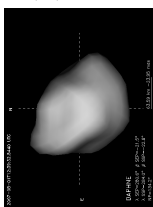
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



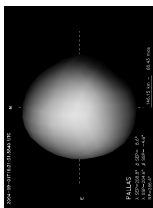


- Fabrycky, D. C., Ragozzine, D., Brown, M. E., and Holman, M. J. (2008). Mutual Events of (136108) 2003 EL<sub>61</sub> and S/2005 (136108) 2. *IAU Circular*, 8949.
- Fanale, F. P. and Salvail, J. R. (1989). The water regime of asteroid (1) Ceres. *Icarus*, 82 :97–110.
- Feierberg, M. A. and Drake, M. J. (1980). The meteorite-asteroid connection - The infrared spectra of eucrites, shergottites, and Vesta. *Science*, 209 :805–807.
- Feierberg, M. A., Lebofsky, L. A., and Larson, H. P. (1980). Spectroscopic evidence for aqueous alteration products on the surfaces of low-albedo asteroids. *Geochimica et Cosmochimica Acta*, 45 :971–981.
- Feierberg, M. A., Witteborn, F. C., and Lebofsky, L. A. (1983). Detection of Silicate Emission Features in the 8- to 13-micron Spectra of Main Belt Asteroids. *Icarus*, 56 :393–397.
- Ferraz-Mello, S., Rodríguez, A., and Hussmann, H. (2008). Tidal friction in close-in satellites and exoplanets : The Darwin theory re-visited. *Celestial Mechanics and Dynamical Astronomy*, 101 :171–201.
- Fienga, A., Manche, H., Laskar, J., and Gastineau, M. (2008). INPOP06 : a new numerical planetary ephemeris. *Astronomy and Astrophysics*, 477(1) :315–327.
- Foderà Serio, G., Manara, A., and Sicoli, P. (2002). Giuseppe Piazzi and the Discovery of Ceres. *Asteroids III*, pages 17–24.
- Fraser, W. C. and Brown, M. E. (2009). NICMOS Photometry of the Unusual Dwarf Planet Haumea and its Satellites. *Astrophysical Journal*, 695 :L1–L3.
- Fujiwara, A., Kawaguchi, J., Yeomans, D. K., Abe, M., Mukai, T., Okada, T., Saito, J., Yano, H., Yoshikawa, M., Scheeres, D. J., Barnouin-Jha, O. S., Cheng, A. F., Demura, H., Gaskell, G. W., Hirata, N., Ikeda, H., Kominato, T., Miyamoto, H., Nakamura, R., Sasaki, S., and Uesugi, K. (2006). The Rubble-Pile Asteroid Itokawa as Observed by Hayabusa. *Science*, 312 :1330–1334.
- Fulchignoni, M., Belskaya, I., Barucci, M. A., De Sanctis, M. C., and Doressoundiram, A. (2008). Transneptunian Object Taxonomy. *The Solar System Beyond Neptune*, pages 181–192.
- Fusco, T. (2000). *Correction Partielle Et Anisoplanétisme En Optique*. PhD thesis, Université de Nice Sophia-Antipolis.
- Gaffey, M. J. (1983). The Asteroid (4) Vesta : Rotational Spectral Variations, Surface Material Heterogeneity, and Implications for the Origin of the Basaltic Achondrites. In *Lunar and Planetary Institute Conference Abstracts*, volume 14 of *Lunar and Planetary Institute Conference Abstracts*, pages 231–232.
- Gaffey, M. J. (1997). Surface Lithologic Heterogeneity of Asteroid 4 Vesta. *Icarus*, 127 :130–157.
- Gaffey, M. J., Cloutis, E. A., Kelley, M. S., and Reed, K. L. (2002). Mineralogy of Asteroids. *Asteroids III*, pages 183–204.
- Ghosh, A., Weidenschilling, S. J., McSween Jr., H. Y., and Rubin, A. (2006). Asteroidal Heating and Thermal Stratification of the Asteroid Belt. *Meteorites and the Early Solar System II*, pages 555–566.
- Gillett, F. C. and Merrill, K. M. (1975). 7.5-13.5 micron spectra of Ceres and Vesta. *Icarus*, 26 :358–360.
- Goffin, E. (2001). New determination of the mass of Pallas. *Astronomy and Astrophysics*, 365 :627–630.
- Goldberg, D. M. and Gott, J. R. I. (2006). Flexion and Skewness in Map Projections of the Earth. *ArXiv Astrophysics e-prints*.
- Golubeva, L. F., Omarov, S. Z., and Shestopalov, D. I. (1983). Asteroid symmetry. I - Surface mineralogies of Ceres and Vesta. *Soviet Astronomy*, 27 :83–87.
- Greeley, R. and Batson, R. M. (1990). *Planetary Mapping*. Cambridge University Press.

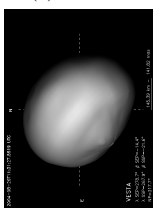


- Green, D. W. E. (2006). (134340) Pluto, (136199) Eris, and (136199) Eris I (Dysnomia). *IAU Circular*, 8747 :1.
- Green, S. F., Eaton, N., Aitken, D. K., Roche, P. F., and Meadows, A. J. (1985). 8- to 13-micron spectra of asteroids. *Icarus*, 62 :282–288.
- Hamilton, V. E. and Christensen, P. R. (2000). Determining the modal mineralogy of mafic and ultramafic igneous rocks using thermal emission spectroscopy. *Journal of Geophysical Research*, 105 :9717–9734.
- Hapke, B. (1993). *Theory of reflectance and emittance spectroscopy*. Cambridge University Press.
- Harris, A., Warner, B., and Pravec, P. (2008). Asteroid Lightcurve Derived Data V10.0. NASA Planetary Data System.
- Harris, A. W. and Lagerros, J. S. V. (2002). Asteroids in the Thermal Infrared. *Asteroids III*, pages 205–218.
- Helfenstein, P., Veverka, J., Thomas, P. C., Simonelli, D. P., Lee, P. D., Klaasen, K., Johnson, T. V., Breneman, H., Head, J. W., and Murchie, S. L. (1994). Galileo photometry of Asteroid 951 Gaspra. *Icarus*, 107 :37–60.
- Hendrix, A. R., Vilas, F., and Festou, M. C. (2003). Vesta’s UV lightcurve : hemispheric variation in brightness and spectral reversal. *Icarus*, 162 :1–9.
- Herschel, W. (1802). Observations on the two lately discovered celestial bodies. *Philos. Trans. R. Soc. London*, 2 :213–232.
- Hestroffer, D., Marchis, F., Fusco, T., and Berthier, J. (2002). Adaptive optics observations of asteroid (216) Kleopatra. *Astronomy and Astrophysics*, 294 :339–343.
- Hestroffer, D., Vachier, F., and Balat, B. (2005). Orbit Determination of Binary Asteroids. *Earth Moon and Planets*, 97 :245–260.
- Hilton, J. L. (1999). US Naval Observatory Ephemerides of the Largest Asteroids. *Astronomical Journal*, 117 :1077–1086.
- Hilton, J. L. (2002). Asteroid Masses and Densities. *Asteroids III*, pages 103–112.
- Hiroi, T., Binzel, R. P., Sunshine, J. M., Pieters, C. M., and Takeda, H. (1995). Grain sizes and mineral compositions of surface regoliths of Vesta-like asteroids. *Icarus*, 115 :374–386.
- Hiroi, T. and Pieters, C. M. (1998). Origin of vestoids suggested from the space weathering trend in the visible reflectance spectra of HED meteorites and lunar soils. *Antarctic Meteorite Research*, 11 :163–170.
- Hiroi, T., Pieters, C. M., and Takeda, H. (1994). Grain size of the surface regolith of asteroid 4 Vesta estimated from its reflectance spectrum in comparison with HED meteorites. *Meteoritics*, 29 :394–396.
- Hiroi, T., Pieters, C. M., Zolensky, M. E., and Lipschutz, M. E. (1993). Evidence of thermal metamorphism on the C, G, B, and F asteroids. *Science*, 261(5124) :1016–1018.
- Hom, E. F. Y., Marchis, F., Lee, T. K., Haase, S., Agard, D. A., and Sedat, J. W. (2007). AIDA : an adaptive image deconvolution algorithm with application to multi-frame and three-dimensional data. *Journal of the Optical Society of America A*, 24(6) :1580–1600.
- Houck, J. R., Roellig, T. L., van Cleve, J., Forrest, W. J., Herter, T., Lawrence, C. R., Matthews, K., Reitsema, H. J., Soifer, B. T., Watson, D. M., Weedman, D., Huisjen, M., Troeltzsch, J., Barry, D. J., Bernard-Salas, J., Blacken, C. E., Brandl, B. R., Charmandaris, V., Devost, D., Gull, G. E., Hall, P., Henderson, C. P., Higdon, S. J. U., Pirger, B. E., Schoenwald, J., Sloan, G. C., Uchida, K. I., Appleton, P. N., Armus, L., Burgdorf, M. J., Fajardo-Acosta, S. B., Grillmair, C. J., Ingalls, J. G., Morris, P. W., and Teplitz, H. I. (2004). The Infrared Spectrograph (IRS) on the Spitzer Space Telescope. *Astrophysical Journal Supplement*, 154 :18–24.

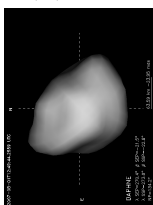
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





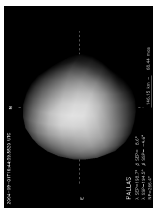
- Housen, K. R., Holsapple, K. A., and Voss, M. E. (1999). Compaction as the origin of the unusual craters on the asteroid Mathilde. *Nature*, 402 :155–157.
- Howell (2001). *CCD in Astronomy*. Cambridge University Press.
- Hsieh, H. H. and Jewitt, D. (2006). A Population of Comets in the Main Asteroid Belt. *Science*, 312 :561–563.
- Hunt, G. R. and Logan, L. M. (1972). Variation of Single Particle Mid-Infrared Emission Spectrum with Particle size. *Applied Optics*, 11(1) :142–147.
- Jedicke, R., Magnier, E. A., Kaiser, N., and Chambers, K. C. (2007). The next decade of Solar System discovery with Pan-STARRS. In Valsecchi, G. B., Vokrouhlický, D., and Milani, A., editors, *IAU Symposium*, volume 236 of *IAU Symposium*, pages 341–352.
- Jenniskens, P., Shaddad, M. H., Numan, D., Elsir, S., Kudoda, A. M., Zolensky, M. E., Le, L., Robinson, G. A., Friedrich, J. M., Rumble, D., Steele, A., Chesley, S. R., Fitzsimmons, A., Duddy, S., Hsieh, H. H., Ramsay, G., Brown, P. G., Edwards, W. N., Tagliaferri, E., Boslough, M. B., Spalding, R. E., Dantowitz, R., Kozubal, M., Pravec, P., Borovicka, J., Charvat, Z., Vaubaillon, J., Kuiper, J., Albers, J., Bishop, J. L., Mancinelli, R. L., Sandford, S. A., Milam, S. N., Nuevo, M., and P., W. S. (2009). The impact and recovery of asteroid 2008 TC<sub>3</sub>. *Nature*, 458 :485–488.
- Jewitt, D. C. (2008). Six Hot Topics in Planetary Astronomy. *Small Bodies in Planetary Systems*.
- Johnson, P. E., Kemp, J. C., Lebofsky, M. J., and Rieke, G. H. (1983). 10 micron polarimetry of Ceres. *Icarus*, 56 :381–392.
- Johnson, T. V. and McGetchin, T. R. (1973). Topography on satellite surfaces and the shape of asteroids. *Icarus*, 18 :612–620.
- Johnson, T. V., Veeder, G. J., Loer, S. J., and Matson, D. L. (1975). Asteroids - Infrared photometry at 1.25, 1.65, and 2.2 microns. *Astrophysical Journal*, 197(1) :527–531.
- Johnston, K. J., Seidelmann, P. K., and Wade, C. M. (1982). Observations of 1 Ceres and 2 Pallas at centimeter wavelengths. *Astronomical Journal*, 87 :1593–1599.
- Jones, T. D., Lebofsky, L. A., Lewis, J. S., and Marley, M. S. (1990). The composition and Origin of the C,P and D Asteroids : Water as Tracer of Thermal Evolution in the Outer Belt. *Icarus*, 88 :172–193.
- Kaasalainen, M. (2009). Maximum compatibility estimates and shape reconstruction with boundary curves and volumes of generalized projections. *Inverse Problems and Imaging*.
- Kaasalainen, M., Āurech, J., Warner, B. D., Krugly, Y. N., and Gaftonyuk, N. M. (2007). Acceleration of the rotation of asteroid 1862 Apollo by radiation torques. *Nature*, 446 :420–422.
- Kaasalainen, M., Mottola, S., and Fulchignoni, M. (2002a). Asteroid Models from Disk-integrated Data. *Asteroids III*, pages 139–150.
- Kaasalainen, M. and Torppa, J. (2001). Optimization Methods for Asteroid Lightcurve Inversion - I. Shape Determination. *Icarus*, 153 :24–36.
- Kaasalainen, M., Torppa, J., and Muinonen, K. (2001). Optimization Methods for Asteroid Lightcurve Inversion - II. The Complete Inverse Problem. *Icarus*, 153 :37–51.
- Kaasalainen, M., Torppa, J., and Piironen, J. (2002b). Binary structures among large asteroids. *Astronomy and Astrophysics*, 383 :L19–L22.
- Kaasalainen, M., Torppa, J., and Piironen, J. (2002c). Models of Twenty Asteroids from Photometric Data. *Icarus*, 159 :369–395.



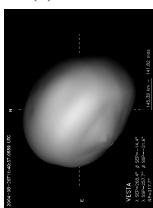


- Kasten, F. and Young, A. T. (1989). Revised optical air mass tables and approximation formula. *Applied Optics*, 28 :4735–4738.
- Keil, K. (2002). Geological History of Asteroid 4 Vesta : The "Smallest Terrestrial Planet". *Asteroids III*, pages 573–584.
- King, T. V., Clark, R. N., Calvin, W. M., Sherman, D. M., and Brown, R. H. (1992). Evidence for ammonium-bearing minerals on Ceres. *Science*, 255 :1551–1553.
- Kirkland, L. E., Herr, K. C., and Salisbury, J. W. (2001). Thermal Infrared Spectral Band Detection Limits for Unidentified Surface Materials. *Applied Optics*, 40(27) :4852–4862.
- Kitazato, K., Abe, M., Ishiguro, M., and Ip, W.-H. (2007). 25143 Itokawa : direct detection of the current decelerating spin state due to YORP effect. *Astronomy and Astrophysics*, 472 :L5–L8.
- Kovačević, A. and Kuzmanoski, M. (2005). The Mass of (1) Ceres Obtained from Four Close Encounters. *Serbian Astronomical Journal*, 171 :37–42.
- Kovačević, A. and Kuzmanoski, M. (2007). A New Determination of the Mass of (1) Ceres. *Earth Moon and Planets*, 100 :117–123.
- Kryszczyńska, A., La Spina, A., Paolicchi, P., Harris, A. W., Breiter, S., and Pravec, P. (2007). New findings on asteroid spin-vector distributions. *Icarus*, 192 :223–237.
- Kuzmanoski, M. (1998). On Interactions Between (1) Ceres and (2) Pallas. *Serbian Astronomical Journal*, 158 :61–66.
- Lacerda, P., Jewitt, D. C., and Peixinho, N. (2008). High-Precision Photometry of Extreme Kbo 2003 EL<sub>61</sub>. *Astronomical Journal*, 135 :1749–1756.
- Lagerros, J. S. V. (1996). Thermal physics of asteroids. I. Effects of shape, heat conduction and beaming. *Astronomy and Astrophysics*, 310 :1011–1020.
- Larson, H. P., Feierberg, M. A., Fink, U., and Smith, H. A. (1979). Remote spectroscopic identification of carbonaceous chondrite mineralogies Applications to Ceres and Pallas. *Icarus*, 39 :257–271.
- Larson, H. P., Feierberg, M. A., and Lebofsky, L. A. (1983). The Composition of Asteroid 2 Pallas and Its Relation to Primitive Meteorites. *Icarus*, 56 :398–408.
- Larson, H. P. and Fink, U. (1975). Infrared spectral observations of Asteroid 4 Vesta. *Icarus*, 26 :420–427.
- Lazzaro, D., Michtchenko, T., Carvano, J. M., Binzel, R. P., Bus, S. J., Burbine, T. H., Mothé-Diniz, T., Florczak, M., and Angeli, C. A. (2000). Discovery of a Basaltic Asteroid in the Outer Main Belt. *Science*, 288(5473) :2033–2035.
- Lebofsky, L. A. (1978). Asteroid 1 Ceres - Evidence for water of hydration. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 182 :17–21.
- Lebofsky, L. A., Feierberg, M. A., Tokunaga, A. T., Larson, H. P., and Johnson, J. R. (1981). The 1.7- to 4.2-micron spectrum of asteroid 1 Ceres - Evidence for structural water in clay minerals. *Icarus*, 48 :453–459.
- Lenzen, R., Hartung, M., Brandner, W., Finger, G., Hubin, N. N., Lacombe, F., Lagrange, A.-M., Lehnert, M. D., Moorwood, A. F. M., and Mouillet, D. (2003). NAOS-CONICA first on sky results in a variety of observing modes. *SPIE*, 4841 :944–952.
- Levison, H. F. and Morbidelli, A. (2003). The formation of the Kuiper belt by the outward transport of bodies during Neptune's migration. *Nature*, 426 :419–421.
- Levison, H. F., Morbidelli, A., Vokrouhlický, D., and Bottke, Jr., W. F. (2008). On a Scattered-Disk Origin for the 2003 EL<sub>61</sub> Collisional FAMILY - An Example of the Importance of Collisions on the Dynamics of Small Bodies. *Astronomical Journal*, 136 :1079–1088.

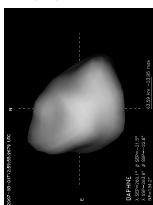
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



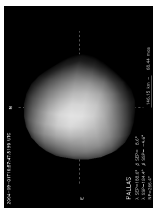


- Li, J.-Y., McFadden, L. A., Parker, J. W., Young, E. F., Stern, S. A., Thomas, P. C., Russell, C. T., and Sykes, M. V. (2006a). Photometric analysis of 1 Ceres and surface mapping from HST observations. *Icarus*, 182 :143–160.
- Li, J.-Y., McFadden, L. A., Thomas, P. C., Mutchler, M. J., Parker, J. W., Young, E. F., Russell, C. T., Sykes, M. V., and Schmidt, B. (2008). Photometric mapping of Vesta from HST observations. *ACM Meeting*. Poster 8288.
- Li, J.-Y., Young, E. F., Thomas, P. C., Parker, J. W., McFadden, L. A., Russell, C. T., Stern, S. A., and Sykes, M. V. (2006b). HST Images, Albedo Maps, and Shape of 1 Ceres. EAR-A-HSTACS-5-CERESHST-V1.0., NASA Planetary Data System.
- Lim, L. F., McConnochie, T. H., Bell, J. F., and Hayward, T. L. (2005). Thermal infrared (8-13  $\mu\text{m}$ ) spectra of 29 asteroids : the Cornell Mid-Infrared Asteroid Spectroscopy (MIDAS) Survey. *Icarus*, 173 :385–408.
- Lowry, S. C., Fitzsimmons, A., Pravec, P., Vokrouhlický, D., Boehnhardt, H., Taylor, P. A., Margot, J.-L., Galád, A., Irwin, M., Irwin, J., and Kusnirák, P. (2007). Direct Detection of the Asteroidal YORP Effect. *Science*, 316 :272–.
- Magnusson, P., Barucci, M. A., Drummond, J. D., Lumme, K., and Ostro, S. J. (1989). Determination of pole orientations and shapes of asteroids. *Asteroids II*, pages 67–97.
- Marchi, S., Brunetto, R., Magrin, S., Lazzarin, M., and Gandolfi, D. (2005a). Space weathering of near-Earth and main belt silicate-rich asteroids : observations and ion irradiation experiments. *Astronomy and Astrophysics*, 443 :769–775.
- Marchi, S., Lazzarin, M., Paolicchi, P., and Magrin, S. (2005b). New V-type asteroids in near-Earth space. *Icarus*, 175 :170–174.
- Marchis, F., de Pater, I., Davies, A. G., Roe, H. G., Fusco, T., Le Mignant, D., Descamps, P., Macintosh, B. A., and Prangé, R. (2002). High-Resolution Keck Adaptive Optics Imaging of Violent Volcanic Activity on Io. *Icarus*, 160 :124–131.
- Marchis, F., Descamps, P., Baek, M., Harris, A. W., Kaasalainen, M., Berthier, J., Hestroffer, D., and Vachier, F. (2008a). Main belt binary asteroidal systems with circular mutual orbits. *Icarus*, 196(1) :97–118.
- Marchis, F., Descamps, P., Berthier, J., Hestroffer, D., Vachier, F., Baek, M., Harris, A. W., and Nesvorný, D. (2008b). Main belt binary asteroidal systems with eccentric mutual orbits. *Icarus*, 195(1) :295–316.
- Marchis, F., Descamps, P., Hestroffer, D., and Berthier, J. (2005a). Discovery of the triple asteroidal system 87 Sylvia. *Nature*, 436 :822–824.
- Marchis, F., Hestroffer, D., Descamps, P., Berthier, J., Laver, C., and de Pater, I. (2005b). Mass and density of Asteroid 121 Hermione from an analysis of its companion orbit. *Icarus*, 178(2) :450–464.
- Marchis, F., Kaasalainen, M., Hom, E. F. Y., Berthier, J., Enriquez, J., Hestroffer, D., Le Mignant, D., and de Pater, I. (2006a). Shape, size and multiplicity of main-belt asteroids. *Icarus*, 185(1) :39–63.
- Marchis, F., Wong, M. H., Berthier, J., Descamps, P., Hestroffer, D., Vachier, F., Le Mignant, D., and de Pater, I. (2006b). S/2006 (624) 1. *IAU Circular*, 8732 :1.
- Marzari, F., Cellino, A., Davis, D. R., Farinella, P., Zappala, V., and Vanzani, V. (1996). Origin and evolution of the Vesta asteroid family. *Astronomy and Astrophysics*, 316 :248–262.
- Mastrapa, R. M. E. and Brown, R. H. (2006). Ion irradiation of crystalline H<sub>2</sub>O ice : Effect on the 1.65- $\mu\text{m}$  band. *Icarus*, 183 :207–214.
- Maturilli, A., Helbert, J., and Moroz, L. V. (2008). The Berlin emissivity database (BED). *Planetary and Space Science*, 56 :420–425.

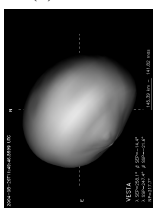


- McCord, T. B., Adams, J. B., and Johnson, T. V. (1970). Asteroid Vesta : Spectral Reflectivity and Compositional Implications. *Science*, 168(3938) :1445–1447.
- McCord, T. B. and Sotin, C. (2005). Ceres : Evolution and current state. *Journal of Geophysical Research (Planets)*, 110 :5009–5023.
- McFadden, L. A., McCord, T. B., and Pieters, C. M. (1977). Vesta - the first pyroxene band from new spectroscopic measurements. *Icarus*, 31(4) :439–446.
- McFadden, L.-A. A., Thomas, P. C., Carcich, B., Mutchler, M. J., Li, J.-Y., Bastien, F., Hamilton, D. P., Parker, J. W., Young, E. F., Sykes, M. V., Schmidt, B., and Russell, C. T. (2007). Observations of Vesta with HST-Wide Field Planetary Camera 2 in 2007. In *Bulletin of the American Astronomical Society*, volume 38 of *Bulletin of the American Astronomical Society*, page 469.
- Merlin, F., Guilbert, A., Dumas, C., Barucci, M. A., de Bergh, C., and Vernazza, P. (2007). Properties of the icy surface of the TNO 136108 (2003 EL<sub>61</sub>). *Astronomy and Astrophysics*, 466 :1185–1188.
- Merline, W. J., Close, L. M., Dumas, C., Chapman, C. R., Roddier, F., Ménard, F., Slater, D. C., Duvert, G., Shelton, C., and Morgan, T. (1999). Discovery of a moon orbiting the asteroid 45 Eugenia. *Nature*, 401 :565–568.
- Merline, W. J., Conrad, A. R., Keck Observatory, W. M., Drummond, J. D., Tamblyn, P. M., Dumas, C., Carry, B., Campbell, R. D., Goodrich, R. W., Chapman, C. R., and Owen, W. M. (2008). S/2008 (35107) 1. *IAU Circular*, 8977 :2.
- Michalak, G. (2000). Determination of asteroid masses — I. (1) Ceres, (2) Pallas and (4) Vesta. *Astronomy and Astrophysics*, 360 :363–374.
- Mignard, F., Cellino, A., Muinonen, K., Tanga, P., Delbò, M., Dell’Oro, A., Granvik, M., Hestroffer, D., Mouret, S., Thuillot, W., and Virtanen, J. (2007). The Gaia Mission : Expected Applications to Asteroid Science. *Earth Moon and Planets*, 101 :97–125.
- Milam, K. A., McSween Jr., H. Y., Hamilton, V. E., Moersch, J. M., and Christensen, P. R. (2001). Accuracy of plagioclase compositions from laboratory and Mars spacecraft thermal emission spectra. *Journal of Geophysical Research*, 109 :4001–4017.
- Millis, R. L. and Dunham, D. W. (1989). Precise measurement of asteroid sizes and shapes from occultations. *Asteroids II*, pages 148–170.
- Millis, R. L., Wasserman, L. H., Franz, O. G., Nye, R. A., Oliver, R. C., Kreidl, T. J., Jones, S. E., Hubbard, W. B., Lebofsky, L. A., Goff, R., Marcialis, R., Sykes, M. V., Frecker, J., Huntten, D., Zellner, B. H., Reitsema, H. J., Schneider, G. H., Dunham, E., Klavetter, J., Meech, K. J., Oswalt, T. D., Rafert, J., Strother, E. F., Smith, J. A., Povenmire, H. R., Jones, B., Kornbluh, D., Reed, L., Izor, K., A’Hearn, M. F., Schnurr, R. G., Osborn, W., Parker, D. C., Douglas, W. T., Beish, J. D., Klemola, A. R., Rios, M., Sanchez, A., Piironen, J., Mooney, M., Ireland, R. S., and Leibow, D. (1987). The size, shape, density, and albedo of Ceres from its occultation of BD+8 deg 471. *Icarus*, 72 :507–518.
- Miyamoto, H., Yano, H., Scheeres, D. J., Abe, S., Barnouin-Jha, O. S., Cheng, A. F., Demura, H., Gaskell, G. W., Hirata, N., Ishiguro, M., Michikami, T., Nakamura, A. M., Nakamura, R., Saito, J., and Sasaki, S. (2007). Regolith Migration and Sorting on Asteroid Itokawa. *Science*, 316 :1011–1014.
- Moskovitz, N. A., Jedicke, R., Gaidos, E., Willman, M., Nesvorný, D., Fevig, R., and Ivezić, Ž. (2008). The distribution of basaltic asteroids in the Main Belt. *Icarus*, 198 :77–90.
- Mouret, S., Hestroffer, D., and Mignard, F. (2007). Asteroid masses and improvement with GAIA. *Astronomy and Astrophysics*, 472 :1017–1027.
- Mousis, O. and Alibert, Y. (2005). On the composition of ices incorporated in Ceres. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 358 :188–192.

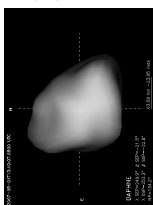
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



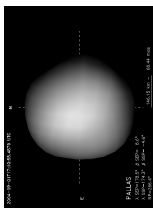


- Mousis, O., Alibert, Y., Hestroffer, D., Marboeuf, U., Dumas, C., Carry, B., Horner, J., and Selsis, F. (2008). Origin of volatiles in the main belt. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 383 :1269–1280.
- Mugnier, L. M., Fusco, T., and Conan, J.-M. (2004). MISTRAL : a Myopic Edge-Preserving Image Restoration Method, with Application to Astronomical Adaptive-Optics-Corrected Long-Exposure Images. *Journal of the Optical Society of America A*, 21(10) :1841–1854.
- Müller, T. G. and Barnes, P. J. (2007). 3.2mm lightcurve observations of (4) Vesta and (9) Metis with the Australia Telescope Compact Array. *Astronomy and Astrophysics*, 467(2) :737–747.
- Mustard, J. F. and Hays, J. E. (1997). Effects of Hyperfine Particles on Reflectance Spectra from 0.3 to 25  $\mu\text{m}$ . *Icarus*, 125 :145–163.
- Nazzario, R., Hyde, T. W., and Barge, L. (2003). Dust grain orbital behavior around Ceres. *Advances in Space Research*, 31 :2591–2597.
- Neslušan, L. (2004). The significance of the Titius-Bode law and the peculiar location of the Earth's orbit. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 351 :133–136.
- Nesvorný, D., Roig, F., Gladman, B. J., Lazzaro, D., Carruba, V., and Mothé-Diniz, T. (2008). Fugitives from the Vesta family. *Icarus*, 193 :85–95.
- Ostro, S. J., Hudson, R. S., Benner, L. A. M., Giorgini, J. D., Magri, C., Margot, J. L., and Nolan, M. C. (2002). Asteroid Radar Astronomy. *Asteroids III*, pages 151–168.
- Ostro, S. J., Hudson, R. S., Nolan, M. C., Margot, J.-L., Scheeres, D. J., Campbell, D. B., Magri, C., Giorgini, J. D., and Yeomans, D. K. (2000). Radar Observations of Asteroid 216 Kleopatra. *Science*, 288 :836–839.
- Ostro, S. J., Margot, J.-L., Benner, L. A. M., Giorgini, J. D., Scheeres, D. J., Fahnestock, E. G., Broschart, S. B., Bellerose, J., Nolan, M. C., Magri, C., Pravec, P., Scheirich, P., Rose, R., Jurgens, R. F., De Jong, E. M., and Suzuki, S. (2006). Radar Imaging of Binary Near-Earth Asteroid (66391) 1999 KW<sub>4</sub>. *Science*, 314 :1276–1280.
- Parker, J. W., McFadden, L. A., Russell, C. T., Stern, S. A., Sykes, M. V., Thomas, P. C., and Young, E. F. (2006). Ceres : High-resolution imaging with HST and the determination of physical properties. *Advances in Space Research*, 38 :2039–2042.
- Parker, J. W., Stern, S. A., Thomas, P. C., Festou, M. C., Merline, W. J., Young, E. F., Binzel, R. P., and Lebofsky, L. A. (2002). Analysis of the First Disk-resolved Images of Ceres from Ultraviolet Observations with the Hubble Space Telescope. *The Astronomical Journal*, 123 :549–557.
- Piazzi, G. (1802). Della Scoperta del nuovo pianeta Cerere Ferdinanda ottavo tra i primarij del nostro sistema solare. *Nella Stamperia Reale*, page 65.
- Pieters, C. M., Binzel, R. P., Bogard, D., Hiroi, T., Mittlefehldt, D. W., Nyquist, L. E., Rivkin, A. S., and Takeda, H. (2006). Asteroid-meteorite links : The Vesta conundrum(s). In Lazzaro, D., Ferraz-Mellow, S., and Fernández, J. A., editors, *Asteroids Comets Meteors Proceedings of the 229th Symposium of the International Astronomical Union*, pages 273–288. Cambridge University Press.
- Pieters, C. M., Taylor, L. A., Noble, S. K., Keller, L. P., Hapke, B., Morris, R. V., Allen, C. C., McKay, D. S., and Wentworth, S. (2000). Space weathering on airless bodies : Resolving a mystery with lunar samples. *Meteoritics and Planetary Science*, 35 :1101–1107.
- Pinilla-Alonso, N., Brunetto, R., Licandro, J., Gil-Hutton, R., Roush, T. L., and Strazzulla, G. (2009). The surface of (136108) Haumea (2003 EL<sub>61</sub>), the largest carbon-depleted object in the trans-Neptunian belt. *Astronomy and Astrophysics*, 496 :547–556.

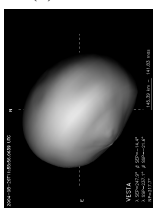


- Pirard, J.-F., Kissler-Patig, M., Moorwood, A. F. M., Biereichel, P., Delabre, B., Dorn, R., Finger, G., Gojak, D., Huster, G., Jung, Y., Koch, F., Le Louarn, M., Lizon, J.-L., Mehrgan, L., Pozna, E., Silber, A., Sokar, B., and Stegmeier, J. (2004). HAWK-I : A new wide-field 1- to 2.5- $\mu\text{m}$  imager for the VLT. *SPIE*, 5492 :1763–1772.
- Pravec, P., Scheirich, P., Kušnirák, P., Šarounová, L., Mottola, S., Hahn, G., Brown, P. G., Esquerdo, G. A., Kaiser, N., Krzeminski, Z., Pray, D. P., Warner, B. D., Harris, A. W., Nolan, M. C., Howell, E. S., Benner, L. A. M., Margot, J.-L., Galád, A., Holliday, W., Hicks, M. D., Krugly, Y. N., Tholen, D. J., Whiteley, R. J., Marchis, F., Degraff, D. R., Grauer, A., Larson, S., Velichko, F. P., Cooney, W. R., Stephens, R., Zhu, J., Kirsch, K., Dyvig, R., Snyder, L., Reddy, V., Moore, S., Gajdoš, Š., Világi, J., Masi, G., Higgins, D., Funkhouser, G., Knight, B., Slivan, S. M., Behrend, R., Grenon, M., Burki, G., Roy, R., Demeautis, C., Matter, D., Waelchli, N., Revaz, Y., Klotz, A., Rieugn e, M., Thierry, P., Cotrez, V., Brunetto, L., and Kober, G. (2006). Photometric survey of binary near-Earth asteroids. *Icarus*, 181 :63–93.
- Rabinowitz, D. L., Barkume, K. M., Brown, M. E., Roe, H. G., Schwartz, M., Tourtellotte, S. W., and Trujillo, C. A. (2006). Photometric Observations Constraining the Size, Shape, and Albedo of 2003 EL61, a Rapidly Rotating, Pluto-sized Object in the Kuiper Belt. *Astrophysical Journal*, 639 :1238–1251.
- Ragozzine, D. and Brown, M. E. (2007). Candidate Members and Age Estimate of the Family of Kuiper Belt Object 2003 EL61. *Astronomical Journal*, 134 :2160–2167.
- Ragozzine, D. and Brown, M. E. (2009). Orbits and Masses of the Satellites of the Dwarf Planet Haumea (2003 EL61). *Astronomical Journal*, 137 :4766–4776.
- Ramsey, M. S. and Christensen, P. R. (1998). Mineral Abundance Determination : Quantitative deconvolution of thermal emission spectra. *Journal of Geophysical Research*, 103(1) :577–596.
- Rayman, M., Fraschetti, T., Raymond, C. A., and Russell, C. T. (2006). Dawn : A mission in development for exploration of mail belt asteroids Vesta and Ceres. *Acta Astronautica*, 58 :605–616.
- Richmond, N. C. and Hood, L. L. (2008). A preliminary global map of the vector lunar crustal magnetic field based on Lunar Prospector magnetometer data. *Journal of Geophysical Research*, 113 :2010–2025.
- Riner, M. A., Robinson, M. S., Eckart, J. M., and Desch, S. J. (2008). Global survey of color variations on 433 Eros : Implications for regolith processes and asteroid environments. *Icarus*, 198 :67–76.
- Rivkin, A. S., Howell, E. S., Vilas, F., and Lebofsky, L. A. (2002). Hydrated Minerals on Asteroids : The Astronomical Record. *Asteroids III*, pages 235–253.
- Rivkin, A. S., Volquardsen, E. L., and Clark, B. E. (2006). The surface composition of Ceres : Discovery of carbonates and iron-rich clays. *Icarus*, 185 :563–567.
- Rousset, G., Lacombe, F., Puget, P., Hubin, N. N., Gendron, E., Fusco, T., Arsenault, R., Charton, J., Feautrier, P., Gigan, P., Kern, P. Y., Lagrange, A.-M., Madec, P.-Y., Mouillet, D., Rabaud, D., Rabou, P., Stadler, E., and Zins, G. (2003). NAOS, the first AO system of the VLT : on-sky performance. *SPIE*, 4839 :140–149.
- Russell, C. T., Barucci, M. A., Binzel, R. P., Capria, M. T., Christensen, U., Coradini, A., De Sanctis, M. C., Feldman, W. C., Jaumann, R., Keller, H. U., Konopliv, A. S., McCord, T. B., McFadden, L. A., McKeegan, K. D., McSween, Jr., H. Y., Mottola, S., Nathues, A., Neukum, G., Pieters, C. M., Prettyman, T. H., Raymond, C. A., Sierks, H., Smith, D. E., Spohn, T., Sykes, M. V., Vilas, F., and Zuber, M. T. (2007a). Exploring the asteroid belt with ion propulsion : Dawn mission history, status and plans. *Advances in Space Research*, 40 :193–201.
- Russell, C. T., Capaccioni, F., Coradini, A., Christensen, U., De Sanctis, M. C., Feldman, W. C., Jaumann, R., Keller, H. U., Konopliv, A. S., McCord, T. B., McFadden, L. A., McSween Jr., H. Y., Mottola, S., Neukum, G., Pieters, C. M., Prettyman, T. H., Raymond, C. A., Smith, D. E., Sykes, M. V., Williams,

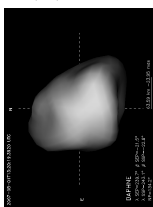
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



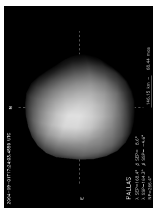


- B. G., and Zuber, M. T. (2006). Dawn Discovery mission to Vesta and Ceres : Present status. *Advances in Space Research*, 38 :2043–2048.
- Russell, C. T., Capaccioni, F., Coradini, A., De Sanctis, M. C., Feldman, W. C., Jaumann, R., Keller, H. U., McCord, T. B., McFadden, L. A., Mottola, S., Pieters, C. M., Prettyman, T. H., Raymond, C. A., Sykes, M. V., Smith, D. E., and Zuber, M. T. (2007b). Dawn Mission to Vesta and Ceres. *Earth Moon and Planets*, 101 :65–91.
- Russell, C. T., Coradini, A., Christensen, U., De Sanctis, M. C., Feldman, W. C., Jaumann, R., Keller, H. U., Konopliv, A. S., McCord, T. B., McFadden, L. A., McSween Jr., H. Y., Mottola, S., Neukum, G., Pieters, C. M., Prettyman, T. H., Raymond, C. A., Smith, D. E., Sykes, M. V., Williams, B. G., Wise, J., and Zuber, M. T. (2004). Dawn : A journey in space and time. *Planetary and Space Science*, 52 :465–489.
- Saint-Pé, O., Combes, M., and Rigaut, F. (1993a). Ceres surface properties by high-resolution imaging from earth. *Icarus*, 105 :271–281.
- Saint-Pé, O., Combes, M., Rigaut, F., Tomasko, M., and Fulchignoni, M. (1993b). Demonstration of adaptive optics for resolved imagery of solar system objects - Preliminary results on Pallas and Titan. *Icarus*, 105 :263–270.
- Salisbury, J. W. and Eastes, J. W. (1985). The effect of particle size and porosity on spectral contrast in the mid-infrared. *Icarus*, 64 :586–588.
- Sasaki, S., Nakamura, K., Hamabe, Y., Kurahashi, E., and Hiroi, T. (2001). Production of iron nanoparticles by laser irradiation in a simulation of lunar-like space weathering. *Nature*, 410 :555–557.
- Sato, K., Miyamoto, M., and Zolensky, M. E. (1997). Absorption bands near 3  $\mu\text{m}$  in diffuse reflectance spectra of carbonaceous chondrites : Comparison with asteroids. *Meteoritics and Planetary Science*, 32 :503–507.
- Scheeres, D. J., Fahnestock, E. G., Ostro, S. J., Margot, J.-L., Benner, L. A. M., Broschart, S. B., Bellerose, J., Giorgini, J. D., Nolan, M. C., Magri, C., Pravec, P., Scheirich, P., Rose, R., Jurgens, R. F., De Jong, E. M., and Suzuki, S. (2006). Dynamical Configuration of Binary Near-Earth Asteroid (66391) 1999 KW4. *Science*, 314 :1280–1283.
- Scheeres, D. J. and Gaskell, R. W. (2008). Effect of density inhomogeneity on YORP : The case of Itokawa. *Icarus*, 198 :125–129.
- Schmidt, B. E., Thomas, P. C., Bauer, J. M., Li, J.-Y., McFadden, L. A., Mutchler, M. J., Parker, J. W., Rivkin, A. S., Russell, C. T., and Stern, S. A. (2008). Hubble Space Telescope perspectives on Pallas. *LPI Contributions*, 1405 :8318.
- Schmidt, B. E., Thomas, P. C., Bauer, J. M., Li, J.-Y., Radcliffe, S. C., McFadden, L. A., Mutchler, M. J., Parker, J. W., Rivkin, A. S., Russell, C. T., and Stern, S. A. (2009). The 3D Figure and Surface of Pallas from HST. In *Lunar and Planetary Institute Science Conference Abstracts*, volume 40 of *Lunar and Planetary Institute Science Conference Abstracts*, pages 2421–2422.
- Schmitt, B., Grim, R., and Greenberg, R. (1988). Spectroscopy and physico-chemistry of CO:H<sub>2</sub>O and CO<sub>2</sub>:H<sub>2</sub>O ices. *Eslab Symposium on Infrared Spectroscopy in Astronomy*.
- Seidelmann, P. K., Archinal, B. A., A'Hearn, M. F., Conrad, A., Consolmagno, G. J., Hestroffer, D., Hilton, J. L., Krasinsky, G. A., Neumann, G., Oberst, J., Stooke, P., Tedesco, E. F., Tholen, D. J., Thomas, P. C., and Williams, I. P. (2007). Report of the IAU/IAG Working Group on cartographic coordinates and rotational elements : 2006. *Celestial Mechanics and Dynamical Astronomy*, 98 :155–180.
- Shestopalov, D. I. and Golubeva, L. F. (2008). Why Vesta's Surface is Unweathered? *LPI Contributions*, 39 :1116–1117.

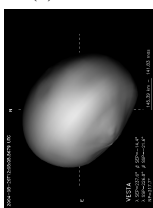


- Shkuratov, Y., Starukhina, L., Hoffmann, H., and Arnold, G. (1999). A Model of Spectral Albedo of Particulate Surfaces : Implications for Optical Properties of the Moon. *Icarus*, 137 :235–246.
- Sitarski, G. and Todorovic-Juchniewicz, B. (1992). Determination of the mass of (1) Ceres from perturbations on (203) Pompeja and (348) May. *Acta Astronomica*, 42 :139–144.
- Sitarski, G. and Todorovic-Juchniewicz, B. (1995). Determination of Masses of Ceres and Vesta from Their Perturbations on Four Asteroids. *Acta Astronomica*, 45 :673–677.
- Silvan, S. M., Binzel, R. P., Crespo da Silva, L. D., Kaasalainen, M., Lyndaker, M. M., and Krčo, M. (2003). Spin vectors in the Koronis family : comprehensive results from two independent analyses of 213 rotation lightcurves. *Icarus*, 162 :285–307.
- Snodgrass, C., Saviane, I., Monaco, L., and Sinclair, P. (2008). EFOSC2 Episode IV : A New Hope. *The Messenger*, 132 :18–19.
- Spencer, J. R. (1990). A rough-surface thermophysical model for airless planets. *Icarus*, 83 :27–38.
- Sprague, A. L., Donaldson Hanna, K. L., Kozłowski, R. W. H., Helbert, J., Maturilli, A., Warell, J. B., and Hora, J. L. (2009). Spectral emissivity measurements of Mercury’s surface indicate Mg- and Ca-rich mineralogy, K-spar, Na-rich plagioclase, rutile, with possible perovskite, and garnet. *Planetary and Space Science*, 57 :364–383.
- Standish, E. M. and Hellings, R. W. (1989). A determination of the masses of Ceres, Pallas, and Vesta from their perturbations upon the orbit of Mars. *Icarus*, 80 :326–333.
- Stansberry, J., Grundy, W., Brown, M. E., Cruikshank, D. P., Spencer, J. R., Trilling, D., and Margot, J.-L. (2008). Physical Properties of Kuiper Belt and Centaur Objects : Constraints from the Spitzer Space Telescope. *The Solar System Beyond Neptune*, pages 161–179.
- Starck, J.-L. (2002). Multiscale Methods in Astronomy : Beyond Wavelets. In Bohlender, D. A., Durand, D., and Handley, T. H., editors, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XI*, volume 281 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, pages 391–400.
- Stier, M. T. and Traub, W. A. (1978). Far-infrared observations of Uranus, Neptune, and Ceres. *Astrophysical Journal*, 226 :347–349.
- Storrs, A. D., Dunne, C., Conan, J.-M., Mugnier, L. M., Weiss, B. P., and Zellner, B. H. (2005). A closer look at main belt asteroids 1 : WF/PC images. *Icarus*, 173(2) :409–416.
- Storrs, A. D., Weiss, B. P., Zellner, B. H., Bursleson, W., Sichiťiu, R., Wells, E. N., Kowal, C., and Tholen, D. J. (1999). Imaging Observations of Asteroids with Hubble Space Telescope. *Icarus*, 137(2) :260–268.
- Strazzulla, G., Dotto, E., Binzel, R. P., Brunetto, R., Barucci, M. A., Blanco, A., and Orofino, V. (2005). Spectral alteration of the Meteorite Epinal (H5) induced by heavy ion irradiation : a simulation of space weathering effects on near-Earth asteroids. *Icarus*, 174 :31–35.
- Sullivan, R. J., Thomas, P. C., Murchie, S. L., and Robinson, M. S. (2002). Asteroid Geology from Galileo and NEAR Shoemaker Data. *Asteroids III*, pages 331–350.
- Taylor, P. A., Margot, J.-L., Vokrouhlický, D., Scheeres, D. J., Pravec, P., Lowry, S. C., Fitzsimmons, A., Nolan, M. C., Ostro, S. J., Benner, L. A. M., Giorgini, J. D., and Magri, C. (2007). Spin Rate of Asteroid (54509) 2000 PH5 Increasing Due to the YORP Effect. *Science*, 316 :274–277.
- Tedesco, E. F., Noah, P. V., Noah, M., and Price, S. D. (2004). Iras-a-fpa-3-rdr-imps-v6.0. NASA Planetary Data System.
- Tedesco, E. F., Noah, P. V., Noah, M. C., and Price, S. D. (2002). The Supplemental IRAS Minor Planet Survey. *Astronomical Journal*, 123 :1056–1085.

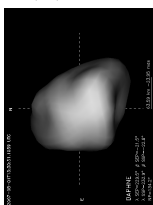
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





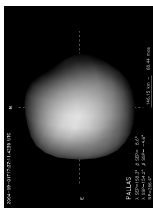
- Tedesco, E. F., Taylor, R. C., Drummond, J. D., Harwood, D., Nickoloff, I., Scaltriti, F., Schober, H. J., and Zappala, V. (1983). Worldwide photometry and lightcurve observations of 1 Ceres during the 1975-1976 apparition. *Icarus*, 54 :23–29.
- Tholen, D. J. and Barucci, M. A. (1989). Asteroid taxonomy. *Asteroids II*, pages 298–315.
- Thomas, P. C. (1993). Gravity, tides, and topography on small satellites and asteroids - Application to surface features of the Martian satellites. *Icarus*, 105 :326–344.
- Thomas, P. C. (1999). Large Craters on Small Objects : Occurrence, Morphology, and Effects. *Icarus*, 142 :89–96.
- Thomas, P. C., Binzel, R. P., Gaffey, M. J., Storrs, A. D., Wells, E. N., and Zellner, B. H. (1997a). Impact excavation on asteroid 4 Vesta : Hubble Space Telescope results. *Science*, 277 :1492–1495.
- Thomas, P. C., Binzel, R. P., Gaffey, M. J., Zellner, B. H., Storrs, A. D., and Wells, E. N. (1997b). Vesta : Spin Pole, Size, and Shape from HST Images. *Icarus*, 128 :88–94.
- Thomas, P. C., Parker, J. W., McFadden, L. A., Russell, C. T., Stern, S. A., Sykes, M. V., and Young, E. F. (2005). Differentiation of the asteroid Ceres as revealed by its shape. *Nature*, 437 :224–226.
- Thomas, P. C., Veverka, J., Bell, J. F., Clark, B. E., Carcich, B., Joseph, J., Robinson, M. S., McFadden, L. A., Malin, M., Chapman, C. R., Merline, W. J., and Murchie, S. L. (1999). Mathilde : Size, Shape, and Geology. *Icarus*, 140 :17–27.
- Tikhonov, A. N. and Arsenine, V. (1974). *Méthode de Résolution de Problèmes mal posés*. Mir :Moscou.
- Tokovinin, A. A. (1980). The diameters of Vesta and Ceres measured by interferometry. *Soviet Astronomy Letters*, 6(2) :100–101.
- Torppa, J., Kaasalainen, M., Michalowski, T., Kwiatkowski, T., Kryszczyńska, A., Denchev, P., and Kowalski, R. (2003). Shapes and rotational properties of thirty asteroids from photometric data. *Icarus*, 164 :346–383.
- Trujillo, C. A., Brown, M. E., Barkume, K. M., Schaller, E. L., and Rabinowitz, D. L. (2007). The Surface of 2003 EL<sub>61</sub> in the Near-Infrared. *Astrophysical Journal*, 655 :1172–1178.
- Turner, D. A., Anderson, I. J., Mason, J. C., and Cox, M. G. (2007). An Algorithm for Fitting an Ellipsoid to Data.
- van Dam, M. A., Le Mignant, D., and Macintosh, B. (2004). Performance of the Keck Observatory adaptive-optics system. *Applied Optics*, 43(23) :5458–5467.
- Vernazza, P., Binzel, R. P., Rossi, A., Fulchignoni, M., and Birlan, M. (2009). Solar wind as the origin of rapid reddening of asteroid surfaces. *Nature*, 458 :993–995.
- Vernazza, P., Binzel, R. P., Thomas, C. A., DeMeo, F. E., Bus, S. J., Rivkin, A. S., and Tokunaga, A. T. (2008). Compositional differences between meteorites and near-Earth asteroids. *Nature*, 454 :858–860.
- Vernazza, P., Brunetto, R., Strazzulla, G., Fulchignoni, M., Rochette, P., Meyer-Vernet, N., and Zouganelis, I. (2006). Asteroid colors : a novel tool for magnetic field detection ? The case of Vesta. *Astronomy and Astrophysics*, 451 :43–46.
- Vernazza, P., DeMeo, F. E., Nedelcu, A., Birlan, M., Doressoundiram, A., Erard, S., and Volquardsen, E. L. (2010). Resolved spectroscopy of Mercury in the Near-IR with SpeX/IRTF. *Icarus*. submitted.
- Vernazza, P., Mothé-Diniz, T., Barucci, M. A., Birlan, M., Carvano, J. M., Strazzulla, G., Fulchignoni, M., and Migliorini, A. (2005). Analysis of near-IR spectra of 1 Ceres and 4 Vesta, targets of the Dawn mission. *Astronomy and Astrophysics*, 436 :1113–1121.



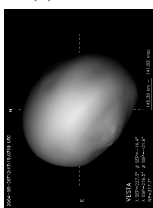


- Veverka, J., Thomas, P. C., Harch, A., Clark, B. E., Bell, J. F., Carcich, B., Joseph, J., Chapman, C. R., Merline, W. J., Robinson, M. S., Malin, M., McFadden, L. A., Murchie, S. L., Hawkins, S. E., Faquhar, R., Izenberg, N., and Cheng, A. F. (1997). NEAR's Flyby of 253 Mathilde : Images of a C Asteroid. *Science*, 278 :2109–2114.
- Viateau, B. and Rapaport, M. (1998). The mass of (1) Ceres from its gravitational perturbations on the orbits of 9 asteroids. *Astronomy and Astrophysics*, 334 :729–735.
- Vilas, F. and Gaffey, M. J. (1989). Phyllosilicate absorption features in main-belt and outer-belt asteroid reflectance spectra. *Science*, 246 :790–792.
- Vilas, F. and McFadden, L. A. (1992). CCD reflectance spectra of selected asteroids. I - Presentation and data analysis considerations. *Icarus*, 100 :85–94.
- Vokrouhlický, D., Brož, M., Bottke, Jr., W. F., Nesvorný, D., and Morbidelli, A. (2006). Yarkovsky/YORP chronology of asteroid families. *Icarus*, 182 :118–142.
- Vokrouhlický, D., Čapek, D., Kaasalainen, M., and Ostro, S. J. (2004). Detectability of YORP rotational slowing of asteroid 25143 Itokawa. *Astronomy and Astrophysics*, 414 :21–24.
- Vokrouhlický, D. and Nesvorný, D. (2008). Pairs of Asteroids Probably of a Common Origin. *Astronomical Journal*, 136 :280–290.
- Walsh, K. J., Richardson, D. C., and Michel, P. (2008). Rotational breakup as the origin of small binary asteroids. *Nature*, 454 :188–191.
- Warner, B. D., Harris, A. W., and Pravec, P. (2009). The asteroid lightcurve database. *Icarus*, 202(1) :134–146.
- Wasserman, L. H., Millis, R. L., Franz, O. G., Bowell, E., White, N. M., Giclas, H. L., Martin, L. J., Elliot, J. L., Dunham, E., Mink, D., Baron, R., Honeycutt, R. K., Henden, A. A., Kephart, J. E., A'Hearn, M. F., Reitsema, H. J., Radick, R., and Taylor, G. E. (1979). The diameter of Pallas from its occultation of SAO 85009. *Astronomical Journal*, 84 :259–268.
- Weidenschilling, S. J. (1980). Hektor - Nature and origin of a binary asteroid. *Icarus*, 44 :807–809.
- Williams, J. G. (1989). Asteroid family identifications and proper elements. *Asteroids II*, pages 1034–1072.
- Witasse, O., Lebreton, J.-P., Bird, M. K., Dutta-Roy, R., Folkner, W. M., Preston, R. A., Asmar, S. W., Gurvits, L. I., Pogrebenko, S. V., Avruch, I. M., Campbell, R. M., Bignall, H. E., Garrett, M. A., van Langevelde, H. J., Parsley, S. M., Reynolds, C., Szomoru, A., Reynolds, J. E., Phillips, C. J., Sault, R. J., Tzioumis, A. K., Ghigo, F., Langston, G., Brisken, W., Romney, J. D., Mujunen, A., Ritakari, J., Tingay, S. J., Dodson, R. G., van't Klooster, C. G. M., Blancquaert, T., Coustenis, A., Gendron, E., Sicardy, B., Hirtzig, M., Luz, D., Negrao, A., Kostiuk, T., Livengood, T. A., Hartung, M., de Pater, I., Ádámkóvics, M., Lorenz, R. D., Roe, H. G., Schaller, E. L., Brown, M. E., Bouchez, A. H., Trujillo, C. A., Buratti, B. J., Caillault, L., Magin, T., Bourdon, A., and Laux, C. (2006). Overview of the coordinated ground-based observations of Titan during the Huygens mission. *Journal of Geophysical Research (Planets)*, 111 :7–19.
- Wong, M. H., Marchis, F., Marchetti, E., Amico, P., Tordo, S., Bouy, H., and de Pater, I. (2008). A shift in Jupiter's equatorial haze distribution imaged with the Multi-Conjugate Adaptive Optics Demonstrator at the VLT. *ArXiv e-prints*.
- Xu, S., Binzel, R. P., Burbine, T. H., and Bus, S. J. (1995). Small Main-belt Asteroid Spectroscopic Survey : Initial results. *Icarus*, 115 :1–35.
- Zappala, V., Cellino, A., Farinella, P., and Knežević, Z. (1990). Asteroid families. I - Identification by hierarchical clustering and reliability assessment. *Astronomical Journal*, 100 :2030–2046.

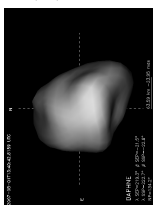
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne



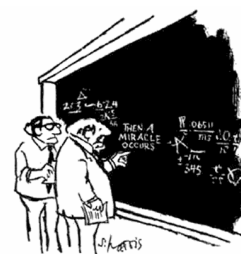


- Zellner, B. H., Albrecht, R., Binzel, R. P., Gaffey, M. J., Thomas, P. C., Storrs, A. D., and Wells, E. N. (1997). Hubble Space Telescope Images of Asteroid 4 Vesta in 1994. *Icarus*, 128 :83–87.
- Zellner, N. E. B., Gibbard, S., de Pater, I., Marchis, F., and Gaffey, M. J. (2005). Near-IR imaging of Asteroid 4 Vesta. *Icarus*, 177 :190–195.
- Zolensky, M. E. and McSween Jr., H. Y. (1988). *Aqueous Alteration*, chapter Aqueous Alteration, pages 114–143. Meteorites and the Early Solar System, Tucson, Arizona 85721, university of arizona press edition.

# Annexe A

## Quelques informations intéressantes

Je présente dans cette annexe quelques conseils utiles pour l'utilisation de l'algorithme de déconvolution Mistral (A.1), ainsi que les équations permettant d'ajuster un ellipsoïde tri-axial sur un nuage de points (A.2), suivant la méthode présentée par [Turner et al. \[2007\]](#). Enfin, les modèles de forme de (2) Pallas et (41) Daphne sont disponible en animation (version PDF seulement) ou vus en perspective (A.3)



"I THINK YOU SHOULD BE MORE EXPLICIT HERE IN STEP TWO."

### Sommaire

---

A.1	Utilisation de Mistral . . . . .	165
A.2	Ajustement d'un ellipsoïde à un nuage de points . . . . .	166
A.3	Modèles 3d animés de (2) Pallas et (41) Daphne . . . . .	168

---



## A.1 Utilisation de Mistral

L'algorithme de déconvolution Mistral [Fusco, 2000; Conan et al., 2000; Mugnier et al., 2004] permet de restaurer la résolution angulaire optimale d'observation en s'affranchissant de la réponse impulsionnelle du système optique composé de l'ensemble atmosphère+télescope (chapitre III.1). L'atmosphère étant en évolution constante, l'observation d'étoiles avant et après celles des objets d'intérêt scientifiques fournit non pas la mesure de la réponse impulsionnelle (PSF) mais une estimation de celle-ci. Alors, Mistral évalue par itération successives quelle était la PSF réelle lors de l'observation scientifique afin de déconvoluer l'image par la PSF et remonter à l'objet réel. Pour palier au manque d'information sur l'objet et la PSF, Mistral utilise trois paramètres ajustés par l'utilisateur :

- l'hyperparamètre  $\mu$ , ajustant la balance entre la fidélité aux données ou à l'information supposée. Les données à fort signal à bruit étant une simple version lissée de l'objet et l'information supposée une somme de points ponctuels, l'hyperparamètre va avoir pour effet de contrôler le rapport entre les hautes et basses fréquences spatiales dans l'image reconstituée. Ses valeurs typiques vont de l'unité à quelques dizaines,
- le seuil  $\delta$ , définissant pour chaque pixel une limite entre l'utilisation de gradient linéaires et quadratiques pour la distribution en énergie. Ce paramètre est critique pour les objets à bords francs (et surface "lisse") comme les objets du système solaire. Ses valeurs typiques sont de l'ordre de l'unité,
- la régularisation de la PSF  $\rho$ , décrivant la connaissance de la PSF (bien que partielle). Ce paramètre peut se voir comme la quantification de l'écart de la réponse impulsionnelle à une distribution de Dirac. Ses valeurs typiques sont de l'ordre de l'unité également.

Ces trois paramètres sont interdépendants et leur valeur doit être ajustée par l'utilisateur. Mistral étant un algorithme itératif, la détermination de ces paramètres peut prendre beaucoup de temps. Mugnier et al. [2004] proposent une manière d'évaluer les paramètres *a priori*, à partir des informations comprises dans les images non déconvoluées. Je présente ici la manière dont je procède afin de déterminer ces trois paramètres interdépendants avec le moins d'essai/erreur possible :

1. j'assigne des valeurs démesurément hautes à  $\delta$  et  $\rho$  (e.g. 1000),
2. j'ajuste  $\mu$  de manière à ne pas trop régulariser l'objet (galette uniforme), ni trop peu (galette en échiquier),
3. je détermine les valeurs de  $\delta$  et  $\rho$  sans toucher à  $\mu$  (j'ai toujours observé que les meilleurs résultats s'obtenaient pour  $\rho \leq \delta$ ),
4. j'ajuste à nouveau  $\mu$  au vu des modifications apportées par les nouvelles valeurs de  $\delta$  et  $\rho$  (ce doit être une correction minime ici)
5. (optionnel) je règle finement les valeurs de  $\delta$  et  $\rho$ . Cette dernière étape permet d'éliminer l'effet de "ringing" parfois présent (sursaut d'intensité au bord du disque apparent).

Si la déconvolution n'est réalisée que pour analyser la forme de l'objet, j'utilise à présent AIDA [Hom et al., 2007] qui règle ces trois paramètres de manière automatique. Je n'utilise Mistral que lorsque je m'intéresse aux propriétés de surface de l'objet, l'implémentation de ce dernier permettant une plus grande liberté de réglage des paramètres.



## A.2 Ajustement d'un ellipsoïde à un nuage de points

Bien que la méthode de détermination de la taille et de la forme que j'ai présentée au chapitre III.3 fournisse une description exhaustive d'un objet céleste, il est parfois utile de reporter sa taille sous forme d'un ellipsoïde tri-axial. Ceci permet de comparer les résultats provenant de diverses études rapidement, sans avoir à comparer les modèles de formes dans les détails.

Le problème d'ajustement d'un ellipsoïde tri-axial sur un nuage composé de  $m$  points est en réalité un problème complexe. En effet, la recherche des dimensions par moindre carré sur les rayons vecteurs soulève parfois des difficultés numériques et apporte donc des résultats erronés. J'ai donc utilisé la méthode décrite par Turner et al. [2007] que je détaille ici, afin de fournir au lecteur les expressions non explicitées dans l'article.

Un ellipsoïde est couramment défini par 9 paramètres : les coordonnées de son centre  $(x_c, y_c, z_c)$ , ses demi-axes ( $a \geq b \geq c$ ) et trois angles  $(\theta_x, \theta_y, \theta_z)$  définissant son orientation dans l'espace (correspondant à des rotations autour des axes  $x, y$  et  $z$  respectivement). Les coordonnées  $(x, y, z)$  d'un point appartenant à un ellipsoïde peuvent alors être écrites :

$$\begin{bmatrix} x \\ y \\ z \end{bmatrix} = \mathcal{R}_1 \mathcal{R}_2 \mathcal{R}_3 \begin{bmatrix} a \cos(\beta) \cos(\lambda) \\ b \cos(\beta) \sin(\lambda) \\ c \sin(\beta) \end{bmatrix} + \begin{bmatrix} x_c \\ y_c \\ z_c \end{bmatrix} \quad (\text{Eq. A.1})$$

où  $0 \leq \lambda \leq 2\pi$  et  $-\pi/2 \leq \beta \leq \pi/2$  sont deux angles paramétriques ("longitude" et "latitude"). Les rotations  $\mathcal{R}_i|_{i=1}^3$  sont définies par :

$$\mathcal{R}_1 \begin{bmatrix} c1 & s1 & 0 \\ -s1 & c1 & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{bmatrix}, \mathcal{R}_2 \begin{bmatrix} c2 & 0 & s2 \\ 0 & 1 & 0 \\ -s2 & 0 & c2 \end{bmatrix} \text{ et } \mathcal{R}_3 \begin{bmatrix} 1 & 0 & 0 \\ 0 & c3 & s3 \\ 0 & -s3 & c3 \end{bmatrix} \quad (\text{Eq. A.2})$$

où les notations  $c_i$  et  $s_i$  signifient  $\cos(\theta_i)$  et  $\sin(\theta_i)$ , avec  $i = 1, 2, 3$ . A partir de l'équation Eq. A.1, on déduit qu'un point de coordonnées  $(x, y, z)$  appartenant à l'ellipsoïde vérifie :

$$\begin{aligned} & \frac{1}{a^2} [(x - x_c)c_1c_2 + (y - y_c)(s_1c_3 - c_1s_2s_3) + (z - z_c)(c_1s_2c_3 + s_1s_3)] \\ & + \frac{1}{b^2} [-(x - x_c)s_1c_2 + (y - y_c)(s_1s_2s_3 + c_1c_3) + (z - z_c)(c_1s_3 - s_1s_2c_3)] \\ & + \frac{1}{c^2} [-(x - x_c)s_2 - (y - y_c)c_2s_3(z - z_c)c_2c_3] = 1 \quad (\text{Eq. A.3}) \end{aligned}$$

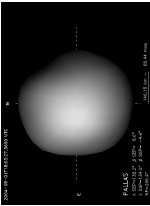
D'autre part, l'expression générale d'un ellipsoïde s'écrit :

$$Ax^2 + By^2 + Cz^2 + Dxy + Exz + Fyz + Gx + Hy + Kz + L = 0 \quad (\text{Eq. A.4})$$

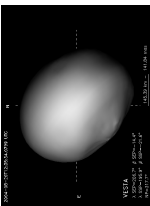
En comparant les coefficients des équations Eq. A.3 et Eq. A.4, on obtient :

$$\begin{aligned} A &= \left(\frac{c_1c_2}{a}\right)^2 + \left(\frac{s_1c_2}{b}\right)^2 + \left(\frac{s_2}{c}\right)^2 \\ B &= \left(\frac{s_1c_3 - c_1s_2s_3}{a}\right)^2 + \left(\frac{s_1s_2s_3 + c_1c_3}{b}\right)^2 + \left(\frac{c_2s_3}{c}\right)^2 \\ C &= \left(\frac{s_1s_3 + c_1s_2c_3}{a}\right)^2 + \left(\frac{c_1s_3 - s_1s_2c_3}{b}\right)^2 + \left(\frac{c_2c_3}{c}\right)^2 \\ D &= \frac{(c_1c_2)(s_1c_3 - c_1s_2s_3)}{a^2} - \frac{(s_1c_2)(s_1s_2s_3 + c_1c_3)}{b^2} + \frac{s_2(c_2s_3)}{c^2} \\ E &= \frac{(c_1c_2)(s_1s_3 + c_1s_2c_3)}{a^2} - \frac{(s_1c_2)(c_1s_3 - s_1s_2c_3)}{b^2} - \frac{(s_2)(c_2c_3)}{c^2} \end{aligned}$$

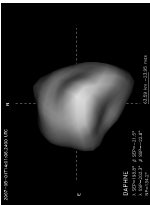
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





$$\begin{aligned}
F &= \frac{(s_1c_3 - c_1s_2s_3)(s_1s_3 + c_1s_2c_3)}{a^2} + \frac{(s_1s_2s_3 + c_1c_3)(c_1s_3 - s_1s_2c_3)}{b^2} + \frac{(c_2s_3)(c_2c_3)}{c^2} \\
G &= \frac{(c_1c_2)}{a^2} [-2x_c(c_1c_2) - y_c(s_1c_3 - c_1s_2s_3) - z_c(s_1s_3 + c_1s_2c_3)] \\
&+ \frac{(s_1c_2)}{b^2} [-2x_c(s_1c_2) + y_c(s_1s_2s_3 + c_1c_3) + z_c(c_1s_3 - s_1s_2c_3)] \\
&+ \frac{(s_2)}{c^2} [-2x_c(s_2) - y_c(c_2s_3) + z_c(c_2c_3)] \\
H &= \frac{(s_1c_3 - c_1s_2s_3)}{a^2} [-x_c(c_1c_2) - 2y_c(s_1c_3 - c_1s_2s_3) - z_c(s_1s_3 + c_1s_2c_3)] \\
&+ \frac{(s_1s_2s_3 + c_1c_3)}{b^2} [-x_c(s_1c_2) - 2y_c(s_1s_2s_3 + c_1c_3) - z_c(c_1s_3 - s_1s_2c_3)] \\
&+ \frac{(c_2s_3)}{c^2} [-x_c(s_2) - 2y_c(c_2s_3) + z_c(c_2c_3)] \\
K &= \frac{(s_1s_3 + c_1s_2c_3)}{a^2} [-x_c(c_1c_2) - y_c(s_1c_3 - c_1s_2s_3) - 2z_c(s_1s_3 + c_1s_2c_3)] \\
&+ \frac{(c_1s_2 - s_1s_2c_3)}{b^2} [+x_c(s_1c_2) - y_c(s_1s_2s_3 + c_1c_3) - 2z_c(c_1s_2 - s_1s_2c_3)] \\
&+ \frac{(c_2c_3)}{c^2} [x_c(s_2) + y_c(c_2s_3) - 2z_c(c_2c_3)] \\
L &= \frac{1}{a^2} \left[ \begin{aligned} &x_c^2(c_1c_2)^2 + y_c^2(s_1c_3 - c_1s_2s_3)^2 + z_c^2(s_1s_3 + c_1s_2c_3)^2 \\ &+ x_c y_c(c_1c_2)(s_1c_3 - c_1s_2s_3) + x_c z_c(c_1c_2)(s_1s_3 + c_1s_2c_3) + y_c z_c(s_1c_3 - c_1s_2s_3)(s_1s_3 + c_1s_2c_3) \end{aligned} \right] \\
&+ \frac{1}{b^2} \left[ \begin{aligned} &x_c^2(s_1c_2)^2 + y_c^2(s_1s_2s_3 + c_1c_3)^2 + z_c^2(c_1s_3 - s_1s_2c_3)^2 \\ &- x_c y_c(s_1c_2)(s_1s_2s_3 + c_1c_3) - x_c z_c(s_1c_2)(c_1s_3 - s_1s_2c_3) + y_c z_c(s_1s_2s_3 + c_1c_3)(c_1s_3 - s_1s_2c_3) \end{aligned} \right] \\
&+ \frac{1}{c^2} \left[ \begin{aligned} &x_c^2(s_2)^2 + y_c^2(c_2s_3)^2 + z_c^2(c_2c_3)^2 \\ &+ x_c y_c s_2(c_2s_3) - x_c z_c s_2(c_2c_3) - y_c z_c(c_2s_3)(c_2c_3) \end{aligned} \right]
\end{aligned}$$

On remarque que si l'ellipsoïde se définit au moyen de 9 paramètres, l'équation EQ. A.4 contient 10 inconnues. Nous allons alors fixer l'une de ces inconnues à une constante pour résoudre ensuite le système par moindre carré. Une fois les inconnues inspectées, seules les inconnues  $A$ ,  $B$  et  $C$  sont strictement positives. Posons alors  $A + B + C$  comme constante et alors l'équation EQ. A.3 peut se réécrire :

$$x^2 + y^2 + z^2 = U(x^2 + y^2 - 2z^2) + V(x^2 - 2y^2 + z^2) + 4Mxy + 4Nxz + 4Pyz + Qx + Ry + Sz + T = 1 \quad (\text{EQ. A.5})$$

dans laquelle  $A + B + C = \frac{1}{a^2} + \frac{1}{b^2} + \frac{1}{c^2}$  et

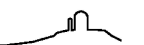
$$\begin{aligned}
U &= \frac{C - A}{A + B + C} \quad \text{et} \quad V = \frac{B - A}{A + B + C} \\
M &= -\frac{3}{4} \frac{D}{A + B + C}, \quad N = -\frac{3}{2} \frac{E}{A + B + C} \quad \text{et} \quad P = -\frac{3}{2} \frac{F}{A + B + C} \\
Q &= -\frac{3G}{A + B + C}, \quad R = -\frac{3H}{A + B + C} \quad \text{et} \quad S = -\frac{3K}{A + B + C} \\
T &= -\frac{3L}{A + B + C}
\end{aligned}$$

J'utilise ensuite le paquet MPFIT<sup>1</sup> de Craig Markwardt pour le résoudre par moindre carré le système :

$$\Lambda S_{LS} = e \quad (\text{EQ. A.6})$$

où  $S_{LS} = (U, V, M, N, P, Q, R, S, T)^T$ , le  $i^{\text{ème}}$  élément de  $e$  est  $x_i^2 + y_i^2 + z_i^2$  et la  $i^{\text{ème}}$  ligne de la matrice  $\Lambda$  (de taille  $m \times 9$ ) est  $[x_i^2 + y_i^2 - 2z_i^2, x_i^2 - 2y_i^2 + z_i^2, 4x_i y_i, 2x_i z_i, 2y_i z_i, x_i, y_i, z_i, 1]$ .

<sup>1</sup><http://cow.physics.wisc.edu/craigm/idl/idl.html>

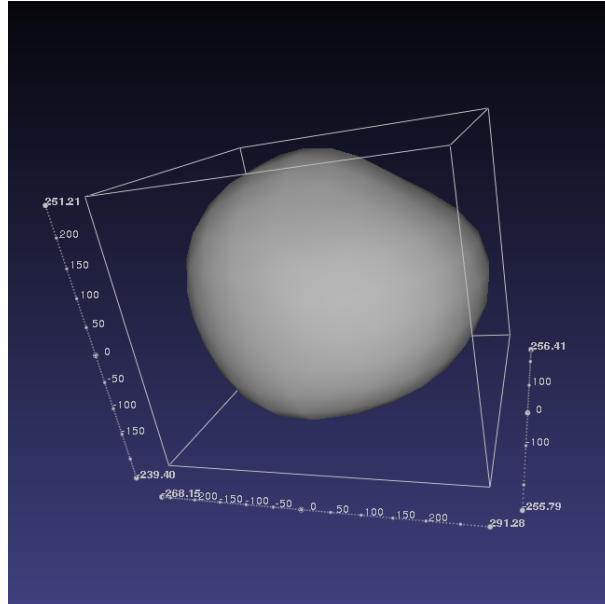




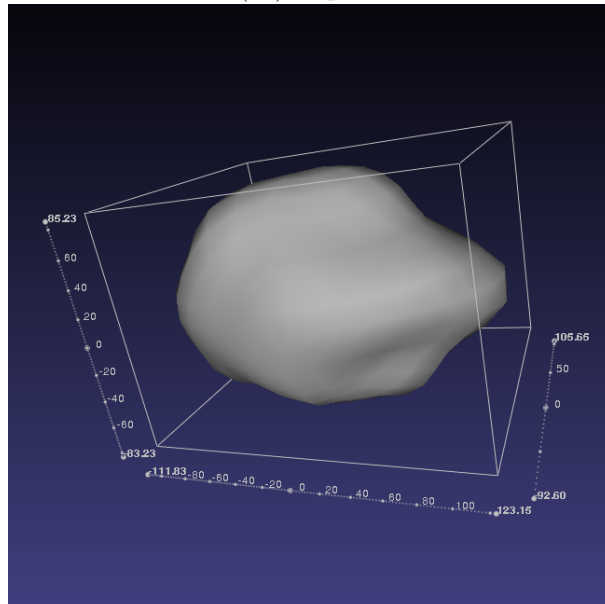
### A.3 Modèles 3d animés de (2) Pallas et (41) Daphne

Modèles de forme de (2) Pallas et (41) Daphne présentés aux chapitres IV.2 et IV.4. Ces modèles peuvent être orientés à loisir à l'aide d'un lecteur PDF. Merci à Josef Dúrech pour les informations permettant la réalisation de telles animations.

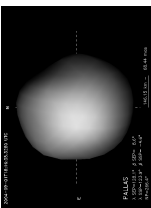
(2) Pallas



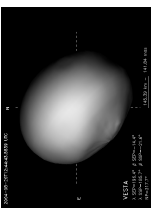
(41) Daphne



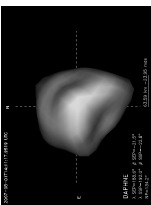
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne







## Annexe B

# Liste de publication

### B.1 Articles dans des revues à comité de lecture

**Carry B.**, Vernazza P., Dumas C. & Fulchignoni M.,  
*First disk-resolved spectroscopy of (4) Vesta,*  
*Accepté pour publication dans Icarus*

**Carry B.**, Dumas C., Kaasalainen M., Berthier J., Merline W. J., Erard S., Conrad A., Drummond J. D., Hestroffer D., Fulchignoni M. & Fusco T.,  
*Physical Properties of (2) Pallas,*  
*Accepté pour publication dans Icarus*

Conrad A., Goodrich R. W., Campbell R. D., Merline W. J., Drummond J. D., Dumas C. & **Carry B.**,  
*Keck Observations of Solar System Objects : Perspectives for Extremely Large Telescopes,*  
*Accepté pour publication dans EM&P*

Mousis O., Alibert Y., Hestroffer D., Marboeuf U., Dumas C., **Carry B.**, Horner J. & Selsis F.,  
*Origin of volatiles in the main belt,*  
MNRAS, 383, Issue 3, pp. 1269-1280, January 2008

**Carry B.**, Dumas C., Fulchignoni M., Merline W. J., Berthier J., Hestroffer D., Fusco T. & Tamblyn P.,  
*Near-infrared mapping and physical properties of the dwarf-planet Ceres,*  
A&A, 478, Issue 1, pp.235-244, January 2008

### B.2 Communications invitées

**Carry B.**,  
*High angular-resolution observations of asteroids in the Gaia perspective,*  
Workshop on Earth-based Support to Gaia Solar-System Science, October 27-28, 2008

**Carry B.**, Dumas C., Fulchignoni M., Merline W. J., Berthier J., Hestroffer D., Fusco T. & Tamblyn P.,  
*Physical and Surface Properties of 1 Ceres from Near-Infrared Observations,*  
Minor Planet Symposium at Dawn Launch, June 28-30, 2007



### B.3 Communications

Conrad A., Merline W. J., Drummond J. D., **Carry B.**, Dumas C., Campbell R. D., Goodrich R. W., Chapman C.R. & Tamblyn P. M.

*Recent Results from Imaging Asteroids with Adaptive Optics*,  
40<sup>th</sup> Lunar and Planetary Science Conference, #24.14, March 23-27, 2009

Hestroffer D., Thuillot W., Mouret S., Colas F., Tanga P., Mignard F., Delbò M. & **Carry B.**,  
*Ground-based observations of solar system bodies in complement to Gaia.*,  
Journées de la SF2A, June 30 - July 4, 2008

Conrad A., **Carry B.**, Drummond J. D., Merline W. J., Dumas C., Owen W. M., Chapman C. R.,  
Tamblyn P. M., Goodrich R. W. & Campbell R. D.,  
*Shape and Size of Asteroid (41) Daphne from AO Imaging*,  
40<sup>th</sup> AAS Division for Planetary Science Meeting, #28.12, October 10-15, 2008

Drummond J. D., Merline W. J., Conrad A., Dumas C. & **Carry B.**,  
*Standard Triaxial Ellipsoid Asteroids from AO Observations*,  
40<sup>th</sup> AAS Division for Planetary Science Meeting, #22.09, October 10-15, 2008

**Carry B.**, Vernazza P. & Dumas C.,  
*First Disk-Resolved Spectroscopy of 4 Vesta*,  
ACM meeting, #82.92, July 14-18, 2008

**Carry B.**, Dumas C., Kaasalainen M., Berthier J., Gil-Hutton R., Merline W. J., Drummond J. D.,  
Hestroffer D., Fulchignoni M., Conrad A. & Erard S.,  
*Size and 3-D Shape of Asteroid Pallas Revisited*,  
ACM meeting, #83.03, July 14-18, 2008

Conrad A., Merline W. J., Drummond J. D., **Carry B.**, Dumas C., Tamblyn P. M., Chapman C. R.,  
Cambell R. D. & Goodrich R. W.,  
*Properties of 4 Asteroids from Keck Adaptive Optics*,  
ACM meeting, #83.26, July 14-18, 2008

Rousselot P., Mousis O., Dumas C., Jehin E., Manfroid J., **Carry B.** & Zucconi J.-M.,  
*A Search for Escaping Water from Ceres' Poles*,  
ACM meeting, #83.37, July 14-18, 2008

Merline W. J., Conrad A., Drummond J. D., **Carry B.**, Dumas C., Tamblyn P. M., Chapman C. R.,  
Owen W. M., Durda D. D., Cambell R. D. & Goodrich R. W.,  
*Discovery of an Extreme Mass-Ratio Satellite of (41) Daphne in a Close Orbit*,  
ACM meeting, #83.70, July 14-18, 2008

Berthier J., Hestroffer D., **Carry B.**, Durech J., Tanga P., Delbo M. & Vachier F.,  
*A Service of Position and Physical Ephemerides Computation Dedicated to the Small Bodies of the Solar System*,  
ACM meeting, #83.74, July 14-18, 2008

Conrad A., Merline W. J., Drummond J. D., **Carry B.**, Dumas C., Tamblyn P. M., Chapman C. R.,  
Cambell R. D., Goodrich R. W. & Le Mignant D.,  
*Asteroid Shape Determination : A Comparison of AO Imaging with Lightcurve Inversion*,  
39<sup>th</sup> Lunar and Planetary Science Conference, #24.73, March 10-14, 2008

**Carry B.**, Kaasalainen M., Dumas C., Berthier J., Merline W. J., Conrad A., Hestroffer D., Fulchignoni M.



& Erard S.,

*Asteroid 2 Pallas Physical Properties from Near-Infrared High-Angular Resolution Observations*,  
39<sup>th</sup> AAS Division for Planetary Science Meeting, #30.08, pp 470, October 7-12, 2007

Conrad A., Campbell R., Goodrich R., Le Mignant D., Merline W. J., Drummond J. D., Dumas C. & **Carry B.**

*Keck Meets the Solar System*,

39<sup>th</sup> AAS Division for Planetary Science Meeting, #34.06, pp 479, October 7-12, 2007

**Carry B.**, Dumas C., Fulchignoni M., Fusco T. & Merline W. J.,

*Near-infrared Mapping Of Ceres Surface From Keck*,

38<sup>th</sup> AAS Division for Planetary Science Meeting, #68.06, pp 593, October 8-13, 2006

Dumas C., Merline W. J., Barucci A., deBergh C., **Carry B.**, Fulchignoni M., Guilbert A. & Merlin, F.,  
*Sinfoni Observations Of Small Solar System Bodies : Application To The Asteroid Vesta And Pluto's Satellite Charon*,

38<sup>th</sup> AAS Division for Planetary Science Meeting, #59.05, pp 593, October 8-13, 2006

**Carry B.**, Dumas C., Merline W. J. & Fulchignoni M., *Near Infrared mapping of asteroid Ceres from Keck*,

*Asteroids and Resonances : Commemorative workshop for the 70th anniversary of Pr. Sylvio Ferraz-Mello*,  
September 25-28, 2006

## B.4 Dépêches IAU

Merline W. J., Conrad A., Keck Observatory W. M., Drummond J. D., Tamblyn P. M., Dumas C., **Carry B.**, Campbell R. D., Goodrich R. W., Chapman C. R. & Owen W. M.,

*S/2008 (35107) 1*,

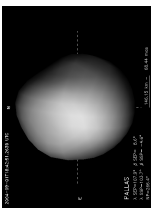
IAU Circ., 8977, 2008

Conrad A., Keck Observatory W. M., Merline W. J., Drummond J. D., Tamblyn P. M., Dumas C., **Carry B.**, Campbell R. D., Goodrich R. W., Owen W. M. & Chapman C. R.,

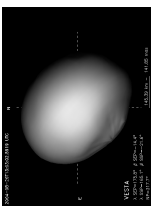
*S/2008 (41) 1*,

IAU Circ., 8930, 2008

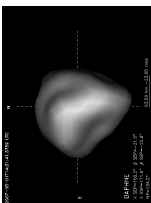
(2) Pallas



(4) Vesta



(41) Daphne





## Annexe C

# Articles rédigés pour des revues à comité de lecture

Je présente ici différents articles que j'ai eu l'occasion d'écrire ou auxquels j'ai fortement contribué durant ces trois années de thèse : (1) Cérés, publié dans A&A ; (2) Pallas et (4) Vesta, acceptés pour publication dans Icarus, puis l'article sur les propriétés physiques de (41) Daphne en cours d'écriture. Viennent ensuite les articles sur la famille de (136108) Haumea, soumis à A&A, et sur la spectroscopie des astéroïdes de type S dans le moyen infrarouge, soumis à Icarus.

### Sommaire

---

C.1 “Near-infrared mapping and physical properties of the dwarf-planet Ceres” . . . . .	<b>175</b>
C.2 “Physical properties of (2) Pallas” . . . . .	<b>180</b>
C.3 “First disk-resolved spectroscopy of (4) Vesta” . . . . .	<b>187</b>
C.4 “(41) Daphne : I. Shape and volume” . . . . .	<b>192</b>
C.5 “Candidates members of (136108) Haumea’s family” . . . . .	<b>199</b>
C.6 “Mid-infrared spectral variability for compositionally similar asteroids : Implications for asteroid particle size distributions” . . . . .	<b>204</b>

---

## Near-infrared mapping and physical properties of the dwarf-planet Ceres

B. Carry<sup>1,2</sup>, C. Dumas<sup>1,3,\*</sup>, M. Fulchignoni<sup>2</sup>, W. J. Merline<sup>4</sup>, J. Berthier<sup>5</sup>, D. Hestroffer<sup>5</sup>, T. Fusco<sup>6</sup>, and P. Tamblyn<sup>4</sup>

<sup>1</sup> ESO, Alonso de Córdova 3107, Vitacura, Santiago de Chile, Chile  
e-mail: bcarry@eso.org

<sup>2</sup> LESIA, Observatoire de Paris-Meudon, 5 place Jules Janssen, 92190 Meudon Cedex, France

<sup>3</sup> NASA/JPL, MS 183-501, 4800 Oak Grove Drive, Pasadena, CA 91109-8099, USA

<sup>4</sup> SwRI, 1050 Walnut St. # 300, Boulder, CO 80302, USA

<sup>5</sup> IMCCE, Observatoire de Paris, CNRS, 77 Av. Denfert Rochereau, 75014 Paris, France

<sup>6</sup> ONERA, BP 72, 923222 Châtillon Cedex, France

Received 26 June 2007 / Accepted 6 November 2007

### ABSTRACT

**Aims.** We study the physical characteristics (shape, dimensions, spin axis direction, albedo maps, mineralogy) of the dwarf-planet Ceres based on high angular-resolution near-infrared observations.

**Methods.** We analyze adaptive optics *J/H/K* imaging observations of Ceres performed at Keck II Observatory in September 2002 with an equivalent spatial resolution of  $\sim 50$  km. The spectral behavior of the main geological features present on Ceres is compared with laboratory samples.

**Results.** Ceres' shape can be described by an oblate spheroid ( $a = b = 479.7 \pm 2.3$  km,  $c = 444.4 \pm 2.1$  km) with EQJ2000.0 spin vector coordinates  $\alpha_0 = 288^\circ \pm 5^\circ$  and  $\delta_0 = +66^\circ \pm 5^\circ$ . Ceres sidereal period is measured to be  $9.074 10^{-0.00010}$  h. We image surface features with diameters in the 50–180 km range and an albedo contrast of  $\sim 6\%$  with respect to the average Ceres albedo. The spectral behavior of the brightest regions on Ceres is consistent with phyllosilicates and carbonate compounds. Darker isolated regions could be related to the presence of frost.

**Key words.** minor planets, asteroids – infrared: solar system – techniques: high angular resolution – methods: observational

### 1. Introduction

Ceres is by far the largest body among the population of main-belt asteroids. Curiously, although it was discovered more than 200 yr ago (Piazzi 1802), significant progress to understand its surface and interior properties has only been made over the last two decades. In particular we have seen a renewal of interest towards Ceres triggered by (i) the availability of sensitive spectro-imaging instrumentation on medium-to-large size telescope, enabling a detailed study of Ceres surface and physical properties (e.g. Mitchell et al. 1996; Drummond et al. 1998; Dotto et al. 2000, and others); and (ii) more recently the selection of the NASA DAWN Discovery mission, which will visit Vesta and Ceres in 2011 and 2015 respectively (Russell et al. 2003). But the main scientific interest drawn by Ceres is that it provides an excellent laboratory to understand how planetoids accreted early in the history of our solar system, and the role of volatiles in planetary formation and evolution. Unlike Vesta, which is dry and shows evidence of the melting phase and planetary differentiation (Keil 2002) seen in larger terrestrial planets like Earth, the “dwarf planet” Ceres (as it should now be named following the IAU guidelines) shows strong signs of water alteration on its surface (Jones et al. 1990). In this respect, Ceres displays stronger similarities with the icy outer satellites of Jupiter than with the dry asteroids that populate the inner region of the Main Belt. A possible scenario is that Ceres formed in a “wet” environment, from the accretion of both rocky planetesimals originally present

at this heliocentric distance in the early planetary nebula, and icy planetesimals that migrated inward from the outer regions and whose ices had been preserved (Mousis & Alibert 2005). As a consequence of this “wet” history, the study of Ceres is of paramount importance to understand the process of planetary accretion and formation of the low-albedo primitive asteroids that populate the outer part of the Main Belt.

With a typical angular diameter of  $0.6''$  at opposition, Ceres can be spatially resolved from the ground using adaptive optics instruments available on medium-to-large telescopes. We carried out a program of multi-band imaging of Ceres from Keck Observatory at high angular-resolution, with the goals of precisely deriving its shape, dimensions, direction of spin axis, and distributions of albedo and color across its surface.

### 2. Observations and data reduction

#### 2.1. Observations

Our Ceres observations were made with the Keck II telescope on Mauna Kea, Hawaii, on 2002 September 22 and 28 UT, one week before the opposition of Ceres. These observations were obtained under optimal atmospheric conditions with a sub-arcsec seeing at an airmass lower than 1.65 (with half of the data taken with an airmass lower than 1.2). The 2002 opposition occurred near Ceres aphelia (Ceres was at a geocentric and heliocentric distance of 1.98 AU and 2.94 AU respectively), its apparent angular diameter was  $\sim 0.66''$ . The phase angle was of  $7^\circ$  and  $5.5^\circ$  for the two nights, leading to an illuminated fraction of the surface of 99.6% and 99.7% respectively.

Ceres was imaged using NIRC2, the second-generation near-infrared camera ( $1024 \times 1024$  InSb Aladdin-3) and the adaptive optics (AO) system installed at the Nasmyth focus of the Keck II telescope (van Dam et al. 2004). The images of Ceres were acquired at 3 near-infrared wavebands *J* [ $1.166\text{--}1.330 \mu\text{m}$ ], *H* [ $1.485\text{--}1.781 \mu\text{m}$ ], and *K* [ $1.948\text{--}2.299 \mu\text{m}$ ], with an image scale of  $9.942 \pm 0.050$  milliarcsec per pixel. Within the Ceres observation sequence we interspersed observations of reference stars, at similar airmass and through the same set of filters, to evaluate the system Point Spread Function (PSF). This calibration was required to perform a posteriori image restoration as described in the next section. No offset to sky was done but the telescope position was dithered between each exposure in order to record simultaneous sky and object frames, while the target (science or calibration) was positioned at three different locations on the detector, separated by nearly  $5''$  from each other.

#### 2.2. Data reduction

We first reduced the data using the standard procedure for near-infrared images. A bad pixel mask was made by combining the hot and dead pixels found from the dark and flatfield frames. The bad pixels in our calibration and science images were then corrected by replacing their values with the median of the neighboring pixels ( $7 \times 7$  pixel box). Our sky frames were obtained from the median of each series of dithered science image, and then subtracted from the corresponding science images to remove the sky and instrumental background. By doing so, the dark current was also removed. Finally, each image was divided by a normalized flatfield to correct the pixel-to-pixel sensitivity differences of the detector.

After these first basic reduction steps, we applied image deconvolution techniques to our set of Ceres data using the MISTRAL algorithm (Fusco 2000; Mugnier et al. 2004). The use of such an algorithm permits to restore the optimal spatial resolution of each image and is particularly well adapted to deconvolve objects with sharp edges, such as asteroids. Image restoration techniques are known to be constrained by the limitations to measure the precise instrumental + atmosphere responses at the exact same time the science observations are made. MISTRAL is a myopic deconvolution method, which estimates both the most probable object, and the PSF, from analysis of science and reference star images. The time needed for the algorithm to converge is largely dependent on the image size. Due to our large number of images to process, we decreased the deconvolution computation time by resizing all our images to a smaller ( $128 \times 128$  pixels, but still over  $2 \times$  the diameter of Ceres) window centered on the object (Ceres or PSF). Comparison tests showed that no deconvolution artifacts were introduced by the use of smaller images. The deconvolved images of Ceres were then compared to identify the few frames (9 in total, that is less than 2.5% of the full set of data) whose outputs were not satisfactory and discard them from our set of data. In the end we obtained 360 images of Ceres with a spatial resolution (Table 1) equivalent to the diffraction limit of a 10 m telescope (given by the angular sampling  $\Theta = \lambda/D$ , with  $\lambda$  the wavelength and  $D$  the telescope diameter). A subset of the restored images is presented in Fig. 1.

### 3. Ceres global physical properties

#### 3.1. Spin vector coordinates

Measuring the Spin Vector Coordinates (SVC) of Ceres has always been a difficult task. The small amplitude of its

**Table 1.** Central wavelength ( $\lambda_c$ ) and bandpass width ( $\Delta\lambda$ ) for each filter. The equivalent size (in km) of the theoretical resolution element ( $\Theta$ ) on Ceres and the number of resolution elements across the diameter and over the apparent disk of Ceres are also reported. Ceres covers more than 3200 pixels (projected major- and minor-radius of  $\sim 33$  and  $\sim 31$  pixels respectively) on the NIRC2 detector.

Filter	$\lambda_c$ ( $\mu\text{m}$ )	$\Delta\lambda$ ( $\mu\text{m}$ )	$\Theta$ (km)	$\Theta$ Across diameter	$\Theta$ Over surface
<i>J</i>	1.248	0.163	37.2	$\sim 26$	$\sim 666$
<i>H</i>	1.633	0.296	47.9	$\sim 20$	$\sim 400$
<i>K</i>	2.124	0.351	64.6	$\sim 15$	$\sim 228$

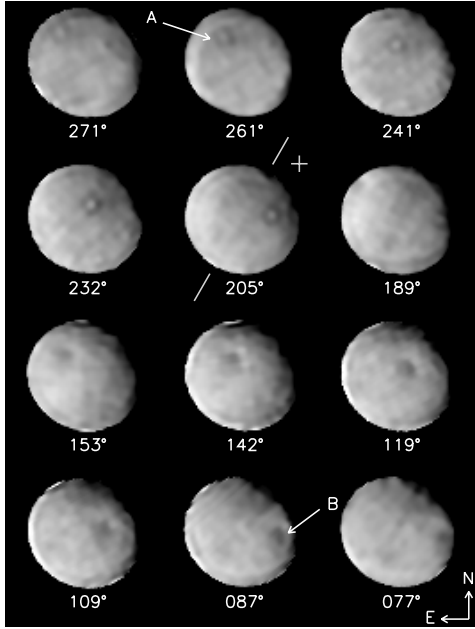
lightcurve ( $\sim 0.04$  mag) prevented its determination using classical lightcurve inversion techniques. Until recently, the solutions that were reported for the pole coordinates of Ceres were widely dispersed (spanning a  $90^\circ$  range in the plane of the sky during the 1995 opposition as reported by Parker et al. (2002), based on the compilation of Johnson et al. (1983), Millis et al. (1987), Saint-Pé et al. (1993) and Drummond et al. (1998) pole solutions). This situation changed dramatically with the use of high-contrast direct imaging techniques capable of resolving the disk of Ceres and image fine details on its surface, such as AO observations (e.g. Dumas et al. 2003, and this paper) and HST observations (e.g. Parker et al. 2002; Thomas et al. 2005). The high-quality data obtained at Keck allow us to obtain an independent measurement of the SVC of Ceres, which is compared to the HST results (Thomas et al. 2005). Precise knowledge of the SVC is mandatory to re-project the individual images into Ceres planetocentric referential and establish albedo maps of its surface (see Sect. 4.2).

We performed a control-point method, which consists of following the apparent motion of a surface feature while the asteroid rotates. The path of a rotating feature on the surface of Ceres describes an ellipse if the asteroid is seen under a Sub-Earth Point latitude ( $\text{SEP}_\phi$ ) different from  $0^\circ$ , or  $\pm 90^\circ$  (where it describes a line, or a circle respectively). We marked the positions of two main features A and B (Fig. 1) while they rotated respectively over a  $93.9^\circ$  and  $87.7^\circ$  range around Ceres' spin axis ( $100$  and  $87$  images respectively). All these measurements are shown together on a 3-D representation of Ceres in Fig. 2. The shape of the projected track being determined by the direction of the rotational axis, we were able to measure the north pole angle ( $p_n$ ) and the  $\text{SEP}_\phi$  at the time of the observations.

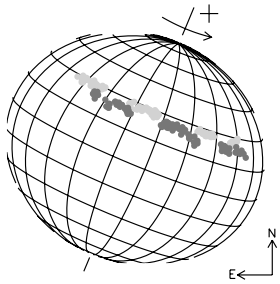
In order to compare our solution with other results, we followed the IAU recommendations and calculated the SVC in the J2000.0 equatorial frame:  $\alpha_0 = 288^\circ \pm 5^\circ$  and  $\delta_0 = +66^\circ \pm 5^\circ$ . This result is in agreement with the latest result from HST (Thomas et al. 2005) ( $\alpha_0 = 291^\circ \pm 5^\circ$  and  $\delta_0 = +59^\circ \pm 5^\circ$ ).

To directly derive the obliquity of a planetary body, it is also convenient to express the SVC in an ecliptic reference frame. Our measurements give  $\lambda_0 = 7^\circ$  and  $\beta_0 = +83^\circ$  (with  $5^\circ$  uncertainty), leading to an obliquity for Ceres of about  $4^\circ$ . Such a small obliquity was expected from analysis of lightcurve data (Tedesco et al. 1983) and thermal properties of Ceres regolith (Spencer 1990). Indeed, a larger obliquity would imply stronger variations in the amplitude of Ceres' lightcurves, which have never been reported. As a result, Ceres can only be observed over a small range of Sub-Earth Point latitude ( $\text{SEP}_\phi$ ) ( $-11^\circ$ ,  $+10^\circ$ ) (computed until 2015), we must wait for the arrival of the DAWN spacecraft to get a direct view of its polar regions.

\* Affiliation at the time the observations were obtained.



**Fig. 1.** Selected views of Ceres in *K*-band during  $\sim 200^\circ$  of its rotation. The image is oriented with North up and East left. The values of the Sub-Earth Point longitude ( $SEP_A$ ) measured positively from 0 to 360 degrees in a right-hand system (following the IAU recommendation Seidelmann et al. 2005) are indicated below their corresponding images. Our meridian origin is chosen to be the same than Li et al. (2006a). The Ceres spin axis and positive pole are also indicated. The image stretch was chosen to enhance the surface features visible on Ceres at the detriment of the terminator. The two main surface features present on Ceres are indicated with the arrows A and B (see Sect. 3.1) and can be followed during part of their rotation. The brighter spots visible near the limb of Ceres in some of the images are artifacts from the deconvolution (see Sect. 4.2).



**Fig. 2.** Apparent motion of the two main features A (bright) and B (dark) over  $\sim 90^\circ$  of Ceres rotation during the night of the 2002 September 22 UT ( $SEP_\varphi \simeq +8^\circ$ ,  $p_n \simeq 338^\circ$ ). We used the rotational track of these two features to determine the direction of the rotation axis (as described in text).

**Table 2.** Sub-Earth Point longitude ( $SEP_A$ ) for the three epochs ( $t_1$  and  $t_2$  from Keck,  $t_3$  from HST). Using  $t_1$  as reference, Ceres sidereal phasing with  $t_2$  and  $t_3$  can be obtained by applying a  $+1.3^\circ$  and a  $-98.7^\circ$  correction taking into account the apparent geometry of the Earth with respect to Ceres.

Epoch	Date (Julian Day)	$SEP_A$ ( $^\circ$ )
$t_1$	2 452 539.894 02	$234.6 \pm 2$
$t_2$	2 452 545.915 46	$261.4 \pm 2$
$t_3$	2 453 002.241 28	$22.6 \pm 5$

### 3.2. Rotational period

We establish a precise and independent measurement of the rotation period of Ceres using images from our two Keck epochs (2002 September 22 and 28 UT), plus one additional processed Hubble ACS/HRC image (*j8p502amq\_iof.fit*) from the HST program GO 9748 retrieved from the Small Body Nodes archive (Li et al. 2006b) for the epoch 2003 December 28 UT (Table 2) (Thomas et al. 2005; Li et al. 2006a; Parker et al. 2006). Two main albedo marks visible in all images were used to obtain precise information on Ceres rotational phase at these three epochs (see Table 2). In addition, the period between the Keck and HST observations was sufficiently large to accurately measure the error accumulation on Ceres' period over more than 1000 rotations.

We then used the Eproc ephemeris generator (Berthier 1998) to predict the longitude of the Sub-Earth Point and determine the value of the Ceres sidereal period that minimizes the difference  $\Delta SEP_A$  between the observed and the computed  $SEP_A$ . We adopted the pole solution derived in this work as well as the a priori determined Ceres sidereal period of  $P_s = 9.075 \pm 10^{-3}$  h (Tedesco et al. 1983) as a best estimate. Table 3 shows the sidereal periods that are in agreement with the Sub-Earth Point longitude ( $SEP_A$ ) at the epochs of the observations.

The value of Ceres sidereal period best matching our observations was found to be  $P_s = 9.074 10^{+0.00010}_{-0.00014}$  h with a  $\sim 10^{-4}$  h resolution. The small  $\sim 0.5$  s uncertainty, which comes mainly from the error on the measured longitudes (see Table 2), makes possible to predict Ceres' Sub-Earth Point longitude,  $SEP_A$ , with an error of only  $40^\circ$  in rotational phase over the next decade. By comparison, the recent study by Chamberlain et al. (2007) compiled 50 yr of lightcurve measurements to derive a period of  $P_s = 9.074 170 \pm 2 \times 10^{-6}$  h.

### 3.3. Dimensions

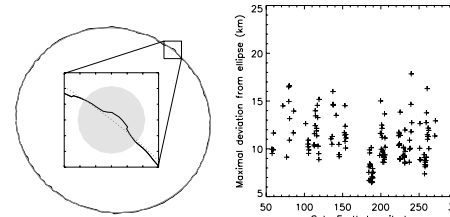
Precise measurements of the shape of Ceres allow us to remotely investigate its internal structure and test whether it is a differentiated body (Thomas et al. 2005). We thus performed a Laplacian of Gaussian (LoG) wavelet analysis to 192 images of Ceres to extract its limb contours. Because it is very sensitive to variations of gradient, the LoG permits to precisely detect the inflection points in the flux distribution of our individual deconvolved images of Ceres. We found Ceres to be rotationally symmetric as first reported from a preliminary analysis of the Keck-AO data by Dumas et al. (2003), and later confirmed by Thomas et al. (2005). Analysis of our complete set of contours did not return any deviation from our ellipsoidal model larger than  $\sim 18$  km (see Fig. 3). From this model, and our knowledge of the direction of its spin axis, we were able to determine the minor- and major- projected radius of Ceres and correct them from their

**Table 3.** Sidereal periods of Ceres which are in agreement with our observations, based on  $SEP_A(t_1) = 234.6^\circ$ . The predicted Sub-Earth Point longitude ( $SEP_A$ ) are computed at epochs  $t_2$  and  $t_3$  and are compared with the measurements (difference  $\Delta SEP_A$ ). We only kept sidereal periods whose predicted  $SEP_A(t)$  were inside measurement uncertainties.

Sidereal period (h)	$SEP_A(t_2)$ ( $^\circ$ )	$\Delta SEP_A$ ( $^\circ$ )	$SEP_A(t_3)$ ( $^\circ$ )	$\Delta SEP_A$ ( $^\circ$ )
9.066 588	255.1	6.3	17.9	4.7
9.066 685	255.1	6.3	22.6	0.0
9.066 780	255.1	6.3	27.2	-4.6
9.074 000	259.8	1.6	17.8	4.8
9.074 090	259.8	1.6	22.1	0.5
9.074 100	259.8	1.6	22.6	0.0
9.074 110	259.8	1.6	23.1	0.5
9.074 200	259.9	1.6	27.5	-4.9
9.081 526	264.4	-3.0	17.9	4.7
9.081 526	264.5	-3.1	22.6	0.0
9.081 526	264.6	-3.2	27.2	-4.6

**Table 4.** Ceres sidereal period ( $P_s$ ), pole direction ( $\alpha_0$ ,  $\delta_0$ ) and initial rotational phase angle ( $W_0$ ) at epoch of reference in the J2000.0 equatorial frame.

$\alpha_0$ ( $^\circ$ )	$\delta_0$ ( $^\circ$ )	$W_0$ ( $^\circ$ )	$P_s$ (h)	Epoch (JD)
$288 \pm 5$	$+66 \pm 5$	$-46 \pm 2$	$9.0741 \pm 10^{-4}$	2 452 539.894 02



**Fig. 3.** *Left figure:* extracted limb contour (black) from a *J*-band image of Ceres with its ellipsoidal fit overlaid for comparison (dotted gray). This example shows that deviations from the ellipsoidal model are much smaller than the resolution element (gray disk inside the box) obtained with Keck-AO. *Right figure:* compilation of our deviation measurements as function of the Sub-Earth Point longitude ( $SEP_A$ ). No deviations larger than  $\sim 18$  km (half a resolution element at *J*-band) are detected.

aspect and phase angles. We found that Ceres is well described by an oblate spheroid whose semi-axes are  $a = b = 479.7 \pm 2.3$  km and  $c = 444.4 \pm 2.1$  km ( $1\sigma$  dispersion for the fitted axis). These values are different from HST's by  $\sim 10$  km (relative difference of two percent). In comparison, the agreement between our semi-major axis and the determination made from stellar occultation by Millis et al. (1987) is remarkable:  $479.6 \pm 2.4$  km (occultation) vs.  $479.7 \pm 2.3$  km (Keck), while our minor-axis value differ from theirs by  $\sim 6$ – $9$  km (Table 5). Whereas Millis et al. (1987) assumed a zero-obliquity at the time of the occultation, our SVC solution gives a  $SEP_\varphi$  of  $+3.3^\circ$ . The corrected polar radius from stellar occultation is thus  $453.3 \pm 4.5$  km, which is still different from our measurement by nearly 10 km. It is important to note that during the occultation of 1987, the cords along Ceres orbit were aligned in an East-West direction, whereas the north

**Table 5.** Semi-major ( $a$ ) and -minor ( $c$ ) axes, and equivalent radius ( $R = \sqrt{aac}$ ) for Ceres derived in this paper (Keck), Thomas et al. (2005) (HST), and Millis et al. (1987) (Occultation). The pixel size of the Keck and HST images are also given for comparison.

Quantity (km)	Imagery		Occultation	
	Keck	HST	Sol. 1	Sol. 2
$a$	$479.7 \pm 2.3$	$487.3 \pm 1.8$	$479.6 \pm 2.4$	$481.6 \pm 2.4$
$c$	$444.4 \pm 2.1$	$454.7 \pm 1.6$	$453.4 \pm 4.5$	$450.1 \pm 2.0$
$R$	$467.6 \pm 2.2$	$476.2 \pm 1.7$	$470.7 \pm 3.1$	$470.8 \pm 2.3$
pixel	$14.3 \pm 0.7$	$33.9 \times 29.6$	...	...

pole position angle was  $p_n \sim 339^\circ$ . This implies that the estimation of the small radius of Ceres was more loosely constrained than its semi-major axis. In addition, Table 5 provides a comparison between the pixel size of the HST and Keck images, and shows that the coarser sampling of the disk of Ceres as seen by HST could explain the differences in our respective determinations of its size. Our mean radius for Ceres is estimated to be  $R = 467.6 \pm 2.2$  km, which is also closer to the determination made from stellar occultation than HST's.

Adopting a mass for Ceres of  $M = 9.43 \pm 0.07 \times 10^{20}$  kg (average of most recent measurements, Viateau & Rapaport 1998; Michalak 2000; Kovačević & Kuzmanoski 2007), we find a mean density  $\rho = 2 206 \pm 43$  kg m $^{-3}$ . This value is relatively high for a hydrated G-type asteroid like Ceres, but can be explained by a low porosity (see Britt et al. 2002), and is similar to the density of the icy outer Jovian satellites Ganymede and Callisto. One can assume Ceres to be in hydrostatic equilibrium and inverse the relation between  $a$ ,  $c$  and  $J_2$  (given by McCord & Sotin 2005) as following

$$J_2 = \left[ 1 - \frac{c}{a} - \frac{2\pi^2 R^3}{P_s^2 GM} \right] \left[ \frac{c}{2a} + \left( \frac{a}{c} \right)^2 \right]^{-1}$$

and find  $J_2 = 26.7 \times 10^{-3} \pm 1.9 \times 10^{-5}$ . By comparison, Thomas et al. (2005) have found  $J_2 = 21.7 \times 10^{-3} \pm 8.5 \times 10^{-5}$ . If we refer to McCord & Sotin (2005), these two independent estimates of  $J_2$  correspond to their internal models #2 and #3 for Ceres, that is to a differentiated Ceres with a silicate-rich region in its center. The rather large difference between the two  $J_2$  determinations is due to the fact that  $J_2$  is highly dependant on the  $a/c$  ratio which shows large uncertainties depending on the measurement technique used. Lightcurve analysis for a quasi-spherical object is generally little sensitive to this parameter; while measurements made from direct imaging from the Earth distance suffer from lack of sufficient spatial resolution to estimate this parameter with the required precision. Nevertheless, both studies converge towards a differentiated asteroid and gravity field measurement made by DAWN will provide a better understanding of its mass repartition and internal structure.

Conrad et al. (2007) have shown that a detailed study of an asteroid shape, and its departure from a perfect ellipsoid, can be carried out using images deconvolved with MISTRAL. Deviations of Ceres limb measurements from our shape model can thus directly be linked to topography. Figure 3 shows that no features deviating from our shape model by more than 15–18 km can be observed. The highest relief expected on Ceres is calculated to be  $\sim 10$ – $20$  km high (see also Johnson & McGetchin 1973, Fig. 1), thus confirming that no significant deviation from an ellipsoid can be detected given the size of our resolution element. Search for relief would require a resolution of at least about 5 km to provide unambiguous detection of a topography.

## 4. Ceres surface composition

### 4.1. Background

Ceres occupies a particular place in our solar system. It is physically located far enough from the Sun to have been preserved from strong heating during the T Tauri phase of the Sun (Ghosh et al. 2006, and references therein), and has possibly retained some of its primordial elements. Ceres' low amplitude lightcurve ( $\sim 0.04$  mag) cannot result from its symmetrical shape (Thomas et al. 2005). This shows that its surface, while rather uniform, displays faint albedo features, unlike the igneous asteroid Vesta whose hemispheric albedo variations are among the strongest seen among main belt objects (Gaffey 1997). Similarly, in contrast to Vesta, whose shape is highly irregular due to past collisions (Thomas et al. 1997), Ceres displays a uniform spheroidal shape, deprived of strong surface and topographic features, and its density (see Sect. 3.3) cannot simply be attributed to macroporosity of its internal material (see Britt et al. 2002). All these characteristics point to the presence of volatile elements in the interior of Ceres. Mousis & Alibert (2005) show that Ceres could have accreted from an assemblage of rocky and icy planetesimals, even at such short heliocentric distances. They calculated that icy planetesimals could have drifted from more distant regions of our solar system (up to 15 AU heliocentric) to the actual position of Ceres (2.7 AU) without losing entirely their volatiles. This idea supports the model of Fanale & Salvail (1989) in which the C/G-type objects accreted from anhydrous minerals, organics and water ice. The recent discovery of comets orbiting among the main-belt asteroids, at semi-major axes similar to Ceres' (Hsieh & Jewitt 2006) support the possibility that small bodies can preserve part of their ices within the snow line region, which is defined as the heliocentric distance for which the temperature equals the condensation temperature of water ( $\sim 5$  AU).

Other studies supporting a wet history for Ceres come from meteorites. Although no meteorites have been convincingly linked to Ceres (Feierberg et al. 1980; Jones et al. 1990; Sato et al. 1997), the C-type asteroids (whom G-type is a subclass) display a low albedo, and are thought to be the source of the Carbonaceous Chondrites (CC) meteorites. It has been shown that water ice could be stable inside CC meteorites over 4.5 Gyr (Fanale & Salvail 1989, and references therein), thus supporting the possibility that the Main Belt has likely experienced a hydrated stage in its history (at least its outermost part). Moreover, spectral studies of Ceres reveal a strong  $3.07 \mu\text{m}$  absorption band characteristic of hydrated minerals (Jones et al. 1990; Sato et al. 1997). This particular band has been the center of interest of many studies: In the early 80's, Feierberg et al. (1980) and Lebofsky et al. (1981) associated it with the signature of water frost on Ceres surface and predicted the possible existence of a polar cap. A decade later, King et al. (1992) fitted the  $3 \mu\text{m}$  absorption with saponite, which is an ammonium-bearing phyllosilicate whose presence in CV and CI meteorites has been suggested by Zolensky & McSween Jr. (1988). Later, Vernazza et al. (2005) found that crystalline water ice mixed with ion-irradiated asphaltite could reproduce a better fit to this feature. Recently, Rivkin et al. (2006) reviewed this past work and found that an hydrated iron-bearing phyllosilicate identified as cronstedtite, plus a few percent of carbonates could also fit adequately the near-infrared spectrum of Ceres. This recent interpretation could be supported by the detection in the mid-infrared range of emission features attributed to carbonates (from Cohen et al. 1998). In addition, iron-bearing minerals have also been invoked by Feierberg et al. (1980) and Vilas & Gaffey (1989) to explain other spectral features present in the visible and

near-infrared spectra of Ceres:  $0.4 \mu\text{m}$  cutoff,  $0.60 \mu\text{m}$  and  $0.67 \mu\text{m}$  weak absorption bands and  $1 \mu\text{m}$  shallow band (see also Vilas & McFadden 1992). Given the radical different interpretations of the  $3.07 \mu\text{m}$  band reported over the past decade, it is quite impossible to conclude on its exact nature. A persistent conclusion though, consists to support the presence of hydrated minerals, or residues from aqueous alteration, in the regolith material.

As discussed above, surface water ice is not stable at distances smaller than 5 AU and is expected to sublimate if exposed directly to solar radiation (Fanale & Salvail 1989). Indeed, water ice migrating from the mantle region could possibly reach the surface but will escape on very short time-scale (Nazzari et al. 2003). As a result, direct detection of water ice vaporization from Ceres surface might be possible from the surroundings of a fresh impact crater, or from cracks in the sub-surface layers. Water escaping from Ceres polar region has possibly been detected in the early 90's (A'Hearn & Feldman 1992), although this  $2\text{-}\sigma$  detection could never be unambiguously confirmed. Another supporting element comes from the relaxed shape of Ceres, which could be explained by the presence of large amount of ice in its interior (McCord & Sotin 2005). The measurements of  $J_2$  obtained from HST and Keck both clearly support a model of a differentiated Ceres with a volatile-rich mantle, rather than a homogeneous interior model (see Sect. 3.3).

### 4.2. Near-infrared maps

To better represent the distribution and spatial extent of the features observed on the surface of Ceres (albedo, geological marks), we projected our high-angular resolution images into maps. The following sections are used to describe in details the various steps involved in the process of map projection, and the subsequent analysis of Ceres surface properties.

**Geometry:** Any projection of an ellipsoidal shape onto a plane introduces deformations (Greeley & Batson 1990). We attempted to minimize these effects by choosing the cylindrical equidistant projection, which maps the surface of the asteroid onto a cylinder tangent to its equator and conserves the distances along the meridians. As a result, this projection minimizes the deformations of Ceres' equatorial area, which is seen at highest resolution thanks to its small obliquity. Higher planetocentric latitudes suffer stronger deformations after projection, but the impact is mitigated since these regions correspond to areas imaged tangentially, at a lower equivalent spatial resolution.

**Region of interest:** We produced albedo maps of Ceres using the pixels located within an ellipsoidal Region Of Interest (ROI) centered on the image, and whose semi-axes were equal to 80% of the corresponding projected semi-axes on Ceres. The ROI corresponds to 64% of the projected surface for each image (see Fig. 6). Ignoring the pixels near the edge of Ceres was based on several considerations:

- 1- Although all images used to produce the maps were carefully cleaned before deconvolution (including from correlated noise), some of them still presented artifacts after restoration of their optimal resolution, particularly near discontinuities such as the limb and terminator.
- 2- It appeared difficult in a few cases to restore optimally both the contour of the object and the surface details, even if

MISTRAL is optimized to minimize the "ringing" effect introduced by the deconvolution of sharp edge objects.

- 3- Finally, the resolution per pixel being highest at the center of the disk of Ceres, the use of the pixels located near the edge would strongly degrade the optimal resolution of our final product.

**Phase angle correction:** As seen on Fig. 1, a phase angle of just a few degrees at near-infrared wavelengths produces a strong gradient of luminosity across the disk of Ceres. This effect had to be corrected prior to combine our individual images onto single maps. Several diffusion laws were investigated to model it, such as adopting a simple linear gradient, or using more complete models such as provided by the Lambert, Lommel-Seelinger, Minnaert and Hapke laws (including single-scattering and multiple-scattering effects) (see Hapke 1993). The linear gradient was adopted since it provided the best fit to Ceres surface (residuals produced were nearly twice smaller than in the case of the Hapke model).

**Projection:** The main difficulty to project an image of Ceres into its planetocentric referential (defined by its planetocentric longitude ( $\lambda$ ) and latitude ( $\varphi$ ) as recommended by the IAU, Seidelmann et al. 2005), resides in the accurate determination of its geometrical center. As the distribution of Ceres gravity field is unknown, we made the assumption that its center of mass, which is the center of the planetocentric referential, coincides with its geometrical center. The conversion into planetocentric coordinates was based on our determination of Ceres dimensions (see Sect. 3.3) and the orientation of its spin axis (SVC, see Sect. 3.1), which is defined by the north pole angle ( $p_n$ ) and by the Sub-Earth Point coordinates ( $SEP_\lambda$ ,  $SEP_\varphi$ ). We used our value for Ceres rotation period (see Sect. 3.2) and the Eproc ephemeris generator to obtain the  $SEP_\lambda$ ,  $SEP_\varphi$  and  $p_n$  at the time of each observation. We then projected the images onto half-degree gridded maps to sample all areas of Ceres with sufficient resolution, from the equatorial region, up to the edge of the ROI. This fine grid map helped recover the smallest scale information from our set of 360 images.

**Combination of images into maps:** No absolute photometric calibration was obtained for our data. We therefore used a near-infrared disk-integrated spectrum of Ceres (R. Binzel, personal communication) normalized to unity at  $0.5 \mu\text{m}$  to calculate the equivalent disk-integrated photometric value for each band, and normalize our albedo maps with respect to each other. Prior to combine the different views into maps for each wavebands, we corrected the intensity variations of the individual projections caused by the differential atmospheric absorption across our wavelength range, as well as the quality of the AO correction. We first projected each image onto the planetocentric referential of Ceres. Then we adjusted the brightness level of spatially adjacent maps by measuring the flux ratio over their overlapping area and applying the corresponding re-normalization coefficient. After correction, the maps could be combined to produce the albedo maps presented in Fig. 4 for each waveband. Each pixel of the final maps (covering a quarter of a square degree) was obtained by combining the corresponding pixels from the individual projections using a gaussian-weighted average function (we chose a gaussian with a standard deviation of 5 pixels). The largest weight (weight value = 1) was attributed to the pixel providing the best spatial resolution, while the pixels with

a lower resolution were assigned a lower weight. Table 6 gives the average and maximum number of images used to produce a single pixel of the final maps for each waveband, as well as the percentage of surface coverage of Ceres ( $\sim 80\%$ ). In order to facilitate comparison between our near-infrared data and the UV/Visible (223, 335 and 535 nm) HST maps, we chose to adopt the same reference meridian as Li et al. (2006a).

**Maps description:** The  $J$ -,  $H$ - and  $K$ -band maps shown in Fig. 4, and covering  $\sim 80\%$  of Ceres' surface (see Table 6), are the result of combining 126, 99 and 135 individual projections respectively. We also derived error albedo maps (Fig. 5) by measuring, for each pixel, the intensity dispersion across the individual views. The theoretical size of the resolution elements for the  $J$ -,  $H$ - and  $K$ -band are 36.8 km, 47.4 km and 62.9 km respectively (corresponding to  $4.4^\circ$ ,  $5.6^\circ$  and  $7.5^\circ$  at the equator). The major features have diameters of  $\sim 180$  km (A and B) but smaller features can be seen in all three maps down to  $\sim 50$  km scale. Although the theoretical resolution is highest in  $J$ -band, Fig. 4 shows that the final resolution is nearly equivalent across our three bands (i.e.  $\sim 60$  km at equator). The degradation of the  $H$ - and  $J$ -band resolution is due to a more variable PSF at these wavelengths, which is supported by the larger photometric error (Fig. 5) derived for these bands. The amplitude of the albedo variation is within  $\pm 6\%$  around the mean surface value for each band. The error maps show that the albedo maps (Fig. 4) display an increasing error with decreasing wavelength: the  $1\text{-}\sigma$  uncertainty is smaller than  $1\%$  in the equatorial area in  $K$  band while it is estimated to be  $\sim 2\%$  in  $J$ -band. The shape of the error distribution around  $60^\circ$  longitude reveal that the linear oblique features seen in  $J$ - and  $H$ -band are noise and should be ignored from our analysis. The  $K$ -band map displays the lowest noise level, due to the highest Strehl ratio delivered by the AO system at these wavelengths and should be considered as the most accurate of the three.

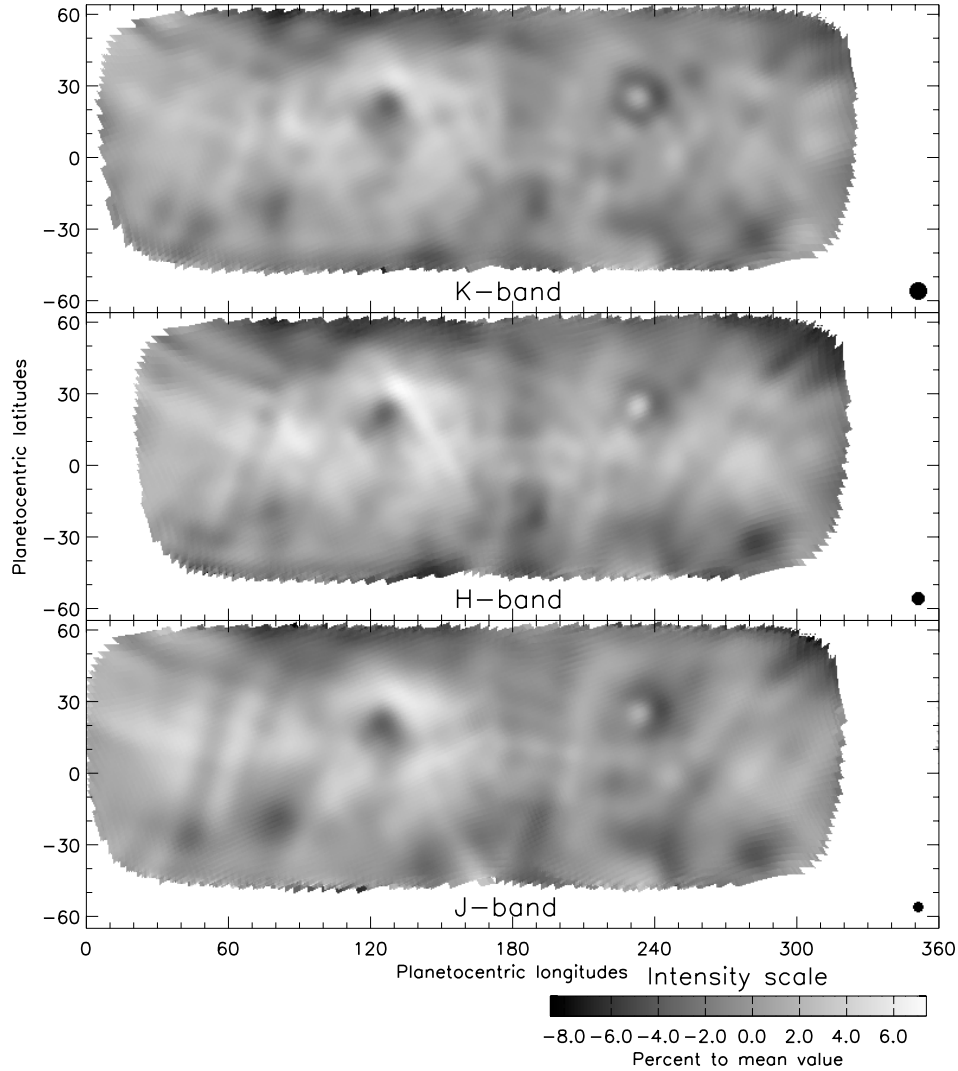
Some of the main albedo features in our near-infrared maps can also be seen in the UV/Visible HST maps published by Li et al. (2006a), like the large bright area around ( $125^\circ$ ,  $+20^\circ$ ) and the dark spot at ( $130^\circ$ ,  $-24^\circ$ ). The fact that these features are visible in all wavelengths suggests that they are geological features like basins or impact craters. However the UV/Visible and near-infrared maps show also discrepancies: the bright feature at ( $115^\circ$ ,  $-30^\circ$ ) visible in the UV/Visible maps is not present in our maps, nor the dark feature located around ( $45^\circ$ ,  $+10^\circ$ ). Whereas all the discrepancies cannot be linked to surface properties (the dark annulus of the "A" feature ( $234^\circ$ ,  $+23^\circ$ ) is not visible in the UV/Visible map due to its size which is comparable to the resolution element provided by the HST), such variations in their spectral behavior suggest compositional differences between these regions. The next section will provide a discussion on possible composition and geological origin.

### 4.3. 3-D model

We re-projected our multicolor maps of Ceres onto its 3D shape model. Such model is used to check the distribution of albedo features present in our final maps against the features seen in our original images after deconvolution (see Fig. 6). This model can also be used to predict<sup>1</sup> what Ceres surface would look like at any epochs, which will certainly be useful when preparing any future ground-based, or space based observations of Ceres.

<sup>1</sup> [http://www.imcce.fr/page.php?nav=en/ephemerides/formulaire/form\\_ephephys.php](http://www.imcce.fr/page.php?nav=en/ephemerides/formulaire/form_ephephys.php)

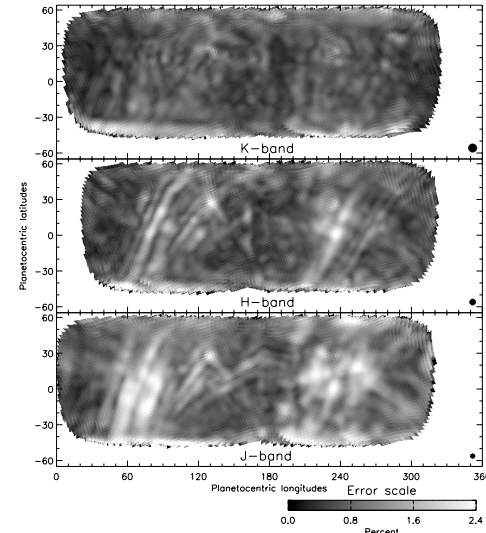




**Fig. 4.** *J*-, *H*- and *K*- band maps of Ceres covering  $\sim 80\%$  of Ceres' surface. The areas in white are *terra incognita* due to the limited ROI and rotational phases not imaged from Keck (see text). The theoretical resolution elements  $\Theta$  at *J/H/K* bands are shown at the bottom-right corners. Albedo variations are within  $\pm 6\%$  around the mean surface value for each map. We estimate the errors to be 2.5% maximum (see Fig. 5). The color scale is common for the three filters. Several round shaped features are visible including a dark feature with a bright center spot at  $(234^\circ, +23^\circ)$  (named “A”) and a dark region at  $(125^\circ, +20^\circ)$  named “Piazzini” by Parker et al. (2002) (here “B”). Two other dark features are visible in the Southern hemisphere at  $(80^\circ, -20^\circ)$  and  $(285^\circ, -35^\circ)$  as well as other smaller features elsewhere (see Fig. 7). Any feature or albedo distribution present in the three maps has a very low probability to be an artifact, with the exception of the diagonal stripes seen across the surface in *H*- and *J*-band (see text and Fig. 5). One hemisphere ( $0^\circ$  to  $180^\circ$ ) appears to be brighter (1%) than the other at these wavelengths. A dark region running North/South is located at the boundary between the two hemispheres and is present in all maps.

**Table 6.** Average and maximum number of images used to produce a single pixel of the final *J/H/K* bands maps, and their corresponding surface coverage.

Filter	Average images (# per pixel)	Maximum images (# per pixel)	Coverage (% total surface)
<i>J</i>	16	63	81.8
<i>H</i>	14	54	74.2
<i>K</i>	19	72	80.0

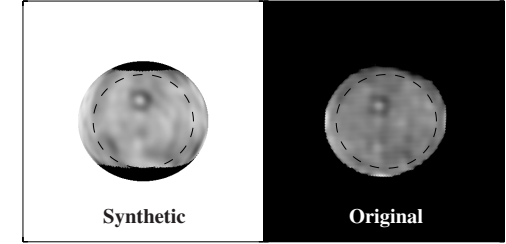


**Fig. 5.**  $1\text{-}\sigma$  deviation map expressed in percent with respect to the map mean value for each filter. The error is greater in *J*-band than in *K*-band as it could be expected from the lower strehl ratio at smaller wavelengths. The error also grows with latitude, which is due to the nearly equatorial view of Ceres as seen from an Earth observer.

#### 4.4. Three-band spectra

We investigate the nature of the major features seen in our maps by reporting their relative brightness variation at *J*-, *H*- and *K*-bands. We selected 10 type of area (6 bright and 4 dark, noted  $b_i$  and  $d_i$  respectively) and show in Fig. 7 their photometric measurements normalized to Ceres integrated spectrum. The photometric value obtained for each band is the result of averaging the photometric measurements over an area equivalent to a resolution element. We estimate the error on the relative photometry as  $\sqrt{\sum \sigma_i^2}$ , where  $\sigma_i$  is the standard deviation for each pixel as read in the error map (Fig. 5). The results are shown in Fig. 7 with their  $3\text{-}\sigma$  error bars.

Whereas spectral variation with the rotational phase of Ceres has never been reported, our data show differences of spectral behavior across the surface. The analysis of Fig. 7 reveals a clear trend of the bright features (left) to display a higher *H*-band albedo (with respect to *J*- and *K*-band) than the rest of Ceres' surface. On the contrary, the dark features (right) do not display a similar trend. This may indicate a common origin for the bright features, whereas the dark regions may be the result of various surface processes, or represent different level of surface aging.



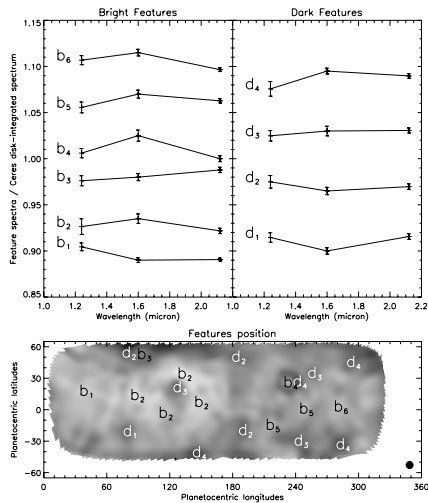
**Fig. 6.** Comparison between a synthetic view of Ceres (left) and a single deconvolved image (right). The overlapped dotted ellipse corresponds to the ROI limit (80% of projected axis). The synthetic view appears “smoother” than the original view because it is the result of the weighted average of several deconvolved images. The main albedo features are seen in both the synthetic and the original views, while other features did not resist the weighted average of several images, which acted as a filter to remove artifacts present in a single frame.

We then compare the 3-band spectra to those of various laboratory compounds. We used the ASTER<sup>2</sup> and RELAB<sup>3</sup> spectral libraries, to obtain the equivalent near-infrared spectra of various compounds predicted to be present on Ceres. We show in Fig. 8 their broad band photometric values, normalized to Ceres disk-integrated spectrum, each mineral being mixed with a dark neutral compound, using the mixing ratios given in Table 7. Due to the low spectral resolution provided by our broad band imagery, it is not possible to identify unequivocally the compounds present on the surface of Ceres. We thus based our study to the comparison between the possible surface compounds proposed by Rivkin et al. (2006), who showed that carbonates like Siderite, Dolomite or Calcite mixed with phyllosilicates provide an excellent fit to the  $3\ \mu\text{m}$  region of Ceres. Carbonates could also explain the mid-infrared spectral emission features detected by Cohen et al. (1998). We also included an orthopyroxene (Enstatite), a clinopyroxene (Augite) and Olivine, the most abundant elements in the Solar System. A water ice frost spectrum is also reported.

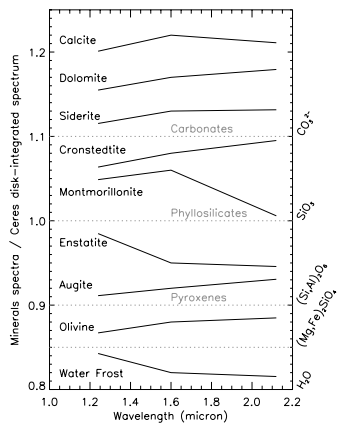
Although the compositional information returned at such a low spectral resolution should be considered with caution, we can use the comparison between the spectral behavior measured on the surface and that of the laboratory samples to constrain and discuss the possible surface composition of Ceres. There are similarities between the spectral behavior of the bright features seen in Fig. 7 (left) and that of phyllosilicates and carbonates in Fig. 8. The Calcite and Montmorillonite “spectra” display the same shape as the majority of the bright features. For instance, the Montmorillonite reproduces quite well the behavior of the  $b_4$  feature as well as the bright region  $b_2$  surrounding  $d_3$ . On the other hand, the spectral behavior of the Siderite (a iron-rich Calcite), Cronstedite (an iron-bearing phyllosilicate), or Augite (a clinopyroxene) only match the spectrum of a small percentage of Ceres surface, and for small mixing ratios show that all of them might be minor compounds of the regions discussed in this section. Igneous rocks like pyroxenes and olivine are not expected to be present on the surface of primitive

<sup>2</sup> <http://speclib.jpl.nasa.gov>

<sup>3</sup> <http://www.planetary.brown.edu/rellab/>



**Fig. 7.** Three-band spectra of selected surface features normalized to Ceres disk-integrated spectrum. The *left* (and *right*) panels show the photometric points obtained for the bright and dark features respectively. All spectra are shifted vertically by 0.045 (bright) or 0.065 (dark) to improve clarity. The letters positioned left of each spectrum are used to locate the corresponding features on the map. The K-band resolution element is shown at the bottom-right corner.



**Fig. 8.** Three-band spectra of selected carbonates [CO<sub>2</sub>], phyllosilicates [SiO<sub>2</sub>], pyroxenes [(Si,Al)<sub>2</sub>O<sub>6</sub>], olivine [(Mg,Fe)<sub>2</sub>SiO<sub>4</sub>], and water ice frost [H<sub>2</sub>O] normalized to Ceres disk-integrated spectrum. Error bars are negligible.

asteroids; these compounds are likely minor components of the regions discussed in this section if present at all.

The interpretation of the dark features is more complex. Indeed, the lower *H*-band value that characterizes half of the dark features (d<sub>1</sub>, d<sub>2</sub>) does not match the behavior seen in

**Table 7.** Grain size and mixing ratio for the selected compounds. The last column indicates the sample reference in the spectral libraries (*a*: ASTER and *r*: RELAB).

Component	Grain size (μm)	Mixing ratio (%)	Sample No.
Calcite <sup>a</sup>	0–45	100	C-3A
Dolomite <sup>a</sup>	0–45	50	C-5A
Siderite <sup>a</sup>	0–45	4	C-9A
Cronstedtite <sup>r</sup>	0–45	5	CR-EAC-021
Montmorillonite <sup>a</sup>	0–45	50	PS-2D
Enstatite <sup>a</sup>	0–45	30	IN-10B
Augite <sup>a</sup>	0–45	2	IN-15A
Olivine <sup>r</sup>	0–50	5	DD-MDD-013
Water Frost <sup>a</sup>	~10	2	FROST.SNW

phyllosilicates and carbonates, which are the major compounds predicted to be present over Ceres (see Sect. 4.1). Such a drop in *H*-band matches better the behavior of Enstatite, but its high density of ~3200 kg m<sup>-3</sup> and the mid-infrared mismatch between Ceres and Enstatite spectra makes its presence improbable. Another possible matching compound is water ice (Fig. 8). Water ice is not expected to be found in a stable form over Ceres, but “dirty” ice, i.e. ice or frost mixed with other minerals, could be present and reproduce the more elevated *K*-band point seen in the “spectra” of these features. Another point to consider is the relatively high planetocentric latitude of these dark features. None of them is found in the equatorial region, most being located above 30–40° latitude. If dirty ice exists on the surface or sub-surface layers of Ceres (McCord & Sotin 2005; Mousis & Alibert 2005), it would be expected to be more stable at higher latitudes, where surface temperature is lower. Nevertheless, we cannot ascertain from these data alone that ice is present on Ceres. Higher spectral resolution, coupled with the high-contrast and spatial resolution provided by adaptive optics, is required to investigate in detail the composition of the main features seen on its surface. The limits of such a broad-band analysis in constraining the composition of the main features is illustrated by the bright feature b<sub>1</sub>, which appears to match quite well the behavior expected for water frost, but it is located at low latitude and differ in reflectivity from the dark features discussed above.

The two main observed features A (b<sub>4</sub>, d<sub>4</sub>) and B (d<sub>3</sub> and the surrounding region b<sub>2</sub>), were referenced as #5 and #2 by Li et al. (2006a). These two features are remarkable because whereas they sustain large physical dimensions ( $D_A \sim 180$  km and  $D_B \sim 350$  km), their spectral behavior appears to be homogeneous over such large area, which might point to a same composition and/or resurfacing history. The external annulus of the B feature (b<sub>2</sub>) shows the same uniformity. This annulus shape is reminiscent of a large cratering event. The bright central regions of feature A resembles the central peak seen in craters originating from high energetic impact, which would then be subject to different aging processes than the lower altitude neighboring areas. At smaller physical scale, similar differences of albedo have been reported on asteroid 25 143 Itokawa between the central part and surrounding areas of small craters, this time via grain sorting (Miyamoto et al. 2007).

In summary, our AO study permits to map the albedo variations over the surface of Ceres down to a 40–60 km scale and investigate whether these variations correspond to changes in the composition. Also, the high-spatial resolution capabilities returned by AO make possible to search for areas of distinctive signature (e.g. icy rich spots), which would remain undetected otherwise in disk-averaged studies of Ceres. A dusty regolith a

few centimeters thick (Webster et al. 1988), created by the impact of micrometeorites and possibly larger bodies, has been proposed (Witteborn et al. 1999; Lim et al. 2005) as a possible explanation for the shallow spectral signatures in the visible and near-infrared spectrum of Ceres and its small albedo contrast. But some small areas visible in our high-angular resolution images of Ceres could correspond to places on the surface where the regolith material has been cleared by “recent” endogenic or exogenic activity to expose more pristine material from the sub-surface layers.

## References

- A’Hearn, M. F., & Feldman, P. D. 1992, *Icarus*, 98, 54  
 Berthier, J. 1998, Notes scientifique et techniques du Bureau des longitudes, 5061  
 Britt, D. T., Yeomans, D. K., House, K., & Consolmagno, G. 2002, *Asteroid Density, Porosity, and Structure*, ed. W. F. Bottke, A. Cellino, P. Paolicchi, & R. P. Binzel (University of Arizona Press), 485  
 Chamberlain, M. A., Sykes, M. V., & Esquerdo, G. A. 2007, *Icarus*, 188, 451  
 Cohen, M., Witteborn, F. C., Roush, T., Bregman, J. D., & Wooden, D. H. 1998, *Astron. J.*, 115, 1671  
 Conrad, A., Dumas, C., Merline, W. J., et al. 2007, *Icarus*  
 Dotto, E., Müller, T. G., Barucci, M. A., et al. 2000, *A&A*, 358, 1133  
 Drummond, J. D., Fugate, R. Q., Christou, J. C., & Hege, E. K. 1998, *Icarus*, 132, 80  
 Dumas, C., Merline, W. J., Binzel, R. P., et al. 2003, in *BAAS*, 956  
 Fanale, F. P., & Salvail, J. R. 1989, *Icarus*, 82, 97  
 Feierberg, M. A., Lebofsky, L. A., & Larson, H. P. 1980, *Geoch. Cosmochim. Acta*, 45, 971  
 Fusco, T. 2000, Ph.D. Thesis, Université de Nice Sophia-Antipolis  
 Gaffey, M. J. 1997, *Icarus*, 127, 130  
 Ghosh, A., Weidenschilling, S. J., McSween Jr., H. Y., & Rubin, A. 2006, *Asteroidal Heating and Thermal Stratification of the Asteroid Belt, Meteorites and the Early Solar System II*, ed. D. S. Lauretta, & H. Y. McSween Jr (University of Arizona Press), 555  
 Greeley, R., & Batson, R. M. 1990, *Planetary Mapping* (Cambridge University Press)  
 Hapke, B. 1993, *Theory of reflectance and emittance spectroscopy* (Cambridge University Press)  
 Hsieh, H. H., & Jewitt, D. 2006, *Science*, 312, 561  
 Johnson, P. E., Kemp, J. C., Lebofsky, M. J., & Rieke, G. H. 1983, *Icarus*, 56, 381  
 Johnson, T. V., & McGetchin, T. R. 1973, *Icarus*, 18, 612  
 Jones, T. D., Lebofsky, L. A., Lewis, J. S., & Marley, M. S. 1990, *Icarus*, 88, 172

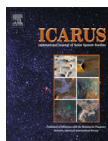
- Keil, K. 2002, *Geological History of Asteroid 4 Vesta: The Smallest Terrestrial Planet*, Asteroids III, ed. W. F. Bottke, A. Cellino, P. Paolicchi, & R. P. Binzel (University of Arizona Press), 573  
 King, T. V., Clark, R. N., Calvin, W. M., Sherman, D. M., & Brown, R. H. 1992, *Science*, 255, 1551  
 Kovačević, A., & Kuzmanoski, M. 2007, *Earth Moon and Planets*, 100, 117  
 Lebofsky, L. A., Feierberg, M. A., Tokunaga, A. T., Larson, H. P., & Johnson, J. R. 1981, *Icarus*, 48, 453  
 Li, J.-Y., McFadden, L. A., Parker, J. W., et al. 2006a, *Icarus*, 182, 143  
 Li, J.-Y., Young, E. F., Thomas, P. C., et al. 2006b, *HST Images, Albedo Maps, and Shape of 1 Ceres*, eAR-A-HSTACS-5-CERESHST-V1.0., NASA Planetary Data System  
 Lim, L. F., McConnochie, T. H., Bell, J. F., & Hayward, T. L. 2005, *Icarus*, 173, 385  
 McCord, T. B., & Sotin, C. 2005, *J. Geophys. Res. (Planets)*, 110, 5009  
 Michalak, G. 2000, *A&A*, 360, 363  
 Millis, R. L., Wasserman, L. H., Franz, O. G., et al. 1987, *Icarus*, 72, 507  
 Mitchell, D. L., Ostro, S. J., Hudson, R. S., et al. 1996, *Icarus*, 124, 113  
 Miyamoto, H., Yano, H., Scheeres, D. J., et al. 2007, *Science*, 316, 1011  
 Mousis, O., & Alibert, Y. 2005, *MNRAS*, 358, 188  
 Mugnier, L. M., Fusco, T., & Conan, J.-M. 2004, *J. Opt. Soc. Am. A*, 21, 1841  
 Nazzario, R., Hyde, T. W., & Barge, L. 2003, *Adv. Space Res.*, 31, 2591  
 Parker, J. W., McFadden, L. A., Russell, C. T., et al. 2006, *Adv. Space Res.*, 38, 2039  
 Parker, J. W., Stern, S. A., Thomas, P. C., et al. 2002, *Astron. J.*, 123, 549  
 Piazzi, G. 1802, *Nella Stamperia Reale*, 65  
 Rivkin, A. S., Volkquardsen, E. L., & Clark, B. E. 2006, *Icarus*, 185, 563  
 Russell, C. T., Coradini, A., Christensen, U., et al. 2003, *Plan. Space Sci.*, 52, 465  
 Saint-Pé, O., Combes, M., Rigaut, F., Tomasko, M., & Fulchignoni, M. 1993, *Icarus*, 105, 263  
 Sato, K., Miyamoto, M., & Zolensky, M. E. 1997, *Meteorit. Plan. Sci.*, 32, 503  
 Seidelmann, P. K., Archinal, B. A., A’Hearn, M. F., et al. 2005, *Celest. Mech. Dyn. Astron.*, 91, 205  
 Spencer, J. R. 1990, *Icarus*, 83, 27  
 Tedesco, E. F., Taylor, R. C., Drummond, J. D., et al. 1983, *Icarus*, 54, 23  
 Thomas, P. C., Binzel, R. P., Gaffey, M. J., et al. 1997, *Science*, 277, 1492  
 Thomas, P. C., Parker, J. W., McFadden, L. A., et al. 2005, *Nature*, 437, 224  
 van Dam, M. A., Le Mignant, D., & Macintosh, B. 2004, *Appl. Opt.*, 43, 5458  
 Vernazza, P., Mothé-Diniz, T., Barucci, M. A., et al. 2005, *A&A*, 436, 1113  
 Viateau, B., & Rapaport, M. 1998, *A&A*, 334, 729  
 Vilas, F., & Gaffey, M. J. 1989, *Science*, 246, 790  
 Vilas, F., & McFadden, L. A. 1992, *Icarus*, 100, 85  
 Webster, W. J., Johnston, K. J., Hobbs, R. W., et al. 1988, *AJ*, 95, 1263  
 Witteborn, F. C., Cohen, M., Bregman, J. D., et al. 1999, *AJ*, 117, 2552  
 Zolensky, M., & McSween Jr., H. Y. 1988, *Aqueous Alteration, Meteorites and the Early Solar System* ed. J. F. Kerridge, & M. S. Matthews (University of Arizona Press), 114



Contents lists available at ScienceDirect

Icarus

journal homepage: www.elsevier.com/locate/icarus



## Physical properties of (2) Pallas <sup>☆</sup>

Benoît Carry <sup>a,b,\*</sup>, Christophe Dumas <sup>a</sup>, Mikko Kaasalainen <sup>c,1</sup>, Jérôme Berthier <sup>d</sup>, William J. Merline <sup>e</sup>, Stéphane Erard <sup>b</sup>, Al Conrad <sup>f</sup>, Jack D. Drummond <sup>g</sup>, Daniel Hestroffer <sup>d</sup>, Marcello Fulchignoni <sup>b</sup>, Thierry Fusco <sup>h</sup>

<sup>a</sup>ESO, Alonso de Córdova 3107, Vitacura, Casilla 19001, Santiago de Chile, Chile

<sup>b</sup>LESIA, Observatoire de Paris, CNRS, 5 Place Jules Janssen, 92190 Meudon Cedex, France

<sup>c</sup>Department of Mathematics and Statistics, Gustaf Hallströminkatu 2b, P.O. Box 68, FIN-00014 University of Helsinki, Finland

<sup>d</sup>IMCCE, Observatoire de Paris, CNRS, 77 av. Denfert Rochereau, 75014 Paris, France

<sup>e</sup>Southwest Research Institute, 1050 Walnut St. # 300, Boulder, CO 80302, USA

<sup>f</sup>W.M. Keck Observatory, 65-1120 Mamalahoa Highway, Kamuela, HI 96743, USA

<sup>g</sup>Starfire Optical Range, Directed Energy Directorate, Air Force Research Laboratory, Kirtland AFB, NM 87117-577, USA

<sup>h</sup>ONERA, 29 avenue de la division Leclerc, BP 52, 92320 Chatillon Cedex, France

### ARTICLE INFO

#### Article history:

Received 25 November 2008

Revised 5 August 2009

Accepted 8 August 2009

Available online 22 August 2009

#### Keywords:

Asteroids  
Adaptive optics  
Infrared observations  
Asteroids, Surfaces  
Occultations

### ABSTRACT

Ground-based high angular-resolution images of asteroid (2) Pallas at near-infrared wavelengths have been used to determine its physical properties (shape, dimensions, spatial orientation and albedo distribution).

We acquired and analyzed adaptive optics (AO) *J/H/K*-band observations from Keck II and the Very Large Telescope taken during four Pallas oppositions between 2003 and 2007, with spatial resolution spanning 32–88 km (image scales 13–20 km/pixel). We improve our determination of the size, shape, and pole by a novel method that combines our AO data with 51 visual light-curves spanning 34 years of observations as well as archived occultation data.

The shape model of Pallas derived here reproduces well both the projected shape of Pallas on the sky (average deviation of edge profile of 0.4 pixel) and light-curve behavior (average deviation of 0.019 mag) at all the epochs considered. We resolved the pole ambiguity and found the spin-vector coordinates to be within 5° of [longitude, latitude] = [30°, –16°] in the Ecliptic J2000.0 reference frame, indicating a high obliquity of about 84°, leading to high seasonal contrast. The best triaxial-ellipsoid fit returns ellipsoidal radii of  $a = 275$  km,  $b = 258$  km, and  $c = 238$  km. From the mass of Pallas determined by gravitational perturbation on other minor bodies ( $1.2 \pm 0.3 \times 10^{-10} M_{\odot}$ , [Michalak, G., 2000. *Astron. Astrophys.* 360, 363–374]), we derive a density of  $3.4 \pm 0.9$  g cm<sup>-3</sup> significantly different from the density of C-type (1) Ceres of  $2.2 \pm 0.1$  g cm<sup>-3</sup> [Carry, B., Dumas, C., Fulchignoni, M., Merline, W.J., Berthier, J., Hestroffer, D., Fusco, T., Tamblyn, P., 2008. *Astron. Astrophys.* 478 (4), 235–244]. Considering the spectral similarities of Pallas and Ceres at visible and near-infrared wavelengths, this may point to fundamental differences in the interior composition or structure of these two bodies.

We define a planetocentric longitude system for Pallas, following IAU guidelines. We also present the first albedo maps of Pallas covering ~80% of the surface in *K*-band. These maps reveal features with diameters in the 70–180 km range and an albedo contrast of about 6% with respect to the mean surface albedo.

© 2009 Elsevier Inc. All rights reserved.

### 1. Introduction

A considerable amount of information regarding the primordial planetary processes that occurred during and immediately after the accretion of the early planetesimals is still present among the population of small Solar System bodies (Bottke et al., 2002).

Fundamental asteroid properties include composition (derived from spectroscopic analysis) and physical parameters (such as size, shape, mass, and spin orientation). While compositional investigations can provide crucial information on the conditions in the primordial solar nebula (Scott, 2007) and on asteroid thermal

evolution (Jones et al., 1990), the study of asteroid physical properties can yield insights on asteroid cratering history (Davis, 1999), internal structure (Britt et al., 2002), and volatile fraction (Mousis et al., 2008) for example. These approaches complement one another—the density derived by observations of physical properties strongly constrains the composition (Merline et al., 2002), which is key to evaluation of evolution scenarios.

Spacecraft missions to asteroids, for example NEAR to (253) Mathilde and (433) Eros (Veeverka et al., 1999), and Hayabusa to (25143) Itokawa (Fujiwara et al., 2006), greatly enhanced our understanding of asteroids. The high cost of space missions, however, precludes exploration of more than a few asteroids, leaving most asteroids to be studied from Earth-based telescopes.

Although several remote observation techniques can be used to determine the physical properties of asteroids, our technique relies primarily on disk-resolved observations. Indeed, knowing accurately the size is crucial for the determination of asteroid volume, and hence density. If enough chords are observed, occultations provide precise measurement of asteroid shape and size (Millis and Dunham, 1989), but at only one rotational phase (per occultation event). Moreover, because occultations of bright stars seldom occur, only a small fraction of all occultations are covered by a significant number of observers. Describing an asteroid's 3D size and shape with this method thus requires decades. Assuming a tri-axial ellipsoidal shape is a common way to build upon limited observations of asteroid projected sizes (Drummond and Cocke, 1989). From the inversion of photometric light-curves, one can also derive asteroid shapes (Kaasalainen et al., 2002), with sizes then relying on albedo considerations. On the other hand, disk-resolved observations, either radar or high angular-resolution imagery, provide direct measurement of an asteroid's size and shape when its apparent disk can be spatially resolved.

For about a decade now, we have had access to instrumentation with the angular-resolution required to spatially resolve large Main-Belt Asteroids at optical wavelengths. This can be done in the visible from space with the Hubble Space Telescope (HST) or in near-infrared from large telescopes equipped with adaptive optics (AO) such as Keck, the Very Large Telescope (VLT), and Gemini. Disk-resolved observations allow direct measurement of an asteroid's absolute size (Saint-Pé et al., 1993a), and of its shape, if enough rotational-phase coverage is obtained (Taylor et al., 2007; Conrad et al., 2007). One can also derive the spin-vector coordinates from the time evolution of limb contours (Thomas et al., 2005) or from the apparent movement of an albedo feature (Carry et al., 2008). Ultimately, albedo maps may provide significant constraints on surface properties such as mineralogy or degree of space weathering (Binzel et al., 1997; Li et al., 2006; Carry et al., 2008).

Even if images can provide a complete description of asteroid properties, their combination with other sources of data (like light-curves or occultations) can significantly improve asteroid 3D shape models (see the shape model of (22) Kalliope in (Descamps et al., 2008), for instance).

Pallas is a B-type asteroid (Bus and Binzel, 2002). As such, it is thought to have a composition similar to that of the Carbonaceous Chondrite (CC) meteorites (see Larson et al., 1983, for a review). Spectral analysis of the 3 μm band (Jones et al., 1990) exhibited by Pallas suggests that its surface has a significant anhydrous component mixed with hydrated CM-like silicates (CM is a subclass of CC meteorites). Although Pallas is generally linked to CC/CM material, its composition remains uncertain. Indeed, Pallas' visible and near-infrared spectrum is almost flat with only a slight blue slope, with the only absorption band clearly detected being the 3 μm band.

Compositional/mineralogical studies for Pallas are further hampered by a poorly determined density. First, there is significant

uncertainty in the mass, as most mass estimates do not overlap within the error bars (see Hilton, 2002, for a review). Second, although the size of Pallas has been estimated from two occultations (Wasserman et al., 1979; Dunham et al., 1990), at least three events are required to determine asteroid spin and tri-axial dimensions (Drummond and Cocke, 1989).

Until recently, the only published disk-resolved observations of Pallas were limited to some AO snapshots collected in 1991 by Saint-Pé et al. (1993b), but the lack of spatial resolution prevented conclusions about Pallas' size, shape, or spatial orientation.

Recent observations of Pallas from Lick (Drummond and Christou, 2008) and Keck Observatories (Drummond et al., 2009) lead to new estimates for its triaxial-ellipsoid dimensions, but there was still a relatively large uncertainty on the short axis. These Keck observations are included as a subset of the data considered here. Also, observations of Pallas were recently obtained using the WFFPC2 instrument on HST (see Schmidt et al., 2009).

### 2. Observations

Here we present high angular-resolution images of asteroid (2) Pallas, acquired at multiple epochs, using AO in the near-infrared with the Keck II telescope and the ESO Very Large Telescope (VLT).

During the 2003, 2006 and 2007 oppositions, we imaged Pallas in *Kp*-band (central wavelengths and bandwidths for all bands are given in Table 2) with a  $9.942 \pm 0.050$  milliarcseconds per pixel image scale of NIRC2, the second generation near-infrared camera (1024 × 1024 InSb Aladdin-3) and the AO system installed at the Nasmyth focus of the Keck II telescope (van Dam et al., 2004). We acquired five other epochs near the more favorable 2005 opposition during which we imaged Pallas in *J*-, *H*-, and *Ks*-bands, with the  $13.27 \pm 0.050$  milliarcseconds per pixel image scale of CONICA (1024 × 1026 InSb Aladdin-3) (Rousset et al., 2003; Lenzen et al., 2003) and the NAOS AO system installed at the Nasmyth B focus of UT4/Yepun at the VLT. We list in Table 1 Pallas' heliocentric distance and range to observer, phase angle, angular diameter and Sub-Earth-Point (SEP, with planetocentric coordinate system defined in Section 5.1) coordinates for each observation.

Near-infrared broad-band filter observations of Pallas were interspersed with observations of a Point-Spread-Function (PSF) reference star at similar airmass and through the same set of filters (Tables 2 and 3). This calibration was required to perform a posteriori image restoration (deconvolution) as described in Carry et al. (2008). These observations of stars also can be used to measure the quality of the AO correction during the observations. We thus report in Table 3 the Full Width at Half Max (FWHM) of each PSF, in milliarcseconds and also in kilometers at the distance of Pallas. No offset to sky was done, but the telescope position was dithered after one or a few exposures to place the object (science or calibration) at three different locations on the detector separated by ~5'' from each other. This allows a median sky frame to be created directly from the acquired targeted images.

### 3. Data reduction

We reduced the data using standard techniques for near-infrared images. A bad pixel mask was made by combining the hot and dead pixels found from the dark and flat-field frames. The bad pixels in our calibration and science images were then corrected by replacing their values with the median of the neighboring pixels (7 × 7 pixel box). Our sky frames were obtained from the median of each series of dithered science images, and then subtracted from the corresponding science images to remove the sky and instrumental background. By doing so, the dark current was also re-

<sup>☆</sup> Based on observations collected at the European Southern Observatory (ESO), Paranal, Chile – 074.C-0502 & 075.C-0329 and at the W.M. Keck Observatory, which is operated as a scientific partnership among the California Institute of Technology, the University of California and the National Aeronautics and Space Administration. The Observatory was made possible by the generous financial support of the W.M. Keck Foundation.

\* Corresponding author. Fax: +33 145 07 71 44.

E-mail address: benoit.carry@obsppm.fr (B. Carry).

<sup>1</sup> Present address: Tampere University of Technology, P.O. Box 553, 33101 Tampere, Finland.

**Table 1**  
Heliocentric distance ( $\Delta$ ) and range to observer ( $r$ ), visual magnitude ( $V$ ), phase angle ( $\alpha$ ), angular diameter ( $\phi$ ), and Sub-Earth-Point (SEP) coordinates (longitude  $\lambda$  and latitude  $\phi$ ) for each epoch (given in UT, the mid-observation time, here listed without light-time correction, although light-time corrections are included in all relevant computations in this paper). Airmass at the tabulated UT is also reported. The last column is a tag for the PSF used for deconvolution; see Table 3 for a complete description of the stars.

Date	UT	$\Delta$ (AU)	$r$ (AU)	$V$ (mag.)	$\alpha$ (°)	$\phi$ (′)	SEP $_{\lambda}$ (°)	SEP $_{\phi}$ (°)	Airmass	PSF (Table 3)
2003 October 10	12:00	2.73	1.80	8.25	09.4	0.39	107	-76	1.28	October 10-★1
2003 October 12	09:13	2.73	1.80	8.24	09.5	0.39	183	-75	1.40	October 12-★1
2003 October 12	11:14	2.73	1.80	8.24	09.5	0.39	090	-75	1.25	October 12-★2
2005 February 02	06:30	2.27	1.60	8.04	21.9	0.44	265	+64	1.21	February 02-★1
2005 February 02	08:05	2.26	1.60	8.04	21.9	0.49	192	+64	1.05	February 02-★2
2005 March 12	06:02	2.34	1.37	7.20	06.9	0.52	054	+64	1.15	March 12-★
2005 March 13	04:42	2.34	1.37	7.18	06.6	0.52	090	+64	1.21	March 13-★
2005 May 08	23:30	2.47	1.77	8.39	20.1	0.40	326	+54	1.74	May 08-★1
2005 May 09	23:18	2.47	1.78	8.41	20.3	0.40	309	+54	1.80	May 09-★1
2006 August 16	06:55	3.35	2.76	9.85	15.5	0.26	022	+32	1.00	August 16-★1
2006 August 16	07:22	3.35	2.76	9.85	15.5	0.26	001	+32	1.01	August 16-★1
2006 August 16	07:45	3.35	2.76	9.85	15.5	0.26	343	+32	1.03	August 16-★1
2006 August 16	08:12	3.35	2.76	9.85	15.5	0.26	322	+32	1.07	August 16-★2
2006 August 16	08:45	3.35	2.76	9.86	15.5	0.26	297	+32	1.13	August 16-★2
2006 August 16	09:00	3.35	2.76	9.86	15.5	0.26	285	+32	1.17	August 16-★3
2006 August 16	09:18	3.35	2.76	9.86	15.5	0.26	272	+32	1.23	August 16-★3
2007 July 12	13:15	3.31	2.69	9.78	15.5	0.26	211	-38	1.03	July 12-★
2007 November 01	04:30	3.16	2.64	9.68	16.9	0.27	265	-27	1.19	November 01-★
2007 November 01	06:06	3.16	2.64	9.68	16.9	0.27	191	-27	1.12	November 01-★

**Table 2**  
Observation settings, with filter characteristics (central wavelength  $\lambda_c$  and bandwidth  $\Delta\lambda$ ) for each camera (NIRC2 at Keck and NACO at VLT), number of images, theoretical size ( $\theta$ ) of the resolution elements (estimated as  $\lambda_c/D$ , where  $D$  is the diameter of the primary mirror), and the size of the Region of Interest (ROI) for each epoch (given in UT). Image scales are  $0.010''/\text{pixel}$  for NIRC2 and  $0.013''/\text{pixel}$  for NACO; both systems oversample the PSF for all wavebands. PIs for these observations were:

Date (UT)	Inst.	Filters	$\lambda_c$ ( $\mu\text{m}$ )	$\Delta\lambda$ ( $\mu\text{m}$ )	Images #	$\theta$ (km)	ROI (%)
2003 October 10 <sup>a</sup>	NIRC2	Kp	2.124	0.35	04	57	60
2003 October 12 <sup>b</sup>	NIRC2	Kp	2.124	0.35	09	57	60
2005 February 02 <sup>a</sup>	NACO	J	1.265	0.25	08	37	60
2005 February 02 <sup>a</sup>	NACO	H	1.66	0.33	12	48	55
2005 February 02 <sup>a</sup>	NACO	Ks	2.18	0.35	13	64	50
2005 March 12 <sup>a</sup>	NACO	J	1.265	0.25	06	32	60
2005 March 12 <sup>a</sup>	NACO	H	1.66	0.33	06	41	60
2005 March 12 <sup>a</sup>	NACO	Ks	2.18	0.35	05	54	60
2005 March 13 <sup>a</sup>	NACO	J	1.265	0.25	06	32	60
2005 March 13 <sup>a</sup>	NACO	H	1.66	0.33	06	41	60
2005 March 13 <sup>a</sup>	NACO	Ks	2.18	0.35	06	54	55
2005 May 08 <sup>c</sup>	NACO	J	1.265	0.25	06	41	50
2005 May 08 <sup>c</sup>	NACO	H	1.66	0.33	09	54	55
2005 May 08 <sup>c</sup>	NACO	Ks	2.18	0.35	13	70	50
2005 May 09 <sup>c</sup>	NACO	H	1.66	0.33	09	54	60
2005 May 09 <sup>c</sup>	NACO	Ks	2.18	0.35	06	71	50
2006 August 16 <sup>d</sup>	NIRC2	Kp	2.124	0.35	35	88	50
2007 July 12 <sup>e</sup>	NIRC2	Kp	2.124	0.35	07	85	50
2007 November 01 <sup>a</sup>	NIRC2	Kp	2.124	0.35	19	84	50

- <sup>a</sup> C. Dumas.  
<sup>b</sup> W.J. Merline.  
<sup>c</sup> S. Erard.  
<sup>d</sup> J.D. Drummond.  
<sup>e</sup> A. Conrad.

moved. Finally, each image was divided by a normalized flat-field to correct the pixel-to-pixel sensitivity differences of the detector.

We then restored the images to optimal angular-resolution by applying the MISTRAL deconvolution algorithm (Fusco, 2000; Mugnier et al., 2004). This image restoration algorithm is particularly well suited to deconvolution of objects with sharp edges, such as asteroids. Image restoration techniques are known to be constrained by the limitation of trying to measure/estimate the precise instrumental plus atmospheric responses at the exact time of the science observations. MISTRAL is an iterative myopic deconvolution method, which estimates both the most probable object, and the PSF, from analysis of science and reference-star images (see Mugnier et al., 2004, for details). In total, we obtained 186 images of Pallas with a spatial resolution (Table 2) corresponding to the diffraction limit of the telescope (which we estimate by  $\lambda/D$ , with  $\lambda$

the wavelength and  $D$  the telescope diameter) and the range of the observer given in Table 1. A subset of the restored images is presented in Fig. 1.

#### 4. Size, shape and spin-vector coordinates

Disk-resolved observations (from space, ground-based AO, radar, or occultations) provide strong constraints on asteroid shape. The limb contour recorded is a direct measurement of the asteroid's outline on the sky. Combination of such contours leads to the construction of an asteroid shape model and an associated pole solution (Conrad et al., 2007). To improve our shape model, we combined our AO data with the numerous light-curves available for Pallas (51 of them, which led Torppa et al. (2003) to their own shape model).

**Table 3**  
Basic information (designation, coordinates, and visual magnitude) for all PSF stars observed (see Table 1). The time and airmass of these observations are given. We also report the measured FWHM for each star and each filter in milliarcseconds and in km at Pallas' distance, thus giving an idea of the AO correction achieved at that time.

Name	Date (UT)	UT	Filter	Designation	RA (hh:mm:ss)	DEC (dd:mm:ss)	V (mag)	Airmass	FWHM (mas)	FWHM (km)
October 10-★1	2003 October 10	12:12	Kp	HD 13093	02:07:47	-15:20:46	8.70	1.27	78	102
October 12-★1	2003 October 12	09:04	Kp	HD 7662	01:16:26	-12:31:50	10.35	1.25	56	73
October 12-★2	2003 October 12	09:25	Kp	HD 12628	02:03:25	-17:01:59	8.17	1.39	52	68
February 02-★1	2005 February 02	06:59	J	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.16	62	72
February 02-★1	2005 February 02	06:56	H	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.16	62	72
February 02-★1	2005 February 02	06:51	Ks	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.16	64	74
February 02-★2	2005 February 02	08:30	J	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.08	62	71
February 02-★2	2005 February 02	08:27	H	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.08	64	74
February 02-★2	2005 February 02	08:24	Ks	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.08	64	75
March 12-★	2005 March 12	06:28	J	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.10	74	73
March 12-★	2005 March 12	06:25	H	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.10	64	63
March 12-★	2005 March 12	06:21	Ks	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.10	64	63
March 13-★	2005 March 13	05:02	J	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.11	68	67
March 13-★	2005 March 13	05:04	H	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.11	58	57
March 13-★	2005 March 13	05:07	Ks	HD 109098	12:32:04	-01:46:20	7.31	1.11	53	52
May 08-★1	2005 May 08	22:51	H	NGC 2818 TCW E	09:15:50	-36:32:36	12.21	1.02	51	65
May 08-★1	2005 May 08	22:47	Ks	NGC 2818 TCW E	09:15:50	-36:32:36	12.21	1.02	40	50
May 08-★2	2005 May 09	01:58	J	BD+20 2680	12:05:53	+19:26:52	10.13	1.39	113	145
May 08-★2	2005 May 09	01:52	H	BD+20 2680	12:05:53	+19:26:52	10.13	1.39	67	86
May 08-★2	2005 May 09	01:47	Ks	BD+20 2680	12:05:53	+19:26:52	10.13	1.39	64	82
May 08-★3	2005 May 09	03:17	J	BD-06 4131	15:05:39	-06:35:26	10.33	1.09	79	101
May 08-★3	2005 May 09	03:26	H	BD-06 4131	15:05:39	-06:35:26	10.33	1.09	66	84
May 08-★3	2005 May 09	03:38	Ks	BD-06 4131	15:05:39	-06:35:26	10.33	1.09	64	82
May 09-★1	2005 May 10	00:27	H	BD+20 2680	12:05:53	+19:26:52	10.13	1.47	71	92
May 09-★1	2005 May 10	00:05	Ks	BD+20 2680	12:05:53	+19:26:52	10.13	1.55	62	80
May 09-★2	2005 May 10	01:45	H	BD-06 4131	15:05:39	-06:35:26	10.33	1.40	72	93
May 09-★2	2005 May 10	01:56	Ks	BD-06 4131	15:05:39	-06:35:26	10.33	1.34	60	78
May 09-★3	2005 May 10	08:28	H	BD-06 4131	15:05:39	-06:35:26	10.33	1.92	66	85
May 09-★3	2005 May 10	08:38	Ks	BD-06 4131	15:05:39	-06:35:26	10.33	2.05	63	82
August 16-★1	2006 August 16	07:12	Kp	NLIT 45848	18:03:01	+17:16:35	9.89	1.01	43	86
August 16-★2	2006 August 16	08:15	Kp	NLIT 45848	18:03:01	+17:16:35	9.89	1.07	42	83
August 16-★3	2006 August 16	09:22	Kp	NLIT 45848	18:03:01	+17:16:35	9.89	1.25	42	83
August 16-★4	2006 August 16	10:27	Kp	NLIT 45848	18:03:01	+17:16:35	9.89	1.63	42	84
July 12-★	2007 July 12	13:10	Kp	G 27-28	22:26:34	+04:36:35	9.73	1.04	39	76
November 01-★	2007 November 01	04:12	Kp	HD 214425	22:38:07	-02:53:55	8.28	1.28	44	84

#### 4.1. Discrimination of the pole solution

Due to an ambiguity inherent in the method and observation geometry, it is sometimes impossible to discriminate between the two possible pole solutions obtained from the light-curve inversion process. Therefore, we produced the two contours of both (light-curve-derived) shape models, as projected onto the plane of the sky for the time of our AO observations, and compared them with our images of Pallas, as shown in Fig. 2. This simple comparison (Cellino et al., 2003; Marchis et al., 2006) allowed us to reject one pole solution (Fig. 2, right) in favor of the other (Fig. 2, left) based on its poor representation of the asteroid contour. Even though the selected pole solution and its associated shape model rendered better the AO images, it was clear that the shape model still needed improvement. Indeed, the light-curve inversion algorithm (Kaasalainen and Torppa, 2001) associates photometric variation with shape and not with albedo. The presence of albedo markings (as found here, see Section 5) would thus lead to an erroneous shape. We discuss the development of a new shape model in Section 4.2.

Once we had rejected one of the possible pole-solution regions (from light-curves, above), we refined the pole solution by fitting (next section) against our ensemble of AO images. We find the spin-vector coordinates of Pallas to be within 5° of arc of  $[\lambda = 30^\circ, \beta = -16^\circ]$  in the Ecliptic J2000.0 reference frame (Table 4). This value is roughly in agreement with the value (40°, -16°) in Ecliptic B1950 coordinates (equivalent to (41°, -16°) in Ecliptic J2000) found by Kryszczyńska et al. (2007) from a synthesis of reported pole solutions (mainly from indirect methods).

Recent pole solutions are reported near our solution. Drummond and Christou (2008) give a solution of  $(32^\circ, -21^\circ) \pm 6^\circ$  (in Ecliptic J2000) based on AO observations done at Lick Observatory. In a follow-up report by the same authors (Drummond et al., 2009), from AO observations at Keck (included as a subset here), a solution of  $(34^\circ, -27^\circ) \pm 3^\circ$  is quoted. These solutions are in rough agreement with the value derived here, and we note that Drummond et al. (2009) list their errors to be model-fit errors only, essentially precisions of the measures, while indicating there may be systematic errors that are not included in the quoted error. Because our solution is derived from a larger number of epochs, and because it also considers extensive light-curve datasets, we think the difference from the solution of Drummond et al. (2009) is the result of systematic errors in their more limited dataset.

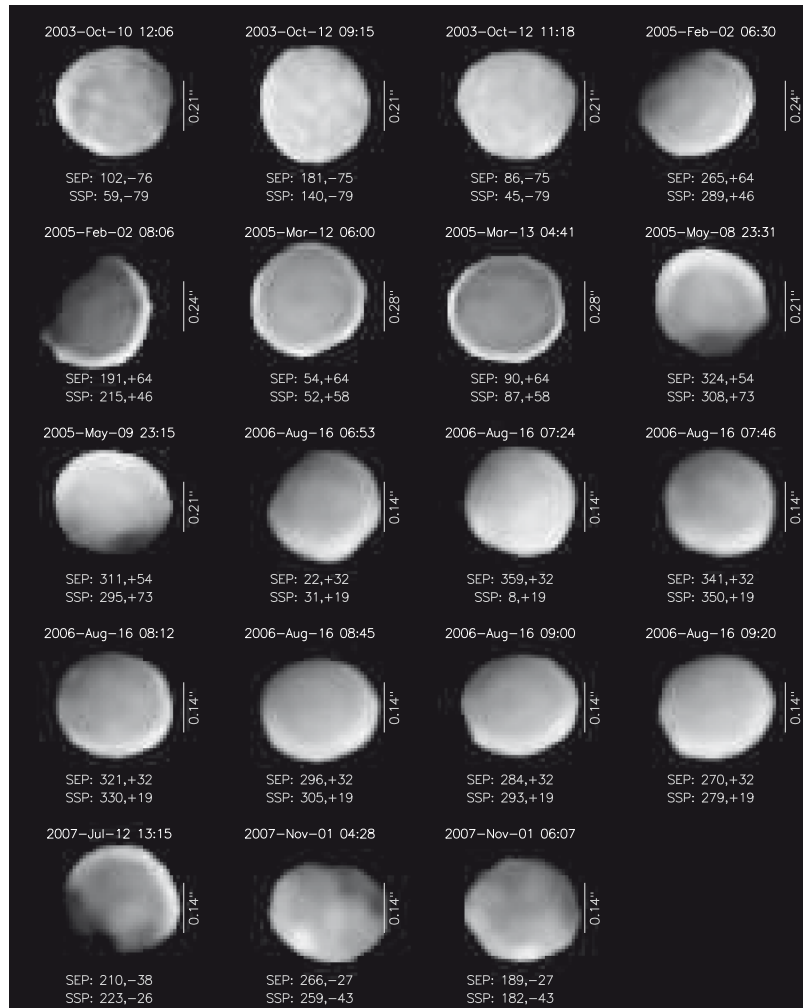
The present pole solution implies a high obliquity of  $\sim 84^\circ$ , which means seasons on Pallas have high contrast. Large portions of both hemispheres will experience extended periods of constant sunlight or constant darkness over Pallas' orbital period of 4.6 years. Locations near the poles would remain in total sunlight or darkness for as long as 2 years.

#### 4.2. Construction of the shape model

We constructed a shape model, based on both AO observations and optical light-curves, to render the aspect of Pallas at each epoch.

##### 4.2.1. Contour measurement

The deconvolution process is an ill-posed inverse problem (Tikhonov and Arsenine, 1974) and can introduce artifacts in the restored images. Although we carefully cross-checked the images

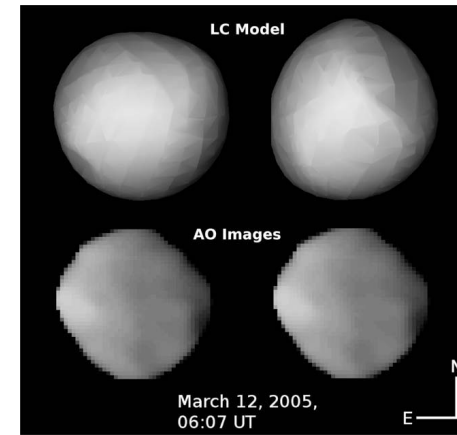


**Fig. 1.** Selected views of (2) Pallas in K-band, oriented to have the rotation axes aligned vertically, with the determined spin-vector directed toward the top. The values of the Sub-Earth-Point longitude (SEP<sub>l</sub>), measured positively from 0° to 360° in a right-hand system (following IAU recommendations: Seidelmann et al., 2007), and Sub-Earth-Point latitude (SEP<sub>b</sub>) are indicated under each view. The Sub-Solar-Point (SSP) [longitude, latitude] is also shown. Arbitrary brightness and contrast cuts were applied to highlight the surface features. The edge-brightness ringing present in some images is an artifact (see Section 4.2.1) from deconvolution (see Carry et al., 2008, for further explanation). The impact of these artifacts is limited in the current study: it does not influence the shape and we discard the perimeter of the asteroid in each view for the albedo map (see Section 5). From these images, the irregular shape of Pallas, as well as important brightness variations across the surface, can be detected easily.

after the deconvolution process, the presence of artifacts was still possible. Because reliable information is provided by limb contours, which are far less subject to artifact contamination in the deconvolution process (see Marchis et al., 2006, Fig. 2), we chose to discard the albedo information from our images at this stage.

We measured 186 limb contours using the Laplacian of a Gaussian wavelet transform (Carry et al., 2008) of the Pallas frames.

Then, to minimize introduction of artifacts, we took the median contour (Fig. 3) of each epoch (Table 1) and used them as fiducials during the light-curve inversion. For each observational series, all frames were taken within a span of 4–5 min, during which Pallas rotated only about 3–4°. This translates into a degradation of the spatial information that is much lower than the highest angular-resolution achieved in our images.



**Fig. 2.** Plane-of-sky synthetic images of the two light-curve shape models compared with AO images for the epoch 2005 March 12 UT (in J-band at the VLT). Because the light-curve shape models have no absolute dimensions, their size with respect to the Pallas images is not relevant here and we focus on the overall shape only. The AO images are identical left and right; they are repeated for ease of comparison. This comparison is used only to discriminate between the two pole solutions. Because the shape model on the right, largely asymmetric in this view, does not reproduce correctly the shape of Pallas, we reject it in favor of the other (left) model instead (see text).

#### 4.2.2. KOALA

The shape and spin model was created by combining the two data modes, photometry (light-curves) and adaptive-optics contours, with the general principle described in Kaasalainen and Lamberg (2006): the joint chi-square is minimized with the condition that the separate chi-squares for the two modes be acceptable (the light-curve fit deviation is 0.019 mag and the profile fit deviation is 0.4 pixel). The light-curve fitting procedure is described in Kaasalainen et al. (2001), and the edge fitting method and the choice of weights for different data modes is described in detail in Kaasalainen (submitted to Inverse Problems and Imaging). We also used a smoothness constraint (regularizing function) to prevent artificial details in the model, i.e., we chose the simplest model that was capable of fitting successfully the data. Since Pallas is a rather regular body to a first approximation, and the data resolution is limited, we chose to use a function series in spherical harmonics to represent the radii lengths in fixed directions (see Kaasalainen and Torppa, 2001). In addition to reducing the number of free parameters and providing global continuity, the function series, once determined, gives a representation that can be directly evaluated for any number of radii (or any tessellation scheme) chosen without having to carry out the inversion again. The number of function coefficients, rather than the tessellation density, determines the level of resolution.

As discussed in Kaasalainen (submitted to Inverse Problems and Imaging), profile and shadow edges (when several viewing angles are available) contain, in fact, almost as much information on the shape and spin as direct images. In our case, the edges are also considerably more reliable than the information across the deconvolved disk (see Section 4.2.1), so the modeling is indeed best done by combining edges, rather than images, with light-curves. The procedure is directly applicable to combining photometry and occultation measurements as well. The technique of combin-

ing these three data modes we call KOALA for Knitted Occultation, Adaptive optics, and Light-curve Analysis.

#### 4.3. The irregular shape of Pallas

From the combination of light-curves and high angular-resolution images, we found Pallas to be an irregular asteroid with significant departures from an ellipsoid, as visible in Fig. 1. Our shape model, presented in Fig. 4, is available either on request<sup>2</sup> or from the Internet.<sup>3</sup> Useful parameters (coordinates of the SEP and SSP as well as pole angle) to display the shape model of Pallas, as seen on the plane of the sky at any time, can be computed from the values reported in Table 4 and the following equation from Kaasalainen et al. (2001), which transforms vectors (e.g. Earth-asteroid vector) from the ecliptic reference frame ( $\vec{r}_{ecf}$ ) into the reference frame of the shape model ( $\vec{r}_{ast}$ ).

$$\vec{r}_{ast} = \mathcal{R}_z \left( \frac{2\pi}{P_s} (t - t_0) \right) \mathcal{R}_y \left( \frac{\pi}{2} - \beta_0 \right) \mathcal{R}_z (\lambda_0) \vec{r}_{ecf} \quad (1)$$

where  $\lambda_0$ ,  $\beta_0$  are the pole coordinates in the Ecliptic reference frame,  $P_s$  the sidereal period (Table 4),  $t_0$  the epoch of reference (chosen arbitrarily as  $t_0 = 2433827.77154$  JD, the starting time of the first light-curve used here), and  $t$  is the time.  $\mathcal{R}_i(\alpha)$  is the rotation matrix representing a rotation by angle  $\alpha$  about axis  $i$ , in the positive sense. Then, we report in Table 5 our best-fit tri-axial ellipsoid values, with measurement dispersion, compared with the Drummond et al. (2009) and Schmidt et al. (2009) studies.

The dimensions derived here for Pallas are somewhat larger, at the few- $\sigma$  level, than those derived by Drummond et al. (2009). The quoted errors by Drummond et al., however, do not include possible systematic effects, which they indicate could be in the range of 1–2% of the values. Once their quoted errors are augmented to include systematics, their dimensions are entirely consistent with our derived values. The smaller error bar quoted here for the  $c$  dimension results from more observations, taken over a wider span of SEP latitudes (Table 1). We continue to refine our estimates of our absolute accuracy, but we are confident it is significantly smaller than the difference (16 km) between our value for the mean radius ( $R = 256 \pm 3$  km) and that from HST WFPC2 ( $R = 272 \pm 9$  km) of Schmidt et al. (2009). Our method to determine the error relies on searching for the minimum and maximum possible dimensions of the shape-model contours that would be consistent with the images. Therefore, the quoted errors are the best approximation to absolute accuracy at this time. Further, in search of possible systematics in our technique, we have run a range of simulations for Pallas and a few other asteroids for which we have data. The preliminary results are that the errors quoted here appear to include systematics and, in any case, the absolute errors are unlikely to be much larger than the error quoted here. Two issues that may be relevant to systematics of the HST observations relative to ours, are (1) the WFPC2 PSF, although stable and well characterized, is under-sampled (giving a resolution set by 2 pixels, or about 149 km at all wavebands) and (2) the lack of deconvolution (for size determination), which would naturally result in larger values (see Fig. 3 in Marchis et al., 2006, for instance).

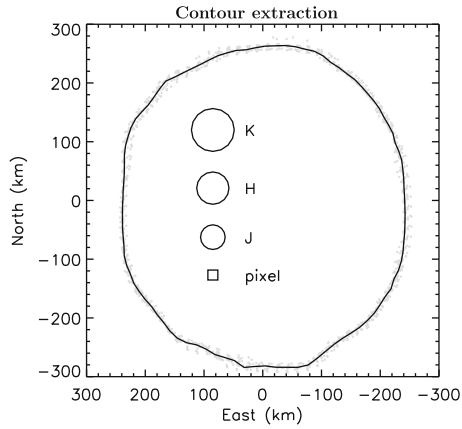
Next, we present in Fig. 5 our shape model, oriented on the sky to correspond to the times of four stellar occultations by Pallas (Dunham and Herald, 2008). To assess quantitatively the match between the shape model from the AO/light-curve observations and the occultation chords, we show in Fig. 6 the radius of the shape model as a function of azimuth angle from the center of the projected figure of the body, along with the measured endpoints of

<sup>2</sup> BC:benoit.carry@obspm.fr or MK:mj@rni.helsinki.fi.

<sup>3</sup> DAMIT: <http://astro.troja.mff.cuni.cz/projects/asteroids3D/>.

**Table 4**  
Sidereal period ( $P_s$ , determined from the 51 light-curves) of Pallas and spin-vector coordinates in Ecliptic J2000.0 ( $\lambda_0$ ,  $\beta_0$ ) and Equatorial J2000.0 ( $\alpha_0$ ,  $\delta_0$ ) reference frames and the reference epoch  $t_0$  (see Section 4.3). We also report the rotational phase ( $W_0$ ) at epoch J2000.0, following IAU guidelines (Seidelmann et al., 2007). The rotational phase  $W$  of Pallas at any time is then given by  $W = W_0 + W \times d$ , where  $d$  is the number of days since epoch J2000.0 and  $W$  is Pallas rotation rate, 1105.8036°/day.

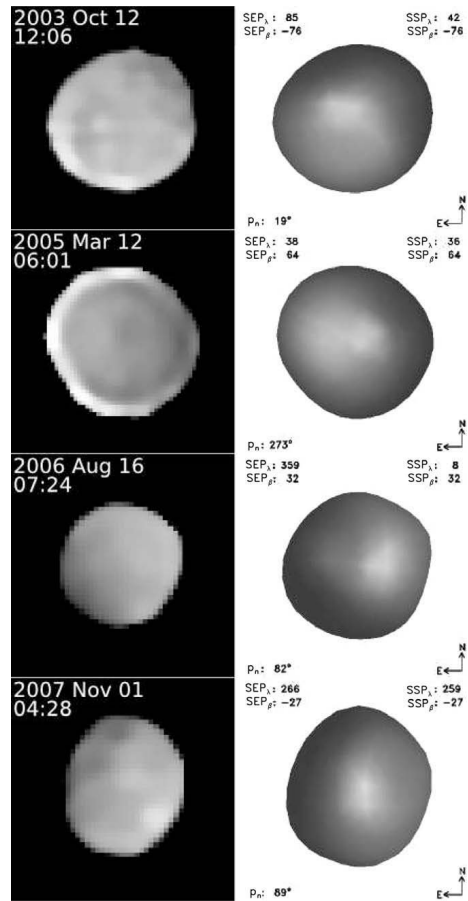
$P_s$ (h)	Ecliptic ( $\lambda_0$ , $\beta_0$ in °)	Equatorial ( $\alpha_0$ , $\delta_0$ in °)	$t_0$ (JD)	$W_0$ (°)
7.8132214 ± 0.000002	(30, -16) ± 5	(33, -3) ± 5	2433827.77154	38 ± 2



**Fig. 3.** Example of contour extraction for the observations at the epoch 2005 May 8, from the VLT (see Tables 1 and 2), with geometry  $SEP_s = 307''$ ,  $SEP_\beta = +54''$ . North is up and east is to the left. Axes are in kilometers (given Pallas' distance and angular size at observing time). The final contour (dark line) was obtained by taking the median of 13 individual edge measurements (gray spots). One can verify the consistency between each individual contour ( $\sigma \sim 13$  km). Similar composite contours were created for each epoch listed in Table 1 and used to constrain the shape of Pallas during light-curve inversion (see text). The sizes of the  $J$ ,  $H$ , and  $K$  resolution elements, as well as the pixel size, are also shown.

the chords (and their associated uncertainties). The correspondence for the 1985 and 2001 events is quite good, while that for 1978 and 1983 is less so. In Table 6, we display the RMS deviation of the chords from the shape model, both in km and in terms of the occultation uncertainties ( $\sigma_c$ ). The 1985 and 2001 events are about  $1\sigma$ , even without making an attempt to modify the shape model. The  $3\sigma$  for 1983 is still good, considering that this is not a description of a fit of a model to these (occultation) data, but instead assessing how well a model, fit to other data sets, corresponds to the occultation data. The  $6\sigma$  deviation for 1978 is driven almost entirely by one chord (the RMS deviation without taking this chord into account drops to  $1.3\sigma$ , see Table 6).

Consideration of the RMS deviation in km shows that the observed deviation between the shape model and the occultation chords is on the same scale as possible topographic features. The localized deviations observed may thus reflect the presence of local topography. We found the RMS deviation similar to the uncertainty resulting from the typical occultation-timing error of 0.3 s. Here, we are demonstrating the potential utility of KOALA, by showing rough quantitative agreement between occultation and AO/light-curve-derived shape models. We are showing that the occultations are consistent with our triaxial dimensions as well as the general shape. For future work, we will use the occultation data as additional constraints on the shape model itself, modifying the shape accordingly.

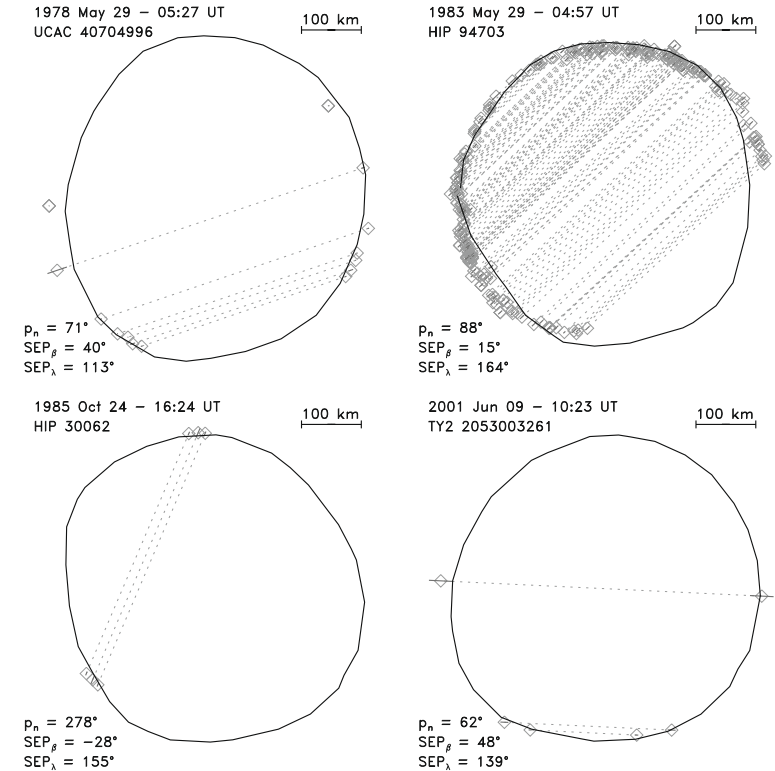


**Fig. 4.** Comparison of the shape model derived in this study (right) with the original frames (left). Sub-Earth-Point (SEP) and Sub-Solar-Point (SSP) coordinates as well as the pole angle  $p_n$  (defined as the angle in the plane of the sky between the celestial north and the projected asteroid spin-vector, measured counter-clockwise, from north through east) are labeled for each representation of the model. These representations were obtained using the Eproc ephemeris generator (Berthier, 1998). The improvement in the shape model can be seen by comparing the second epoch presented here (2005 March 12) with the shape model presented in the upper-left panel of Fig. 2.

Although the occultations show that the shape model is globally correct, there may exist local topography where no limb measure-

**Table 5**  
Best-fit solutions for tri-axial radii ( $a, b, c$ ) for Pallas. Also given are the mean radius  $R = \sqrt{abc}$ , axial ratios, and volume ( $V$ ), with their uncertainties for this work, and for two other recent determinations: Keck (Drummond et al., 2009) and HST (Schmidt et al., 2009). For the current study, the dimension uncertainties are derived by scaling the shape model, for each image, to best render the asteroid contour. The dimensions are then determined using the mean values of the scaling factor for the ensemble of images, and the  $1\sigma$  reported here comes from the standard deviation of the population of scaling factors.

	$a$ (km)	$b$ (km)	$c$ (km)	$R$ (km)	$a/b$	$b/c$	$V(\times 10^6 \text{ km}^3)$
This work	275	258	238	256	1.06	1.09	70
$1\sigma$ error	4	3	3	3	0.03	0.03	3
Drummond et al. (2009)	274	252	230	251	1.09	1.10	66
$1\sigma$ error	2	2	7	3	0.01	0.03	2
Schmidt et al. (2009)	291	278	250	272	1.05	1.11	85
$1\sigma$ error	9	9	9	9	0.06	0.08	8

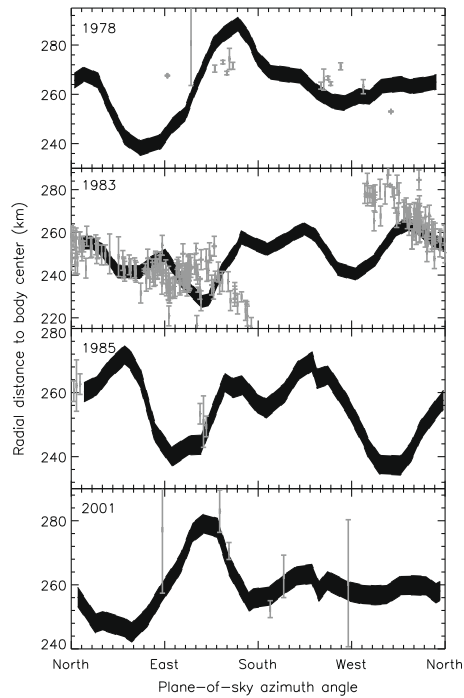


**Fig. 5.** Comparison of our shape model with occultation chords for four occultation events. We use the method described by Berthier (1999) to convert the occultation timings reported by Dunham and Herald (2008) to their print on the plane of the sky. Celestial north is up and east is to the left. For each occultation, we list the date and time (UT), the occulted star, and the SEP coordinates and pole angle  $p_n$  (defined in Fig. 4) for Pallas. For each chord, the diamonds represent the exact time of disappearance and reappearance as reported by the observer, linked by the dashed lines, and the solid lines represent the error stated by the observer.

ments were available to constrain the shape. As an example, the flat region or facet at the S-E limb in the upper right of Fig. 5 is not borne out by the chords ( $\sim 20$  km mismatch between the model and the occultation chords). This facet appears in the northern hemisphere of Pallas, where a large dark albedo patch is also present (see Section 5.2). Because our technique does not yet take into account the albedo information during the inversion, a dark patch

may be misrepresented as a deficit/depression if no limb measurement from AO constrains it. This highlights the need for future development of the KOALA technique, including the effects of albedo, and the need for continued acquisition of high-quality imaging at the widest range of geometries (SEP longitude and latitude).

Because of the high inclination of its orbit ( $35^\circ$ ), Pallas remains above or below the canonical asteroid "belt" (and the ecliptic



**Fig. 6.** Higher resolution view of the contours for the four occultations presented in Fig. 5. The distance to the body center of the shape model, and the locations of the chord endpoints, are represented as a function of an angle in the plane of sky (measured counter-clockwise from the celestial north through east). The chord endpoints and their associated errors are represented by the gray bars. The black bands show the contour of the shape model with its uncertainty.

**Table 6**

For each occultation event, we give the RMS deviation of the endpoints of a chord from the shape-model edge (defined as the intersection of the shape-model edge with a line from the body center to the chord endpoint). The values are shown in km and also computed in terms of the uncertainties,  $\sigma_c$ , of the chord endpoints (computed individually for each endpoint, because they vary). Thus, the last column shows how far from the edge the chord endpoints typically lie, in terms of chord uncertainty. The column labeled  $\langle \sigma_c \rangle$  is the average value of the chord uncertainty for that epoch, reported in km. Considering these values are not representing a goodness of fit, because the model is not being adjusted for these values, the deviations are reasonable for all but 1978. For 1978, the RMS deviation is dominated by one chord, from Kuiper Airborne Observatory (KAO), and is improved substantially by removal of this one chord (line labeled b).

Occultation date (UT)	Chords (#)	$\langle \sigma_c \rangle$ (km)	RMS (km)	RMS ( $\sigma_c$ )
1978 May 29 – 05:27 <sup>a</sup>	7	5.4	12.9	6.1
1978 May 29 – 05:27 <sup>b</sup>	6	6.2	6.3	1.3
1983 May 29 – 04:57	130	7.6	9.6	3.7
1985 October 24 – 16:24	3	9.6	6.1	0.8
2001 June 09 – 10:23	3	19.4	7.5	0.6

<sup>a</sup> Including the KAO chord.

<sup>b</sup> Without the KAO chord, with figure-center readjusted accordingly.

plane) most of the time. As a result, mass determinations for Pallas generally show poor agreement, depending on the method used

(see Hilton, 2002, for a review): perturbation of Mars (e.g., Standish and Hellings, 1989), asteroid close encounters (e.g., Goffin, 2001), or ephemeris theory (Fienga et al., 2008). To be conservative, we use the conservative estimate from Michalak (2000), which includes consideration of most previous mass estimates for Pallas. That value is  $1.2 \times 10^{-10} M_\odot$ , with an uncertainty of  $\pm 0.3 \times 10^{-10} M_\odot$ . Combined with our new estimates for Pallas' dimensions, and hence volume, we derive a density for Pallas of  $\rho = 3.4 \pm 0.9 \text{ g cm}^{-3}$ , where the uncertainty on the mass now dominates the density uncertainty.

Until recently (Schmidt et al., 2009; Drummond et al., 2009), the volume of Pallas was poorly constrained. The IRAS measurement led to a density of  $\rho_{\text{IRAS}} = 3.7 \pm 1.1 \text{ g cm}^{-3}$ , and not enough occultations were observed to derive an accurate volume (see Drummond and Cocke, 1989). The density derived here agrees with Drummond et al. (2009) at the 5% level, but is about 20% higher than that determined by Schmidt et al. (2009) due to the differences in measured dimensions (see above). Making further improvements on the density determination will now require improved mass estimates.

The difference between the density of (2) Pallas ( $3.4 \pm 0.9 \text{ g cm}^{-3}$ ) and that of (1) Ceres ( $\sim 2.2 \text{ g cm}^{-3}$ , Carry et al., 2008) presents a bit of a puzzle. Because Ceres and Pallas have been predicted to present almost no macro-porosity (Britt et al., 2002), their bulk densities should reflect something close to the mineral density. This difference suggests a compositional mismatch between these two large bodies, even though it has been believed for years that they have a similar composition (e.g., Larson et al., 1983), close to that of carbonaceous chondrites. The orbit of Pallas, however, being more eccentric than that of Ceres, has a perihelion that is closer to the Sun by 0.4 AU than the perihelion of Ceres. Ceres may thus have retained more hydrated (and less dense) materials, as is generally proposed to explain its low density (e.g., see McCord and Sotin, 2005). It is also possible that Ceres may retain reservoirs of water ice and/or may have a somewhat different internal structure than Pallas. For example, the near-surface of Ceres may support extensive voids relative to Pallas, resulting from sublimation of sub-surface water ice, as predicted by the models of its internal structure (Fanale and Salvail, 1989). Marginal detection of sublimation was claimed by A'Hearn and Feldman (1992), although more recent observations (Rousselot et al., 2008) do not support this idea. Based on its near-infrared spectrum, Pallas appears to lack a signature of organic or icy material. (Jones et al., 1990). We suggest that the sum of the evidence points to a dry Pallas, relative to Ceres.

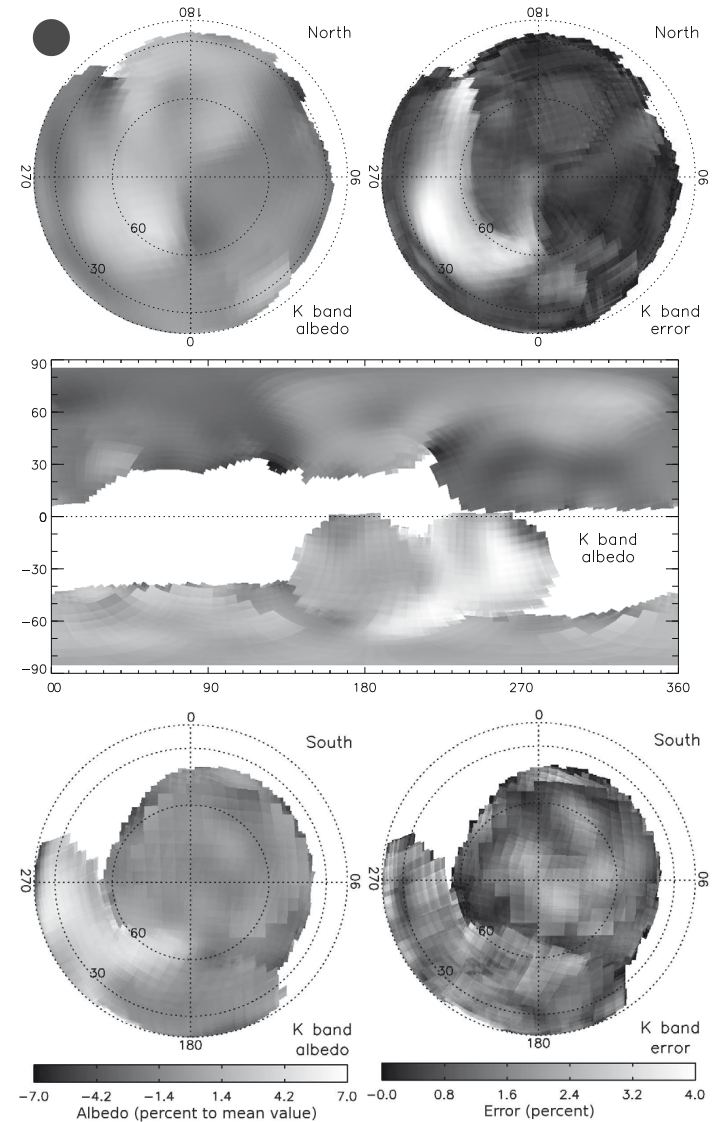
## 5. Surface mapping

As highlighted in Greeley and Batson (1990), the best way to study planetary landmarks is to produce surface maps. It allows location and comparison of features between independent studies and allows correction of possible artifacts (e.g., from deconvolution). Here we do not describe the whole process of extracting surface maps from AO asteroid images, because it has been covered previously for Ceres (Carry et al., 2008). Instead, we report below the main improvements with respect to our previous study.

### 5.1. Method

#### 5.1.1. Geometry

Because a 3D surface cannot be mapped onto a plane without introducing distortions, the projection choice is crucial, and depends on the geometry of the observations. Due to the high obliquity of Pallas ( $84^\circ$ ) and its inclined orbit ( $35^\circ$ ), the observations presented here span almost the entire latitude range. Following



**Fig. 7.** K-band map covering  $\sim 80\%$  of Pallas' surface. The areas in white are *terra incognita* due to the limited ROI (see text) and Pallas' spatial orientation during the observations (Table 1), including most of the equatorial regions. The final estimated resolution element  $\theta$  for this composite map is shown at the upper-left corner. The albedo varies by about  $\pm 6\%$  around the mean surface value for each map. We estimate the errors to be limited to 4% maximum. The gray scale is common for the three maps. The mapping for the southern hemisphere in general appears coarser than for the northern hemisphere, due to the smaller number of available images for the southern hemisphere. Any feature or albedo distribution present in these maps has a very low probability of being an artifact.

the recommendation of Greeley and Batson (1990), we produced one map for the equatorial band (Equidistant Cylindrical Projection) and two others for the polar regions (Orthographic Projection), thereby minimizing distortion over the entire surface of Pallas. We used the Goldberg and Gott (2006)<sup>4</sup> mapping flexion quantification method to choose both projections for this specific observation geometry.

### 5.1.2. Region of interest

We decided to exclude from the maps the outer annulus of the apparent disk of the asteroid in each image. We did this for two reasons: (1) the image scale (km/pixel) and spatial resolution are degraded there (Section 4.2, Carry et al., 2008) and (2) the edges of many of the images suffer from brightness-ringing artifacts resulting from deconvolution. We defined a Region Of Interest (ROI) to select the range of pixels to be used for mapping. The ROI was defined by the projected shape of Pallas, reduced to a given percent of its radius to exclude any artifact. We defined the percentage for each night by inspection of the degree of ringing present after image restoration. The resulting ROI percentages are given in Table 2.

### 5.1.3. Definition of the planetocentric coordinate system

We define here, for the first time, a planetocentric coordinates system for Pallas, following the guidelines of the IAU Working Group on cartographic coordinates and rotational elements (Seidelmann et al., 2007). Longitudes are measured from 0° to 360°, following the right-hand rule with respect to the spin-vector. The prime meridian is aligned with the long axis, pointing toward positive  $x$  in the shape model reference frame. Latitudes are measured  $\pm 90^\circ$  from the equator, with  $+90^\circ$  being in the direction of the spin-vector.

### 5.1.4. Projection

We used the shape model of Pallas (see Section 4.3) to convert image pixels to their prints on the surface of Pallas. For each image, we produced an equivalent image of the shape model projected onto the plane of the sky. We then derived the planetocentric coordinates of each pixel (longitude and latitude). Finally, we convert those planetocentric coordinates to  $x, y$  positions on the map, using the translation equations appropriate for the particular map projection.

### 5.1.5. Combination of images into maps

There was no overlap between the northern and southern hemispheres in our data. Therefore, we had to arbitrarily set their relative brightness to produce a complete map. Ultimately, we assumed both hemispheres to have the same mean albedo, because no evidence for such a difference exists in the literature. To handle redundant coverage, i.e., where more than one image covers a specific region, we use an average of all the images, with higher weight given to higher resolution and/or higher quality images (see Carry et al., 2008, for detailed explanation).

### 5.2. (2) Pallas surface in the near-infrared

Because the  $J$  and  $H$  filters were used only sparsely (Table 1), the  $K$ -band map covers a larger fraction of the Pallas surface (80% for  $K$  vs. 40% for  $J$  and  $H$ ). So limited imaging can, of course, restrict the explored area on the asteroid surface; but also, fewer overlapping images of one area will result in greater errors than for regions that have a larger number of redundant images.

<sup>4</sup> Also available on the web at <http://www.physics.drexel.edu/~goldberg/projections/>.

As explained in Section 4.2.1, the deconvolution process can lead to the creation of artifacts. Although we rejected deconvolved images of poor quality and re-applied the MISTRAL deconvolution process until the dataset was self-consistent, the final products can still show discrepancies between images of the same region of Pallas (e.g., introduced by the incomplete AO correction). The best way to smooth out such artifacts is to combine as many images as possible, and use their mean value to produce the final maps. This method assumes that the probability of recovering real information is greater than the probability of introducing additional artifacts with MISTRAL. This assumption is increasingly valid with increasing signal-to-noise ratio and increasing number of overlapping images (our observations are optimized to provide high signal-to-noise, usually at levels of several hundred).

An additional test of the validity of the MISTRAL deconvolution comes from the comparison of AO-VLT deconvolved images of bodies also observed *in situ* by spacecraft. Ground-based observations of Jupiter's moon Io (Marchis et al., 2002) and Saturn's moon Titan (Witasse et al., 2006) have been found to be in good agreement with sizes measured from Galileo and Cassini spacecraft data.

The  $J$ -,  $H$ - and  $K$ -band maps shown in Figs. 7 and 8 are the result of combining 27, 44 and 115 individual projections, respectively. The spatial resolution for these composite maps is nearly equivalent across the three bands, and is  $\sim 60$  km. The amplitude of the albedo variation is within  $\pm 6\%$  of the mean surface value for each band. From the albedo error maps (obtained by measuring, for each pixel, the intensity dispersion among the individual maps), we report a maximal error of  $\sim 4\%$  (mean error is below 2.5%).

Pallas shows a large, dark region between  $0^\circ$  and  $\sim 120^\circ$  in longitude in the northern hemisphere, where the shape model presents a facet or "depression". The fact that we see this feature at all wavelengths suggests that it is real and could be associated with a geological feature such as an impact crater. However, because the light-curve inversion was done without taking into account the albedo information, the depression seen in our model may be an artifact created by the light-curve inversion algorithm (as suggested by the occultation chords, see Fig. 5). In future versions of the KOALA method, we will attempt to use the albedo information from the images to improve the shape model.

Some other features are remarkable, such as the dark spot (diameter of  $\sim 70$  km) surrounded by a bright annulus (about 180 km at its largest extent) at  $(185^\circ, +50^\circ)$  or the bright region (diameter of  $\sim 110$  km) around  $(300^\circ, +60^\circ)$ . Southern features are more difficult to interpret because of the higher noise and the lack of observations in  $J$ - and  $H$ -band that preclude a cross-check with the features in the  $K$ -band observations.

The surface of Pallas appears to have fewer small-scale structures (of size comparable to the resolution element) than Ceres (Li et al., 2006; Carry et al., 2008), even though both objects were observed at approximately the same spatial resolution. Similarly, Vesta also does not exhibit small-scale features when observed at comparable spatial resolution (see Binzel et al., 1997; Li et al., 2008).

To look for color variations, we also selected several regions in the northern hemisphere (three dark and four bright) and measured their relative flux in the three wavebands. As a result, we detect spectral variations slightly above the noise level, but without remarkable behavior. These differences could be due to morphological features or differences in the surface composition and/or regolith properties (such as grain size). One could interpret these variations as mineralogical heterogeneity, but the differences are weak with the existing dataset.

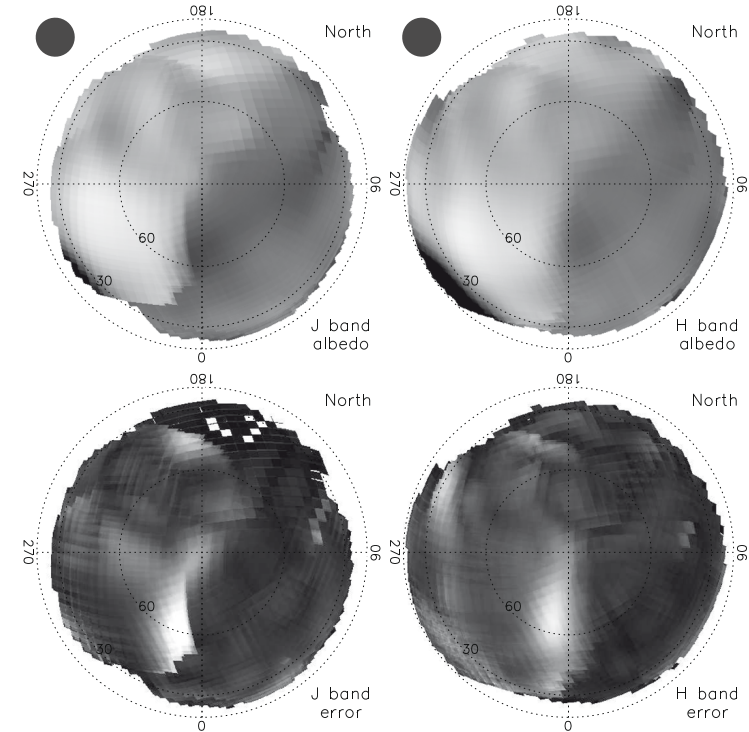


Fig. 8. Same as for the  $K$ -band observations (Fig. 7). The coarser appearance of these maps results from fewer images being used to produce the maps (27 for  $J$  and 44 for  $H$ , vs. 115 for  $K$ ). We only produced an Orthographic projection for these filters because the southern hemisphere was not imaged in these bands. As for the  $K$ -band, the albedo variations are within  $\pm 6\%$  of the mean surface value for each map and we estimate the errors to be limited to 4% maximum. The final estimated resolution elements for the composites are shown also to the upper left of each map, as in Fig. 7.

## 6. Conclusion

We report here the first study of an asteroid using a new approach combining light-curves and occultation data with high-angular-resolution images obtained with adaptive optics (AO), which we have termed KOALA for Knitted Occultation, Adaptive optics and Light-curve Analysis. This method allows us to derive the spin-vector coordinates, and to produce an absolute-sized shape model of the asteroid, providing an improved volume measurement. This method can be used on any body for which light-curves and disk-resolved images are available at several geometries.

Here, we analyze all the near-infrared high-angular-resolution images of Pallas that we acquired from 2003 to 2007. We find the spin-vector coordinates of Pallas to be within  $5^\circ$  of  $(30^\circ, -16^\circ)$  in the Ecliptic J2000.0 reference frame, indicating a high obliquity of about  $84^\circ$  and implying large seasonal effects on Pallas.

The derived shape model reproduces well both the Pallas' projected outline on the sky and its light-curve behavior at all epochs. Our best-fit tri-axial ellipsoid radii are  $a = 275 \pm 4$  km,  $b = 258 \pm 3$  km, and  $c = 238 \pm 3$  km, allowing us to estimate an average density for Pallas of  $3.4 \pm 0.9$  g cm $^{-3}$  (using  $M = (1.2 \pm 0.3) \times 10^{-10} M_\odot$  from Michalak, 2000). The density uncer-

tainty is now almost entirely due to mass uncertainty. This density might be interpreted as a result of a dryer Pallas with respect to Ceres (supported by spectroscopic studies).

The observation of such a large difference in the bulk density of two large asteroids of similar taxonomic type, of apparently similar surface compositions, and apparently lacking in significant macroporosity, underscores the need for dedicated programs to monitor close encounters between asteroids (e.g., from GAIA observations, Mouret et al., 2007), in turn allowing us to derive more accurate masses and improve our knowledge of asteroid densities.

We also present the first albedo maps of Pallas, revealing features with diameters in the 70–180 km range and an albedo contrast of about 6% with respect to the mean surface albedo. Weak spectral variations are also reported.

## Acknowledgments

We would like to thank Franck Marchis (SETI Institute) for the flat-field frames he provided for our August 2006 observations. Thanks to Team Keck for their support and Keck Director Dr. Armandroff for the use of NIRC2 data obtained on 2007 July 12 technical time. Partial support for this work was provided by NASA's Planetary Astronomy Program (Pls Dumas and Merline),



NASA's OPR Program (PI Merline) and NSF's Planetary Astronomy Program (PI Merline). M.K. was supported by the Academy of Finland (project: New mathematical methods in planetary and galactic research). Thanks to Bill Bottke (SwRI), Anne Lemaître (University Notre-Dame de la Paix) and Ricardo Gil-Hutton (San Juan University) for discussions on Pallas. Thanks also to Francesca Demeo (Observatoire de Paris) for her careful reading of this article and the correction to the English grammar. Thanks to both anonymous referees who provided constructive comments on this article. The authors wish to recognize and acknowledge the very significant cultural role and reverence that the summit of Mauna Kea has always had within the indigenous Hawaiian community. We are most fortunate to have the opportunity to conduct observations from this mountain.

## References

- A'Hearn, M.F., Feldman, P.D., 1992. Water vaporization on Ceres. *Icarus* 98, 54–60.
- Berthier, J., 1998. Définitions relatives aux éphémérides pour l'observation physique des corps du système solaire. Notes scientifiques et techniques du Bureau des longitudes, 5061.
- Berthier, J., 1999. Principe de réduction des occultations stellaires. Notes scientifiques et techniques du Bureau des longitudes, 5064.
- Binzel, R.P., Gaffey, M.J., Thomas, P.C., Zellner, B.H., Storrs, A.D., Wells, E.N., 1997. Geologic mapping of Vesta from 1994 Hubble space telescope images. *Icarus* 128, 95–103.
- Bottke Jr., W.F., Cellino, A., Paolicchi, P., Binzel, R.P., 2002. An overview of the asteroids: The asteroids III perspective. *Asteroids III*, 3–15.
- Britt, D.T., Yeomans, D.K., Housen, K.R., Consolmagno, G.J., 2002. Asteroid density, porosity, and structure. *Asteroids III*, 485–500.
- Bus, S.J., Binzel, R.P., 2002. Phase II of the small main-belt asteroid spectroscopic survey: A feature-based taxonomy. *Icarus* 158, 146–177.
- Carry, B., Dumas, C., Fulchignoni, M., Merline, W.J., Berthier, J., Hestroffer, D., Fusco, T., Tamblin, P., 2008. Near-infrared mapping and physical properties of the dwarf-planet Ceres. *Astron. Astrophys.* 478 (4), 235–244.
- Cellino, A., Diolaiti, E., Ragazzoni, R., Hestroffer, D., Tanga, P., Ghedina, A., 2003. Speckle interferometry observations of asteroids at TNG. *Icarus* 162, 278–284.
- Conrad, A., and 10 colleagues, 2007. Direct measurement of the size, shape, and pole of 511 Davida with Keck AO in a single night. *Icarus* 191 (2), 616–627.
- Davis, D.R., 1999. The collisional history of Asteroid 253 Mathilde. *Icarus* 140, 49–52.
- Descamps, P., and 18 colleagues, 2008. New determination of the size and bulk density of the binary asteroid 22 Kalliope from observations of mutual eclipses. *Icarus* 196, 578–600.
- Drummond, J.D., Christou, J.C., 2008. Triaxial ellipsoid dimensions and rotational poles of seven asteroids from Lick Observatory adaptive optics images, and of Ceres. *Icarus* 197, 480–496.
- Drummond, J.D., Christou, J.C., Nelson, J., 2009. Triaxial ellipsoid dimensions and poles of asteroids from AO observations at the Keck-II telescope. *Icarus* 202 (1), 147–159.
- Drummond, J.D., Cocke, W.J., 1989. Triaxial ellipsoid dimensions and rotational pole of 2 Pallas from two stellar occultations. *Icarus* 78, 323–329.
- Dunham, D.W., and 45 colleagues, 1990. The size and shape of (2) Pallas from the 1983 occultation of 1 Vulpeculae. *Astron. J.* 99, 1636–1662.
- Dunham, D.W., Herald, D., 2008. Asteroid Occultations V6.0. EAR-A-3-RDR- OCCULTATIONS-V6.0. NASA Planetary Data System.
- Fanale, F.P., Salvail, J.R., 1989. The water regime of asteroid (1) Ceres. *Icarus* 82, 97–110.
- Fienga, A., Manche, H., Laskar, J., Gastineau, M., 2008. INPOPO6: A new numerical planetary ephemeris. *Astron. Astrophys.* 477 (1), 315–327.
- Fujiwara, A., 20 colleagues, 2006. The rubble-pile Asteroid Itokawa as observed by Hayabusa. *Science* 312, 1330–1334.
- Fusco, T., 2000. Correction Partielle Et Anisoplanétisme En Optique. PhD thesis, Université de Nice Sophia-Antipolis.
- Goffin, E., 2001. New determination of the mass of Pallas. *Astron. Astrophys.* 365, 627–630.
- Goldberg, D.M., Gott, J.R.I., 2006. Flexion and skewness in map projections of the Earth. *ArXiv Astrophysics e-prints*.
- Greeley, R., Batson, R.M., 1990. Planetary Mapping. Cambridge University Press.
- Hilton, J.L., 2002. Asteroid masses and densities. *Asteroids III*, 103–112.
- Jones, T.D., Lebofsky, L.A., Lewis, J.S., Marley, M.S., 1990. The composition and origin of the C, P and D asteroids: Water as tracer of thermal evolution in the outer belt. *Icarus* 88, 172–193.
- Kaasalainen, M., Lamberg, L., 2006. Inverse problems of generalized projection operators. *Inverse Probl.* 22, 749–769.
- Kaasalainen, M., Mottola, S., Fulchignoni, M., 2002. Asteroid models from disk-integrated data. *Asteroids III*, 139–150.
- Kaasalainen, M., Torppa, J., 2001. Optimization methods for asteroid lightcurve inversion – I. Shape determination. *Icarus* 153, 24–36.
- Kaasalainen, M., Torppa, J., Muinonen, K., 2001. Optimization methods for asteroid lightcurve inversion – II. The complete inverse problem. *Icarus* 153, 37–51.
- Kryszczyńska, A., La Spina, A., Paolicchi, P., Harris, A.W., Breiter, S., Pravec, P., 2007. New findings on asteroid spin-vector distributions. *Icarus* 192, 223–237.
- Larson, H.P., Feierberg, M.A., Lebofsky, L.A., 1983. The composition of Asteroid 2 Pallas and its relation to primitive meteorites. *Icarus* 56, 398–408.
- Lenzen, R., Hartung, M., Brandner, W., Finger, G., Hubin, N.N., Lacombe, F., Lagrange, A.-M., Lehnert, M.D., Moorwood, A.F.M., Mouillet, D., 2003. NAOS-CONICA first on sky results in a variety of observing modes. *SPIE* 4841, 944–952.
- Li, J.-Y., McFadden, L.A., Parker, J.W., Young, E.F., Stern, S.A., Thomas, P.C., Russell, C.T., Sykes, M.V., 2006. Photometric analysis of 1 Ceres and surface mapping from HST observations. *Icarus* 182, 143–160.
- Li, J.-Y., McFadden, L.A., Thomas, P.C., Mutchler, M.J., Parker, J.W., Young, E.F., Russell, C.T., Sykes, M.V., Schmidt, B., 2008. Photometric Mapping of Vesta from HST Observations. ACM Meeting. Poster 8288.
- Marchis, F., de Pater, I., Davies, A.G., Roe, H.G., Fusco, T., Le Mignant, D., Descamps, P., Macintosh, B.A., Prangé, R., 2002. High-resolution Keck adaptive optics imaging of violent volcanic activity on Io. *Icarus* 160, 124–131.
- Marchis, F., Kaasalainen, M., Horn, E.F.Y., Berthier, J., Enriquez, J., Hestroffer, D., Le Mignant, D., de Pater, I., 2006. Shape, size and multiplicity of main-belt asteroids. *Icarus* 185 (1), 39–63.
- McCord, T.B., Sotin, C., 2005. Ceres: Evolution and current state. *J. Geophys. Res. (Planets)* 110, 5009–5023.
- Merline, W.J., Weidenschilling, S.J., Durda, D.D., Margot, J.-L., Pravec, P., Storrs, A.D., 2002. Asteroids do have satellites. *Asteroids III*, 289–312.
- Michalak, G., 2000. Determination of asteroid masses—I. (1) Ceres, (2) Pallas and (4) Vesta. *Astron. Astrophys.* 360, 363–374.
- Millis, R.L., Dunham, D.W., 1989. Precise measurement of asteroid sizes and shapes from occultations. *Asteroids II*, 148–170.
- Mouret, S., Hestroffer, D., Mignard, F., 2007. Asteroid masses and improvement with GAIA. *Astron. Astrophys.* 472, 1017–1027.
- Mousis, O., Alibert, Y., Hestroffer, D., Marboeuf, U., Dumas, C., Carry, B., Horner, J., Selsis, F., 2008. Origin of volatiles in the main belt. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 383, 1269–1280.
- Mugnier, L.M., Fusco, T., Conan, J.-M., 2004. MISTRAL: A myopic edge-preserving image restoration method, with application to astronomical adaptive-optics-corrected long-exposure images. *J. Opt. Soc. Am. A* 21 (10), 1841–1854.
- Rousselot, P., Mousis, O., Dumas, C., Jehin, E., Manfroid, J., Carry, B., Zucconi, J.-M., 2008. A search for escaping water from Ceres' Poles. *LPI Contrib.* 1405, 8337.
- Roussel, G., and 17 colleagues, 2003. NAOS, the first AO system of the VLT: On-sky performance. *SPIE* 4839, 140–149.
- Saint-Pé, O., Combes, M., Rigaut, F., 1993a. Ceres surface properties by high-resolution imaging from Earth. *Icarus* 105, 271–281.
- Saint-Pé, O., Combes, M., Rigaut, F., Tomasko, M., Fulchignoni, M., 1993b. Demonstration of adaptive optics for resolved imagery of Solar System objects – Preliminary results on Pallas and Titan. *Icarus* 105, 263–270.
- Schmidt, B.E., and 10 colleagues, 2009. The 3D figure and surface of Pallas from HST. In: Lunar and Planetary Institute Science Conference Abstracts, vol. 40, pp. 2421–2422.
- Scott, E.R.D., 2007. Chondrites and the protoplanetary disk. *Ann. Rev. Earth Planet. Sci.* 35, 577–620.
- Seidelmann, P.K., and 14 colleagues, 2007. Report of the IAU/IAG working group on cartographic coordinates and rotational elements: 2006. *Celest. Mech. Dyn. Astron.* 98, 155–180.
- Standish, E.M., Hellings, R.W., 1989. A determination of the masses of Ceres, Pallas and Vesta from their perturbations upon the orbit of Mars. *Icarus* 80, 326–333.
- Taylor, P.A., and 11 colleagues, 2007. Spin rate of Asteroid (54509) 2000 PH5 increasing due to the YORP effect. *Science* 316, 274–277.
- Thomas, P.C., Parker, J.W., McFadden, L.A., Russell, C.T., Stern, S.A., Sykes, M.V., Young, E.F., 2005. Differentiation of the Asteroid Ceres as revealed by its shape. *Nature* 437, 224–226.
- Tikhonov, A.N., Arsenine, V., 1974. Méthode de Résolution de Problèmes mal posés. Mir, Moscou.
- Torppa, J., Kaasalainen, M., Michalowski, T., Kwiatkowski, T., Kryszczyńska, A., Denchev, P., Kowalski, R., 2003. Shapes and rotational properties of thirty asteroids from photometric data. *Icarus* 164, 346–383.
- van Dam, M.A., Le Mignant, D., Macintosh, B., 2004. Performance of the Keck observatory adaptive-optics system. *Appl. Opt.* 43 (23), 5458–5467.
- Veverka, J., and 12 colleagues, 1999. NEAR encounter with Asteroid 253 Mathilde: Overview. *Icarus* 140, 3–16.
- Wasserman, L.H., and 17 colleagues, 1979. The diameter of Pallas from its occultation of SAO 85009. *Astron. J.* 84, 259–268.
- Witasse, O., and 52 colleagues, 2006. Overview of the coordinated ground-based observations of Titan during the Huygens mission. *J. Geophys. Res. (Planets)* 111, 7–19.



Contents lists available at ScienceDirect

Icarus

journal homepage: [www.elsevier.com/locate/icarus](http://www.elsevier.com/locate/icarus)



## First disk-resolved spectroscopy of (4) Vesta<sup>☆</sup>

Benoît Carry<sup>a,b,\*</sup>, Pierre Vernazza<sup>c</sup>, Christophe Dumas<sup>b</sup>, Marcello Fulchignoni<sup>a</sup>

<sup>a</sup> LESIA, Observatoire de Paris-Meudon, 5 Place Jules Janssen, 92195 Meudon Cedex, France

<sup>b</sup> ESO, Alonso de Córdova 3107, Vitacura, Casilla 19001, Santiago de Chile, Chile

<sup>c</sup> Research and Scientific Support Department, European Space Agency, Keplerlaan 1, 2201 AZ Noordwijk, The Netherlands

### ARTICLE INFO

#### Article history:

Received 24 July 2008

Revised 13 July 2009

Accepted 31 July 2009

Available online 24 August 2009

#### Keywords:

Asteroid Vesta

Asteroids, Surfaces

Adaptive optics

Infrared observations

### ABSTRACT

Vesta, the second largest Main-Belt Asteroid, will be the first to be explored in 2011 by NASA's Dawn mission. It is a dry, likely differentiated body with spectrum suggesting that it has been resurfaced by basaltic lava flows, not too different from the lunar maria.

Here we present the first disk-resolved spectroscopic observations of an asteroid from the ground. We observed (4) Vesta with the ESO-VLT adaptive optics equipped integral-field near-infrared spectrograph SINFONI, as part of its science verification campaign. The highest spatial resolution of ~90 km on Vesta's surface was obtained during excellent seeing conditions (0.5") in October 2004.

We observe spectral variations across Vesta's surface that can be interpreted as variations of either the pyroxene composition, or the effect of surface aging. We compare Vesta's 2 μm absorption band to that of howardite–eucrite–diogenite (HED) meteorites that are thought to originate from Vesta, and establish particular links between specific regions and HED subclasses. The overall composition is found to be mostly compatible with howardite meteorites, although a small area around 180°E longitude could be attributed to a diogenite-rich spot. We finally focus our spectral analysis on the characteristics of Vesta's bright and dark regions as seen from Hubble Space Telescope's visible and Keck-II's near-infrared images.

© 2009 Elsevier Inc. All rights reserved.

### 1. Introduction

Vesta, with a mean radius of  $265 \pm 5$  km (Thomas et al., 1997a,b), is the second largest Main-Belt Asteroid. It orbits the Sun at a semi-major axis of  $a = 2.36$  AU. It is the only known differentiated asteroid with an intact internal structure, presumably consisting of a metal core, an ultramafic mantle, and a basaltic crust (see Keil, 2002, for a review). The igneous nature of its surface material was diagnosed in the early 1970s (McCord et al., 1970) and subsequently confirmed by additional observations (Larson and Fink, 1975; McFadden et al., 1977; Binzel et al., 1997; Gaffey, 1997; Vernazza et al., 2005). Two decades ago, Vesta was still the only known asteroid with a basaltic surface until Binzel and Xu (1993) discovered several Main-Belt Asteroids with diameters <10 km and surface composition similar to Vesta's (see for a review Pieters et al., 2006). Those V-type asteroids were identified as members of Vesta's dynamical family (the so-called Vestoids; Williams, 1989; Zappala et al., 1990; Marzari et al., 1996). The hypothesis of a large collision on Vesta (Marzari et al., 1996) has been

confirmed by Hubble Space Telescope (HST) observations revealing the presence of a ~460 km basin on its surface ( $1.7 \times$  Vesta's radius, Thomas et al., 1997a), which is most likely the result of an impact with a ~35 km projectile (Asphaug, 1997). Several other V-type asteroids have been discovered among the Near-Earth Asteroids (NEA) population (Xu et al., 1995; Binzel et al., 2004; Marchi et al., 2005b), and Main-Belt (1459 Magnya with a semi-major axis of 3.14 AU Lazzaro et al., 2000 and some others in the middle belt Moskovitz et al., 2008).

Spectroscopic observations at visible (McCord et al., 1970) and near-infrared (NIR) (Larson and Fink, 1975; Feierberg et al., 1980; Feierberg and Drake, 1980) wavelengths revealed that the disk-integrated spectrum of Vesta displays strong similarities with laboratory spectra of howardite, eucrite and diogenite (HED) meteorites, McCord et al. (1970) implying quite naturally that HED meteorites came from Vesta. Later, Earth-based (Gaffey, 1997; Vernazza et al., 2005) rotationally resolved disk-integrated spectrophotometric measurements confirmed a geologically heterogeneous surface (e.g. Gaffey, 1983), consistent with the composition of HED meteorites (see the review by Keil, 2002).

Multiband disk-resolved imaging at four different visible wavelengths (0.439, 0.673, 0.953 and 1.042 μm) with HST (Zellner et al., 1997) have revealed various high contrast albedo marks across its surface (Binzel et al., 1997), also observed by Keck in the near-IR (2 and 3.6 μm, Zellner et al., 2005).

Several scenarios have been proposed to explain these strong albedo variations. Binzel et al. (1997) suggested differences in mineralogy, grain size, or space weathering processes. Zellner et al. (2005) discussed that Vesta's dark regions may be "impact basins" later filled with basaltic lavas, much like the lunar maria. Interestingly, Thomas et al. (1997a) found a correlation between the width and depth of the 1 μm spectral band and the topography (with respect to Vesta's mean elevation) in regions near the South pole crater, supporting differentiation of Vesta mineralogy throughout its crust.

While much attention has been given to the mineralogical characterization of Vesta's surface, little has been said about its color. The surface properties of Vesta – mainly the characteristics of its spectral signatures and relatively high albedo – suggest that its surface is somewhat protected from heavy space weathering (Hiroi et al., 1995). However, recent laboratory experiments demonstrate that stronger spectral differences between Vesta and the HED meteorites should be expected: Marchi et al. (2005a) and Vernazza et al. (2006) performed ion irradiation experiments on pyroxene and eucrite samples and found that their reflectance spectrum reddens with progressive irradiation. As those minerals are the main components of Vesta's surface, one would expect solar wind ions to redden its spectrum and lower its albedo.

The spectroscopic match between Vesta and the HED meteorites implies that either some processes rejuvenate its surface continuously, or that the action of the solar wind ions onto its surface is lower than expected. From the dynamical dispersion of the Vestoid members, we can infer that the impact event responsible of the southern crater has occurred more than 1 Gyr ago (Marzari et al., 1996; Nesvorný et al., 2008), which is longer than the timescale needed for space weathering to alter Vesta's surface properties (Brunetto et al., 2006; Vernazza et al., 2006; Vernazza et al., 2009). Recently, Shestopalov and Golubeva (2008) proposed that continuous bombardment of Vesta's surface by small meteors could be a possible mechanism to rejuvenate its surface. They propose that numerous small-sized debris ejected during the large southern impact may have remained within the gravitational sphere of influence of Vesta. Close encounters with other minor planets would then trigger instabilities resulting in those fragments to fall onto Vesta, thus mixing its regolith and erasing the space weathering effects. However, the quantity of debris and their orbital timescale remain to be evaluated. Vernazza et al. (2006) suggested an alternative mechanism. They showed that a remnant magnetic field of only ~0.2 μT could shield a large portion of Vesta's surface from solar wind ions, explaining at once Vesta's largely unweathered aspect and strong color variations (from the presence of magnetic "cusps").

Here we report the first ground-based disk-resolved spectral study of an asteroid surface. The near-IR mapping of Vesta's spectral slope and absorption bands properties allowed us to investigate possible causes for their spatial variations, such as heterogeneity in its surface composition or in the strength of space weathering (Brunetto et al., 2006).

### 2. Observations and data reduction

#### 2.1. SINFONI

Vesta was observed with the Spectrograph for Integral Field Observations in the Near Infrared (SINFONI) (Bonnet et al., 2004) during the 2004 science verification campaign (Prog. ID: 60.A-9041) of the instrument. SINFONI is mounted on the cassegrain focus of the Yepun telescope (UT4) at the European Southern Observatory's (ESO) Very Large Telescope (VLT). SINFONI's main sub-systems are the Adaptive Optics (AO) module (Multi-Application

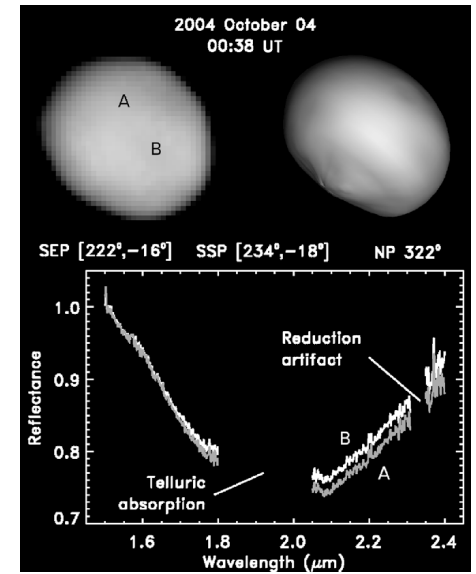


Fig. 1. Top left: image of Vesta obtained with the  $H+K$  grating for the 2004 October 04 UT run, by stacking all images of the cube along the wavelength direction. Orientation is usual with North up and East left. Top right: the shape model of Vesta at the same orientation (as defined by Thomas et al., 1997b) is given for comparison (model obtained from the Eproc ephemeris generator (<http://www.imcce.fr>)). We report the Sub-Earth Point (SEP) and Sub-Solar Point (SSP) coordinates (longitude, latitude) as well as the pole angle (NP: defined as the angle in the plane of the sky between the celestial north and the projected asteroid spin-vector, measured counter-clockwise, from North through East). Lower panel:  $H+K$  spectra of two arbitrary selected spaxels A and B. We normalized all the spectra to unity at 1.5 μm within this range and we degraded the spectral resolution to improve the signal-to-noise ratio by smoothing the spectra with a 8-pixel box median filter. We removed some artefacts around 2.33 μm that contaminated our image-cubes. This figure illustrates the peculiarity of a spectro-cube: it is a three dimensional array where each spaxel in the spatial plane is a spectrum in the third dimension.

Curvature Adaptive Optics: MACAO) developed at ESO (Bonnet et al., 2003), and the integral-field unit (Spectrometer for Infrared Faint Field Imaging: SPIFFI) developed at the Max Planck Institute for Extraterrestrische Physik (MPE) in collaboration with Nederlandse Onderzoekschool Voor Astronomie (NOVA) and ESO (Eisenhauer et al., 2003). An "image slicer" cuts the field of view (FoV) into 32 image-slitlets, which are redirected towards the spectrograph grating, to be re-imaged onto a  $2048 \times 2048$  pixels Hawaii 2RG detector. The original FoV is reconstructed into an  $64 \times 64$  pixel image-cube, each slice of the cube corresponding to an image of the FoV at a given wavelength. Fig. 1 presents an example of a reconstructed image.

#### 2.2. Observations

We observed Vesta at three epochs: 2004 August 21, August 23 and October 4 (Table 1), one month apart from Vesta's opposition (2004, September 13 UT). Data obtained on August 23 were impacted by poor seeing conditions and were thus discarded from our analysis. We used the highest angular-resolution provided by SPIFFI with an equivalent pixel size on sky of  $25 \times 12.5$  milli-arcseconds and a resulting field of view of  $0.8 \times 0.8$  square arcsec-

<sup>☆</sup> Based on observations collected at the European Southern Observatory, Paranal, Chile – 60.A-9041.

\* Corresponding author. Address: LESIA, Observatoire de Paris-Meudon, 5 Place Jules Janssen, 92195 Meudon Cedex, France.

E-mail address: [benoit.carry@obspm.fr](mailto:benoit.carry@obspm.fr) (B. Carry).

**Table 1**

Vesta's heliocentric ( $\Delta$ ) and geocentric ( $r$ ) distances, phase angle ( $\alpha$ ), angular diameter ( $\phi$ ) and Sub-Earth Point (SEP) coordinates<sup>b</sup> (longitude  $\lambda$  and latitude  $\phi$ ) for each epoch (given in UT). Airmass ( $X$ ), seeing and corresponding resolution element ( $\theta$ ) at 1.2 and 2.2  $\mu\text{m}$  (for the  $J$  and  $H+K$  grating respectively) in arcseconds on sky and kilometers on Vesta's surface, are also reported for each observation. The poor spatial resolution obtained with the  $J$  grating in August is due to the poor meteor conditions that prevailed at that time. The data are available since December 2004 on the [http://archive.eso.org/eso/eso\\_archive\\_main.html](http://archive.eso.org/eso/eso_archive_main.html) ESO archive, under the program ID: 60A-9041.

Date (UT)	Grating	$\Delta$ (AU)	$r$ (AU)	$\alpha$ (°)	$\phi$ (")	SEP <sub>l</sub> (°)	SEP <sub>b</sub> (°)	$X$	Seeing (")	$\theta^a$	
										(")	(km)
2004 August 21 – 04:59	$H+K$	2.35	1.41	12	0.55	179	-15	1.13	1.1	0.084	144
2004 August 21 – 08:28	$J$	2.35	1.41	12	0.55	304	-15	1.14	1.1	0.218	371
2004 August 21 – 08:46	$H+K$	2.35	1.41	12	0.55	285	-15	1.18	1.2	0.084	144
2004 October 04 – 00:20	$J$	2.39	1.45	11	0.53	240	-15	1.34	0.5	0.053	92
2004 October 04 – 00:33	$H+K$	2.39	1.45	11	0.53	226	-15	1.29	0.5	0.055	95

<sup>a</sup> Evaluated on the solar analog spectro-cubes.

<sup>b</sup> Coordinate system is planetocentric (IAU recommendation: Seidelmann et al., 2007).

**Table 2**

Wavelength range ( $\lambda$ ), spectral resolution ( $\lambda/\Delta\lambda$ ), pixel scale (in milli-arcseconds per pixel) and size of the field of view (FoV) for each spectroscopic mode used in this study.

Grating	$\lambda$ ( $\mu\text{m}$ )	$\lambda/\Delta\lambda$	Pixel scale (mas/pixel)	FoV (arcseconds <sup>2</sup> )
$J$	1.10–1.40	~3000	25 × 12.5	0.8 × 0.8
$H+K$	1.45–2.45	~1500	25 × 12.5	0.8 × 0.8

onds. Image-cubes were obtained across the (1.1–2.4)  $\mu\text{m}$  range with the  $J$  and  $H+K$  gratings (Table 2).

### 2.3. Data reduction

We reduced the SINFONI data with the ESO data-reduction pipeline (version 1.8.2). At the time of the observations, the instrument was equipped with an engineering-grade detector (Bonnet et al., 2004), suitable for technical qualification but that had a large defect affecting the data quality after 1.35 and 2.4  $\mu\text{m}$  for the  $J$  and  $H+K$  grating respectively. The  $J$  observations also presented higher noise at short wavelengths and we had to discard the 1.1–1.17  $\mu\text{m}$  range. Distance and distortion calibration tables were provided by the commissioning team (H. Bonnet, private communication). Basic calibrations (dark frames, lamp flats, and Ar and Xe lamps for the wavelength calibration) were obtained via SINFONI calibration plan. Each object–sky pair of frames were reduced using the pipeline to correct from bad pixels, flat-fielding, sky subtraction and reconstruct the image-cubes.

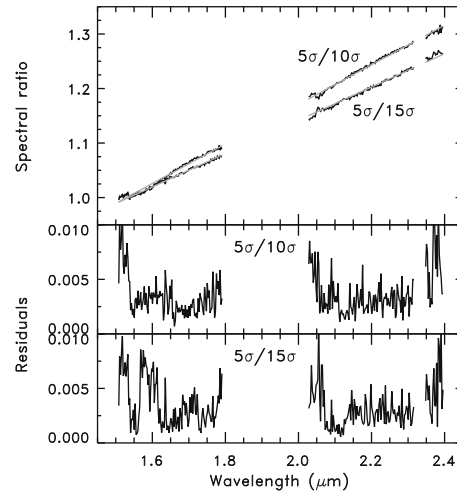
Due to atmospheric differential refraction, the position of the object across the cube slowly drifts with the wavelength. We thus re-aligned each slice of the image-cubes for both the solar analogs and Vesta. Solar analogs were also observed to correct our reflectance Vesta spectra from atmospheric absorption and solar color. The spectra of Vesta, and of the solar analog observed at similar airmass (see Table 3), were then extracted using an aperture compromising the maximum flux collected and the minimum residual sky contribution. Also, because the small FoV of SINFONI ( $0.8'' \times 0.8''$ ) caused some light to be lost in the wings of the PSF under poor seeing conditions, which had the effect of introducing

**Table 3**

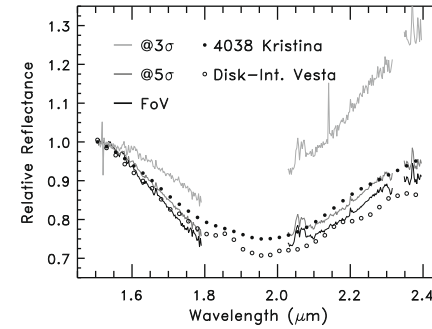
Solar analogs observed in this study, along with their equatorial coordinates, spectral type and visual magnitude ( $M_v$ ). The UT time of observation, the filter and the airmass are also reported.

Designation	RA (hh:mm:ss)	DEC (dd:mm:ss)	Spectral type	$M_v$ (mag.)	Date (UT)	Filter	Airmass
HD 1835	00:22:52	-12:12:34	G5V	6.4	2004 Aug 21 – 05:35	$H+K$	1.10
HD 1835	00:22:52	-12:12:34	G5V	6.4	2004 Aug 21 – 09:06	$J$	1.17
HD 1835	00:22:52	-12:12:34	G5V	6.4	2004 Aug 21 – 09:13	$H+K$	1.19
HD 1461	00:18:42	-08:03:11	G0V	6.5	2004 Oct 04 – 00:54	$H+K$	1.52
HD 1461	00:18:42	-08:03:11	G0V	6.5	2004 Oct 04 – 01:04	$J$	1.45

an artificial slope in our solar analog spectra (see Fig. 2), we adjusted both the aperture size and the overall spectral slope of our solar analog to match Vesta's disk-integrated spectrum (from Vernazza et al., 2005) (Fig. 3). This process also permitted to correct for any artificial slope possibly introduced by different atmospheric extinction between Vesta and the solar analogs



**Fig. 2.** Ratio of the reference star spectrum (HD 1835 obtained in August, see Table 3) to itself, for several apertures (corresponding to 5, 10 and 15 times the standard deviation of the star) over the  $H+K$  wavelength range. For each ratio, we computed its linear regression, and show the deviation (residuals) to this linear fit in the two lower panels. According to the chosen aperture a strong linear slope over the wavelength range is introduced. We corrected this effect by dividing the stellar spectra by linear function (see text), whose slope were adjusted to match previous observations of Vesta (Vernazza et al., 2005).



**Fig. 3.** Following Fig. 2, we show some disk-integrated spectra of Vesta obtained without the linear correction of the stellar spectra and for several aperture values (FoV meaning integrating the flux over the whole FoV). We show for comparison in open circles the spectrum of Vesta obtained with long slit spectroscopy by Vernazza et al. (2005), and in filled circles the very red small Vestaoid (4038) Kristina (see Section 5.1 for more info on this asteroid). This figure clearly shows the need for correcting the stellar spectrum slope (see text).

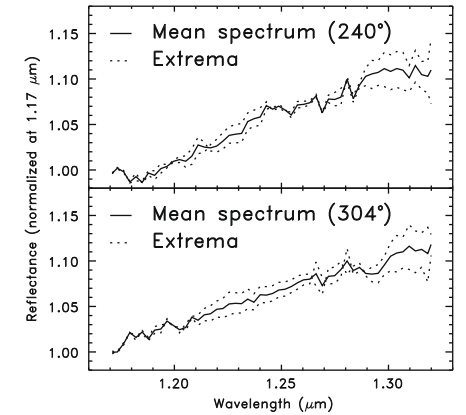
observation. However, given this slope correction, we do not present absolute measurements of the spectral slope nor of Vesta's composition. But since we processed the different data sets in a similar way, they are self-consistent and we can use them to study variations on Vesta's surface.

As already addressed by several authors (e.g. Binzel et al., 1997), the grazing viewing angle affecting the region near Vesta's limb causes unreliable flux measurement for the outer annulus of the asteroid's apparent disk. We thus limited our study to a restricted region of interest (ROI) covering the innermost portion of the disk. The ROI was defined by Vesta's projected shape reduced to a given fraction (Carry et al., 2008), corresponding to a ROI of 60% of Vesta's radius. We show the spectra in both wavelength ranges for each rotational phase in Figs. 4 and 5. Spectra are normalized to unity at 1.17  $\mu\text{m}$  and 1.5  $\mu\text{m}$  for the  $J$  and  $H+K$  gratings respectively; and smoothed with a median filter, using a box size of 8 pixels in the spectral direction for each spaxel.

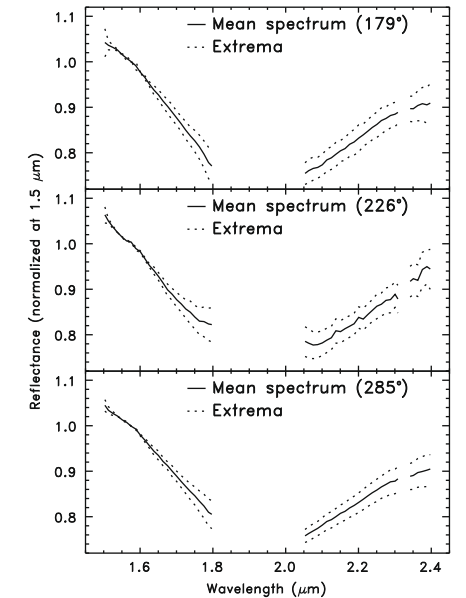
### 3. Pyroxene distribution

We present a mineralogical study of Vesta based on the analysis of spatially resolved reflectance spectra in the  $H+K$  range, and by looking for correspondence between regions of Vesta surface and HED subclasses and pyroxene minerals (orthopyroxene, clinopyroxene).

Pyroxene spectra are characterized by broad absorption bands centered at 1 and 2  $\mu\text{m}$ . The wavelength position of these absorption features constrains the nature of the minerals (Adams, 1974). In our case, the telluric absorptions strongly affected the central region of the  $H+K$  range (Fig. 1), preventing a detailed investigation of pyroxene compositional variations across Vesta's surface. However, one can still perform first level characterization of the pyroxene composition as the intensity of the slopes of the upward and downward 2  $\mu\text{m}$  absorption band are directly related to the detailed chemical content of the pyroxenes. A gradual downward slope associated with a steep upward slope indicate a position of the band center shifted towards short wavelengths. The absorption shifts towards short wavelengths for low calcium pyroxenes (i.e. orthopyroxene), while the opposite is true for high calcium pyroxenes (i.e. clinopyroxene). For HED meteorites, the absorption is positioned at short wavelengths for diogenites, and increases for



**Fig. 4.** Average (solid line) and envelope spectra (dotted lines) obtained with the  $J$  grating normalized to unity at 1.17  $\mu\text{m}$ . Each panel corresponds to a different rotational phase as reported in the figure (see Table 1). The slope heterogeneity across Vesta's surface is visible from the breadth of the envelopes at long wavelengths (see Section 4).



**Fig. 5.** Average and envelope spectra obtained with the  $H+K$  grating normalized to unity at 1.5  $\mu\text{m}$ . Each panel corresponds to a different rotational phase of Vesta as reported in the figure (see Table 1). Vesta's surface properties heterogeneity is visible from the breadth of the envelopes longward of 1.8  $\mu\text{m}$ .

the howardites and eucrites (Gaffey, 1997). This trend appears clearly from average HED spectra: we computed the average spectra for the howardite, eucrite and diogenite meteorite classes,

using 20, 76 and 20 samples (from RELAB: <http://www.planetary.brown.edu/rehab/> <http://www.planetary.brown.edu/rehab/>) respectively; we also computed the average spectrum for augite (high calcium clinopyroxene, six samples). These mean spectra, scaled to unity at 1.5  $\mu\text{m}$ , are shown in Fig. 6, after removal of the overall HK-bands spectral slope. This was done by fitting and removing a linear continuum between 1.5  $\mu\text{m}$  and 2.4  $\mu\text{m}$ . Fig. 6 shows that the diogenites absorption (almost pure orthopyroxene) is located at shorter wavelength than the howardites (mixture of diogenites and eucrites) and eucrites (mainly clinopyroxene). Similarly, the steepest slope for upward band is seen for diogenites, followed by howardites and eucrites, which agrees with band center calculations for these meteorite classes (Gaffey, 1997). We tested further this mineralogical determination by modeling the mean howardite spectrum using a mixture of eucrites and diogenites as end-members (see Fig. 7). The best fit of the howardite

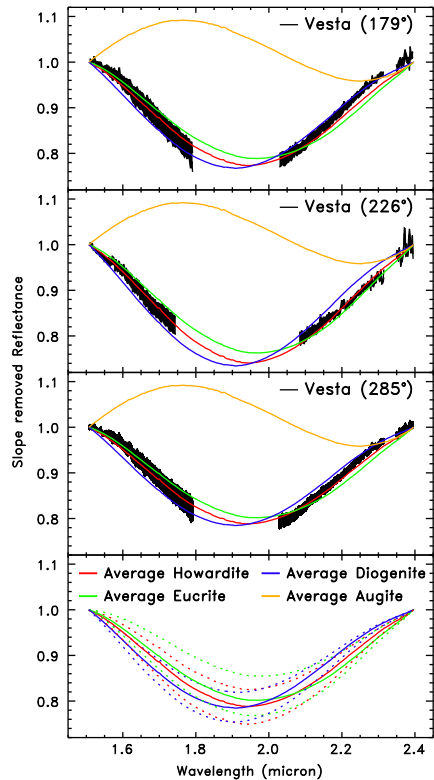


Fig. 6. Vesta's spectra for the three  $H + K$  observations after HK-band spectral slope removal (see text). For each data set, we overlaid the average HED and augite spectra (based on 20, 76, 20 and 6 samples respectively) after slope removal. The lowermost panel represents the HED meteorites spectra with their standard deviation shown as dotted lines. The latter one is strongly affected by slope and grain size hiding the influence of mineralogy. Although the classes overlap close to the band center, they are separable near the band ends. From the global band shape at each rotational phase, one can already see that the Vesta's spectra above will neither match pure eucrite nor pure diogenite composition, but a mix of these minerals instead.

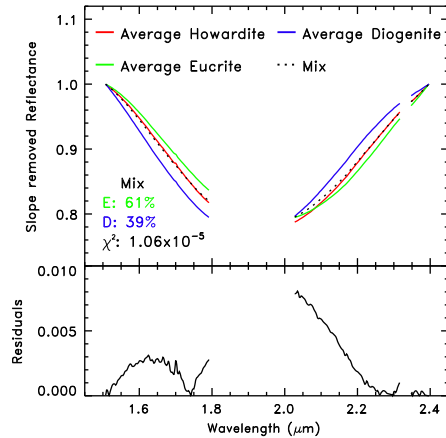


Fig. 7. We present here the method used to determine Vesta's mineralogy in terms of mixing ratios of eucrites and diogenites. The upper panel shows the average spectra of the howardite, eucrite and diogenite meteorites used in this study. We fit the howardite spectrum with a combination of 61% of eucrite and 39% of diogenite. The fit residuals are shown in the lower panel. Although the choice of end-members in our fit is likely not unique, the low level of residuals obtained indicates that this technique can be used as a good approximation to study Vesta mineralogy.

band was reached for a  $\sim 2/3$ – $1/3$  mixing ratio of eucrite and diogenite, demonstrating the validity of this technique based on the analysis of the upward and downward slopes of the pyroxene absorption band.

The next step consisted in performing a direct comparison of our spectra of Vesta with the laboratory spectra presented above. Each spectrum of Vesta was computed as the mean of all within a region defined by the system's resolution element, and weighted by a Gaussian function with standard deviation equal to the AO-corrected seeing at the time the observations were made (Table 1). We display these average spectra of Vesta after slope removal in Fig. 6.

Prior to fitting each average spectrum of Vesta by a linear combination of the mean eucrite and diogenite spectra, we applied a chi-square fit between the meteorites' band depth and that of Vesta to compensate for grain size differences between Vesta's surface and the meteorite samples. We present in Fig. 8 two examples of these fits.

We find that Vesta's spectra are quite homogeneous with varying longitude, which was expected from the report by Binzel et al.'s (1997) of constant position of the 1  $\mu\text{m}$  band over our longitude range. This reveals a roughly homogeneous composition across our observed regions, mostly compatible with howardite meteorites (mix of about 2/3 of eucrite with 1/3 of diogenite, see Figs. 7 and 8). However, we note a North–South trend, with the amount of diogenite increasing towards Southern longitudes, up to 50% diogenites at lat =  $-50^\circ$ . We also note a higher concentration of diogenite-like material around ( $180^\circ$ ,  $-25^\circ$ ), with the diogenite ratio increasing up to 76%. It is interesting to note that based on spectrophotometric observations of Vesta at different rotational phases, Gaffey (1997) had reported a diogenite-like spot around this longitude. This disk-resolved spectroscopic observations allows us to locate this spot at southern latitudes.

Finally, none of our spectra can be modeled with the spectrum of augite, suggesting a lack of clinopyroxene-rich (high calcium) area in the regions observed in this study.

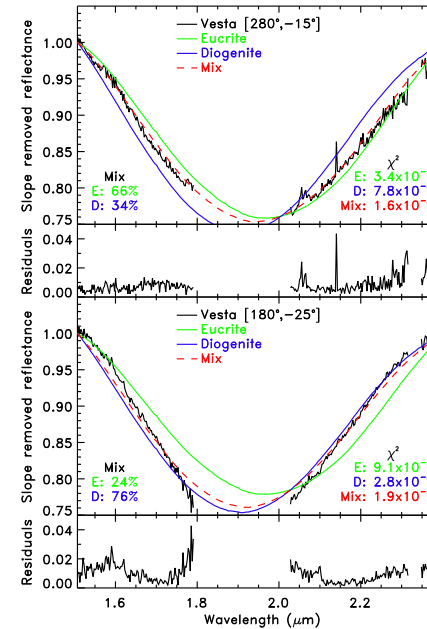


Fig. 8. Spectra of the eucrites and diogenites used to fit the spectrum of Vesta for two distinct areas of the asteroid. We report the chi-square values ( $\chi^2$ , bottom-right corner) for each meteorite and for the model whose mixing ratios are given at the bottom-left corner of each figure. The residuals of the fit are shown at the bottom of each figure. The upper panel shows that Vesta's surface near ( $\text{lon} = 280^\circ$ ,  $\text{lat} = -25^\circ$ ) can be best modeled with a mixture of about 2/3 of eucrite and 1/3 of diogenite (howardite-like material). Lower panel represents the best fit ( $\chi^2$  almost a factor of two better than if using the same mixture as elsewhere), for a small diogenite-rich area (1/4 of eucrite and 3/4 of diogenite) located around ( $180^\circ$ ,  $-25^\circ$ ). Our analysis shows a North–South trend in terms of percentage of diogenites, which increases Southward, up to 50% of the mixture.

#### 4. Spectral slope of (4) Vesta

The continuum slope displayed by Vesta's spectra over the visible and near-infrared range (VNIR) can be function of the mineralogy, the scattering properties of the surface (grain size, surface roughness) and/or by the space weathering. Here, we present an analysis of the information that can be derived from the spectral slope of our data set, and further discuss possible implications. We restrict our analysis to the 1.17–1.32  $\mu\text{m}$  range ( $J$  grating) because mineralogical variations across Vesta can modify the width of the 2- $\mu\text{m}$  band.

For each image-cube, we measured the spectral slope of each resolution element as a function of the central spaxel (similarly to what we did for the  $H + K$  observations, see Section 3 and see also Table 1 for the size of the resolution element:  $\sim 90$ – $370$  km). Then we reported the slopes and diogenite mixing ratios values onto an Equidistant Cylindrical Projection map (Fig. 9) (see for details Carry et al., 2008). Although our spatial analysis is hampered by the sometimes large value of the resolution element, we find the Eastern part of Vesta (limited by the  $260^\circ\text{E}$  meridian) being slightly redder (sloped of  $\sim 0.6$ – $0.8$ ) than the Western regions (slopes of  $\sim 0.5$ – $0.7$ ). It is important to note that the uncertainties on the slope values are negligible with respect to their relative variations,

although the absolute slope values might be biased (Section 2.3). This result agrees with previous reports that the Eastern regions of Vesta display a redder spectral slope in the visible, based on disk-integrated spectroscopy (Fig. 5 in Gaffey, 1997), ultra-violet light-curves (Fig. 1 in Hendrix et al., 2003) and disk-resolved imaging (A and B features in Fig. 3 of Binzel et al., 1997).

We also carried out a comparative study of the diogenites abundance, spectral slope, visible albedo (Li et al., 2008), and the topography of Vesta (elevation map of Thomas et al., 1997a) and showed that these quantities have apparently no correlation with each other (correlation coefficients are 0.07, 0.22 and  $-0.04$  between the composition and the slope, the albedo and the topography respectively). Similarly, no correlation was found between the albedo distribution across the regions of Vesta we observed, and their corresponding topography (correlation coefficient of  $-0.13$ ). Nevertheless, two trends seem to emerge from our data. Low altitude regions display redder spectra (correlation coefficient of  $-0.6$ ), which also seem to be found (slope  $\geq 0.7$ ) primarily in low albedo regions (correlation coefficient of  $-0.3$ ).

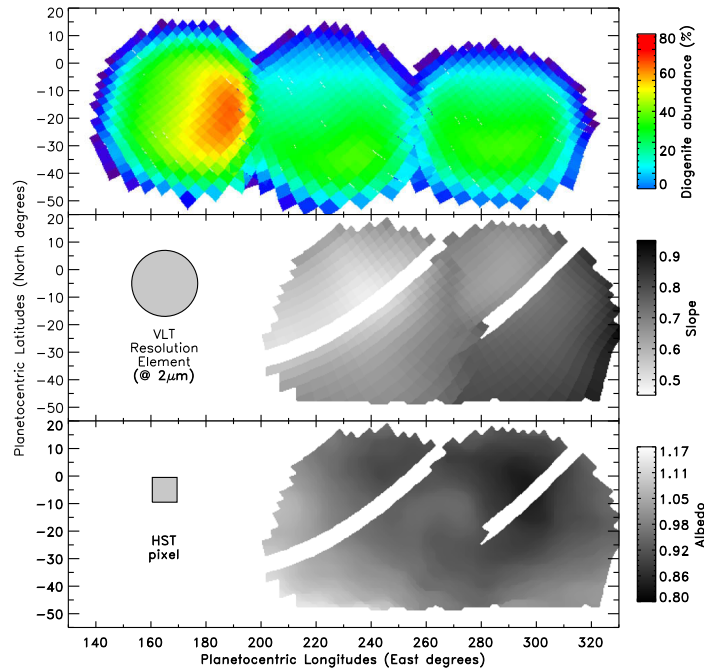
#### 5. Discussion

In summary, Vesta's surface display a high albedo (Binzel et al., 1997; Zellner et al., 2005) and strong spectral slope variations (Binzel et al., 1997, and current study) in the visible and near-infrared range. Over the small area observed in this study, it is unlikely that these variations are due to a variation of the composition. However, since the wavelength range we covered is limited we cannot definitely discard a compositional origin for both the slope and/or albedo trends (although disk-integrated observations did not report VNIR spectral inhomogeneity across these longitudes, see Gaffey, 1997). The present study seems to support that spectral slope is somewhat linked to the topography and the albedo.

##### 5.1. Should (4) Vesta be space weathered?

The surface of the Solar System bodies that are not protected by an atmosphere or a magnetosphere are exposed to the stream of impacting solar ions. The effects of continuous bombardment by solar wind ions and interplanetary dust (so-called “space weathering”) have been studied to improve our understanding of the connections between the spectral properties of meteorites and the remote sensing data of asteroids. Indeed, as demonstrated by laboratory experiments, space weathering can explain the spectral mismatch between the most populous class of meteorites (ordinary chondrites, OC) and the surface spectra of their presumed (S-type) asteroidal parent bodies (Pieters et al., 2000; Sasaki et al., 2001; Marchi et al., 2005a; Strazzulla et al., 2005), while it also explains the spectral difference between lunar soils and underlying rocks (Pieters et al., 2000; Blewett et al., 2007).

Using laboratory measurements, Vernazza et al. (2006) exposed the Bereba meteorite (eucrite), thought to originate from Vesta, to ion bombardments and showed that, Vesta should be substantially more weathered than it appears (i.e. its reflectance spectrum should be much redder and its albedo lower), as already addressed in the past (e.g. Chapman, 2004). To strengthen this important point, we represented an albedo–slope diagram for Vesta (Fig. 10) (visible data from SMASS Bus and Binzel, 2002, NIR data from Vernazza et al. (2005)). Earlier studies of Vesta (e.g. McCord et al., 1970) revealed that its primary surface components are very similar to those of the HED meteorites. We also included in the diagram the achondrite HED meteorites (using the reflectance at 0.55  $\mu\text{m}$  as visible albedo) used within this study (see Section 3). We illustrate the space weathering action on HED assemblages by plotting together with Vesta and the HED, the small Vestoid



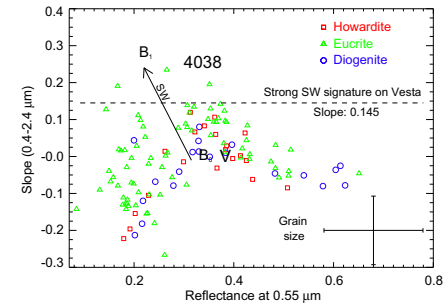
**Fig. 9.** Comparison of the maps showing the diogenite abundance measured on Vesta (*Top*), the spectral slope (*Middle*) and the visible albedo (*Bottom*) from HST, Li et al., 2008). We report both HST pixel size (~39 km, Li et al., 2008) and VLT smallest resolution element on the albedo map. The diogenite abundance is nearly constant across the observed longitudes, with a small increase visible around (180°, -25°). The blue surroundings in the abundance map are artifacts related to the singularity at the disk border. The uncertainty of our abundance measurements is evaluated to be 10–20%, based on the analysis of overlapping areas. The diagonal stripes visible on the albedo and slope maps, corresponds to a noisy regions in our *J* grating data, which was removed from this analysis. The spectral slopes range from 0.5 to 0.8 (see also Fig. 4).

(4038) Kristina – a Vw-type (weathered) asteroid (see the taxonomy by DeMeo et al., 2009) (visible data from SMASS, NIR data from R.P. Binzel (personnal communication) –, and the eucrite Bereba (from Vernazza et al., 2006) before ( $B_0$ ) and after irradiation ( $B_1$ )).

We first search for a trend between the slope and the visible albedo (reflectance at 0.55  $\mu\text{m}$ ) for HED meteorites. The correlation coefficient is 0.5 for howardite, 0.28 for eucrite and 0.14 for diogenite. Interestingly, even if these correlation values are quite low (especially for eucrite and diogenite), they are positive. Note that space weathering (SW) would generate negative values (steeper slopes with lower albedo), like the one found here on Vesta.

Interestingly, the slope distribution of the HED meteorites allows us to define a slope limit over which one should consider certain that Vesta's surface is space weathered. From our mineralogical investigation (see Section 3), the primary surface component appears to be howardite-like material, in agreement with previous investigations (e.g. Gaffey, 1997). We therefore draw an horizontal dashed line (Fig. 10; constant slope of 0.145) that highlights the highest slope value found for howardites (which is also an upper limit for diogenites). With such a limit, 97.5% of the HED meteorites available from RELAB are situated under the slope limit; only three meteorites, the eucrites Padvarninkai (MB-TXH-096-A), LEW87004 (MP-TXH-079-A) and Bouvante (MP-TXH-090-A) are redder.

We then remark that (4) Vesta and (4038) Kristina have a very different spectral slope (0.01 against 0.26) despite their similar composition (mostly similar to howardite/diogenite meteorites, see band analysis in Fig. 11). While Vesta's slope lays in the middle of the HED slope domain, (4038) Kristina's slope is situated well above that of any HED sample: the average spectral slopes for the three meteorite classes are -0.02 for howardites, 0.00 for eucrites and -0.04 for diogenites (with a standard deviation for each class of 0.10, 0.10 and 0.07). This result based on VNIR measurements supports earlier results based on visible measurements only (Hiroi and Pieters, 1998). Interestingly, the difference between Vesta's and 4038's slope is extremely similar to the difference between Bereba's slope before and after irradiation (see Fig. 10). This is indeed the case for all the Vestoids, whose spectral slopes are much higher than the HEDs', and appear to be mostly similar to those of lunar soils (see Fig. 3 in Hiroi and Pieters, 1998). Thus, the red slopes of the Vestoids, which are well above the mean slope for HED meteorites, show clearly that their surfaces are space weathered (with the same slope difference as observed between S-type asteroids and OCs). This also supports laboratory experiment results predicting that pyroxene-rich surfaces should redden in space (Marchi et al., 2005a; Vernazza et al., 2006), but do not solve the puzzling question about Vesta's color: "why isn't it redder?".



**Fig. 10.** Spectral slope derived from the 0.4–2.4  $\mu\text{m}$  range against the absolute reflectance at 0.55  $\mu\text{m}$  (visible albedo) for the howardite (20), eucrite (76) and diogenite (20) meteorites cataloged in the RELAB spectral database. We also report the slope of the eucrite meteorite Bereba before ( $B_0$ ) and after ( $B_1$ ) irradiation (from Vernazza et al., 2006). The effect of Space Weathering (SW) is symbolized by the black arrow. We also plot the slope and albedo of (4) Vesta (V: disk-integrated) and of the small Vestoid (4038) Kristina (see text). We stress that 4038's albedo is yet unknown. The position of 4038 in the x-axis is therefore arbitrary. Because Vesta's composition is found similar to the HED meteorites, and 97.5% of the HED meteorites available from RELAB are situated under the 0.145 slope limit (horizontal dashed line), we stress that any region on Vesta whose slope would be higher than 0.145 should be considered as affected by space weathering.

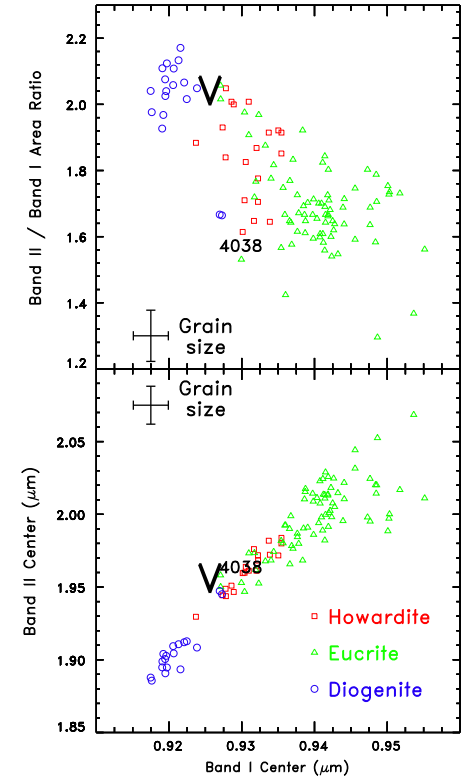
Two scenarios could explain at the same time the unweathered aspect of Vesta, its surface heterogeneity in both albedo and spectral slope, the relationships found between topography, albedo and spectral slope, and the weathered behavior of the Vestoids.

The first scenario implies regolith migration occasioned by seismic activities (Shestopalov and Golubeva, 2008) and the second predicts the existence of a remnant magnetic field on the surface of Vesta (Vernazza et al., 2006).

### 5.2. Seismic activities

As proposed by Shestopalov and Golubeva (2008), the dynamical relaxation of the south pole giant crater may induce long-term seismic activities. Asphaug (1997) had computed a dynamical time of about  $6 \times 10^8$  yrs (the computation depends on Vesta's crust viscosity for which we can have only a crude estimate). This means that these activities may still happen nowadays. An effect of the seismic activity could be a sorting of the regolith, with landslides toward lower altitude regions. Thus, the weathered regolith would accumulate in low altitude regions while fresh regolith would be continuously revealed in upper altitude regions. This would explain the relationship found here between the spectral slope and the topography, as well as the surface heterogeneity of Vesta and its overall unweathered aspect. Last point, such activity is not expected on the Vestoids and this scenario is thus compatible with their colors.

There are two major drawbacks to this scenario namely (1) the lack of correlation found between the albedo markings and the topography and (2) the age of the crater. For the first point, in the hypothesis of regolith sorting, the weathered material would be located in low altitude regions (suggested by the correlation between spectral slope and topography). If true, we should also observe a correlation between the albedo and the topography while we do not. The other point concerns the time of formation of the south pole crater. Dynamical simulations that link Vesta family members to Vesta itself require a  $\sim 1$  Gyr timescale (Marzari et al., 1996; Carruba et al., 2005). This timescale exceeds the dynamical relaxation timescale by a factor of two at least.



**Fig. 11.** Lower panel: Pyroxene Band II center vs. Band I center (following Gaffey et al., 2002) for HED meteorites present in the RELAB database (20, 76, 20 samples respectively). Upper panel: Band Area Ratio (BAR) versus Band I center for the same spectra. Since the RELAB spectral database stops at 2.6  $\mu\text{m}$ , the 2  $\mu\text{m}$  band was not entirely covered for several samples, we may thus underestimate their BAR value. We also report the values for a disk-integrated spectrum of Vesta and for the spectrum of a small Vestoid (4038) Kristina, allowing rough composition determination, here mainly howardite and diogenite like Vesta. RELAB samples are available for several grain sizes, we thus report the standard deviation of these quantities due to the grain size effect.

### 5.3. Magnetic field

Vernazza et al. (2006) have suggested the presence of a fossilized magnetic field inside magnetized blocks of crustal material on Vesta. With just a minimum strength 0.2  $\mu\text{T}$  (value similar to the Moon's local-crustal magnetic fields, a few hundred times smaller than Earth's own field), such a magnetic field could effectively deflect the solar wind ions. The result would be a succession of localized crustal magnetospheres where the solar wind particles would reach the surface via a number of "cusps". This scenario implies the presence of several dark and bright regions, associated to spectral slope variations (following the trend of irradiated pyroxene as described in Marchi et al., 2005a; Brunetto et al., 2006). Such a behavior has already been observed on the Moon, in absence of topography, where bright (solar wind protected?) areas (called "swirls") have been found within dark (solar wind unprotected)

maria (e.g. Blewett et al., 2007; Richmond and Hood, 2008, and reference therein).

An objection to this scenario would be the fact that the Vestoids, being ejecta from Vesta's crust, should also possess a remnant magnetic field and may thus be protected from the effect of the solar wind. In fact, Vestoids are not expected to be preserved from the solar wind action even if they possess a remnant (or fossil) magnetic field. This is due to the fact that the intensity of a magnetic field decreases with the third power of the body's dimension, and given the Vestoids' small sizes ( $D < 10$  km), the required magnetic field strength to protect their surface should be much higher (a factor of about 1000) than the one needed in Vesta's case (0.2  $\mu$ T). It thus appears very unlikely that Vestoids will be protected against the weathering effect of the solar wind.

#### 5.4. Observing limitations

The analysis and conclusion presented here are limited by several observing constraints:

**Spectral range:** The spectral slope used here was calculated over a very short wavelength range (1.17–1.32  $\mu$ m), and our mineralogical analysis was limited to the (1.5–1.8  $\mu$ m and 2.05–2.4  $\mu$ m) region of the spectrum. As a result, we cannot fully discard a compositional origin for the slope and/or albedo trends seen on Vesta (although the longitude range observed here has been reported to be of homogeneous composition Gaffey, 1997).

**Spatial resolution:** Both albedo and spectral slope maps are limited by “macroscopic” spatial resolution (tens of kilometers). For instance, the low spatial resolution of our August data (Eastern areas) hamper strongly our ability to detect any spatial variation, thus leading to a roughly uniform  $\sim 0.7$  slope across Vesta's surface. More important, the still limited spatial limitation does not allow us to check (1) any topographic origin (e.g. fresh crater, high sloped terrain) of these bright marking, and (2) the fine structure morphology of Vesta's bright markings which could be identified at the presence of swirls (from their peculiar shape, see Blewett et al., 2007). Note that the largest lunar swirl (Reiner Gamma Formation) is about the same size (87  $\times$  110 km) as our smallest resolution element (90  $\times$  90 km).

**Observed area:** Our observations only covered the region around 260°E, which corresponds to Vesta's “dark” hemisphere (see Binzel et al., 1997; Hendrix et al., 2003; Li et al., 2008). To better characterize the relationship between slope and albedo, this spectroscopic observations should cover Vesta's brightest and darkest markings.

Given these remarks, we can only suggest putative correlations between (a) spectral slope and topography and (b) spectral slope and albedo. We suggest that our results are unlikely due to composition variation, but instead to competing processes inhibiting/erasing the effect of the space weathering on Vesta (Binzel et al., 1997). Neither the spectral coverage (1.17–1.32  $\mu$ m for the slope), the spatial resolution ( $\geq 100$  km) nor the spatial coverage (14% of Vesta's surface), allow us to conclude with confidence about the mechanisms at stake in keeping Vesta surface so young.

Nevertheless, a similar analysis applied to higher spatial resolution data covering a larger spectral range, like the Dawn mission will provide, will certainly help to shed light on the action of space weathering onto Vesta.

## 6. Conclusion

We presented the first disk-resolved spectroscopic observations of an asteroid surface from the ground. We observed (4) Vesta in the near-infrared (1.1–2.4  $\mu$ m) with SINFONI on the ESO Very Large Telescope by combining the high angular-resolution (about

0.050” at best) provided by Adaptive Optics, with the moderate spectral resolution ( $\lambda/\Delta\lambda \geq 1500$ ) of its integral-field unit. Our observations covered only a small fraction of Vesta's surface (about 16% and 23% for *J* and *H+K* observations respectively) with an equivalent spatial resolution down to  $\sim 90 \times 90$  km. Vesta's composition is found to be mostly compatible with howardite meteorites, although the presence of a small spot of diogenite is suggested around long = 180°E, lat =  $-25^\circ$ S (the spectral coverage presented here is not sensitive to olivine).

We have investigated the relationship between the spatial distribution of NIR spectral slopes and visual albedo, and found that the near-infrared spectral slopes might vary inversely with the albedo. Such a trend would support Binzel et al.'s. (1997) findings, based on imaging observations performed with the HST in the visible. We also found that low altitude regions appear to display redder spectral slopes, supporting a possible regolith migration on Vesta's surface. However, given our limited spatial resolution and coverage, these results have to be considered as preliminary, rather than reliable conclusions.

#### Acknowledgments

Thanks to L.A. McFadden, J.-Y. Li and P.C. Thomas for sharing the albedo and elevation maps of (4) Vesta from HST observations. Thanks also to R.P. Binzel for providing (4038) Kristina near-infrared spectrum and to H. Bonnet for the SPIFFI distortion and distance tables obtained during SINFONI commissioning. We would like to thank one of our referees whose comments greatly helped to improve the manuscript.

#### References

- Adams, J.B., 1974. Visible and near-infrared diffuse reflectance spectra of pyroxenes as applied to remote sensing of solid objects in the Solar System. *J. Geophys. Res.* 79, 4829–4836.
- Asphaug, E., 1997. Impact origin of the Vesta family. *Meteorite Planet. Sci.* 32, 965–980.
- Binzel, R.P., Gaffey, M.J., Thomas, P.C., Zellner, B.H., Storrs, A.D., Wells, E.N., 1997. Geologic mapping of Vesta from 1994 Hubble space telescope images. *Icarus* 128, 95–103.
- Binzel, R.P., Rivkin, A.S., Stuart, J.S., Harris, A.W., Bus, S.J., Burbine, T.H., 2004. Observed spectral properties of near-Earth objects: Results for population distribution, source regions, and space weathering processes. *Icarus* 170, 259–294.
- Binzel, R.P., Xu, S., 1993. Chips off of Asteroid 4 Vesta: Evidence for the parent body of basaltic achondrite meteorites. *Science* 260 (5105), 186–191.
- Blewett, D.T., Hawke, B.R., Richmond, N.C., Hughes, C.G., 2007. A magnetic anomaly associated with an albedo feature near airy crater in the lunar nearside highlands. *Geophys. Res. Lett.* 34, 24206–24212.
- Bonnet, H., and 53 colleagues, 2004. First light of SINFONI at the VLT. *The Messenger* 117, 17–24.
- Bonnet, H., and 11 colleagues, 2003. Implementation of MACAO for SINFONI at the VLT, in NGS and LGS modes. *SPIE* 4839, 329–343.
- Brunetto, R., Vernazza, P., Marchi, S., Birlan, M., Fulchignoni, M., Orfino, V., Strazzulla, G., 2006. Modeling asteroid surfaces from observations and irradiation experiments: The case of 832 Karin. *Icarus* 184, 327–337.
- Bus, S.J., Binzel, R.P., 2002. Phase II of the small main-belt asteroid spectroscopic survey: The observations. *Icarus* 158, 106–145.
- Carruba, V., Michtchenko, T.A., Roig, F., Ferraz-Mello, S., Nesvorný, D., 2005. On the V-type asteroids outside the Vesta family. I. Interplay of nonlinear secular resonances and the Yarkovsky effect: The cases of 956 Elisa and 809 Lunda. *Astron. Astrophys.* 441, 819–829.
- Carry, B., Dumas, C., Fulchignoni, M., Merline, W.J., Berthier, J., Hestroffer, D., Fusco, T., Tamblin, P., 2008. Near-infrared mapping and physical properties of the dwarf-planet Ceres. *Astron. Astrophys.* 478 (4), 235–244.
- Chapman, C.R., 2004. Space weathering of asteroid surfaces. *Ann. Rev. Earth Planet. Sci.* 32, 539–567.
- DeMeo, F.E., Binzel, R.P., Slivan, S.M., Bus, S.J., 2009. An extension of the Bus asteroid taxonomy into the near-infrared. *Icarus* 202 (1), 160–180.
- Eisenhauer, F., and 22 colleagues, 2003. SINFONI – Integral field spectroscopy at 50 milli-arcsecond resolution with the ESO VLT. *SPIE* 4841, 1548–1561.
- Feierberg, M.A., Drake, M.J., 1980. The meteorite–asteroid connection – The infrared spectra of eucrites, shergottites, and Vesta. *Science* 209, 805–807.
- Feierberg, M.A., Larson, H.P., Fink, U., Smith, H.A., 1980. Spectroscopic evidence for two achondrite parent bodies – Asteroids 349 Dembowska and 4 Vesta. *Geochim. Cosmochim. Acta* 44, 513–524.

- Gaffey, M.J., 1983. The Asteroid (4) Vesta: Rotational spectral variations, surface material heterogeneity, and implications for the origin of the Basaltic Achondrites. In: Lunar and Planetary Institute Conference Abstracts, vol. 14, pp. 231–232.
- Gaffey, M.J., 1997. Surface lithologic heterogeneity of Asteroid 4 Vesta. *Icarus* 127, 130–157.
- Gaffey, M.J., Cloutis, E.A., Kelley, M.S., Reed, K.L., 2002. Mineralogy of asteroids. *Asteroids III*, 183–204.
- Hendrix, A.R., Vilas, F., Festou, M.C., 2003. Vesta's UV lightcurve: Hemispheric variation in brightness and spectral reversal. *Icarus* 162, 1–9.
- Hiroi, T., Binzel, R.P., Sunshine, J.M., Pieters, C.M., Takeda, H., 1995. Grain sizes and mineral compositions of surface regoliths of Vesta-like asteroids. *Icarus* 115, 374–386.
- Hiroi, T., Pieters, C.M., 1998. Origin of vestoids suggested from the space weathering trend in the visible reflectance spectra of HED meteorites and lunar soils. *Antarct. Meteorite Res.* 11, 163–170.
- Keil, K., 2002. Geological history of Asteroid 4 Vesta: The “Smallest Terrestrial Planet”. *Asteroids III*, 573–584.
- Larson, H.P., Fink, U., 1975. Infrared spectral observations of Asteroid 4 Vesta. *Icarus* 26, 420–427.
- Lazzaro, D., Michtchenko, T., Carvano, J.M., Binzel, R.P., Bus, S.J., Burbine, T.H., Mothé-Diniz, T., Florczak, M., Angeli, C.A., 2000. Discovery of a basaltic asteroid in the outer main belt. *Science* 288 (5473), 2033–2035.
- Li, J.-Y., McFadden, L.A., Thomas, P.C., Mutchler, M.J., Parker, J.W., Young, E.F., Russell, C.T., Sykes, M.V., Schmidt, B., 2008. Photometric mapping of Vesta from HST observations. *ACM Meeting*, Poster 8288.
- Marchi, S., Brunetto, R., Magrin, S., Lazzarin, M., Gandolfi, D., 2005a. Space weathering of near-Earth and main belt silicate-rich asteroids: Observations and ion irradiation experiments. *Astron. Astrophys.* 443, 769–775.
- Marchi, S., Lazzarin, M., Paolich, P., Magrin, S., 2005b. New V-type asteroids in near-Earth space. *Icarus* 175, 170–174.
- Marzari, F., Cellino, A., Davis, D.R., Farnella, P., Zappala, V., Vanzani, V., 1996. Origin and evolution of the Vesta asteroid family. *Astron. Astrophys.* 316, 248–262.
- McCord, T.B., Adams, J.B., Johnson, T.V., 1970. Asteroid Vesta: Spectral reflectivity and compositional implications. *Science* 168 (3938), 1445–1447.
- McFadden, L.A., McCord, T.B., Pieters, C.M., 1977. Vesta – The first pyroxene band from new spectroscopic measurements. *Icarus* 31 (4), 439–446.
- Moskowitz, N.A., Jedicke, R., Gaidos, E., Willman, M., Nesvorný, D., Fevig, R., Ivezic, Z., 2008. The distribution of basaltic asteroids in the main belt. *Icarus* 198, 77–90.
- Nesvorný, D., Roig, F., Gladman, B.J., Lazzaro, D., Carruba, V., Mothé-Diniz, T., 2008. Fugitives from the Vesta family. *Icarus* 193, 85–95.
- Pieters, C.M., Binzel, R.P., Bogard, D., Hiroi, T., Mittlefehldt, D.W., Nyquist, L.E., Rivkin, A.S., Takeda, H., 2006. Asteroid-meteorite links: The Vesta conundrum(s). In: Lazzaro, D., Ferraz-Mellow, S., Fernandez, J.A. (Eds.),

- Asteroids Comets Meteors Proceedings of the 229th Symposium of the International Astronomical Union. Cambridge University Press, pp. 273–288.
- Pieters, C.M., Taylor, L.A., Noble, S.K., Keller, L.P., Hapke, B., Morris, R.V., Allen, C.C., McKay, D.S., Wentworth, S., 2000. Space weathering on airless bodies: Resolving a mystery with lunar samples. *Meteorit. Planet. Sci.* 35, 1101–1107.
- Richmond, N.C., Hood, L.L., 2008. A preliminary global map of the vector lunar crustal magnetic field based on lunar prospector magnetometer data. *J. Geophys. Res.* 113, 2010–2025.
- Sasaki, S., Nakamura, K., Hamabe, Y., Kurahashi, E., Hiroi, T., 2001. Production of iron nanoparticles by laser irradiation in a simulation of lunar-like space weathering. *Nature* 410, 555–557.
- Seidelmann, P.K., and 14 colleagues, 2007. Report of the IAU/IAG working group on cartographic coordinates and rotational elements: 2006. *Celest. Mech. Dyn. Astron.* 98, 155–180.
- Shestopalov, D.I., Golubeva, L.F., 2008. Why Vesta's surface is unweathered? *LPI Contribut.* 39, 1116–1117.
- Strazzulla, G., Dotto, E., Binzel, R.P., Brunetto, R., Barucci, M.A., Blanco, A., Orfino, V., 2005. Spectral alteration of the Meteorite Epinal (H5) induced by heavy ion irradiation: A simulation of space weathering effects on near-Earth asteroids. *Icarus* 174, 31–35.
- Thomas, P.C., Binzel, R.P., Gaffey, M.J., Storrs, A.D., Wells, E.N., Zellner, B.H., 1997a. Impact excavation on Asteroid 4 Vesta: Hubble space telescope results. *Science* 277, 1492–1495.
- Thomas, P.C., Binzel, R.P., Gaffey, M.J., Zellner, B.H., Storrs, A.D., Wells, E.N., 1997b. Vesta: Spin pole, size, and shape from HST images. *Icarus* 128, 88–94.
- Vernazza, P., Binzel, R.P., Rossi, A., Fulchignoni, M., Birlan, M., 2009. Solar wind as the origin of rapid reddening of asteroid surfaces. *Nature* 458, 993–995.
- Vernazza, P., Brunetto, R., Strazzulla, G., Fulchignoni, M., Rochette, P., Meyer-Vernet, N., Zouganelis, L., 2006. Asteroid colors: A novel tool for magnetic field detection? The case of Vesta. *Astron. Astrophys.* 451, 43–46.
- Vernazza, P., Mothé-Diniz, T., Barucci, M.A., Birlan, M., Carvano, J.M., Strazzulla, G., Fulchignoni, M., Migliorini, A., 2005. Analysis of near-IR spectra of 1 Ceres and 4 Vesta, targets of the Dawn mission. *Astron. Astrophys.* 436, 1113–1121.
- Williams, J.G., 1989. Asteroid family identifications and proper elements. *Asteroids II*, 1034–1072.
- Xu, S., Binzel, R.P., Burbine, T.H., Bus, S.J., 1995. Small main-belt asteroid spectroscopic survey: Initial results. *Icarus* 115, 1–35.
- Zappala, V., Cellino, A., Farnella, P., Knežević, Z., 1990. Asteroid families. 1 – Identification by hierarchical clustering and reliability assessment. *Astron. J.* 100, 2030–2046.
- Zellner, B.H., Albrecht, R., Binzel, R.P., Gaffey, M.J., Thomas, P.C., Storrs, A.D., Wells, E.N., 1997. Hubble space telescope images of Asteroid 4 Vesta in 1994. *Icarus* 128, 83–87.
- Zellner, N.E.B., Gibbard, S., de Pater, I., Marchis, F., Gaffey, M.J., 2005. Near-IR imaging of Asteroid 4 Vesta. *Icarus* 177, 190–195.

# 41 Daphne: I. Shape and volume<sup>☆</sup>

Benoît Carry<sup>a,b</sup>, Al Conrad<sup>c</sup>, Jack D. Drummond<sup>d</sup>, Mikko Kaasalainen<sup>e</sup>, Christophe Dumas<sup>a</sup>, William J. Merline<sup>f</sup>, Jérôme Berthier<sup>g</sup>

<sup>a</sup>ESO, Alonso de Córdova 3107, Vitacura, Casilla 19001, Santiago de Chile, Chile

<sup>b</sup>LESIA, Observatoire de Paris-Meudon CNRS, 5 place Jules Janssens, 92195 Meudon Cedex, France

<sup>c</sup>W. M. Keck Observatory, Hawaii, U.S.A.

<sup>d</sup>Starfire Optical Range, Directed Energy Directorate, Air Force Research Laboratory, Kirtland AFB, New Mexico 87117-577, U.S.A.

<sup>e</sup>P.O. Box 68 (Gustaf Hällströmin katu 2b), FI-00014 University of Helsinki, Finland

<sup>f</sup>Southwest Research Institute, 1050 Walnut St. # 300, Boulder, CO 80302, U.S.A.

<sup>g</sup>IMCCE, Observatoire de Paris, CNRS, 77 av. Denfert Rochereau, 75014 Paris, France

## Abstract

To anyone who reads this manuscript:

this is a draft of article at one of its first stages. Any information included in this manuscript is subject to change.

Key words:

## 1. Introduction

The multiplicity of asteroids has been a long running question until last decade, when unambiguous detections have been reported, starting by the discovery of the small moon Dactyl orbiting the main belt asteroid 243 Ida by the *Galileo* spacecraft [Belton and Carlson, 1994]. The existence of satellite of asteroids had been suggested for years based on the peculiar shape of several asteroids light-curves [e.g. 624 Hektor, see Weidenschilling, 1980], secondary eclipses occurring during stellar occultations [e.g. 2 Pallas, see Kerr, 1981], and doublet craters on Earth’s surface [see Bottke and Melosh, 1996, for instance].

If the discovery of Dactyl provided a positive answer to the question of Weidenschilling et al. [1989]: “Do asteroids have satellites?”, it raised new questions about their occurrence and formation processes. The advent of the Hubble Space Telescope (HST) and of Adaptive Optics (AO) equipped ground-based telescopes, such

as the Canada France Hawaii Telescope (CFHT), the W. M. Keck, the Very Large Telescope (VLT), made the first discovery possible from Earth’s vicinity [Petit-Prince around 45 Eugenia, Merline et al., 1999], soon followed by numerous discovery of multiple system. Now, about 160 multiples systems have been discovered by imaging [e.g. Marchis et al., 2005], light-curves [e.g. Pravec et al., 2006], or radar [e.g. Ostro et al., 2006] observations. If the increasing number of discoveries and orbital studies allowed to study their formation processes [Walsh et al., 2008], only few of the systems led to accurate density measurements [e.g. Descamps et al., 2008]. Indeed, if precise determination of the total mass of the system can be inferred from the mutual orbit of the components [e.g. Hestroffer et al., 2005], proper volume determination is required for both to derive the density. Unfortunately, only few systems () have been imaged and their components resolved. The main source of error in density determination been hitherto the volume uncertainty [Merline et al., 2002].

The observations presented here are part of our ongoing “Resolved Asteroid Program” on large telescopes (W. M. Keck, Gemini and Very Large Telescope observatories). The aim of this program is to image the resolved apparent disk of asteroids in order to determine their physical properties (spin, size, shape). We present in this article our observations of the main belt asteroid 41 Daphne around which we discovered a satellite on

2008 March 28 UT [Conrad et al., 2008]. These observations allow precise density measurement of a C-type asteroid.

We present in section 2 the observations, in section 3 the analysis of its size and shape, and in section 4 a discussion on its surface features and bulk density.

## 2. Observations and data reduction

### 2.1. Observations

We present here high angular-resolution images of the asteroid 41 Daphne obtained within six epochs at the W. M. Keck Observatory (3) and the European Southern Observatory (ESO) Very Large Telescope (3) with adaptive-optics-fed cameras.

We observed 41 Daphne on January and March 2008 within our “Resolved Asteroid Program” at W. M. Keck Observatory. The discovery of a satellite orbiting 41 Daphne on March 28 UT [Conrad et al., 2008] led to the observation at 4 other epochs split between Keck II on April 2008 and VLT during May 2008. We list in Table 1 the observations with 41 Daphne heliocentric and geocentric distance, phase angle, visual magnitude, angular diameter and Sub-Earth Point (SEP) coordinates for each observation. The PSF used for the deconvolution are also listed, and their characteristics given in Table 3.g

For the observations performed at W. M. Keck Observatory, we used the  $9.942 \pm 0.050$  milliarcsec per pixel image scale of NIRC2, the second generation near-infrared camera (1024x1024 InSb Aladdin-3) and the adaptive optics (AO) system installed at the Nasmyth focus of the Keck II telescope [van Dam et al., 2004]. The Very Large Telescope observations were realized with the  $13.27 \pm 0.050$  milliarcsec per pixel image scale of CONICA (1024x1026 InSb Aladdin-3) [Rousset et al., 2003; Lenzen et al., 2003] and the NAOS AO system installed at the Nasmyth B focus of the UT4/Yepun telescope. We list in Table 2 the filters and their characteristics used at each epoch. We used the same observing protocol as described in Carry et al. [2009], except we regularly took long exposure frames (30-60 sec) to measure the relative position of 41 Daphne and its the satellite. The orbit determination of the satellite and the mass determination of 41 Daphne is the subject of another article [Merline et al., in preparation].

### 2.2. Data reduction

We reduced the data using the standard procedure for near-infrared images [see Carry et al., 2008, for a more detailed description], including bad pixel removal, sky

Observation Settings

Date (UT)	Inst.	Filters	$\lambda_c$ ( $\mu\text{m}$ )	$\Delta\lambda$ ( $\mu\text{m}$ )	Images #	$\Theta$ (km)
2008 Jan 21	NIRC2	Kp	2.12	0.35	37	58
2008 Mar 28	NIRC2	J	1.25	0.16	10	20
2008 Mar 28	NIRC2	H	1.63	0.30	65	27
2008 Mar 28	NIRC2	Kp	2.12	0.35	34	36
2008 Apr 23	NIRC2	H	1.63	0.30	33	26
2008 Apr 23	NIRC2	Kp	2.12	0.35	1	35
2008 May 11	NACO	H	1.66	0.33	23	28
2008 May 14	NACO	H	1.66	0.33	8	28
2008 May 27	NACO	H	1.66	0.33	8	31

Table 2: Filter characteristics for each instrument (central wavelength  $\lambda_c$  and bandwidth  $\Delta\lambda$ ), number of images and equivalent size of the resolution elements ( $\Theta$ ) for each epoch (given in UT).

subtraction and flat-fielding. We then restored the images optimal angular-resolution by applying the MISTRAL deconvolution algorithm [Mugnier et al., 2004] as also described in Carry et al. [2008]. The validity of the real-time Adaptive Optics correction followed by a *posteriori* deconvolution has already been demonstrated elsewhere [Marchis et al., 2002; Witasse et al., 2006]. In the end we obtained 219 images of 41 Daphne (spanning 17 geometries) with a spatial resolution (Table 2) equivalent to the diffraction limit of the telescope (given by the angular sampling  $\lambda/D$ , with  $\lambda$  the wavelength and  $D$  the telescope diameter). A subset of the restored images is presented in Fig. 1.

## 3. Shape and volume determination

We present in this section the shape of 41 Daphne. We first present a determination of its size, based on a tri-axial ellipsoid representation, and second, a determination with a more realistic model, based on a combined approach between photometric light-curves and high angular resolution imaging.

### 3.1. Ellipsoid Assumption

We first derived 41 Daphne’s size and volume under the assumption that its shape is well described by a smooth ellipsoid. This for two reasons: (i) the presence of a satellite [Conrad et al., 2008] was a strong motivation to derive its volume regardless to its irregular shape and (ii) it was the opportunity to compare the volume estimation with this assumption against a more detailed shape determination (see below, section 3.2).

Following the method exposed by Drummond [2000], we extracted the size of 41 Daphne’s projected

<sup>☆</sup>Based on observations collected at the European Southern Observatory, Paranal, Chile - 281.C-5011 and at the W. M. Keck Observatory, which is operated as a scientific partnership among the California Institute of Technology, the University of California and the National Aeronautics and Space Administration. The Observatory was made possible by the generous financial support of the W. M. Keck Foundation.

Email address: benoit.carry@obspm.fr (Benoît Carry)

Preprint submitted to Icarus

April 17, 2009

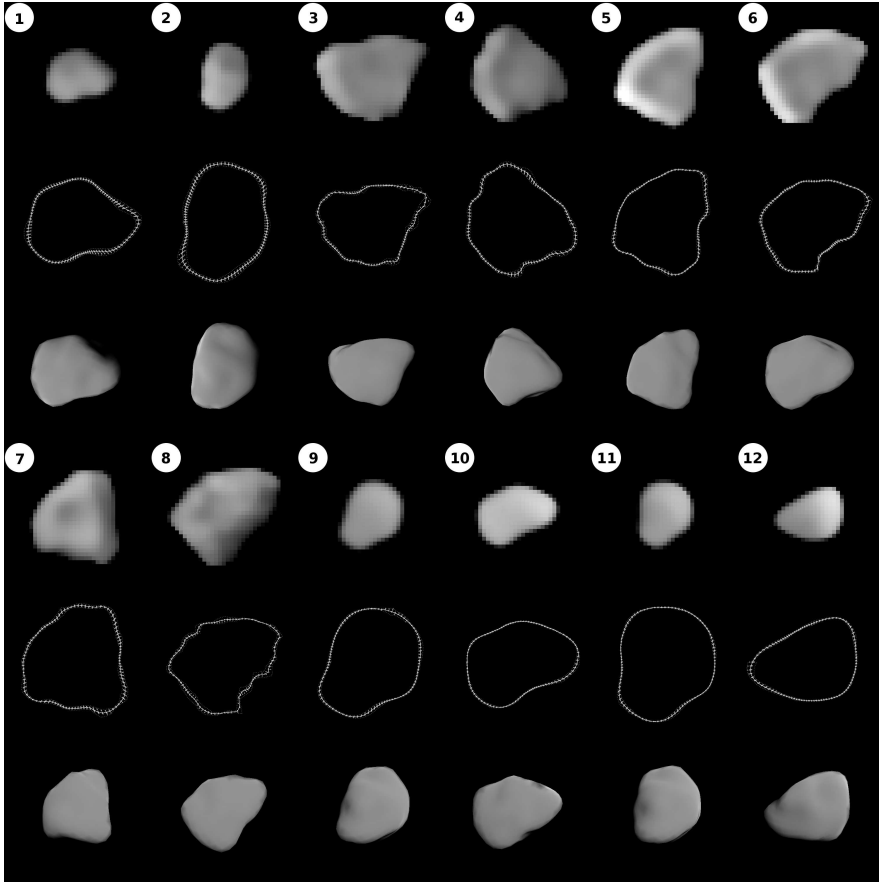


Figure 1: Several views of 41 Daphne for each night of observations. The first and fourth rows present deconvolved images for 12 epochs: the circled numbers can be used to find the date and conditions of observation in Table 1. The second and fifth rows represent the contour extraction: grey dots are the contour measured on each frame (see text). The white line is the median contour and the grey dotted line the  $3\text{-}\sigma$  deviation of the contour. The third and sixth rows show the shape model for the image geometry. The size difference of the deconvolved images is due to the variable geocentric distance of Daphne during the observations. The contour and shape model views are represented with a constant size though.

Observation Conditions													
	Date	UT	$\Delta$ (AU)	$r$ (AU)	$\alpha$ ( $^\circ$ )	V (mag)	$\phi$ ( $''$ )	Airmass	SEP $_\lambda$ ( $^\circ$ )	SEP $_\varphi$ ( $^\circ$ )	SSP $_\lambda$ ( $^\circ$ )	SSP $_\varphi$ ( $^\circ$ )	PSF
①	2008 Jan 21	12:23	2.19	1.78	26.2	11.3	0.16	1.74	50	-61	96	-52	Jan-21★
	2008 Jan 21	13:21	2.19	1.78	26.2	11.3	0.16	1.37	351	-61	38	-52	Jan-21★
②	2008 Jan 21	14:02	2.19	1.78	26.2	11.3	0.16	1.24	311	-61	357	-52	Jan-21★
③	2008 Mar 28	12:10	2.06	1.09	8.9	9.5	0.25	1.42	218	-49	230	-54	Mar-28★
④	2008 Mar 28	12:55	2.06	1.09	8.9	9.5	0.25	1.13	173	-49	185	-54	Mar-28★
⑤	2008 Mar 28	13:47	2.06	1.09	8.9	9.5	0.25	1.25	121	-49	133	-54	Mar-28★
	2008 Mar 28	14:10	2.06	1.09	8.9	9.5	0.25	1.34	98	-49	110	-54	Mar-28★
⑥	2008 Mar 28	14:30	2.06	1.09	8.9	9.5	0.25	1.44	78	-49	90	-54	Mar-28★
	2008 Mar 28	14:55	2.06	1.09	8.9	9.5	0.25	1.62	52	-49	64	-54	Mar-28★
⑦	2008 Apr 23	12:20	2.03	1.06	10.1	9.5	0.25	1.30	141	-45	129	-51	Apr-23★1
	2008 Apr 23	12:40	2.03	1.06	10.1	9.5	0.25	1.40	122	-45	110	-51	Apr-23★1
⑧	2008 Apr 23	13:00	2.03	1.06	10.1	9.5	0.25	1.53	101	-45	89	-51	Apr-23★1
⑨	2008 May 10	02:45	2.02	1.13	17.9	9.9	0.24	1.20	313	-43	289	-48	May-10★2
	2008 May 10	03:15	2.02	1.13	17.9	9.9	0.24	1.20	282	-43	258	-48	May-11★
⑩	2008 May 11	00:44	2.02	1.13	17.9	9.9	0.24	1.42	71	-43	46	-48	May-11★
⑪	2008 May 14	02:20	2.02	1.14	19.2	10.0	0.22	1.21	327	-42	300	-47	May-14★
⑫	2008 May 27	02:44	2.01	1.23	23.6	10.3	0.21	1.26	265	-42	233	-44	May-27★

Table 1: Heliocentric ( $\Delta$ ) and geocentric ( $r$ ) distances, phase angle ( $\alpha$ ), visual magnitude (V), angular diameter ( $\phi$ ), and Sub-Earth Point (SEP) and Sub-Solar Point (SSP) coordinates (longitude  $\lambda$  and latitude  $\varphi$ ) for each epoch (given in UT). The circled numbers indicate the epochs presented in Fig. 1 All the observations have been obtained at Keck II observatory except May 2008 observations which have been performed at ESO VLT.

Reference stars										
Name	Date (UT)	UT	Filter	Designation	RA (hh:mm:ss)	DEC (dd:mm:ss)	V (mag.)	Airmass	FWHM (mas)	(km)
Jan-21-★	2008 Jan 21	14:14	Kp	HIP 56350	11:33:04	+12:09:14	12.49	1.03	41	53
Mar-28-★	2008 Mar 28	13:15	Kp	1495-1515-1	15:41:43	+15:18:47	10.10	1.01	46	36
Apr-23-★1	2008 Apr 23	13:40	H	HD 165046	18:04:27	-09:58:11	9.74	1.17	40	31
Apr-23-★2	2008 Apr 23	13:35	Kp	HD 165046	18:04:27	-09:58:11	9.74	1.17	41	32
Apr-23-★3	2008 Apr 23	14:55	H	HD 165046	18:04:27	-09:58:11	9.74	1.17	41	32
Apr-23-★4	2008 Apr 23	14:40	Kp	HD 165046	18:04:27	-09:58:11	9.74	1.16	108	84
May-10-★1	2008 May 10	03:00	H	HD 120365	13:48:51	+09:42:48	7.33	1.21	52	42
May-10-★2	2008 May 10	03:30	H	HD 120365	13:48:51	+09:42:48	7.33	1.21	50	41
May-11-★	2008 May 11	01:00	H	HD 120365	13:48:51	+09:42:48	7.33	1.47	60	49
May-14-★	2008 May 14	02:35	H	HD 120365	13:48:51	+09:42:48	7.33	1.22	49	40
May-27-★	2008 May 27	03:00	H	HD 120365	13:48:51	+09:42:48	7.33	1.24	51	45

Table 3: blabla

axes on each image, as well as the orientation of the long axis with respect to celestial north. These three observables are directly linked to the three dimensions of the ellipsoid, as well as to three angles constraining its orientation [see Drummond, 2000, for details]. We thus solve, via least-square minimization, the pole solution and dimensions of the ellipsoid. We list in Table 4 and Table 5 their values, compared to those determined from light-curves inversion [Kaasalainen et al., 2002].

### 3.2. KOALA Modelisation

If the ellipsoid assumption allows to derive the pole coordinates and the dimensions of an asteroid, the disk-resolved images (Fig. 1) and light-curves (Fig. 3) of 41 Daphne were a strong motivation to describe its irregular shape in a more detailed fashion.

We thus applied the inversion method of light-curves and disk-resolved images presented in Kaasalainen et al. (in preparation) we previously used for Pallas



Pole solution							
	$P_s$	$\lambda_0$	$\beta_0$	$\alpha_0$	$\delta_0$	$W_0$	Epoch
	(h)	( $^\circ$ )	( $^\circ$ )	( $^\circ$ )	( $^\circ$ )	( $^\circ$ )	(JD)
LC	$5.98798 \pm 10^{-5}$	$198 \pm 5$	$-32 \pm 5$	$185 \pm 5$	$-36 \pm 5$	$242 \pm 2$	2444771.793820
AO	$5.98798 \pm 10^{-5}$	$199 \pm 1.2$	$-32 \pm 1.2$	$183 \pm 1.2$	$-37 \pm 1.2$	$242 \pm 2$	2444771.793820
KOALA	$5.987980 \pm 10^{-6}$	$198 \pm 3$	$-31 \pm 3$	$183 \pm 3$	$-35 \pm 3$	$242 \pm 2$	2444771.793820

Table 4: Spin vector coordinates in Ecliptic ( $\lambda, \beta$ ) and Equatorial ( $\alpha, \delta$ ) J2000 reference frame, and phase information: sidereal period  $P_s$  and rotational phase ( $W_0$  for the Ecliptic coordinates) at epoch of reference for three methods: LC only [Kaasalainen et al., 2002], imaging with ellipsoid assumption (AO: section 3.1) and KOALA modeling (section 3.2). Note that only the internal error of each method is reported here, without accounting for systematics (see text).

Shape Characteristics							
	a/b	b/c	a	b	c	R	V
			(km)	(km)	(km)	(km)	( $\times 10^{15} \text{ m}^3$ )
AO	1.30	1.33	120	91	69	91	3.15
1- $\sigma$	0.01	0.06	1	1	6	3	0.14
KOALA	1.23	1.16	111	90	78	92	3.25
1- $\sigma$	0.04	0.04	2	2	1	2	0.18

Table 5: Axes ratios and dimensions, mean radius and volume of 41 Daphne, from both analysis: imaging with ellipsoid assumption (AO: section 3.1) and KOALA modeling (section 3.2). For reference, the  $a/b$  and  $b/c$  ratio from LC only were 1.31 and 1.20 respectively [Kaasalainen et al., 2002]. The errors reported here quantify the deviation of the models to the observations, for a discussion on the systematics, refer to the main text.

[Carry et al., 2009]. The contour of 41 Daphne was extracted on every image and used as a shape reference during the light-curve inversion process. The level of detail of the model (here 800 facets) is chosen to render the contours as best as possible while keeping the model as simple as possible. Indeed, because the image contours do not define the surface everywhere, using a model too detailed would lead to the apparition of spurious unreal features in the non-imaged area. For instance the north pole region was estimated from light-curves only as the adaptive optics were all realized when 41 Daphne was presenting its south hemisphere to Earth (Table 1).

We present in Fig. 1 some examples of contour extraction (see also the Fig. 2 for simulation of the reachable precision) and views of the shape model against the original deconvolved images. The pole coordinates are listed in Table 4 and the shape model parameters (dimensions and volume) in Table 5.

## 4. Discussion

### 4.1. Comparison of the methods

We present here a comparison of the results obtained from the two methods exposed above, as well as from the approach based on pure light-curve inversion [Kaasalainen et al., 2002]. The aim here is

to evaluate the respective importance of systematics in pole, shape and dimensions determination. We thus compare the results of the three methods and their respective models to the occultation of the star ACT 338871 by 41 Daphne on 1999 July 2 UT in Fig. 4 (the only occultation by Daphne available with more than 2 chords). Although occultations are not exempt of biases (the accuracy on the position and length of each chords rely on the absolute and relative timing of each observer respectively), they provide an independent measure of the asteroid contour.

*Spin Vector Coordinates:* We remark from Table 4 the complete agreement of all the methods (LC inversion, AO images and KOALA inversion): the pole coordinates only differ by two degrees at most. Moreover, the orientation of the shape models during the occultation (Fig. 4) agree with the occultation chords layout. We can thus be confident in (a) the output of each method, and (b) the determination of Daphne’s spin vector coordinates. The higher precision reported for the sidereal period in the KOALA case is the result of the period spanned by the observations: 1976-2008. Thus, a change of only  $10^{-6}$  h on the period translates into a rotation lag of about  $16^\circ$  after 30 years, detectable on the images and light-curves.

Note that the errors reported in Table 4 do not account

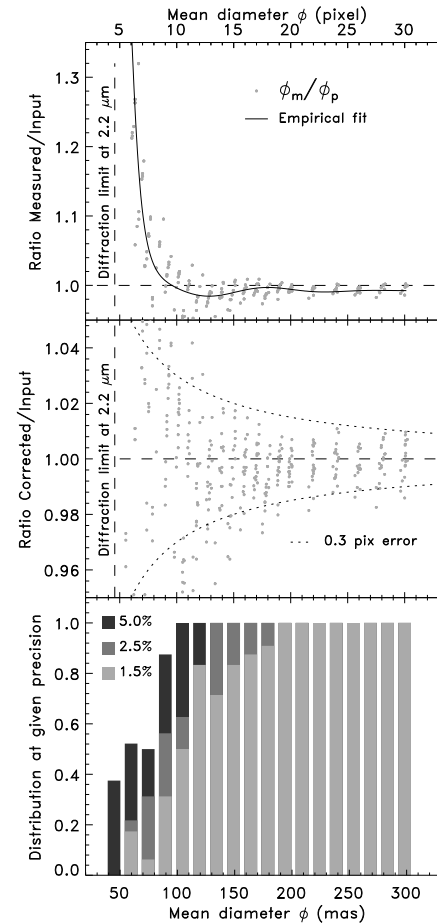


Figure 2: Ratio of measured to expected semi-major and semi-minor axes for deconvolution simulations following the way described by Marchis et al. [2006]. The apparent diameter of 41 Daphne was between 16 and 26 pixels in all our frames, where our method provides accurate and unbiased size measurement.

for systematical errors which arise from discrepancies between the models and the observations. However, the fact that the three methods compellingly agree means

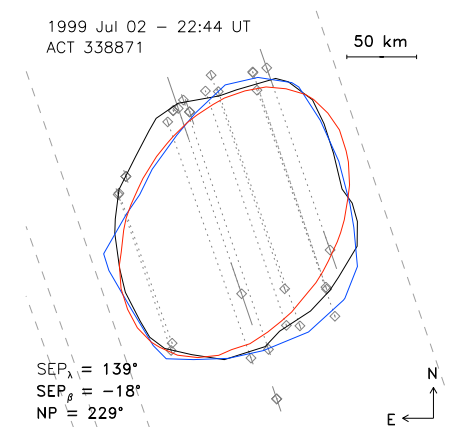


Figure 4: Occultation of the star ACT 338871 by 41 Daphne in 1999. Negative and positive chords are respectively drawn in dashed and dotted gray. Error on positive chords are represented in solid gray lines. Contours of the AO, LC (scaled to IRAS diameter for comparison sakes) and KOALA models are drawn in red, blue and black line respectively. The Sub-Earth Point coordinates as well as the Pole Angle (NP) during the occultation are reported.

either that their systematical errors are really small, or that they share the same. Given the radical difference between the LC-only and AO-only approaches, we conclude on the small influence of systematical error on the SVC determination for all three methods.

*Dimensions:* We then compare in Table 5 the dimension results obtained from the AO and KOALA (LC-only cannot provide absolute dimensions but only the axes ratio, which we report in the caption). First, we remark the perfect agreement (below 1- $\sigma$ ) of the mean radii. These values are also consistent with the diameter of 181 km found from IRAS measurements [with update absolute magnitude Tedesco et al., 2002, 2004]. However, the axes ratios (that is the overall shape of 41 Daphne), show discrepancies above the error level between each model. This clearly reveals some systematics at play.

We thus evaluate the respective importance of systematics in shape and dimensions determination by comparing the three shape models to occultation chords (Fig. 4). Unfortunately, only one stellar occultation by 41 Daphne has been well covered in the past (July

1999). Although this limits our capacity to evaluate systematics error, we can already address some points: First, we remark that the KOALA model provide the best representation of the silhouette drawn by the occultation chords. Then, the AO model is too small along the chords direction (SW-NE). Considering Daphne’s geometry at the time of the event, this reveals that its short axis  $c$  is underestimated in the AO tri-axial representation (the  $b/c$  ratio is too large). Finally, the LC model (after being scaled to IRAS diameter) suffers the same size deficit: its conic shape is too narrow to correctly render the chords geometry.

We interpret these discrepancies as following: the tri-axial assumption is no longer valid in the case of 41 Daphne. Indeed, the large concavities (see section 4.2 below) we found from KOALA induce large shadowed areas at high phase angle (as for January 2008 for instance:  $26^\circ$ ). The determination of the projected long and short axes are thus biased, as the influence of the phase angle is lower for a smooth shape than for a more complex shape with concavities. On the other hand, the LC approach necessarily provided a biased model as it associates the light-curves behavior with a convex shape.

*Light-curve fitting.* We report in Fig. 3 the entire set of light-curves used within this study, as well as the synthetic light-curves obtained for the three models presented here (LC, AO & KOALA, shown in Fig. 5). The accuracy of the fit to the observation improves from the AO to the LC to the KOALA model. This renders the influence of the assumptions made on the shape model: from a smooth ellipsoid (AO) to a convex shape (LC) and finally to a general shape with possible concavities (KOALA).

Because the light-curves are mainly linked to the shape (and in a lower extend to the albedo variation), we can conclude that the AO model is the less accurate representation of Daphne, then followed with the convex (LC) model. Only the concave model (obtained by KOALA) can render the complex light-curves, thus shape, of 41 Daphne.

*Conclusions.* Each method seems to determine the SVC of asteroids down to few degrees uncertainty in a unbiased manner. Then, the KOALA model renders better all the observational data (including occultation), which was expected given the fact that neither the LC nor the AO methods considers the entire data set. LC method suffers from the absence of determination of the

absolute dimensions, whereas the ellipsoid assumption prevents the true shape (too far from a smooth ellipsoid for the assumption to be valid) to be determined by imaging only. However, this strong assumption allows the volume to be determined even with a limited data set. These outputs can then be used as initial guess in the case of KOALA for instance. They are also particularly useful to determine the density of binary asteroids (the volume found with the tri-axial assumption is close to the KOALA). We finally note that the discrepancies are originated by the highly non-convex shape of 41 Daphne. We thus conclude that the shape derived by both LC and AO (with tri-axial assumption) approaches have to be taken with caution when the studied body separates from a smooth convex shape without albedo variations. Unfortunately, this level of non-convexity cannot be guessed in advance, although we can expect small bodies to present more concavities than large ( $\phi \gtrsim 200$  km). The large asteroids like 1 Ceres or 4 Vesta are mostly gravitationally relaxed and thus present more convex shapes.

#### 4.2. Surface features

We now describe 41 Daphne’s shape found by KOALA inversion with more details (as it is confirmed by occultation chords, see Fig. 4).

We present in Fig. 6 the dynamical height of 41 Daphne’s surface, obtained in a way described by Thomas [1993]. Although 41 Daphne’s mean radius is only 92 km, the dynamical height ranges from -25 to +25 km around the reference ellipsoid surface. This is due to the large departures from an ellipsoid presented by 41 Daphne. Two main features are remarkable:

- a “nose” at  $0^\circ$  of longitude, surrounded/made by three depressions located at about  $(40^\circ, -30^\circ)$ ,  $(70^\circ, +40^\circ)$  and  $(310^\circ, -30^\circ)$ . This feature is also suggested by the occultation chords (Fig. 4), showing the depression around the nose at the northern limb of the occultation (south hemisphere of 41 Daphne).
- a large depression centered at  $180^\circ$  of longitude, already reported by Kaasalainen et al. [2002]. They suggested the presence of a bright albedo spot together with that feature and proposed that it may be a impact crater. The depression found here confirms their hypothesis.

<sup>1</sup>The shape model is available from request to BC: benoit.carry@obspm.fr or MK: mj@mi.helsinki.fi or can be downloaded on the DAMIT website

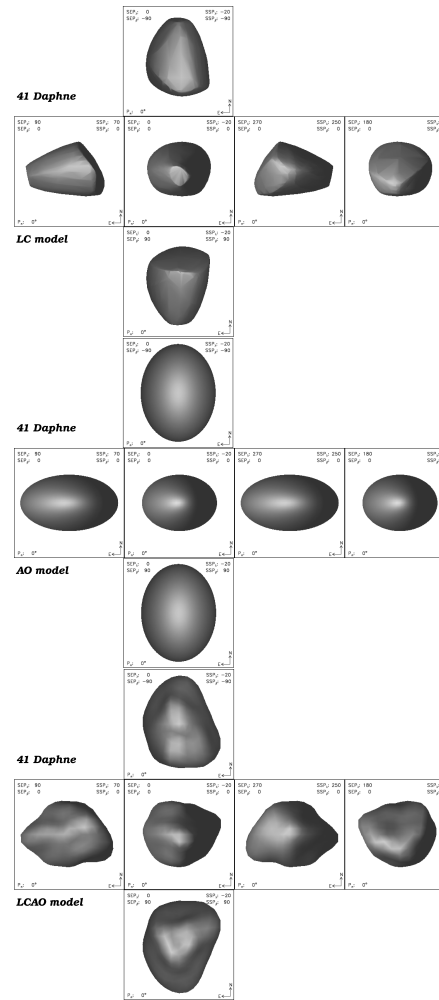


Figure 5: Views of the three shape models of 41 Daphne, obtained from LC, AO and KOALA’s studies. Four views from the equator are presented, separated by  $90^\circ$  of rotation, as well as the two polar views.

The large depression on 41 Daphne is not without similarity to the large craters found on 253 Mathilde

during NEAR Shoemaker fly-by [Veveřka et al., 1997]. Indeed, 41 Daphne is a C-type asteroid, like 253 Mathilde, and is thus expected to have a large macroporosity [Britt et al., 2002]. Housen et al. [1999] proposed that craters form by compaction rather than excavation in the case of C-type asteroids, allowing an asteroid to suffers several near-catastrophic collisions. The presence of large craters on 253 Mathilde, 41 Daphne and 511 Davida [on which a large flat area has been discovered by Conrad et al., 2007] tends to confirm their findings. Note that the presence of a satellite is not incompatible: Housen et al. [1999] found that ejecta could be of few percent of the crater mass. This is consistent with the extremely small size of the satellite orbiting 41 Daphne [about 2 km, Conrad et al., 2008], corresponding to a mass fraction of  $10^{-5}$ .

#### 4.3. Bulk density

Before the advent of AO-supplied telescopes, Gehrels et al. [1987] already searched for satellites around 41 Daphne. However, the minimum distance ( $11''$ ) at which they searched for satellite forbid its companion to be discovered. Later on, Kaasalainen et al. [2002] suggested 41 Daphne to be a close binary system, from the presence of large, flat, facets in its shape model obtained from light-curves inversions (see Fig. 5). From the AO images presented in this work we know that they were misled by the irregular shape of 41 Daphne.

Indeed, only the high angular resolution provided by the current large telescope facilities ( $\sim 50$  mas) and the favorable 2008 opposition of Daphne (geocentric distance of only 1.09 AU) made the detection of its close-by satellite possible [angular separation at discovery:  $0.56''$ , Conrad et al., 2008]. The orbit determination is presented in another article [Merline et al., in preparation].

Preliminary determinations provide a total mass for the binary system of  $6.31 \pm 0.11 \times 10^{18}$  kg. Given the huge flux difference between 41 Daphne and its companion ( $\Delta H \sim 9$  mag.), the latter diameter is estimated to be smaller than 2 km [Conrad et al., 2008]. Thus, the mass of 41 Daphne is the mass of the system (only about  $10^{-5}$  of the total mass is own by the companion). We thus find a density of  $1.94 \pm 0.14 \times 10^3$  kg.m<sup>-3</sup>.

## 5. Conclusion

We presented and compared the results obtained with three methods to study asteroids physical properties:

light-curves inversion (LC), images with a tri-axial assumption on the shape (AO) and combined inversion of images and light-curves (KOALA). Their application on the main-belt asteroid 41 Daphne compared to the 1999 stellar occultation brought the following conclusions:

- the three methods provide precise (few degrees uncertainty) and seemingly unbiased pole solution.
- the tri-axial assumption is powerful to derived asteroid volume and rough geometry (that is tri-axial dimension) based on a limited data set. This approach is thus useful for density determination. However, in the case of non-convex asteroids, the assumption becomes too strong and the method fails to describe the asteroid shape.
- the LC inversion provide a more detailed description of the asteroid shape, but without absolute scaling. Thus, neither dimension nor volume estimation can be performed. Because the LC inversion only converge to a unique solution in the convex case, it also fails to render properly the highly non-convex shape of 41 Daphne.
- the KOALA inversion provide a more complete description of the asteroid. It provides complete fit of the images, light-curves and occultation profile. However, it requires a larger data set (light-curves and images spanning several epochs). It is thus a second order technique, allowing refinement of the solutions found from either LC or AO studies.

From our analysis of AO images of 41 Daphne obtained at W. M. Keck and VLT observatories and light-curves spanning 12 years with KOALA, we found the spin vector coordinates to lay with  $3^\circ$  of arc of ( $198^\circ$ ,  $-31^\circ$ ) in ECJ2000 (implying an obliquity of  $\sim 125^\circ$ ). We derive a shape model which renders the light-curves and AO images at all epochs, as well as the 1999 occultation profile. The tri-axial dimensions of the model are  $a = 111$  km,  $b = 90$  km and  $c = 78$  km, implying a density of  $1.94 \text{ g.cm}^{-3}$  (using a mass of  $6.31 \pm 0.11 \times 10^{18}$  kg found by the analysis of the companion orbit).

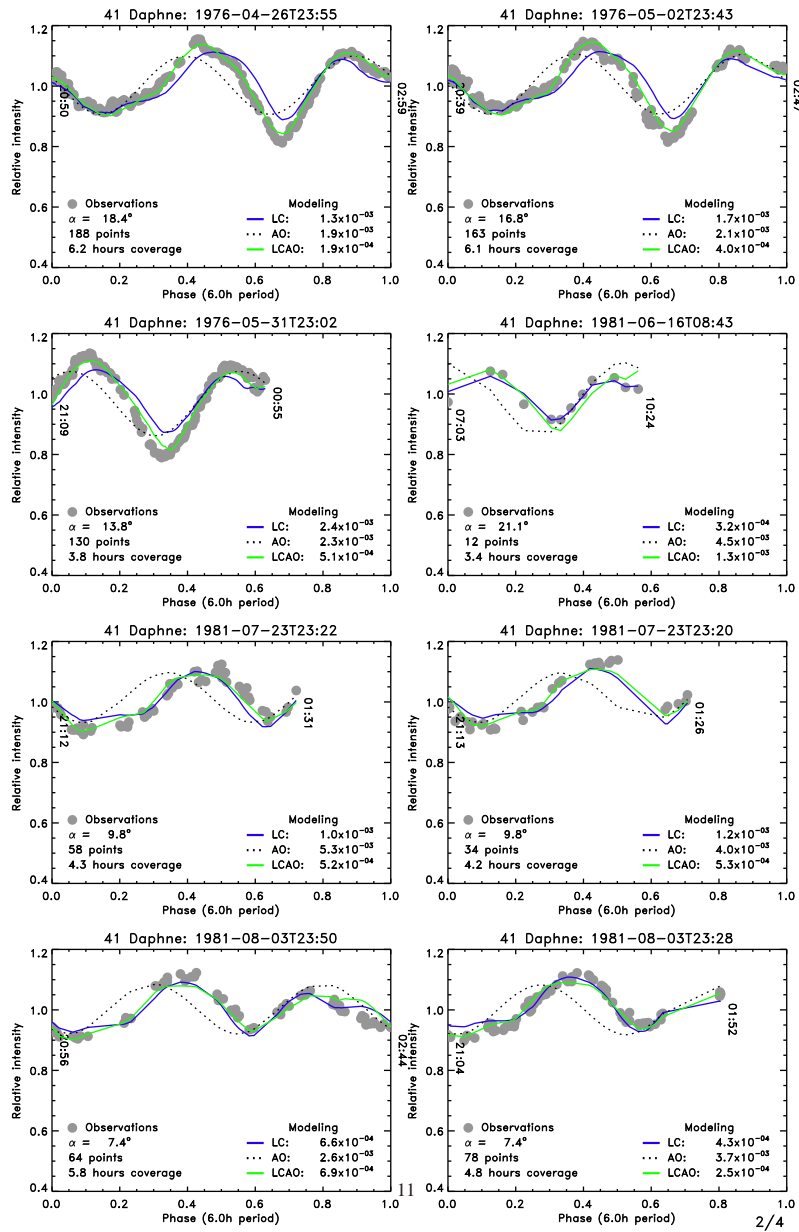
## Acknowledgments

The authors wish to recognize and acknowledge the very significant cultural role and reverence that the summit of Mauna Kea has always had within the indigenous Hawaiian community. We are most fortunate to have the opportunity to conduct observations from this mountain

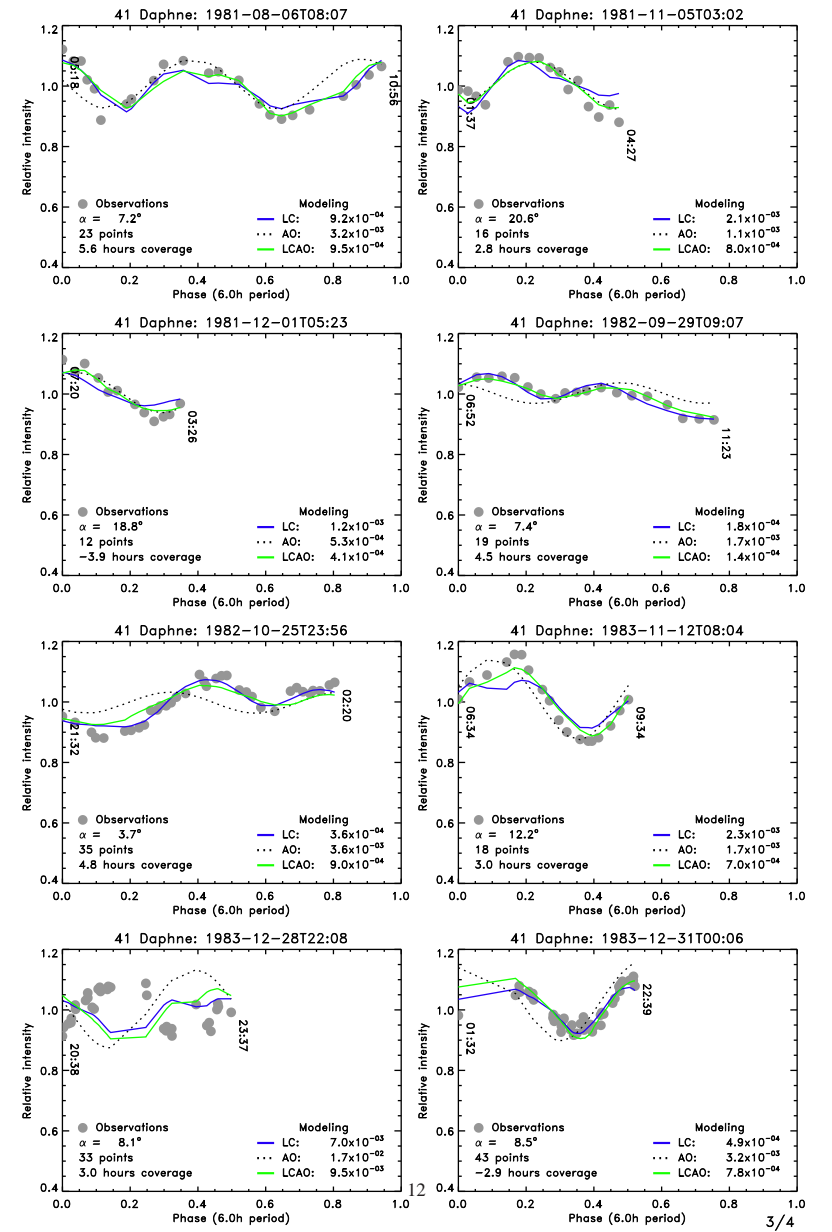
## References

- M. J. S. Belton and R. Carlson, 1994. 1993 (243) 1. *IAU Circular*, 5948:2.
- W. F. Bottke, Jr. and H. J. Melosh, 1996. The formation of asteroid satellites and doublet craters by planetary tidal forces. *Nature*, 381(6577):51–53.
- D. T. Britt, D. K. Yeomans, K. R. Housen, and G. J. Consolmagno, 2002. Asteroid Density, Porosity, and Structure. *Asteroids III*, pages 485–500.
- B. Carry, C. Dumas, M. Fulchignoni, W. J. Merline, J. Berthier, D. Hestroffer, T. Fusco, and P. Tamblyn, 2008. Near-Infrared Mapping and Physical Properties of the Dwarf-Planet Ceres. *Astronomy and Astrophysics*, 478(4):235–244.
- B. Carry, C. Dumas, M. Kaasalainen, J. Berthier, R. Gil-Hutton, W. J. Merline, S. Erard, A. Conrad, J. D. Drummond, D. Hestroffer, M. Fulchignoni, and T. Fusco, 2009. Physical Properties of 2 Pallas. *in preparation*.
- A. Conrad, C. Dumas, W. J. Merline, J. D. Drummond, R. D. Campbell, R. W. Goodrich, D. Le Mignant, F. H. Chaffee, T. Fusco, S. H. Kwok, and R. I. Knight, 2007. Direct measurement of the size, shape, and pole of 511 Davida with Keck AO in a single night. *Icarus*, 191(2):616–627.
- A. Conrad, W. M. Keck Observatory, W. J. Merline, J. D. Drummond, P. M. Tamblyn, C. Dumas, B. Carry, R. D. Campbell, R. W. Goodrich, W. M. Owen, and C. R. Chapman, 2008. S/2008 (41) 1. *IAU Circular*, 8930:2–2.
- P. Descamps, F. Marchis, J. Pollock, J. Berthier, F. Vachier, M. Birilan, M. Kaasalainen, A. W. Harris, M. H. Wong, W. J. Romanishin, E. M. Cooper, K. A. Kettner, P. Wiggins, A. Kryszczyńska, M. Polinska, J.-F. Coliac, A. Devyatkin, I. Verestchagina, and D. Gorshanov, 2008. New determination of the size and bulk density of the binary Asteroid 22 Kalliope from observations of mutual eclipses. *Icarus*, 196:578–600.
- J. D. Drummond. Measuring Asteroids with Adaptive Optics. In N. Ageorges and C. Dainty, editors, *Laser Guide Star Adaptive Optics for Astronomy*, pages 243–262, 2000.
- T. Gehrels, J. D. Drummond, and N. A. Levenson, 1987. The absence of satellites of asteroids. *Icarus*, 70:257–263.
- D. Hestroffer, F. Vachier, and B. Balat, 2005. Orbit Determination of Binary Asteroids. *Earth Moon and Planets*, 97:245–260.
- K. R. Housen, K. A. Holsapple, and M. E. Voss, 1999. Compaction as the origin of the unusual craters on the asteroid Mathilde. *Nature*, 402:155–157.
- M. Kaasalainen, J. Torppa, and J. Piironen, 2002. Binary structures among large asteroids. *Astronomy and Astrophysics*, 383:L19–L22.
- R. A. Kerr, 1981. Satellites of asteroids coming into vogue. *Science*, 211(4488):1333–1336.
- R. Lenzen, M. Hartung, W. Brandner, G. Finger, N. N. Hubin, F. Lacombe, A.-M. Lagrange, M. D. Lehnert, A. F. M. Moorwood, and D. Mouillet, 2003. NAOS-CONICA first on sky results in a variety of observing modes. *SPiE*, 4841:944–952.
- F. Marchis, I. de Pater, A. G. Davies, H. G. Roe, T. Fusco, D. Le Mignant, P. Descamps, B. A. Macintosh, and R. Prangé, 2002. High-Resolution Keck Adaptive Optics Imaging of Violent Volcanic Activity on Io. *Icarus*, 160:124–131.
- F. Marchis, P. Descamps, D. Hestroffer, and J. Berthier, 2005. Discovery of the triple asteroidal system 87 Sylvia. *Nature*, 436:822–824.
- F. Marchis, M. Kaasalainen, E. F. Y. Hom, J. Berthier, J. Enriquez, D. Hestroffer, D. Le Mignant, and I. de Pater, 2006. Shape, size and multiplicity of main-belt asteroids. *Icarus*, 185(1):39–63.
- W. J. Merline, L. M. Close, C. Dumas, C. R. Chapman, F. Roddier, F. Ménard, D. C. Slater, G. Duvert, C. Shelton, and T. Morgan, 1999. Discovery of a moon orbiting the asteroid 45 Eugenia. *Nature*, 401:565–568.
- W. J. Merline, S. J. Weidenschilling, D. D. Durda, J.-L. Margot, P. Pravec, and A. D. Storrs, 2002. Asteroids Do Have Satellites. *Asteroids III*, pages 289–312.
- L. M. Mugnier, T. Fusco, and J.-M. Conan, 2004. MISTRAL: a Myopic Edge-Preserving Image Restoration Method, with Application to Astronomical Adaptive-Optics-Corrected Long-Exposure Images. *Journal of the Optical Society of America A*, 21(10):1841–1854.
- S. J. Ostro, J.-L. Margot, L. A. M. Benner, J. D. Giorgini, D. J. Scheeres, E. G. Fahnestock, S. B. Broschart, J. Bellerose, M. C. Nolan, C. Magri, P. Pravec, P. Scheirich, R. Rose, R. F. Jurgens, E. M. De Jong, and S. Suzuki, 2006. Radar Imaging of Binary Near-Earth Asteroid (66391) 1999 KW4. *Science*, 314:1276–1280.
- P. Pravec, P. Scheirich, P. Kušnirák, L. Šarounová, S. Mottola, G. Hahn, P. Brown, G. A. Esquerdo, N. Kaiser, Z. Krzeminski, D. P. Pray, B. D. Warner, A. W. Harris, M. C. Nolan, E. S. Howell, L. A. M. Benner, J.-L. Margot, A. Galád, W. Holliday, M. D. Hicks, Y. N. Krugly, D. J. Tholen, R. Whiteley, F. Marchis, D. R. Degraff, A. Grauer, S. Larson, F. P. Velichko, W. R. Cooney, R. Stephens, J. Zhu, K. Kirsch, R. Dvyn, L. Snyder, V. Reddy, S. Moore, Š. Gajdoš, J. Világi, G. Masi, D. Higgins, G. Funkhouser, B. Knight, S. M. Slivan, R. Behrend, M. Grenon, G. Burki, R. Roy, C. Demeautis, D. Matter, N. Waelchli, Y. Revaz, A. Klotz, M. Rieugné, P. Thierry, V. Cotrez, L. Brunetto, and G. Kober, 2006. Photometric survey of binary near-Earth asteroids. *Icarus*, 181:63–93.
- G. Rousset, F. Lacombe, P. Puget, N. N. Hubin, E. Gendron, T. Fusco, R. Arsenault, J. Charton, P. Feautrier, P. Gigan, P. Y. Kern, A.-M. Lagrange, P.-Y. Madec, D. Mouillet, D. Rabaud, P. Rabou, E. Stadler, and G. Zins, 2003. NAOS, the first AO system of the VLT: on-sky performance. *SPiE*, 4839:140–149.
- E. F. Tedesco, P. V. Noah, M. C. Noah, and S. D. Price. Iras-a-fpa-3-rdrimps-v6.0. NASA Planetary Data System, 2004.
- E. F. Tedesco, P. V. Noah, M. C. Noah, and S. D. Price, 2002. The Supplemental IRAS Minor Planet Survey. *Astronomical Journal*, 123:1056–1085.
- P. C. Thomas, 1993. Gravity, tides, and topography on small satellites and asteroids - Application to surface features of the Martian satellites. *Icarus*, 105:326–344.
- M. A. van Dam, D. Le Mignant, and B. Macintosh, 2004. Performance of the Keck Observatory adaptive-optics system. *Applied Optics*, 43(23):5458–5467.
- J. Veverka, P. C. Thomas, A. Harch, B. E. Clark, J. F. Bell, B. Carcich, J. Joseph, C. R. Chapman, W. J. Merline, M. Robinson, M. Malin, L. A. McFadden, S. L. Murchie, S. E. Hawkins, R. Faquhar, N. Izenberg, and A. F. Cheng, 1997. NEARs Flyby of 253 Mathilde: Images of a C Asteroid. *Science*, 278:2109–2114.
- K. J. Walsh, D. C. Richardson, and P. Michel, 2008. Rotational breakup as the origin of small binary asteroids. *Nature*, 454:188–191.
- S. J. Weidenschilling, 1980. Hektor - Nature and origin of a binary asteroid. *Icarus*, 44:807–809.
- S. J. Weidenschilling, P. Paolicchi, and V. Zappala, 1989. Do asteroids have satellites? *Asteroids II*, pages 643–658.
- O. Witasse, J.-P. Lebreton, M. K. Bird, R. Dutta-Roy, W. M. Folkner, R. A. Preston, S. W. Asmar, L. I. Gurvits, S. V. Pogrebenko, I. M. Avruch, R. M. Campbell, H. E. Bignall, M. A. Garrett, H. J. van Langevelde, S. M. Parsley, C. Reynolds, A. Szomoru, J. E. Reynolds, C. J. Phillips, R. J. Sault, A. K. Tzioumis, F. Ghigo, G. Langston, W. Briske, J. D. Romney, A. Mjuunen, J. Ritakari, S. J. Tingay, R. G. Dodson, C. G. M. van't Klooster, T. Blancquaert, A. Coustenis, E. Gendron, B. Sicardy, M. Hirtzig, D. Luz,

A. Negrao, T. Kostjuk, T. A. Livengood, M. Hartung, I. de Pater, M. Adamkovic, R. D. Lorenz, H. Roe, E. L. Schaller, M. E. Brown, A. H. Bouchez, C. A. Trujillo, B. J. Buratti, L. Caillaud, T. Magin, A. Bourdon, and C. Laux, 2006. Overview of the coordinated ground-based observations of Titan during the Huygens mission. *Journal of Geophysical Research (Planets)*, 111:7–19.



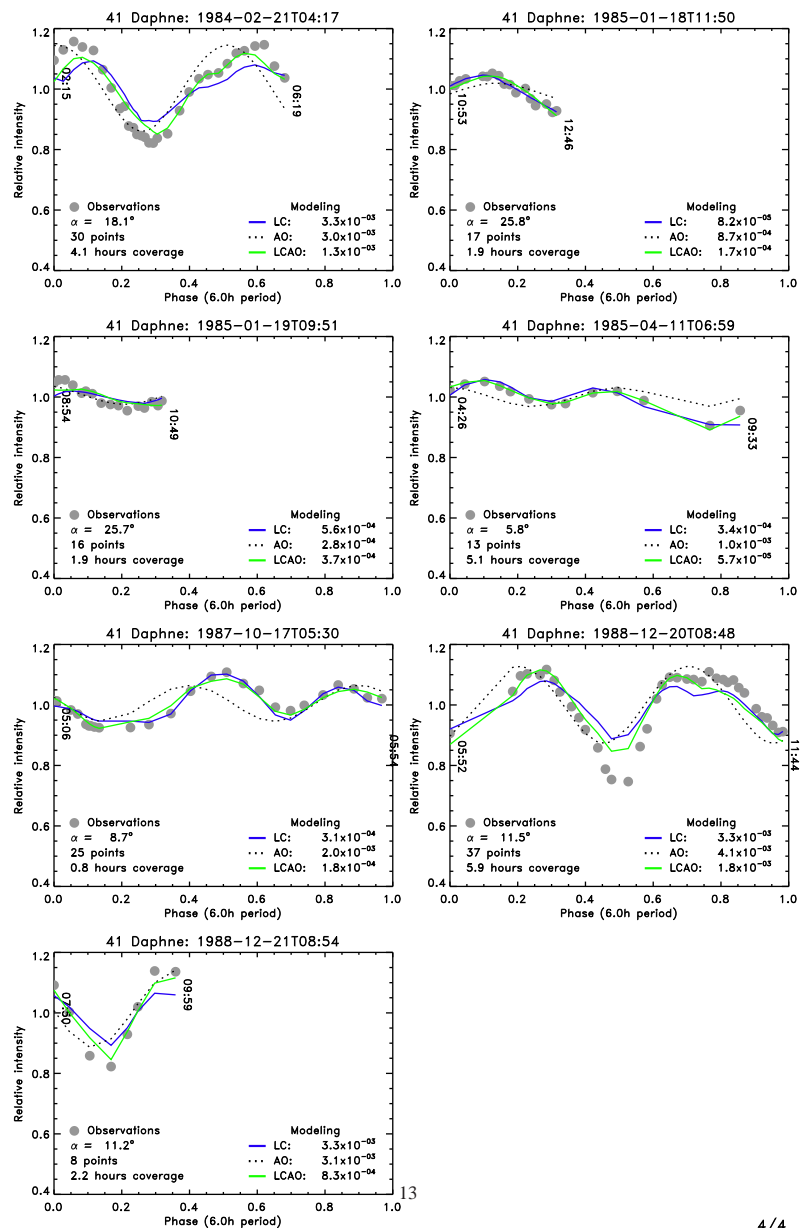
(a) First set of observations



(b) Second set of observations

Figure 3: The entire set of light-curves (23) used in current study, plotted in arbitrary relative intensity. The observing conditions (phase angle  $\alpha$ , number of points and duration of the observation) of each light-curve are reported on each graph. Synthetic light-curves for both LC, AO and KOALA models are also plotted, with their respective  $\chi^2$ .

Figure 3: Light-curves of 41 Daphne (con't)



(b) Third set of observations

Figure 3: Light-curves of 41 Daphne (con't)

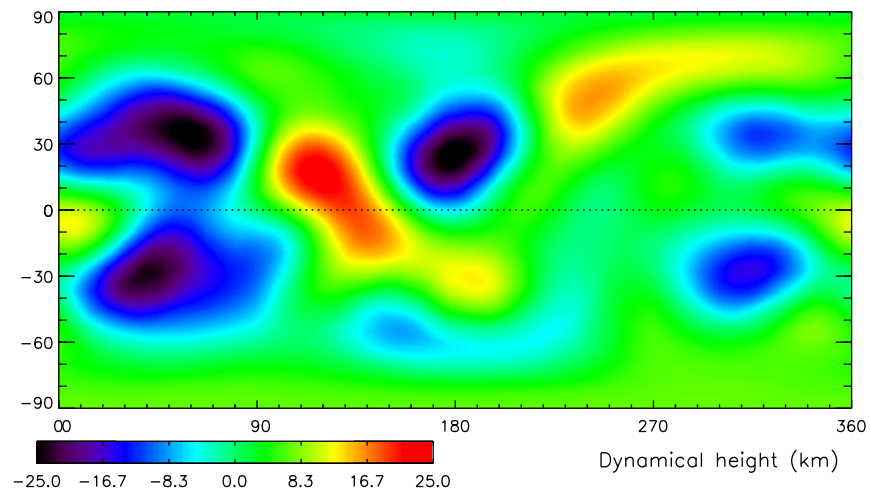


Figure 6: Equidistant cylindrical projection of the dynamical height of 41 Daphne, as measured above and below the mean surface level.

## Characterisation of candidate members of (136108) Haumea's family <sup>★</sup>

Colin Snodgrass<sup>1,2</sup>, Benoît Carry<sup>1,3</sup>, Christophe Dumas<sup>1</sup>, and Olivier Hainaut<sup>4</sup>

<sup>1</sup> European Southern Observatory, Alonso de Córdova 3107, Vitacura, Casilla 19001, Santiago de Chile, Chile  
<sup>2</sup> Max Planck Institute for Solar System Research, Max-Planck-Strasse 2, 37191 Katlenburg-Lindau, Germany  
<sup>3</sup> LESIA, Observatoire de Paris-Meudon, 5 place Jules Janssen, 92195 Meudon Cedex, France  
<sup>4</sup> European Southern Observatory, Karl-Schwarzschild-Strasse 2, D-85748 Garching bei München, Germany

Received / Accepted

### ABSTRACT

**Context.** Ragozzine & Brown [2007] presented a list of candidate members of the first collisional family to be found among the trans-Neptunian Objects (TNOs), the one associated with (136108) Haumea (2003 EL<sub>61</sub>).

**Aims.** We aim to identify which of the candidate members of the Haumea collisional family are true members, by searching for water ice on their surfaces. We also attempt to test the theory that the family members are made of almost pure water ice by using optical light-curves to constrain their densities.

**Methods.** We use optical and near-infrared photometry to identify water ice, in particular using the ( $J - H_s$ ) colour as a sensitive measure of the absorption feature at 1.6  $\mu\text{m}$ . We use the  $CH_4$  filter of the new Hawk-I instrument at the VLT as a short  $H$ -band ( $H_s$ ) for this as it is more sensitive to the water ice feature than the usual  $H$  filter.

**Results.** We report colours for 22 candidate family members, including NIR colours for 15. We confirm that 2003 SQ<sub>317</sub> and 2005 CB<sub>79</sub> are family members, bringing the total number of confirmed family members to 10. We reject 8 candidates as having no water ice absorption based on our Hawk-I measurements, and 5 more based on their optical colours. The combination of the large proportion of rejected candidates and time lost to weather prevent us from putting strong constraints on the density of the family members based on the light-curves obtained so far; we can still say that none of the family members (except Haumea) require a large density to explain their light-curve.

**Key words.** Kuiper Belt; Methods: observational; Techniques: photometric; Infrared: solar system

### 1. Introduction

The trans-Neptunian object (TNO) (136108) Haumea (2003 EL<sub>61</sub>) was discovered by Santos-Sanz et al. [2005] and quickly attracted a lot of attention as a highly unusual body. It is one of the largest TNOs [Rabinowitz et al., 2006; Stansberry et al., 2008] and yet is a fast rotator (period  $\sim 3.9$  hours) with a highly elongated shape [Rabinowitz et al., 2006]. Its surface was shown to be dominated by water ice by Near Infra-Red (NIR) spectroscopy [Tegler et al., 2007; Trujillo et al., 2007; Merlin et al., 2007; Pinilla-Alonso et al., 2009], yet has a high density of 2.5-3.3 g cm<sup>-3</sup> [Rabinowitz et al., 2006]. It was found to have two satellites [Brown et al., 2005, 2006], which also have water ice surfaces [Barkume et al., 2006; Fraser & Brown, 2009]. Lacerda et al. [2008] found that Haumea presents hemispherical colour heterogeneity, with a dark red 'spot' on one side, using high precision photometry.

Brown et al. [2006] and Barkume et al. [2006] postulated that the density, shape and water ice surface could be explained by a large collision early in the history of the Solar System. Brown et al. [2007] then identified a family of 6 TNOs (1995 SM<sub>55</sub>, 1996 TO<sub>66</sub>, 2002 TX<sub>300</sub>, 2003 OP<sub>32</sub> and 2005 RR<sub>43</sub>), in addition to Haumea and its satellites, with orbits that could be linked to Haumea and water ice surfaces, which were also at-

tributed to coming from this massive collision. This theory required that the proto-Haumea was a very large body (radius  $\sim 830$  km) that had already differentiated early in the formation of the Solar System, and that the collision stripped nearly all of the outer (water ice) mantle ( $\sim 20\%$  of the total mass of the original body). This left the dense core as Haumea with a thin coating of water ice and created a family of re-accumulated lumps of almost pure water ice. Ragozzine & Brown [2007] find that the collision must have taken place in the early Solar System (with an age of at least 1 Gyr), although the lack of weathering on the surfaces may imply young bodies [Rabinowitz et al., 2008]. The existence of such a family has implications for the dynamics of the Kuiper Belt [Levison et al., 2008].

Ragozzine & Brown [2007] performed a dynamical study and identified two further family members (2003 UZ<sub>117</sub> and 1999 OY<sub>3</sub>) with strong dynamical links to the family and colours consistent with water ice, and also published a list of candidate family members that had orbital elements consistent with this dynamical family, totalling 35 objects including the known members. Most of these candidates lacked the NIR spectra that could identify water ice on their surfaces though, so they remained only potential family members. The diffusion time and interaction with resonances make it possible for interlopers to appear close to the family dynamically, so it is essential to have both dynamical and physical properties characterisation to confirm family membership [Cellino et al., 2002]. Some could be ruled out by either existing NIR spectra (Makemake has a methane ice surface; Dumas et al. [2007]; Brown et al.

[2007]) or by very red optical colours (1996 RQ<sub>20</sub>, 1999 CD<sub>158</sub>, 1999 KR<sub>16</sub>, 2002 AW<sub>197</sub>, 2002 GH<sub>32</sub>; see table 4 for references) or a strong red slope in optical spectra (2005 UQ<sub>513</sub>; Pinilla-Alonso et al. [2008]). Schaller & Brown [2008] subsequently published NIR spectra which confirmed 2003 UZ<sub>117</sub> and 2005 CB<sub>79</sub> as family members, and rejected 2004 SB<sub>60</sub>. We observed 13 of the 18 remaining candidate objects (along with some of the already characterised objects) with the goal of providing this physical information, to identify those with water ice surfaces and also to test the idea that these family members could be made of nearly pure water ice. We describe our observations, the results from them, and their implications in the following sections.

### 2. Observations and data reduction

The best method to test for water ice on the surface of a Solar System body is through NIR spectroscopy, as water ice has strong absorption bands at  $\sim 1.6$  and  $\sim 2.0$   $\mu\text{m}$ , but this is only possible for the brightest TNOs ( $K \lesssim 18$ ). Still, it is possible to get an indication of the presence or absence of water ice for fainter bodies using photometry, which can be performed on smaller (fainter) TNOs.

We conducted the observations at the European Southern Observatory (program IDs: 81.C-0544 & 82.C-0306), on both the La Silla and Paranal (VLT) sites. Observations in the visible wavelengths ( $BVRi$  filters) were performed using the EFOSC2 instrument [Buzzoni et al., 1984] mounted on the NTT [since April 2008; Snodgrass et al., 2008]. This is a focal reducing imager and spectrograph with a single CCD. The near-infrared observations ( $J$ ,  $CH_4$  bands) were performed using the newly commissioned wide-field camera Hawk-I [Pirard et al., 2004; Casali et al., 2006]. We had three observing runs scheduled with each instrument, as detailed in table 1. This table lists all objects we attempted to observe, although not all were detected and some time was lost to poor weather conditions. In particular the June 17th Hawk-I run (run B) was very badly affected by clouds, with only 1999 KR<sub>16</sub> reliably detected in both bands. Exposure times were generally 300-600 seconds in the optical, while in the NIR we took sequences of  $J-CH_4-J$  to give an average  $J$  magnitude at the time of the  $CH_4$  observations, and to confirm identification of the object based on its motion between the two sets of  $J$ -band images. The  $CH_4$  filter observations took the largest part of the time; between 15 minutes for the brightest objects to a few hours for the faintest ones, each split into short individual exposures and dithered due to the bright NIR sky. Note that due to the long effective exposure times any variation (due to shape or albedo variation across the surface) is smeared out, and cannot be detected in our NIR data.

The advantage of using Hawk-I is that the  $CH_4$  band filter is a medium width filter with a wavelength range that is entirely within the broad water ice absorption between 1.4 and 1.75  $\mu\text{m}$ . The standard  $H$ -band is broader and covers a range that is part in and part out of this band<sup>†</sup>. We therefore use the  $CH_4$  filter as a short  $H$  filter (henceforth  $H_s$ ) which gives a colour measurement ( $J - H_s$ ) that is very sensitive to water ice absorption. All of the filters used in this work are listed in table 2.

The data were reduced in the normal manner (bias subtraction, flat fielding, sky subtraction etc. as appropriate). For the EFOSC2 data the objects were generally visible in individual frames and aperture photometry was performed directly on

<sup>†</sup> See <http://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/hawki/instr> for transmission curves.

**Table 1.** Observational circumstances.

Object (#)	Object (Designation)	$r^a$ (AU)	$\Delta^b$ (AU)	$\alpha^c$ (°)	Run <sup>d</sup>	Epochs <sup>e</sup>		
						B	V	R
20161	1996 RQ 20	39.6	39.0	1.1	C			4
	1996 TR 66	40.3	40.0	1.4	E	2	2	2
	1998 HL 151	38.9	38.2	1.0	A	2	2	2
181855	1998 WT 31	38.0	37.3	1.0	E	2	2	10
	1999 CD 158	47.6	46.5	0.6	E	1	1	24
40314	1999 KR 16	36.3	35.6	1.2	B			
	1999 OH 4	39.1	39.6	1.3	A	1	1	1
	"	39.1	38.2	0.6	C	2	2	2
86047	1999 OK 4	46.4	45.8	1.1	A	1	1	1
	1999 OY 3	40.1	39.7	1.3	A			11
"	"	40.2	39.5	1.1	B			
	"	40.2	39.4	0.8	D			
86177	1999 RY 215	35.8	34.8	0.2	C			21
	"	35.8	34.8	0.3	D			
130391	2000 CG 105	46.8	46.1	0.8	E	2	2	22
	2000 JG 81	34.8	33.8	0.5	A	1	1	1
	2001 FU 172	31.8	30.9	1.0	A	1	1	1
	2001 QC 298	40.6	39.6	0.3	C			17
	"	40.6	39.6	0.2	D			
55565	2002 AW 197	46.6	45.8	0.7	F			
	2002 GH 32	43.1	42.2	0.7	A	3	3	18
55636	"	43.1	42.4	1.0	B			
	2002 TX 300	41.4	40.6	0.8	D			
136108	Haumea	51.1	50.6	1.0	A	1	1	1
	"	51.1	50.8	1.1	B			
"	"	51.1	51.1	1.1	F			
	2003 HA 57	32.7	32.0	1.3	A	1	1	1
120178	"	32.7	32.2	1.6	B			
	2003 HX 56	46.5	45.9	1.0	A	2	2	2
	2003 OP 32	41.4	40.6	0.6	D			
	2003 QX 91	33.6	32.6	0.5	C			4
	2003 SQ 317	39.3	38.3	0.6	C			15
"	"	39.3	38.3	0.4	D			
	2003 TH 58	36.0	35.1	0.5	E	2	2	23
	"	36.0	35.1	0.7	F			
136199	Eris	96.7	95.9	0.4	D			
	2003 UZ 117	39.4	38.9	1.3	D			
	2004 PT 107	38.3	37.9	1.4	A	4	4	24
120347	"	38.3	37.7	1.3	B			
	"	38.3	37.4	0.7	D			
	2004 SB 60	44.0	43.1	0.6	C			16
	2005 CB 79	40.1	39.3	0.9	E	1	1	2
	"	40.0	39.2	0.8	F			
"	2005 GE 187	30.8	29.9	0.9	A	3	3	33
	"	30.8	30.1	1.3	B			
	"	30.8	31.1	1.7	C			17
	"	30.8	31.3	1.6	D			
	202421	2005 UQ 513	48.8	48.1	0.8	C		
"	"	48.8	48.0	0.7	D			

Notes:

<sup>a</sup> Heliocentric distance; <sup>b</sup> Geocentric distance; <sup>c</sup> Phase angle.

<sup>d</sup> Runs: A = 2008 June 3rd – 5th, EFOSC2; B = 2008 June 17th, Hawk-I; C = 2008 August 30th – September 1st, EFOSC2; D = 2008 September 9th, Hawk-I; E = 2008 December 29th – 31st, EFOSC2; F = 2009 January 4th, Hawk-I.

<sup>e</sup> Number of epochs observed in each filter (for EFOSC2 runs).

each, using the optimum aperture based on the measured stellar FWHM in each frame and an average aperture correction measured using the field stars [see Snodgrass et al., 2005]. Where multiple epochs were obtained we then report a weighted mean

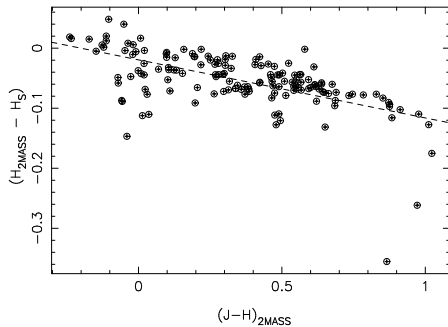
Send offprint requests to: C. Snodgrass, e-mail: snodgrass@mps.mpg.de

<sup>★</sup> Based on observations collected at the European Southern Observatory, La Silla & Paranal, Chile - 81.C-0544 & 82.C-0306

**Table 2.** Filters used in this study.

Filter	Instrument	$\lambda_c$ $\mu\text{m}$	$\Delta\lambda$ $\mu\text{m}$
B	EFOSC2	0.440	0.094
V	EFOSC2	0.548	0.113
R	EFOSC2	0.643	0.165
i	EFOSC2	0.793	0.126
J	Hawk-I	1.258	0.154
$H_S$ (CH4)	Hawk-I	1.575	0.112

Notes:

 $\lambda_c$  = Central Wavelength,  $\Delta\lambda$  = Bandwidth.**Fig. 1.** Theoretical difference between 2MASS  $H$  and Hawk-I  $H_S$  for different stellar spectra, as a function of 2MASS  $(J - H)$ .

magnitude. This approach allowed us to look for variation in the  $R$ -band magnitude for those objects where we obtained a light-curve. For fainter objects the images were shifted based on the predicted motion of each object and combined to give a deep image per filter. We also produced equivalent combined images of the star fields (no shifts) in which we could measure the brightness of field stars for photometric calibration. For Hawk-I all data were shifted and combined as the individual exposures were short because of the high sky background in the NIR.

The EFOSC2 data were calibrated in the normal way, via observations of standard stars from the Landolt [1992] catalogue. The EFOSC2  $i$ -band data was calibrated directly onto the Landolt scale; this filter is very close to the standard Cousins  $I$ -band used by Landolt. Data from non-photometric nights were calibrated via observation of the same fields on later photometric nights, to calibrate the field stars as secondary standard stars.

Calibration of the Hawk-I data was a more involved process as it contained the non-standard filter  $H_S$ . The  $J$  and  $H$  band magnitudes of all available stars in each field were taken from the 2MASS point source catalogue [Skrutskie et al., 2006]. We then generated theoretical colours ( $H_{2M} - H_S$ ) for stars of all spectral types (O-M) by convolving the response of the 2MASS  $H$  and the Hawk-I  $H_S$  with spectra from the libraries of Pickles [1998] and Ivanov et al. [2004]<sup>2</sup>. For stars the resulting difference is linearly related to the 2MASS  $(J - H)$  colour (Fig. 1):

$$(H_{2M} - H_S) = -0.097(J - H)_{2M} - 0.019. \quad (1)$$

<sup>2</sup> These libraries can be downloaded from the ESO web pages at [http://www.eso.org/sci/observing/tools/standards/IR\\_spectral\\_library/new/](http://www.eso.org/sci/observing/tools/standards/IR_spectral_library/new/)

We used this relation to generate the expected colour, and therefore  $H_S$  magnitude, for each 2MASS star in each field, which were then used to give the calibrated  $H_S$  magnitude for the TNOs. We also used the same approach to derive the colour term for the difference between 2MASS and Hawk-I  $J$  bands, and found that the Hawk-I  $J$  does not significantly differ from the 2MASS band, as expected. We note that the spectral types further from the linear trend fall into two groups; those below the trend at  $(J - H)_{2M} \approx 0$  are B stars that do not feature in our NIR images, while the ‘tail’ that curves away from the line at the red end is made up of M giants, with M8-10 being significant away from the linear relation. These are separable from the rest of the sample though as giants have a very red 2MASS  $(J - K)$  colour; Brown [2003] show that stars with  $(J - K) \geq 0.5$  are most likely giants, while we find that using limit of  $(J - K) \leq 1.26$  removes the M8-10iii stars that do not fit the linear trend while keeping other stars. Having said this, we note that the exclusion or inclusion of these stars made no significant difference to our calibration as there were very few late M giant stars within our sample. The colours of the 2MASS stars in the fields observed were approximately normally distributed around a mean  $(J - H)_{2M} = 0.6$  with a standard deviation of 0.2.

### 3. Colours

We report the resulting photometry in table 3, where we give the mean magnitude in each band at each epoch and also an indication of the variation seen in the  $R$ -band where we obtained light-curves. In table 4 we give the average colours of all family members that have published photometry, including our own results, taking a weighted mean where multiple measurements exist. From these average colours we calculate reflectances by comparing them to the Solar colours. To calculate the reflectance in the  $H_S$  band we used a theoretical  $(J - H_S)$  colour for the Sun generated by convolving the response of these filters with the Solar spectrum. We subsequently confirmed this value by observing a Solar analogue star with Hawk-I: The theoretical  $(J - H_S)_\odot = 0.273$ , while the value measured for the Solar twin S966 (taken from the catalogue of Solar twins in M67 by Pasquini et al. [2008]) is  $(J - H_S)_\odot = 0.288 \pm 0.007$ . These are consistent at the level of the uncertainty on our TNO colour measurements. We also report the visible slope for each object (%/100 nm) in table 4, calculated from the reflectances via a linear regression over the full  $BVR$  range when it is available, or whichever measurements exist in other cases.

The reflectance ‘spectra’ of the TNOs from this photometry are shown in Fig. 2, for all objects with photometry in at least three bands. The combined visible and NIR spectrum of Haumea from Pinilla-Alonso et al. [2009] is shown for comparison to the photometry. The large TNOs Eris (not a family member; observed for comparison) and Makemake (dynamically a family member candidate) are known to have methane ice surfaces from NIR spectroscopy [Dumas et al., 2007; Brown et al., 2007] and clearly differ from the Haumea spectrum. Note that those objects marked with an asterisk in the figure have their reflectance normalised to the  $R$ -band, as no  $V$ -band photometry was available. For Haumea-like neutral spectra this makes no difference, but this could give an offset in the case of red slopes; these four spectra should not be directly compared with the others in the figure, but can be compared with the Haumea spectrum.

**Table 3.** Photometry. Mean apparent magnitudes for each object at each epoch.

Object	Run <sup>a</sup>	$B$	$V$	$R$	$I$	$J$	$H_S$	$\Delta m_R^b$
1996 RQ 20	C	–	–	$22.95 \pm 0.05$	–	–	–	–
1998 HL 151	A	$25.37 \pm 0.28$	$24.25 \pm 0.12$	$23.87 \pm 0.13$	$23.08 \pm 0.17$	–	–	–
1998 WT 31	E	$24.52 \pm 0.15$	$23.81 \pm 0.11$	$23.24 \pm 0.06$	$22.69 \pm 0.14$	–	–	<0.1
1999 CD 158	E	$23.08 \pm 0.07$	$22.31 \pm 0.06$	$21.68 \pm 0.01$	$21.20 \pm 0.06$	–	–	0.6
40314	1999 KR 16	B	–	–	–	$20.02 \pm 0.07$	$19.47 \pm 0.10$	–
1999 OH 4	C	$25.01 \pm 0.22$	$22.39 \pm 0.09$	$22.19 \pm 0.10$	$21.76 \pm 0.32$	–	–	–
86047	1999 OY 3	A,D	–	–	$22.26 \pm 0.03$	–	$21.78 \pm 0.10$	$22.04 \pm 0.35$
86177	1999 RY 215	C,D	–	–	$22.16 \pm 0.01$	–	$21.19 \pm 0.14$	$20.66 \pm 0.17$
2000 CG 105	E	$24.14 \pm 0.09$	$22.60 \pm 0.04$	$22.62 \pm 0.02$	$22.52 \pm 0.09$	–	–	0.45
2001 FU 172	A	$26.71 \pm 1.52$	$23.80 \pm 0.15$	$23.13 \pm 0.12$	$22.66 \pm 0.19$	–	–	–
2001 QC 298	C,D	–	–	$22.18 \pm 0.03$	–	$21.16 \pm 0.08$	$20.65 \pm 0.12$	0.4
55565	2002 AW 197	F	–	–	–	$18.50 \pm 0.05$	$18.11 \pm 0.06$	–
2002 GH 32	A	$23.91 \pm 0.09$	$21.87 \pm 0.05$	$21.87 \pm 0.02$	$19.96 \pm 0.09$	–	–	0.75
55636	2002 TX 300	D	–	–	–	$18.67 \pm 0.07$	$19.14 \pm 0.10$	–
136108	Haumea	F	–	–	–	$16.46 \pm 0.07$	$17.06 \pm 0.08$	–
2003 HX 56	A	$25.25 \pm 0.36$	$24.03 \pm 0.16$	$23.68 \pm 0.16$	$23.42 \pm 0.43$	–	–	–
120178	2003 OP 32	D	–	–	–	$19.08 \pm 0.05$	$19.58 \pm 0.06$	–
2003 QX 91	C	–	–	$23.66 \pm 0.12$	–	–	–	–
2003 SQ 317	C,D	–	–	$22.05 \pm 0.02$	–	$21.59 \pm 0.05$	$22.04 \pm 0.19$	1.0
2003 TH 58	E	$23.50 \pm 0.05$	$22.89 \pm 0.04$	$22.51 \pm 0.02$	$22.03 \pm 0.04$	$21.73 \pm 0.09$	$20.45 \pm 0.18$	<0.1
2003 UZ 117	D	–	–	–	–	$20.24 \pm 0.07$	$20.86 \pm 0.10$	–
2004 PT 107	A,D	–	–	$21.66 \pm 0.01$	–	$20.41 \pm 0.14$	$19.87 \pm 0.18$	0.05
120347	2004 SB 60	C	–	$20.21 \pm 0.01$	–	–	–	0.2
2005 CB 79	E,F	$21.45 \pm 0.02$	$20.71 \pm 0.03$	$20.36 \pm 0.02$	$19.98 \pm 0.03$	$19.67 \pm 0.07$	$20.18 \pm 0.16$	–
2005 GE 187	A	$23.76 \pm 0.10$	$22.78 \pm 0.09$	$22.02 \pm 0.01$	$21.47 \pm 0.11$	–	–	<0.1
202421	2005 UQ 513	C,D	–	–	$22.13 \pm 0.03$	–	$20.84 \pm 0.08$	$20.18 \pm 0.12$
136199	Eris	D	–	–	–	$18.89 \pm 0.07$	$18.59 \pm 0.10$	0.3
136199	Eris	D	–	–	–	$17.73 \pm 0.07$	$17.49 \pm 0.09$	–

Notes:

<sup>a</sup> Runs A-F as listed in table 1.<sup>b</sup>  $\Delta m_R$  is the variation in  $R$ -band magnitude seen for objects where (partial) light-curves were obtained. The uncertainty on each is  $\sim 0.1$  mag.

## 4. Discussion

### 4.1. Family membership

We first wish to determine which candidates are actually family members, and which are dynamical interlopers with different surface properties. We find that the  $(J - H_S)$  colour is a good diagnostic of the presence or absence of the water ice absorption feature at  $1.6 \mu\text{m}$ , as expected: For Haumea we measure  $(J - H_S) = -0.60 \pm 0.11$ , and the colour is also significantly negative for the other known family members observed, while for the methane ice dominated comparison TNO Eris we find  $(J - H_S) = 0.25 \pm 0.11$ . The colours for all objects are given in table 4, along with the visible slopes, and these are also plotted in Fig. 3. In the figure there is a clear separation between the family members with negative  $(J - H_S)$  at the bottom and the other objects at the top, and also a tendency for those with water ice to have blue/neutral surfaces (shallower slopes). While those without water ice have a large range of slopes from neutral to very red, there are no bodies in the lower right of the figure (water ice and red slope). We use this separation to make a rough assessment of the family membership for candidates with only optical colours; we can rule out membership for objects with very red slopes, but cannot use a blue slope to confirm membership.

We confirm two more family members in addition to those listed by Ragozzine & Brown [2007]; 2003 SQ<sub>317</sub> and 2005 CB<sub>79</sub>. These have  $(J - H_S) = -0.45 \pm 0.20$  and  $-0.50 \pm 0.17$  respectively. 2005 CB<sub>79</sub> has since been confirmed as a family member by NIR spectroscopy [Schaller & Brown, 2008]. For 2003 SQ<sub>317</sub> the lack of optical colours as supporting evidence

and the relatively large uncertainty on  $(J - H_S)$  makes the water ice detection preliminary, and spectroscopy or further photometry would be worthwhile, but the evidence is certainly as strong as for some previous spectroscopic water ice ‘detections’ so we choose to regard this as a confirmed family member for the purposes of this paper. This brings the total number of confirmed family members to 10, of the 35 candidate objects. We are far more efficient at rejecting candidates though; 8 objects have  $(J - H_S)$  colours inconsistent with water ice, and cannot be true family members. These are 1999 KR<sub>16</sub>, 1999 RY<sub>215</sub>, 2001 QC<sub>298</sub>, 2002 AW<sub>197</sub>, 2003 TH<sub>58</sub>, 2004 PT<sub>107</sub>, 2005 GE<sub>187</sub> and 2005 UQ<sub>513</sub>. This is in agreement with Pinilla-Alonso et al. [2008], who rejected 2005 UQ<sub>513</sub> on the basis of a very red slope in an optical spectrum. We also find that 1998 WT<sub>31</sub> and 2001 FU<sub>172</sub> have strongly red visible slopes, and can probably be rejected as family members without Hawk-I data. Including also Makemake and 2004 SB<sub>60</sub>, which have been shown to lack water ice on their surfaces by NIR spectroscopy [Brown et al., 2007; Schaller & Brown, 2008] and the others listed in the introduction which have previously been found to have very red optical colours, this gives a total of 15 of the 35 candidates that are shown not to belong to the family. Finally, we also observed 1998 HL<sub>151</sub>, 1999 OH<sub>4</sub>, 2000 CG<sub>105</sub> and 2003 HX<sub>56</sub> in the optical, but all of these were too faint to put meaningful constraints on their family membership. We summarise which objects we believe to be family members, which we can rule out, and which we do not yet have enough information on in the last column of table 4.

**Table 4.** Average colours in *BVRJHS* for all candidates (and Eris), and assessment of likely membership based on these colours.

Object <sup>a</sup> # Designation	( <i>B</i> - <i>V</i> ) (mag.)	( <i>V</i> - <i>R</i> ) (mag.)	( <i>R</i> - <i>J</i> ) (mag.)	( <i>R</i> - <i>J</i> ) (mag.)	( <i>J</i> - <i>H</i> <sub>s</sub> ) (mag.)	Vis. slope (%/100nm)	Ref <sup>b</sup>	Family <sup>c</sup> ?	
24835	1995 SM 55 <sup>†</sup>	0.65 ± 0.01	0.39 ± 0.01	0.36 ± 0.02	0.65 ± 0.03	—	2.0 ± 0.8	1-8	Y
	1996 RQ 20	0.96 ± 0.13	0.46 ± 0.05	0.71 ± 0.12	—	—	22.4 ± 6.8	9,10	N
19308	1996 TO 66 <sup>†</sup>	0.68 ± 0.02	0.39 ± 0.01	0.37 ± 0.02	0.61 ± 0.10	—	2.9 ± 0.5	1,10-14	Y
	1998 HL 151	0.67 ± 0.18	0.42 ± 0.16	0.79 ± 0.31	—	—	18.1 ± 16.9	15,16,32	?
181855	1998 WT 31	0.76 ± 0.32	0.51 ± 0.25	0.60 ± 0.28	—	—	16.6 ± 5.2	32	N
	1999 CD 158	0.83 ± 0.06	0.51 ± 0.05	0.54 ± 0.06	1.38 ± 0.09	—	15.8 ± 0.6	6,32	N
40314	1999 KR 16	1.07 ± 0.03	0.75 ± 0.02	0.74 ± 0.02	1.56 ± 0.08 <sup>e</sup>	0.56 ± 0.13	40.9 ± 6.2	9,16-18,32	N
	1999 OH 4	2.99 ± 0.48	0.21 ± 0.20	0.44 ± 0.47	—	—	20.2 ± 35.6	32	?
86047	1999 OY 3 <sup>†</sup>	0.75 ± 0.03	0.26 ± 0.03	0.33 ± 0.04	0.80 ± 0.12	-0.26 ± 0.36	-0.5 ± 5.3	3,32	Y
86177	1999 RY 215	—	—	—	0.99 ± 0.18	0.52 ± 0.22	—	28	N
	2000 CG 105	1.11 ± 0.25	0.39 ± 0.13	0.21 ± 0.22	—	—	6.7 ± 17.5	32	?
	2001 FU 172	2.91 ± 1.53	0.66 ± 0.19	0.53 ± 0.22	—	—	39.8 ± 27.9	32	N
	2001 QC 298	0.66 ± 0.07	0.37 ± 0.07	0.63 ± 0.07	1.06 ± 0.21	0.52 ± 0.14	9.7 ± 10.0	19,32	N
55565	2002 AW 197	0.93 ± 0.03	0.62 ± 0.02	0.55 ± 0.02	1.16 ± 0.04	0.39 ± 0.08	22.8 ± 3.5	20-22,32	N
	2002 GH 32	0.91 ± 0.06	0.66 ± 0.06	0.56 ± 0.05	—	—	24.8 ± 4.7	19,23	N
55636	2002 TX 300 <sup>†</sup>	0.66 ± 0.02	0.36 ± 0.02	0.32 ± 0.03	—	-0.47 ± 0.13	0.2 ± 1.1	21,23,32	Y
136108	Haumea <sup>†</sup>	0.64 ± 0.01	0.33 ± 0.01	0.34 ± 0.01	0.88 ± 0.01	-0.60 ± 0.11	-0.6 ± 0.9	21,24,25,32	Y
	2003 HX 56	1.27 ± 1.37	-0.26 ± 2.07	1.28 ± 2.10	—	—	18.4 ± 32.7	32	?
120178	2003 OP 32 <sup>†</sup>	0.70 ± 0.05	0.39 ± 0.06	0.37 ± 0.05	—	-0.51 ± 0.08	3.4 ± 1.1	9,26,32	Y
	2003 SQ 317	—	—	—	0.43 ± 0.04	-0.45 ± 0.20	—	32	Y
	2003 TH 58	0.58 ± 0.12	0.29 ± 0.13	0.59 ± 0.15	-0.13 ± 0.15	1.29 ± 0.20	3.6 ± 11.4	32	N
	2003 UZ 117 <sup>†</sup>	—	—	—	—	-0.62 ± 0.12	1.1 ± 0.7 <sup>d</sup>	22,27,28,32	Y
	2004 PT 107	0.82 ± 0.21	0.65 ± 0.10	0.68 ± 0.10	1.15 ± 0.16	0.54 ± 0.22	27.9 ± 8.4	32	N
	2005 CB 79	0.73 ± 0.04	0.37 ± 0.05	0.36 ± 0.05	0.71 ± 0.08	-0.50 ± 0.17	3.1 ± 2.5	32	Y
136472	Makemake	0.83 ± 0.02	0.5 ± 0.1 <sup>e</sup>	0.3 ± 0.1 <sup>e</sup>	—	—	7.7 ± 8.8	21,29	N
	2005 GE 187	—	—	—	1.22 ± 0.19	0.65 ± 0.14	—	32	N
145453	2005 RR 43 <sup>†</sup>	0.77 ± 0.06	0.41 ± 0.04	0.29 ± 0.08	0.48 ± 0.04	—	3.3 ± 6.0	8,22,26	Y
202421	2005 UQ 513	—	—	—	1.39 ± 0.08	0.30 ± 0.12	18.1 ± 2.0 <sup>d</sup>	27,28,30,32	N
136199	Eris	0.78 ± 0.01	0.45 ± 0.03	0.33 ± 0.02	0.52 ± 0.02	0.25 ± 0.11	5.9 ± 5.6	21,22,31,32	—

Notes:

<sup>a</sup> There are no published colours for candidates 1996 TR<sub>66</sub>, 1997 RX<sub>9</sub>, 1999 OK<sub>4</sub>, 2000 JG<sub>81</sub>, 2003 HA<sub>57</sub>. For 2003 QX<sub>91</sub> and 2004 SB<sub>60</sub> we measured *R*-band photometry, but not colours. None of these candidates are included in the table.

<sup>b</sup> References: [1] Boehnhardt et al. [2001]; [2] Gil-Hutton & Licandro [2001]; [3] Doressoundiram et al. [2002]; [4] McBride et al. [2003]; [5] Tegler & Romanishin [2003]; [6] Delsanti et al. [2004]; [7] Doressoundiram et al. [2007]; [8] Rabinowitz et al. [2008]; [9] Jewitt & Luu [2001]; [10] Tegler & Romanishin [1998]; [11] Jewitt et al. [1998]; [12] Barucci et al. [1999]; [13] Davies et al. [2000]; [14] Hainaut et al. [2000]; [15] Hainaut & Delsanti, 2002; [16] Trujillo & Brown, 2002; [17] Sheppard & Jewitt, 2002; [18] Delsanti et al. [2006]; [19] Santos-Sanz et al., 2009; [20] Doressoundiram et al., 2005; [21] Rabinowitz et al., 2007; [22] DeMeo et al., 2009; [23] Doressoundiram et al., 2005; [24] Rabinowitz et al., 2006; [25] Lacerda et al., 2008; [26] Perna et al., 2009a; [27] Pinilla-Alonso et al., 2007; [28] Alvarez-Candal et al., 2008; [29] Ortiz et al., 2007; [30] Fornasier et al., 2009; [31] Brown et al., 2005; [32] This work. Where colours for a given object are published by multiple authors, we quote a weighted mean.

<sup>c</sup> (*R* - *J*) calculated from near simultaneous *R* and *J* observations by [17] and [18] respectively. No correction is made to this (or any other colour in the table) for possible differences due to changes in rotational phase, although [17] show 1999 KR<sub>16</sub> to have a light-curve amplitude of  $\Delta m = 0.18$  mag.

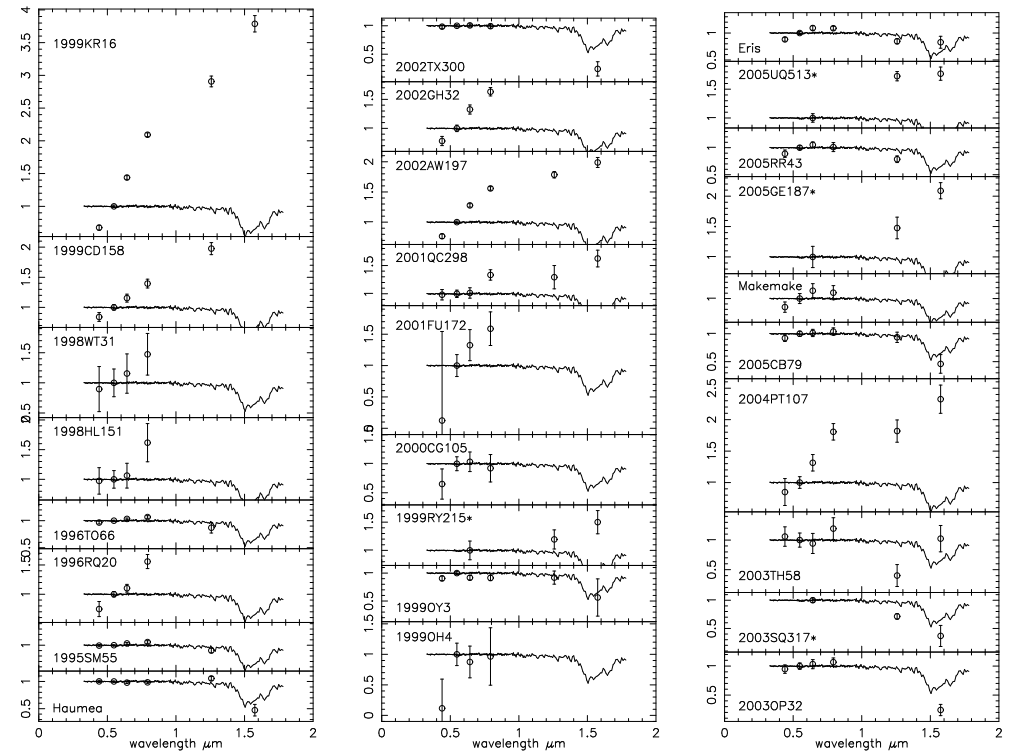
<sup>d</sup> Although no photometry is published, measurements of the spectral slope for these objects (derived from optical spectra) can be found in the table 2 of Fornasier et al. [2009]. We give a weighted mean for each object, and list the references to the original papers in the table.

<sup>e</sup> The colours for Makemake are calculated from the *BVI* photometry from [21] along with the *R*-band photometry from [26]. We use a phase function of  $\beta = 0.05$  mag deg<sup>-1</sup> to correct the *R*-band photometry to zero phase angle, as [21] show that  $\beta$  is approximately constant at this value between the *V* and *I* bands. The uncertainty is dominated by the uncertainty on the *R*-band photometry.

<sup>†</sup> These objects listed as confirmed family members by Ragozzine & Brown [2007].

Given the high rate of rejection of candidates, we consider the likelihood that this is a true family from a statistical point of view, or whether the  $\sim 30\%$  of water ice bodies within the candidates could just reflect the proportion within the TN region in general. Based on the TNO taxonomy proposed by Fulchignoni et al. [2008], the confirmed family members all belong to the BB class, while the rejected candidates come from all 4 of the groups (the majority of the newly rejected ones are from the red classes RR and IR, since they were mostly rejected due to their red slopes). The BB class makes up only 20% of the

whole TNO population; the proportion of BB within the candidates ( $\equiv$  confirmed family members / candidates  $\approx 30\%$ ) is high but not so unusual given the small numbers of objects involved. If instead of taxonomic classes we consider the proportion of TNOs with water ice detections (from IR spectroscopy), then in the case of the general population we find  $\sim 50\%$  (from table 1 of Barucci et al. [2008]), making the proportion of bodies with water ice in the candidates lower than the general population, although this number contains significant biases as the spectroscopy only covers the brightest bodies. We can conclude



**Fig. 2.** Visible and NIR photometry for all candidate family members with observations in at least three bands. The data are normalized at  $0.55\mu\text{m}$  (*V* filter), except in the four cases where no *V*-band photometry exists. These data are normalised to the *R*-band, and are indicated by an asterisk next to the designation. The spectrum of Haumea is shown for comparison in each; this is taken from Pinilla-Alonso et al. [2009]. The photometry of the large TNO Eris is also shown for comparison; it is not associated with the family, and has a spectrum dominated by methane ice [Dumas et al., 2007].

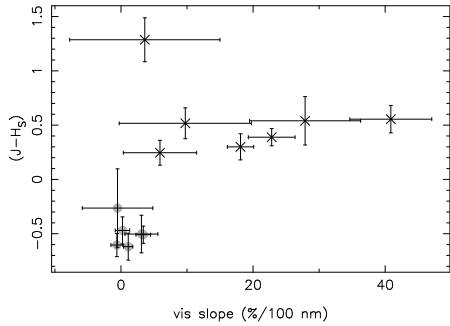
that we do not see a significantly larger number of water ice bodies in the candidate list than in the general population, but this ignores grouping in orbital element space.

In Fig. 4 we show the candidates in terms of their orbital parameters semi-major axis, inclination and eccentricity. The confirmed family members cluster tightly around the centre of the distribution in both plots, where the original orbit of the pre-collision Haumea was (Haumea itself now has a higher eccentricity than the centre of the family due to interaction with Neptune through orbital resonance [see Ragozzine & Brown, 2007]). This suggests that the family hypothesis is a valid one, but that the spread in orbital elements since the collision is less than the range investigated by Ragozzine & Brown [2007]. Taking the required collision velocities from that paper ( $\delta v_{\text{min}}$ ; the minimum ejection velocity required including the effects of eccentricity and inclination diffusion in mean-motion resonances) we find that the largest velocity required by any confirmed family member is 123.3 m/s (for 1995 SM<sub>55</sub>), while candidates are listed with  $\delta v_{\text{min}}$  up to 250 m/s. If we restrict the candidate list to those with  $\delta v_{\text{min}} \leq 150$  m/s, we find that the pro-

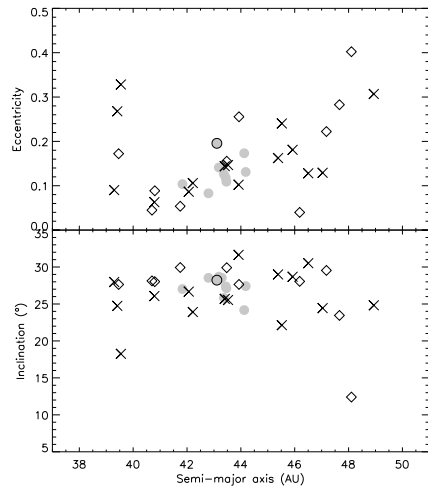
portion of confirmed water ice detections rises to 53%, and goes up to 64% if we look only at those with lower  $\delta v_{\text{min}}$  than 1995 SM<sub>55</sub>, so the grouping is statistically significant compared with the general population of bodies with water ice surfaces within the TN region. It should be noted though that there are rejected candidates spread evenly across the phase space, including 2005 UQ<sub>513</sub> and 1999 CD<sub>158</sub> near to the centre of the family distribution, which demonstrates the importance of physical studies of the candidates to confirm membership. The remaining unknown objects near to the centre of the distribution are 1999 OK<sub>4</sub> and 2003 QX<sub>91</sub> (although the latter has high eccentricity and a high  $\delta v_{\text{min}}$  of 222 m/s) which should be high priority targets for further study to measure candidate family member surface properties, along with 1997 RX<sub>9</sub> which has a low  $\delta v_{\text{min}}$  of 86.8 m/s.

It is noticeable that the confirmed members remain the larger bodies, even though this photometric method is sensitive to water ice absorption on bodies too small for NIR spectroscopy. We tested the idea that retention of a water ice surface could be a property of only the larger TNOs by looking for a correlation between absolute magnitude and the (*J* - *H*<sub>s</sub>) index, but found





**Fig. 3.**  $(J - H_s)$  colour against visible slope (%/100nm) for all candidates (and Eris) and where both measurements have been made. Filled circles are confirmed family members, crosses show rejected candidates. Haumea itself is the point in the very bottom left.



**Fig. 4.** Confirmed family members (grey filled circles), rejected candidates (crosses) and those with unknown surface properties (open diamonds) plotted in terms of the orbital parameters semi-major axis, inclination and eccentricity. Haumea itself is shown as a grey circle with a black outline.

that no such correlation exists. It is likely that there are smaller water ice covered family members, however they have yet to be discovered or confirmed. We also tested for any correlation of the colour with orbital elements and found none; we are dealing with a family clustered in dynamical element space, not a consequence of any correlation of, for example, the presence of water ice with semi-major axis.

#### 4.2. Light-curves

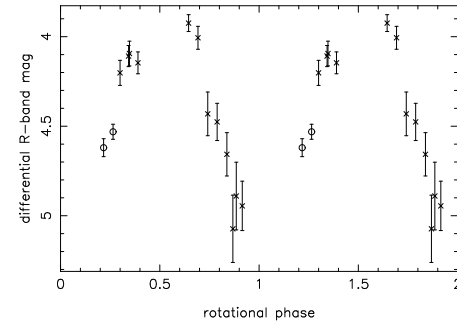
This work aimed to test both the membership of the candidate family members and also the hypothesis that the family members apart from Haumea itself are composed of almost pure water ice, being made of the reassembled fragments of the outer layers of the differentiated proto-Haumea [Brown et al., 2007]. This can be probed by testing the density of the family members; Haumea is known to have a rock-like density of  $2.5\text{-}3.3\text{ g cm}^{-3}$  (the value found from combining the size from Stansberry et al. [2008] and mass from Ragozzine & Brown [2009] agrees with the value from the light-curve model of Rabinowitz et al. [2006]) but the other family members should have densities at or below the density of water ice,  $\sim 1\text{ g cm}^{-3}$ . To test this we sought to apply the technique of measuring rotation rate and elongations using light-curves, which then constrain the density of a strengthless body to be

$$\rho \geq \frac{10.9 a}{P_{\text{rot}}^2 b} \text{ g cm}^{-3}, \quad (2)$$

where  $a/b$  is the axial ratio for an ellipsoid and the rotation period  $P_{\text{rot}}$  is in hours [Pravec & Harris, 2000]. We can reasonably expect the recombined fragments from a collision to be a loosely packed ‘rubble pile’ and therefore strengthless. This method only gives a lower limit to the density as the object does not need to be spinning at its break up velocity, but must be below it, and also that the light-curve amplitude  $\Delta m$  only gives a lower limit on the elongation,  $a/b \geq 10^{0.4\Delta m}$ . Despite this, when studying a population a cut off in minimum densities becomes apparent, which can be used as a reasonable measurement of the bulk density of the bodies in the population. This has been clearly demonstrated for asteroids [Pravec et al., 2002], where there are many ( $N > 1000$ ) light-curves available, and also used to derive a low bulk density for cometary nuclei [Snodgrass et al., 2006], in agreement with the results found by the *Deep Impact* mission [Richardson et al., 2007], despite the relatively low number of light-curves available for nuclei.

We measured partial light-curves for 13 of the candidates using EFOC2, however poor weather during these runs prevented us from building up the number of light-curves required to study the density of these bodies by this statistical technique. This was further hampered by the large proportion of the candidates which were eventually rejected as non-family members. For 1998 WT<sub>31</sub> and 1999 OY<sub>3</sub> we have less than 10 points spread over three and two nights respectively and there is no significant variation. 1999 RY<sub>215</sub> and 2003 TH<sub>58</sub> also show no significant variation despite larger data sets. For 1999 CD<sub>158</sub>, 2000 CG<sub>105</sub>, 2002 GH<sub>32</sub> and 2005 UQ<sub>513</sub> the light-curves show significant variation, with ranges of  $\Delta m = 0.6, 0.45, 0.75$  and  $0.3$  mag., but no period could be determined. For 2001 QC<sub>298</sub> there is possibly a maximum each night in the data, with  $\Delta m = 0.4$ , but there can be other periods beyond the  $\sim 12$  hours best fit. 2003 SQ<sub>317</sub> gives a good fit with single peak light-curve of 3.7 hours, while a double peaked light-curve at 7.5 hours also looks reasonable. 2004 PT<sub>107</sub> shows a possible slight variation (0.05 mag), but not a very convincing one, with a suggested long period ( $\sim 20$  hours). We obtained data on 2004 SB<sub>60</sub> on two nights which show a variation of  $\Delta m = 0.2$ , but no clear periodicity. There is a possible solution at around 17.5 hours, but it is not convincing. 2005 GE<sub>187</sub> has a reasonably convincing single peak light-curve with a 6.1 hour period and  $\Delta m = 0.5$ .

The only light-curve in this set of relevance to the density of the family members is that of 2003 SQ<sub>317</sub>, shown in Fig. 5. The period of 3.7 hours and the range of  $\Delta m = 1.0$  mag im-



**Fig. 5.** Light-curve for 2003 SQ<sub>317</sub>, with data taken on two nights (circles from the night of August 30th 2008 and crosses from August 31st) folded onto a 3.74 hour period.

plies a high density,  $\rho \geq 2.0\text{ g cm}^{-3}$ , however this is for a single peaked light-curve as would be caused by albedo variations and not shape. The light-curves of Solar System minor bodies are more likely to be caused by shape than albedo patterns [Jewitt, 2008; Sheppard et al., 2008]. Assuming that this single peak light-curve shows half of the period of the true shape controlled light-curve, the implied density is  $\rho \geq 0.5\text{ g cm}^{-3}$ , which is a weak constraint. Given the sparse light-curve coverage there are also other possible periods. We cannot rule out a low density and therefore an entirely ice composition for this body.

Of the other family members 5 of the large bodies with confirmed water ice surfaces also have light-curves (not including Haumea itself). 1995 SM<sub>55</sub> has a rotation period of 8.08 hours and  $\Delta m = 0.19$  [Sheppard & Jewitt, 2003] (implying  $\rho \geq 0.20\text{ g cm}^{-3}$ ). 1996 TO<sub>66</sub> has  $P_{\text{rot}} = 7.9$  hours,  $\Delta m = 0.26$  [Sheppard & Jewitt, 2003] ( $\rho \geq 0.22$ ), but both the period and amplitude of the light-curve are seen to change [Hainaut et al., 2000]. 2002 TX<sub>300</sub> has a period between 8 and 12 hours and a low amplitude of  $\Delta m = 0.08$  [Sheppard & Jewitt, 2003] ( $\rho \geq 0.18$ ). Perna et al. [2009b] find that 2005 RR<sub>43</sub> has  $P_{\text{rot}} = 5.08$  hours,  $\Delta m = 0.12$  ( $\rho \geq 0.47$ ). Observations from the same group find no obvious periodicity for 2003 UZ<sub>117</sub>. None of these light-curves require high densities, although for these very large objects it is also likely that the rubble pile assumption will be invalidated due to compaction by self gravity, in which case finding the density from the light-curve involves assuming fluid like behaviour [see Lacerda & Jewitt, 2007].

#### 5. Summary

We have presented optical and/or near infrared colours for 22 of the 35 candidate members of Haumea’s collisional family that were listed by Ragozzine & Brown [2007]. We make use of a unique capability of the new Hawk-I instrument at the VLT to evaluate the depth of the  $1.6\text{ }\mu\text{m}$  water ice absorption band using NIR photometry on objects too faint for spectroscopy. We find:

1. Of the 15 candidates observed with Hawk-I, 7 were found to be family members. Most (6) of these were already known family members, including Haumea itself, whose confirmation proves the validity of the photometric technique used. In addition to the confirmed family members listed by Ragozzine & Brown [2007] we confirm the identification by

Schaller & Brown [2008] of water ice on 2005 CB<sub>79</sub>, and identify 2003 SQ<sub>317</sub> and as a probable new family member.

2. We reject the other 8 candidates observed with Hawk-I as interlopers which lack water ice absorption. In general the rejected bodies are relatively far from the centre of the family in orbital parameter space.
3. We present optical colours for 10 candidates and also collect all available colour information from the literature for the full set. Of the 20 candidates not yet observed with Hawk-I there are optical colours for 13. We find that all objects where the NIR colour indicates water ice have neutral or blue slopes, and consequently we can reject the possibility of water ice on the surface of the very red objects in this sample with a reasonable degree of confidence. In this way we rule out family membership for a further 5 of the candidates, in addition to 2 candidates which are already known to have no water ice on their surface from NIR spectroscopy.
4. Of the 35 family member candidates this gives totals of 10 confirmed members (29%), 15 non-members (43%) and 10 that still have to have their surfaces characterised. It appears that the family members all fall within the centre of the dynamical region searched by Ragozzine & Brown [2007], so we expect that most of the remaining bodies will also be rejected.
5. We obtained partial R-band light-curves for 13 of the candidates, only two of which were subsequently confirmed as a family members. Of these 1999 OY<sub>3</sub> showed no significant variation in the short sequence we were able to obtain on it, while 2003 SQ<sub>317</sub> shows variations consistent with a 3.74 hour single peak light-curve, but other periods are possible in the sparse data. Neither this nor the existing light-curves in the literature for other family members provide strong constraints on the density of these bodies, so we cannot yet determine whether or not they are ‘pure’ water ice bodies formed from the outer layers of the pre-collision Haumea.

**Acknowledgements.** We thank the dedicated staff of ESO’s La Silla and Paranal observatories for their assistance in obtaining this data, and in particular Giovanni Carraro for providing us with the Hawk-I observations of the Solar analogue. We are grateful to Noemi Pinilla-Alonso for providing the spectrum of Haumea and Davide Perna for providing us with his results in advance of their publication. We thank Pedro Lacerda and Franck Marchis for helpful suggestions. We also thank the referee, David Rabinowitz, for constructive comments that improved the paper.

#### References

- Alvarez-Candal, A., Fornasier, S., Barucci, M. A., de Bergh, C., & Merlin, F. 2008, *A&A*, 487, 741
- Barkume, K. M., Brown, M. E., & Schaller, E. L. 2006, *Astrophysical Journal*, 640, L87
- Barucci, M. A., Brown, M. E., Emery, J. P., & Merlin, F. 2008, in *The Solar System Beyond Neptune*, ed. M. A. Barucci, H. Boehnhardt, D. P. Cruikshank, & A. Morbidelli (University of Arizona Press), 143–160
- Barucci, M. A., Doressoundiram, A., Tholen, D., Fulchignoni, M., & Lazzarin, M. 1999, *Icarus*, 142, 476
- Boehnhardt, H., Tozzi, G. P., Birkle, K., et al. 2001, *Astronomy and Astrophysics*, 378, 653
- Brown, M. E., Barkume, K. M., Blake, G. A., et al. 2007, *AJ*, 133, 284
- Brown, M. E., Barkume, K. M., Ragozzine, D., & Schaller, E. L. 2007, *Nature*, 446, 294
- Brown, M. E., Bouchez, A. H., Rabinowitz, D. L., et al. 2005, *Astrophysical Journal*, 632, L45
- Brown, M. E., Trujillo, C. A., & Rabinowitz, D. L. 2005, *ApJ*, 635, L97
- Brown, M. E., van Dam, M. A., Bouchez, A. H., et al. 2006, *Astrophysical Journal*, 639, 4346
- Brown, T. M. 2003, *ApJ*, 593, L125
- Buzzoni, B., Delabre, B., Dekker, H., et al. 1984, *The Messenger*, 38, 9
- Casali, M., Pirard, J.-F., Kissler-Patig, M., et al. 2006, *SPIE*, 6269

- Cellino, A., Bus, S. J., Doressoundiram, A., & Lazzaro, D. 2002, *Asteroids III*, 633
- Davies, J. K., Green, S., McBride, N., et al. 2000, *Icarus*, 146, 253
- Delsanti, A., Hainaut, O., Jourdeuil, E., et al. 2004, *A&A*, 417, 1145
- Delsanti, A., Peixinho, N., Boehnhardt, H., et al. 2006, *AJ*, 131, 1851
- DeMeo, F. E., Fornasier, S., Barucci, M. A., et al. 2009, *A&A*, 493, 283
- Doressoundiram, A., Barucci, M. A., Tozzi, G. P., et al. 2005, *Planetary and Space Science*, 53, 1501
- Doressoundiram, A., Peixinho, N., de Bergh, C., et al. 2002, *Astronomical Journal*, 124, 2279
- Doressoundiram, A., Peixinho, N., Doucet, C., et al. 2005, *Icarus*, 174, 90
- Doressoundiram, A., Peixinho, N., Moullet, A., et al. 2007, *AJ*, 134, 2186
- Dumas, C., Merlin, F., Barucci, M. A., et al. 2007, *A&A*, 471, 331
- Fornasier, S., Barucci, M. A., de Bergh, C., et al. 2009, *A&A*, in press
- Fraser, W. C. & Brown, M. E. 2009, *Astrophysical Journal*, 695
- Fulchignoni, M., Belskaya, I., Barucci, M. A., de Sanctis, M. C., & Doressoundiram, A. 2008, in *The Solar System Beyond Neptune*, ed. M. A. Barucci, H. Boehnhardt, D. P. Cruikshank, & A. Morbidelli (University of Arizona Press), 181–192
- Gil-Hutton, R. & Licandro, J. 2001, *Icarus*, 152, 246
- Hainaut, O. R., Delahodde, C. E., Boehnhardt, H., et al. 2000, *A&A*, 356, 1076
- Hainaut, O. R. & Delsanti, A. C. 2002, *Astronomy and Astrophysics*, 389, 641
- Ivanov, V. D., Rieke, M. J., Engelbracht, C. W., et al. 2004, *ApJS*, 151, 387
- Jewitt, D., Luu, J., & Trujillo, C. 1998, *AJ*, 115, 2125
- Jewitt, D. C. 2008, *Small Bodies in Planetary Systems*
- Jewitt, D. C. & Luu, J. X. 2001, *Astronomical Journal*, 122, 2099
- Lacerda, P., Jewitt, D., & Peixinho, N. 2008, *AJ*, 135, 1749
- Lacerda, P. & Jewitt, D. C. 2007, *AJ*, 133, 1393
- Landolt, A. U. 1992, *AJ*, 104, 340
- Levison, H. F., Morbidelli, A., Vokrouhlický, D., & Bottke, W. F. 2008, *AJ*, 136, 1079
- McBride, N., Green, S. F., Davies, J. K., et al. 2003, *Icarus*, 161, 501
- Merlin, F., Guilbert, A., Dumas, C., et al. 2007, *A&A*, 466, 1185
- Ortiz, J. L., Santos Sanz, P., Gutiérrez, P. J., Duffard, R., & Aceituno, F. J. 2007, *A&A*, 468, L13
- Pasquini, L., Biazzo, K., Bonifacio, P., Randich, S., & Bedin, L. R. 2008, *A&A*, 489, 677
- Perma, D., Barucci, M. A., Fornasier, S., et al. 2009a, *A&A*, submitted
- Perma, D., Dotto, E., Barucci, M. A., et al. 2009b, *A&A*, submitted
- Pickles, A. J. 1998, *PASP*, 110, 863
- Pinilla-Alonso, N., Brunetto, R., Licandro, J., et al. 2009, *A&A*, 496, 547
- Pinilla-Alonso, N., Licandro, J., Gil-Hutton, R., & Brunetto, R. 2007, *A&A*, 468, L25
- Pinilla-Alonso, N., Licandro, J., & Lorenzi, V. 2008, *A&A*, 489, 455
- Pirard, J.-F., Kissler-Patig, M., Moorwood, A. F. M., et al. 2004, *SPIE*, 5492, 1763
- Pravec, P. & Harris, A. W. 2000, *Icarus*, 148, 12
- Pravec, P., Harris, A. W., & Michałowski, T. 2002, in *Asteroids III*, ed. W. F. Bottke, A. Cellino, P. Paolicchi, & R. P. Binzel (University of Arizona Press), 113–122
- Rabinowitz, D. L., Barkume, K. M., Brown, M. E., et al. 2006, *Astrophysical Journal*, 639, 1238
- Rabinowitz, D. L., Schaefer, B. E., Schaefer, M., & Tourtellotte, S. W. 2008, *AJ*, 136, 1502
- Rabinowitz, D. L., Schaefer, B. E., & Tourtellotte, S. W. 2007, *Astronomical Journal*, 133, 26
- Ragozzine, D. & Brown, M. E. 2007, *Astronomical Journal*, 134, 2160
- Ragozzine, D. & Brown, M. E. 2009, *AJ*, 137, 4766
- Richardson, J. E., Melosh, H. J., Lisse, C. M., & Carcich, B. 2007, *Icarus*, 190, 357
- Santos-Sanz, P., Ortiz, J. L., Aceituno, F. J., Brown, M. E., & Rabinowitz, D. 2005, *IAU Circ.*, 8577, 2
- Santos-Sanz, P., Ortiz, J. L., Barrera, L., & Boehnhardt, H. 2009, *A&A*, 494, 693
- Schaller, E. L. & Brown, M. E. 2008, *ApJ*, 684, L107
- Sheppard, S. S. & Jewitt, D. C. 2002, *AJ*, 124, 1757
- Sheppard, S. S. & Jewitt, D. C. 2003, *Earth Moon and Planets*, 92, 207
- Sheppard, S. S., Lacerda, P., & Ortiz, J. L. 2008, in *The Solar System Beyond Neptune*, ed. M. A. Barucci, H. Boehnhardt, D. P. Cruikshank, & A. Morbidelli (University of Arizona Press), 129–142
- Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. 2006, *AJ*, 131, 1163
- Snodgrass, C., Fitzsimmons, A., & Lowry, S. C. 2005, *A&A*, 444, 287
- Snodgrass, C., Lowry, S. C., & Fitzsimmons, A. 2006, *MNRAS*, 373, 1590
- Snodgrass, C., Saviane, I., Monaco, L., & Sinclair, P. 2008, *The Messenger*, 132, 18
- Stansberry, J., Grundy, W., Brown, M., et al. 2008, in *The Solar System Beyond Neptune*, ed. M. A. Barucci, H. Boehnhardt, D. P. Cruikshank, & A. Morbidelli (University of Arizona Press), 161–179
- Tegler, S. C., Grundy, W. M., Romanishin, W., et al. 2007, *AJ*, 133, 526
- Tegler, S. C. & Romanishin, W. 1998, *Nature*, 392, 49
- Tegler, S. C. & Romanishin, W. 2003, *Icarus*, 161, 181
- Trujillo, C. A. & Brown, M. E. 2002, *ApJL*, 566, L125
- Trujillo, C. A., Brown, M. E., Barkume, K. M., Schaller, E. L., & Rabinowitz, D. L. 2007, *Astrophysical Journal*, 655, 1172



Contents lists available at ScienceDirect

Icarus

journal homepage: www.elsevier.com/locate/icarus



## Mid-infrared spectral variability for compositionally similar asteroids: Implications for asteroid particle size distributions

P. Vernazza<sup>a,\*</sup>, B. Carry<sup>b,c</sup>, J. Emery<sup>d</sup>, J.L. Hora<sup>e</sup>, D. Cruikshank<sup>f</sup>, R.P. Binzel<sup>g</sup>, J. Jackson<sup>h</sup>, J. Helbert<sup>i</sup>, A. Maturilli<sup>i</sup>

<sup>a</sup> Research and Scientific Support Department, European Space Agency, Keplerlaan 1, 2201 AZ Noordwijk, The Netherlands  
<sup>b</sup> Laboratoire d'Etudes Spatiales et d'Instrumentation en Astrophysique, Observatoire de Paris, 5 Place Jules Janssen, Meudon F-92195, France  
<sup>c</sup> European Southern Observatory, Alonso de Cordova 3107, Vitacura, Casilla 19001, Santiago de Chile, Chile  
<sup>d</sup> Department of Earth and Planetary Sciences, Knoxville, TN 37996-1410, USA  
<sup>e</sup> Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, Cambridge, MA 02138, USA  
<sup>f</sup> NASA Ames Research Center, Mail Stop 245-6, Moffett Field, CA 94035, USA  
<sup>g</sup> Department of Earth, Atmospheric and Planetary Sciences, MIT, Cambridge, MA 02139, USA  
<sup>h</sup> Institute for Astrophysical Research, Boston University, Boston, MA 02215, USA  
<sup>i</sup> Institute for Planetary Research, DLR, Rutherfordstrasse 2, 12489 Berlin, Germany

### ARTICLE INFO

**Article history:**  
 Received 20 July 2009  
 Revised 22 December 2009  
 Accepted 9 January 2010  
 Available online xxx

**Keywords:**  
 Asteroids, Surfaces  
 Spectroscopy  
 Mineralogy  
 Meteorites

### ABSTRACT

We report an unexpected variability among mid-infrared spectra (IRTF and Spitzer data) of eight S-type asteroids for which all other remote sensing interpretations (e.g. VNIR spectroscopy, albedo) yield similar compositions. Compositional fitting making use of their mid-IR spectra only yields surprising alternative conclusions: (1) these objects are not “compositionally similar” as the inferred abundances of their main surface minerals (olivine and pyroxene) differ from one another by 35% and (2) carbonaceous chondrite and ordinary chondrite meteorites provide an equally good match to each asteroid spectrum. Following the laboratory work of Ramsey and Christensen (Ramsey, M.S., Christensen, P.R. [1998], *J. Geophys. Res.* 103, 577–596), we interpret this variability to be physically caused by differences in surface particle size and/or the effect of space weathering processes. Our results suggest that the observed asteroids must be covered with very fine (<5 μm) dust that masks some major and most minor spectral features. We speculate that the compositional analysis may be improved with a spectral library containing a wide variety of well characterized spectra (e.g., olivine, orthopyroxene, feldspar, iron, etc.), obtained from very fine powders. In addition to the grain size effect, space weathering processes may contribute as well to the reduction of the spectral contrast. This can be directly tested via new laboratory irradiation experiments.

© 2010 Published by Elsevier Inc.

### 1. Introduction

Spectroscopy in the visible near-infrared range (VNIR, 0.4–2.5 μm) has proven to be a powerful tool for constraining the surface composition of certain asteroid classes (e.g. A-, S- and V- classes; see DeMeo et al. (2008) for a definition of taxonomic classes over the VNIR range). Importantly, it has allowed researchers to determine the linkages between specific meteorite classes and their parent bodies. Several VNIR links have been proposed that are helping scientists understand the formation and evolution of the Solar System bodies:

(1) McCord et al. (1970) showed a spectroscopic match between the basaltic HED meteorites and (4) Vesta.

- (2) Cruikshank and Hartmann (1984) were the first to identify plausible parent bodies for olivine-rich meteorites such as brachinites or pallasites. More recently, Sunshine et al. (2007) proposed additional parent bodies for these same meteorites.
- (3) Vernazza et al. (2008) showed that the Flora family (semimajor axis  $a = 2.2$  AU) is the most likely source region for LL chondrites (8% of all recovered meteorites).
- (4) Nesvorný et al. (2009) showed that the shocked L chondrite meteorites, which represent about two-thirds of all L chondrite falls and 25% of all falls, may be fragments of the Gefion family (semimajor axis  $a = 2.8$  AU).
- (5) Vernazza et al. (2009) showed that (21) Lutetia and (97) Klotho are plausible parent bodies for enstatite chondrite meteorites while (201) Penelope, (250) Bettina and (337) Devosa are compatible with the properties of mesosiderites.

\* Corresponding author. ESA-ESTEC (RSSD SCI), Keplerlaan 1, 2201 AZ Noordwijk, The Netherlands. Fax: +31 (0)71 565 4697.  
 E-mail address: pierre.vernazza@esa.int (P. Vernazza).

With one exception (enstatite chondrites), all proposed links were established mainly because of the presence of diagnostic VNIR spectral bands (due to the presence of silicates such as olivine and pyroxene) in both meteorite and asteroid spectra. While some clear progress has been reached in linking olivine- and/or pyroxene-rich meteorites to their parent asteroids, little progress has been achieved for other compositions (e.g. for the B and C taxonomic classes) whose VNIR spectra are mostly featureless. As an example, the surface composition of two of the largest asteroids (1 Ceres and 2 Pallas) remains elusive.

A solution to this problem may be reached by extending the wavelength coverage. The 2.9–4.0 μm range is sensitive to the presence of water/ice as well as the presence of carbonates (Rivkin et al., 2002, 2006) but these components cannot explain the overall composition of a given asteroid when present (<10% of the composition). Thus, the extended wavelength range accessible from the ground that may help us constraining the surface composition of asteroids is the mid-IR range (8–13 μm).

Mid-infrared spectroscopy has been quite successful in constraining the surface composition of Mars (e.g. Milam et al., 2004, 2007). For example, Milam et al. (2004) constrained the abundance of feldspar (and its composition) on the surface of Mars by deconvolution modeling of mid-IR spectra. Such result could not have been obtained from the VNIR range where the detection of feldspar is difficult. These martian results clearly revealed the power of mid-IR spectroscopy for detecting the presence of some minerals that are difficult to detect at shorter wavelengths. In principle, one may expect the same success with asteroids.

In this paper, we investigate methods for obtaining mineralogical information (for asteroids) in this wavelength range. For the target selection, we decided to focus our attention on S-type asteroids because we can consistently determine the relative abundance ( $\pm 5\%$ ) of their main surface components (olivine, orthopyroxene) within the VNIR range as demonstrated for both laboratory meteorites and asteroids (Vernazza et al., 2008; Binzel et al., 2009). Constraining in advance the relative abundance of their main surface components should simplify the interpretation of their emissivity spectra. Specifically, we compare the mid-IR spectral properties of S-type asteroids which have, within 5%, nearly identical relative abundances of olivine and orthopyroxene based on compositional analysis in the VNIR range. By observing the properties of “compositionally identical” asteroids, as interpreted within the VNIR range, we evaluate the results of “controlled” measurements extended into the mid-IR.

We first present the observing protocol and the data reduction process, followed by result and discussion subsections.

### 2. Observations and data reduction

We present here observations obtained from the ground-based NASA Infrared Telescope Facility (IRTF), as well as observations collected within the science archive of the Spitzer Space Telescope.

#### 2.1. Near-infrared

NIR measurements for seven S-type asteroids were acquired remotely from MIT (Cambridge, USA) on the 3-m NASA IRTF located

on Mauna Kea, Hawaii. The instrument SpEx (Rayner et al., 2003) was utilized in prism mode to obtain measurements covering the wavelength range 0.8–2.5 μm in one exposure. The observing and reduction procedures are well described by Rivkin et al. (2004).

#### 2.2. Mid-infrared

Mid-infrared spectral measurement from 8 to 14 μm for three S-type asteroids ((7) Iris, (11) Parthenope and (43) Adriane, see Table 1) were obtained remotely from the Paris Observatory on the IRTF (Bus et al., 2002) on March 16 and July 30, 2008. The instrument MIRS (Deutsch et al., 2003) was used in the 8–14 μm range with the 1.2” slit which was aligned in the North–South direction.

Because the sky and the telescope are bright sources at mid-infrared wavelengths (due to their thermal emission), it is mandatory to subtract their contributions to the recorded signal. We thus followed the standard protocol for mid-infrared observations (“chop & nod”, see Lim et al. (2005a,b) for an extensive description of the procedure). We acquired spectra for the target and the nearby sky background by chopping the secondary mirror at a few Hertz (typically 4 Hz). However, since the light path is not the same for the two chopping positions, some sky residuals were still present after chopping. This is why we placed the target at several positions on the detector by nodding the entire telescope. The combination of these nodded frames ultimately allowed us minimizing the contribution from the sky and the telescope.

Standard techniques for infrared spectroscopy reduction were used in order to obtain the final spectra. These included: (i) the extraction of the spectra from the frames by summing at each wavelength the flux inside a region centered on the spectrum and delimited by a 3-σ dispersion of the Gaussian profile of the spectrum (perpendicularly to the dispersion direction) and (ii) the wavelength calibration. Finally, all acquired spectra for a given object (asteroid, star) were combined by a median combining procedure.

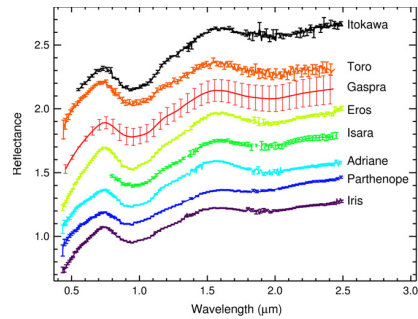
The last step included: (1) the isolation of the asteroid spectrum, (2) the removal of the telluric absorptions, (3) the stellar spectral shape and (4) the asteroid thermal emission. First, in order to isolate the asteroid’s spectrum, we needed to estimate the overall response function by measuring the spectrum of a mid-infrared calibration star under similar atmospheric conditions. For each asteroid spectrum, we observed a standard star close to the asteroid in time and airmass. We chose among bright stars whose infrared spectra were well known so that we could correct later the spectral artefacts introduced by the star (e.g., Cohen et al., 1992, 1999; Cohen and Davies, 1995).

Since the division of the asteroid spectra by the standard star spectra did not complete telluric corrections, we used an atmospheric modeling program to improve the quality of the correction.

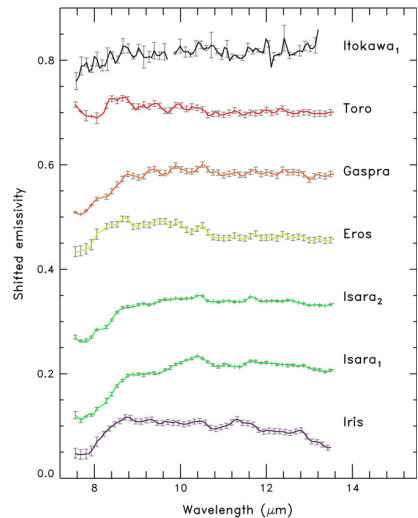
Ground-based thermal infrared observations are heavily affected by variability in atmospheric water vapor, ozone and other gases as well as background emission. Therefore, good telluric correction is critical to accurate reduction of thermal IR spectra. In many cases, appropriate telluric standards are either too faint for good correction, or too widely separated for a good air mass match.

**Table 1**  
 Observational circumstances for our MIRS/IRTF observations. Airm. is the airmass, R is heliocentric distance, Δ is the Earth–asteroid distance and α is the phase angle. Tss is the temperature of the asteroid surface at the subsolar point that was derived from our STM model.

Object	Observation date (UT)	Start time–end time (UT)	Airm.	Integration time per segment (s)	Standard star	R (AU)	Δ (AU)	α (°)	Tss (K)
7 Iris	2008-03-19	13:10–14:36	1.29–1.70	30–70	Alpha Boo, Vega	2.83	1.90	9.3	248.4
11 Parthenope	2008-07-30	11:34–13:40	1.26–1.65	40–50	Beta Peg	2.21	1.20	4.0	285.5
43 Adriane	2008-07-30	14:51–15:21	1.15–1.23	50	Beta Peg	1.93	1.07	22.0	301.7

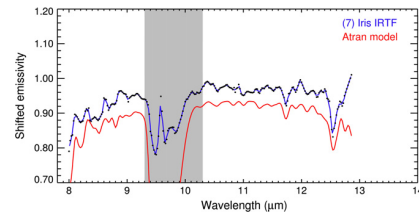


**Fig. 1.** VNIR reflectance spectra of 7 Iris, 11 Parthenope, 43 Adriane, 433 Eros, 951 Gaspra (since we do not have Gaspra's NIR spectrum we use the mean spectrum of several Flora family member spectra), 1685 Toro and 25,143 Itokawa as well as the NIR spectrum of 364 Isara. The NIR portion of the spectra was acquired with the IRTF; the visible portion of the spectrum was available from SMASS (see Bus and Binzel, 2002a,b). All these objects belong to the S-type class following the Bus and/or the new Bus-DeMeo taxonomy (Bus, 1999; Bus and Binzel, 2002a,b; DeMeo et al., 2008).



**Fig. 2.** Spitzer emissivity spectra of 7 Iris, 364 Isara, 433 Eros, 951 Gaspra, 1685 Toro and 25,143 Itokawa created by dividing the measured SED by the best-fit STM for each object. Isara was observed twice and we therefore show both spectra. Itokawa has been observed six times and we just show the data for the first observation. The spectra for the other observing dates are very similar and even noisier.

In addition, the infrared backgrounds can change during observations of target objects, making accurate telluric correction using observed standards difficult. Therefore, in addition to the observa-



**Fig. 3.** Comparison of the IRTF (MIRSI) emissivity spectrum of (7) Iris before the telluric correction with an Earth's atmospheric transmission spectrum computed with ATRAN. The displayed (7) Iris spectrum has been corrected for both the thermal emission and the shape of the observed star. We do not display the error bars accompanying the shape correction here (they appear in the following figure) to highlight the high signal to noise ratio of our observations. The comparison shows that the numerous features seen in the (7) Iris spectrum are also seen in the Earth's transmission spectrum. This highlights that a simple division by a standard star observed close in time and airmass to the asteroid observation is simply not enough to remove the telluric features.

tion of telluric standards, ATRAN, an atmospheric modeling program developed by Lord (1992), can be used to generate artificial telluric calibrator spectra at the target's zenith angle and air mass. ATRAN models allow tweaking of water vapor overpressure and other atmospheric conditions to produce optimized telluric corrections for each target.

We simulated with the ATRAN model the Earth atmospheric transmission spectrum for each observation at each different air mass and corrected both the star and the asteroid spectrum by multiplying their spectrum by the transmission spectrum (the transmission spectra were binned to the resolving power of MIRSI). In Fig. 3, we show the spectrum of (7) Iris before the ATRAN correction together with a typical transmission spectrum of the Earth atmosphere. The multiple features that can be seen in Iris' spectrum before the ATRAN correction are retrieved in the Earth transmission spectrum.

After completing the telluric corrections, the quotient was corrected for the stellar spectral slope and features. As noticed by Cohen et al. (1992), a SiO absorption band is present in the stellar spectra. Thus while the division of the asteroid spectrum by the standard star spectrum removes the telluric absorptions, it also introduces stellar features. Finally, in order to produce the final emissivity for each object we removed the thermal emission from each object spectrum. Several thermal emission models exist, from the simple STM (Lebofsky et al., 1986) to the refined TPM (Mueller and Lagerros, 1998; Lagerros, 1998). In the present work, we modeled the thermal emission using the STM model. (The STM fitting method is well described in Emery et al. (2006a,b).) The final emissivity spectrum was created by dividing the SED by the modeled thermal continuum.

Lastly, given the uncertainty of the correction of both the telluric absorptions and the stellar spectral shape, we retrieved for comparison public Spitzer spectra of several S-type asteroids taken with IRS (InfraRed Spectrograph, Houck et al., 2004) using the Leopard software (see Table 2). We selected the so-called Basic Calibrated Data (BCD) which is a 2-D output. After background removal from the BCD images, we extracted the 1-D spectra from these images. (See Section 3 by Emery et al. (2006a,b) for a detailed description of the method.) Finally, we removed the thermal emission of each asteroid in order to produce its emissivity (see Table 3 for the STM best-fit parameters for both the IRTF and Spitzer observations). Figs. 2 and 4 show the Spitzer and IRTF spectra after the thermal correction.

**Table 2**  
Observational circumstances for the Spitzer observations. R is heliocentric distance,  $\Delta$  is the Earth–asteroid distance and  $\alpha$  is the phase angle.

Object	Observation date (UT)	Start time–end time (UT)	R (AU)	$\Delta$ (AU)	$\alpha$ (°)
7 Iris	2005-03-22	15:40–15:52	2.91	2.72	20.2
364 Isara	2005-04-15	08:49–09:07	2.07	1.90	29.0
364 Isara (1)	2005-04-18	07:51–08:09	2.07	1.93	28.8
433 Eros	2004-09-30	00:52–01:01	1.31	0.96	50.6
951 Gaspra	2006-02-03	21:40–21:50	1.97	1.27	26.3
1685 Toro	2004-07-14	14:39–14:45	1.14	0.38	61.6
25,143 Itokawa	2007-05-03	23:07–23:14	1.00	0.52	75.3

## 3. Results

### 3.1. VNIR

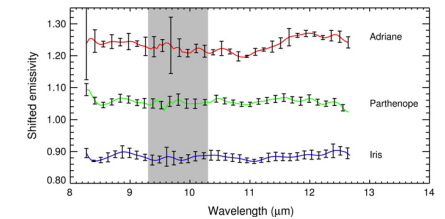
#### 3.1.1. Compositional analysis of S-type asteroids in the VNIR range

Asteroids belonging to the S-complex (Q, S, Sa, Sq, Sr, Sv; see Bus (1999) and Bus and Binzel (2002a,b)) for the taxonomic classification in the visible) share similar spectral properties in the VNIR range based on a simple visual inspection (e.g. Gaffey et al., 1993; DeMeo et al., 2008, and Fig. 1 of this paper). Their spectra are characterized by the presence of (1) a moderate to steep reddish slope shortward of 0.7  $\mu\text{m}$ , (2) absorption features around 1 and 2  $\mu\text{m}$  due to the presence of both olivine and orthopyroxene, (3) a neutral to steep slope of the continuum across the 1  $\mu\text{m}$  band. These same characteristics are also shared by the V, R and O classes. What makes the S-complex distinct is its spectral similarity (without considering the slope difference induced by aging effects) with the spectra of the most common meteorites, namely the ordinary chondrites (OCs, 80% of the recovered falls).

In this wavelength range, the relative abundance of the two main minerals (about 70% of the whole composition (Hutchison, 2004)) namely olivine (ol) and orthopyroxene (opx) can be inferred by using (1) the Cloutis et al. (1986) method or (2) a scattering model (Hapke, 1993 or Shkuratov et al., 1999) combined with the space weathering model developed by Brunetto et al. (2006). Method 1 has been widely used (e.g. Gaffey et al., 1993, see review by Gaffey et al. (2002)). Method 2 combines both the Shkuratov or Hapke models and the Brunetto model. It allows constraining the surface composition of a given asteroid (to be compared with those of ordinary chondrites) and its space weathering degree (see Brunetto et al. (2006), Vernazza et al. (2008) and Binzel et al. (2009) for direct applications of this technique). Using the model on well characterized OCs, Vernazza et al. (2008) and Binzel et al. (2009) determined its precision to be  $\pm 5\%$ .

#### 3.1.2. Compositional analysis of our S-type sample

In Fig. 1 we show the VNIR spectra of seven S-type asteroids ((7) Iris, (11) Parthenope, (43) Adriane, (433) Eros, (951) Gaspra, (1685) Toro, and (25,143) Itokawa) as well as the NIR spectrum of (364) Isara. Using method 2 mentioned above, we calculated the relative abundance of olivine and orthopyroxene [ol/ol + opx] for each asteroid that we report in Table 4. It appears that all the objects have a very similar [ol/ol + opx] value (in the 75–80% range) that closely resembles the [ol/ol + opx] value of LL chondrite meteorites (75  $\pm$  3%, see Vernazza et al., 2008). (For (364) Isara we derived the [ol/ol + opx] value based on the NIR spectrum only. The NIR range is sufficient for deriving the [ol/ol + opx] value, the accuracy dropping from  $\pm 5\%$  to  $\pm 7\%$ .) The next step consisted in using mid-IR spectral data for these same objects and determining the [ol/ol + opx] value from this range.



**Fig. 4.** IRTF (MIRSI) emissivity spectra of (7) Iris, (11) Parthenope and (43) Adriane created (1) by dividing the measured SED by the best-fit STM for each object, (2) after correction of the star spectral shape, and (3) after an additional telluric correction with the ATRAN model. The error bars (3- $\sigma$ ) include both the errors originating from the correction of the star spectral shape and from the ATRAN telluric correction. Spectra were shifted vertically for clarity.

Toro and (25,143) Itokawa) as well as the NIR spectrum of (364) Isara. Using method 2 mentioned above, we calculated the relative abundance of olivine and orthopyroxene [ol/ol + opx] for each asteroid that we report in Table 4. It appears that all the objects have a very similar [ol/ol + opx] value (in the 75–80% range) that closely resembles the [ol/ol + opx] value of LL chondrite meteorites (75  $\pm$  3%, see Vernazza et al., 2008). (For (364) Isara we derived the [ol/ol + opx] value based on the NIR spectrum only. The NIR range is sufficient for deriving the [ol/ol + opx] value, the accuracy dropping from  $\pm 5\%$  to  $\pm 7\%$ .) The next step consisted in using mid-IR spectral data for these same objects and determining the [ol/ol + opx] value from this range.

### 3.2. Mid-IR

#### 3.2.1. Mid-IR laboratory measurements

Laboratory studies of the mid-infrared spectral properties of powdered meteorites and minerals have revealed that their spectra display a wide variety of features that can be used for their identification (e.g., Lyon, 1964; Hunt and Logan, 1972; Salisbury et al., 1991; Christensen et al., 2000; Maturilli et al., 2006, 2008; Helbert et al., 2007). These include reststrahlen features, which occur as reflectance peaks, the Christiansen feature, which occurs as a trough in reflectance and the transparency feature which results in a broad reflectance maximum or emittance minimum (Salisbury et al., 1991). Importantly, laboratory studies have shown that the grain size of the measured sample greatly affects the spectral shape of the recorded spectrum (e.g., Hunt and Vincent, 1968; Hunt and Logan, 1972; Moersch and Christensen, 1995; Mustard and Hays, 1997). As an example, the overall spectral contrast gets significantly reduced with decreasing particle sizes (Mustard and Hays, 1997).

**Table 3**  
STM best-fit parameters.  $H_V$  is from IAU Minor Planet Center.  $Ab$  is the bolometric bond albedo ( $p_V + q$ ). The phase integral has only been measured for Eros (0.39) and Gaspra (0.47), and is assumed to be 0.39 for the others.  $p_V$  is the visible geometric albedo.  $\eta$  is an empirical factor called beaming parameter.  $T_s$  is the temperature of the asteroid surface at the subsolar point that was derived from our STM model.

Object	$H_V$	Radius (km)	$Ab$	$p_V$	$\eta$	$T_s$ (K)
7 Iris (Spitzer)	5.53	119.5	0.075	0.193	1.03	231.3
7 Iris (IRTF)	5.53	113.1	0.083	0.212	0.806	248.4
11 Parthenope (IRTF)	6.55	78.7	0.067	0.171	0.77	285.5
43 Adriane (IRTF)	7.93	34.7	0.097	0.247	0.784	301.7
364 Isara (Spitzer)	9.88	14.77	0.090	0.230	1.05	271.8
364 Isara (1) (Spitzer)	9.88	14.51	0.093	0.239	0.93	279.7
433 Eros (Spitzer)	11.18	7.44	0.107	0.274	0.79	364.5
951 Gaspra (Spitzer)	11.65	6.93	0.096	0.205	0.94	285.7
1685 Toro (Spitzer)	14.32	2.00	0.082	0.210	2.08	308.7
25,143 Itokawa (Spitzer)	19.2	0.190	0.101	0.256	1.75	342.6

Please cite this article in press as: Vernazza, P., et al. Mid-infrared spectral variability for compositionally similar asteroids: Implications for asteroid particle size distributions. Icarus (2010), doi:10.1016/j.icarus.2010.01.011

Please cite this article in press as: Vernazza, P., et al. Mid-infrared spectral variability for compositionally similar asteroids: Implications for asteroid particle size distributions. Icarus (2010), doi:10.1016/j.icarus.2010.01.011

**Table 4**  
Comparison between the compositions of our S-type sample derived from the VNIR and mid-IR range.

Asteroid	Data reference <sup>a</sup>		[ol]/([ol + opx]) % VNIR	[ol]/([ol + opx]) % Mid-IR (case b)	[ol]/([ol + opx]) % Mid-IR (case c)
	V	NIR			
7	S	20 February 2004	76.5	48 <sup>q</sup> 46 <sup>c</sup>	66 <sup>q</sup> 100 <sup>c</sup>
11	S	13 November 2005	79.5	36 <sup>c</sup>	43 <sup>c</sup>
43	S	22 November 2005	76	65 <sup>c</sup>	87 <sup>c</sup>
364		03 October 2007	77	61 <sup>q</sup> 47 <sup>b</sup> (1)	55 <sup>q</sup> 41 <sup>b</sup> (1)
433	S	17 August 2002	79	37 <sup>b</sup>	58 <sup>b</sup>
951	S		79	49 <sup>b</sup>	41 <sup>b</sup>
1685	S	09 March 2005	77.5	26 <sup>b</sup>	37 <sup>b</sup>
25,143	S	28 March 2001	75	38 <sup>b</sup>	43 <sup>b</sup>

S: smass.

<sup>a</sup> For observations reported here, we give the observation date (UT). All near-infrared (NIR) data were obtained using the NASA IRTF at Mauna Kea, Hawaii.

<sup>b</sup> With Spitzer.

<sup>c</sup> With IRTF.

1997) while the position of the emission features changes. Since fine grained particles (<50 μm) dominate particle size distributions of asteroid surfaces (Dollfus et al., 1977), one may expect weak features in the asteroid emissivity spectra. This little spectral contrast expected for asteroid surfaces further requires that, in the asteroidal case, data with high SNR (>100) should be recorded for meaningful interpretation (Lim et al., 2005a,b).

Another important field of investigation that has been conducted via laboratory studies concerns the implementation of a spectral deconvolution model for mid-IR data. Deconvolution provides a relatively straightforward and computationally quick method of assessing the mineral assemblages of a multiminerale surface (Ramsey and Christensen, 1998). It has been demonstrated through compositional analysis that thermal infrared spectra represent linear combinations of the abundance of the individual surface components (Lyon, 1964; Gillespie, 1992; Thomson and Salisbury, 1993; Ramsey and Christensen, 1998; Ramsey et al., 1999; Ramsey and Fink, 1999; Feely and Christensen, 1999; Hamilton and Christensen, 2000). Therefore, if spectra of the pure end-members are known, mixture spectra (e.g. asteroid emissivity spectra) can then be deconvolved through a least squares linear fit resulting in a percentage of each input end-member plus a measure of the model quality (rms). However, the success of this technique appears to be strongly dependent on the particle size of the observed surface.

Ramsey and Christensen (1998) applied a linear retrieval algorithm to (a) 70 mineral mixtures having particle diameters of 250–500 μm, and (b) 21 mineral mixtures with the particle diameter varying from <10 μm to 500 μm to test the limits of the model at decreasing particle sizes. Note that the only sample components prepared at less than 250 μm were quartz and andesine. In case (a) they found that the assumption of linear mixing is valid and enables mineral percentage prediction within 5% on average. In case (b) they found that spectral mixing remains essentially linear down to grain sizes of ~60 μm. Below this threshold, they found that the linear retrieval algorithm fails using a single size fraction for the end-member. However, with spectra of the appropriate size fraction, the linearity continues through the 10–20 μm size fractions. For particle sizes below 10 μm where non-linear volume scattering dominates, the retrieval algorithm fails.

### 3.2.2. Mid-IR asteroidal measurements

Broad-band observations around 10 and 20 μm, together with visual measurements, have been used to determine the radii and bond albedo of a number of asteroids (e.g. Allen, 1970; Morrison, 1973, 1974, 1977). At the same epoch, observations with higher spectral resolution have also been performed (e.g. Gillett and Merrill, 1975; Hansen, 1976). These investigators found no deviations

from gray body emission greater than their observational errors (10% level), i.e. they found no evidence of emission features in their spectra. Using a high-sensitivity spectrometer in the 8–13 μm range ( $\Delta\lambda/\lambda = 0.017-0.027$ ), Feierberg et al. (1983) observed six main-belt asteroids and found that two (19) Fortuna and (21) Lutetia, appeared to show silicate emission features. Their findings suggested that the 8–13 μm spectral region may be a potential source of compositional information for asteroids. However, spectrophotometric observations by Green et al. (1985) in the 8–13 μm range did not confirm Feierberg's et al. (1983) findings.

Successful results were achieved by the space telescope IRAS whose data analysis provided the albedo and radii of 2228 main-belt asteroids via broad-band photometry at 12 μm, 25 μm, 60 μm and 100 μm (Matson et al., 1986; Dermott et al., 1988; Tedesco et al., 1988, 2002).

Several years later, Dotto et al. (2000, 2002) and Barucci et al. (2002) reported spectroscopic observations (5.8–11.6 μm range) for large main-belt asteroids obtained by the ESA space telescope ISO. They compared the obtained spectra with laboratory spectra of various minerals and meteorites in order to constrain the asteroid compositions but did not find good spectral matches.

Recently, Lim et al. (2005a,b) reported the 8–13 μm spectral properties of 29 asteroids from a wide variety of visible to near-IR spectral classes (MIDAS survey). They found evidence of emissivity features with spectral contrast greater than 5% for a single asteroid, namely (1) Ceres. In their best data (for (4) Vesta), they achieved sufficiently high signal to noise ratios to detect subtle features (2–3%). The insufficient SNR for the rest of their data prevented them from a mineralogical characterization of their sample. Their main conclusion is that future observers may be able to find mineralogical features on these and other main-belt asteroids provided that their spectral uncertainties can be brought below 2%.

Emery et al. (2006a,b) presented the mid-IR Spitzer spectra of three Trojans. Comparisons with meteorites, mineral emissivity and inverted reflectance libraries, linear mixtures of these minerals, and Hapke-Mie modeling point to fine-grained silicates to best explain their mid-IR data. However, Emery et al. (2006a,b) state that they are not able at this point to determine the specific silicate mineralogy implied by the Trojan emissivity spectra.

Overall, mid-IR spectroscopic observations of asteroids and larger 'atmosphere less bodies' such as the Moon and Mercury have been the subject of numerous campaigns over the recent years showing the growing interest of scientists for the output that can be obtained from this wavelength range (Lim et al., 2005a, 2006, 2008, 2009; Emery et al., 2006a, 2008; Lim and Emery, 2006; Donaldson Hanna et al., 2007; Kozłowski et al., 2007; Barucci et al., 2008; Donaldson Hanna and Sprague, 2008; Marchis et al., 2008; Sprague et al., 2009).

342  
343  
344  
345  
346  
347  
348  
349  
350  
351  
352  
353  
354  
355  
356  
357  
358  
359  
360  
361  
362  
363  
364  
365  
366  
367  
368  
369  
370  
371  
372  
373  
374  
375  
376  
377  
378  
379  
380  
381  
382  
383  
384  
385  
386  
387  
388  
389  
390

### 3.2.3. Compositional analysis of our S-type sample

3.2.3.1. Spectral heterogeneity of the data. Fig. 2 shows the Spitzer emissivity spectra for six S-type asteroids (three main-belt asteroids and three near-Earth asteroids) and Fig. 4 shows the IRTF (MIRSI) emissivity spectra for three large S-type main-belt asteroids. For the Spitzer data, the best SNR was achieved for 364 Isara whereas for the IRTF data, (7) Iris and (11) Parthenope show an equally high SNR.

We first performed a visual inspection of the spectra and searched for characteristic features. We also compared the spectra to each other. We perform the data description for each telescope (Spitzer and IRTF) separately.

Overall, the Spitzer spectra look quite similar even though small differences can be noticed. The Spitzer spectra show all evidence of a moderate reddish slope shortward of 8.7 μm besides (25,143) Itokawa and perhaps (1685) Toro. Beyond ~8.7 μm which appears to be the Christiansen feature for all spectra, we observe two kinds of spectra. The first group, that comprises (7) Iris, (364) Isara, (433) Eros and maybe (951) Gaspra, shows evidence of a flat continuum on which small emission features located around ~10.5 μm and ~11.7 μm are superimposed. Note that the 11.7 μm feature does not appear clearly from the (433) Eros and (951) Gaspra data. A lower SNR for these objects may be the cause. The second group includes (1685) Toro and (25,143) Itokawa. Their spectra are completely flat over the entire range (note that (25,143) Itokawa's noisy data may hide small features).

As far as the IRTF data is concerned, two objects appear to have a similar spectrum ((7) Iris and (11) Parthenope). Both objects display a rather flat spectrum over the entire 8–13 μm range which looks very similar to the (25,143) Itokawa and (1685) Toro spectra. (43) Adriane's spectrum looks slightly different and displays a broad bump (like a V that has been reversed) from 11 to 13 μm. This basic spectral comparison (for the Spitzer and IRTF data) shows that in the mid-IR range, moderate spectral differences for objects having a very similar composition can be expected.

Finally, the only object observed by both MIRSI and Spitzer is Iris. In Fig. 5, we show a direct comparison of those spectra. Overall the spectra agree pretty nicely over the entire 8–13 μm range. This comparison is very promising for future ground-based observations now that Spitzer has run out of cryogen and therefore cannot measure any more MIR spectra.

3.2.3.2. Compositional fitting with a linear retrieval algorithm. Our next and final step consisted in fitting the composition of all objects using the mid-IR spectral data. From the VNIR range we reached very clear conclusions namely that (1) all objects have nearly identical [ol]/([ol + opx]) values (in the 0.75–0.8 range) and (2) we could link these compositionally 'identical' objects to a specific meteorite class namely the LL chondrite class. Thus, the first objective of our mid-IR compositional analysis was to test whether we would be able to converge towards similar consistent conclusions in this much wider wavelength range (8–13 μm versus 0.4–2.4 μm).

To answer this question we applied a linear retrieval algorithm (see Sprague et al. (2009) for an exhaustive description of the method) to all S-type spectra (Spitzer & IRTF). The only free parameters of the algorithm were the abundance of each mineral. We did not include a term that effectively allows the spectral contrast to vary. We used as end-members (a) all available meteorite reflectance spectra from the ASTER spectral library, (b) spectra for the two main minerals found in ordinary chondrite meteorites, namely olivine and low-Ca pyroxene reflectance spectra from ASTER as well as olivine and low-Ca pyroxene emissivity spectra from the BED library (Helbert et al., 2007; Maturilli et al., 2006, 2008), and (c) spectra for all mineralogical constituents

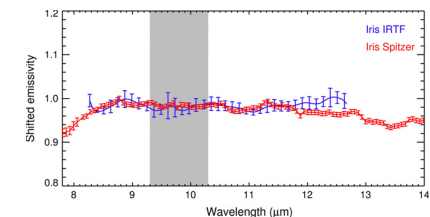
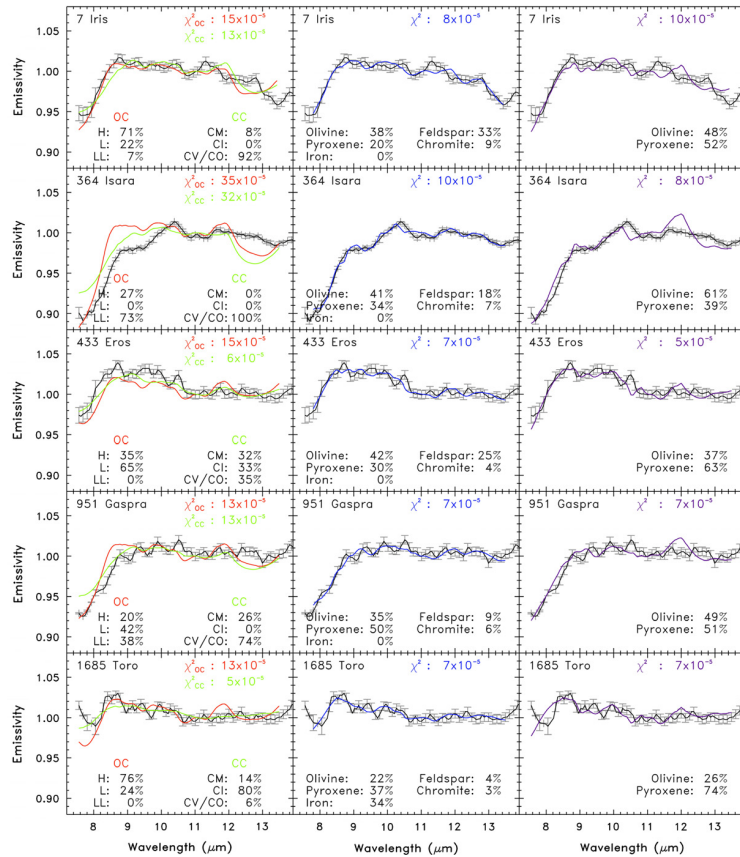


Fig. 5. Comparison between both the MIRSI (IRTF) and Spitzer emissivity spectra for 7 Iris.

found in ordinary chondrite meteorites, namely olivine, low-Ca pyroxene and feldspar reflectance spectra from ASTER as well as olivine, low-Ca pyroxene and feldspar emissivity spectra from the BED library, iron spectra from the RELAB database and chromite spectra from ASTER. We give a list of the end-members in the figure captions. For the meteorite spectra, we ran the code for the following subclasses: ordinary chondrites, carbonaceous chondrites, HEDs and achondrites. The biconical reflectance spectra from the ASTER and RELAB libraries were converted to emissivity by using Kirchoff's law:  $1 - \epsilon_r = \epsilon$  (see Lim et al., 2005a,b). Finally, all emissivity spectra were normalized to unity at a given wavelength (11 μm).

Figs. 6 and 7 show the fitting results for the (a), (b) and (c) cases listing the relative abundance of (a) H, L and LL meteorites for OCs, the relative abundance of CM, CI and CV/CO meteorites for CCs, (b) the relative abundance of olivine and low-Ca pyroxene and (c) the relative abundance of olivine, low-Ca pyroxene, feldspar, iron and chromite. It does not list the fitting results for the HEDs and achondrites subclasses because in these cases the derived rms was too high (i.e. bad fits). In all three cases (a, b and c), the fitting yields divergent interpretations for the compositions. Focusing on the relative abundance of olivine and low-Ca pyroxene (cases b and c), a 35% and 30% (b and c respectively) difference in composition is observed among the objects which have been observed with Spitzer whereas a 29% and 19% (b and c respectively) difference is observed among the objects which have been observed with IRTF. In case c, we also note a huge variation of the abundance of other components depending on the target asteroid. For example, the fraction of feldspar is around 4% for (951) Gaspra whereas it reaches 33% for (7) Iris. Furthermore, an association between these S-types and LL chondrites appears excluded from these results. It even appears that CCs provide in some cases a better match to the asteroid spectrum than OCs. A first conclusion is that with a linear retrieval algorithm, consistent compositional analysis is problematic for this wavelength range even with high SNR data (e.g. (364) Isara with Spitzer or (7) Iris with IRTF). Here, inferred abundances of olivine and low-Ca pyroxene show on average a ~30% difference (using both the IRTF and Spitzer values) with the abundances derived from the VNIR range and a ~32% difference using the Spitzer values only. This supports the conclusions of Ramsey and Christensen (1998) for small grained surfaces derived from laboratory studies.

A last interesting case concerns the fitting results for both Spitzer observations of (364) Isara. This object offers the opportunity to compare the variability of the results of the linear deconvolution for a given object. As listed in Table 4, we find a 14% difference in the [ol]/([ol + opx]) value for both datasets. This value allows us to define a confidence level of ~20% (we take a rather large upper limit) for our fitting results.

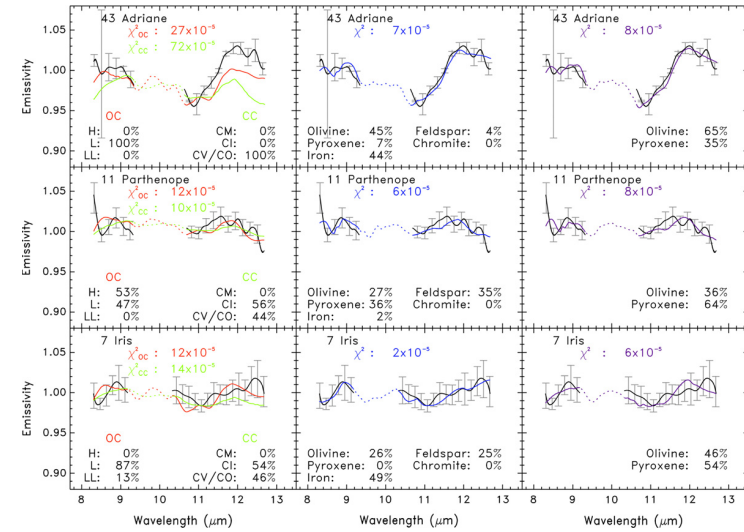


**Fig. 6.** Spitzer spectra for 7 Iris, 364 Isara, 433 Eros, 951 Gaspra and 1685 Toro are compared to best fit models computed using two different spectral libraries, namely ASTER and BED. We do not show the compositional fit to Itokawa's spectrum due to the poor SNR of its spectrum. We indicate the abundance of each end-member as well as the rms of each fit directly on the plot. For the fit using both olivine and low-Ca pyroxene spectra we used the following end-members (28 in total): olivin5f (ASTER), olivin6f (ASTER), olivin7f (ASTER), olivin8f (ASTER), olivin10f (ASTER), olivin11f (ASTER), olivin12f (ASTER), olivin13f (ASTER), olivin10p (ASTER), olivin11c (ASTER), olivin12c (ASTER), olivin13c (ASTER), enstat11f (ASTER), enstat11c (ASTER), enstat11e (ASTER), hyperst1f (ASTER), emiss\_olivine180c0\_25 (BED), emiss\_olivine180c25\_63 (BED), emiss\_olivine180c53\_125 (BED), emiss\_olivine180c125\_250 (BED), emiss\_enstatite180c25\_63 (BED), emiss\_enstatite180c63\_125 (BED), emiss\_enstatite180c125\_250 (BED), emiss\_hyperstene\_a180c0\_25 (BED), emiss\_hyperstene\_a180c25\_63 (BED), emiss\_hyperstene\_b180c25\_63 (BED), emiss\_hyperstene\_b180c63\_125 (BED), emiss\_hyperstene\_b180c125\_250 (BED), emiss\_olivine\_lowCa\_pyroxene\_feldspar\_iron\_chromite\_spectra we used the olivine and pyroxene spectra listed above as well as: labrad1f.txt (ASTER), labrad1c.txt (ASTER), orthoc3f.txt (ASTER), orthoc3c.txt (ASTER), albite1f.txt (ASTER), albite1c.txt (ASTER), emiss\_albite180c0\_25.txt (BED), emiss\_anorthite180c0\_25.txt (BED), emiss\_bytownite\_brown180c0\_25.txt (BED), emiss\_bytownite\_green180c0\_25.txt (BED), emiss\_labradorite\_a180c0\_25.txt (BED), emiss\_labradorite\_b180c0\_25.txt (BED), emiss\_oligo-clase180c0\_25.txt (BED), emiss\_orthoclase180c0\_25.txt (BED), lascal6.txt (Relab), lascal6.txt (Relab), chromi1c.txt (ASTER), chromi1f.txt (ASTER).

**4. Discussion**

The variability in compositional interpretation for otherwise similar asteroids may be attributed to the difficulty to constrain the composition of a small grain-sized planetary surface as found previously by laboratory experiments (Hunt and Logan, 1972;

Mustard and Hays, 1997; Ramsey and Christensen, 1998). For example, Mustard and Hays (1997) showed that by slightly varying the grain size of their sample (the minerals were sieved into five particle size separates of 5-μm intervals from <5 μm to 20-25 μm) the characteristics of the recorded emissivity changes. The observed changes were the following. Christiansen features



**Fig. 7.** Mirsi (IRTF) spectra for 7 Iris, 11 Parthenope and 43 Adriane are compared to best fit models computed using two different spectral libraries, namely ASTER and BED. We indicate the abundance of each end-member as well as the rms of each fit directly on the plot.

became saturated, while the reststrahlen bands showed continuous decrease in spectral contrast and some change in the shape of the bands with decreasing particle size. The transparency features showed several important changes with decreasing particle size: the spectral contrast increased then decreased, the position of the maximum reflectance of the transparency features shifted systematically to shorter wavelengths, and the symmetry of the features changed.

These important spectral changes observed for small variations of the grain size may allow an explanation for the spectral differences observed among our S-type sample. While we do expect the observed objects to have their surfaces covered by small particles (<50 μm, see Dollfus et al., 1977), there is no reason that they should have exactly the same distribution of particle sizes on their surfaces.

Most significantly, these important spectral changes for small variations of the grain size may impede the ability to retrieve the composition in the mid-IR range. The spectral libraries such ASTER and BED provide spectra for grain size intervals that are quite large (0-30 μm, 0-60 μm, 0-75 μm and 75-250 μm for ASTER and 0-25 μm, 25-63 μm, 63-125 μm and 125-250 μm for BED). Therefore, it is very likely that the grain size of the laboratory samples will not match the average grain size present on the asteroid surfaces which could explain the wrong inferred abundances for olivine and pyroxene. For the interpretation of the actual S-type mid-IR spectra, a preparation of well chosen minerals such olivine and pyroxene into several particle size separates of 5-μm intervals from <5 μm to 50 μm could certainly help improving the fitting results and could help us to appreciate more accurately the usefulness of the mid-IR range for constraining the composition of asteroids.

Another point is that various minerals are spectrally active in different wavelength ranges. One possibility is that the ol(ol + px)

ratio could be different between the VNIR and MIR because each wavelength range is sensing different surface components (or sensing them with different strengths). It is precisely to test this possibility that we performed the fitting of case c (including all the minerals that are present in ordinary chondrite meteorites). While we find that there is some variation in the ol(ol + px) value derived from the mid-IR spectra between cases b and c, the variation is not enough to explain the discrepancy between the VNIR and MIR analyses.

Finally, we would like to recall one clear limitation of the technique employed here, namely the fact that we did not consider the spectral effects of space weathering processes when fitting the mid-IR asteroid spectra (see Chapman (2004) for a review on these processes). While their spectral effects are pretty well characterized for the VNIR range (true for OC-like material), little has been published yet concerning their effects over the mid-IR range. Brucato et al. (2004) reported the results of ion irradiation experiments on forsterite; they collected mid-IR spectra before and after irradiation. They found that the effect in the mid-IR is to begin to "amorphousize" the surface. This makes sense, since space weathering is thought to create glassy coating (with the embedded nanophase iron). So, to first order, the effect would be to simply reduce the spectral contrast of the reststrahlen bands. Besides this paper, no other work related to this topic has been published yet. We therefore encourage researchers performing space weathering experiments to not only limit their spectral measurements (before and after irradiation) to the VNIR range but to extend their measurements to the mid-IR range.

**5. Conclusion**

In this work, we examined a set of eight compositionally similar S-type asteroids to explore their similarities and diversities in the

mid-IR. We report an unexpected variability among their mid-infrared spectra. Compositional fitting making use of only their mid-IR spectra yields surprising alternative conclusions: (1) these objects are not “compositionally similar” as the inferred abundances of their main surface minerals (olivine and pyroxene) differ from one another by  $\sim 35\%$  and (2) carbonaceous chondrite and ordinary chondrite meteorites provide an equally good match to each asteroid spectrum.

Rather than favor either of these two surprising alternative conclusions, we consider it much more likely that our observations are a confirmation of the laboratory work of Ramsey and Christensen (1998), now measurable on asteroids. Based on the Ramsey and Christensen (1998) results, we interpret the mid-IR measurement variability (of an otherwise demonstrated “compositionally consistent” sample of eight S-type asteroids) to be physically caused by differences in surface particle size. For asteroids, it thus appears that mid-infrared measurements are a powerful tool for inter-comparison of surface properties for objects of known compositions (i.e. compositions constrained by other measurements, such as VNIR spectra and/or albedos). Compositionally constrained objects yielding compatible mid-IR measurements (and hence consistent mid-IR compositional interpretations) likely have large particle sizes on their surfaces. Divergent compositional interpretations from mid-IR measurements, where the compositions are otherwise constrained and similar, are more likely indicative of surfaces dominated by particles at or below the  $8\text{--}13\ \mu\text{m}$  scale of mid-IR radiation. Thus for mid-IR measurements of objects whose surface properties are not known, a reliable compositional interpretation based solely on linear deconvolution of mid-IR measurements with existing spectral libraries is problematic. Finally, we stress that space weathering effects may also strongly contribute to the reduction of the spectral contrast. This can be directly tested via new laboratory irradiation experiments.

#### Acknowledgments

We thank Lucy F. Lim and an anonymous reviewer for their constructive comments.

#### References

Allen, D.A., 1970. Infrared diameter of Vesta. *Nature* 227, 158–159.  
 Barucci, M.A., and 12 colleagues, 2002. 10 Hygiea: ISO infrared observations. *Astron. Astrophys.* 156, 202–210.  
 Barucci, M.A., and 10 colleagues, 2008. Asteroids 2867 Steins and 21 Lutetia: Surface composition from far infrared observations with the Spitzer Space Telescope. *Astron. Astrophys.* 477, 665–670.  
 Binzel, R.P., Rivkin, A.S., Thomas, C.A., Vernazza, P., Burbine, T.H., Demeo, F.E., Bus, S.J., Tokunaga, A.T., Birkan, M., 2009. Spectral properties and composition of potentially hazardous asteroid (99942) Apophis. *Icarus* 200, 480–485.  
 Brucato, J.R., Srazzulla, G., Baratta, G., Colangeli, L., 2004. Forsterite amorphisation by ion irradiation: Monitoring by infrared spectroscopy. *Astron. Astrophys.* 413, 395–401.  
 Brunetto, R., Vernazza, P., Marchi, S., Birkan, M., Fulchignoni, M., Orofino, V., Srazzulla, G., 2006. Modeling asteroid surfaces from observations and irradiation experiments: The case of 832 Karin. *Icarus* 184, 327–337.  
 Bus, S.J., 1999. Compositional Structure in the Asteroid Belt: Results of a Spectroscopic Survey. Ph.D. Thesis.  
 Bus, S.J., Binzel, R.P., 2002a. Phase II of the Small Main-belt Asteroid Spectroscopic Survey: The observations. *Icarus* 158, 106–145.  
 Bus, S.J., Binzel, R.P., 2002b. Phase II of the Small Main-belt Asteroid Spectroscopic Survey: A feature-based taxonomy. *Icarus* 158, 146–177.  
 Bus, S.J., Denault, A.J., Rayner, J.T., Binzel, R.P., Birkan, M., 2002. Remote observing at the NASA Infrared Telescope Facility (IRTF). *SPE* 4845, 94–99.  
 Chapman, C.R., 2004. Space weathering of asteroid surfaces. *Annu. Rev. Earth Planet. Sci.* 32, 539–567.  
 Christensen, P.R., Bandfield, J.L., Hamilton, V.E., Howard, D.A., Lane, M.D., Piatek, J.L., Ruff, S.W., Stefanov, W.L., 2000. A thermal emission spectral library of rock-forming minerals. *J. Geophys. Res.* 105, 9735–9740.  
 Cloutis, E.A., Gaffey, M.J., Jackowski, T.L., Reed, K.L., 1986. Calibrations of phase abundance, composition, and particle size distribution for olivine-orthopyroxene mixtures from reflectance spectra. *J. Geophys. Res.* 91, 641–653.

Cohen, M., Davies, J.K., 1995. Spectral irradiance calibration in the infrared – V. The role of UKIRT and the CG63 spectrometer. *MNRAS* 276, 715–722.  
 Cohen, M., Walker, R.G., Wittmann, F.C., 1992. Spectral irradiance calibration in the infrared. II – Alpha Tau and the recalibration of the IRAS low resolution spectrometer. *Astron. J.* 104, 2030–2044.  
 Cohen, M., Walker, R.G., Carter, B., Hammerley, P., Kidger, M., Noguchi, K., 1999. Spectral irradiance calibration in the infrared. X. A self-consistent radiometric all-sky network of absolutely calibrated stellar spectra. *Astron. J.* 117, 1864–1889.  
 Cruikshank, D., Hartmann, W.K., 1984. The meteorite–asteroid connection: Two olivine-rich asteroids. *Science* 223, 281–283.  
 Demeo, F.E., Binzel, R.P., Silvan, S., Bus, S.J., 2008. An extension of the Bus asteroid taxonomy into the near-infrared. *Icarus* 202, 160–180.  
 Dermott, S.F., Nicholson, P.D., Kim, Y., Wolven, B., Tedesco, E.F., 1988. The impact of IRAS on asteroid science. *Lect. Not. Phys.* 297, 3–18.  
 Deutsch, L.K., Hora, J.L., Adams, J.D., Kassis, M., 2003. MIRSI: A mid-infrared spectrometer and imager. *SPE* 4841, 106–116.  
 Dollfus, A., Geake, J.E., Mandevill, J.C., Zellner, B., 1977. The nature of asteroid surfaces from optical polarimetry. In: Delsemme, A.H. (Ed.), *Comets, Asteroids, Meteorites*. University of Toledo Press, Toledo, pp. 243–251.  
 Donaldson Hanna, K.L., Sprague, A.L., 2008. Mineralogy of Vesta and Howardite, Eucrite, and Diogenite (HED) meteorites determined by spectral deconvolution. *Lunar Planet. Sci. Abstract* 1391.  
 Donaldson Hanna, K.L., Sprague, A.L., Kozlowski, R.W.H., Boccafole, K., Warell, J., 2007. Mercury and the Moon: Initial findings from mid-infrared spectroscopic measurements of the surface. *Lunar Planet. Sci. Abstract* 1338.  
 Dotto, E., and 10 colleagues, 2000. ISO results on bright main belt asteroids: PHT-S observations. *Astron. Astrophys.* 358, 1133–1141.  
 Dotto, E., Barucci, M.A., Müller, T.G., Brucato, J.R., Fulchignoni, M., Mennella, V., Colangeli, L., 2002. ISO observations of low and moderate albedo asteroids. PHT-P and PHT-S results. *Astron. Astrophys.* 393, 1065–1072.  
 Emery, J.P., Lim, L.F., McConnochie, T.H., 2006a. Mid-IR Spectroscopy of M asteroids with the Spitzer Space Telescope: How Many are Really Differentiated Cores? *I. Ph.D. Contribution No. 1335*, 37–38.  
 Emery, J.P., Cruikshank, D.P., van Cleve, J., 2006b. Thermal emission spectroscopy (5.2–38  $\mu\text{m}$ ) of three Trojan asteroids with the Spitzer Space Telescope: Detection of fine-grained silicates. *Icarus* 182, 496–512.  
 Emery, J.P., Lim, L.F., Marchis, F., Cruikshank, D.P., 2008. Asteroids and Centaurs: Silicate Emission in the Thermal Infrared. *ACM, IPI Contribution No. 1405*.  
 Feely, K.C., Christensen, P.R., 1999. Quantitative compositional analysis using thermal emission spectroscopy: Application to igneous and metamorphic rocks. *J. Geophys. Res.* 104, 24195–24210.  
 Feierberg, M.A., Wittmann, F.C., Lebofsky, L.A., 1983. Detection of silicate emission features in the 8– to 13-micron spectra of main belt asteroids. *Icarus* 56, 393–397.  
 Gaffey, M.J., Burbine, T.H., Piatek, J.L., Reed, K.L., Chalky, D.A., Bell, J.F., Brown, R.H., 1993. Mineralogical variations within the S-type asteroid class. *Icarus* 106, 573–602.  
 Gaffey, M.J., Cloutis, E.A., Kelley, M.S., Reed, K.L., 2002. Mineralogy of asteroids. In: Bottke, E.F., Jr., Cellino, A., Paolucci, P., Binzel, R.P. (Eds.), *Asteroids III*. University of Arizona Press, Tucson, pp. 183–204.  
 Gillespie, A.R., 1992. Spectral mixture analysis of multispectral thermal infrared images. *Remote Sens. Environ.* 42, 137–145.  
 Gillett, F.C., Merrill, K.M., 1975. 7.5–13.5 micron spectra of Ceres and Vesta. *Icarus* 26, 358–360.  
 Green, S.F., Eaton, N., Aitken, D.K., Roche, P.F., Meadows, A.J., 1985. 8– to 13-micron spectra of asteroids. *Icarus* 62, 282–288.  
 Hamilton, V.E., Christensen, P.R., 2000. Determining the modal mineralogy of mafic and ultramafic igneous rocks using thermal emission spectroscopy. *J. Geophys. Res.* 105, 9717–9734.  
 Hansen, D.L., 1976. Thermal emission spectra of 24 asteroids and the Galilean satellites. *Icarus* 27, 463–471.  
 Hapke, B., 1993. Combined theory of reflectance and emittance spectroscopy. In: Pieters, C.M., Englert, P.A.J. (Eds.), *Remote Geochemical Analysis: Elemental and Mineralogical Composition*. Cambridge University Press, New York, pp. 31–42.  
 Helbert, J., Moroz, L.V., Maturilli, A., Bischoff, A., Warell, J., Sprague, A., Palomba, E., 2007. A set of laboratory analogue materials for the MERTIS instrument on the ESA Bepi-Colombo mission to Mercury. *Adv. Space Res.* 40, 272–279.  
 Houck, J.R., et al., 2004. The InfraRed Spectrograph (IRS) on the Spitzer Space Telescope. *Astrophys. J.* 154, 18–24.  
 Hunt, G.R., Logan, L.M., 1972. Variation of single particle mid-infrared emission spectrum with particle size. *Appl. Opt.* 11, 142–147.  
 Hunt, G.R., Vincent, R.K., 1968. The behavior of spectral features in the infrared emission from particulate surfaces of various grain sizes. *J. Geophys. Res.* 73, 6039–6046.  
 Hutchison, R., 2004. *Meteorites: A Petrologic, Chemical and Isotopic Synthesis*. Cambridge University Press, Cambridge, UK.  
 Kozlowski, R.W., Donaldson Hanna, K., Sprague, A.L., Grosse, F.A., Boop, T.S., Warell, J., Boccafole, K., 2007. The Moon: Determining Minerals and their Abundances with Mid-IR Spectral Deconvolution II. *DPS Abstract*, p. 431.  
 Lagerros, J.S.V., 1998. Thermal physics of asteroids. IV. Thermal infrared beaming. *Astron. Astrophys.* 332, 1123–1132.  
 Lebofsky, L.A., Lykes, M.V., Tedesco, E.F., Veeder, G.J., Matson, D.L., Brown, R.H., Gradie, J.C., Feierberg, M.A., Rudy, R.J., 1986. A refined ‘standard’ thermal model for asteroids based on observations of 1 Ceres and 2 Pallas. *Icarus* 68, 239–251.  
 Lim, L.F., Emery, J.P., 2006. A Spitzer IRS Survey of Hydrated and Non-Hydrated asteroids: Preliminary 5–13 micron Results. *DPS Abstract*, p. 626.

Please cite this article in press as: Vernazza, P., et al. Mid-infrared spectral variability for compositionally similar asteroids: Implications for asteroid particle size distributions. *Icarus* (2010), doi:10.1016/j.icarus.2010.01.011

Lim, L.F., McConnochie, T.H., Bell, J.F., Hayward, T.L., 2005a. Thermal infrared (8–13  $\mu\text{m}$ ) spectra of 29 asteroids: The Cornell Mid-Infrared Asteroid Spectroscopy (MIDAS) Survey. *Icarus* 173, 385–408.  
 Lim, L.F., Emery, J.P., McConnochie, T.H., 2005b. Thermal Infrared (8–13 micron) Spectra of the NEA 2100 Ra-Shalom. *DPS Abstract*, p. 629.  
 Lim, L.F., Emery, J.P., McConnochie, T.H., 2006. Mid-IR spectroscopy of M asteroids with the spitzer IRS. Preliminary results. *Lunar Planet. Sci. Abstract* 2148.  
 Lim, L.F., Emery, J.P., Moskovitz, N.A., Stewart, H., Marchis, F., 2008. Spitzer IRS Spectra of Basaltic Asteroids: Preliminary Results. *DPS Abstract*, p. 436.  
 Lim, L.F., Emery, J.P., Moskovitz, N.A., 2009. Diogenite-like features in the Spitzer IRS (5–35  $\mu\text{m}$ ) spectrum of 956 Elisa. *Lunar Planet. Sci. Abstract* 2204.  
 Lord, S.D., 1992. A new software tool for computing Earth’s atmospheric transmission of near- and far-infrared radiation. *NASA Technical Memorandum* 103957.  
 Lyon, R.J.P., 1964. Evaluation of Infrared Spectrophotometry for Compositional Analysis of Lunar and Planetary Soils. Part II: Rough and Powdered Surfaces. *NASA-CR-100*, Washington, DC.  
 Marchis, F., Hardersen, P.S., Emery, J.P., Descamps, P., Reddy, V., Lim, L.F., 2008. Composition of the binary main-belt Asteroid (22) Kalliope. *Lunar Planet. Sci. Abstract* 1391.  
 Matson, D.L., Veeder, G.J., Tedesco, E.F., Lebofsky, L.A., Walker, R.G., 1986. IRAS survey of asteroids. *Adv. Space Res.* 6, 47–56.  
 Maturilli, A., Helbert, J., Wittke, A., Moroz, L., 2006. Emissivity measurements of analogue materials for the interpretation of data from PFS on Mars Express and MERTIS on Bepi-Colombo. *Planet. Space Sci.* 54, 1057–1064.  
 Maturilli, A., Helbert, J., Moroz, L., 2008. The Berlin emissivity database (BED). *Planet. Space Sci.* 56, 420–425.  
 McCord, T.B., Adams, J.B., Johnson, T.V., 1970. Asteroid Vesta: Spectral reflectivity and compositional implications. *Science* 168, 1445–1447.  
 Milam, K.A., McSween, H.Y., Hamilton, V.E., Moersch, J.M., Christensen, P.R., 2004. Accuracy of plagioclase compositions from laboratory and Mars spacecraft thermal emission spectra. *J. Geophys. Res.* 109, E04001.  
 Milam, K.A., McSween, H.Y., Christensen, P.R., 2007. Plagioclase compositions derived from thermal emission spectra of compositionally complex mixtures: Implications for martian feldspar mineralogy. *J. Geophys. Res.* 112, E10005.  
 Moersch, J.E., Christensen, P.R., 1995. Thermal emission from particulate surfaces: A comparison of scattering models with measured spectra. *J. Geophys. Res.* 100, 7465–7477.  
 Morrison, D., 1973. Determination of radii of satellites and asteroids from radiometry and photometry. *Icarus* 19, 1–14.  
 Morrison, D., 1974. Radiometric diameters and albedos of 40 Asteroids. *Astrophys. J.* 194, 203–212.  
 Morrison, D., 1977. Asteroid sizes and albedos. *Icarus* 31, 185–220.  
 Mueller, T.C., Lagerros, J.S.V., 1998. Asteroids as far-infrared photometric standards for ISO/PHOT. *Astron. Astrophys.* 338, 340–352.  
 Mustard, J.F., Hays, J.E., 1997. Effects of hyperfine particles on reflectance spectra from 0.3 to 25  $\mu\text{m}$ . *Icarus* 125, 145–163.

Nesvorný, D., Vokrouhlický, D., Morbidelli, A., Bottke, W.F., 2009. Asteroidal source of L chondrite meteorites. *Icarus* 200, 698–701.  
 Ramsey, M.S., Christensen, P.R., 1998. Mineral abundance determination: Quantitative deconvolution of thermal emission spectra. *J. Geophys. Res.* 103, 577–596.  
 Ramsey, M.S., Fink, J.H., 1999. Estimating silicic lava vesicularity with thermal remote sensing: A new technique for volcanic mapping and monitoring. *Bull. Volcanol.* 61, 32–39.  
 Ramsey, M.S., Christensen, P.R., Lancaster, N., Howard, D.A., 1999. Identification of sand sources and transport pathways at the Kelo dunes, California, using thermal infrared remote sensing. *Geol. Soc. Am. Bull.* 111, 646–662.  
 Rayner, J.I., et al., 2003. A medium-resolution 0.8–5.5 micron spectrograph and imager for the NASA Infrared Telescope Facility. *PASP* 115, 362–382.  
 Rivkin, A.S., Howell, E.S., Vilas, F., Lebofsky, L.A., 2002. Hydrated minerals on asteroids: The astronomical record. In: Bottke, W.F., Jr., Cellino, A., Paolucci, P., Binzel, R.P. (Eds.), *Asteroids III*. University of Arizona Press, Tucson, pp. 235–253.  
 Rivkin, A.S., Binzel, R.P., Sunshine, J., Bus, S.J., Burbine, T.H., Saxena, A., 2004. Infrared spectroscopic observations of 69230 Hermes (1937 UB) and (19356) 1997GH3: Possible unweathered endmembers among ordinary chondrite analogs. *Icarus* 172, 408–414.  
 Rivkin, A.S., Volquardsen, E.L., Clark, B.E., 2006. The surface composition of Ceres: Discovery of carbonates and iron-rich clays. *Icarus* 185, 563–567.  
 Salisbury, J.W., D’Aria, D.M., Jarosewich, E., 1991. Midinfrared (2.5–13.5 microns) reflectance spectra of powdered stony meteorites. *Icarus* 92, 280–297.  
 Shkuratov, Y., Starukhina, L., Hoffmann, H., Arnold, G., 1999. A model of spectral albedo of particulate surfaces: Implications for optical properties of the Moon. *Icarus* 137, 235–246.  
 Sprague, A.L., Donaldson Hanna, K.L., Kozlowski, R.W.H., Helbert, J., Maturilli, A., Warell, J.B., Hora, J.L., 2009. Spectral emissivity measurements of Mercury’s surface indicate Mg- and Ca-rich mineralogy. *K-spar*, Na-rich plagioclase, rutile, with possible perovskite, and garnet. *Planet. Space Sci.* 57, 364–383.  
 Sunshine, J.M., Bus, S.J., Corrigan, C.M., McCoy, T.J., Burbine, T.H., 2007. Olivine-dominated asteroids and meteorites: Distinguishing nebular and igneous histories. *Meteorit. Planet. Sci.* 42, 155–170.  
 Tedesco, E.F., Matson, D.L., Veeder, G.J., Lebofsky, L.A., 1988. IRAS observations of asteroids. *Lect. Not. Phys.* 297, 19–26.  
 Tedesco, E.F., Noah, P.V., Noah, M., Price, S.D., 2002. The supplemental IRAS Minor Planet Survey. *Astron. J.* 123, 1056–1085.  
 Thomson, J.L., Salisbury, J.W., 1993. The mid-infrared reflectance of mineral mixtures (7–14  $\mu\text{m}$ ). *Remote Sens. Environ.* 45, 1–13.  
 Vernazza, P., Binzel, R.P., Thomas, C.A., Demeo, F.E., Bus, S.J., Rivkin, A.S., Tokunaga, A.T., 2008. Compositional differences between meteorites and near-Earth asteroids. *Nature* 454, 858–860.  
 Vernazza, P., Brunetto, R., Binzel, R.P., Perron, C., Fulvio, D., Srazzulla, G., Fulchignoni, M., 2009. Plausible parent bodies for enstatite chondrites and mesosiderites: Implications for Lutetia’s fly-by. *Icarus* 202, 477–486.

Please cite this article in press as: Vernazza, P., et al. Mid-infrared spectral variability for compositionally similar asteroids: Implications for asteroid particle size distributions. *Icarus* (2010), doi:10.1016/j.icarus.2010.01.011

# Table des figures

I.1	La ceinture principale d'astéroïdes . . . . .	10
I.2	Répartition des classes taxonomiques dans le système solaire interne . . . . .	13
I.3	Liens entre les astéroïdes et les météorites . . . . .	13
I.4	Les effets Yarkovsky et YORP . . . . .	14
I.5	Validation de l'inversion des courbes de lumière . . . . .	16
I.6	Détection de binaires par courbes de lumière . . . . .	17
I.7	Occultations stellaires . . . . .	18
I.8	Observations radar . . . . .	19
I.9	Imagerie à haute résolution angulaire . . . . .	21
I.10	Taxonomie des astéroïdes . . . . .	23
II.1	Absorption de l'atmosphère terrestre . . . . .	27
II.2	Les foyers d'un télescope . . . . .	28
II.3	Diamètre angulaire à l'opposition . . . . .	29
II.4	Turbulence atmosphérique et optique adaptative . . . . .	31
II.5	Les polynômes de Zernike . . . . .	32
II.6	Fonctionnement d'un Shack-Hartmann . . . . .	32
II.7	Fonctionnement d'un miroir déformable . . . . .	33
II.8	Intérêt de l'optique adaptative : sources ponctuelles . . . . .	34
II.9	Intérêt de l'optique adaptative : objets étendus . . . . .	35
II.10	Optique adaptative : limite de couverture sur le ciel . . . . .	36
II.11	Optique adaptative multi-conjuguée . . . . .	36
II.12	Le Very Large Telescope . . . . .	38
II.13	Le W. M. Keck Observatory . . . . .	38
II.14	L'observatoire de La Silla . . . . .	39
II.15	L'IRTF . . . . .	40
II.16	Exemple de réduction de données . . . . .	43
II.17	Données visibles : biais et champs plat . . . . .	44
II.18	Données proche infrarouge : courant d'obscurité et champs plat . . . . .	45
II.19	Création d'une image du ciel en proche infrarouge . . . . .	46
II.20	Correction de franges d'interférence . . . . .	47
III.1	Démonstration de la pertinence de la déconvolution . . . . .	51
III.2	Hypothèse d'ellipsoïdité . . . . .	53
III.3	Détermination de la forme d'un objet . . . . .	54
III.4	Éviter les artefacts lors de la mesure du contour . . . . .	56
III.5	Exemple simple d'estimation des erreurs systématiques . . . . .	57
III.6	Simulations pour la mesure de la forme d'un astéroïde . . . . .	58
III.7	Géométrie de projection cartographique : explications . . . . .	59
III.8	Géométrie de projection cartographique : déformations . . . . .	60
III.9	Zone d'intérêt pour la cartographie . . . . .	61
III.10	Effet de l'angle de phase sur la photométrie du disque apparent . . . . .	62
III.11	Exemple de projection . . . . .	63
IV.1	Résumé des mesures directes de la taille de (1) Cérés . . . . .	67





IV.2 Observations de (1) Cérès au W. M. Keck . . . . .	68
IV.3 Bilan des coordonnées du pôle de (1) Cérès en 2002 . . . . .	69
IV.4 Détermination des coordonnées du pôle de (1) Cérès . . . . .	69
IV.5 Détermination de la période de rotation de (1) Cérès . . . . .	70
IV.6 Détermination de la forme de (1) Cérès . . . . .	72
IV.7 Cartes d'albédo de (1) Cérès dans le proche infrarouge . . . . .	74
IV.8 Cartes d'incertitude associées . . . . .	75
IV.9 Couleurs infrarouge de (1) Cérès . . . . .	76
IV.10 Observation de (1) Cérès avec SINFONI au VLT en 2007 . . . . .	79
IV.11 Non-détection de raie d'OH dans le voisinage de (1) Cérès . . . . .	81
IV.12 Observations de (2) Pallas au W. M. Keck et au VLT . . . . .	87
IV.13 Comparaison du modèle de forme de (2) Pallas aux observations . . . . .	88
IV.14 Comparaison du modèle de forme de (2) Pallas aux occultations stellaires . . . . .	90
IV.15 Comparaison du modèle de forme de (2) Pallas aux occultations stellaires, suite . . . . .	91
IV.16 Cartes d'albédo de (2) Pallas en bande K . . . . .	93
IV.17 Cartes d'albédo de (2) Pallas en bande J et H . . . . .	94
IV.18 Spectro-cube de (4) Vesta . . . . .	98
IV.19 Pente des étoiles de référence pour (4) Vesta . . . . .	100
IV.20 Pente de (4) Vesta pour des étoiles non-corrigées . . . . .	101
IV.21 Spectres de (4) Vesta en bande J . . . . .	102
IV.22 Spectres de (4) Vesta en bande H et K . . . . .	103
IV.23 Spectres de la bande à 2 microns de (4) Vesta . . . . .	104
IV.24 Test d'ajustement minéralogique via la forme des bandes d'absorption . . . . .	105
IV.25 Détermination de la composition de (4) Vesta . . . . .	106
IV.26 Comparaison des cartes d'albédo et de pente spectrale de (4) Vesta . . . . .	107
IV.27 Diagramme pente spectrale vs albédo pour les météorites HED . . . . .	109
IV.28 Caractérisation des météorites HED . . . . .	111
IV.29 Observations de (41) Daphne au W. M. Keck et au VLT . . . . .	115
IV.30 Occultation de l'étoile ACT 338871 par (41) Daphne . . . . .	116
IV.31 Courbes de lumière de (41) Daphne (1978-1983) . . . . .	118
IV.32 Courbes de lumière de (41) Daphne (1984-1988) . . . . .	119
IV.33 Modèles de forme de (41) Daphne . . . . .	120
IV.34 Comparaison du modèle de (41) Daphne aux images . . . . .	121
IV.35 Carte de relief de (41) Daphne . . . . .	122
IV.36 Satellite de (41) Daphne . . . . .	123
IV.37 Satellite de (41) Daphne et occultation . . . . .	124
V.1 Observation des membres de la famille de (136108) Haumea . . . . .	132
V.2 Observation de (136108) Haumea avec SINFONI au VLT . . . . .	134
V.3 Spectre proche infrarouge de (136108) Haumea et son satellite Hi'iaka . . . . .	135
V.4 Prédiction d'éclipses mutuelles dans le système de (136108) Haumea . . . . .	136
V.5 Spectre visible et proche infrarouge des astéroïdes de type S . . . . .	139
V.6 Observations d'astéroïdes de type S dans le moyen infrarouge . . . . .	140
V.7 Analyse minéralogique des données en infrarouge moyen prises depuis l'espace . . . . .	141
V.8 Analyse minéralogique des données en infrarouge moyen prises au sol . . . . .	142

# Liste des tableaux

I.1	Petits corps connus . . . . .	11
IV.1	Conditions d'observation de (1) Cérès en 2002 au W. M. Keck . . . . .	67
IV.2	Caractéristiques des filtres utilisés en 2002 pour les observations de (1) Cérès . . . . .	67
IV.3	Époques de référence pour la détermination de la période de (1) Cérès . . . . .	70
IV.4	Détermination de la période sidérale de Cérès . . . . .	71
IV.5	Propriétés du pôle de rotation de (1) Cérès . . . . .	71
IV.6	Dimensions de (1) Cérès . . . . .	72
IV.7	Liste des composés possibles à la surface de (1) Cérès . . . . .	77
IV.8	Conditions lors des observations de (1) Cérès avec SINFONI . . . . .	78
IV.9	Conditions d'observation de (1) Cérès avec UVES au VLT . . . . .	80
IV.10	Conditions d'observation de (2) Pallas de 2003 à 2007 . . . . .	84
IV.11	Caractéristiques instrumentales lors des observations de (2) Pallas . . . . .	85
IV.12	Caractéristiques des PSFs pour l'observation de (2) Pallas . . . . .	86
IV.13	Solution de rotation de (2) Pallas . . . . .	88
IV.14	Comparaison du modèle de (2) Pallas aux occultations stellaires . . . . .	89
IV.15	Dimensions et volume de (2) Pallas . . . . .	92
IV.16	Conditions d'observation de (4) Vesta au VLT . . . . .	99
IV.17	Caractéristiques instrumentales lors de l'observation de (4) Vesta . . . . .	99
IV.18	Analogues solaires utilisées pour les observations de (4) Vesta . . . . .	100
IV.19	Conditions d'observation de (41) Daphne en 2008 . . . . .	125
IV.20	Caractéristiques des étoiles observées comme PSFs pour (41) Daphne . . . . .	126
IV.21	Caractéristiques instrumentales pour les observations de (41) Daphne . . . . .	127
IV.22	Coordonnées du pôle de (41) Daphne . . . . .	127
IV.23	Dimensions de (41) Daphne . . . . .	127
IV.24	Propriétés de l'orbite du satellite de (41) Daphne . . . . .	127
V.1	Observations de la famille de (136108) Haumea . . . . .	131
V.2	Instruments utilisés pour l'observation de la famille de (136108) Haumea . . . . .	132
V.3	Liste des membres de la famille de (136108) Haumea . . . . .	133
V.4	Composition de (136108) Haumea et Hi'iaka . . . . .	135

# Index

- Angle au pôle, 29
- Angle de phase, 28
- Biais, 43
- Ceinture principale, 9
- Champs plat, 43
- Courant d'obscurité, 43
- Déconvolution, 49
- EFOSC2, 41
- Foyer, 27
- Hawk-I, 41
- IRS, 41
- IRTF, 39
- Jour Julien, 29
- Keck, W. M., 37
- La Silla, 38
- LGS, 34
- Magnitude, 28
- Masse d'air, 27
- MIRSI, 41
- NACO, 39
- NGS, 31
- NIRC2, 40
- Opposition, 28
- Optique adaptative, 29
- Pixel chaud, 42
- Pixel mort, 42
- Point sub-solaire, 29
- Point sub-terrestre, 29
- Seeing, 28
- Senseur de front d'onde, 31
- SEP, 29
- SINFONI, 41
- Space weathering, 23
- Spaxel, 41
- Spitzer, 39
- SSP, 29
- Tip-Tilt, 30
- UTC, 29
- UVES, 42
- VLT, 37
- Yarkovsky, 14
- YORP, 14
- Zone d'intérêt, 59

# Glossaire

**Angle au pôle** Angle dans le plan du ciel entre le nord céleste et la projection de l'axe de rotation de l'astéroïde mesuré dans le sens direct (du nord vers l'est).. 88, 90, 98

**Angle de phase** L'angle de phase est l'angle entre les directions Soleil-Objet et Objet-Terre.. 28, 61, 62, 67, 84, 99, 117, 118, 125, 131, 214

**Astéroïdes géocroiseurs (NEAs : Near-Earth Asteroids)** Ensemble des petits corps dont l'orbite croise celle de la Terre.. 9, 11, 13, 16, 19–22, 41, 96, 214

**Déconvolution** On appelle déconvolution la méthode qui permet de s'affranchir de la contribution instrumentale, c'est à dire de restaurer *a posteriori* la résolution spatiale optimale des images.. 20, 48–51, 56, 61, 63, 67, 68, 79, 83, 84, 87, 92, 115, 164, 165

**Gaia** Mission de l'agence spatiale européenne dont le but est de fournir un catalogue astrométrique et photométrique d'un milliard d'étoiles jusqu'à la magnitude 20.. 17, 95, 114, 123, 144, 145

**IDL (Interactive Data Language)** Langage propriétaire de ITT. Les nombreuses bibliothèques de fonction de lecture/écriture et d'opérations mathématiques sur les images en font une base très utile pour le développement de programme de traitement de données. J'ai réalisé l'ensemble des programmes utilisés dans cette thèse avec ce langage.. 42, 54

**IRAS** Satellite de la NASA observant dans l'infrarouge moyen et lointain (de 12 à 100  $\mu\text{m}$ ) dont l'objectif était la cartographie de la sphère céleste dans son ensemble.. 91, 114, 116, 117, 123, 127

**Jour Julien** Temps en jours écoulé depuis midi le 1er Janvier 4713 avant J.-C. C'est une mesure pratique du temps pour les astronomes puisqu'elle ne dépend pas des fuseaux horaires (basée sur le temps UTC), ni des changements d'horaires été/hiver et passe régulièrement.. 29, 70

**Laser Guide Star** Mode d'OA où l'étoile de référence n'est pas une étoile du ciel, mais une étoile artificielle produite grâce à un laser qui excite les atomes de sodium dans l'atmosphère.. 34, 36, 134

**Magnitude** Échelle logarithmique de mesure de l'intensité lumineuse d'un objet céleste. Une magnitude 0 correspond à l'étoile la plus brillante du ciel (Véga) et la magnitude 6 correspond aux objets les plus faibles vus à l'oeil nu.. 18, 20, 28, 35, 36, 41, 65, 67, 84, 86, 100, 117, 125, 126, 129

**Masse d'air** La masse d'air est une mesure de la quantité d'atmosphère à traverser par la lumière provenant de l'objet observé. Au zénith, cette mesure vaut 1, et augmente jusqu'à l'infini pour des observations à l'horizon. On la calcule comme suit :  $1/\cos(z)$ , où  $z$  est l'angle entre la direction d'observation et le zénith.. 27, 66, 78, 80, 84, 86, 99, 100, 126, 134

**Milli-seconde de degré** La milli-seconde de degré est une mesure d'angle qui correspond à un millième de seconde de degré, soit  $2.8 \times 10^{-7}$  degré.. 20, 30, 37, 40, 41, 57, 66, 78, 86, 98, 99, 114, 126, 134

**Minute d'arc** La minute de degré est une mesure d'angle qui vaut un soixantième de degré.. 34, 35, 41

**Météorites CC** Les météorites chondrites carbonnées sont des météorites primitives n'ayant eu une histoire thermique que très limitée. Elles représentent environ 8% des chutes observées sur Terre.. 23, 65, 73, 83, 91, 123, 139–141



**Météorites HED** Les météorites howardites, eucrites et diogénites sont des météorites achondrites (dépourvues de chondrules) majoritairement formées de pyroxènes. Ces météorites représentent environ 6% des chutes météoriques sur Terre. Leur corps parent supposé est l'astéroïde basaltique (4) Vesta.. 96, 97, 101, 102, 104, 105, 108–111, 138

**Météorites OC** Les météorites chondrites ordinaires représentent la majorité des chutes météoriques sur Terre : ~80%. Elles sont composées d'un mélange d'olivines et de pyroxènes et ont été partiellement fondues dans leur histoire.. 23, 108, 139–141

**NASA** Agence spatiale américaine.. 13, 37, 39, 41, 50, 66, 81, 97, 113, 213

**Natural Guide Star** Mode d'OA où l'étoile de référence est une étoile du ciel.. 31, 34, 35, 134

**Objets trans-Neptunien (Trans-Neptunian Objects)** Ensemble des petits corps orbitant autour du Soleil à une distance supérieure à celle de Neptune (30 UA).. 9–12, 20, 28, 36, 39, 41, 43, 128–130, 136, 145, 214

**Opposition** On dit qu'un corps est à l'opposition lorsqu'il se trouve du côté opposé au Soleil, vu depuis la Terre. Cette configuration est la plus propice à son observation puisque l'angle de phase est minimum, la distance Terre-objet est à son minimum et l'objet est visible durant (presque) toute la nuit.. 65

**optique adaptative** Technique de correction en temps réel des déformations du front d'onde du aux aberrations atmosphériques.. 11, 17, 19, 20, 26, 30, 31, 33–37, 39–41, 49–51, 66, 67, 69, 74, 75, 78, 83, 85, 86, 88, 103, 114, 117, 123, 126, 127, 134, 137, 144, 145, 213, 214

**Pan-STARRS** Projet de cartographie du ciel de l'hémisphère nord à l'aide de quatre télescopes. Le but est d'observer tous les objets jusqu'à magnitude 24 afin de découvrir et étudier de nombreux objets du système solaire (par astrométrie et photométrie), en particulier les NEAs, les troyens et les TNOs.. 17, 114, 123, 144, 145

**périhélie** Point de l'orbite d'un corps le plus proche du Soleil.. 91

**Rapport de Strehl** C'est une mesure de la performance de la correction fournie par l'OA d'un télescope. C'est le rapport du flux maximal de l'image d'un point source, corrigée par l'OA par le flux maximal de l'image d'un point source dans le cas où le télescope est limité par la diffraction.. 36, 74, 99

**Seconde d'arc** Mesure d'angle qui vaut un soixantième de minute de degré, soit un 3600<sup>ème</sup> de degré, ou encore  $2.8 \times 10^{-4}$  degré.. 28, 30, 66, 80, 99, 214

**Seeing** Mesure de l'effet de la turbulence atmosphérique sur le piqué des images astronomiques. Il correspond à l'angle sous lequel est vu une source ponctuelle (une étoile) et s'exprime généralement en secondes d'arc. 28–30, 37, 38, 66, 78, 80, 99, 103, 134

**Space weathering** Effet de vieillissement des surfaces des corps sans atmosphère sous l'action du vent solaire, des micrométéorites, des ions cosmiques... Elle se traduit dans bien des cas par un rougisement du spectre visible et proche infrarouge des corps, avec une diminution de la profondeur des bandes d'absorption.. 22, 23, 96, 97, 105, 108–110, 112, 113, 138, 144

**Sub-Earth Point (SEP)** Le point sub-terrestre correspond à la position à la surface d'un corps par où passe la ligne imaginaire reliant son centre à celui de la Terre.. 29, 51, 68, 70–72, 75, 78, 80, 84, 87–90, 98, 99, 115, 120, 121, 125, 136

**Sub-Solar Point (SSP)** Le point sub-solaire correspond au lieu à la surface d'un corps par où passe la ligne imaginaire reliant son centre à celui du Soleil.. 29, 78, 80, 87, 88, 90, 98, 115, 120, 125

**Tip-Tilt Star** Étoile de référence utilisée lors d'observation en OA avec une étoile laser pour la correction des premiers ordres de perturbation atmosphérique : le tip-tilt.. 35, 134

**Unité astronomique (UA)** Mesure de longueur qui correspond à la distance moyenne Terre-Soleil et qui vaut 149 597 871 km.. 9–12, 65–67, 80, 84, 91, 96, 99, 125, 214

**YORP** Effet non gravitationnel dû à la radiation thermique des astéroïdes changeant leurs propriétés de rotation.. 14–16, 114

# Acronymes

AIDA	Adaptive Image Deconvolution Algorithm
AT	Télescope auxiliaire (Auxiliary Telescope)
Caltech	The California Institute of Technology
CCD	Charge-Coupled Device
CFHT	Canada-France-Hawaii Telescope
CMOS	Complementary Metal–Oxide–Semiconductor
CONICA	Near-Infrared Imager and Spectrograph
EFOSC2	ESO Faint Object Spectrograph and Camera 2
ESO	European Southern Observatory
FFT	transformée de Fourier
GROND	Gamma-Ray Burst Optical Near-IR Detector
GTC	Gran Telescopio CANARIAS
Hawk-I	High Acuity Wide field K-band Imager
HST	Hubble Space Telescope
IMCCE	Institut de Mécanique Céleste et de Calcul des Éphémérides
IRS	InfraRed Spectrograph
IRTF	InfraRed Telescope Facility
KOALA	Knitted Occultation, Adaptive optics and Light-curve Approach
LoG	Laplacian of Gaussian
MACAO	Multi-Application Curvature Adaptive Optics
MIRSI	Mid-IR Spectrometer and Imager
Mistral	Myopic Iterative STep preserving Restoration ALgorithm
MPE	Max Planck Institute for Extraterrestrische Physik
NACO	NAOS-CONICA
NAOS	Nasmyth Adaptive Optics System
NIRC2	Near InfraRed Camera 2
NOAO	National Optical Astronomy Observatory
NOVA	Nederlandse Onderzoekschool Voor Astronomie
NTT	New Technology Telescope



OAMC . . . . .	Optique Adaptative Multi-Conjuguée
ONERA . . . . .	Office National d'Études et de Recherches Aérospatiales
PI . . . . .	Principal Investigator (chef de projet)
PSF . . . . .	Point-Spread Fonction
SINFONI . . . . .	Spectrograph for INtegral Field Observations in the Near In- frared
SMASS . . . . .	Small Main-Belt Asteroid Spectroscopic Survey
UAI . . . . .	Union Astronomique Internationale
UC . . . . .	University of California
UH . . . . .	University of Hawaii
UT . . . . .	Unit Telescope
UTC . . . . .	Temps Universel Coordonné
UVES . . . . .	Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph
VLT . . . . .	Very Large Telescope



Sous les étoiles...