

**OBSERVATOIRE DE PARIS**  
**ÉCOLE DOCTORALE D'ASTRONOMIE ET D'ASTROPHYSIQUE**  
**D'ILE-DE-FRANCE**

**Doctorat**  
**ASTRONOMIE ET ASTROPHYSIQUE**

**Dan Alin Nedelcu**

**MODÉLISATION DYNAMIQUE ET SPECTROSCOPIQUE DES**  
**ASTÉROÏDES**

Applications aux géocroiseurs et aux cibles de missions spatiales.

*Thèse dirigée par Mirel Birlan et Jean Souchay*

*Soutenue le 23 Septembre 2010 devant un jury composé de :*

Ana GOMEZ	(Observatoire de Paris)	Présidente
Anne LEMAÎTRE	(Université de Namur)	Examinatrice
Sonia FORNASIER	(Université Paris 7/LESIA)	Examinatrice
Alberto CELLINO	(Observatoire Astronomique, Turin)	Rapporteur
Cyril RON	(L'Institute Astronomique, Prague)	Rapporteur
Rudolf DVORAK	(L'Institute Astronomique, Vienne)	Examinateur
Jean SOUCHAY	(SYRTE - Observatoire de Paris)	Directeur de thèse
Mirel BIRLAN	(IMCCE - Observatoire de Paris)	Directeur de thèse



**Abstract :**

The studies of the minor bodies are crucial in the understanding of the formation and evolution of our Solar System. As the only remnants of the early stages of planetary history they recorded the complex chemical and physical evolution that occurred in the solar nebula. Recovering this record requires the knowledge of both dynamical and physical properties of the current minor bodies population.

In this framework I have addressed the astrometry of the Near Earth Asteroids (NEA) by proposing a new method of obtaining their positions directly in the International Celestial Reference Frame (ICRF). I have constructed 8 years (2010 - 2018) ephemerides for a set of 836 numbered NEA using a Bulirsch-Stoer numerical integrator. I have then searched for apparent close approaches between NEA and quasars (as quasi-inertial, fiducial points) from Large Quasar Astrometric Catalog (LQAC). I have found a large number of close encounters that could provide by differential astrometry positions of NEAs with an accuracy better than that of the current observations method. This set of optical data together with radar observations can be used in constraining NEA dynamics and possibly revealing more subtle, non-gravitational phenomena as the Yarkovsky effect. This large number of events could also be used as an observational basis to derive the link between the Dynamical Reference Frame realised by the ephemerides of NEAs and ICRF.

In preparation of the ESA's space mission Rosetta I have investigated two of its targets : the asteroids (21) Lutetia and (2867) Steins. Using in remote mode the NASA Infrared Telescope Facility (IRTF) located in Mauna Kea, Hawaii I have obtained near-infrared spectra (0,8 - 2,5 microns) of these two objects. The spectra of (21) Lutetia pointed to a primitive, chondritic composition. The rotational resolved spectroscopy of the surface revealed a spectral variation that is correlated with the rotational phase. This variation that was later confirmed by other investigations was interpreted in terms of the coexistence of several lithologies on the surface. The spectroscopy of (2867) Steins confirmed its taxonomic classification as an **E**-type asteroid and its belonging to a sub-class of this type that has no spectral analog among the known meteorites. For both asteroids I have performed a mineralogical analysis using laboratory spectra from databases of known minerals and meteoritic materials.

In the framework of this PhD thesis I have participated in observational programmes dedicated to the astrometry of NEA and of the optical counterparts of ICRF defining objects - the quasars. I have also obtained near-infrared spectra of asteroids designated as targets of the space missions. I have reduced, analyzed and interpreted the data acquired during these programmes of studying the physical and dynamical properties of asteroids.



## Résumé :

Les études des petits corps sont essentielles dans la compréhension de la formation et l'évolution de notre Système Solaire. Comme les seuls vestiges des débuts de la formation du système des planètes, ils ont enregistré les éléments chimiques complexes et l'évolution physique qui a eu lieu dans la nébuleuse solaire. La récupération de ces *enregistrements* nécessite la connaissance à la fois des propriétés dynamiques physiques de la population actuelle de petit corps.

Dans ce cadre, j'ai étudié l'astrométrie des astéroïdes géocroiseurs en proposant une nouvelle méthode d'obtention de leurs positions directement dans le cadre du système de référence céleste (ICRF). J'ai construit une éphéméride sur huit ans (2010 - 2018) pour un ensemble de 836 géocroiseurs numérotés à l'aide d'un intégrateur Bulirsch-Stoer numérique. J'ai ensuite effectué une recherche pour des approches apparente étroite entre les géocroiseurs et les quasars (points quasi-fixes, points de référence) en provenance du *Large Catalogue des Quasar* (LQAC). J'ai trouvé un grand nombre de rencontres apparentes qui pourraient fournir par astrométrie différentielle les positions de géocroiseurs avec une précision meilleure que celle de la méthode actuelle d'observations optique. Cet ensemble de données optiques ainsi que les observations radar peut être utilisé dans la dynamique des géocroiseurs, contraignant et peut-être révéler plus subtilement des effets non gravitationnel tel l'effet Yarkovsky. Ce grand nombre d'événements peut également être utilisé comme une base d'observation pour tirer le lien entre le système de référence dynamique réalisé par les éphémérides de géocroiseurs et ICRF.

En préparation de la mission spatiale Rosetta de l'ESA, j'ai étudié deux de ses cibles : les astéroïdes (21) Lutetia et (2867) Steins. En utilisant en mode *téléobservation* le télescope de la NASA Infrared Telescope Facility (IRTF) situé au Mauna Kea, à Hawaii, j'ai obtenu des spectres dans le proche infrarouge (0,8 - 2,5 microns) de ces deux objets. Les spectres de (21) Lutetia montrent une composition similaire à un objet primitif, avec une composition chondritique. Les résultats spectroscopiques montrent également une variation spectrale qui est corrélée avec la phase de rotation. Cette variation, qui a été confirmé plus tard par d'autres auteurs, nous l'avons interprétée en termes de la coexistence de plusieurs lithologies à la surface de l'astéroïde. La spectroscopie de (2867) Steins a confirmé sa classification taxonomique comme un astéroïde de type **E** et de son appartenance à une sous-classe de ce type qui n'a pas d'analogue spectral entre les météorites connues. Pour les deux astéroïdes j'ai effectué une analyse minéralogique utilisant des spectres de laboratoire à partir de bases de données de minéraux connus et matériaux météoritiques.

Dans le cadre de cette thèse, j'ai participé à des programmes d'observation dédiée à l'astrométrie des géocroiseurs et des observations des contreparties optiques des radiosources ICRF. J'ai aussi obtenu des spectres en proche infrarouge des astéroïdes désignés comme cibles des missions spatiales. J'ai également réduit, analysé et interprété les données acquises au cours d'autres programmes d'étude des propriétés physiques et dynamiques d'astéroïdes.



## Remerciements

Je voudrais, en premier lieu, remercier Mirel Birlan et Jean Souchay de m'avoir proposé ce sujet et pour m'avoir guidé très patiemment tout au long de cette thèse.

Je remercie également les membres de mon jury Alberto Cellino et Cyril Ron qui, en qualité de rapporteurs, ont pris le temps de lire le manuscrit pendant leurs vacances.

Je remercie aussi Ana Gomez, Anne Lemaître, Sonia Fornasier et Rudolf Dvorak pour l'honneur qu'ils me font en participant à ce jury.

Je souhaite remercier aussi tout l'équipe de l'IMCCE pour m'accueillir pendant mes nombreux stages à Paris dédiés à cette thèse.

Je tiens à remercier tous mes collègues de l'Institut Astronomique de l'Académie Roumaine pour m'avoir laissé la liberté de poursuivre toutes mes recherches pendant cette thèse.

Enfin un grand merci à ma famille pour leur soutien et leur patience.

*Vă mulțumesc tuturor !*





*A mes enfants  
Adrian et Bogdan*



# Table des matières

<b>Listes des Tableaux</b>	<b>14</b>
<b>Table des Figures</b>	<b>19</b>
<b>1 Introduction</b>	<b>21</b>
1.1 Petits corps du Système Solaire . . . . .	21
1.2 Classification dynamique . . . . .	22
1.3 Classification spectrale . . . . .	24
1.4 Physique et dynamique des astéroïdes . . . . .	26
1.5 Astrométrie de haute précision . . . . .	29
1.6 Structure de la thèse . . . . .	30
<b>I Modélisation dynamique des astéroïdes géocroiseurs</b>	<b>33</b>
<b>2 Les géocroiseurs</b>	<b>35</b>
2.1 Introduction . . . . .	35
2.2 Intégration numérique . . . . .	38
2.3 Evaluation du modèle mathématique lors de l'intégration numérique . . . . .	48
2.4 Les éphémérides des géocroiseurs . . . . .	57
<b>3 Les quasars</b>	<b>61</b>
3.1 Introduction . . . . .	61
3.2 L'astrométrie des quasars dans le domaine optique . . . . .	63
3.3 Autres catalogues des quasars . . . . .	68
<b>4 Résultats et conclusions</b>	<b>73</b>
4.1 Les rapprochements apparentes astéroïdes-quasars . . . . .	73
4.2 Conclusions . . . . .	76
<b>5 Publications</b>	<b>83</b>
<b>II Modélisation spectroscopique des astéroïdes</b>	<b>127</b>
<b>6 La spectroscopie des astéroïdes</b>	<b>129</b>
6.1 Introduction . . . . .	129
6.2 La réduction des données spectroscopiques . . . . .	130
6.3 Les éphémérides physiques des astéroïdes . . . . .	134

<b>7</b>	<b>(21) Lutetia</b>	<b>139</b>
7.1	Introduction . . . . .	139
7.2	La photométrie . . . . .	141
7.3	La spectroscopie . . . . .	142
7.4	Analyse minéralogique . . . . .	148
7.5	Les inhomogénéités sur la surface de (21) Lutetia . . . . .	152
<b>8</b>	<b>(2867) Steins</b>	<b>153</b>
8.1	Introduction . . . . .	153
8.2	Observations et analyse . . . . .	154
<b>9</b>	<b>Autres résultats</b>	<b>161</b>
9.1	Etude spectral des astéroïdes de type M . . . . .	161
9.2	L'astéroïde (832) Karin . . . . .	163
<b>10</b>	<b>Publications</b>	<b>167</b>
<b>11</b>	<b>Conclusions et perspectives</b>	<b>221</b>

# Liste des tableaux

2.1	Nombre d'appels de la fonction $f$ pour les deux méthodes ( $N_{BS}$ si $N_{ABM}$ ) après 10 000 ans pour les orbites à excentricité fixe. . . . .	46
2.2	La précision des éléments osculateurs ( $1\sigma$ pour $a$ , l'excentricité $e$ , l'inclinaison $i$ , la longitude du noeud ascendant $\Omega$ , l'argument du périhélie $\omega$ et l'anomalie moyenne $M$ ) fournies par NeoDys pour les astéroïdes (433) Eros, (1862) Apollo et (99942) Apophis . . . . .	49
2.3	La distribution des clones pour les astéroïdes (433) Eros, (1862) Apollo et (99942) Apophis en 1980, 2009, 2040 et au moment initial de l'intégration. Les distances minimales et maximales du nuage des points ainsi que l'erreur quadratique moyenne de ces distances par rapport au centre de la distribution sont exprimées en kilomètres. Dans le cas d'Apophis, pour 2040 la distribution des clones est sur $\sim 0,2$ U.A. à cause du rapprochement avec la Terre, en 2029.	52
2.4	La liste des astéroïdes avec les rapprochements de Vénus et de la Terre les plus importantes dans l'intervalle 1960 - 2060. La deuxième colonne représente l'effet net du rapprochement de l'objet des planètes telluriques (l'accélération), la troisième colonne indique le moment de l'approche et la quatrième colonne présente la distance minimale à l'approche (en U.A.) . . . . .	53
2.5	Les 20 astéroïdes avec les plus petites et le plus importantes erreurs de positions dans l'intervalle 2010-2018 . . . . .	56
3.1	Données astrométriques dans le domaine optique pour 59 des radiosources ICRF de l'hémisphère nord. . . . .	66
3.2	Nombre d'étoiles UCAC2 dans un champ de $10' \times 10'$ autour de chaque quasar des catalogues ICRF-Ext2, VCS et VLA . . . . .	71
4.1	Les valeurs moyennes et les déviations statistiques des coefficients $a, b, d, e$ obtenues de 3.1 pour la calibration astrométrique des 97 images du quasar J08157+2413. La valeur moyenne et l'erreur quadratique moyenne pour l'angle de rotation de l'image par rapport à la direction N-S calculée comme $atan(a/b)$ sont aussi représentées dans les deux dernières colonnes. . . . .	79
7.1	L'éphéméride physique de l'astéroïde (21) Lutetia. Les colonnes du tableau représentent la date (en Temp Universel), les coordonnées planétocentriques des points sous-solaire et sous-terrestre, l'orientation de l'axe du rotation de l'astéroïde par rapport au Nord, l'angle de phase, la distance héliocentrique et la géocentrique. Dans la dernière colonne sont données les notations des spectres qui seront utilisés ultérieurement. . . . .	144

7.2	Le temps d'exposition et la masse d'air pour (21) Lutetia et les étoiles de référence (analogues solaires) utilisées pour la réduction des données spectroscopiques. La notation des spectres est celle utilisée dans le Tableau 7.2. . . . .	144
7.3	Les pentes spectrales et les longitudes planétocentriques des régions correspondantes sur la surface de (21) Lutetia. . . . .	146
7.4	Les spectres de laboratoire RELAB avec le plus petit $\chi^2$ , l'indicateur de la météorite analogue la plus probable pour chacun des spectres de (21) Lutetia. .	150
8.1	Les observations de l'astéroïde (2867) Steins. Les colonnes sont : la date UT à mi-exposition, la magnitude V, l'angle de phase, les distances héliocentriques et géocentriques, le temps d'exposition total pour chaque spectre et la masse d'air pour l'astéroïde et les étoiles de référence. . . . .	154

# Table des figures

1.1	La distribution des astéroïdes de la ceinture principale dans une représentation $(a, e)$ (bas) et $(a, \sin i)$ (haut). Le nombre d'astéroïdes d'un domaine de dimensions $[0,05 ; 0,05]$ est représenté par un code de couleurs. Les principales résonances orbitales avec Jupiter et la résonance séculaire $\nu_6$ sont aussi représentées sur les graphiques. La représentation est faite à partir des éléments propres des 223 601 astéroïdes publiées sur la page AstDys. . . . .	23
1.2	La distribution héliocentrique des principales classes taxonomiques - <b>E</b> , <b>S</b> , <b>C</b> , <b>M</b> et <b>D</b> dans la taxonomie de Tholen. . . . .	25
2.1	Les distributions $(a-e)$ et $(a-\sin i)$ des petits corps avoisinant la Terre. Les 836 objets de notre échantillon ont été identifiés. Les points noirs représentent toute la population connue de géocroiseurs (6900 d'objets) et les points rouges les astéroïdes de la ceinture principale (avec $H < 15$ ). Les traits noirs délimitent le domaine des astéroïdes géocroiseurs ( $Q > 0,983$ U.A. et $q < 1,3$ U.A.). En pointillé j'ai représenté la limite du domaine des orbites d'objets intersectant l'orbite de la Terre ( $q = 1,0167$ U.A.). . . . .	37
2.2	Current ephemeris uncertainty (CEU) pour 836 géocroiseurs de notre échantillon	39
2.3	Intégration numérique de l'orbite d'un corps de demi grand axe $a = 1,1$ U.A., d'excentricité $e = 0,2$ sur 10 000 ans. À gauche (de haut en bas) sont représentées les erreurs relatives en demi-grand axe, inclinaison, excentricité et anomalie moyenne obtenues en utilisant un intégrateur du type prédicteur-correcteur Adams-Bashforth-Moulton d'ordre 14 avec un pas de 0,1 jours. À droite sont représentées les erreurs relatives obtenues pour les mêmes éléments orbitaux en utilisant la routine Bulirsch-Stoer à pas adaptable (variable). . . . .	42
2.4	Intégration numérique de l'orbite d'un corps de demi grand axe $a = 1,1$ U.A., d'excentricité $e = 0,9$ sur 10 000 ans. À gauche (de haut en bas) sont représentées les erreurs relatives en demi-grand axe, inclinaison, excentricité et anomalie moyenne obtenues en utilisant un intégrateur du type prédicteur-correcteur Adams-Bashforth-Moulton d'ordre 14 avec un pas de 0,1 jours. À droite sont représentées les erreurs relatives obtenues pour les mêmes éléments orbitaux en utilisant la routine Bulirsch-Stoer à pas adaptable (variable) . . . . .	43

2.5	Intégration numérique de l'orbite d'un corps de demi grand axe $a = 1,1$ U.A., d'excentricité $e = 0,2$ sur 10 000 ans. A gauche (de haut en bas) sont représentées les erreurs relatives en demi-grand axe, inclinaison, excentricité et anomalie moyenne obtenues en utilisant un intégrateur du type prédicteur-correcteur Adams-Bashforth-Moulton d'ordre 14 avec un pas de 0,1 jours en double précision. A droite sont représentées les erreurs relatives obtenues pour les mêmes éléments orbitaux en utilisant le même intégrateur en précision étendue. . . . .	44
2.6	La dimension du pas $h$ de l'intégrateur Bulirsch-Stoer en fonction de l'anomalie vraie $v$ ( $v = 0^\circ$ au périhélie et $180^\circ$ à l'aphélie) pour des orbites ayant trois excentricités différents . . . . .	45
2.7	Les erreurs en demi-grand axe (à gauche) et l'anomalie moyenne (à droite) au cours de l'intégration numérique de l'orbite d'un corps ayant un demi grand axe $a = 1,1$ U.A., une inclinaison de $i = 15^\circ$ , une longitude du noeud ascendant de $\Omega = 50^\circ$ et un argument du périhélie de $\omega = 60^\circ$ et une excentricité de 0,2. Les erreurs présentent une dépendance linéaire avec le temps pour la demi-grande axe et une variation quadratique pour le cas de l'anomalie moyenne. . . . .	46
2.8	Les erreurs en demi-grand axe (gauche) et celles de l'anomalie moyenne (droite) pour une intégration numérique effectuée en précision étendue de 100 000 ans d'une orbite d'excentricité 0,2. Sur une durée $\sim 50$ 000 ans les erreurs ont un comportement aléatoire sans une accumulation systématique. . . . .	47
2.9	Les différences en positions héliocentriques entre l'intégrateur utilisé dans ce mémoire et l'éphéméride Horizons pour les astéroïdes (99942) Apophis, (1862) Apollo, et (433) Eros. La divergence est évidente dans le cas d'Apophis. Cette divergence est due au rapprochement de l'astéroïde avec la Terre du 2029 et à la troncature des termes d'ordre supérieur du potentiel gravitationnel terrestre. . . . .	50
2.10	La distribution des clones en coordonnées rectangulaires pour les astéroïdes (433) Eros, (1862) Apollo et (99942) Apophis a quatre moments durant l'intégration numérique. L'intégration numérique est effectuée initialement dans le passé jusqu'au 1980, ensuite dans le futur jusqu'au 2040. Pour comparaison, la distribution gaussienne initiale des clones est représentée sur le même graphique. . . . .	51
2.11	Les histogrammes représentant la précision des éléments osculateurs ( $1\sigma$ pour le demi-grand axe $a$ , l'excentricité $e$ , l'inclinaison $i$ , la longitude du noeud ascendant $\Omega$ , l'argument du périhélie $\omega$ et l'anomalie moyenne $M$ ) fournies par NeoDys pour l'échantillon de 836 géocroiseurs . . . . .	54
2.12	Estimation des erreurs maximales en position pour les 836 géocroiseurs de l'échantillon pour la période 2010-2018, en utilisant 200 clones pour chacun. . . . .	55



2.13	Différences entre les valeurs en ascension droite et en déclinaison obtenues par intégration numérique et par une représentation polynômiale de Tchebychev d'ordre 15 dans le cas des astéroïdes (433) Eros, (1862) Apophys et (99942) Apophis. Pour chaque coordonnée et quel que soit l'astéroïde l'erreur due à l'interpolation polynomiale de Tchebychev reste plus petite que 1mas pendant la période 2010-2018 . . . . .	58
3.1	La distribution des 101 radiosources observées pendant la période 2004 - 2005.	64
3.2	La variation des erreurs de centrage des centroïdes $(x,y)$ des objets contenus dans une image CCD en fonction de leurs magnitudes. Trois domaines de variations, correspondants aux trois conditions astroclimatiques sont mises en évidence. Nos estimations indiquent que l'intervalle février-mai est la plus favorable pour des observations astronomiques. . . . .	65
3.3	Les différences entre les positions optiques des radiosources ICRF que nous avons observés et les positions radio obtenues par le VLBI. . . . .	67
3.4	Densité des trois sous-populations de quasars A, B, C du LQAC (ICRF-Ext.2, VCS si VLA) (de bas en haute) en coordonnées équatoriales (J2000.0) en projection Mollweide-Babinet. L'écliptique est représenté par une ligne noire. La distance moyenne jusqu'à les 5 premières radio sources est représentée par niveau de couleur dans l'image. . . . .	69
4.1	La distribution des rapprochements apparentes entre les géocroiseurs de notre échantillon et les radiosources ICRF-Ext2, VLBA-CS et VLA pour l'intervalle 2010-2018. . . . .	75
4.2	Les circonstances pour l'occultation de l'étoile TY2 188601206 par l'astéroïde (22) Kalliope. A gauche est représentée ma prédiction. A droite est représentée la prédiction de l'IMCCE. . . . .	76
4.3	Histogrammes montrant le nombre de rapprochements apparents à des distances angulaires plus petites que : $1'$ , $5'$ et $10'$ respectivement. . . . .	77
4.4	Les erreurs pour $\Delta\alpha = \alpha_A - \alpha_Q$ (à gauche) et $\Delta\delta = \delta_A - \delta_Q$ (à droite) dues à la calibration astrométrique. Le quasar est situé au centre de l'image de $12.5 \times 12.5'$ . . . . .	78
4.5	La variation des erreurs de centrage des centroïdes $(x,y)$ pour tous les objets contenus dans les 97 images de quasar J08157+2413 en fonction de leurs magnitudes. . . . .	79
4.6	La distribution des magnitudes pour les approches apparentes entre les géocroiseurs et les quasars LQAC. La région assombrie représente la totalité des événements relativement facilement accessible aux observateurs terrestres. . . . .	81

6.1	La transparence atmosphérique dans le domaine spectral 0,9 - 2,7 $\mu m$ pour Mauna Kea à Hawaii, pour une masse d'air 1,0 (zénithale) et une colonne d'eau de 1,6 mm. ( <a href="http://www.gemini.edu/?q=node/10789">http://www.gemini.edu/?q=node/10789</a> ) . . . . .	131
6.2	La procédure pour la réduction des données spectroscopiques obtenus dans le domain d'infrarouge proche. . . . .	132
6.3	Le spectre de l'astéroïde (en bleu) est obtenu par la division du spectre brut par celui de l'analogue solaire. Les bandes d'absorption dans le spectre brut sont dus à l'atmosphère terrestre. Ces bandes telluriques ont comme résultat un baisse significative du rapport signal sur bruit dans certains région du spectre. .	134
6.4	L'angle de position $\nu$ de l'axe de rotation de l'astéroïde est l'angle entre la projection de celle-ci sur le plane ( $e_2, e_3$ ) et la direction Nord. Le repère planétocentrique ( $e'_1, e'_2, e'_3$ ) tournant avec l'astéroïde est représenté en bleu. Les coordonnées planétocentrique du point sous-terrestre (PST) sont la sub-longitude $\lambda$ et la sub-latitude $\varphi$ . . . . .	136
6.5	L'angle $W$ du méridien 0 est mesuré depuis le point d'intersection I d'équateur terrestre $\varepsilon_T$ avec l'équateur de l'astéroïde $\varepsilon_A$ jusqu'au point A de l'intersection du méridien 0 avec $\varepsilon_A$ . $N_a$ est le pôle Nord de l'astéroïde definit par ses coordonnées équatoriales ( $\alpha_0, \delta_0$ ). . . . .	137
7.1	La courbe de lumière de l'astéroïde (21) Lutetia obtenue à l'Observatoire de Pic du Midi en 20/(21) Janvier 2006. L'amplitude de cette courbe est estimée à $0^m, 27$ . La phase de rotation zéro pour le JD=2453756,45 a été choisie pour la définition du méridien zéro de l'astéroïde. . . . .	141
7.2	L'aspect de l'astéroïde (21) Lutetia à l'époque de référence JD=2453756,45 . .	143
7.3	L'aspect de (21) Lutetia en Mars 2003 (à gauche), Août 2004 (au centre) et Mars 2006 (à droite). L'astéroïde est considéré un ellipsoïde triaxial avec $a/b = 1,2$ si $b/c = 1,2$ . Il a été modélisé avec la loi de diffusion Lommel-Seeliger. Les points pour lesquels la valeur de la radiance est supérieure à 50% de la valeur maximale sont représentés dans la zone rouge de l'image. . . . .	145
7.4	La projection Mollweide-Babinet de la surface de l'astéroïde (21) Lutetia. Le domaine des longitude planétocentriques du graphique est $-180^\circ, +180^\circ$ et celui des latitudes est $-90^\circ, +90^\circ$ . Les régions ( <b>A-E</b> ) observées en 2006 sont marquées en rouge. Les régions observées en 2003 sont marques en vert, et celles observées en 2004 sont marquées en bleu. La lettre qui marque chaque région correspond à celle des spectres du Tableau 7.1. La région correspondante au spectre <b>F</b> a été omise de cette projection car elle se superpose à celle du spectre <b>G</b> (aspect <i>pole-on</i> en 2003). . . . .	146

7.5	Les spectres de (21) Lutetia dans le domaine 0,8 - 2,5 $\mu m$ obtenues en Mars et Avril 2006 (en bas), Mars 2003 et Août 2004 (en haut) . . . . .	147
7.6	Les spectres de (21) Lutetia dans le domaine 0,4 - 2,5 $\mu m$ . Les spectres RELAB indiqués par le $\chi^2$ comme étant le plus probable météorite analogue sont en bleu (Hvittis E6), vert (Orgueil CI) et rouge (Vigarano CV3). . . . .	149
7.7	La météorite Kaidun. A l'échelle macroscopique nous pouvons constater une variété lithologique incluant les chondrites carbonées, les chondrites ordinaires et les chondrites enstatitiques. L'échelle de l'image est 5×5 cm. . . . .	151
8.1	Les spectres de (2867) Steins obtenus en Décembre 2006, Janvier et Mars 2007. Les spectres sont normalisés pour la valeur correspondante à 1,20 $\mu m$ . A gauche, nous pouvons observer la coïncidence des spectres du 21/01/2007 et 12/03/2007, obtenus respectivement dans les phases rationnelles 0,30 et 0,24. .	155
8.2	Le spectre composite (visible+infrarouge) de (2867) Steins (en vert) ajusté avec une fonction <i>spline</i> cubique (en rouge). En noir est une représentation d'un spectre synthétique obtenu d'un mélange linéaire des trois composantes du RELAB. Le spectre de l'aubrite ALH-78113 a été modélisé pour l'altération spatiale sur la base d'expérience de laboratoire (en bleu). . . . .	157
8.3	Les quatre spectres des composantes utilisés pour générer le spectre synthétique sont l'enstatite achondrite Mayo Belwa, l'oldhamite (CaS), l'orthopyroxène et le spectralon. Elles vont être ajustés pour mieux reproduire le spectre de (2867) Steins. . . . .	158
9.1	Les données du visible et de l'infrarouge proche pour les astéroïdes (325) Heidelberga, (497) Iva, (558) Carmen, (687) Tinette, (860) Ursina, (909) Ulla, (1280) Baillauda et (1564) Srbija. En superposition, l'analogue météoritique du RELAB choisi par une routine $\chi^2$ . . . . .	162
9.2	Toutes les valeurs possibles pour la sous-latitude du point terrestre et les fréquences associées pour (832) Karin en considérant les observations spectroscopiques du mois de Janvier et Avril 2006. J'ai pris en considérations les orientations du pôle qui, en Septembre 2003, ont produit un aspect quasi-équatorial pour Karin [Vernazza <i>et al.</i> , 2007] . . . . .	164



# 1

## Introduction

### 1.1 Petits corps du Système Solaire

---

Conformément à la résolution de l'Union Astronomique Internationale<sup>1</sup>, établie en 2006 une *planète* est un corps du Système Solaire qui : **1)** orbite autour du Soleil ; **2)** possède une masse suffisante pour être en équilibre hydrodynamique lui permettant d'avoir une forme approximativement sphérique ; **3)** a perdu, par accréation ou éjection, les corps situés au voisinage de son orbite. Cette résolution de l'UAI introduit également deux classes d'objets du Système Solaire. *Les planètes naines*<sup>2</sup> remplissent seulement les deux premiers critères de la définition d'une planète ci-dessus. Lorsque seulement le premier critère est rempli, alors nous parlons de *petits corps du Système Solaire*, une classe d'objets contenant la majorité des astéroïdes, la majorité des objets trans-neptuniens et les comètes.

Cette nouvelle nomenclature des objets du Système Solaire reflète l'évolution de nos connaissances sur ce dernier plus de 200 ans après la découverte du premier astéroïde, en 1801. Plus de 500 000 petits corps sont connus actuellement. Ils ont des orbites diverses, depuis celles internes à l'orbite de la Terre jusqu'à celles au-delà de l'orbite de Neptune.

Les études des propriétés physiques des astéroïdes et de leur évolution dynamique sont cruciales pour notre compréhension de la formation du Système Solaire. Les astéroïdes sont les seuls survivants de la phase initiale de la formation du Système Solaire commencée il y a à peu près 4570 Ma (million d'années), avec la condensation des premières noyaux solides - CAI (calcium-aluminium inclusion) [Allègre *et al.*, 1995]. Leur composition témoigne ainsi des conditions existantes dans la nébuleuse primitive au moment de la formation des proto-planètes. Les analyses géochimiques des météorites ont montrés que l'accréation et la différenciation des astéroïdes se sont déroulées sur  $\sim 6$  Ma, une échelle de temps extrêmement courte en comparaison avec l'âge du Système Solaire [Shukolyukov & Lugmair, 2002]. Par contraste avec les astéroïdes, l'évolution géologique des planètes a complètement effacé ces informations. Pour cette raison l'étude de la population astéroïdale peut être interprété comme un étude de *paléontologie planétaire*.

---

1. [http://www.iau.org/static/resolutions/Resolution\\_GA26-5-6.pdf](http://www.iau.org/static/resolutions/Resolution_GA26-5-6.pdf)

2. Ceres, Pluto, Haumea, Makemake et Eris

Comme tout enregistrement, celui gardé par les astéroïdes n'est pas parfait. Tout au long de l'évolution du Système Solaire ces objets ont subi des collisions, l'altération thermique, ou encore la migration de la région de leur formation par des mécanismes dynamiques diverses. Ces processus ont une interdépendance complexe. Ainsi, par exemple, si les conditions de collisions mutuelles dépendent des éléments orbitaux, le résultat d'un tel processus est complètement tributaire à des propriétés physiques (masse, volume, forme, etc...) des corps considérés. Dans le cas d'une collision catastrophique, la famille d'objets ainsi formée sera érodée au cours du temps par des mécanismes dynamiques (gravitationnels), mais aussi à cause de leurs propriétés physiques, si on considère des effets tels que celui de Yarkovsky [Bottke *et al.*, 2002b].

La compréhension de la dynamique de ces objets aussi bien que leur propriétés physiques est donc essentielle pour remonter le temps vers la formation du système solaire.

## 1.2 Classification dynamique

Le 1<sup>er</sup> Janvier 1801 l'astronome italien Giuseppe Piazzi découvre le premier astéroïde, Cérés, à une distance du Soleil égale à celle prédite par la loi empirique de Titus-Bode pour une planète manquante entre Mars et Jupiter - 2,8 U.A. (Unité Astronomique). L'aspect de sa découverte est ponctiforme, la dimension de l'objet étant plus petit que ces des autres planètes connues à l'époque. La continuation des recherches a conduit à la découverte de Pallas en 1802. Junon et Vesta, les deux corps suivants par ordre de découverte, ont été connus en 1804 et 1807 respectivement. Il est devenu ainsi évident petit à petit qu'aucun de ces corps n'était une planète. Ils ont été nommés, à la suggestion de William Herschel, *astéroïdes*, appellation qui signifie "similaire aux étoiles". L'introduction des plaques photographiques par Max Wolf en 1891 pour la détection d'astéroïdes accroît de manière significative le taux de découvertes. Ainsi à la fin du XIX<sup>ème</sup> siècle, approximativement 500 astéroïdes étaient connus.

Les premières tentatives de classification des astéroïdes ont été basées sur leurs éléments orbitaux. Leur grande majorité de ces objets se situent entre Mars et Jupiter, sur des orbites de demi grande axes entre 2 et 3,3 U.A. Les astéroïdes ne sont pas distribués uniformément, comme nous le montre la Figure 1.1. Des zones de faible densité ont été identifiées pour la première fois par Daniel Kirkwood en 1867. Ces zones portent le nom de *lacunes de Kirkwood*. Les zones le plus dépeuplées sont à 2,5 et 2,82 U.A. Elles sont dues aux résonances orbitales 3 : 1 et 5 : 2 avec Jupiter. Les résonances orbitales surviennent quand les périodes de révolution des deux corps (l'astéroïde et Jupiter dans notre cas) peuvent être écrites comme un rapport de deux nombres entiers. Dans le cas de la résonance 3 : 1 par exemple, l'astéroïde effectue trois révolutions pendant que Jupiter en effectue une seule<sup>3</sup>.

Les orbites des astéroïdes près d'une résonance sont fortement perturbées par les effets gravitationnels de Jupiter. Leur excentricité va croître progressivement, jusqu'au moment ou

3. Comme la période de révolution est  $P = 2\pi\sqrt{a^3/\mu}$ , un astéroïde situé dans une résonance  $p : q$  avec Jupiter aura la demigrande axe  $a = a_J(q/p)^{2/3}$ , la demigrande axe de Jupiter étant  $a_J \sim 5.204$  U.A.

l'astéroïde sera éjecté du système solaire ou va tomber sur le soleil.

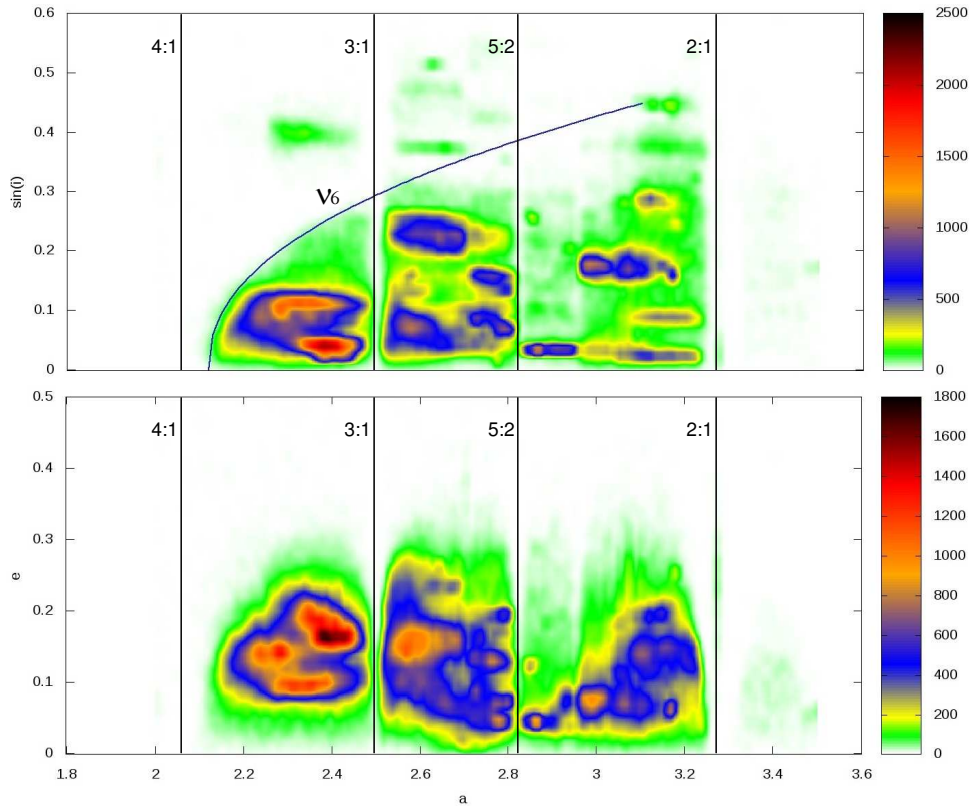


FIGURE 1.1 – La distribution des astéroïdes de la ceinture principale dans une représentation  $(a, e)$  (bas) et  $(a, \sin i)$  (haut). Le nombre d'astéroïdes d'un domaine de dimensions  $[0,05; 0,05]$  est représenté par un code de couleurs. Les principales résonance orbitales avec Jupiter et la résonance séculaire  $v_6$  sont aussi représentées sur les graphique. La représentation est faite a partir des éléments propres des 223 601 astéroïdes publiées sur la page Ast-Dys.

Les effets de la gravitation sont aussi à l'origine d'un autre type de résonances, les résonances séculaires. Une résonance séculaire est l'effet de la précession de la longitude du périhélie du corps considéré  $\dot{\bar{\omega}}^4$  ou de la longitude de son noeud ascendant  $\dot{\bar{\Omega}}$  lorsque les fréquences correspondantes sont égales à l'une des fréquences fondamentales du système solaire, correspondant elles-mêmes aux périodes de précession de la longitude du périhélie de Jupiter et de Saturne ( $g_5, g_6$ ) ou aux longitudes du noeud ascendant des mêmes planètes ( $f_5, f_6$ ). Une résonance de ce type est la résonance  $v_6$  ( $g = g_6$ ) qui délimite la région interne de la distribution des astéroïdes dans un plan  $(a, i)$  (Figure 1.1).

La région située entre 2 et 3,3 U.A. contient plus des 97% des astéroïdes répertoriés. Cette région est d'ailleurs nommée *la ceinture principale*. Plus précisément elle est délimité par les résonances 4 : 1 (2,06 U.A.) et 2 : 1 (3,28 U.A.) tandis que les résonances 3 : 1 et 5 : 2 divisent la ceinture en trois zones qui sont notées, I, II et III en fonction de la distance par rapport au Soleil.

Les résonances de la ceinture principale agissent comme de véritables voies d'évasion pour

4.  $\bar{\omega} = \Omega + \omega$ ,  $\omega$  l'argument du périhélie

les corps qui rentrent dans leur région. Wisdom [1983, 1985] a démontrés que la région  $2,48 < a < 2,52$  U.A., correspondante à la résonance 3 : 1 avec Jupiter, est une région chaotique et les objets injectés dans cette région vont voir croître leur excentricité dans un intervalle de temps très court, inférieur à  $10^6$  ans, après lequel les objets seront éjectés. Les intégrations numériques [Gladman *et al.*, 1997] ont donné comme résultat que les objets situés à  $\sim 2,5$  U.A. vont suivre ensuite des orbites qui les mèneront dans le voisinage de la Terre ou vont les faire tomber sur le Soleil. La résonance séculaire  $\nu_6$ , tout comme la résonance orbitale 3 : 1 sont les sources de ravitaillement en objets géocroiseurs. De plus les collisions dans la ceinture principale produisant la fragmentation des grands astéroïdes peuvent injecter des fragments dans la région de résonance. Ce mécanisme est donc responsable du dépeuplement des régions de résonance (les lacunes de Kirkwood) et de l'alimentation en nouveaux petits corps du Système Solaire interne.

Seulement approximativement 7 000 d'astéroïdes géocroiseurs sont connus de nos jours. Cela représente 1,5% de la population totale connue d'astéroïdes. Cependant, la population des géocroiseurs représente un atout important pour le déchiffrement de la formation de notre système solaire, la relation entre les différents astéroïdes de la ceinture principale, la relation avec les tores de poussière, les météoroïdes et les météorites.

En dehors des objets de la ceinture principale nous pouvons distinguer quatre autres types de petits corps : *Les Troyens* sont des objets en résonance 1 : 1 avec Jupiter, dans les points Lagrange L4 et L5 à  $60^\circ$  avant et après la planète. Ils occupent les seules régions de l'espace stable dynamiquement à l'échelle de l'âge du Système Solaire. *Les Centaures* sont des petits corps ayant des orbites situées entre Jupiter et Neptune, un demi-grand axe plus petit que celui de Neptune (30,1 U.A.) et une distance au périhélie plus grande que le demi-grand axe de Jupiter (5,2 A.U.). Leurs orbites sont instables, avec un temps de vie d'environ  $10^7$  ans à la suite de quoi ils finissent par être expulsés du Système Solaire ou par tomber sur l'une des planètes gazeuses. Une possible évolution vers les NEOs (Near-Earth Object) ou JFC (Jupiter Family Comets) [Horner *et al.*, 2004] a été aussi envisagée. Au-delà de l'orbite de Neptune nous trouvons les objets trans-neptuniens (TNOs). Le premier objet de cette catégorie est Pluton (découvert en 1931). Le second, (15760) 1992 QB1, a été découvert en 1992, et aujourd'hui nous en connaissons à peu près 1 300 TNO. Enfin, dans la population des petits corps il y a les *comètes*. Pendant les passages proches du Soleil, ces objets développent une activité importante de dégazage. Les matériaux formant le noyau vont se sublimer à cause de l'augmentation de la température, en formant une coma qui se prolonge sous forme de queue pouvant atteindre jusqu'à 1 U.A.

### 1.3 Classification spectrale

---

Les premières observations photométriques des astéroïdes ont commencé en 1950 lorsque les premières couleurs obtenues en U, B, V ont été publiées. McCord *et al.* [1970] ont obtenu



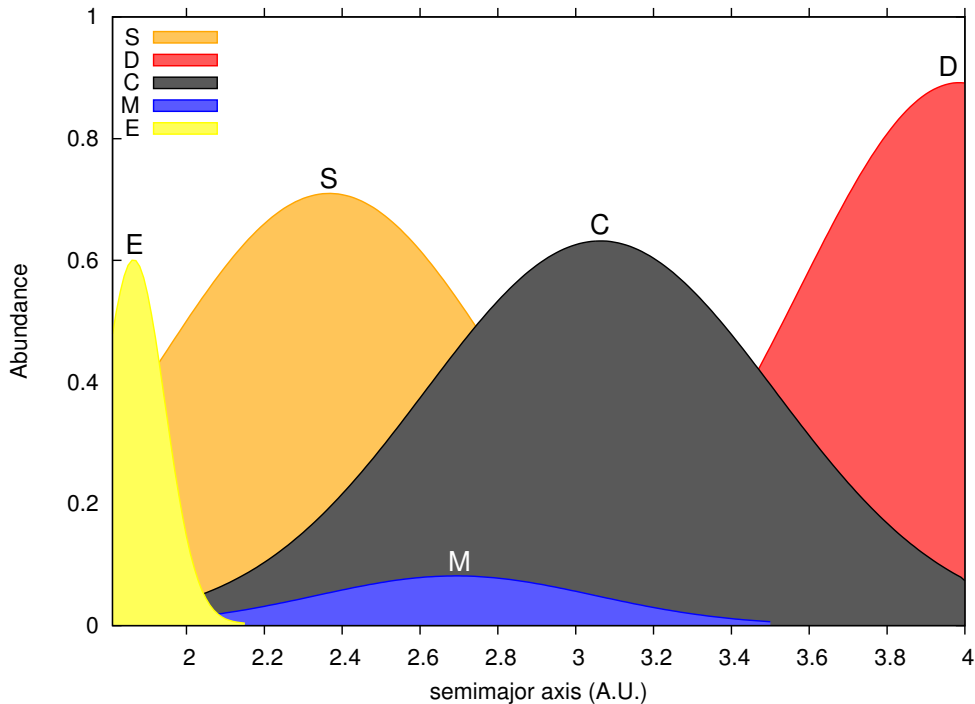


FIGURE 1.2 – La distribution héliocentrique des principales classes taxonomiques - **E**, **S**, **C**, **M** et **D** dans la taxonomie de Tholen.

les premiers spectres d'astéroïdes dans le domaine de longueur d'onde  $0,3 - 1,1 \mu m$ . Des programmes d'observation systématique en polarimétrie ont permis une première détermination de l'albédo et des diamètres de quelques dizaines d'astéroïdes [Zellner *et al.*, 1974]. Ces estimations ont été confrontées avec des résultats obtenus indépendamment en infrarouge thermique (à  $10$  et  $20 \mu m$ ) [Morrison, 1974]. Tous ces résultats ont mis en évidence la diversité de la composition des astéroïdes. Ulterieurement, l'augmentation des données physiques (couleur, spectre, albédo) ont permis un travail statistique sur la population, avec la création d'une première *taxonomie* d'astéroïdes.

Ainsi, Chapman *et al.* [1975] ont identifiés les deux classes majeurs d'astéroïdes, **S** et **C** dénommés ainsi sur la base de leurs similitudes avec les météorites pierreuses (en anglais en Stony) et chondritiques *Carbonaceous*. Ces deux classes, représentent ensemble plus de 90% des astéroïdes observés. De nouvelles classes taxonomiques ont été proposées avec l'obtention de nouvelles données d'observation : **M** (comme *Metallic*), **E** (comme *Enstatite achondrite*) et **R** (couleurs UBV Red) [Bowell *et al.*, 1978, Zellner, 1979]. Les données spectrophotométriques pour 598 astéroïdes du programme Eight-Colour Asteroids Survey (ECAS) [Zellner *et al.*, 1985a]) ont été utilisées par David Tholen pour une refonte de la taxonomie [Tholen, 1984, Tholen & Barucci, 1989]. La classification s'est élargie à 8 classes principales : **A**, **B**, **C**, **D**, **F**, **G**, **S** et **T**. Trois des anciennes classes (**E**, **M** et **P**) n'ont pu être distinguées qu'en utilisant l'albédo thermique.

Une autre taxonomie a été proposée sur la base des données du programme Small Main-Belt

Asteroid Spectroscopic Survey (SMASS II) [Bus & Binzel, 2002a,b]. Ce programme, contenant des spectres d'astéroïdes dans le domaine du visible, a permis la définition de 26 classes. Le plus récent des travaux de classification a été publié par DeMeo *et al.* [2009] en utilisant des données du visible (0,45 - 0,9  $\mu\text{m}$ ) et de l'infrarouge proche (0,9 - 2,5  $\mu\text{m}$ ).

La nature de la surface des astéroïdes est définie en grande partie par les données spectrales dans le domaine du visible et de l'infrarouge proche. La planétologie comparée, en utilisant des spectres de laboratoire (des minéraux et des météorites) est un outil puissant pour la détermination des caractéristiques similaires et la proposition de solutions minéralogiques viables pour la surface des astéroïdes. Certains de ces derniers ont une nature primitive, avec une riche concentration en éléments volatiles, en composés carbonnés et en minéraux hydratés. A l'opposé, d'autres astéroïdes ont des compositions semblables à des matériaux réfractaires, ignés ou métalliques. En fonction de l'intensité de l'altération thermique de leur matrice, (minime, moyenne ou élevée) Bell [1988b] propose une classification des astéroïdes en *primitif*, *métamorphique* ou *igné*.

Gradie *et al.* [1989] ont montré que la distribution des classes taxonomiques est en corrélation avec la distance héliocentrique (Figure 1.2). Les astéroïdes de type **E** sont concentrés à l'extrémité interne de la ceinture principale, une région dominée par les astéroïdes de type **S**. Les astéroïdes de type **M** sont majoritairement localisés dans la région centrale de la ceinture principale. Enfin, dans les zones externes de la ceinture principale les types taxonomiques **C** et **D** sont majoritaires. La corrélation peut s'expliquer par l'inhomogénéité du disque protoplanétaire au moment où les astéroïdes ont commencé à se former par accréation. Ensuite, en fonction de leur distance héliocentrique, les astéroïdes se sont plus ou moins différenciés sous l'influence de la température. Malgré leur évolution ultérieure (collisions mutuelles, bombardement du rayonnement cosmique, influence du vent solaire) ils gardent encore des informations cruciales concernant les conditions physiques et chimiques datant de la nébuleuse primordiale.

## 1.4 Physique et dynamique des astéroïdes

Par l'analyse des éléments orbitaux des astéroïdes (Figure 1.1) nous constatons que les régions dépeuplées d'objets correspondant aux résonances orbitales et séculaires, visibles dans les diagrammes  $(a, e)$  et  $(a, i)$ , contrastent avec des zones d'agglomération d'objets. En 1918 l'astronome japonais Hirayama propose pour la première fois un lien génétique au sein des objets partageant une agglomération. Les plus importantes agglomérations ainsi trouvées (nommées également *familles d'astéroïdes*) sont celles de Themis, Eos et Koronis<sup>5</sup>. L'hypothèse de la formation d'une famille est celle d'une collision avec fragmentation des corps<sup>6</sup>. En effet, à la fin de la phase primordiale d'accréation dans la ceinture principale, qui est estimée à seulement environ 6 Ma, les collisions avec fragmentation sont devenues prépondérantes. Ces processus

5. une famille d'astéroïdes prend le nom du plus gros astéroïde appartenant à la famille

6. dans une telle collision on considère que la masse du fragment le plus grand est  $\leq 50\%$  de la masse de l'objet impacté.

sont devenus très intenses pendant environ 10 Ma, temps pendant lequel la ceinture principale contenait des objets avec une masse totale comparable avec celle de la Terre<sup>7</sup>. Les collisions mutuelles dans la ceinture, corroborées avec les processus dynamiques induits par la migration des planètes géantes, ont eu comme résultat une diminution rapide de masse dans la région de la ceinture principale [Petit *et al.*, 2002]. Ces processus ont continué, suivant un rythme plus lent dans les derniers 4 milliards d'années<sup>8</sup>. Ainsi la structure actuelle de la ceinture principale contient des informations importantes sur la période du début du Système Solaire.

Les familles d'astéroïdes offrent la possibilité d'étude des processus qui ont gouverné la formation de la ceinture principale. Mieux encore, l'identification de tous les membres d'une famille permet de regarder à l'intérieur du corps parent. En effet, si le corps parent a été différencié, les membres de la famille vont être des échantillons des différents matériaux constitutifs tels que ceux de la croûte, du manteau ou du noyau du précurseur. Les processus physiques gouvernant les impacts et les fragments à l'échelle du Système Solaire peuvent ainsi être compris par l'étude des familles d'astéroïdes.

La distribution dynamique des membres d'une famille est au prime abord une conséquence directe de la collision initiale la produisant et de l'éjection des fragments résultants. Cette distribution sera érodée avec le temps. En effet, à long terme, les éléments orbitaux des membres de la famille ne refléteront pas à l'identique les conditions initiales de la formation de la famille. Les interactions gravitationnelles modifieront les éléments osculateurs des objets. Pour dépasser ce type d'obstacle, l'identification des familles est faite dans un espace dit *des éléments propres* [Knezevic *et al.*, 2002]. Ensuite, l'identification des familles comporte une étape d'analyse statistique telle que celle de la *Hierarchical Clustering Method* (HCM) ou *Wavelet Analysis Method* (WAM) [Bendjoya & Zappalà, 2002], afin de répertorier tous les membres.

Après l'identification d'une famille d'astéroïdes dans l'espace des éléments propres ( $a_P$ ,  $e_P$ ,  $i_P$ ), des études dynamiques peuvent remonter le temps vers le moment de la collision. Cette approche d'estimation de l'âge d'une famille est relativement correcte si la collision ne remonte pas à plus de 10 Ma. En effet, la vitesse d'éjection des fragments est relativement modeste, ne dépassent pas de 100 m/s [Michel *et al.*, 2002]. L'évolution dynamique des fragments sera lente et sur un intervalle de temps raisonnablement long, une intégration numérique vers le passé peut estimer le moment de l'impact et du même coup la création de la famille. Par cette méthode on a pu estimer l'âge des familles de Karin et de Veritas à  $5,8 \pm 0,2$  et  $8,3 \pm 0,5$  Ma respectivement [Nesvorný *et al.*, 2002, 2003]. La date représentant le moment de l'impact est caractérisée par le confinement des membres de la famille à une longitude du noeud ascendant et à celle du périhélie dans un intervalle d'environ ( $\sim 40^\circ$ ), l'intervalle minimal pour ces paramètres sur la période intégrée. Les astéroïdes ne convergeant pas sur les mêmes valeurs de ces deux paramètres sont probablement des intrus, présents d'une manière aléatoire dans la région de la famille.

7. De nos jours on constate un déficit de masse dans la région de la ceinture principale

8. Les scientifiques concordent sur la conclusion que les objets de la ceinture principale sont dynamiquement relaxés

L'origine commune des membres d'une famille est aussi reflétée par les propriétés spectroscopiques des individus constitutifs. Les grandes familles telles que Eos, Koronis, Nysa et Themis présentent une homogénéité spectrale de ces derniers [Zellner, 1979]. Les observations spectroscopiques ont permis également l'identification de la famille de Vesta [Binzel & Xu, 1993]. De nos jours la spectroscopie représente un outil puissant pour la validation des familles d'astéroïdes [Cellino *et al.*, 2002]. Les propriétés spectrales produisent des informations essentielles concernant le corps précurseur à l'origine d'une famille d'objets. L'homogénéité spectrale des membres indique aussi que le corps parent a été probablement non différencié. A l'opposé, la variation des spectres des membres peut être une indication qu'à l'origine le corps parent a été différencié. Globalement la plupart des familles montrent une homogénéité spectrale de ses membres.

Les propriétés spectroscopiques permettent également la détection des intrus à l'intérieur d'une famille. En général, les intrus sont caractérisés par des spectres très différents du reste de la famille. Leur présence à l'intérieur d'une famille affecte d'une manière très importante les conclusions sur les corps parent de la famille et les modèles physiques de collision basés sur la fonction SFD (size-frequency distribution).

Dans le cas des familles d'astéroïdes ayant des âges de formation très grands, l'altération au cours de temps des éléments dynamiques étant très importante, le seul outil permettant d'établir le lien génétique des membres est la spectroscopie. Ainsi, pour les astéroïdes de type **L** deux familles, Watsonia et Henan, ont été proposées [Bus, 1999].

Pour des familles jeunes telles que Karin et Veritas, les techniques spectroscopiques permettent également l'étude des modifications de la surface par le milieu interplanétaire. En effet, le vent solaire, le rayonnement cosmique, les micrométéorites, vont changer graduellement les propriétés de la couche réfléchissante de l'astéroïde, à l'origine d'un spectre de réflexion. Nous parlons ainsi de l'altération spatiale des objets. Une collision récente générant une famille d'astéroïdes permet en fait de mettre en évidence des surfaces ayant subi des altérations spatiales différentes. Cela permet aussi l'établissement de l'échelle de temps au cours de laquelle l'altération spatiale se produit. Ce type d'approche a été proposé pour l'astéroïde (831) Karin, en combinant des résultats de la spectroscopie de l'objet dans le domaine 0,4 - 2,4  $\mu\text{m}$  avec des résultats obtenus sur des échantillons irradiés en laboratoire [Brunetto *et al.*, 2006]. Ce modèle a été ensuite appliqué pour l'astéroïde (2867) Steins en utilisant un échantillon en laboratoire de la météorite ALH-78113 (une météorite composée essentiellement d'enstatite achondritique, un matériau métamorphique). Nedelcu *et al.* [2007a] ont conclu que cet astéroïde présente une surface relativement jeune, comparable à celle de la famille de Karin. Steins a été survolé par la sonde spatiale européenne Rosetta et les résultats obtenus sont en concordance avec cette conclusion. La présence d'un cratère d'impact d'un diamètre considérable à la surface de l'objet (2 km à comparer aux 4,6 km de la dimension de l'objet), preuve d'une structure "tas de gravas", peut soutenir l'hypothèse que la surface de l'objet a été re-organisée relativement ré-

cemment [Jutzi *et al.*, 2010].

Des études récentes montrent que la dynamique des astéroïdes est intimement liée à leurs propriétés physiques. En effet, des effets non gravitationnels tels que Yarkovsky et YORP<sup>9</sup>, doivent nécessairement être intégrés aux modèles dynamiques relatifs aux astéroïdes [Bottke *et al.*, 2002b]. Ces effets ont une dépendance complexe de la nature physique des objets (leur masse, l'inertie thermique, leur surface) et dynamique (l'orientation de l'axe de rotation propre, la distance héliocentrique, etc...). La principale conséquence de l'effet Yarkovsky est une légère déviation, cumulative, des paramètres orbitaux de l'astéroïde, essentiellement son demi-grand axe. En incluant cet effet dans l'étude de la famille de Karin, Nesvorný & Bottke [2004] ont obtenu une convergence bien meilleure des éléments orbitaux des membres de la famille vers l'âge de la collision à l'origine de la famille. En même temps, des observations radar de l'astéroïde (6489) Golevka [Chesley *et al.*, 2003] ont pu mettre en évidence d'une manière directe l'influence de cet effet sur la dynamique au court terme de l'astéroïde.

La détermination de la masse d'astéroïdes sur la base des perturbations mutuelles est fortement dépendante de la précision des position astrométriques à long terme [Hilton, 2002]. L'estimation parallèle des dimensions précises de l'objet (sur la base d'images d'optique adaptative, d'interférométrie ou d'observations d'occultation d'une étoile par l'astéroïde) permet ensuite d'estimer la masse volumique de l'objet et la corrélation avec les classes taxonomiques. Ces données deviennent un facteur important dans la construction des éphémérides précises des corps du système solaire, dans un modèle dynamique évolué [Fienga *et al.*, 2009].

## 1.5 Astrométrie de haute précision

Un autre sujet de grande importance actuellement à l'étude est la relation entre International Celestial Reference Frame (ICRF) et les systèmes de référence dynamiques établis à partir des éphémérides d'objets du Système Solaire. Parallèlement ce lien peut être approfondi à partir d'observations VLBI (Interférométrie à très Longue Base) de sondes en orbite autour de planètes Mercure et Vénus en même temps que celles de quasars situés à petite distance angulaire [Newhall *et al.*, 1986]. De plus des observations radar et optiques des astéroïdes géocroiseurs ont été utilisées pour étudier le positionnement de l'équinoxe dynamique HCRF [Yagudina, 2001].

Dans le cas des régions externes du Système Solaire la liaison mentionnée ci-dessus a été complétée par des observations d'imagerie CCD en simultanée des planètes Uranus et Neptune d'une part avec des quasars apparus au cours de rencontres proches apparentes d'autre part [da Silva Neto *et al.*, 2005]. En vue de la préparation de la future mission spatiale GAIA, une recherche systématique des rapprochements de la planète Jupiter et de ses satellites avec les quasars a été publiée récemment [Souchay *et al.*, 2007] à partir du catalogue de quasars de

9. L'effet Yarkovsky est dû à l'absorption de la radiation solaire incidente et de sa re-émission dans l'infrarouge. Nous distinguons un effet annuel, dû au mouvement de révolution de l'objet, et un effet diurne qu'on appelle également YORP.

Véron-Cetty & Véron [2003]. Un nombre important de ces événements observables à la fois sur Terre et par le satellite GAIA a été identifié. Cet ensemble d'événements peut être exploité à partir des parallaxes liées à la distance Terre-GAIA associées à des observations simultanées, afin d'étudier le lien entre les systèmes de références dynamiques et extragalactiques.

En comparaison avec l'astrométrie des planètes, celle des astéroïdes brillants dans le champs des radiosources/quasars sera plus précise à cause de leur aspect stellaire. De plus, les coordonnées des astéroïdes seront directement comparés avec celles des quasars, ce qui constitue une différence importante de méthodologie, puisque dans le cas des planètes leur position est déterminée en utilisant une étape intermédiaire, à savoir la détermination de la position de la planète en partant de la position de ses satellites.

La base d'observations d'une telle étude sera constituée des rapprochements apparents sur la sphère céleste entre les astéroïdes et les quasars. Du fait de leur éloignement par rapport au Système Solaire, ces derniers forment des références quasi-inertielles. Le grand nombre d'objets impliqués dans cette étude (quasars et astéroïdes géocroiseurs), va fournir un nombre important d'événements (rencontres proches) et facilement observables par les télescopes au sol, afin de réaliser un raccordement direct entre ces deux systèmes de références [Nedelcu *et al.*, 2010].

## 1.6 Structure de la thèse

---

Tous ces exemples présentés dans l'introduction montrent l'importance d'établir un lien entre la modélisation dynamique et les propriétés physiques des objets. En effet, longtemps l'astronomie de position et la mécanique céleste ont été regardés comme entités pouvant se dispenser de la structure intime des objets (ce qu'on appelle, dans le cas du Système Solaire, la *planétologie*). En abordant la formation et l'évolution des petits corps du système solaire on ne peut ignorer à la fois leur dynamique dans le contexte de leur structure interne, leur rotation, leur masse et leurs caractéristiques minéralogiques. Cette thèse se circonscrit à ces deux aspects, en examinant plus particulièrement des cas concrets d'astéroïdes géocroiseurs et de la ceinture principale.

Deux parties sont développées au cours de cette thèse. La première est dédiée à la modélisation dynamique, tandis que la deuxième est entièrement dédiée à la l'étude et la modélisation spectrale d'astéroïdes.

Dans la première partie je présenterai le modèle dynamique des 836 géocroiseurs développé en utilisant la méthode d'intégration numérique de Bulirsch-Stoer. Après l'évaluation des performances de l'intégrateur, j'ai construit les éphémérides numérique de mon échantillon pour la période 2010-2018. Cet échantillon a été constitué dans le but de la réalisation d'un système de référence dynamique, en reliant directement les mesures astrométriques des géocroiseurs du système de référence international ICRF (International Celestial Reference Frame). Plus particulièrement, je me suis intéressé aux moments favorables pendant lesquels les positions

des objets de mon échantillon peuvent être mesurées directement par rapport au radiosources composant l'ICRF. Les résultats sont encourageants et montrent que la densité des événements (approche apparente sur la même ligne de visée) est suffisante pour l'intervalle de temps 2010-2018 considéré. De plus les positions astrométriques des géocroiseurs de mon échantillon obtenu seront jusqu'à 6 fois plus précise que si la réduction astrométrique était fait de manière classique, par l'intermédiaire d'un catalogue d'étoiles.

Dans la deuxième partie, je présenterai les recherches issues des observations spectroscopiques dans le domaine du visible et de l'infrarouge proche pour les objets cibles de la mission spatiale Rosetta, à savoir les astéroïdes (21) Lutetia et (2867) Steins. L'analyse minéralogique des objets sera effectuée en utilisant la comparaison directe avec les spectres de réflexion obtenus en laboratoire. J'ai pu ainsi mettre en évidence une hétérogénéité de la surface de (21) Lutetia, par des observations spectroscopiques couvrant toute la période de rotation propre de l'objet. Ce résultat est interprété comme une différence lithologique importante entre différentes régions à la surface de l'objet. Pour l'astéroïde (2867) Steins j'ai proposé un modèle minéralogique, montrant un objet particulier, avec une forte concentration d'oldhamite à la surface, élément typique des objets de la classe taxonomique **E** d'astéroïdes, semblable aux géocroiseurs (3103) Eger et (4660) Nereus. Enfin, les méthodes que j'ai développées pour les astéroïdes cibles de Rosetta ont été appliquées avec succès pour les données spectrales de l'astéroïde (831) Karin et pour un échantillon d'astéroïdes de type **M**.





**Première partie**

**Modélisation dynamique des astéroïdes  
géocroiseurs**



# 2

## Les géocroiseurs

*Dans ce chapitre nous allons étudier la possibilité de réaliser un système de référence dynamique par le biais des astéroïdes géocroiseurs. Dans cette optique j'ai réalisé un intégrateur numérique que j'utilise pour la construction d'éphémérides précises de 836 astéroïdes pendant la période 2010-2018. Cet échantillon d'astéroïdes est constitué des géocroiseurs de la base de données The Asteroid Orbital Elements Database (ASTORB). Chacun des objets que nous avons pris en compte a été observé au moins durant deux oppositions, voire plus, leur orbite étant déjà connue avec une bonne précision. J'ai effectué une évaluation des performances de l'intégrateur Burlisch-Stoer aussi bien dans le cas des configurations standard (problème des deux corps avec différentes excentricités) et dans le cas réels issus de la dynamique des géocroiseurs. Les résultats montrent que l'intégrateur numérique utilisé, dans l'approche d'un modèle dynamique précis du Système Solaire, fournit des éphémérides précises pour les géocroiseurs, comparables avec celle fournie par JPL Horizon et IMCCE Miriade.*

### 2.1 Introduction

---

Les objets appelés *géocroiseurs* ou NEO (Near Earth Objects) représentent la population d'astéroïdes ou de comètes ayant une orbite avoisinant celle de la Terre. Ces objets ont par définition une distance perihélique  $q \leq 1,3$  U.A. et une distance aphélique  $Q \geq 0,983$  U.A. A l'intérieur de cette classe d'objets existe une sous-classe d'astéroïdes potentiellement dangereux pour la Terre, ayant une magnitude absolue  $H < 22$  (correspondant à un diamètre minimum de 1 km) et une distance minimale d'intersection avec l'orbite terrestre (MOID) de moins de 0,05 U.A.

Les astéroïdes de type NEO sont usuellement classés en trois catégories, en vertu de leurs paramètres orbitaux (Figure 2.1) :

- \* Les objets de type *Aten* (d'après l'astéroïde 2062 Aten) sont les géocroiseurs avec des orbites intérieures à l'orbite terrestre ( $a \leq 1$  U.A.,  $Q \geq 0,983$  U.A.)
- \* Les objets de type *Apollo* (d'après l'astéroïde 1862 Apollo), sont les géocroiseurs avec  $a \geq 1$  U.A. et  $q \leq 1,0167$  U.A.
- \* Les objets de type *Amor* (d'après l'astéroïde 1221 Amor) ont un demi grand axe supérieur à celui de l'orbite terrestre, caractérisés par ( $a > 1$  U.A.,  $1,0167 < q \leq 1.3$  U.A.)

Nous pouvons aussi identifier des objets ayant une orbite complètement interne à celle de la Terre ( $Q < 0,983, a < 1 \text{ U.A.}$ ) formant une catégorie nommée *Atira* (le premier objet de cette catégorie, l'astéroïde (163693) *Atira*, a été découvert en 2003).

Les géocroiseurs de type Apollo et Amor se trouvent en proportion égale et représentent ensemble à peu près 90% des NEO. Les objets du type Aten (8%) et les comètes de période courte complètent la population connue sous le nom de NEO [Binzel *et al.*, 2002]. Nous pouvons voir, d'après les éléments osculateurs, que les objets de type Aten et Apollo intersectent l'orbite terrestre. Mais cette classification, construite sur la base des orbites connues à présent, ne reflète pas la nature dynamique des géocroiseurs. Les intégrations numériques ont montré que le temps de vie d'un géocroiseur est de beaucoup inférieur à l'âge du Système Solaire. En quelques Ma (millions d'années), soit les géocroiseurs quittent la région interne du Système Solaire, à cause d'une augmentation de leur excentricité [Gladman *et al.*, 2000], soit ils vont rentrer en collision avec une planète (Vénus ou la Terre), soit ils vont s'écraser sur le Soleil [Farinella *et al.*, 1994]. Ces résultats montrent que les géocroiseurs ne sont pas de objets dont les orbites avoisinent celle de la Terre depuis l'origine du Système Solaire. L'étude dynamique des géocroiseurs ont montré que la majorité d'entre eux proviennent de la région de la ceinture principale des astéroïdes. La transition vers le stade de géocroiseurs s'effectue grâce à l'augmentation progressive de l'excentricité de l'astéroïde de la ceinture principale sous l'action de résonances diverses. Les plus actives de ces résonances sont la résonance séculaire  $\nu_6$  et les résonances orbitales 3 : 1, 5 : 2 et 2 : 1 avec Jupiter, situées respectivement à 2,5, 2,8 et 3,2 U.A.

Sur la base d'intégrations numériques sur des durées de l'ordre de 100 Ma Bottke *et al.* [2002a] a calculé les contributions des différentes sources de la population courante de géocroiseurs. Ainsi il a montré que 61% des objets proviennent de la région interne de la ceinture principale, 24% de la région centrale, et 8% de la région extérieure de cette même ceinture. De plus seulement 6% des objets seraient d'origine cométaire. Enfin, pour que la population actuelle de géocroiseurs soit maintenue constante, il faut un flux constant d'objets avec  $H < 18$  provenant de la ceinture principale de l'ordre de 800 objets/Ma.

Notons que des familles importantes d'astéroïdes comme Eos et Themis se trouvent au voisinage immédiat de résonances (en l'occurrence respectivement 2 : 1 et 9 : 4), et sont influencées puissamment par ces dernières [Morbidelli *et al.*, 1995]. Les astéroïdes sont capturés dans ces résonances puis éliminés ultérieurement. Toujours sur la base d'intégrations numériques Gladman *et al.* [1997] a montré que les objets injectés dans les résonances 2 : 1 et 9 : 4 rejoignent la région interne du Système Solaire en seulement quelques Ma. Ce type de travail nous éclaire sur certaines spécificités de la population habituelle de géocroiseurs comme celle de leur taux d'impacts sur les planètes telluriques aussi bien que les événements collisionnels au sein de la ceinture principale. De l'analyse des cratères d'impact terrestres on a trouvé un flux de deux fois supérieur à celui prédit des objets avec un diamètre d'au moins 1 km dans les 100 derniers millions d'années. Cette différence notable aurait été produite par un impact

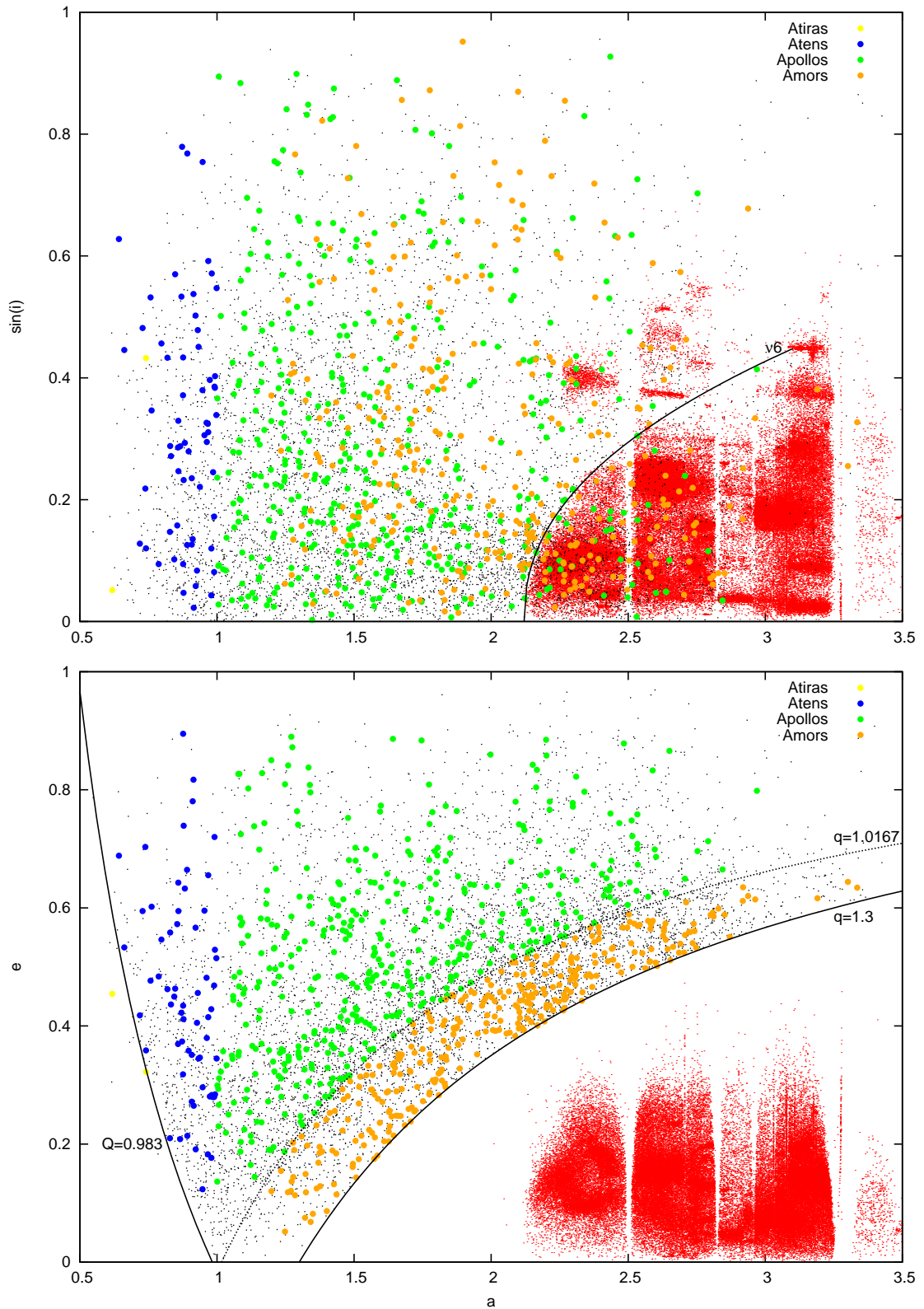


FIGURE 2.1 – Les distributions  $(a-e)$  et  $(a-\sin i)$  des petits corps avoisinant la Terre. Les 836 objets de notre échantillon ont été identifiés. Les points noirs représentent toute la population connue de géocroiseurs (6900 d'objets) et les points rouges les astéroïdes de la ceinture principale (avec  $H < 15$ ). Les traits noirs délimitent le domaine des astéroïdes géocroiseurs ( $Q > 0,983$  U.A. et  $q < 1,3$  U.A.). En pointillé j'ai représenté la limite du domaine des orbites d'objets intersectant l'orbite de la Terre ( $q=1,0167$  U.A.).

catastrophique dans la région interne de la ceinture principale il y a 160 Ma, impact qui aurait conduit à la formation actuelle de la famille d'astéroïdes Baptistina [Bottke *et al.*, 2007]. Des centaines d'objets avec un diamètre plus grand que 1 km produits par la fragmentation d'un corps parent estimé à 170 km de diamètre auraient été transportés en résonance sous l'action de l'effet Yarkovsky. Un de ces objets ayant un diamètre de 10 km est considéré comme étant à l'origine de l'impact ayant eu lieu dans la péninsule de Yucatan, Mexique. Comme on le sait, cet impact aurait conduit à l'extinction massive de la fin du Crétacé (événement K-T).

Ainsi la recherche et/ou la découverte d'une source de réapprovisionnement dans la région interne du Système Solaire des géocroiseurs aussi bien que le mécanisme de transport associé à cette dernière représente un des problèmes fondamentaux de l'astronomie moderne. Notons que dans la description de l'évolution de géocroiseurs depuis la zone de formation jusqu'au voisinage des planètes telluriques, il est nécessaire d'inclure les effets thermiques, non-gravitationnels. Ces effets sont principalement l'effet Yarkovsky et l'effet Yarkovsky-O'Keefe-Rdziewski-Paddack (YORP) et sont responsables de modifications séculaires comme celles des demi grands axes et des périodes de rotation des astéroïdes. Ils dépendent de manière complexe de la géométrie de ces derniers (distance héliocentrique, orientation du pôle) tout comme de leurs propriétés physiques telles que la dimension, la forme, la rotation, l'inertie thermique et l'albédo [Bottke *et al.*, 2002b].

## 2.2 Intégration numérique

Les géocroiseurs ont en général une période orbitale courte en comparaison avec les astéroïdes de la ceinture principale, représentant ainsi un échantillon idéal pour la réalisation d'un repère de référence dynamique. Leurs orbites sont déterminées continuellement à partir d'observations radar et optiques, deux catégories indépendantes qui ne sont généralement pas disponibles simultanément pour les autres astéroïdes.

Pour obtenir un repère dynamique précis j'ai décidé d'inclure pour notre analyse seulement les géocroiseurs avec des orbites bien déterminées, ayant été observés au cours d'au moins deux oppositions. Cet échantillon d'astéroïdes (Figure 2.1) est constitué des géocroiseurs numéroté de la base de données ASTORB *The Asteroid Orbital Elements Database* [Bowell, 2009] (836 d'objets) caractérisés par une valeur du paramètre CEU (Current Ephemeris Uncertainty) inférieure à 0.5'' (Figure 2.2).

Pour obtenir des éphémérides précises des astéroïdes sélectionnés, j'ai utilisé un modèle mathématique simple du Système Solaire [Quinn *et al.*, 1991] avec un intégrateur numérique. Les éphémérides d'un astéroïde donné sont obtenues par intégration numérique simultanée des équations du mouvement des 8 planètes (de Mercure à Neptune), des deux plus gros astéroïdes (2) Pallas et (3) Vesta les planètes naines (1) Ceres et (134340) Pluton et de l'astéroïde supposé de masse nulle que nous avons considéré. Les équations du mouvement incluent les effets

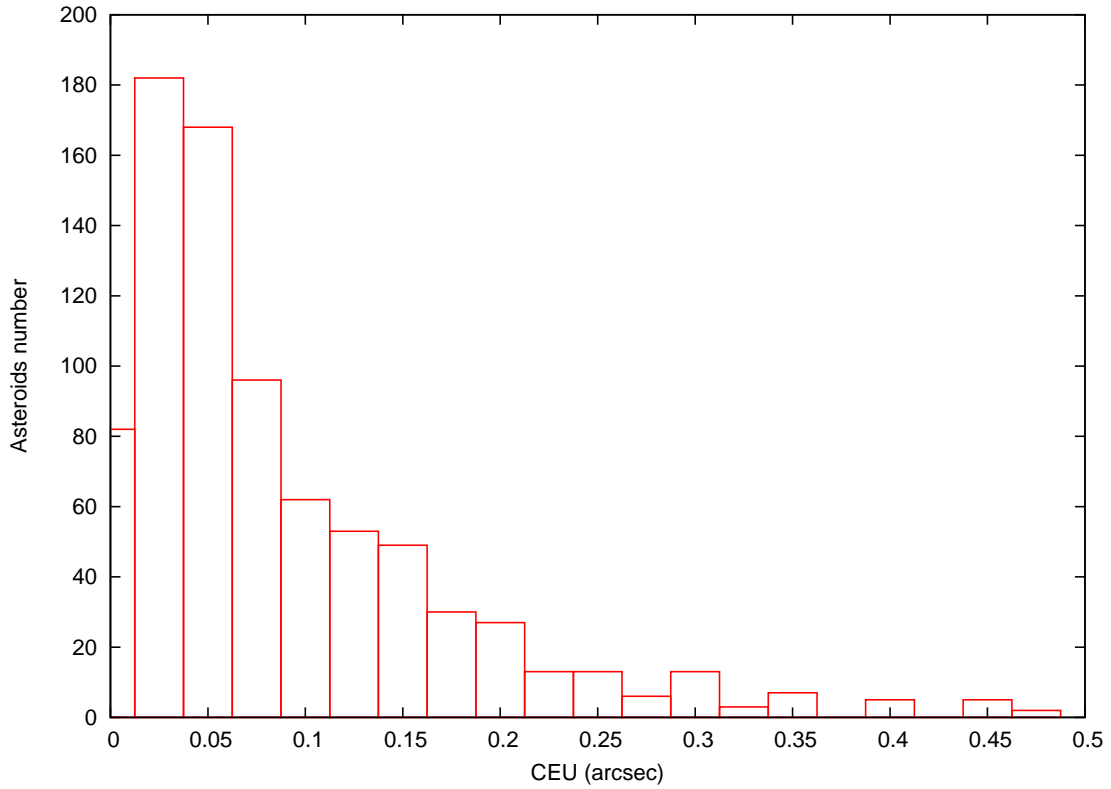


FIGURE 2.2 – Current ephemeris uncertainty (CEU) pour 836 géocroiseurs de notre échantillon

relativistes seulement pour le Soleil.

Leur forme générale en paramétrage post-newtonien est [Seidelmann, 1992] :

$$\begin{aligned}
\ddot{\mathbf{r}}_i = & \sum_{j \neq i} \frac{\mu_j (\mathbf{r}_j - \mathbf{r}_i)}{r_{ij}^3} \left\{ 1 - \frac{2(\beta + \gamma)}{c^2} \sum_{k \neq i} \frac{\mu_k}{r_{ik}} - \frac{2\beta - 1}{c^2} \sum_{k \neq j} \frac{\mu_k}{r_{jk}} + \gamma \left( \frac{v_i}{c} \right)^2 \right. \\
& + (1 + \gamma) \left( \frac{v_j}{c} \right)^2 - \frac{2(1 + \gamma)}{c^2} \dot{\mathbf{r}}_i \cdot \dot{\mathbf{r}}_j - \frac{3}{2c^2} \left[ \frac{(\mathbf{r}_i - \mathbf{r}_j) \cdot \dot{\mathbf{r}}_j}{r_{ij}} \right]^2 + \frac{1}{2c^2} (\mathbf{r}_j - \mathbf{r}_i) \cdot \ddot{\mathbf{r}}_j \left. \right\} \\
& + \frac{1}{c^2} \sum_{j \neq i} \frac{\mu_j}{r_{ij}^3} \{ [\mathbf{r}_i - \mathbf{r}_j] \cdot [(2 + 2\gamma)\dot{\mathbf{r}}_i - (1 + 2\gamma)\dot{\mathbf{r}}_j] \} (\dot{\mathbf{r}}_i - \dot{\mathbf{r}}_j) \\
& + \frac{3 + 4\gamma}{2c^2} \sum_{j \neq i} \frac{\mu_j \ddot{\mathbf{r}}_j}{r_{ij}} + \sum_{m=1}^4 \frac{\mu_m (\mathbf{r}_m - \mathbf{r}_i)}{r_{im}^3} \tag{2.1}
\end{aligned}$$

ou  $\mathbf{r}_i$ ,  $\dot{\mathbf{r}}_i$  et  $\ddot{\mathbf{r}}_i$  représentent les vecteurs position, vitesse et accélération du corps  $i$  relativement au barycentre du Système Solaire,  $\mu_j = Gm_j$  avec  $G$  constante de la gravitation universelle et  $m_j$  la masse du corps  $j$ ,  $r_{ij} = |\mathbf{r}_i - \mathbf{r}_j|$ ,  $\beta$  et  $\gamma$  sont les paramètres de la métrique post-newtonienne [Will, 1974] ( $\beta = \gamma = 1$ ),  $v_i = |\dot{\mathbf{r}}_i|$  et  $c$  est la vitesse de la lumière. L'indice  $m$  du dernier terme de l'équation 2.1 se réfère à l'un des deux astéroïdes (2 Pallas et 3 Vesta) et les planètes naines (1) Ceres et (134340) Pluton.

En gardant les mêmes notations les équations 2.1 s'écrivent dans le cas de mon modèle mathématique simple du Système Solaire :

$$\begin{aligned} \ddot{\mathbf{r}}_i = & -\frac{\mu_0 + \mu_i}{r_i^3} \mathbf{r}_i + \sum_{j \neq i} \frac{\mu_j (\mathbf{r}_j - \mathbf{r}_i)}{r_{ij}^3} - \sum_{j \neq i} \frac{\mu_j}{r_j^3} \mathbf{r}_j + \\ & + \frac{\mu_0}{r_i^3} \mathbf{r}_i \left( 2(\beta + \gamma) \frac{\mu_0}{c^2 r_i} - \gamma \frac{v_i^2}{c^2} \right) + (2 + 2\gamma) \frac{\mu_0}{c^2 r_i^3} \mathbf{v}_i (\mathbf{r}_i \cdot \mathbf{v}_i) \end{aligned} \quad (2.2)$$

avec  $\mu_0 = GM_\odot$ ,  $i, j = 1 - 13$ , (Mercure, ..., Terre, Lune, ..., Pluton, Ceres, Pallas, Vesta).

La Terre et la Lune ont été traités comme une masse ponctuelle en ignorant les effets de marée et ceux dûs à la forme.

Le système d'équations différentielles ordinaires (EDO) est résolu numériquement suivant la méthode semi-implicite de Bulirsch-Stoer [Bulirsch & Stoer, 1966, Bader & Deuffhard, 1983]<sup>1</sup>. Cette méthode est auto-adaptable (on change automatiquement l'ordre ainsi que le pas d'intégration) pour résoudre les EDO. Elle s'avère rapide et précise [Murison, 1989] et a été appliquée pour une gamme large de problèmes associés à des systèmes dynamiques de N-corps [Charnoz *et al.*, 2001, Tuomi & Kotiranta, 2009, Groussin *et al.*, 2007].

L'idée centrale de la méthode du Bulirsch-Stoer consiste en une extrapolation de type Richardson [Press *et al.*, 1992] en considérant le résultat de l'intégration numérique directement comme une fonction analytique ayant comme paramètre le pas d'intégration. Considérons le cas d'un problème de Cauchy donné par l'équation différentielle d'ordre 1 suivante :

$$\frac{dy}{dt} = f(t, y), f : \mathbf{R} \times \mathbf{R} \rightarrow \mathbf{R}, y(t_0) = y_0 \quad (2.3)$$

La méthode de Bulirsch-Stoer donne la solution  $y(t)$  de  $t_0$  à  $t_0 + H$  (ou  $H$  est suffisamment grand) en considérant successivement un nombre de sous-pas de valeur :

$$h_j = \frac{H}{n_j} \quad (2.4)$$

ou  $n_j$ , est le nombre de points de l'intervalle de dimension  $H$ , qui est donné par la suite

$$n = 2, 4, 6, 8, 12, 16, 24, 32, \dots, n_j = 2n_{j-2} \dots \quad (2.5)$$

Les valeurs de la fonction  $y(t)$  pour chacun des sous-pas sont obtenues suivant un algorithme simple d'intégration numérique d'ordre 2 comme la méthode de Gragg. Finalement nous allons obtenir pour une séquence  $n$  de longueur  $j$ ,  $j$  valeurs de la fonction  $y(t)$  pour  $t_1 = t_0 + n_j \cdot h_j$ , valeurs obtenues par divisions successives de l'intervalle  $H$  en intervalles de temps de plus en plus petits. Cette solution de la fonction  $y(t)$  pour  $t_1 = t_0 + H$  peut être interprétée comme si il

1. la routine est disponible dans la bibliothèque de calcul numérique GNU GSL - Gnu Scientific Library



s'agissait d'une fonction définie pour une valeur de pas  $H/n_j$  et extrapolée à  $n_j \rightarrow \infty \Leftrightarrow h \rightarrow 0$  suivant une fonction analytique (polynômiale ou rationnelle). La méthode de Bulirsch-Stoer utilise l'extrapolation d'une fonction rationnelle de la forme :

$$R_{i(i+1)\dots(i+m)} = \frac{P_\mu(x)}{Q_\nu(x)} = \frac{p_0 + p_1x + \dots + p_\mu x^\mu}{q_0 + q_1x + \dots + q_\nu x^\nu} \quad (2.6)$$

prise pour  $m + 1$  points  $(x_i, y_i), \dots, (x_{i+m}, y_{i+m})$ , et un algorithme de type Neville pour l'extrapolation des données tabulées [Press *et al.*, 1992]. Pour chaque division de l'intervalle  $H$  en  $n_j$  sous-intervalles les valeurs  $y(t)$  pour  $t_1 = t_0 + n_j h_j$  sont extrapolées pour  $h \rightarrow 0$  correspondant à la valeur finale, avec laquelle une estimation de l'erreur est donnée. Dans le cas où la précision souhaitée n'est pas obtenue l'algorithme va continuer, en divisant l'intervalle  $H$  cette fois-ci en  $n_{j+1}$  sous-intervalles et en effectuant une nouvelle extrapolation. Si ce pas n'est pas nécessaire, la solution  $y(t_1)$  de l'équation 2.3 obtenue par extrapolation va faire avancer l'algorithme en  $t_2 = t_1 + h_n$ ,  $h_n$  étant le nouveau pas estimé pendant l'intégration, qui peut être parcouru sans que l'erreur donnée soit dépassée. En conséquence la méthode de Bulirsch-Stoer est une méthode d'intégration adaptative, c'est-à-dire capable de modifier tout pas d'intégration par l'estimation d'un nouveau pas  $h_n$  afin de modifier le nombre d'extrapolations  $j$  pour obtenir la précision nécessaire. Cette caractéristique qui conduit à la minimisation du coût de calcul est extrêmement efficace dans le cas où la fonction  $f$  de l'équation 2.3 possède une forme compliquée dont l'évaluation est coûteuse.

Le résultat précédent peut être étendu aussi dans le cas d'un système d'équations différentielles de dimension  $d$  et d'ordre  $n$  :

$$\frac{d^n \mathbf{y}}{dt^n} = \mathbf{f}\left(t, \mathbf{y}, \frac{d\mathbf{y}}{dt}, \frac{d^2\mathbf{y}}{dt^2}, \dots, \frac{d^{n-1}\mathbf{y}}{dt^{n-1}}\right) \quad (2.7)$$

où  $\mathbf{y}$  est une fonction vectorielle avec  $d$  composantes,  $y_i(t), i = 1, \dots, d$  et  $t$  une variable indépendante du système d'équations différentielles. Dans le cas du système 2.2 vont intervenir seulement des équations d'ordre  $n = 1$  et  $n = 2$ .

Dans la suite nous allons évaluer la performance de l'intégrateur Bulirsch-Stoer dans le cas d'un problème simple de mécanique céleste et dans une situation *réelle* en comparant nos résultats avec des éphémérides connues d'astéroïdes. Pour commencer nous allons considérer une généralisation du problème proposé par Montenbruck [1992] pour comparer différentes méthodes d'intégration numérique d'un système d'équations différentielles ordinaires. A la place d'un problème plan à deux corps, nous allons analyser un cas général à trois dimensions pour lequel nous allons vérifier la conservation des éléments orbitaux le long de l'intégration numérique. Nous allons considérer (sans perdre la généralité du problème) un corps fictif avec une orbite de demi grand axe  $a = 1,1$  U.A. une inclinaison  $i = 15^\circ$ , une longitude du noeud ascendant  $\Omega = 50^\circ$  et un argument du périhélie  $\omega = 60^\circ$ .

Comme la variation rapide de la vitesse pour une orbite excentrique au moment du passage

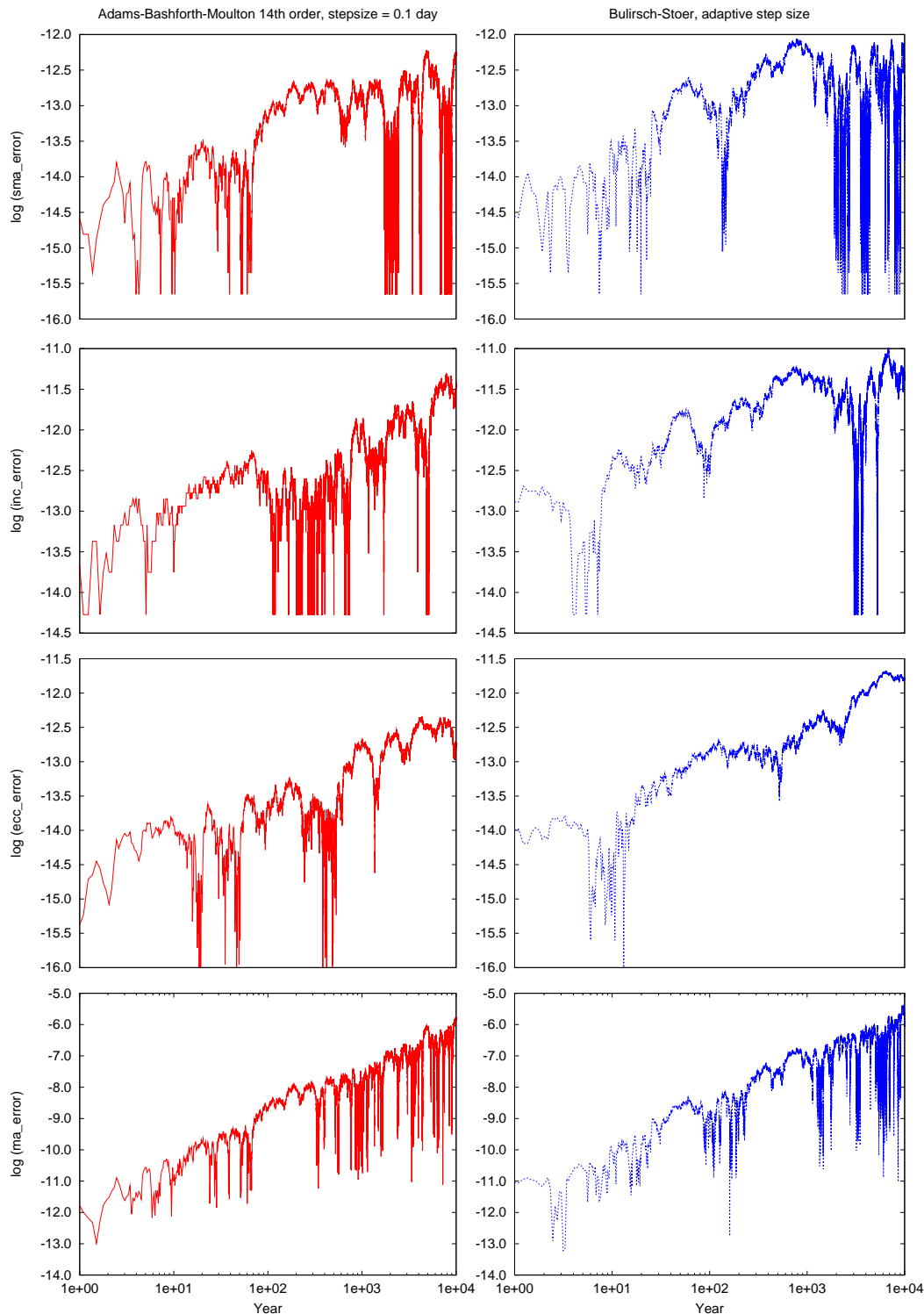


FIGURE 2.3 – Intégration numérique de l’orbite d’un corps de demi grand axe  $a = 1,1$  U.A., d’excentricité  $e = 0,2$  sur 10 000 ans. A gauche (de haut en bas) sont représentées les erreurs relatives en demi-grand axe, inclinaison, excentricité et anomalie moyenne obtenues en utilisant un intégrateur du type prédicteur-correcteur Adams-Bashforth-Moulton d’ordre 14 avec un pas de 0,1 jours. A droite sont représentées les erreurs relatives obtenues pour les mêmes éléments orbitaux en utilisant la routine Bulirsch-Stoer à pas adaptable (variable).

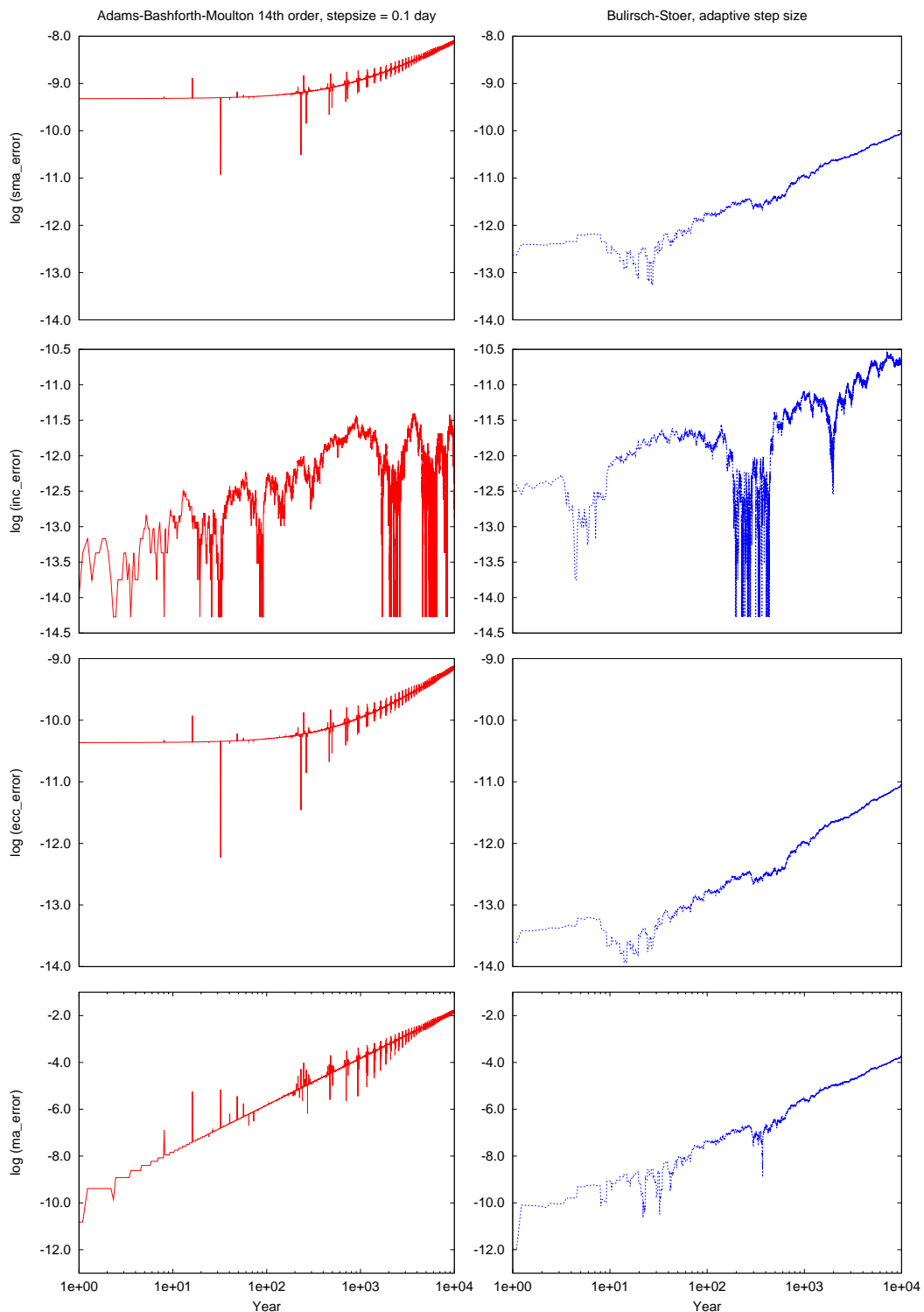


FIGURE 2.4 – Intégration numérique de l'orbite d'un corps de demi grand axe  $a = 1,1$  U.A., d'excentricité  $e = 0,9$  sur 10 000 ans. A gauche (de haut en bas) sont représentées les erreurs relatives en demi-grand axe, inclinaison, excentricité et anomalie moyenne obtenues en utilisant un intégrateur du type prédicteur-correcteur Adams-Bashforth-Moulton d'ordre 14 avec un pas de 0,1 jours. A droite sont représentées les erreurs relatives obtenues pour les mêmes éléments orbitaux en utilisant la routine Bulirsch-Stoer à pas adaptable (variable)

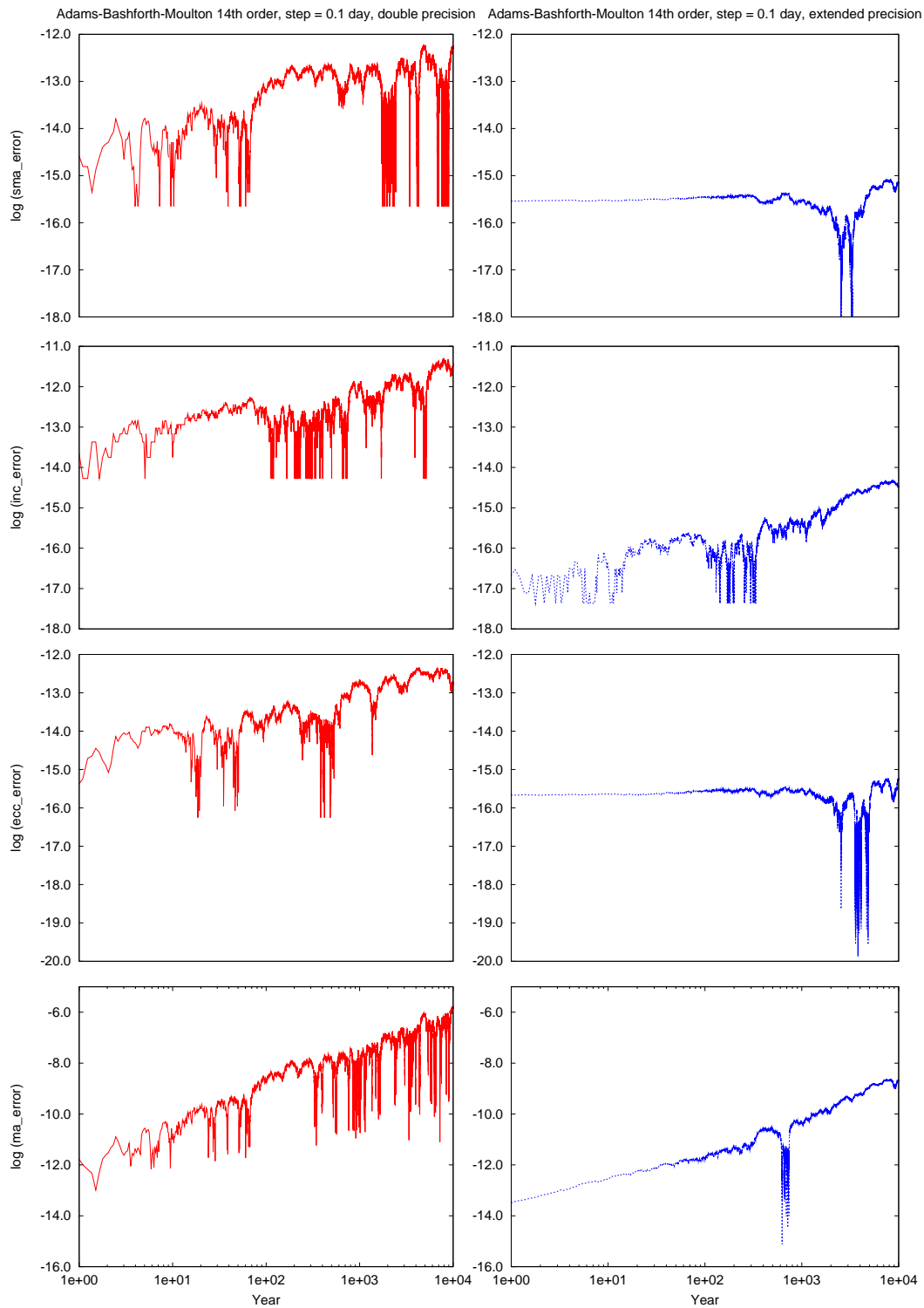


FIGURE 2.5 – Intégration numérique de l’orbite d’un corps de demi grand axe  $a = 1,1$  U.A., d’excentricité  $e = 0,2$  sur 10 000 ans. A gauche (de haut en bas) sont représentées les erreurs relatives en demi-grand axe, inclinaison, excentricité et anomalie moyenne obtenues en utilisant un intégrateur du type prédicteur-correcteur Adams-Bashforth-Moulton d’ordre 14 avec un pas de 0,1 jours en double précision. A droite sont représentées les erreurs relatives obtenues pour les mêmes éléments orbitaux en utilisant le même intégrateur en précision étendue.

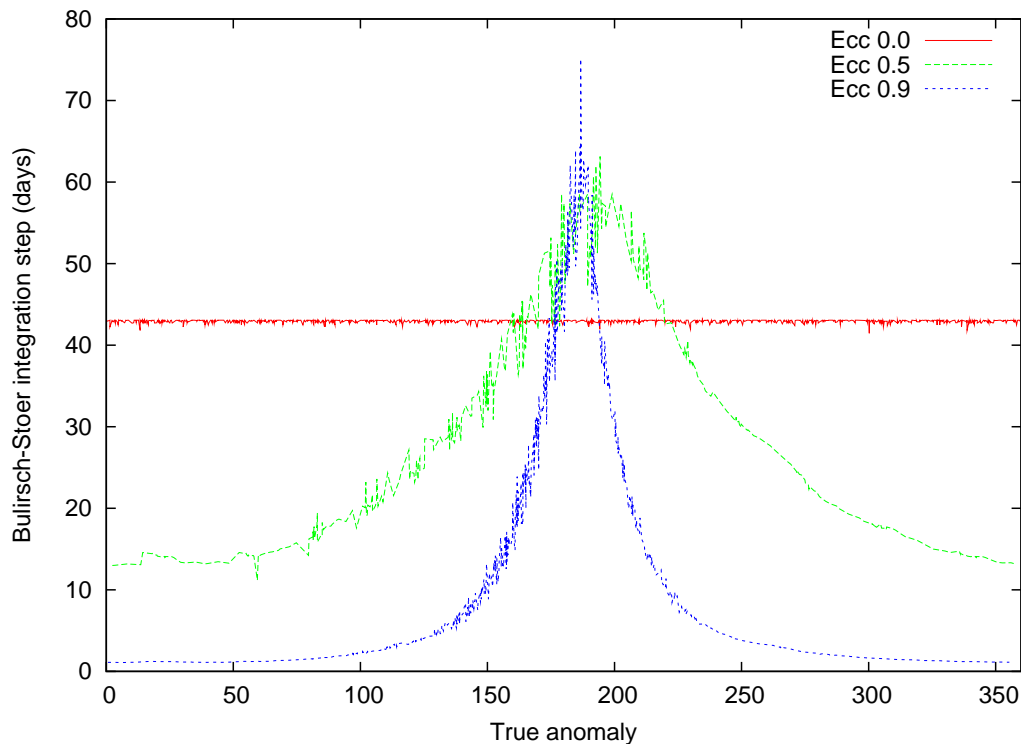


FIGURE 2.6 – La dimension du pas  $h$  de l'intégrateur Bulirsch-Stoer en fonction de l'anomalie vraie  $\nu$  ( $\nu = 0^\circ$  au périhélie et  $180^\circ$  à l'aphélie) pour des orbites ayant trois excentricités différents

au périhélie (ou lors d'une rencontre proche) constitue un test crucial des méthodes d'intégration numérique, nous allons déterminer l'orbite par intégration en suivant des valeurs croissantes de l'excentricité :  $e = 0,05, 0,2, 0,5, 0,8, 0,9, 0,95$ . Pour évaluer les résultats obtenus nous allons utiliser parallèlement un intégrateur numérique de type prédicteur-correcteur d'Adams-Bashfort-Moulton d'ordre 14 initialisé (pour les premiers 13 pas) avec la méthode de Runge-Kutta-Verner d'ordre 8. Pour les deux méthodes l'erreur maximale relative a été de  $10^{-15}$ .

Dans la Figure 2.3 sont présentés les résultats de l'intégration numérique d'une orbite test avec une excentricité  $e = 0,2$  pour une durée de 10 000 ans. On remarque que les deux méthodes d'intégration produisent des résultats avec des précisions comparables. Grâce au fait que la méthode de Bulirsch-Stoer est adaptative, au cours de l'intégration numérique, la fonction  $f$  de système 2.7 appliquée au problème de deux corps a été évaluée seulement  $4,5 \cdot 10^7$  fois. Par comparaison, dans le cas de l'intégrateur Adams-Bashfort-Moulton avec un pas constant de  $h = 0,1$  jours la fonction  $f$  a été évaluée  $8,8 \cdot 10^8$  fois (valeur indépendante de l'excentricité). La supériorité de la méthode Bulirsch-Stoer due au contrôle d'erreur et à la capacité d'adapter le pas d'intégration dans une configuration pour laquelle les composantes du vecteur d'état  $y$  enregistrent des variations rapides (dans notre cas au voisinage du périhélie) est évidente dans la Figure 2.4. Cette dernière présente le résultat des deux intégrations pour une excentricité de  $e = 0,9$ . La méthode de Bulirsch-Stoer est jusqu'à deux ordres de grandeur plus précise que la méthode de type prédiction-correction Adams-Bashfort-Moulton avec pas constant pour

TABLE 2.1 – Nombre d’appels de la fonction  $f$  pour les deux méthodes ( $N_{BS}$  si  $N_{ABM}$ ) après 10 000 ans pour les orbites à excentricité fixe.

	$e =$	0,05	0,2	0,5	0,8	0,9	0,95
$N_{BS}$	$\cdot 10^7$	4,4	4,5	5,2	6,7	7,8	9,1
$N_{ABM}$	$\cdot 10^8$	constante 8,8					

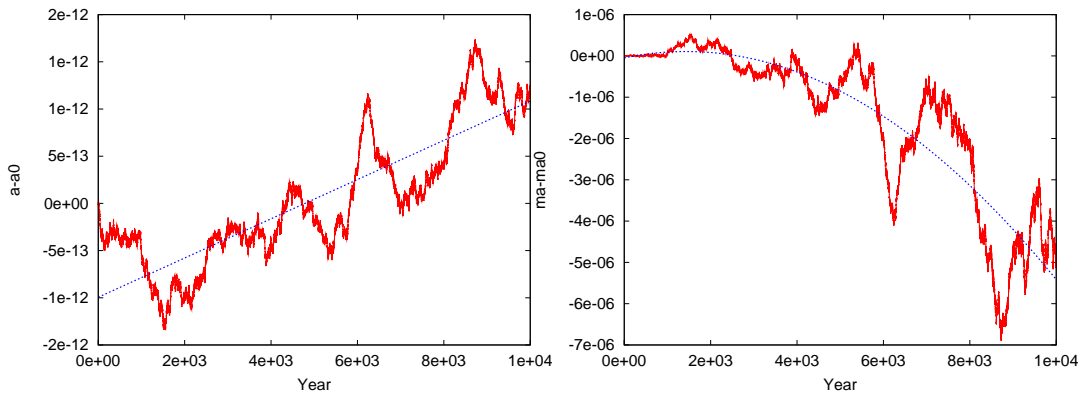


FIGURE 2.7 – Les erreurs en demi-grand axe (à gauche) et l’anomalie moyenne (à droite) au cours de l’intégration numérique de l’orbite d’un corps ayant un demi grand axe  $a = 1,1$  U.A., une inclinaison de  $i = 15^\circ$ , une longitude du noeud ascendant de  $\Omega = 50^\circ$  et un argument du périhélie de  $\omega = 60^\circ$  et une excentricité de 0,2. Les erreurs présentent une dépendance linéaire avec le temps pour la demi-grande axe et une variation quadratique pour le cas de l’anomalie moyenne.

les orbites de forte excentricité. La Table 2.1 présente le nombre de valeurs calculées de la fonction  $f$  pour chaque méthode d’intégration numérique et différentes valeurs de l’excentricité. Le nombre plus petit d’appels de la fonction  $f$  effectués par l’intégrateur Bulirsch-Stoer est la conséquence directe du fait qu’au voisinage de l’aphélie le pas d’intégration peut être bien plus grand que lors du périhélie tout en conservant une erreur locale de  $10^{-15}$  (Figure 2.6).

Nous pouvons observer, à partir des Figures 2.3 et 2.4, que les erreurs suivent une croissance linéaire en fonction du temps pour le demi grand axe, l’inclinaison et l’excentricité, alors que la tendance est quadratique en ce qui concerne l’anomalie moyenne<sup>2</sup>. Ces résultats s’expliquent par l’existence de deux types distincts d’erreurs, *les erreurs de troncature* et *les erreurs d’arrondi*. Les erreurs de troncature (ou d’approximation) proviennent des méthodes numériques utilisées à l’exemple de la troncature d’une somme infinie (approximation d’une série sous forme de somme infinie par une somme partielle) ou lorsqu’on considère le terme d’un rang donné (suffisamment grand) comme la limite d’une série. Les erreurs de troncature peuvent être interprétées comme des différences entre un résultat mathématique exact et le résultat obtenu par une méthode numérique utilisant des nombres exacts (avec une précision arbitraire).

A cause du fait qu’un ordinateur ne peut représenter un nombre donné qu’avec une précision finie, tout calcul numérique sera limité par cette précision et la méthode numérique sous

2. Les erreurs de l’argument du périhélie et ceux du noeud ascendant ont un comportement similaire à celui de l’inclinaison et par mesure de simplicité elles n’ont pas été représentés graphiquement.

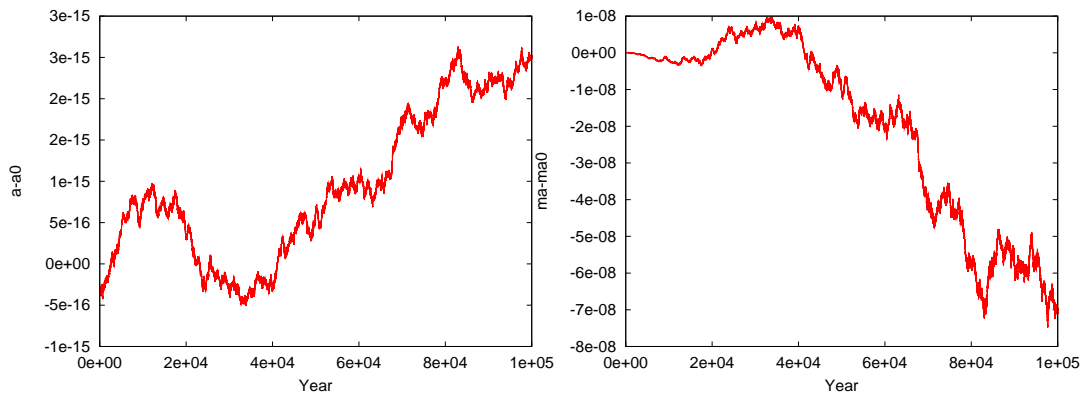


FIGURE 2.8 – Les erreurs en demi-grand axe (gauche) et celles de l’anomalie moyenne (droite) pour une intégration numérique effectuée en précision étendue de 100 000 ans d’une orbite d’excentricité 0,2. Sur une durée  $\sim 50\,000$  ans les erreurs ont un comportement aléatoire sans une accumulation systématique.

jacente présentera ainsi une erreur d’arrondi. Ce type d’erreur représente la différence entre le résultat fourni par un algorithme donné utilisant une arithmétique exacte et le résultat obtenu par ce même algorithme en utilisant un calcul arithmétique avec une précision finie. La différence entre ces deux types d’erreur est présentée dans la Figure 2.7. En général les erreurs de troncature s’accumulent à chaque pas de l’intégration et sont responsables d’erreurs systématiques. Ainsi la progression linéaire de l’erreur en demi grand axe reflète une accumulation quadratique de l’erreur en anomalie moyenne. Les erreurs d’arrondi en revanche ont un comportement aléatoire.

Par l’intermédiaire d’un choix judicieux du pas d’intégration et/ou de la méthode choisie, les erreurs de troncature peuvent descendre en-dessous de la précision de calcul de la machine utilisée pour l’intégration numérique,  $\epsilon_M$ , le comportement à long terme de l’erreur étant alors dominé par les erreurs d’arrondi. Dans cette situation idéale, Brouwer [1937] a montré que l’erreur pour l’énergie et le demi grand axe croît comme  $N^{1/2}$  pendant que celle en longitude (position) croît en  $N^{3/2}$  où  $N$  est le nombre de pas d’intégration (loi de Brouwer). Dans le cas de notre intégration le comportement approximatif de l’erreur est en  $N$  pour le demi grand axe et en  $N^2$  pour l’anomalie moyenne.

Parmi les différentes directions vers la minimisation de l’erreur lors de l’intégration numérique se trouve une troisième option : le calcul en virgule flottante avec précision optimisée. Dans tous les exemples exposés jusqu’à maintenant les calculs ont été effectués en variables déclarées en *double précision* représentées par 64 bits en conformité avec le standard IEE764<sup>3</sup>. Dans cette situation  $\epsilon_M$ , la précision maximale de calcul d’une opération en virgule flottante, est  $\sim 10^{-16}$ . Les résultats obtenus par le biais de l’intégrateur Adams-Bashforth-Moulton utilisant la variable de type long double de l’architecture INTEL ( $\epsilon_M \sim 10^{-19}$ ) sont présentés dans la Figure 2.5 et montrent une amélioration significative de l’erreur en comparaison avec l’inté-

3. La représentation binaire d’un nombre  $r$  en virgule flottante est  $r = (-1)^S \times M \times B^Q$  avec le signe  $S$ , la mantisse  $M$ , la base de calculs  $B$  et l’exposant  $Q$ . En double précision les numéros sont représentés sur 64 bits avec une mantisse de 53 bits. Dans la précision étendue dans une architecture INTEL la représentation est sur 80 bits avec une mantisse de 64 bits.  $\epsilon_M = 1 \cdot 2^{M-1}$

gration effectuée en double précision. Dans l'intégration sur long terme (100 000 ans) effectuée en précision étendue, pour les premiers 50 000 ans ( $\sim 10^8$  pas) les erreurs en demi grand axe et en anomalie moyenne ont un comportement aléatoire où on ne détecte pas d'accumulation systématique comme dans la Figure 2.8. En utilisant un intégrateur Stormer d'ordre 13 et une méthode spéciale de réduction de l'erreur d'arrondi, Quinlan [1994] a obtenu un comportement similaire pour une intégration numérique avec  $\sim 10^8$  pas en utilisant le calcul en double précision. Grazier *et al.* [1999] a réalisé une intégration numérique sur une période remarquablement longue correspondant à  $\sim 10^{11}$  pas respectant la loi de Brouwer.

Lors de l'implémentation de la méthode de Bulirsch-Stoer (bibliothèque ANSI C GNU GSL) tous les calculs sont effectués en double précision. En conséquence les résultats attendus de l'intégrateur numérique peuvent être déduits de la Figure 2.7. Les erreurs maximales en position d'un astéroïde dûes à l'erreur numérique au cours d'une intégration de 10 000 ans sont ordinairement de  $\sim 10$  km. Pour un intervalle de temps plus court comme celui que nous allons considérer dans la construction d'éphémérides d'astéroïdes de type géocroiseur, l'erreur d'origine purement numérique attendue est de l'ordre de  $\sim 10$  m en 10 ans. Cet excellent résultat étant couplé avec la capacité d'adapter le pas d'intégration, on obtient un temps de calcul à peu près 10 fois plus petit qu'avec les méthodes multi-pas habituelles lors de l'utilisation de la méthode de Bulirsch-Stoer dans les problèmes de modélisation dynamique à court terme.

## 2.3 Evaluation du modèle mathématique lors de l'intégration numérique

---

Après avoir évalué l'erreur numérique associée à la méthode d'intégration (Bulirsch-Stoer), nous allons analyser dans la suite l'erreur due au modèle mathématique considéré 2.2.

Pour l'initialisation de l'intégrateur numérique les positions et les vitesses des 8 planètes de l'époque donnée ont été obtenues de l'éphéméride DE405. Les conditions initiales des astéroïdes pour lesquels on veut déterminer les éphémérides ont été calculées quant à elles à partir des éléments osculateurs obtenus sur la base d'ASTORB (pour l'époque JD=2454900.5). L'intégration numérique a été effectuée en double précision alors que le pas d'intégration a été ajusté automatiquement pour assurer une erreur locale relative  $< 10^{-15}$ .

Pour l'optimisation du coût de calcul de l'intégrateur, les coordonnées et les positions des corps sont sauvegardées dans un fichier temporaire, ce dernier étant ré-utilisé pour les conditions initiales lors d'une intégration ultérieure. Par exemple pour le cas dans lequel on souhaite connaître les coordonnées d'un astéroïde à l'époque  $T_2$  on peut utiliser directement les conditions initiales intermédiaires sauvegardées à une époque  $T_1$  avec  $T_2 > T_1 > T_0$  où  $T_0$ , époque initiale de l'intégrateur, coïncide avec l'époque du fichier ASTORB.

La stabilité de l'intégrateur a été évaluée en effectuant une intégration numérique dans le passé (de 2010 jusqu'en 1980) suivie d'une intégration dans l'avenir pour 60 ans (jusqu'en



TABLE 2.2 – La précision des éléments osculateurs ( $1\sigma$  pour  $a$ , l'excentricité  $e$ , l'inclinaison  $i$ , la longitude du noeud ascendant  $\Omega$ , l'argument du périhélie  $\omega$  et l'anomalie moyenne  $M$ ) fournies par NeoDys pour les astéroïdes (433) Eros, (1862) Apollo et (99942) Apophis

Astéroïde	$\sigma a$	$\sigma e$	$\sigma i$	$\sigma \Omega$	$\sigma \omega$	$\sigma M$
(433) Eros	$2.39 \cdot 10^{-10}$	$1.04 \cdot 10^{-8}$	$2.74 \cdot 10^{-6}$	$9.89 \cdot 10^{-6}$	$1.15 \cdot 10^{-5}$	$5.99 \cdot 10^{-6}$
(1862) Apollo	$9.89 \cdot 10^{-10}$	$1.35 \cdot 10^{-8}$	$5.96 \cdot 10^{-6}$	$2.75 \cdot 10^{-5}$	$2.80 \cdot 10^{-5}$	$1.26 \cdot 10^{-6}$
(99942) Apophis	$1.96 \cdot 10^{-8}$	$7.28 \cdot 10^{-8}$	$1.80 \cdot 10^{-6}$	$7.99 \cdot 10^{-5}$	$7.94 \cdot 10^{-5}$	$6.00 \cdot 10^{-5}$

2040) pour les trois astéroïdes (99942) Apophis, (1862) Apollo et (433) Eros. Après intégration dans l'avenir, les coordonnées initiales à l'époque  $T_0$  ont été *recupérées* avec une précision de 900 m pour Apophis, 80 m pour Apollo et 20 m pour Eros. La différence la plus importante dans le cas de l'astéroïde Apophis est due à des rencontres proches multiples avec les planètes terrestres (avec une distance  $< 0,1$  U.A. dans les années 1980).

Pour une évaluation directe de la précision du modèle mathématique considéré nous allons comparer les résultats obtenus avec ceux fournis par le système Horizons du Jet Propulsion Laboratory<sup>4</sup>. Horizons suit les modèles et algorithmes utilisés par le JPL pour les problèmes de dynamique spatiale, développés à partir des éphémérides planétaires et des observations radar des astéroïdes. Puisque nous souhaitons que notre comparaison reflète exclusivement les différences entre les deux intégrations numériques nous avons utilisé les mêmes conditions initiales qu'Horizons pour l'astéroïde considéré (au lieu de celui d'ASTORB).

Les résultats sont présentés en Figure 2.9 et montrent des différences de l'ordre de 1 km dûs sans doute au modèle plus précis du Système Solaire tel que celui implémenté par Horizons. Pour la période considérée dans notre analyse (2010-2018) un intégrateur numérique basé sur la méthode Bulirsch-Stoer suit un modèle mathématique suffisamment précis du Système Solaire, tenant compte des effets relativistes, avec les principaux corps perturbateurs en plus des grosses planètes, peut donner des résultats comparables en précision à ceux du JPL Horizons et IMCCE Miriade.

En plus de la précision interne de l'intégrateur numérique et la précision du modèle mathématique du Système Solaire, les positions géométriques des astéroïdes sont affectées aussi par des erreurs sur les éléments orbitaux osculateurs. L'incertitude sur ces éléments orbitaux provient des erreurs de procédure d'ajustement des orbites à partir des observations astrométriques, celles-ci ayant une composante observationnelle et théorique. En général, dans le cas d'astéroïdes observés pendant un temps très long (avec des arcs complets d'observation) l'incertitude des orbites est bien plus petite que dans le cas des astéroïdes découverts récemment, donc sujets à peu d'observations. Ceci est un des motifs pour lesquels dans notre analyse nous avons retenu exclusivement les astéroïdes géocroiseur numérotés (observés lors de deux oppositions ou plus).

4. <http://ssd.jpl.nasa.gov>

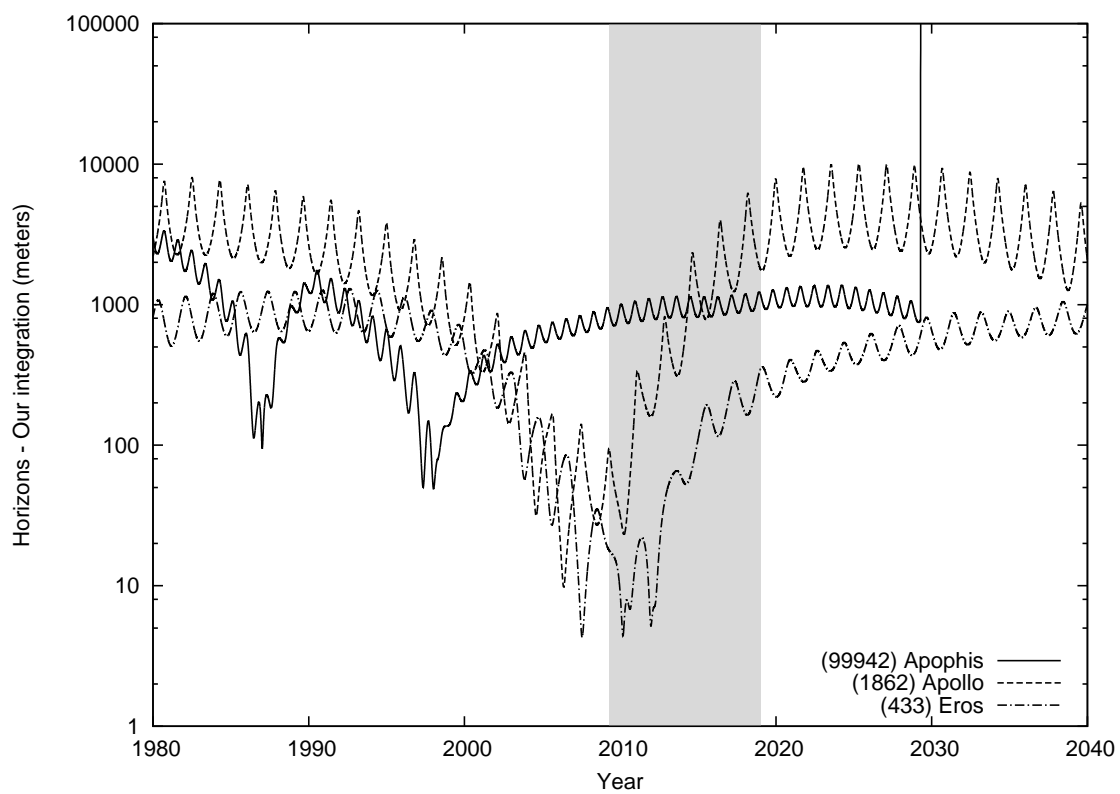


FIGURE 2.9 – Les différences en positions héliocentriques entre l’intégrateur utilisé dans ce mémoire et l’éphéméride Horizons pour les astéroïdes (99942) Apophis, (1862) Apollo, et (433) Eros. La divergence est évidente dans le cas d’Apophis. Cette divergence est due au rapprochement de l’astéroïde avec la Terre du 2029 et à la troncature des termes d’ordre supérieur du potentiel gravitationnel terrestre.

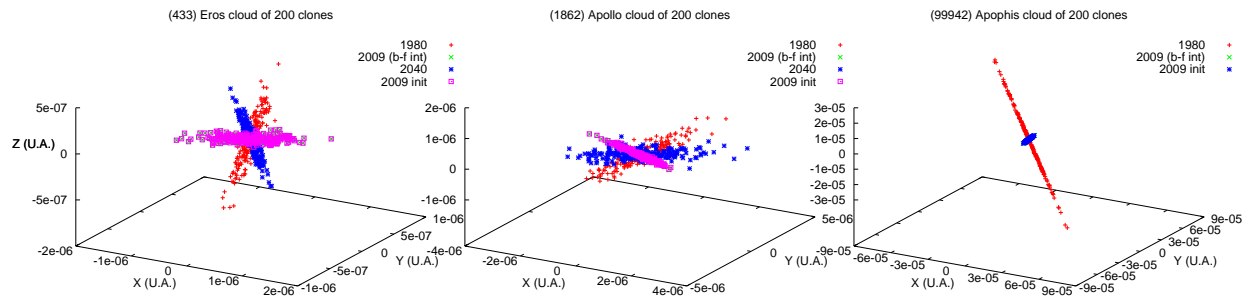


FIGURE 2.10 – La distribution des clones en coordonnées rectangulaires pour les astéroïdes (433) Eros, (1862) Apollo et (99942) Apophis a quatre moments durant l’intégration numérique. L’intégration numérique est effectuée initialement dans le passé jusqu’au 1980, ensuite dans le futur jusqu’au 2040. Pour comparaison, la distribution gaussienne initiale des clones est représentée sur le même graphique.

Pour les erreurs des éléments orbitaux j’ai employé les valeurs fournies par NeoDys (Near Earth Objects Dynamic Site)<sup>5</sup>, accessibles en ligne. Pour l’estimation de l’influence des erreurs associées aux éléments orbitaux sur les coordonnées rectangulaires héliocentriques, j’ai généré une famille de 200 clones pour chacun des trois astéroïdes.

Les clones ont été générés par une loi gaussienne pour les six éléments orbitaux, considérés de manière indépendante. Ces distributions aléatoires ont été centrées sur la valeur nominale des éléments orbitaux, avec les écarts type  $\sigma$  indiqués dans la Table 2.2. L’orbite de chacun des 200 astéroïdes virtuels va être intégrée pendant 30 ans dans le passé et 60 ans dans l’avenir, conformément aux cas présentés dans la Figure 2.9. Pour l’évaluation de la capacité de l’intégrateur à reproduire des résultats semblables après une intégration dans le passé et ensuite, à partir de ces résultats, une intégration dans le futur, j’ai établi la date initiale en 2009, en intégrant dans le passé jusqu’au 1980, et ensuite dans le futur du 1980 jusqu’au 2040.

Pour la quantification de la dispersion des clones, j’ai défini conventionnellement un centre de la distribution donné par la médiane des coordonnées des clones, pour chaque coordonnée X, Y et Z. La dispersion du nuage des clones est donnée par l’écart type par rapport au centre ainsi défini.

Les résultats sont présentés dans la Figure 2.10 et dans la Table 2.3. Dans le cas de l’astéroïde (433) Eros la région initiale d’incertitude est conservée pendant l’intégration. Ce constat est en relation directe avec la petitesse des erreurs des éléments orbitaux (Table 2.2), mais aussi parce que pour la période d’analyse (1980-2040) l’astéroïde ne s’approche pas d’une manière significative de la Terre. Ceci n’est pas le cas pour (1862) Apollo. Pendant la même période de temps (1980-2040) Apollo s’approche trois fois de la Terre à une distance inférieure à 0.1 U.A. Pour les clones d’Apollo la perturbation terrestre se reflète dans la distance minimale, maximale et l’écart type, pour les intégrations dans le passé et dans le futur.

Dans le cas d’Apophis, le cumul des erreurs dans les éléments orbitaux (un ordre de grandeur

5. <http://newton.dm.unipi.it/needys/>

TABLE 2.3 – La distribution des clones pour les astéroïdes (433) Eros, (1862) Apollo et (99942) Apophis en 1980, 2009, 2040 et au moment initial de l’intégration. Les distances minimales et maximales du nuage des points ainsi que l’erreur quadratique moyenne de ces distances par rapport au centre de la distribution sont exprimées en kilomètres. Dans le cas d’Apophis, pour 2040 la distribution des clones est sur  $\sim 0,2$  U.A. à cause du rapprochement avec la Terre, en 2029.

Astéroïde	1980			2009-AR			2040			2009-I		
	min	max	$\sigma$	min	max	$\sigma$	min	max	$\sigma$	min	max	$\sigma$
(433) Eros	31	164	31	20	220	40	40	188	37	19	220	41
(1862) Apollo	84	490	83	52	319	54	82	534	94	52	314	54
(99942) Apophis	238	16730	3570	63	811	179	–	–	–	66	811	180

plus importantes que pour Eros et Apollo) et les rapprochements avec les planètes telluriques (un rapprochement de 0,0244 U.A. a été calculé en 1998) sont à l’origine de la modification importante de la région d’incertitude, après l’intégration vers le passé. Le 13 avril 2029 Apophis va se rapprocher de la Terre à une distance de 5,62-6,30 rayons terrestres [Giorgini *et al.*, 2008]. Une conséquence immédiate de cet événement est la *déformation* de la famille des clones. Cette distribution se transformera en un arc orbital d’environ 0,2 U.A. en 2040.

En général la région d’incertitude associée aux erreurs initiales des éléments orbitaux va grandir avec le temps. Cet effet est d’autant plus important si les erreurs initiales sont importantes et si l’astéroïde a des approches serrées ou multiples avec les grandes planètes [Milani, 1999]. Ceci explique pourquoi l’information concernant la position de l’astéroïde se dégrade pour des intégration à long terme par rapport à notre connaissance sur l’orbite elle-même. Après avoir parcouru quelques centaines d’orbites, la position de l’astéroïde sera tellement incertaine que certains problèmes de dynamique orbitale nécessitent une approche statistique (tels le calcul des distance minimale d’intersection avec l’orbite terrestre et les solutions d’impact avec les grands planètes). Notre intégration pour Apophis illustre clairement cette situation.

J’ai évalué pour les 836 géocroiseurs de l’échantillon l’influence portée par l’incertitude des éléments orbitaux et celle due aux rapprochements avec les planètes majeurs sur l’intervalle 2010-2018. Ainsi, pour chaque géocroiseur j’ai intégré 200 clones en suivant la méthode décrite auparavant, en considérant les erreurs dans les éléments orbitaux fournis par NeoDys (Figure 2.11). Les erreurs maximales obtenues après l’intégration sont présentées en Figure 2.12. Les résultats montrent que la majorité des astéroïdes ont des erreurs qui dépassent 100 km pendant la période 2010-2018.

Parce que nous nous sommes proposés l’obtention des éphémérides précises pour les géocroiseurs dans l’intervalle 2010-2018 (considéré comme étant relativement courte), nos principales limitations sont issues des erreurs sur les éléments orbitaux et des rapprochements avec les planètes telluriques. J’ai exclu la première des difficultés en prenant en compte 836 astéroïdes du catalogue observés au moins lors de deux oppositions, ayant des paramètres CEU inférieurs à 0,5'' (Figure 2.2). Pour la deuxième limitation, j’ai employé une intégration numé-

TABLE 2.4 – La liste des astéroïdes avec les rapprochements de Vénus et de la Terre les plus importantes dans l'intervalle 1960 - 2060. La deuxième colonne représente l'effet net du rapprochement de l'objet des planètes telluriques (l'accélération), la troisième colonne indique le moment de l'approche et la quatrième colonne présente la distance minimale à l'approche (en U.A.)

	Astéroïde	Acc. totale (mm/s)	Date	Distance minimale	Planète	
	99942	Apophis	263.42	2029/4/13.90576	0.000260	Terre
	153814	2001 WN5	6.42	2028/6/26.22041	0.001670	Terre
	137108	1999 AN10	2.63	2027/8/7.31559	0.002620	Terre
	4581	Asclepius	1.05	1989/3/22.91248	0.004573	Terre
	27002	1998 DV9	0.89	1975/1/31.44678	0.004526	Terre
	101955	1999 RQ36	0.88	2060/9/23.00822	0.005020	Terre
	141851	2002 PM6	0.68	1994/8/30.69705	0.005530	Vénus
	162361	2000 AF6	0.67	2023/6/12.28300	0.009200	Vénus
	171576	1999 VP11	0.59	1982/10/21.77842	0.007125	Terre
	54509	YORP	0.57	2003/7/26.08582	0.011573	Terre
	35396	1997 XF11	0.50	2028/10/26.28718	0.006215	Terre
	5604	1992 FE	0.49	2015/4/7.31559	0.007171	Vénus
	141432	2002 CQ11	0.48	1966/12/10.68034	0.008120	Vénus
	85640	1998 OX4	0.47	1985/1/18.36068	0.006484	Terre
	162162	1999 DB7	0.45	2048/2/28.06029	0.006529	Terre
	162120	1998 SH36	0.44	2057/10/12.67617	0.011424	Terre
	138175	2000 EE104	0.44	1998/4/10.86475	0.011464	Terre
	170086	2002 XR14	0.41	1963/10/3.34348	0.010914	Vénus
	33342	1998 WT24	0.41	2001/12/16.22237	0.012486	Terre
	41429	2000 GE2	0.40	2040/10/1.32393	0.013167	Terre
	2340	Hathor	0.39	1976/10/20.69448	0.007752	Terre
	4660	Nereus	0.38	2060/2/14.28860	0.008009	Terre
	163348	2002 NN4	0.36	1965/6/6.18034	0.007735	Terre
	85989	1999 JD6	0.36	1996/7/20.37300	0.009931	Vénus
	143651	2003 QO104	0.36	1981/5/18.21677	0.007102	Terre
	162385	2000 BM19	0.29	2030/7/25.14364	0.009996	Vénus
	162422	2000 EV70	0.28	2051/8/11.09028	0.012297	Terre
	153201	2000 WO107	0.27	1993/1/6.13525	0.010224	Vénus
	141495	2002 EZ11	0.27	1991/4/22.77117	0.011747	Vénus
	65909	1998 FH12	0.25	1990/12/28.82826	0.018511	Vénus

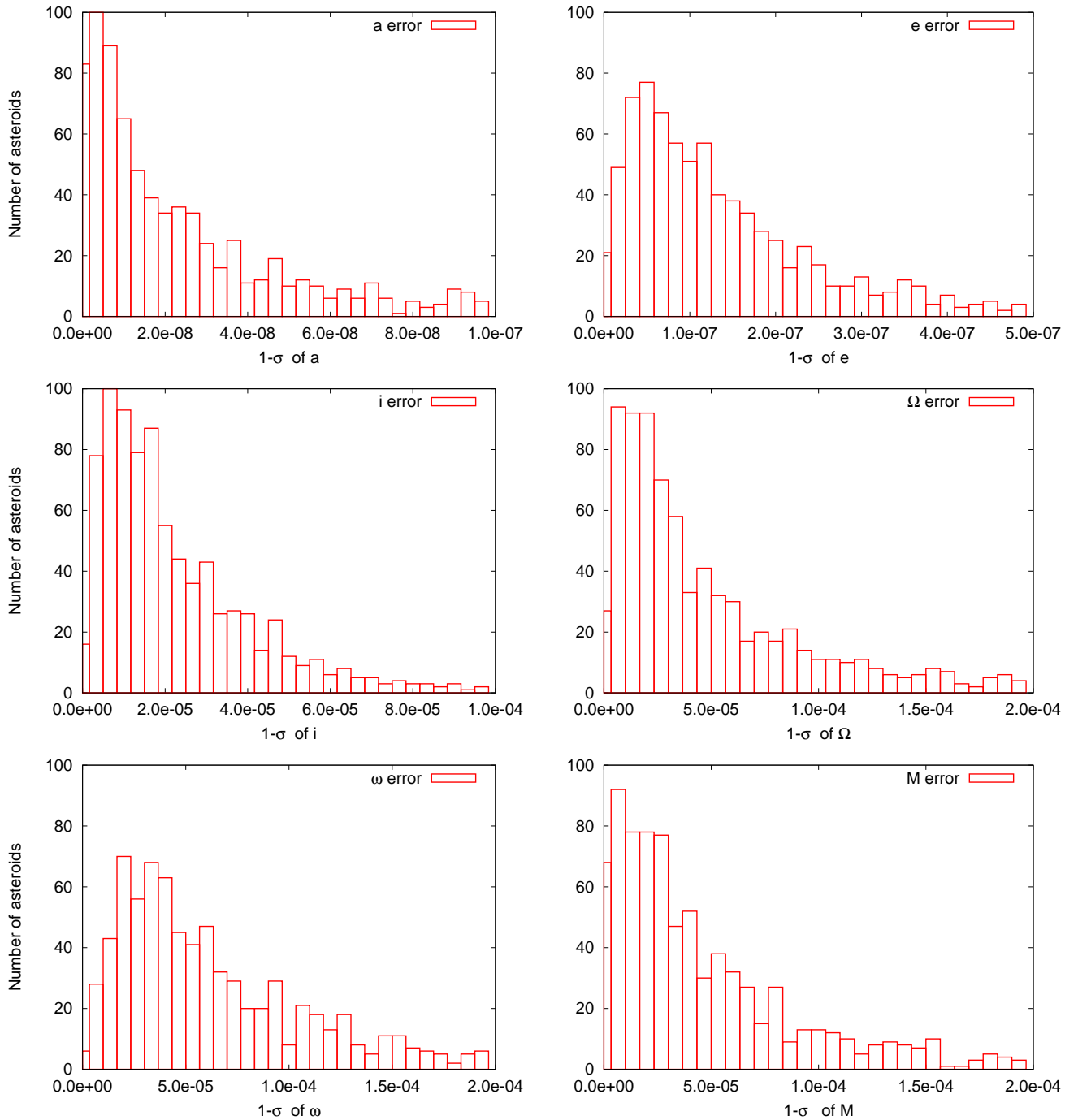


FIGURE 2.11 – Les histogrammes représentant la précision des éléments osculateurs ( $1\sigma$  pour le demi-grand axe  $a$ , l'excentricité  $e$ , l'inclinaison  $i$ , la longitude du noeud ascendant  $\Omega$ , l'argument du périhélie  $\omega$  et l'anomalie moyenne  $M$ ) fournies par NeoDys pour l'échantillon de 836 géocroiseurs

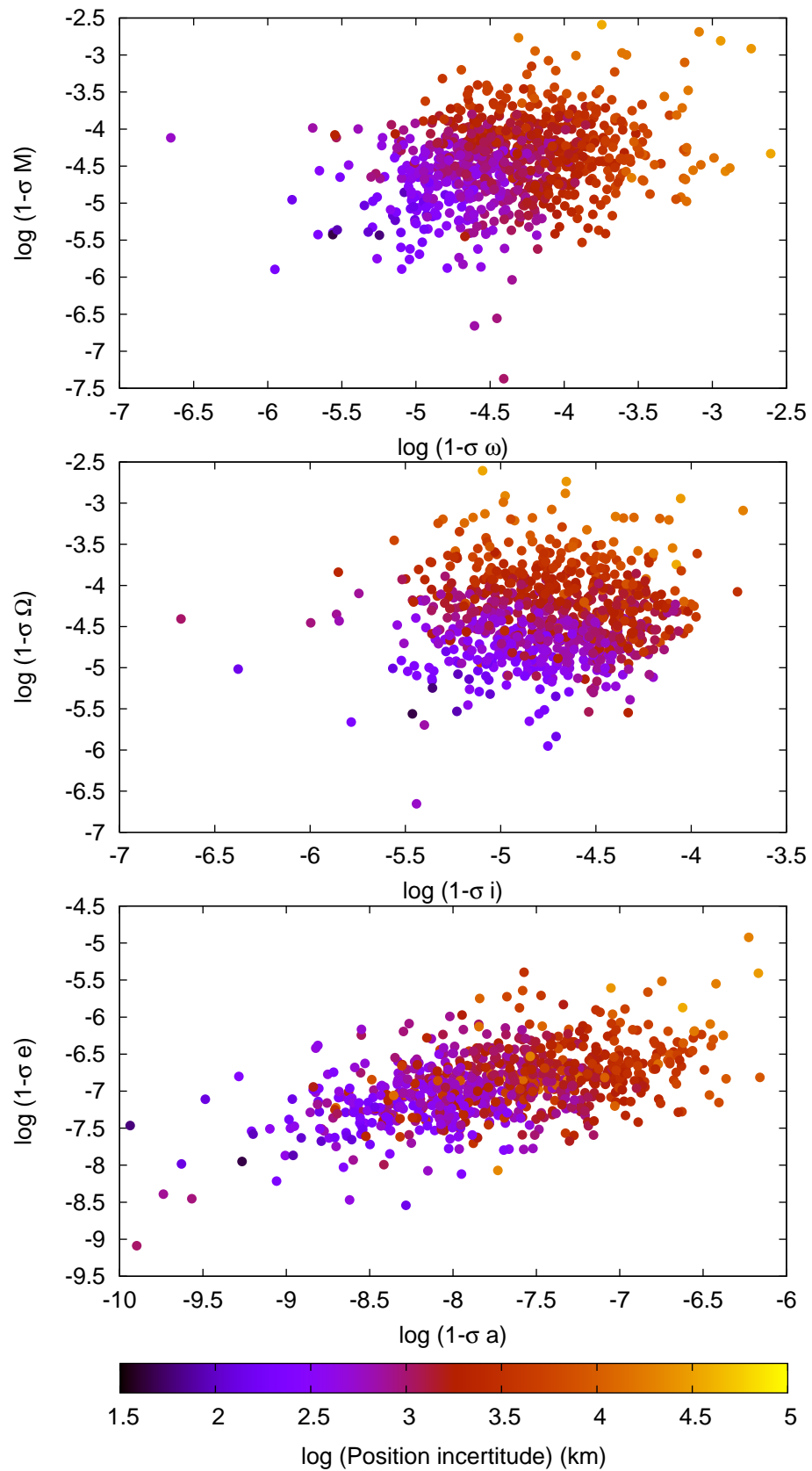


FIGURE 2.12 – Estimation des erreurs maximales en position pour les 836 géocroiseurs de l'échantillon pour la période 2010-2018, en utilisant 200 clones pour chacun.

TABLE 2.5 – Les 20 astéroïdes avec les plus petites et le plus importantes erreurs de positions dans l'intervalle 2010-2018

Astéroïde	Erreur (km)	Astéroïde	Erreur (km)
1620	45	138815	36140
101955	60	152685	33805
162181	86	175189	29368
2100	93	136618	27045
3103	104	162416	21623
85774	110	177049	19328
35107	117	4581	19089
1566	125	153220	18607
433	128	88213	18314
11500	137	178601	16719
025143	143	140039	16121
164121	148	155340	16089
2063	149	19764	15441
10115	149	162011	14439
11405	150	136635	14385
69230	161	162422	14184
1866	171	137911	14105
22771	184	162183	13766
29075	189	2101	13077
23187	193	162695	13030

rique pour la totalité de mon échantillon 60 ans dans le passé et dans le futur, en ayant comme origine l'année 2009. En calculant les distance minimale d'intersection avec l'orbite (MOID) correspondant aux rencontres avec Vénus, Terre et Mars, j'ai calculé ensuite pour chaque astéroïde l'effet net de ces rencontres comme étant la somme des accélérations gravitationnelles induites à l'astéroïde à chaque rencontre.

La Table 2.4 présente les 30 premiers astéroïdes avec les plus importantes perturbations induites par les rapprochements avec les planètes telluriques. Comme attendu, Apophis se trouve en première position sur la liste, pour la période 1960-2060. Le 13 avril 2029 il ne sera qu'à 0,000260 U.A. de la Terre ( $\sim 6$  rayons terrestres). Cela montre la nécessité des observations radar et dans le domaine du visible pendant ce passage de 2029, afin de réduire l'incertitude de la position de l'astéroïde pour la rencontre suivante, en 2036.

Les erreurs maximales en position de chaque astéroïde ont été évaluées statistiquement en intégrant 200 clones de chaque objet sur la période 2010-2018. Les astéroïdes ayant les plus petites et les plus importantes erreurs sont présentés en Tableau 2.5.

Maintenant nous estimons avoir la maîtrise des deux effets dans le mouvement de nos objets. Les erreurs peuvent être récupérées sur des services web tels NeoDys, et l'effet des rapprochements avec les planètes telluriques a été présenté dans le paragraphe précédent. Cette situation va nous permettre la construction d'éphémérides précises des géocroiseurs qui peuvent être utilisées pour définir un système dynamique.



## 2.4 Les éphémérides des géocroiseurs

A partir des résultats du chapitre précédent, nous pouvons construire maintenant le budget des erreurs évoqués afin d'obtenir des éphémérides précises des astéroïdes géocroiseurs.

Nous avons :

- \* *Les erreurs sur les conditions initiales* sont les plus importantes intervenant dans le calcul des éphémérides de géocroiseurs. A partir de l'incertitude des éléments orbitaux fournis par NeoDys, ces erreurs sont présentées dans la Table 2.3 et 2.5. Même pour les géocroiseurs numérotés, à l'époque actuelle, *ces erreurs dépassent 100 km.*
- \* *Les erreurs dues au modèle* mathématique du Système Solaire provenant aussi bien du traitement incomplet des interactions entre les corps du système (effets relativistes, potentiel gravitationnel d'ordre supérieur, effets de marées du système Terre-Lune, nombre de corps de masse non nulle pris en compte) que des erreurs sur les constantes utilisées dans le modèle (ex. les masses des planètes et des astéroïdes perturbateurs). Dans le chapitre 2.3 ces erreurs ont été obtenues en comparant les résultats de notre intégration numérique avec ceux fournis par les intégrateurs Horizons au JPL. La Figure 2.9 montre que *pour une intégration de 60 ans ces erreurs ne dépassent pas 10 km.*
- \* *Les erreurs numériques* de l'intégrateur Bulirsch-Stoer, évaluées pour des situations tests du problème de deux corps avec des excentricités différentes en comparant la solution obtenue par intégration numérique avec celle analytique du chapitre 2.2. Dans le cadre du modèle utilisé pour le Système Solaire, les erreurs numériques peuvent être obtenues en effectuant une intégration numérique vers le passé après l'avoir effectué vers l'avenir, jusqu'à revenir aux conditions initiales. Dans la Figure 2.9 et dans la Table 2.3 nous observons que ces erreurs peuvent atteindre au maximum 1 km pour les astéroïdes avec de multiples rencontres proches avec la Terre, comme (99942) Apophis. *Notons qu'en temps normal ces erreurs sont de l'ordre de 0,1 km.*

Disposant maintenant d'un intégrateur numérique capable d'obtenir les positions et les vitesses héliocentriques des astéroïdes avec une précision comparable à celle fournie par Horizons, nous pouvons conduire les calculs d'éphémérides des astéroïdes pour la période 2010-2018. Pour cela nous allons calculer à partir des coordonnées rectangulaires héliocentriques des astéroïdes leurs positions astrométriques.

Les positions astrométriques d'une planète (ou d'un astéroïde) sont définis par [Seidelmann, 1992] :

$$\mathbf{u}_A(t') = \mathbf{u}_B(t - \tau) - \mathbf{E}_B(t) \quad (2.8)$$

où  $t'$  est l'époque de l'observation exprimée en TDT<sup>6</sup>, et  $t$  l'époque d'observation en TDB<sup>7</sup>.

6. TDT, Temps Dynamique Terrestre est une échelle de temps théorique, idéale, uniforme pour les éphémérides géocentriques concernant les corps du Système Solaire

7. Le TDB, Temps Dynamique Barycentrique Terrestre, est une variable indépendante de les equations de mouvement rapportée au ba-

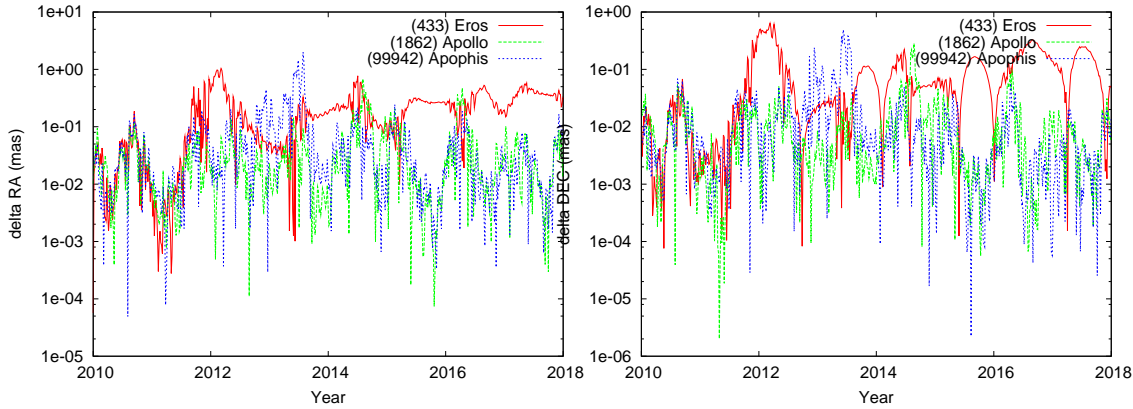


FIGURE 2.13 – Différences entre les valeurs en ascension droite et en déclinaison obtenues par intégration numérique et par une représentation polynômiale de Tchebychev d'ordre 15 dans le cas des astéroïdes (433) Eros, (1862) Apollo et (99942) Apophis. Pour chaque coordonnée et quel que soit l'astéroïde l'erreur due à l'interpolation polynomiale de Tchebychev reste plus petite que 1mas pendant la période 2010-2018

$\tau$  est le temps de lumière la planète - Terre,  $\mathbf{u}_B(t - \tau)$  sont les coordonnées barycentriques de la planète à l'époque  $(t - \tau)$  et  $E_B(t)$  les coordonnées barycentriques de la Terre.

$\mathbf{u}_A$ ,  $\mathbf{u}_B$ ,  $E_B$  sont rapportées à l'équateur terrestre et à l'équinoxe de l'époque fixe  $t_0$  (en général J2000.0).

Pour ces calculs j'ai utilisé la bibliothèque C NOVAS (Naval Observatory Vector Astrometry Subroutines), un assemblage de programmes dédiés à l'astronomie de position pour le calcul des positions instantanées des planètes et des étoiles dans divers systèmes de coordonnées en conformité avec les résolutions de l'UAI [Kaplan *et al.*, 1989, Kaplan & Bangert, 2006].

L'intégrateur numérique est optimisé pour la réduction du temps de calcul par la construction pendant l'intégration d'une base de données de conditions initiales.

L'optimisation apportée jusqu'à maintenant à l'intégrateur est pénalisée par le temps supplémentaire (la somme des temps pour l'initialisation de l'intégrateur, l'allocation/désallocation des ressources des calculs, la sauvegarde des résultats intermédiaires). De plus, une migration vers une autre architecture informatique doit être également prise en compte.

Toutes ces considérations amènent à représenter les éphémérides astéroïdales sous une forme qui permet : 1) d'obtenir directement et rapidement les coordonnées des astéroïdes à tout moment de l'intervalle 2010-2018 2) d'être sous une forme accessible pour n'importe quel calculateur.

La représentation des coordonnées d'astéroïdes sous forme polynômiale de Tchebychev répond à ces deux exigences et est utilisée actuellement pour fournir les principales éphémérides planétaires telles que DE40X et INPOP06.

rycentre du Système Solaire. En première approximation on a :  $TDB = TDT + 0^s,001658 \sin(g) + 0^s,000014 \sin(2g)$  avec  $g = 357^{\circ},53 + 0,9856003(JD-2451545,5)$  où JD est la date Julienne courante

Un polynôme de Tchebychev de degré  $n$  est donné par :

$$T_n(x) = \cos(n \cdot \arccos x), |x| \leq 1 \quad (2.9)$$

Cela conduit à la relation récursive de calcul suivante pour les polynômes de Tchebychev :

$$\begin{aligned} T_{n+1}(x) &= 2xT_n(x) - T_{n-1}(x), \quad n \geq 1 \\ T_0(x) &= 1, \quad T_1(x) = x, \quad T_2(x) = 2x^2 - 1 \end{aligned} \quad (2.10)$$

Toute fonction  $f(x)$  peut être approximée par une représentation en polynômes de Tchebychev de degré  $N$  sous la forme :

$$f(x) = \sum_{n=0}^N a_n T_n(x) \quad (2.11)$$

où  $a_n$  est le coefficient de Tchebychev d'ordre  $n$ ,  $T_n$  le polynôme de Tchebychev d'ordre  $n$  et  $x$  une variable normalisée, le temps dans le cas d'une éphéméride.

Lorsque nous allons nous pencher sur les modes de raccordement du système de référence dynamique et de l'ICRF (International Celestial Reference Frame) il est plus commode de se représenter directement les coordonnées astrométriques équatoriales des astéroïdes (ascension droite et déclinaison) sous forme de polynômes de Tchebychev au lieu de leurs coordonnées rectangulaires. Ce travail va nous permettre de comparer directement les coordonnées de astéroïdes et des quasars en vue d'identifier leur rapprochement apparent mutuel.

Pour cela nous divisons l'intervalle de temps 2010-2018 en sous-intervalles adjacents de 30 jours à l'intérieur desquels nous allons représenter l'ascension droite et la déclinaison par polynômes de Tchebychev d'ordre 15. Cette approche uniforme offre une bonne précision d'interpolation, même lorsque les coordonnées des astéroïdes changent rapidement (au voisinage d'une opposition). La Figure 2.13 montre que les erreurs dues à l'interpolation ne dépassent pas 1 mas pour chaque coordonnée. Le fichier résultat ASCII pour chaque astéroïde a une dimension seulement de 96kB, contenant deux lignes (pour  $\alpha$  et  $\delta$ ) avec 15 coefficients chacune pour chacun des 122 intervalles de 30 jours de la période 2010-2018.

A partir de ces fichiers et en utilisant les relations 2.10 et 2.11 nous pouvons obtenir pour la période 2010-2018 l'ascension droite et la déclinaison pour chacun des 836 astéroïdes géocroiseur qui réalisent un système de référence dynamique.



# 3

## Les quasars

*Ce chapitre traite du système de référence extragalactique réalisé dans le domaine optique et radio. Les radiosources et les quasars sont assimilées à des objets très éloignés de notre système solaire, virtuellement immobiles, qui constituent un repère cinématique très proche de celui idéal. Nous allons analyser le lien entre l'ICRS, par le biais de sa réalisation dans le domaine radio, à savoir l'ICRF, et son équivalent dans le domaine optique, Hipparcos Celestial Reference Frame (HCRF). The Large Quasar Astrometric Catalog contient un nombre total de 3 530 objets dont les positions sont déterminées avec une précision suffisante ( $<10$  mas) pour nous permettre leur utilisation dans les problèmes de raccordements des systèmes de référence.*

### 3.1 Introduction

---

Un système de référence spatio-temporel idéal est un système inertiel, qui doit être accessible en mode direct et doit permettre des observations de ses éléments constitutifs dans toute la gamme du spectre électromagnétique. Ce système doit permettre également la description quantitative des positions et des vitesses des astéroïdes, des planètes et des étoiles. En pratique ce système ne peut être mis en place. Les objets célestes émettent du rayonnement électromagnétique significatif généralement dans un intervalle de longueur d'onde relativement petit. De plus, les positions des objets de référence ne sont pas toujours les mêmes dans les différents domaines de longueurs d'onde (le optique, radio, X, etc ...). Enfin, les observations dans différents intervalles spectrales requièrent des techniques et des instruments différents. Si nous prenons le cas de l'astrométrie CCD par exemple, la saturation du détecteur requiert l'adaptation des techniques d'observation s'il s'agit des étoiles très brillantes. Finalement, l'utilisation de plusieurs types de détecteurs (plaque photographique, imagerie CCD etc...) permettent la réalisation des systèmes de référence propres.

Une des grandes exigences d'un système de référence idéal, impossible à obtenir réellement est son caractère inertiel. Dans un tel système idéal les équations du mouvement des corps matérialisant le système ne doivent contenir aucun terme d'accélération (dû à une rotation ou à une translation non uniforme), le système de référence devant être au repos ou en mouvement rectiligne uniforme par rapport à l'espace absolu. Un tel concept en fait a une validité limitée à la lumière de la théorie de la relativité générale. Alors que la théorie de la relativité restreinte

définit un système de référence en absence de champ gravitationnel (donc de masse), la théorie de la relativité générale ne garantit pas l'existence globale d'un tel système. Dans le cadre de cette théorie un système de référence inertiel est un système de référence se trouvant en chute libre dans un champ gravitationnel (principe d'équivalence). Le caractère *local* d'un tel système de référence provient de la validité stricte locale du principe d'équivalence, principe valide seulement dans des domaines infinitésimaux de l'espace dans lesquels le champ gravitationnel reste homogène. Autrement dit il est possible, par l'introduction d'un système de référence convenable, de rétablir un espace galiléen homogène dans une région finie.

Fort de ce qui vient d'être énoncé, nous pouvons voir en plus un *système de référence* comme une réalisation théorique d'un système de coordonnées spatio-temporel suivant des principes et des modalités pour construire ce dernier. Sur le plan observationnel cependant, un tel système théorique doit être réalisé par un jeu d'objets astronomiques (points matériels) servant comme repère pour la détermination de la position d'un objet quelconque dans le cadre du système de référence. La réalisation pratique d'un système de référence par une telle matérialisation à l'aide d'objets astronomiques est nommé un *repère de référence*. La structure physique d'un repère de référence peut être un jeu de planètes, d'étoiles ou bien d'objets extra-galactiques.

A partir de leur définition les systèmes de référence peuvent être classifiés en *systèmes de référence dynamiques* et *systèmes de référence cinématiques*. Dans un système de référence dynamique les équations du mouvement des corps servant de référence ne contiennent pas de terme d'accélération. Comme nous l'avons vu, en formalisme relativiste un tel système peut être construit seulement localement. Un système de référence cinématique peut être réalisé quant à lui à partir d'objets célestes idéaux n'ayant pas de mouvement propre détectable. Cette différence conceptuelle se retrouve au niveau de la matérialisation des deux sortes de systèmes de référence. Un repère de référence dynamique est réalisé à partir des équations du mouvement d'un ensemble de corps (ex. Système Solaire, système Terre-Lune). Un système de référence cinématique est donné à partir des positions d'objets fortement séparés, quasars ou galaxies, se trouvant à des distances cosmologiques et ayant en conséquence des mouvements propres apparemment négligeables.

Le système de référence fondamental actuellement en usage est à partir du 1<sup>er</sup> Janvier 1998 l'ICRS (International Celestial Reference Frame) [Feissel & Mignard, 1998]. C'est un système de coordonnées barycentrique, quasi-idéal, du fait de l'absence de rotation par rapport aux objets extra-galactiques. Par définition il est aligné avec l'équateur moyen et l'équinoxe dynamique de J2000.0 pour assurer la continuité avec le précédent système fondamental de référence FK5 (Fundamental Katalog No.5) qu'il a remplacé. Son orientation est indépendante de l'époque considérée, de l'écliptique ou de l'équateur. Il est réalisé à partir d'une liste conventionnelle de coordonnées d'objets extra-galactiques. Ainsi les axes de l'ICRS vont rester fixes dans l'espace au moins tant que les objets extra-galactiques utilisés ne vont pas montrer de mouvement propre détectable. En conséquence elles ne vont plus dépendre des mouvements

des objets du Système Solaire et de la définition de l'équinoxe à partir de l'intersection de l'équateur et de l'écliptique. Le repère de référence fondamental associé à l'ICRS est l'ICRF (International Celestial Reference Frame), représenté par un jeu de sources extra-galactiques dont les positions par les observations d'Interférométrie à Très Longue Base (VLBI) définissent implicitement les axes de référence.

L'existence des deux types distincts de système de référence (dynamique et cinématique) et de leur repère de référence associé (définis par des observations aux longueurs d'onde différentes) imposent comme problème fondamental de l'astrométrie moderne de réaliser et de maintenir le lien entre ces différents systèmes de référence.

Dans les sous-chapitres suivants nous allons analyser le lien entre un système de référence dynamique (réalisé par les éphémérides des géocroiseurs) et l'ICRS, par le biais de sa réalisation dans le domaine radio, à savoir l'ICRF, et son équivalent dans le domaine optique, *Hipparcos Celestial reference Frame* (HCRF). L'élément central de ces deux approches est constitué par les quasars, à savoir des objets extra-galactiques, repères fondamentaux d'un système cinématique quasi-inertiel. Des positions très précises de ces objets dans le domaine optique sont nécessaires aussi bien dans le cas d'astrométrie différentielle avec un astéroïde que pour la correspondance en optique des radiosources considérées.

### 3.2 L'astrométrie des quasars dans le domaine optique

---

Une des méthodes utilisées pour la stabilité et la maintenance des liens entre deux systèmes de références différents est l'observation simultanée d'un objet rapporté aux deux repères de référence associés. Ainsi le lien entre ICRF et HCRF a été investigué par l'observation astrométrique dans le domaine optique des radio-sources extra-galactiques [Zacharias *et al.*, 1999, da Silva Neto *et al.*, 2000]. Le catalogue d'étoiles UCAC2 [Zacharias *et al.*, 2004] est à présent la représentation la plus précise dans le domaine optique de l'HCRF jusqu'à la magnitude 18, en terme de densité aussi bien que d'exactitude des positions et mouvements propres des étoiles. En utilisant les étoiles de référence de l'UCAC2, des observations précises des radiosources ICRF de l'hémisphère sud ont pu être observées [Assafin *et al.*, 2005].

Même si dans l'hémisphère nord Fienga & Andrei [2004] ainsi que Zacharias & Zacharias [2005] ont rapporté des programmes similaires, la majorité des observations astrométriques obtenues concernent des objets de l'hémisphère sud. En plus, pour les radio sources de l'hémisphère nord, les réductions astrométriques n'ont pas été effectuées avec les étoiles de référence de l'UCAC2, ce qui empêche en conséquence une détermination directe de leurs coordonnées dans l'HCRF.

A partir de ce constat, pour l'harmonisation du raccordement ICRF-HCRF utilisant une technique similaire d'observation et de réduction des positions par rapport au catalogue astrométrique UCAC2, nous avons entrepris lors de l'année 2004 un programme astrométrique

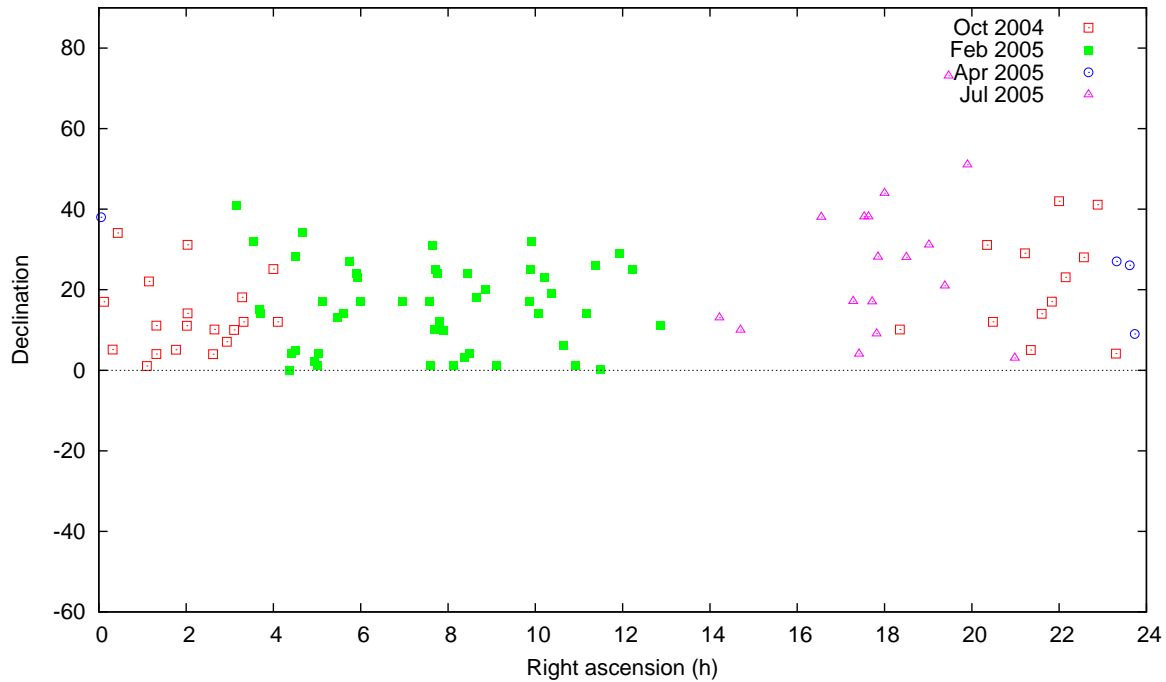


FIGURE 3.1 – La distribution des 101 radiosources observées pendant la période 2004 - 2005.

complémentaire dans l'hémisphère nord.

Les observations ont été effectuées à l'observatoire de Belogradchick, en Bulgarie ( $\phi = +43^{\circ}37'36''$ ,  $\lambda = 22^{\circ}40'06''E$ ,  $h = 650$  m) et ont visé la densification des radio-sources extragalactiques avec des positions astrométriques précises dans l'hémisphère nord.

Dans la période 2004-2005 nous avons observés 101 champs de quasars (Figure 3.1) En utilisant un télescope Zeiss ( $D=0,6$  m,  $f/12.5$ ) équipé d'une caméra CCD Apogée 47P ( $1k \times 1k$  avec une dimension de pixel de  $13 \mu m$ ), opérant en mode binning  $2 \times 2$ . La caméra fournissait un champ de  $6,16' \times 6,16'$  avec une résolution de  $0,72''/\text{pixel}$ . Pour maximiser le rapport signal/bruit toutes les observations ont été effectuées en lumière intégrale. Entre deux expositions successives le télescope a été déplacé jusqu'à  $30''$  suivant les deux axes pour éviter la formation d'images stellaires redondantes sur le même collectif de pixels voisins.

Pour chaque champ nous avons effectué en moyenne une trentaine d'images afin d'obtenir une statistique significative des déterminations astrométriques. Le temps maximum d'exposition était de 60 secondes. Dans quelques situations à cause des conditions de seeing mauvaises et/ou l'absence des étoiles de référence des réductions astrométriques précises n'ont pu être obtenues seulement que pour quelques unes des 30 images. Nous avons en fin de compte pu obtenir des positions astrométriques précises pour 59 objets de magnitude visuelle  $M_V < 17$  pour lesquels nous trouvons suffisamment d'étoiles de repère du catalogue UCAC2.

Les images CCD obtenues ont été traitées de manière standard pour les corrections de biais, de *dark* et de *flat* suivant des routines standard d'IRAF (Image Reduction and Analysis Facility). La réduction astrométrique des observations a été effectuée en utilisant PRAIA (Platform



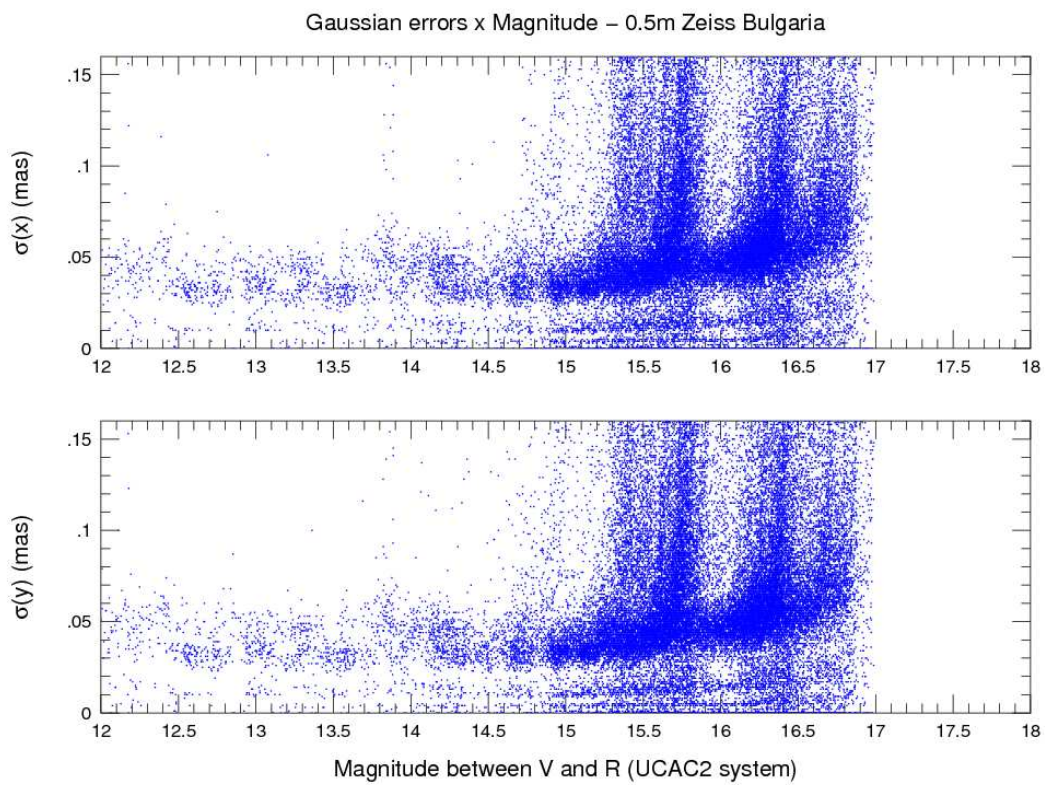


FIGURE 3.2 – La variation des erreurs de centrage des centroïdes  $(x, y)$  des objets contenus dans une image CCD en fonction de leurs magnitudes. Trois domaines de variations, correspondant aux trois conditions astroclimatiques sont mises en évidence. Nos estimations indiquent que l'intervalle février-mai est la plus favorable pour des observations astronomiques.

TABLE 3.1 – Données astrométriques dans le domaine optique pour 59 des radiosources ICRF de l’hémisphère nord.

	Optique - ICRF				Images / objet	Mag	Epoque année	Réduction ( $\alpha, \delta$ )		
	$\Delta\alpha \cos \delta$ (mas)	$\Delta\delta$ (mas)	$\sigma_\alpha$ (mas)	$\sigma_\delta$ (mas)				$\sigma_\alpha$ (mas)	$\sigma_\delta$ (mas)	Nr. UCAC
moyene	+6	+7	50	51	17	15.7	2004.769	47	46	9
$\sigma$	51	57	24	25	13	0.5	0.003	22	15	6

for Reduction of Astronomical Images Astronomically)[Assafin, 2006]. PRAIA identifie automatiquement les objets des images CCD et obtient les coordonnées  $(x, y)$  de ces dernières par fit d’une gaussienne circulaire bi-dimensionnelle à l’intérieur d’une 1-FWHM (Full Width Half Magnitude). Les positions des objets de l’ICRF ont été obtenues avec une erreur comprise entre 50 et 10 mas en fonction de leur magnitude. La Figure 3.2 présente la dépendance en magnitude de l’erreur de détermination du centre de la totalité des objets détectés par PRAIA dans les images CCD.

Les coordonnées des objets en même temps que leurs erreurs associées sont utilisées ensuite au sein d’une procédure de réduction astrométrique utilisant un modèle standard avec 6 constantes pour la solution, de la forme :

$$\begin{aligned} X &= a \cdot x + b \cdot y + c \\ Y &= d \cdot x + e \cdot y + f \end{aligned} \quad (3.1)$$

où  $a - f$  sont les constantes de plaque,  $(x, y)$  les coordonnées CCD des objets obtenues par la procédure de fit des centroïdes et  $(X, Y)$  sont les coordonnées standard de ces dernières. Un modèle avec 6 constantes est suffisant dans le cas d’une astrométrie de petit champ pour absorber d’éventuelles erreurs du système optique ou de l’inclinaison du détecteur CCD.

Les coordonnées des étoiles de référence ont été obtenues par l’UCAC2 alors que les étoiles avec  $O - C > 120$  mas (approximativement 2- $\sigma$  de l’erreur type de l’UCAC2) ont été éliminées lors de la procédure itérative. La valeur moyenne des  $O - C$  pour chaque coordonnée a été de 46 mas.

La position finale des correspondances dans le domaine optique des radio-sources extragalactiques de l’ICRF ont été obtenues par la position moyenne de toutes les images où elles ont été détectées. La valeur moyenne ainsi que l’écart type des différentes positions en optique (mesurées) et en radio (obtenues par l’ICRF) sont présentées dans la Table 3.1. La Figure 3.3 montre les valeurs des différences de position optique-radio en fonction de l’ascension droite et de la déclinaison. On n’observe aucune corrélation notable des valeurs avec les zones concernées.

Les résultats obtenus dans ce programme astrométrique pilote sont similaires à ceux rapportés par Assafin *et al.* [2005] dans l’hémisphère sud en utilisant le même genre de réduction

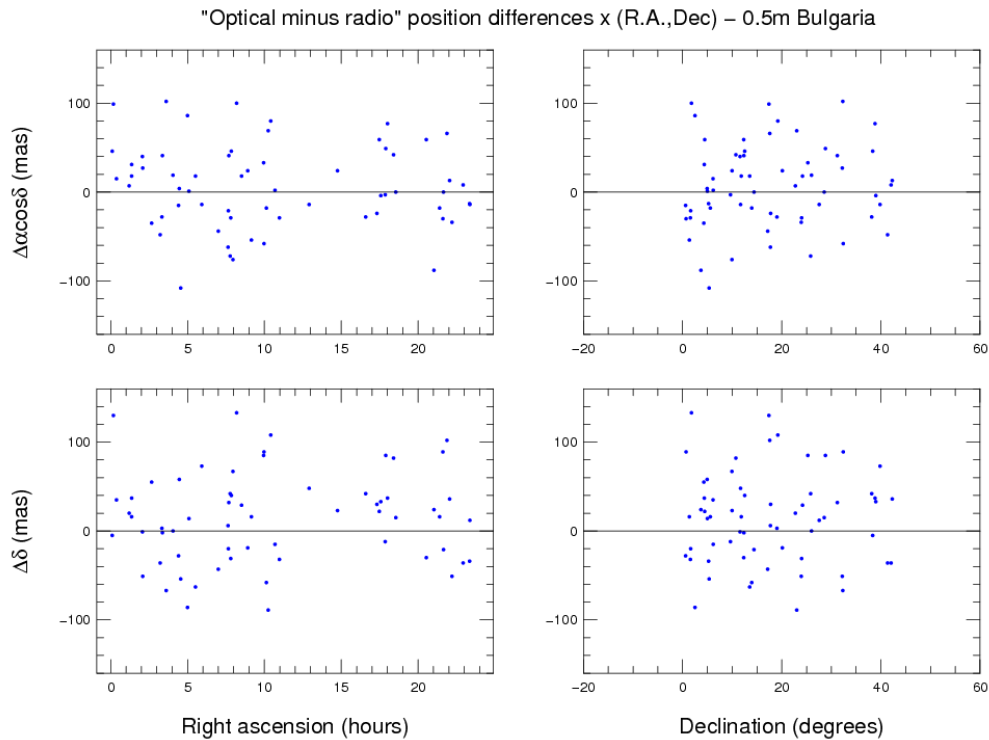


FIGURE 3.3 – Les différences entre les positions optiques des radiosources ICRF que nous avons observés et les positions radio obtenues par le VLBI.

astrométrique des données et un télescope similaire. Les écarts - type des différences optique-radio sont sensiblement plus petites que celles obtenues antérieurement dans l'hémisphère nord par Fienga & Andrei [2004] et Zacharias & Zacharias [2005] (50 mas au lieu de 120 mas) soulignant ainsi l'avantage de la méthode d'observation et la qualité de la procédure astrométrique de réduction des positions.

A partir de tels résultats nous constatons que l'astrométrie CCD pour la correspondance optique des radio sources extragalactiques est une méthode de choix pour le raccordement entre l'HCRF et l'ICRF. Les télescopes de classe 1 m (en général sous-utilisés pour les autres programmes d'observation) dotés d'une caméra CCD avec une efficacité quantique suffisamment grande peuvent obtenir systématiquement des positions précises des objets ICRF dans le domaine optique. Une évolution attendue d'un tel programme est l'obtention d'images de ciels profonds pour détecter des quasars plus faibles et extraire du champ une nombre d'étoiles de repère encore plus grand.

En tant que seconde phase du programme pilote présenté ici nous effectuons à présent des observations astrométriques utilisant une caméra CCD de grand format ( $2k \times 2k$ ,  $11' \times 11'$ ) qui nous permet d'atteindre la magnitude limite  $M_V = 19$ . Même dans ces conditions le nombre

de quasars accessibles reste limité en particulier à cause de la densité très faible des objets de l'ICRF. Pour un raccordement homogène de l'ICRF ou tout du moins de l'HCRF avec un système de référence dynamique il est nécessaire avant tout de densifier le nombre d'objets avec une astrométrie précise (similaire à celle de l'ICRF, soit 1mas) accessible avec l'astrométrie CCD. Pour cela nous allons porter notre attention sur d'autres catalogues de quasars observés en radio qui peuvent être utilisés comme points de repère pour le raccordement des systèmes de référence.

### 3.3 Autres catalogues des quasars

---

Nous avons vu précédemment que les quasars sont les objets astronomiques les plus avantageux pour la matérialisation d'un repère de référence cinématique quasi-inertiel. En conséquence, un catalogue astrométrique de quasars représente un point de départ pour la construction d'un tel repère. Les quasars obtenus par divers programmes scientifiques d'observation ont été compilés à partir de l'année 1984 dans le catalogue des *Quasars and Active Galactic Nuclei* [Veron-Cetty & Veron, 1984]. Ce catalogue actualisé régulièrement se trouve actuellement dans sa 13<sup>ème</sup> édition et contient 133 336 quasars, 1 374 objets de type BL LAC et 34 231 noyaux actifs de galaxies [Veron-Cetty & Veron, 2010].

Le catalogue Véron & Véron en soi n'est pas du tout un catalogue astrométrique à cause de l'hétérogénéité de la précision avec laquelle sont fournies les positions des quasars obtenus dans les différents programmes d'observation servant à la compilation. Ce constat a motivé la construction du *Large Quasar Astrometric Catalogue* (LQAC) [Souchay *et al.*, 2009], un catalogue de quasars pour lequel l'objectif était une compilation homogène de leurs données astrométriques et des références de leurs propriétés physiques pour en fin de compte obtenir le plus grand catalogue des quasars. A partir de 12 catalogues originaux de quasars existants (4 en radio et 8 en optique) le LQAC contient des informations étendues sur 113 666 quasars, avec en particulier le décalage vers le rouge (*redshift*) et la magnitude dans 9 bandes passantes différentes *u, b, v, r, i, z, J* et *K*, les flux radio pour 5 fréquences (1,4 Ghz, 2.3 Ghz, 5.0 Ghz, 8.4 Ghz et 24 Ghz) lorsque ces informations sont disponibles. Les positions des quasars en coordonnées équatoriales J2000 sont données avec une précision maximale à partir des catalogues originaux. Ainsi les quasars analysés dans les programmes d'observation VLBI ont une précision astrométrique de l'ordre de 1 mas alors que dans le cas où ils ont été identifiés dans le domaine optique la précision n'est en général que de 0,1". Comme les quasars sont classifiés en fonction de la qualité de leur position astrométrique dans le LQAC, ce dernier représente le catalogue idéal à partir duquel nous allons pouvoir sélectionner les objets qui sont susceptibles de servir à la définition du système de référence cinématique quasi-inertiel. En plus de cela, grâce aux cross-identifications des quasars entre différents catalogues originaux, on peut réunir d'autant plus d'informations essentielles comme par exemple les magnitudes, qui vont permettre

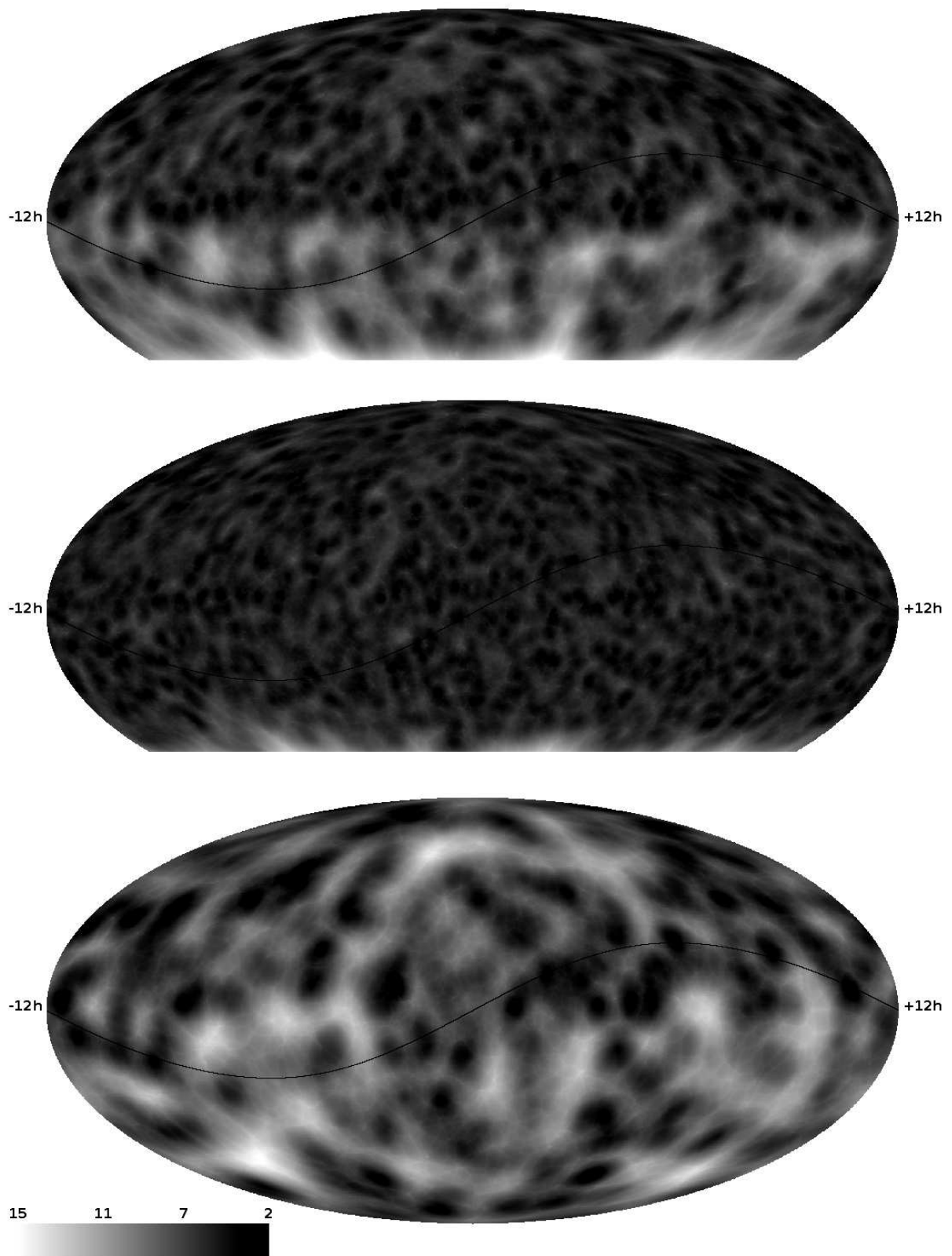


FIGURE 3.4 – Densité des trois sous-populations de quasars A, B, C du LQAC (ICRF-Ext.2, VCS si VLA) (de bas en haute) en coordonnées équatoriales (J2000.0) en projection Mollweide-Babinet. L'écliptique est représenté par une ligne noire. La distance moyenne jusqu'à les 5 premières radio sources est représentée par niveau de couleur dans l'image.

d'établir une stratégie observationnelle. Ainsi par ordre de qualité astrométrique nous pouvons considérer les 3 échantillons de quasars suivants :

*L'ICRF*, construit à partir d'observations VLBI réalisées en bande S et X, constitue la réalisation courante de l'ICRS dans le domaine radio. Contenant 212 sources de définition (qui implicitement situent les trois axes du repère de référence) choisies sur des critères de stabilité et dont les positions sont connues avec une précision  $< 1$  mas. Dans sa réalisation originale l'ICRF incluait un nombre de 396 sources additionnelles incluses pour la densification du repère [Ma *et al.*, 1998]. Plus tard l'ICRF a été étendu avec l'inclusion de 109 nouvelles sources supplémentaires [Fey *et al.*, 2004], l'ensemble étant appelé l'ICRF-Ext.2. Ces 717 sources au total forment le catalogue de quasars avec la meilleure précision de position du LQAC (et en général). Les correspondances de ces radio-sources dans le domaine optique ont été observées de manière intensive et leur astrométrie a été utilisée pour l'investigation du raccordement HCRF-ICRF dans le cadre d'un programme présenté dans le chapitre précédent.

*Le VLBA Calibrator Survey (VCS)* avec des précisions de position extrêmes comparables à celle de l'ICRF-Ext.2 (1 mas). Le VCS contient un nombre de 3 357 sources dont les coordonnées ont été obtenues à partir de l'analyse astrométrique d'observations VLBA (Very Long Baseline Array) [Beasley *et al.*, 2002].

*Le Very Large Array - VLA* donnant des positions astrométriques elles aussi très précises. Les quasars de cet échantillon ont été observés avec l'interféromètre du VLA au Nouveau Mexique formé d'antennes de 27 m assemblées selon une configuration en Y. 1 701 objets dont les positions sont connues avec une précision  $< 10$  mas [Claussen, 2006] sont inclus dans le LQAC.

Ces trois catalogues ICRF-Ext2, VLBA/VCS et VLA sont désignés dans le LQAC par les sigles A, B et C par ordre croissant de l'erreurs avec laquelle est connue leur position. Pour une représentation adéquate de l'homogénéité de densité de chacun de ces trois catalogues nous définissons de manière conventionnelle, en chaque point, une échelle constituée de la moyenne arithmétique des distances aux 5 sources les plus proches. Une telle mesure nous permet d'évaluer directement l'accessibilité d'un repère de référence d'un point de vue observationnel. En même temps elle nous fournit l'information sur les régions avec une densité de sources telle qu'il est nécessaire de densifier le repère de référence par l'inclusion de nouveaux objets avec des positions précises.

Ces valeurs, pour ces trois catalogues, sont présentées dans la Figure 3.4 et montrent des différences en termes de couverture entre les deux hémisphères avec des zones de densité faible pour lesquelles le raccordement ICRF avec un autre système de référence peut s'avérer difficile à réaliser. Nous observons en plus que l'écliptique traverse successivement des zones de densité différente, chose qui va influencer le raccordement entre l'ICRF et le système de référence dynamique construit à partir des éphémérides des géocroiseurs.

Après avoir éliminé les objets en commun, les trois échantillons de quasars combinés donnent

TABLE 3.2 – Nombre d'étoiles UCAC2 dans un champ de  $10' \times 10'$  autour de chaque quasar des catalogues ICRF-Ext2, VCS et VLA

	UCAC2 Stars			$\sigma_\alpha$ (mas)		$\sigma_\delta$ (mas)	
	< 4	4 - 10	> 10	< 30	> 30	< 30	> 30
ICRF-Ext2	123	168	425	360	249	404	205
VCS	622	761	1972	1620	1190	1863	947
VLA	401	348	951	756	581	848	489

Les trois premières colonnes représentent le nombre de champs du quasar avec un nombre donné d'étoiles de référence de l'UCAC2. Les 4 colonnes suivantes représentent le nombre de champs dans lesquelles les erreurs moyennes de position des étoiles de l'UCAC2 sont  $< 30$  mas (respectivement  $> 30$  mas). Pour tous ces champs les erreurs sont plus petites que 60 mas pour les deux coordonnées.

un nombre total de 3 530 objets dont les positions sont déterminées avec une précision suffisante pour nous permettre leur utilisation dans les problèmes de raccordements des systèmes de référence. L'investigation de ce raccordement présuppose toujours des observations astrométriques différentielles dans le champ du quasar en termes de correspondance optique entre ce dernier et l'astéroïde (ou la planète) pendant l'intervalle de temps d'une rencontre proche apparente entre les deux objets. Par suite un critère supplémentaire imposé à cet échantillon de quasars est la présence d'étoiles de référence du catalogue UCAC2 nécessaires pour la calibration du champ CCD en vue d'effectuer des observations astrométriques différentielles.

Ce critère se résume à la détermination du nombre des étoiles du catalogue UCAC2 qui peuvent être trouvées dans un champ typique de  $10' \times 10'$  centré sur les coordonnées équatoriales de J2000.0 de chaque quasar d'un quelconque des trois catalogues. Pour cela nous avons utilisé un jeu de logiciels *cdsclient* pour interroger en mode automatique le service en ligne VizieR [Ochsenbein *et al.*, 2000] et obtenir un nombre d'étoiles de l'UCAC2 avec l'erreur concernant leur position associée.

Les résultats sont présentés dans la Table 3.2 et montrent que la majorité des champs de quasars sont situés dans une région avec suffisamment d'étoiles de repère de l'UCAC2 pour permettre le calcul d'une solution astrométrique suffisamment précise. Le nouveau catalogue UCAC3, sorti pendant la rédaction de cette thèse, va permettre d'étendre ces résultats avec une extension de la déclinaison à partir de  $\sim +52^\circ$  jusqu'au pôle.

Pour résumer la situation jusqu'à maintenant, nous disposons d'un ensemble d'éphémérides pour 836 astéroïdes géocroiseurs pour la période 2010-2018 et un ensemble de 3 530 quasars pour lesquelles les positions sont connues avec une précision meilleure que 10 mas. Nous allons aborder plus loin le problème du raccordement entre le système de référence dynamique réalisé par les géocroiseurs et l'ICRF en cherchant pour la période ci-dessus les rencontres proches apparentes entre les astéroïdes et les quasars. L'astrométrie différentielle au moment de ces événements va représenter la base observationnelle d'un raccordement entre les deux systèmes de référence et pour l'obtention des positions de géocroiseurs avec une précision meilleure que celle de la méthode actuelle d'observations optique.





# 4

## Résultats et conclusions

*Dans ce chapitre j'analyserai la recherche systématique des rencontres proches apparentes entre les astéroïdes géocroiseurs de mon échantillon et les radiosources. Pour la période 2010 - 2018 j'ai trouvé un nombre de 2 924, 14 257 et 6 972 événements (pour une distance apparente plus petite que 10') pour les catalogues ICRF-Ext2, VLBA-CS, et VLA respectivement. Ces événements vont constituer notre base d'observation du raccordement du système de référence dynamique avec l'ICRF. La possibilité d'effectuer de l'astrométrie différentielle dans le champ de chaque quasar a été également abordée en partant de la calibration astrométrique du champ de la caméra CCD.*

### 4.1 Les rapprochements apparentes astéroïdes-quasars

Le point de départ de cette démarche est constitué par les éphémérides des 836 géocroiseurs (exprimés sous la forme des polynômes de Tchebychev) et les coordonnées des 3 530 quasars connues avec une précision plus petite que 10 mas. Nous avons cherché les rapprochements apparents pour la période 2010 - 2018.

Pour cela il est nécessaire de déterminer les coordonnées géocentriques variant en fonction du temps des géocroiseurs avec celles, fixes, de radiosources pour déterminer l'instant où la distance angulaire est inférieure à 10'. Cette méthode est similaire avec celle employée pour la prédiction des occultations stellaires, phénomènes pendant lequel la distance apparente angulaire astéroïde-étoile est plus petite que la parallaxe équatoriale de l'astéroïde. Une description de cette méthode est présentée amplement par Berthier [1997]. Je me contenterai ici de décrire juste les particularités constatées lors de son utilisation pour notre problème.

Les coordonnées d'un géocroiseur de l'échantillon sont comparées successivement avec les coordonnées des 3 530 quasars pour des valeurs du temps séparées par l'intervalle  $\Delta T = 1$  jour. Dans le cas où la distance angulaire géocroiseur-radiosource est plus petite que  $5^\circ$  l'intervalle de temps  $[T - \Delta T, T + \Delta T]$  est analysée plus en détail pour la découverte des éventuels rapprochements à une distance  $d$  telle que  $d < 10'$ . Une première estimation de la distance minimale est obtenue en partant de l'hypothèse que pour l'intervalle de temps choisi le mouvement de l'astéroïde dans le plan tangent, relatif à la radiosource, est un mouvement rectiligne et uniforme. Si la distance est plus petite que  $1^\circ$  je considère un nouvel intervalle de temps autour de

l'instant de rapprochement apparent  $T_e$  sous la forme  $[T_e - \Delta T/2, T_e + \Delta T/2]$ . L'instant exact où la distance est minimale sera obtenue d'une manière itérative en utilisant la méthode de Brent [Press *et al.*, 1992]. En général la convergence de cette méthode pour la détermination du minima à  $\pm 0,1$  seconde près est obtenue en moins de 5 itérations. Enfin, tous les événements pour lesquels la distance minimale géocroiseur-radiosource est plus petite que  $10'$  sont sauvegardés dans une base SQL et analysés ultérieurement.

J'ai procédé à une vérification de mon programme de calcul en prenant comme exemple la prédiction faite sur l'astéroïde (22) Kalliope qui a occulté l'étoile TY2-188601206 le 7 Novembre 2006 [Berthier *et al.*, 2004]. Le moment du rapprochement apparent maximal a été identifié correctement par mes routines (Figure 4.2) dans un intervalle d'erreur de 100 km (prédit par d'autres auteurs).

L'algorithme permet également une parallélisation en divisant la liste des géocroiseurs ou des radiosources dans des sous-listes. En utilisant 6 unités de calculs (processeurs) du cluster *Siolino* de l'Observatoire de Paris, une série complète des résultats (836 géocroiseurs et les 113 666 quasars du LQAC est disponible en 10 jours de calculs.

Un dernier critère, essentiel pour les événements répertoriés est celui de la visibilité de l'événement par un observateur terrestre. Notre souhait est de proposer une base d'observations de tels événements. Pour cela nous allons retenir seulement les événements qui se produisent avec une élongation solaire supérieure à  $60^\circ$ .

Pour la période 2010 - 2018 j'ai trouvé un nombre de 2 924 rapprochements apparents avec l'ICRF-Ext2, 14 257 rapprochements avec les sources VLBA-CS et 6 972 rapprochements apparents avec les radiosources VLA, satisfaisant à une distance angulaire inférieure à  $10'$ .

Comme dans les trois catalogues il y a des radiosources communes, le nombre total des événements recensés en fin de compte est de 14 817. La distribution des événements pendant la période temporelle analysée est présentée en Figure 4.1. La périodicité d'un an qui est observable dans la répartition des événements est due à la non-isotropie dans la distribution des géocroiseurs pour un observateur terrestre, car les géocroiseurs sont généralement à des petites élongations. Dans le cas où le catalogue de radiosources est inhomogène sur les ascensions droites et les déclinaisons, nous allons trouver un nombre plus important d'événements quand les géocroiseurs vont traverser une zone plus dense en radiosources. Cet aspect est plus visible dans les catalogues avec une distribution non-uniforme (ICRF-Ext2, VLA) et moins important dans le cas du catalogue VLBA-CS (Figure 3.4).

La distribution des rapprochements apparents des géocroiseurs en fonction de la séparation est présentée en Figure 4.3. Cette dernière montre que la majorité des géocroiseurs de notre échantillon auront des rapprochements apparents multiples avec des radiosources pour la période étudiée. Cet aspect va assurer un degré important de robustesse pour la liaison entre le système de référence dynamique et l'ICRF.

Le catalogue des rapprochements apparents entre les géocroiseurs et les radiosources op-

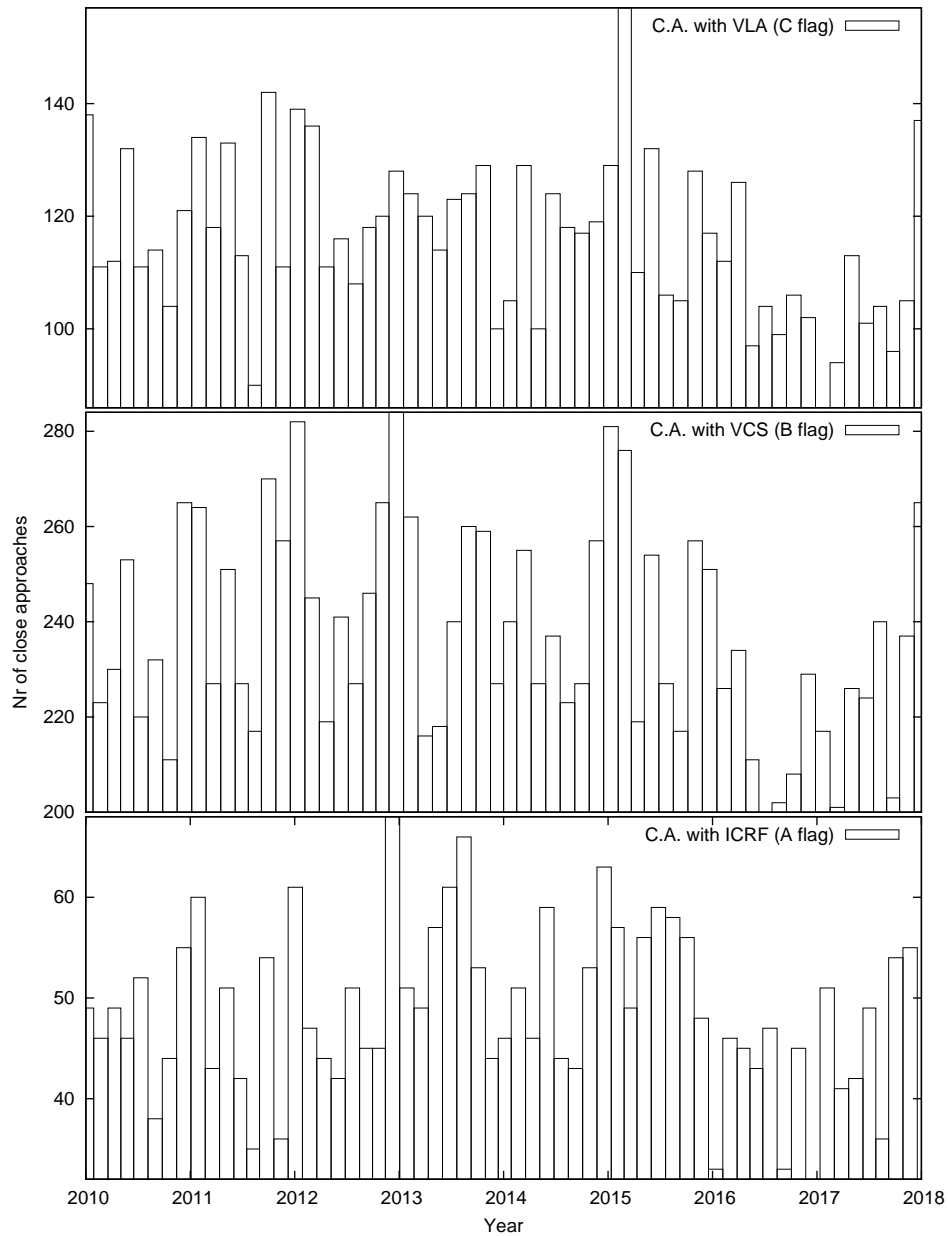


FIGURE 4.1 – La distribution des rapprochements apparentes entre les géocroiseurs de notre échantillon et les radiosources ICRF-Ext2, VLBA-CS et VLA pour l'intervalle 2010-2018.

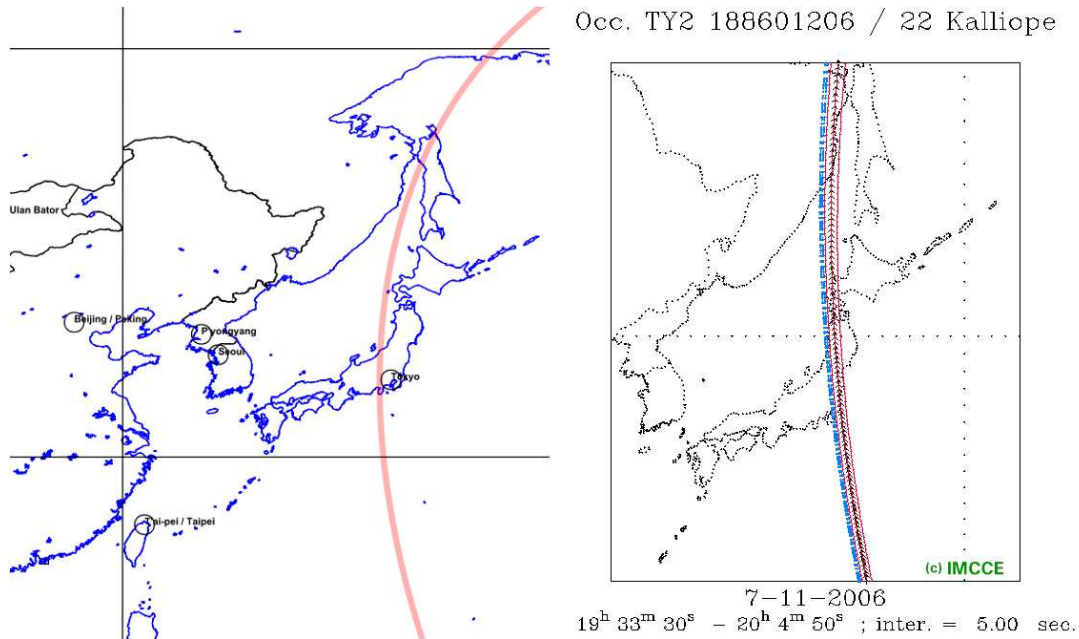


FIGURE 4.2 – Les circonstances pour l’occultation de l’étoile TY2 188601206 par l’astéroïde (22) Kalliope. A gauche est représentée ma prédiction. A droite est représentée la prédiction de l’IMCCE.

tiquement brillantes (magnitude inférieure à 20) comme décrit dans ce manuscrit, pour des distances angulaires inférieurs à  $10''$  est disponible en ligne au CDS <sup>1</sup> [Nedelcu *et al.*, 2009].

## 4.2 Conclusions

Au cours de cette partie nous nous sommes intéressés à l’approche astrométrique des rencontres proches entre quasars et géocroiseurs dans le cadre de la problématique du lien entre un système de référence dynamique, matérialisé par les astéroïdes géocroiseurs, et l’ICRF. Plus précisément, nous avons investigué, pour une période de temps donnée, quelle était la fréquence de passage proche des géocroiseurs dans les champ des radiosources.

Le grand nombre d’événements recensés entre 2010 et 2018 est un très bon argument pour le choix des géocroiseurs comme objets matérialisant un système de référence dynamique. L’astrométrie relative des astéroïdes par rapport aux quasars (identifiés dans le domaine du visible) fournira leurs positions directement dans l’ICRF. De plus, les valeurs  $\Delta\alpha$ ,  $\Delta\delta$  obtenues entre la position astrométrique et la valeur calculée suite à l’intégration numérique des équations du mouvement 2.2 permettront la détermination de l’orientation instantanée du système de référence dynamique par rapport à l’ICRF.

L’algorithme de comparaison entre deux repères de référence est celui employé par le Centre de Produit ICRS de *International Earth Rotation Service* [IERS, 1996]. Les différences de coordonnées entre deux repères ( $\Delta\alpha = \alpha_1 - \alpha_2$  et  $\Delta\delta = \delta_1 - \delta_2$ ) peuvent être modélisées par une rotation globale définie par les angles  $A_1$ ,  $A_2$  et  $A_3$  autour des axes du repère et une déformation

1. <http://cdsarc.u-strasbg.fr/cgi-bin/qcat?J/A+A/509/A27>

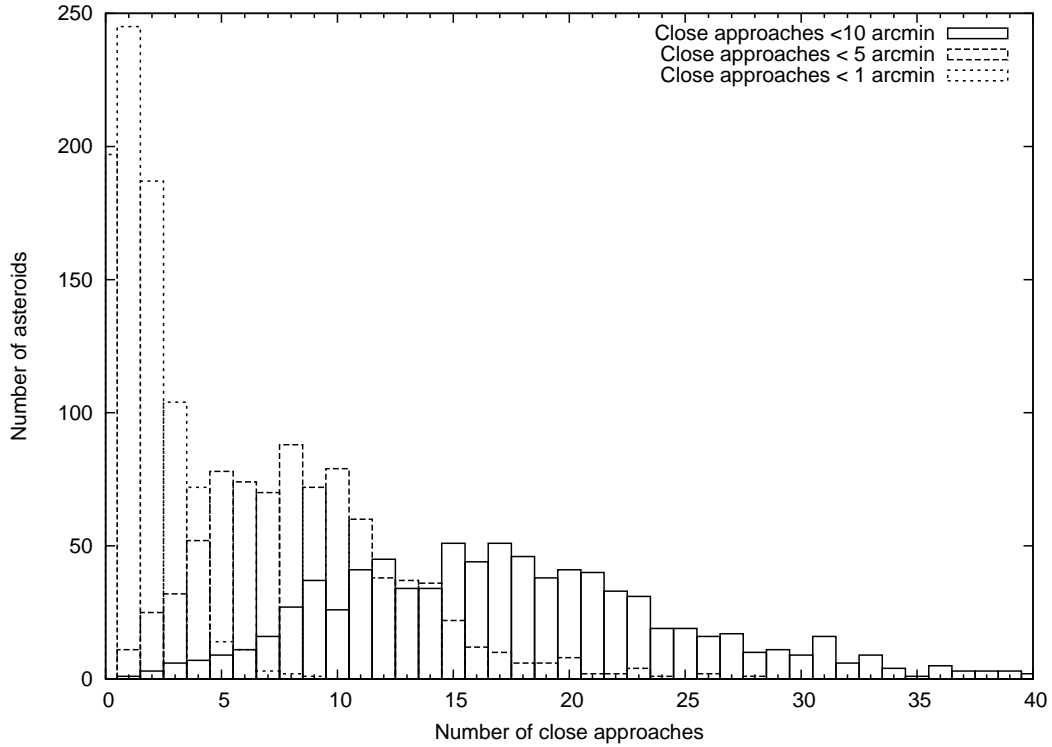


FIGURE 4.3 – Histogrammes montrant le nombre de rapprochements apparents à des distances angulaires plus petites que : 1', 5' et 10' respectivement.

décrite par trois autres paramètres : une pente en ascension droite fonction de l'ascension droite  $D_\alpha$ , une pente en déclinaison fonction de la déclinaison  $D_\delta$  et un troisième terme de biais en déclinaison représentant la différence relative entre les deux plans fondamentaux de référence  $B_\delta$

$$\begin{aligned} A_1 \tan \delta \cos \alpha + A_2 \tan \delta \sin \alpha - A_3 + D_\alpha(\delta - \delta_0) &= \alpha_1 - \alpha_2 \\ -A_1 \sin \alpha + A_2 \cos \alpha + D_\delta(\delta - \delta_0) + B_\delta &= \delta_1 - \delta_2 \end{aligned} \quad (4.1)$$

Les six paramètres décrivant la relations entre les deux repères de référence  $A_1, A_2, A_3, D_\alpha, D_\delta$  si  $B_\delta$  seront déterminés par la méthode des moindres carrés.

Pour le rattachement direct entre le système dynamique et l'ICRF une calibration astrométrique des images CCD des rapprochements apparents est nécessaire. En d'autres termes, pour un système de coordonnées  $(x, y)$ , exprimés en pixels, il est nécessaire la mise en concordance d'un système de coordonnées relatif  $(X, Y)$ , exprimé en arcseconds. Les coefficients  $a - f$  de la relation 3.1 vont décrire l'échelle et l'orientation de l'image dans le plan tangent. Notons que nous nous intéressons seulement aux positions relatives des objets de l'image (la distance astéroïde -radiosource et les différences de coordonnées  $\Delta_\alpha, \Delta_\delta$ ) et non aux coordonnées absolues. Par conséquent les observations CCD avec un nombre important d'étoiles de référence vont permettre la détermination des coefficients, avec une précision permettant une très bonne

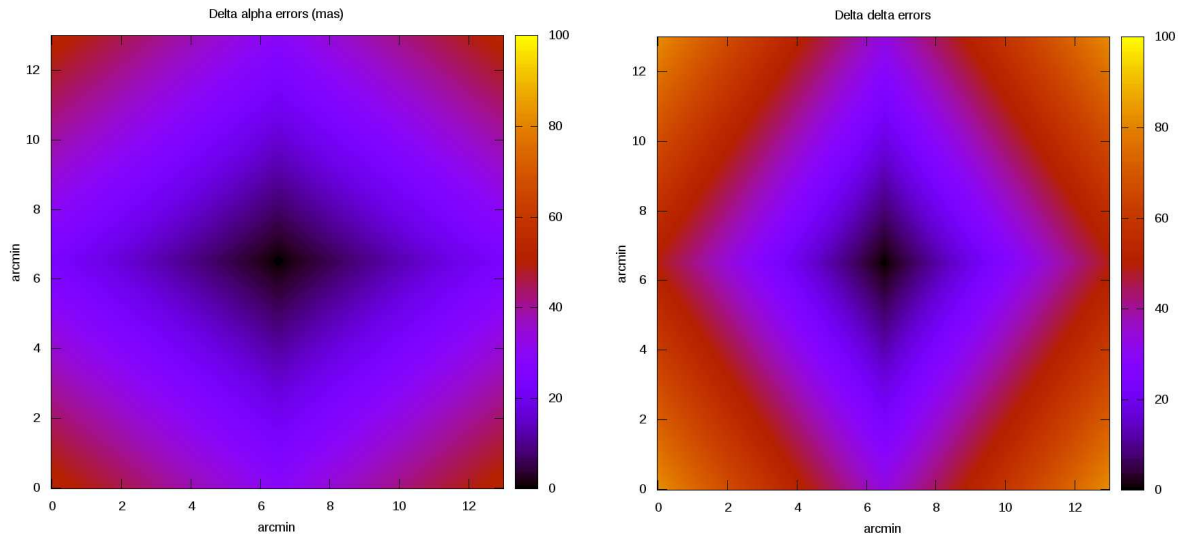


FIGURE 4.4 – Les erreurs pour  $\Delta_\alpha = \alpha_A - \alpha_Q$  (à gauche) et  $\Delta_\delta = \delta_A - \delta_Q$  (à droite) dues à la calibration astrométrique. Le quasar est situé au centre de l’image de  $12.5 \times 12.5'$ .

astrométrie relative.

J’ai testé l’importance de cette calibration astrométrique du CCD pour l’astrométrie relative dans le système de satellites d’Uranus [Birlan *et al.*, 2008]. Ainsi, les résultats obtenus avec une calibration astrométrique très précise a pu mettre en évidence la qualité du nouveau modèle dynamique LA06 [Arlot *et al.*, 2006] dans le système satellitaire d’Uranus. Il est essentiel donc de souligner l’importance d’une calibration astrométrique, car l’utilisation d’une approche approximative ne donne pas satisfaction dans le cas d’une astrométrie de haute précision.

Nous avons démontré que la majorité des radiosources ayant des positions astrométriques précises se situent dans les champs denses d’étoiles des catalogues tels que UCAC2 (Table 3.2). Nous pouvons employer une technique similaire pour les observations CCD des rapprochements apparents géocroiseurs-radiosources. Les images de la radiosource et celle du géocroiseur peuvent être réduites en utilisant les mêmes étoiles qui vont également servir à la calibration astrométrique. Cela permettra le calcul de la distance apparente entre l’astéroïde et la radiosource en même temps que l’expression de l’astrométrie  $\Delta_\alpha$ ,  $\Delta_\delta$  du géocroiseur directement dans le système ICRF.

L’utilisation de l’UCAC2 peut paraître en contradiction avec le principe énoncé initialement pour le calcul des coordonnées directement dans l’ICRF, car nous appelons à un repère intermédiaire - j’ai nommé ici le HCRF - pour la calibration astrométrique du champ de l’instrument. Cet argument reste quand même recevable s’il s’agit d’un catalogue suffisamment dense, tel que sur un champ de quelques dizaines de minutes d’arcs carrés on peut considérer un repère local rigide et non-affecté par les erreurs zonales (ou autres) du catalogue.

Nous avons appliqué cette méthode pour les observations astrométriques du quasar J08157-+2413 (ICRS J2000  $\alpha=08^h 15^m 45^s.67$ ,  $\delta=+24^\circ 13' 12''.0$ ). En utilisant le télescope de Belograd-

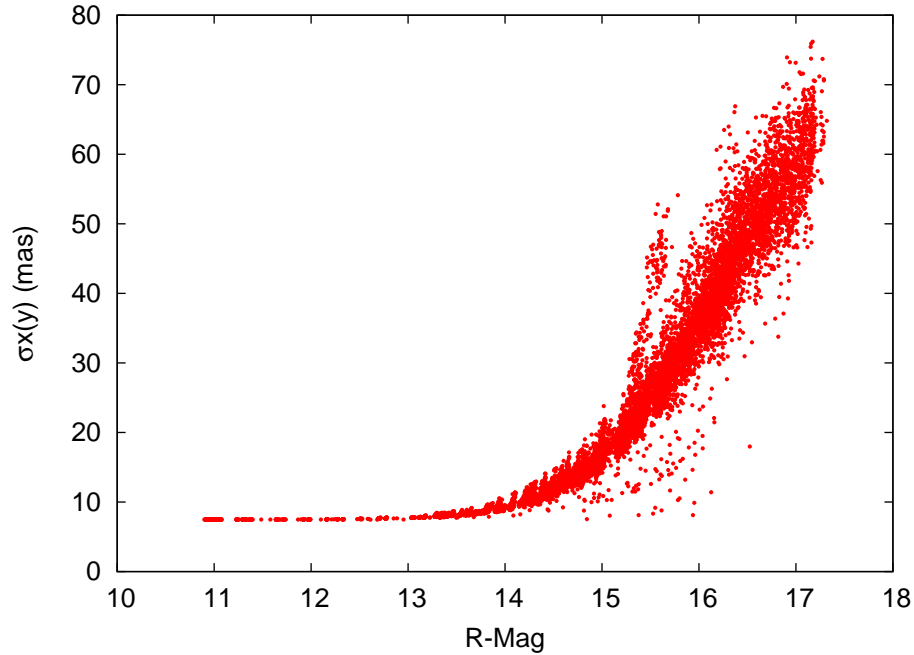


FIGURE 4.5 – La variation des erreurs de centrage des centroïdes  $(x,y)$  pour tous les objets contenus dans les 97 images de quasar J08157+2413 en fonction des leurs magnitudes.

TABLE 4.1 – Les valeurs moyennes et les déviations statistiques des coefficients  $a, b, d, e$  obtenues de 3.1 pour la calibration astrométrique des 97 images du quasar J08157+2413. La valeur moyenne et l'erreur quadratique moyenne pour l'angle de rotation de l'image par rapport à la direction N-S calculée comme  $atan(a/b)$  sont aussi représentées dans les deux dernières colonnes.

Catalogue	Nr. d'étoiles	$a$ "/px	$\sigma_a$ $\mu\text{as}/\text{px}$	$b$ "/px	$\sigma_b$ $\mu\text{as}/\text{px}$	$d$ "/px	$\sigma_d$ $\mu\text{as}/\text{px}$	$e$ "/px	$\sigma_e$ $\mu\text{as}/\text{px}$	$A$ °	$\sigma_A$ ° · 10 <sup>-4</sup>
UCAC2	35	-0.74648	46	0.01345	57	-0.01323	96	-0.74655	65	1.0328	43
USNOB	115	-0.74653	38	0.01349	65	-0.01317	92	-0.74655	63	1.0356	50
2MASS	102	-0.74657	48	0.01349	68	-0.01318	92	-0.74654	65	1.0352	52

chick (Bulgarie) de la section 3.2, nous avons obtenu 97 images CCD<sup>2</sup>. J'ai employé à ce titre une gaussienne elliptique bidimensionnelle pour extraire précisément le profil des étoiles (Figure 4.5) et j'ai effectué la comparaison avec plusieurs catalogues (UCAC2, USNO B1.0 [Monet *et al.*, 2003] et 2MASS [Skrutskie *et al.*, 2006] pour la calibration astrométrique. Les facteurs d'échelle  $a, b, d, e$  sont présentés dans la Table 4.1.

Les termes  $c, f$  décrivent seulement une translation entre les deux systèmes de coordonnées et n'interviennent pas dans l'astrométrie relative. Je constate que les trois catalogues utilisés pour la comparaison produisent des résultats quasi-identiques pour les coefficients du système 3.1. Dans un champ avec suffisamment d'étoiles de repère, tel celui que j'ai soumis à l'analyse, chacun de ces catalogues peut être choisi pour la description d'un système de référence local rigide qui permettra les mesures par la suite. J'ai préféré l'UCAC2 car il possède la

2. le CCD est de la marque Proline E2V 2k×2k et le champ est de 12'.5×12'.5

meilleure précision de mesure et donne les mouvements propres des étoiles.

Les erreurs calculées pour les coefficients  $a, b, d, e$  vont permettre l'évaluation des erreurs avec laquelle l'astéroïde peut être rapporté directement dans le système ICRF. Si on considère la radiosource placée dans le centre d'un champ similaire à celui décrit auparavant, on peut désigner (Figure 4.4) les erreurs des différences  $\Delta\alpha = \alpha_{asteroid} - \alpha_{quasar}$  et  $\Delta\delta = \delta_{asteroid} - \delta_{quasar}$ . Dans le cas des approches apparentes géocroiseurs-radiosources plus petites que  $5'$  les erreurs sont plus petites que 30 mas et permettent l'obtention des positions très précises des astéroïdes directement dans le système ICRF. Ainsi, la précision astrométrique des astéroïdes est seulement limitée par l'approche de pointage des images de l'astéroïde et de la radiosource ; elle est indépendante des erreurs du catalogue d'étoiles.

Un autre aspect important à souligner est celui lié aux conditions climatiques. Les erreurs jusqu'à 30 mas sont atteignables dans un régime astroclimatique stable, pour des objets brillants, même avec un télescope d'ouverture modeste (Figures 3.2 et 4.5). Une formule générale de détermination de l'erreur du centroïde d'un objet (sur chacun des axes) est :

$$\sigma_{x(y)} = \sigma_{PSF}/SNR \quad (4.2)$$

Où la PSF est le Point Spread Function et le SNR le rapport du signal-sur-bruit avec lequel l'objet sera détecté [Neuschaefer & Windhorst, 1995]. Ces erreurs ont une dépendance instrumentale, tenant de la distance focale, de la taille du pixel (via  $\sigma_{PSF}$ ), de l'efficacité quantique et du temps d'exposition (via  $SNR$ ) et d'une dépendance de *seeing* (à nouveau par le biais du  $\sigma_{PSF}$ ). Ainsi les grands télescopes, avec des cameras CCD plus sensibles, vont permettre d'obtenir des résultats meilleurs que ceux présentés dans ce mémoire.

Finalement, le type d'observations astrométriques présenté ici permettra l'obtention des données essentielles non seulement pour le raccordement du système de référence dynamique, matérialisée par des géocroiseurs, à celui de l'ICRF, mais également pour des études dynamiques des géocroiseurs. En fait, les positions d'astéroïdes obtenues directement dans l'ICRF ont une précision plus grande que celles fournies par les programmes astrométriques standards [Birlan *et al.*, 2010, Vaduvescu *et al.*, 2008]. L'utilisation de ces positions pour le calcul des orbites des géocroiseurs permettra une mise en évidence des effets dynamiques plus subtils de leurs mouvements, tels que l'effet Yarkovsky ou que les déviations gravitationnelles mutuelles dans le cas de rapprochements serrés avec d'autres astéroïdes, avec comme application directe la détermination de la masse de ceux-ci.

Enfin j'ai calculé tous les rapprochements apparents de 836 NEAs par rapport aux 113666 radiosources de LQAC. Les événements facilement observables sont présentés dans la Figure 4.6. Pour le futur, des missions spatiales tels GAIA vont observer un nombre important d'objets extragalactiques. Les positions optiques de certaines radiosources vont s'améliorer, en augmentant leur position dans le domaine du visible au niveau des précisions radio VLBI d'aujourd'hui. Ainsi toute approche apparente entre un astéroïde et une radiosource apportera une



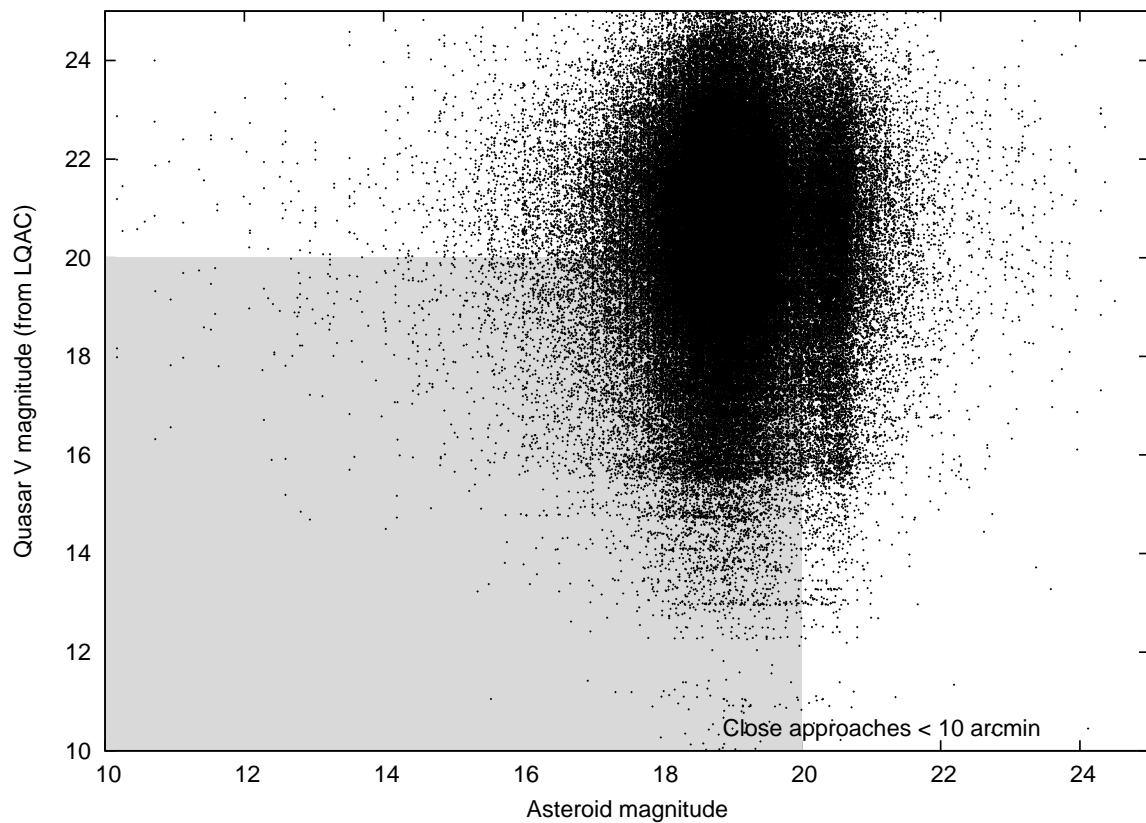


FIGURE 4.6 – La distribution des magnitudes pour les approches apparentes entre les géocroiseurs et les quasars LQAC. La région assombrie représente la totalité des événements relativement facilement accessibles aux observateurs terrestres.

valeur intrinsèque dans la mesure ou nous pouvons, dès maintenant, améliorer les positions de l'astéroïde par le passage proche d'un quasar.

Les principes et les méthodes de calcul d'observation et de réduction des données peuvent être étendus à d'autres type d'objets du système solaire, tels les familles d'astéroïdes ou les objets trans-neptuniens. La détermination de leur positions directement dans l'ICRF peut être sensiblement améliorée, ce qui permettra également une amélioration dans la prévision des futurs événements astronomiques liés aux astéroïdes tels que les occultations.



# 5

## Publications

1. *Assafin, M. ; Nedelcu, D. A. ; Badescu, O. ; Popescu, P. ; Andrei, A. H. ; Camargo, J. I. B. ; da Silva Neto, D. N. ; Vieira Martins, R.*, 2007, Optical astrometric positions of 59 northern ICRF radio sources, *Astronomy and Astrophysics*, Volume 476, Issue 2, 2007, p. 89-993
2. *Vaduvescu, O. ; Birlan, M. ; Colas, F. ; Sonka, A. ; Nedelcu, D. A.*, 2008, EURONEAR : First results, *Planetary and Space Science*, Volume 56, Issue 14, p. 1913-1918
3. *Birlan, M. ; Nedelcu, D. A. ; Lainey, V. ; Arlot, J.-E. ; Binzel, R. P. ; Bus, S. J. ; Rayner, J. ; Thuillot, W. ; Vaduvescu, O. ; Colas, F.*, 2008, Photometric and astrometric analysis of a mutual event between the Uranian satellites Miranda and Oberon, *Astronomische Nachrichten*, Vol.329, Issue 6, p. 567-572
4. *Nedelcu, D. A. ; Birlan, M. ; Souchay, J. ; Assafin, M. ; Andrei, A. H. ; Badescu, O. ; Popescu, P. ; Paraschiv, P.*, 2010, Apparent close approaches between near-Earth asteroids and quasars. Precise astrometry and frame linking, *Astronomy and Astrophysics*, Volume 509, id.A27
5. *Birlan, M. ; Vaduvescu, O. ; Tudorica, A. ; Sonka, A. ; Nedelcu, D. A. ; Galad, A. ; Colas, F. ; Pozo N., F. ; Barr D., A. ; Toma, R. ; Comsa, I. ; Rocher, P. ; Lainey, V. ; Vidican, D. ; Asher, D. ; Opriseanu, C. ; Vancea, C. ; Colque, J. P. ; Soto, C. P. ; Rekola, R. ; Unda-Sanzana, E.*, 2010, More than 160 near Earth asteroids observed in the EURONEAR network, *Astronomy and Astrophysics*, Volume 511, id.A40



## Optical astrometric positions of 59 northern ICRF radio sources

M. Assafin<sup>1</sup>, D. A. Nedelcu<sup>2,\*</sup>, O. Badescu<sup>2</sup>, P. Popescu<sup>2</sup>, A. H. Andrei<sup>3,1,5</sup>,  
 J. I. B. Camargo<sup>1</sup>, D. N. da Silva Neto<sup>1</sup>, and R. Vieira Martins<sup>3,4</sup>

<sup>1</sup> Observatório do Valongo/UFRJ, Ladeira Pedro Antonio 43, CEP 20.080-090 Rio de Janeiro – RJ, Brazil  
 e-mail: massaf@ov.ufrj.br

<sup>2</sup> Astronomical Institute of the Romanian Academy, Str. Cutitul de Argint 5, Bucharest 040557, Romania  
 e-mail: nedelcu@imcce.fr

<sup>3</sup> Observatório Nacional/MCT, R. General José Cristino 77, CEP 20921-400 Rio de Janeiro – RJ, Brazil  
 e-mail: oat1@on.br

<sup>4</sup> Observatoire de Paris/IMCCE, 77 avenue Denfert Rochereau, 75014 Paris, France  
 e-mail: rvm@on.br

<sup>5</sup> Observatoire de Paris/SYRTE, 77 avenue Denfert Rochereau, 75014 Paris, France  
 e-mail: oat1@on.br

Received 8 August 2007 / Accepted 3 September 2007

### ABSTRACT

**Context.** To investigate the link between the International Celestial Reference Frame (ICRF) and its optical Hipparcos-based representation on the northern hemisphere.

**Aims.** To present results of a pilot investigation on the astrometry of 59 northern ICRF sources.

**Methods.** We used the 0.6 m Zeiss telescope at Belogradchik Observatory, Bulgaria. The optical CCD source positions were referred to the UCAC2 catalog. Improved astrometric methods were applied including telescope shifting between exposures,  $(x, y)$  Gaussian measurements within 1 full width at half maximum, and the observation of a large number of frames per source. The huge amount of data generated was treated with a new astrometric package, PRAIA (Platform for Reduction of Astronomical Images Astrometrically).

**Results.** Average and standard deviation for the optical minus radio position offsets were +6 mas (51 mas) and +7 mas (57 mas) for RA and Dec, respectively. The errors of all  $(x, y)$  measurements from Gaussian fits displayed a typical distribution with respect to magnitude, dependent on the sky transparency. For the ICRF objects, the  $(x, y)$  errors per source ranged from 50 mas to 100 mas. The RA and Dec reduction mean errors were 46 mas.

**Conclusions.** No large scale systematic errors with respect to RA or Dec were found within the attained position precision. Comparison with three independent telescope/catalog datasets shows that the precision obtained here represents an important improvement on previous works. In comparison with the southern hemisphere, more astrometry on ICRF sources are needed in the north, and it is shown here that the continuation of this program can fill this need.

**Key words.** astrometry – reference systems – galaxies: quasars: general – telescopes

### 1. Introduction

To investigate the link between the ICRF and the Hipparcos Catalog Reference Frame (HCRF) (IAU 2002), the most straightforward approach is from the astrometry of ICRF sources in the optical domain. For this purpose, the best way to acquire astrometry of an adequate quality is to obtain high S/N images and good pixel sampling. For this, one needs good sky conditions and, ideally, large sized reflective telescopes. A high number of reference stars is also desirable. However, since large instruments are usually manufactured without having astrometry in mind, the larger the FOV (field of view), the stronger the optical distortions. Also, reference stars on the magnitude range from 13 to 15 may quickly become saturated. Thus, one should also consider the alternatives given by smaller telescopes. They are more available for long term programs, they can furnish FOVs with significantly less distortion and it is easier to observe the relatively brighter reference stars and the fainter targets within the linear range of CCD detectors. The problem is

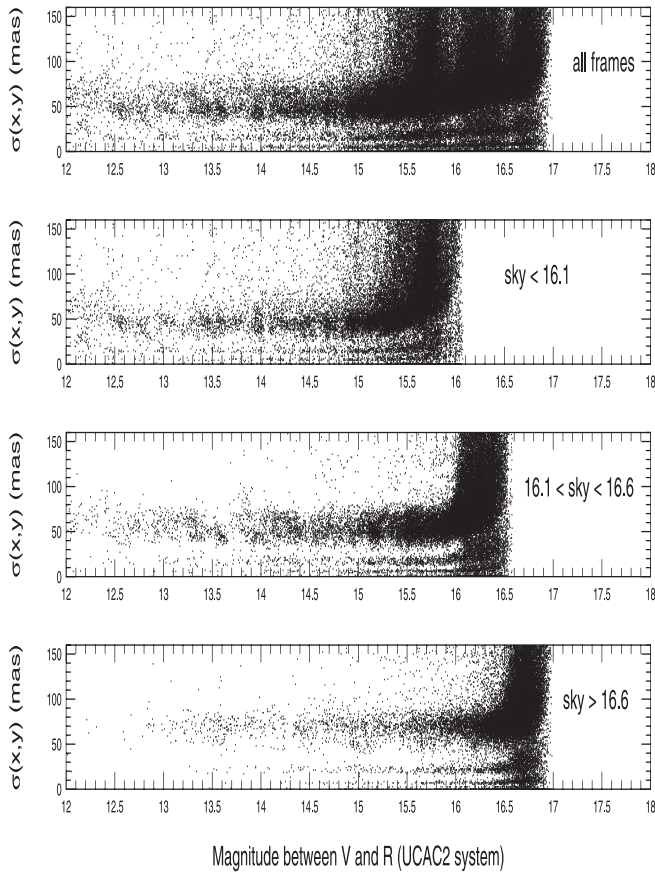
then to model the FOV with enough reference stars so as to keep the resulting positions aligned with the HCRF.

Currently, the UCAC2 (Zacharias et al. 2004) is the astrometric catalog that predominantly fulfills these requirements. It is the best representative of the HCRF available down to the 16th magnitude in terms of stellar density, position and proper motion accuracy. Thanks to the UCAC2, initial efforts toward precise optical astrometry of ICRF sources have been made possible, starting from the celestial equator (Assafin et al. 2003) and from the southern hemisphere (Assafin et al. 2005).

After the initial works in the Hipparcos era by Zacharias et al. (1999) and da Silva Neto et al. (2002) (hereafter papers ZA and SN), only a few efforts have been made to improve the situation in the northern hemisphere, as described in Fienga & Andrei (2002, paper FA), Fienga & Andrei (2004) and Zacharias & Zacharias (2005, paper ZZ). Most (if not all) of the available sets of optical positions on the north are not based on the UCAC2, thus they lack adequate HCRS representation in a homogeneous fashion with respect to the region south of the celestial equator.

In 2004 we started an observational program at the Belogradchik Observatory, Bulgaria, aiming to densify the northern hemisphere coverage with precise astrometric ICRF

\* Research visitor at IMCCE, Observatoire de Paris.



**Fig. 1.**  $(x, y)$  measurement errors with respect to magnitude, for 3 distinct ranges of sky background magnitude. The errors were computed from Gaussian image profile model fits. In the top, all magnitude ranges are displayed. The error-magnitude relation displays a typical distribution, with the increase at the faint magnitude end depending on the sky transparency, as revealed by the 3 sky background magnitude regimes present in our observations.

source positions based on the UCAC2. Here, we present pilot results for 59 sources. In Sect. 2, we give the observation and reduction procedures and report the obtained positions and error estimates. Comparisons with other relevant datasets are presented in Sect. 3. Conclusions are discussed in Sect. 4.

## 2. Observations, reductions and results

Observations were carried out between 2004–2005 at the Belogradchik Observatory, Bulgaria ( $\lambda = -22^{\circ}40'30''$ ;  $\phi = +43^{\circ}37'22''$ ;  $h = 650$  m) with a 0.6 m Zeiss telescope ( $f/12.5$ ) equipped with an Apogee 47P CCD detector of  $1024 \times 1024$  pixels of  $13 \mu\text{m}$  size, operated in  $2 \times 2$  binned mode, resulting in a FOV of  $6.16' \times 6.16'$  with 1 pixel =  $0''.72$ . Exposure time was 30 s. No filter was used. The frames for each source were taken at the same zenithal distance. Telescope shifts were applied between exposures to spread the object images over different pixels, thus minimizing bias on the  $(x, y)$  centers due to the occasional presence of hot/cold pixels.

Position reductions were made with the new astrometric package, PRAIA (Platform for Reduction of Astronomical Images Astrometrically; Assafin 2006). The first priority of the package is astrometric accuracy and precision. Although fast and

automatic, it still allows for dealing with specifics on individual cases. PRAIA automatically identifies objects on the fields, measures them with bidimensional Gaussian fits, recognizes catalog stars and performs RA and Dec reductions with any chosen model. Positions and error estimates are generated, also including magnitude and seeing estimates for all objects. A new, more complete and detailed description of the package will be published in the future. In the following, we briefly describe the most relevant information from the final data reductions made using PRAIA.

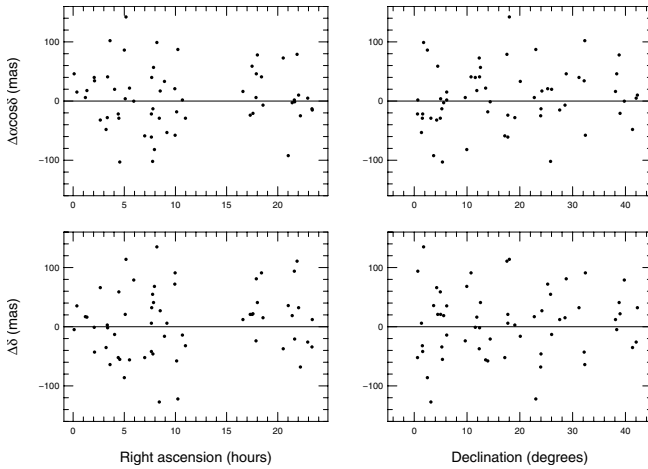
PRAIA reduced the data at a rate of approximately 470 images per hour (or about 400 MB/h) with a 3.2 GHz CPU. Each complete run with PRAIA lasted less than 3 h. RA and Dec reductions were made using the UCAC2 catalog. On average 9 stars were used, with a minimum of 4 reference stars for relatively sparse fields. A standard 6 constant full linear model was used to relate the  $(x, y)$  measured and  $(X, Y)$  standard coordinates. Reference stars were eliminated in a one-by-one basis until none displayed (O–C) position residuals greater than 120 mas (approximately  $2\sigma$  the typical catalog error). The RA and Dec reduction mean errors were 46 mas for both coordinates. The final ICRF source positions were obtained by the average of individual frame positions after eliminating outliers presenting discrepant positions larger than 150 mas (approximately  $2.5\sigma$  typical UCAC2 errors) with respect to the other optical frame positions. On average we obtained 17 individual frame positions per source. For a few cases, only 1 to 5 frames were useful, due to very bad seeing and/or underexposure, which significantly affected the precision of the  $(x, y)$  measurements.

The  $(x, y)$  centers were obtained by 2-dimensional circular symmetric Gaussian fits within 1  $FWHM$  (seeing was usually within  $2''$  to  $3''$ ). This means that the fit with the 2D symmetric Gaussian profile was performed within one Full Width Half Maximum ( $1 FWHM = \text{seeing}$ ) of the  $(x, y)$  center in an iterative process. This part of the image distribution is believed to be very well described by a Gaussian profile, free from wing distortions which otherwise would bias the center determination. There are some theoretical considerations about that as well as empirical results supporting this (see the classical works of Moffat 1969, and Stone 1989). For the ICRF sources, the  $(x, y)$  Gaussian errors ranged from 50 mas to 100 mas. Figure 1 displays the  $(x, y)$  position errors from Gaussian image profile fittings, for 3 distinct ranges of sky background magnitude. In the top of Fig. 1, all objects measured in the frames are displayed. The error-magnitude distribution displays a typical behavior, with the increase at the faint magnitude end depending on the sky transparency, as revealed by the 3 sky background magnitude regimes verified in our observations. The 3 regimes seem to be related to the annual seasons; we performed runs on February, July and October. The extra tails below the main distribution between magnitudes 14 and 16 refer to somewhat extended, non-stellar objects that display well sampled images with relatively small central brightness. They are neither reference stars nor ICRF QSOs and represent just a small fraction of the objects measured, so no significant statistical contribution can be assigned from this part of the distribution. Typically reference stars with  $(x, y)$  errors beyond 100 mas were naturally eliminated during the reduction process. Individual ICRF source positions with large Gaussian errors were also eliminated in the concatenation of individual positions from all frames. The cutoff in Fig. 1 at magnitude 17 seems somewhat shifted since at least some of the measured sources are known to have magnitudes up to 18. This might have been caused by the use of non-photometric UCAC2 magnitudes as standards.

**Table 1.** Optical astrometric positions for 59 northern ICRF sources.

Source	Optical – ICRF				Frames <sup>b</sup> per source	Mag	Epoch yrs	(RA, Dec) Reductions		
	$\Delta\alpha\cos\delta$ (mas)	$\Delta\delta$ (mas)	$\sigma_\alpha^a$ (mas)	$\sigma_\delta^a$ (mas)				M.e. $\sigma_\alpha$ (mas)	M.e. $\sigma_\delta$ (mas)	UCAC2 ref. stars
B0003+380	+46	-5	52	73	30	16.2	2004.7702	35	34	5
B0019+058	+15	+35	67	60	23	16.0	2004.7677	29	22	4
B0109+224	-6	+17	27	21	23	14.7	2004.7731	48	61	5
B0119+115	+18	+16	...	...	1	16.1	2004.7678	38	50	4
B0201+113	+40	-1	84	66	2	16.0	2004.7679	12	2	4
B0202+319	+34	-43	37	41	24	16.3	2004.7652	70	61	8
B0237+040	-32	+66	44	51	18	16.3	2004.7706	39	64	5
B0309+411	-48	-35	50	62	26	15.9	2005.1094	38	44	17
B0317+188	-28	-3	90	58	8	16.2	2004.7654	24	30	8
B0319+121	+41	-2	72	70	8	16.4	2004.7680	64	46	4
B0333+321	+102	-64	45	49	17	15.5	2005.1040	22	32	7
B0400+258	+20	-13	93	121	7	16.7	2004.7707	36	50	9
B0422+004	-22	-52	19	18	30	15.2	2005.1013	56	38	5
B0425+048	-29	+59	...	...	1	16.0	2005.1041	66	29	5
B0430+052	-103	-55	23	23	35	14.9	2005.1068	117	27	4
B0457+024	+86	-86	...	...	1	15.7	2005.1014	60	67	8
B0502+049	+4	+21	87	100	12	15.6	2005.0986	58	84	6
B0507+179	+142	+114	...	...	1	15.7	2005.1095	25	51	13
B0528+134	+22	-56	50	55	36	15.7	2005.1096	30	64	8
B0552+398	+0	+79	53	39	29	16.0	2005.7867	49	46	18
B0657+172	-59	-52	...	...	1	15.8	2005.0986	43	52	29
B0735+178	-61	+6	17	25	40	14.8	2005.0988	30	38	9
B0736+017	-22	-42	24	35	18	15.3	2005.1016	51	46	11
B0738+313	+40	+32	27	24	39	15.6	2005.1072	59	64	5
B0743+259	-102	+55	...	...	1	15.9	2005.1017	17	29	7
B0745+241	-13	-46	57	84	15	15.4	2005.1045	33	48	11
B0748+126	+57	+41	50	69	36	15.7	2005.1071	42	41	13
B0754+100	-82	+68	22	26	24	15.4	2005.1018	40	46	14
B0808+019	+99	+135	33	2	2	15.3	2005.0989	47	44	13
B0823+033	-29	-127	...	...	1	14.8	2005.1046	42	42	4
B0827+243	+17	+27	64	63	34	15.4	2005.1072	35	39	5
B0851+202	+33	-16	27	14	30	15.0	2005.0989	53	42	7
B0906+015	-53	+6	114	52	4	14.8	2005.1047	30	56	10
B0953+254	+21	+72	39	34	4	15.7	2005.1101	128	51	4
B0955+326	-58	+91	17	25	20	15.3	2005.1048	27	57	5
B1004+141	-18	-58	...	...	1	14.7	2005.0991	72	20	4
B1012+232	+87	-122	...	...	1	15.3	2005.1074	48	48	6
B1038+064	+2	-14	64	48	23	15.6	2005.1021	21	41	4
B1055+018	-29	-32	56	61	38	16.0	2005.1075	102	58	4
B1633+382	+16	+12	44	36	10	16.4	2005.5066	72	46	6
B1717+178	-24	+21	66	60	19	15.7	2005.4991	49	64	10
B1725+044	+59	+21	63	85	16	15.4	2005.4989	46	43	14
B1732+389	-21	+22	87	70	4	15.4	2005.4990	13	10	4
B1749+096	+6	-24	16	26	25	15.9	2005.5067	48	45	14
B1751+288	+46	+81	40	53	17	16.4	2005.5068	63	54	8
B1758+388	+78	+41	25	51	25	16.2	2005.5068	55	57	7
B1821+107	+41	+91	61	28	5	15.4	2004.7754	43	55	27
B1830+285	-7	+15	44	61	27	15.7	2005.4992	54	48	17
B2029+121	+73	-37	54	64	35	15.7	2004.7701	40	57	18
B2059+034	-92	+36	22	68	24	16.2	2005.5070	59	44	7
B2121+053	-3	+19	59	77	12	16.2	2004.7649	54	64	6
B2134+004	+2	+94	56	31	6	15.5	2005.7804	56	60	6
B2136+141	-1	-21	62	68	23	16.1	2004.7674	42	67	12
B2150+173	+79	+111	97	38	2	16.2	2004.7728	47	47	13
B2200+420	+10	+32	14	22	32	14.3	2004.7728	48	48	18
B2209+236	-25	-68	45	46	2	16.2	2004.7648	63	38	10
B2253+417	+5	-26	67	82	13	16.1	2004.7700	37	34	18
B2318+049	-13	-34	48	102	3	16.0	2004.7623	9	21	4
B2319+272	-15	+12	34	35	33	16.1	2004.7675	65	32	6
average	+6	+7	50	51	17	15.7	2004.7687	47	46	9
standard deviation	51	57	24	25	13	0.5	0.0033	22	15	6

<sup>a</sup> Standard deviation about the mean from individual frame positions.<sup>b</sup> Frames taken for mean position.



**Fig. 2.** Optical minus radio position offsets with respect to RA and Dec for the 59 northern ICRF sources listed in Table 1.

In Table 1 we display the results and related reduction information for each of the 59 ICRF sources. The optical positions are given relative to the VLBI ICRF coordinates. Average and standard deviation for all entries are listed at the bottom.

The optical minus radio position offsets are independent of the magnitude. Figure 2 displays these position offsets against RA and Dec. No correlations are seen.

### 3. Comparisons with other datasets

In the ICRS era, the paper ZA is the first global optical astrometric survey of ICRF sources to give positions in the HCRS. A total of 369 source positions covering all the sky were derived from long-focus, CCD observations. The small CCD FOVs were referred to secondary catalogs of stars obtained by the use of astrographic plates directly reduced with the Hipparcos catalog. A reasonable coverage of the northern sky was achieved. One problem was the epoch difference between CCD and plate observations, which sometimes reached up to 15 years. The authors tried a galactic rotation correction to take into account the unknown proper motion of the secondary catalogs. Two lists, with and without galactic rotation correction, were published.

Later on, a second global effort was made by SN, with 315 positions reduced by the use of the Digital Sky Survey (DSS). Three sets of positions were obtained based on the Hipparcos, Tycho and ACT catalog frames. The reductions were made relative to the Guide Star Catalog (GSC) star positions, previously corrected towards those same catalogs using common bright stars. Here, also a good number of northern source positions was derived.

Recently, paper FA published optical positions for 38 northern ICRF sources by the use of the USNOA2 and GSC 2.2 catalogs. Sources were observed with a CCD detector at the 1.2 m telescope at Observatoire de Haute-Provence, France. The reduction of the small FOVs was possible due to the stellar density of the catalogs. More recently, the observations were re-reduced by the use of the USNOB1 catalog and published in Fienga & Andrei (2004). The known zonal errors in the USNOA2 catalog were corrected in the FA paper using values obtained by Assafin et al. (2001). Thus, since both sets of positions are of similar value and since no individual positions were published in the later paper, we have only compared our positions with the set published in FA.

**Table 2.** Comparison with other northern optical astrometric surveys.

Survey	Optical astrometric survey		This paper		No. of common sources
	$\sigma(\Delta\alpha\cos\delta)$ (mas)	$\sigma(\Delta\delta)$ (mas)	$\sigma(\Delta\alpha\cos\delta)$ (mas)	$\sigma(\Delta\delta)$ (mas)	
ZZ	25	20	50	42	6
ZA nc	68	81	50	56	46
ZA co	69	81	50	56	46
SN HIP	194	236	54	57	41
SN TYC	177	152	54	57	41
SN ACT	154	158	54	57	41
FA A2	135	123	59	47	13
FA GSC	118	137	59	47	13

ZZ stands for Zacharias & Zacharias (2005); ZA co and nc refers to Zacharias et al. (1999) with and without galactic rotation correction, respectively; SN HIP, TYC and ACT stand for positions referred to the Hipparcos, Tycho and ACT catalogs from da Silva Neto et al. (2000); FA A2 and GSC refer to positions from Fienga & Andrei (2002) based on the USNO A2 and GSC 2.2 catalogs.

In paper ZZ, the presented northern source positions are almost directly tied to the Tycho2 frame. They are based on CCD observations taken simultaneously at larger telescopes and at the UCAC astrograph, around J2000. Their source position precisions were about 25 mas, which is consistent with the Tycho2 at J2000.

In Table 2 we list the standard deviation of the optical minus radio position offsets for each of the above surveys, using only ICRF sources common to this work. For each survey, we also present the standard deviation for our own position offsets, computed by taking only the common sources into account. The averages of the offsets of the compared sources ranged from 2 mas to 188 mas (modulus) for the other surveys and varied between 2 mas and 37 mas for our common positions. Due to the small number of sources involved, these averages are of no significance. On the other hand, the standard deviations give valuable information about the attained precision of the position sets. From Table 2, all surveys (with the exception of ZZ) show standard deviations from the ICRF much larger than ours, indicating the gain represented by the presented observation strategy and reduction method.

Finally, we note that from the position offsets listed on Table 1, our obtained standard deviation (precision) of about 55 mas for the northern part of the ICRF is in very good agreement with those obtained for the south by Assafin et al. (2005), where similar telescopes, observation and reduction procedures were used.

### 4. Conclusions

It seems that the best way to get optical astrometric positions for ICRF sources is by taking CCD observations. Although possible, the use of digitized images of Schmidt plates lack the much larger linear dynamical range of intensity counts that one can get from CCDs. Another important factor is the use of a good HCRF reference catalog with reliable proper motions for at least an intermediate range of magnitudes, such as the UCAC2 catalog – the best HCRF representative available to date for magnitudes as faint as 16.

We conclude that good quality astrometry of ICRF sources can be accomplished by the use of small to average sized telescopes. They furnish CCD FOVs sufficiently large to find enough reference stars from the UCAC2, without introducing



too much optical distortions, yet allowing for good source imaging once adequate time exposures are used and a large number of frames are taken.

In comparison with the southern hemisphere, more astrometry on ICRF sources are needed in the north. We continue our observational program on northern ICRF sources at the Belogradchik Observatory, Bulgaria. Many sources above +52 degrees declination have already been observed. In the near future, with the conclusion of the UCAC project, we will be able to reduce all northern observations up to the pole. Only then can we do a deeper analysis of the status of the link between the HCRF and ICRF over the northern hemisphere and, by extension, over the entire celestial sphere.

*Acknowledgements.* M.A. thanks FAPERJ for grant No. E-26/170.686/2004.

## References

- Assafin, M. 2006, *Bol. Soc. Astron. Bras.*, 26, 189  
Assafin, M., Andrei, A. H., Martins, R., et al. 2001, *ApJ*, 552, 380  
Assafin, M., Zacharias, N., Rafferty, T. J., et al. 2003, *AJ*, 125, 2728  
Assafin, M., Monken Gomes, P. T., da Silva Neto, D. N., et al. 2005, *AJ*, 129, 2907  
da Silva Neto, D. N., Andrei, A. H., Vieira Martins, R., & Assafin, M. 2000, *AJ*, 119, 1470  
Fienga, A., & Andrei, A. H. 2002, *A&A*, 393, 331  
Fienga, A., & Andrei, A. H. 2004, *A&A*, 420, 1163  
IAU 2002, *Proceedings of the Twenty-Fourth General Assembly, Manchester 2000*, *Trans. IAU*, XXIV-B, 33  
Moffat, A. F. J. 1969, *A&A*, 3, 455  
Stone, R. C. 1989, *AJ*, 97, 1227  
Zacharias, M. I., & Zacharias, N. 2005, *ASPC*, 338, 184  
Zacharias, N., Zacharias, M. I., Hall, D. M., et al. 1999, *AJ*, 118, 2511  
Zacharias, N., Urban, S. E., Zacharias, M. I., et al. 2004, *AJ*, 127, 3043





## EURONEAR: First results

O. Vaduvescu<sup>a,c,\*</sup>, M. Birlan<sup>a</sup>, F. Colas<sup>a</sup>, A. Sonka<sup>b</sup>, A. Nedelcu<sup>a,d</sup>

<sup>a</sup>IMCCE, Observatoire de Paris, 77 Av. Denfert-Rochereau, 75014 Paris, France

<sup>b</sup>“Admiral Vasile Urseanu” Observatory, Lascar Catargiu 21, Bucharest, Romania

<sup>c</sup>Institute of Astronomy, Universidad Catolica del Norte, Avenida Angamos 0610, Antofagasta, Chile

<sup>d</sup>The Astronomical Institute of the Romanian Academy, Cutitul de Argint 5, Bucharest, Romania

Accepted 5 February 2008

Available online 31 July 2008

### Abstract

The European Near Earth Asteroid Research (EURONEAR) is a project which envisions to build a coordinated network which will follow-up and recover potentially hazardous asteroids (PHAs) and near earth asteroids (NEAs). We aim to include in EURONEAR two automated 1 m telescopes located in Chile and Europe, in addition to other non-permanent facilities. Astrometry will be the main aim of the project in order to secure and follow-up newly discovered NEAs, also to recover PHAs at their second or following oppositions, while photometry of bright PHAs will bring information on their physical properties. In this paper, first we review briefly the existent and past NEAs programs. Next, we include the results obtained in 2006 from three observing runs at Pic du Midi using the 1 m telescope, Haute-Provence employing the 1.2 m telescope, and Bucharest using a small 23 cm telescope. These add a total of 153 positions for 16 PHAs and NEAs, which were accepted by Minor Planet Center. Recently, a 1 m telescope was allocated by ESO in La Silla to be automated and used as the Southern dedicated facility by EURONEAR.

© 2008 Published by Elsevier Ltd.

**Keywords:** Near earth asteroids (NEAs); Potentially hazardous asteroids (PHAs); Astrometry; Follow-up; Photometry; Minor planet center

### 1. Introduction

Follow-up observations of near earth asteroids (NEAs) are welcomed by the astronomical community in order to recover newly discovered bodies, to secure and improve their orbits and to predict their future close encounters with the Earth, including any possible collision threat well in advance.

NEAs are defined as asteroids with a perihelion distance  $q \lesssim 1.3$  AU (e.g., NASA, 2006a). Potentially hazardous asteroids (PHAs) are defined as NEAs having a minimum orbital intersection distance (MOID)  $\lesssim 0.05$  AU and the absolute magnitudes  $H \lesssim 22$ , which corresponds to objects larger than about 150 m, assuming an albedo of 13%.

According to ASTORB database (Bowell, 2006), there are 364,892 cataloged asteroids known today (11 January 2007). According to NEO website (NASA, 2006a), there

are 4414 NEAs and 837 PHAs known today (11 January 2007), and the number of known NEAs continues to grow by 200–500 new NEAs and 50–90 new PHAs every year (EARN, 2006). During the last decade, the numbers of known NEAs/PHAs have decreased dramatically, due to five NEAs discovery programs in progress, mostly carried out in the US: LINEAR (MIT, 2006), NEAT (NASA, 2006b), Spacewatch (LPL, 2006), LONEOS (Lowell, 1996), and Catalina (Beshore et al., 2006).

Two important priorities after a NEA discovery consist of the recovery and follow-up of the new object. Despite the fast growth in the NEA number, very few groups worldwide run dedicated astrometry programs. Some notable efforts in the past were carried out at DAO in Canada (Tatum et al., 1994), McDonald Observatory in the US (Whipple, 1995), Beijing Observatory in China (Zhu et al., 1997), AANEAS in Australia (Steel et al., 1998), CINEOS in Italy (Boattini et al., 2004a), OCA-DLR in France and Germany (ODAS, 1999), and others.

Today, among the most active NEAs follow-up groups are the Ondrejov and Klet Observatories in the Czech

\*Corresponding author.

E-mail addresses: [ovidiu.vaduvescu@gmail.com](mailto:ovidiu.vaduvescu@gmail.com) (O. Vaduvescu), [mirel.birlan@imcce.fr](mailto:mirel.birlan@imcce.fr) (M. Birlan), [francois.colas@imcce.fr](mailto:francois.colas@imcce.fr) (F. Colas).

Republic (Pravec et al., 2006; Ticha et al., 2002, 2006), the US Naval Observatory using the FASTT scanning transit telescope (Stone, 1997), Pulkovo Observatory in Russia (Pulkovo, 2006), Nordic NEON in Canary (Muinonen et al., 2006), Catalina South in Australia (Beshore et al., 2006), JSF in Japan (JSF, 2006), UKAPP in Ireland (Fitzsimmons, 2006), D. Tholen at Mauna Kea. Most of these projects involve 1 m class telescopes. Other efforts are conducted by amateur astronomers using smaller telescopes, such as Sormano Observatory in Italy (OAS, 2007), P. Birtwhistle in UK (Birtwhistle, 2007), R. Tucker in the US (Tucker, 2007), etc. A pilot test to search and follow-up NEAs beyond 22nd magnitude was performed by Boattini et al. (2004b) using two larger facilities, namely the 2.2 m MPG/ESO telescope for the search and the 3.6 m ESO NTT for the follow-up. An incoming ambitious survey lead by the US, Pan-STARRS, envisions to start full operation around 2010 (Pann-Stars, 2006). Despite all these initiatives, to date there is no European telescope dedicated to observe full-time NEAs.

## 2. EURONEAR

During the last years, two of us performed some follow-up observations of NEAs and PHAs using small telescopes located at two heavily light polluted places. Employing a 0.6 m telescope, OV<sup>3</sup> observed five PHAs at York University Observatory in Toronto, Canada (Vaduvescu, 2005). Using a 0.38 m refractor, AN observed two NEAs at the Astronomical Institute Observatory in Bucharest, Romania, also a 0.6 m telescope at Belogratic Observatory in Bulgaria.

Follow-up observations of NEAs and PHAs is necessary for a few important reasons. First, once a new NEA is discovered, immediate observations are necessary in order to recover and secure its orbit. Second, once a PHA is determined, follow-up observations are necessary in order to improve its orbit, to be able to predict future close encounters and possible collisions with Earth. Third, studies of its physical parameters such as rotation periods, color, albedo, taxonomy and size, are necessary in order to extract information about the most possible encounters.

Born in May 2006 in Paris, EURONEAR stands for the European Near Earth Asteroid Research (Vaduvescu et al., 2006; Colas et al., 2006). This project envisions to follow-up and recover NEAs and PHAs in an optimized fashion, using two 1 m dedicated class telescopes and other non-dedicated facilities located in Europe and elsewhere.

## 3. First results

The first three points in the EURONEAR constellation network were marked recently by four observing runs which took place in 2006 at Pic du Midi, Haute de

Province, and Bucharest. We will present these results in this section. Table 1 presents the observing log.

### 3.1. Pic du Midi Observatory

In conjunction with the associate position at IMCCE of OV, the first EURONEAR run took place between 15 and 29 May at Pic du Midi Observatory, France (MPC code 586). Two of us, FC and OV, attended this mission. We used the T1 m telescope with  $D = 1.05$  m,  $F = 5.8$  m,  $F/D = 5.5$ , endowed with a CCD Thompson THX 7863  $384 \times 288$  pixels,  $0.82$  arcsec  $\text{pix}^{-1}$   $23 \times 23$   $\mu\text{m}$  arcsec<sup>-1</sup> with a field of view (FOV) =  $5.2$  arcmin  $\times$   $3.9$  arcmin.

We observed in bad weather conditions, adding in total only about three clear nights out of the nine allocated to this mission. We observed in total 13 NEAs and PHAs listed in Table 1. According to column (4), most targets were newly discoveries, being observed at their first opposition. Data were reduced by the whole team within a few days after acquisition, then reported to MPC. In total, 120 positions were accepted by MPC, being further included in NEODYs database (Milani et al., 2006).

Fig. 1 plots the O–C residuals (observed minus calculated positions), based on the NEODYs data. Most residuals are less than 0.5 in. in absolute value. Larger relative spreadings can be observed in a few cases, from which for example the third and ninth OBS ID sets can be easily spotted. For most cases, the spreadings can be explained by the low S/N. This is due to the faint brightness of most targets, which required longer exposure times (limiting magnitude being about  $V = 20$  for a 1 m telescope), combined with the high proper motion (most targets are at opposition) which prevented longer exposures. To avoid trails, we guided the telescope using half the asteroids' proper motion.

Nowadays, reference in astrometry is given by various stellar catalogs in ICRS J2000 reference system, whose densities and errors are listed for example in Vaduvescu (2005). From these catalogs, PPM and Tycho-2 ensure very accurate positions and proper motions, but have very few stars in an average field, less than one star in a classic  $5$  arcmin  $\times$   $5$  arcmin FOV. GSC v. 1 and 2, 2MASS, UCAC-2, USNO-A2, and USNO-B1 go much deeper, including an average of 3–180 stars in a  $5$  arcmin  $\times$   $5$  arcmin FOV, although they suffer less accurate astrometry and most lack proper motions.

The CCD field of the T1 m is relatively small (about  $5$  arcmin  $\times$   $3$  arcmin), thus fields needed to be carefully planned in order to include a few reference stars. Astrometry was reduced by MB, FC, AS, and AN using Astrometrica software (Raab, 2006) in USNO-A2 and USNO-B1 references. Fig. 2 plots the histogram showing measurement errors for all observations at Pic du Midi site. In both right ascension and declination, the average position error is about 0.15 arcsec. This is due to the relatively faint brightness of the asteroids combined with their high proper motion, resulting in small trails.

<sup>3</sup>OV: O. Vaduvescu; MB: M. Birlan; FC: F. Colas; AS: A. Sonka; AN: A. Nedelcu.

Table 1

(1) Asteroid number; (2) type (according to MPC at observation date): des = desirable, A = Arecibo radar target; (3) observation night (2006); (4) period since discovery; (5) apparent magnitude (according to MPC); (6) proper motion (in arcsec min); (7) exposure time (in seconds); (8) number of positions accepted by MPC; (9) catalog used for astrometric reduction; (10) number of used reference stars

Asteroid (1)	Class (2)	Night (3)	Obs-dis (4)	V (5)	$\mu$ (6)	Exp (7)	Pos (8)	Cat (9)	Stars (10)
2006 HV57	NEA des	16/17 May	18 days	19.2	0.5	300	10	USNO-A2	4–5
2006 JU	NEA des	16/17 May	13 days	19.6	1.0	300	10	USNO-B1	18–27
2006 JU41	NEA des	16/17 May	9 days	19.8	0.7	300	5	USNO-B1	7–14
2006 HV57	NEA des	18/19 May	20 days	19.2	0.5	300	8	USNO-A2	4–5
2004 VD17	VI urg	18/19 May	2 years	19.7	1.3	180	10	USNO-B1	5–7
2006 JF42	PHA des	18/19 May	7 days	17.8	2.2	120	10	USNO-B1	5–8
2001 GN2	PHA des	18/19 May	5 years	19.2	2.7	120	10	USNO-B1	4–7
2006 GW2	NEA des	18/19 May	40 days	19.2	0.1	300	10	USNO-B1	8–15
2006 HQ30	PHA des	21/22 May	30 days	19.0	1.1	240	9	USNO-B1	5
1997 XR2	PHA des	22/23 May	9 years	19.4	2.1	300	1	USNO-A2	5
2006 KB1	NEA des	22/23 May	2 days	18.5	4.2	120	3	USNO-A2	16–28
2006 KD1	NEA des	22/23 May	3 days	18.3	2.3	150	14	USNO-B1	45–57
2006 KC	NEA des	23/24 May	5 days	18.8	4.2	120	16	USNO-B1	7–10
2004 LB6	NEA desA	23/24 May	2 years	19.5	0.4	300	4	USNO-B1	24–291
(68950)	PHA	27/28 May	4 years	14.6	5.4	60	16	UCAC2	42–88
(68950)	PHA	29/30 May	4 years	14.7	4.7	60	11	UCAC2	37–60
(1980)	NEA	7/8 November	56 years	13.6	3.1	15	3	USNO-SA2	5–6
(5143)	NEA	13/14 November	15 years	14.5	2.4	15	3	USNO-SA2	5–6

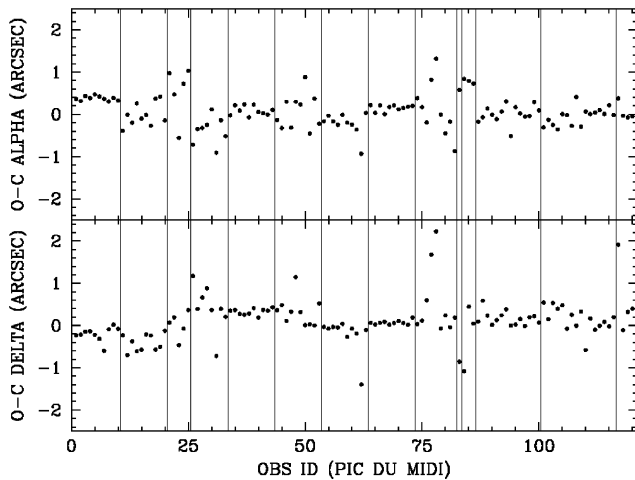


Fig. 1. Observed minus calculated (O–C) residuals for Pic du Midi site. Vertical separators correspond to the 13 observed NEAs.

### 3.2. Haute de Province Observatory

In conjunction with another research on asteroids of MB and AN, some time was allocated to EURONEAR to follow up one NEA in two nights at Haute de Province Observatory, France (MPC code 511). This mission was attended by AN. We used the 1.2 m telescope,  $F = 7.2$  m,  $F/D = 6.6$  endowed with a CCD  $1024 \times 1024$  pixels with  $35 \times 35 \mu\text{m arcsec}^{-1}$ ,  $0.69 \text{ arcsec pix}^{-1}$  with  $\text{FOV} = 11.7 \text{ arcmin} \times 11.7 \text{ arcmin}$ .

AN used IRAF (NOAO, 2006) in combination with NOVAS routines from USNO (Kaplan et al., 1989) for

image reductions and data processing. In the first step, we used DAOFIND from DAOPHOT to extract objects from CCD frames. The positions of the UCAC-2 reference stars were obtained via a small script which queries VIZIER Service (Ochsenbein et al., 2000). They were cross-correlated with the output of DAOFIND using CCXY-MATCH. Finally, we used CCMAP to compute plate solution. Twenty seven positions were accepted by MPC and included in NEODYs. The asteroid is included in the second part of Table 1.

Fig. 3 plots the observed minus calculated positions based on NEODYs data. Fig. 4 plots a histogram showing measurement errors for all observations at Haute de Province site. In both right ascension and declination, the average position error is about  $0.07 \text{ arcsec}$ . This is lower than at Pic du Midi, because the asteroid observed at Haute de Province was about 4 magnitude brighter and the exposure time was shorter, resulting in a much better S/N.

### 3.3. Bucharest Urseanu Observatory

NEAs can be observed not only with 1 m class telescopes, but also at oppositions using small telescopes, even from sites located in light polluted large cities (Vaduvescu, 2005). These occurrences are relatively rare (once every month or so), so they have to be planned in advance. “Admiral Vasile Urseanu” Observatory is a small observatory oriented towards public outreach, being located in central Bucharest, Romania (MPC code A92). AS observed two NEAs here, six positions being accepted by MPC and included in NEODYs. We used a small telescope, Celestron  $D = 0.23$  m,  $F/6.3$  equipped with a home-made camera (Corlan, private communication)

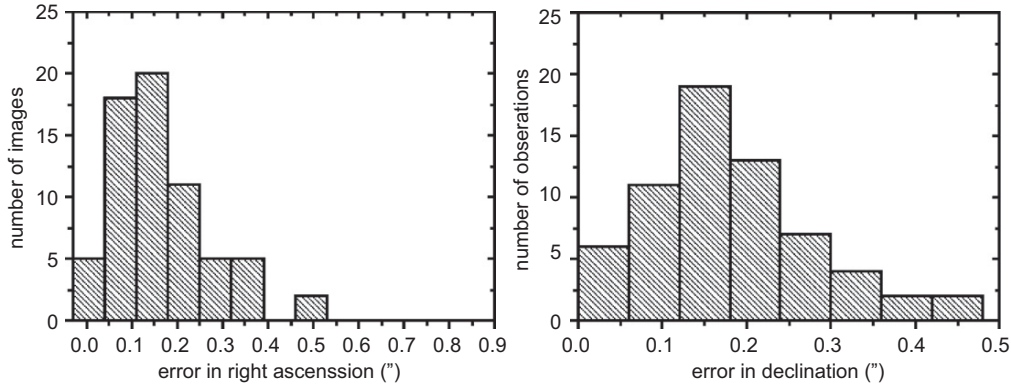


Fig. 2. Histogram including measurement errors for all Pic du Midi observations.

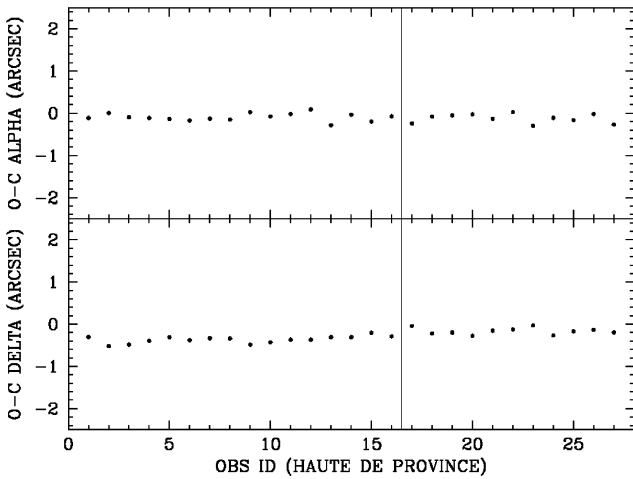


Fig. 3. Observed minus calculated (O–C) residuals for Haute du Province site. Vertical separators correspond to two nights.

endowed with a TC237 chip with  $640 \times 500$  pixels  $2.03 \text{ arcsec pix}^{-1}$ ,  $7.4 \times 7.4 \mu\text{m}$  with  $\text{FOV} = 21.6 \text{ arcmin} \times 16.9 \text{ arcmin}$ .

The asteroids are included in the last part of Table 1. Fig. 5 plots the observed minus calculated positions based on NEODyS data. Positions were measured by AS using Astroart (MSB, 2006). Typical measurement errors are  $0.3 \text{ arcsec}$ .

#### 4. Next plans

To enlarge the palette of contributions, EURONEAR was envisioned as a network in two directions. First, we aim to establish two dedicated facilities, namely two 1 m telescopes in Chile and Europe to cover both hemispheres. Following an observing run in Chile, and a visit of OV to ESO in Santiago, an EURONEAR Committee of Initiative has been established, including the present authors and Dr. Rami Rekola of Tuorla Observatory, Finland.

Recently, the ESO 1 m telescope has been allocated at ESO La Silla, to be automated to work for EURONEAR (ESO, 2006). A second automated facility is hoped to be installed in Canary or Pic du Midi in the future.

Second, individuals in Europe and elsewhere are expected to subscribe to EURONEAR using available time at their home based non-dedicated facilities in Europe and elsewhere. In this direction, among other sources, EURONEAR aims to gather funding from a dedicated Consortium comprised European institutions (observatories, universities, colleges, schools, planetaria), as well as from individual astronomers (professionals and amateurs) which will gain membership in EURONEAR. In exchange for their support, members will have full access to the EURONEAR facilities and data, based on which they will conduct real science in a coordinated fashion, performing (remote) observations, reducing the data, publishing papers, advising Diplomas, Master or Ph.D. thesis, and conduct public outreach.

Given a place and time, MPC online servers list ephemerides of NEAs/PHAs based on daily updated orbital information of the entire known asteroid population (MPC, 2006). Nevertheless, MPC lists are very long and need to be selected by human analysis in order to optimize the observing runs, by planning the best targets possible to observe with a given facility. This can be achieved based on a few observational constraints, such as the apparent magnitude, proper motion, CCD pixel size, the available field of star catalog densities, MPC asteroid class, ephemeridae uncertainty, altitude, Milky Way or Moon presence, instrumental constraints, etc. This is a time consuming task which should be automated. In a few months we plan to write a software to check all constraints, which will be used in any EURONEAR runs in the future.

#### Acknowledgements

OV would like to thank ACRU (Astrophysics and Cosmology Research Unit) at University of KwaZulu-Natal in South Africa for funding his trip to France, also to

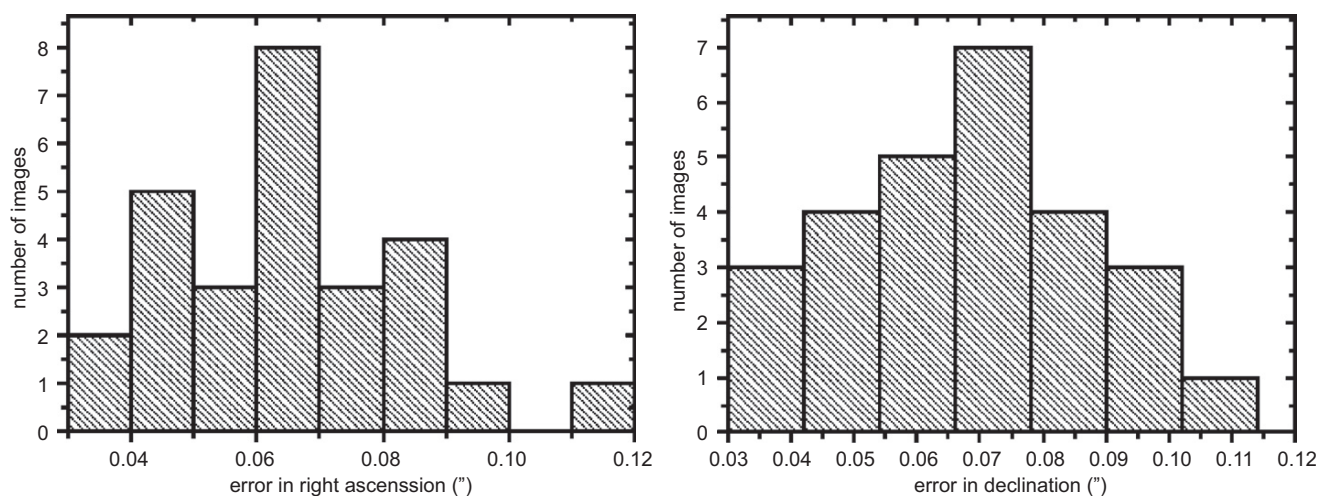


Fig. 4. Histogram including measurement errors for Haute de Province observations.

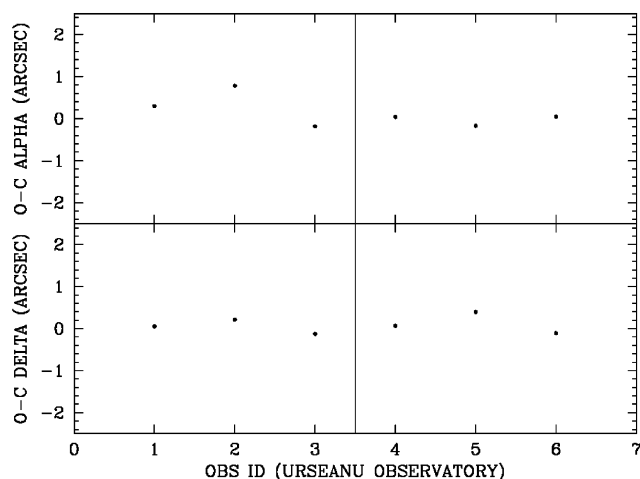


Fig. 5. Observed minus calculated (O–C) residuals for Bucharest site. The vertical separator corresponds to the two NEAs observed.

IMCCE and Paris Observatory for continuous support in his associate position. Special thanks are due to the European Southern Observatory for allocation of the 1 m telescope in La Silla, Chile to be used by EURONEAR. For some of our data reductions, we used IRAF, distributed by the National Optical Observatories, which are operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.

## References

- Beshore, E., et al., 2006. CSS—Catalina sky survey. Available from: (<http://www.lpl.arizona.edu/css/>).
- Boattini, A., et al., 2004a. The Campo Imperatore near earth object survey. AAS DPS Meet. 36, 1142.
- Boattini, A., et al., 2004b. Astron. Astrophys. 418, 743.
- Bowell, T., 2006. The asteroid orbital elements database (ASTORB). Available from: (<ftp://ftp.lowell.edu/pub/elgb/astorb.html>).
- Colas, F., et al., 2006a. EURONEAR—First results at Pic du Midi. AAS DPS Meet. 38, 58.05.
- European Asteroid Research Node, EARN, 2006. The near-earth asteroids database. Available from: (<http://earn.dlr.de/nea/>).
- European Southern Observatory, 2006. Private communication.
- Fitzsimmons, A., et al., 2006. UKAPP, astrometry and photometry programme for near-earth objects. Available from: (<http://star.pst.qub.ac.uk/~ukapp/>).
- Goodricke-Pigott Observatory. Available from: (<http://gpobs.home.mindspring.com/gpobs.htm>).
- Great Shefford Observatory, 2007. Available from: (<http://www.birtwhistle.org>).
- JSF (Japan Space Forum), 2006. Observation facilities for space debris and near earth objects. Available from: ([http://www.spaceguard.or.jp/bsgc\\_jsf/pamphlet/](http://www.spaceguard.or.jp/bsgc_jsf/pamphlet/)).
- Kaplan, et al., 1989. Astron. J. 97, 1197.
- Lowell Observatory, 1996. LONEOS—the Lowell observatory near-earth-object search. Available from: (<http://asteroid.lowell.edu/asteroid/loneos/loneos.html>).
- LPL (Lunar and Planetary Laboratory), University of Arizona, 2006. The spacewatch project. Available from: (<http://spacewatch.lpl.arizona.edu/>).
- Milani, A., et al., 2006. NEODyS, near earth objects dynamic site. Available from: (<http://newton.dm.unipi.it>).
- MIT, 2006. The LINEAR Project, Lincoln Laboratory, Massachusetts Institute of Technology. Available from: (<http://www.ll.mit.edu/LINEAR/>).
- MPC (Minor Planet Center), IAU, 2006. Available from: (<http://cfa-www.harvard.edu/iau/mpc.html>).
- MSB Software, 2006. Astroart. Available from: (<http://www.msb-astroart.com>).
- Muironen, K., Virtanen, J., Torppa, J., 2006. Physical and dynamical characterization of near-earth objects. Available from: ([http://www.astro.helsinki.fi/~psr/NEO/not\\_obs.html](http://www.astro.helsinki.fi/~psr/NEO/not_obs.html)).
- NASA/JPL, 2006a. Near-earth object program. Available from: (<http://neo.jpl.nasa.gov/neo>).
- NASA/JPL, 2006b. Near-earth asteroid tracking (NEAT). Available from: (<http://neat.jpl.nasa.gov/>).
- NOAO, 2006. IRAF image reduction and analysis facility. Available from: (<http://iraf.noao.edu>).
- OAS (Osservatorio Astronomico Sormano), 2007. Available from: (<http://www.brera.mi.astro.it/sormano/>).
- Ochsenbein, F., Bauer, P., Marcout, J., 2000. Astron. Astrophys. 143, 221.
- ODAS, 1999. OCA-DLR Asteroid survey. Available from: (<http://earn.dlr.de/odas/>).

- Pan-STARRS, 2006. Available from: (<http://pan-starrs.ifa.hawaii.edu/public/>).
- Pravec, P., et al., 2006. Ondrejov asteroid photometry project. Available from: (<http://www.asu.cas.cz/~ppravec/>).
- Pulkovo NEO Page, 2006. Available from: (<http://www.neopage.nm.ru/>).
- Raab, H., 2006. Astrometrica software. Available from: (<http://www.astrometrica.at>).
- Steel, D.I., et al., 1998. AANEAS: a valedictory report. Available from: (<http://www1.tpgi.com.au/users/tps-seti/spacegd4.html>).
- Stone, R.C., 1997. *Astron. J.* 113, 2317.
- Tatum, J.B., Balam, D.D., Aikman, G.C.L., 1994. *Planet. Space Sci.* 42 (8), 611.
- Ticha, J., Tichy, M., Kocer, M., 2002. *Icarus* 159, 351.
- Ticha, J., Tichy, M., Kocer, M., 2006. Follow-up astrometry of NEOs and other unusual objects, Klet Observatory, Czech Republic. Available from: (<http://www.klet.org/foll.html>).
- Vaduvescu, O., 2005. Observing near earth asteroids on a small telescope. *Rom. Astron. J.* 14, 199, *Rom. Astron. J.* 15, 171. Available from: ([/astro-ph/0504231](http://astro-ph/0504231)).
- Vaduvescu, O., et al., 2006. EURONEAR—A European near earth asteroid research project. In: *IAU Symposium, Near Earth Objects, Our Celestial Neighbours: Opportunity and Risk*, vol. 236, S236, p. 100.
- Whipple, A.L., 1995. McDonald observatory solar system object astrometry from wide field CCD imaging. In: *187th AAS Meeting*, 42.02; *Bul. AAS* 27, p. 1336.
- Zhu, J., et al., 2000. NEO observation in Beijing astronomical observatory. In: *Interactions Between Planets and Small Bodies*, 23rd meeting of the IAU, Joint Discussion, vol. 6, Kyoto, Japan, 22–23 August 1997.



## Photometric and astrometric analysis of a mutual event between the Uranian satellites Miranda and Oberon

M. Birlan<sup>1,2,\*</sup>, D.A. Nedelcu<sup>2,1</sup>, V. Lainey<sup>1</sup>, J.-E. Arlot<sup>1</sup>, R.P. Binzel<sup>3,1</sup>, S.J. Bus<sup>4</sup>, J. Rayner<sup>4</sup>, W. Thuillot<sup>1</sup>, O. Vaduvescu<sup>5,1</sup>, and F. Colas<sup>1</sup>

<sup>1</sup> IMCCE, Observatoire de Paris, CNRS UMR8028, 77 avenue Denfert-Rochereau, 75014 Paris Cedex, France

<sup>2</sup> Astronomical Institute of the Romanian Academy, Cutitul de Argint - 5, 040557 Bucharest, Romania

<sup>3</sup> Massachusetts Institute of Technology, 77 Massachusetts Ave, Cambridge, MA, USA

<sup>4</sup> Institute for Astronomy, 640 North A'Ohouku Place, Hilo, HI 96720, USA

<sup>5</sup> Instituto de Astronomía, Universidad Católica del Norte, Avenida Angamos 0610, Antofagasta, Chile

Received 2008 Jan 13, accepted 2008 Apr 29

Published online 2008 Jun 25

**Key words** astrometry – occultations – planets and satellites: individual (Miranda, Oberon, Uranus) – techniques: photometric

Observations of the predicted occultation between the satellites Miranda and Oberon were performed on 2007 July 30. Data analysis reveals that the predicted magnitude drop for this phenomenon was overestimated and we establish an upper limit of 0<sup>m</sup>.05 for the phenomenon, perhaps due to a non-lambertian limb scattering. The new astrometry obtained from this run is in good agreement with the LA06 numerical model and these new data will improve the dynamical models of the Uranus system. The paper concludes with an uncertainty analysis on the parameters for the event, determined by the uncertainty of the magnitude drop of about 0.04 mag, and the difficulty to observe mutual phenomena between satellites in the Uranian system.

© 2008 WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA, Weinheim

### 1 The Uranian system of satellites and the Uranus equinox

The equinox of the planet Uranus (defined when the sun crosses the planet's equator) is a once per 42 year event. The obliquity angle of Uranus is of 97°77', and its retrograde rotation of 17.24 hours is more akin to a *rolling of the planet on its orbital plane*. Its sidereal period is estimated to be 84.01 years.

For Earth-bound astronomers the equinox provides a rare but critical opportunity for an edge-on view of the orbital planes of the principal satellites. For about 10 months around this nodal crossing, the satellites occult or eclipse one another when two of them are aligned with the Earth and the Sun, respectively. Modern astronomical instrumentation provides the first opportunity to make observations of these Uranian satellite mutual events.

As there is no mission currently scheduled to return to Uranus, the observations of the mutual events provide a prime opportunity for continuing our study of the dynamics of the satellite system. Here we describe observational results from our Uranian satellite mutual event measurements obtained in July 2007, at the beginning of the current mutual event season. These results provide important informations for the additional mutual events to follow.

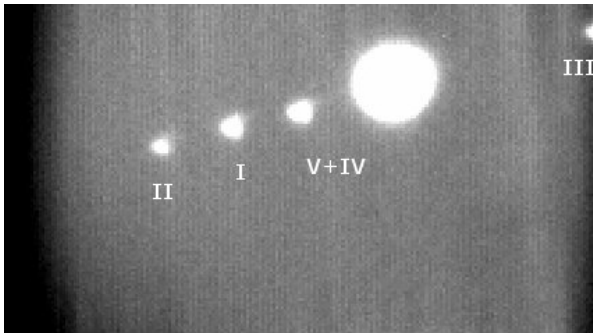
First analysis of a Uranian mutual event, involving Umbriel and Oberon satellites, is already described by Hidas

et al. (2008). The authors found a close agreement with the LA06 predictions (Arlot et al. 2006) and computed an impact parameter of  $500 \pm 80$  km, slightly lower than the predicted one.

The study of mutual events of giant planet systems was initiated in the seventies (Arlot 1973; Arlot et al. 1974; Aksnes 1974). Several international campaigns were previously organized by the Institut de Mécanique Céleste et de Calcul des Éphémérides (Arlot et al. 1992; Arlot et al. 1997; Thuillot et al. 2001). Observing mutual phenomena and the magnitude drop during occultations and eclipses yields high-precision astrometry. In the case of the Jupiter system, Vasundhara (1991) claimed that the observations of mutual phenomena increased the astrometric precision by at least two orders of magnitude compared to photographic or eclipse (behind the planet) observations. However, this theoretical estimate seems to be optimistic; the differences between residuals issued from new astrometric observations and those obtained from mutual events show a factor of two or three improvement in precision (Figs. 3–4 in Lainey et al. 2004).

Predictions of mutual events in the Uranian system were published by Christou (2005) and Arlot et al. (2006). In their listings of best eclipses and occultations, the parameters are slightly different and dependent on the modeling of the phenomena. Besides the possible inaccuracy in the Uranian moon ephemerides, these differences could be linked

\* Corresponding author: Mirel.Birlan@imcce.fr



**Fig. 1** Image obtained with the CSHELL camera in the  $K$  band. The exposure time was 5 s. The image shows the satellites Umbriel (UII), Ariel (UI), as well as Miranda (UIV) and Oberon (UIV) as separate point sources. Both Umbriel and Ariel were used for the astrometry and the photometry of the occultation (©IRTF and IMCCE).

both to the model of the event and to the physical properties of the moons.

Through new observations we seek to improve the accuracy in the construction of theories of motion, and the ephemerides of natural satellites. In the case of the Uranian system of satellites, the observations of the mutual phenomena are particularly useful, because the high obliquity angle of the planet introduces otherwise high uncertainty in their orbital inclination.

Here we present the observation of the mutual event in the Uranian system between the satellites Miranda (UIV) and Oberon (UIV). The photometry and the astrometry are discussed.

## 2 The observation of the 2007 July 30 Miranda-Oberon occultation

From the Earth, the Uranian system appears very compact (approximately  $30''$  for the first five satellites), since the planet system orbits at about 19 A.U. from the Sun, and the satellites are orbiting nearly in the equatorial plane of the planet. In order to avoid saturation of satellites into the diffuse light of Uranus, the observations must be done in specific wavelength bands (such as  $K$  or  $K'$  band) where the planet is dimmed by the strong absorption of methane. The influence of diffuse light of the rings is already minimal, as well as their being edge-on during the Uranian equinox. Thus, for long eclipses and occultations (15–60 min) the observations can be sampled using long exposure images (20–180 s), while for the quick events (1–15 min) the time sampling must be more rapid (5–10 s).

We observed the occultation between Miranda and Oberon on 2007 July 30, following the prediction of Arlot et al. (2006) using the LA06 dynamical model. This event was predicted to have a duration of 864 s and a magnitude drop of  $0^m.07$  in the  $V$  band. We emphasize that this event is

mentioned in the on-line table<sup>1</sup> of events predicted by Christou (2005), and is also found using the GUST86 ephemeris (with a magnitude drop lower than that of LA06). Predicted parameters of the occultation following several authors and ephemerides model are presented in Table 1.

The magnitude drop of the event should be spectral band dependent ( $K$  band in our case). This is related to the predicted  $V$  magnitude drop if the color in the  $K$  band is determined. The synthesis presented by Fry et al. (2007) shows a good agreement in reflectivity for the available data of Miranda and Oberon in the  $K$  band (e.g. Kesten et al. (1998) for Miranda, and Cruikshank (1980) for Oberon). However, we can note values of the  $K$  reflectivity slightly different (around  $0^m.016$ , sensible lower than the  $V$  magnitude drop) for Miranda in the article of Baines et al. (1998). For our study we consider the  $V$  band magnitude drop estimation also reasonable for the  $K$  band.

The observations were performed using the CSHELL spectrograph camera (Greene et al. 1993) in imaging mode (<http://irtfweb.ifa.hawaii.edu/~cshell/>), and the NASA 3 metre aperture telescope IRTF, located at 4200 m altitude at Mauna Kea, Hawaii. Image acquisition and guiding were done remotely (Bus et al. 2002) from France using CODAM facilities (Birlan, Barucci & Thuillot 2004; Birlan et al. 2004). The observations were performed in the  $K$  band, centered at  $2.19 \mu\text{m}$ . The run was performed during a window lasting 30 min, which covered more than two times the estimated duration of the occultation. The exposure time for each image was 5 s, and 251 images similar to that presented in Fig. 1 were obtained. The calibration images (dark and flat-field) were also performed at the beginning and at the end of the run. The weather conditions were poor; the seeing conditions ranged from  $1.1''$  to  $1.4''$ .

## 3 Data reduction and results

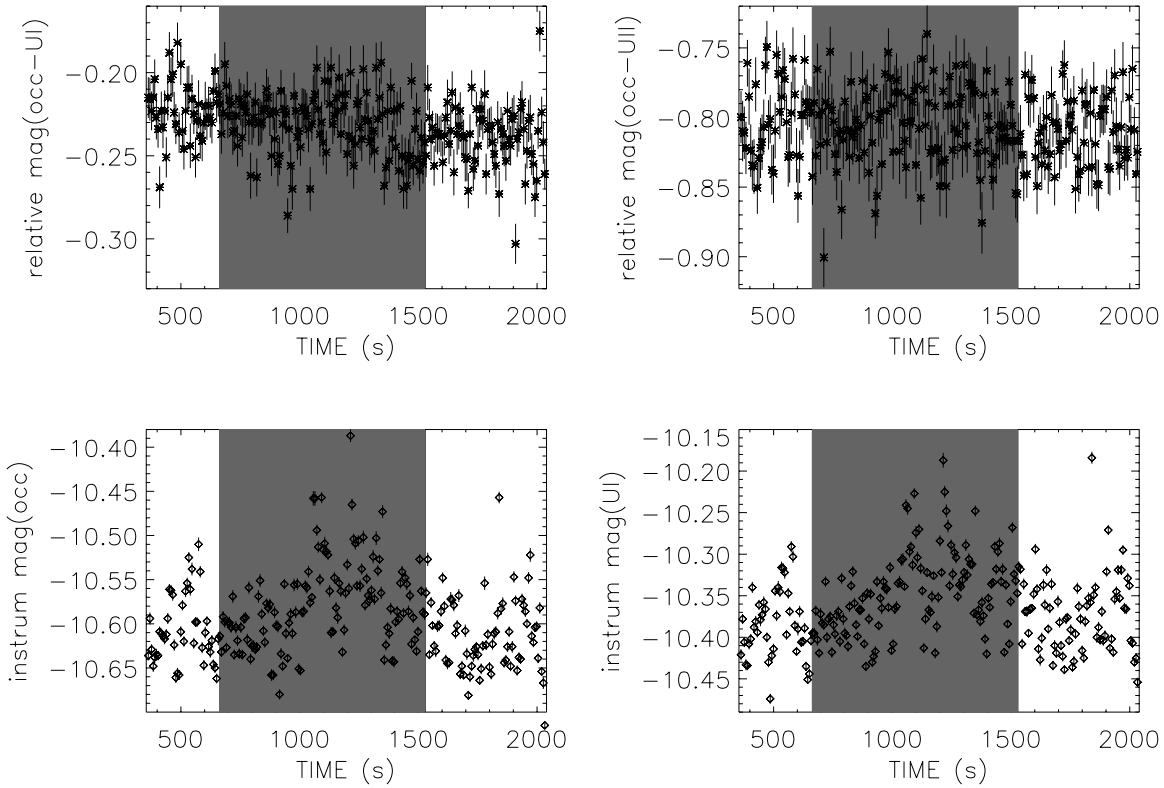
Both photometry and astrometry measurements were performed during this event. The images were subtracted by a median dark-field, and were flat-fielded by a median, normalized flat-field.

### 3.1 Photometry

Figure 1 shows a single frame containing both Oberon (UIV) and Miranda (UIV). The images were reduced photometrically using several procedures, namely IRAF/DAOPHOT automatic procedure, and MIDAS (MAGNITUDE/CIRCLE, CENTER/GAUSS and CENTER/IQE). The results of relative photometry were quite similar for all data reduction procedures. The relevant results of photometry are presented in Fig. 2. The measurements are presented with error-bars, and the period of the occultation is highlighted in grey background.

The photometry results presented in Fig. 2 do not confirm the predicted magnitude drop of  $0^m.07$ . However these

<sup>1</sup> <http://www.arm.ac.uk/~aac/uranus/>



**Fig. 2** The photometry (with error bars) of the occultation Miranda-Oberon relative to UI-Ariel (*upper left*), and UII-Umbriel (*upper right*). The time is given in seconds, with the UT origin at  $10^{\text{h}} 50^{\text{m}}$ . The background in gray represents the predicted time of the event. Instrumental magnitudes (with error bars) are presented for the system Miranda-Oberon (*lower left*) and Ariel (*lower right*) respectively.

**Table 1** Predicted parameters of the occultation between Miranda and Oberon on 2007 July 30. Reference, ephemeris, moments (in UT) and duration (in seconds) of the event, and magnitude drop are shown.

Reference	Ephemeris	Event Start	Event End	Duration (s)	V mag Drop
Arlot et al. 2006	LA06	11:01:04	11:15:28	864	0.069
Arlot et al. 2006	GUST86	11:11:06	11:23:01	715	0.044
Christou 2005	GUST86	11:09:55	11:21:47	712	0.038

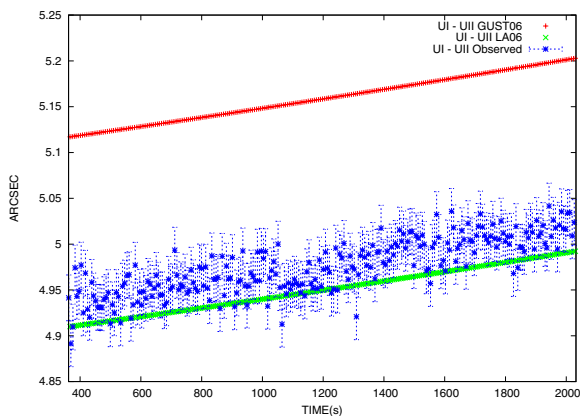
data provide an upper limit for the magnitude drop of  $0^{\text{m}}05$ , which corresponds to the dispersion of the points.

### 3.2 Astrometry

The geometric positions of the satellites were obtained together with the photometry. The astrometry was done using the procedure CENTER/IQE. This procedure gives the astrometric position taking into account two Gaussian distributions on two perpendicular axes, and takes into account a rotation of the Gaussian compared to  $(x, y)$  system of the CCD camera. Our comparison with the astrometry obtained through other procedures (applied automatically and not) shows only a small shift in the homogeneous data sets, at the limit of few tenths of a pixel.

The small field of the images does not allow data astrometry using background objects. The astrometric analysis needs an external, independent determination of the scale factor for the images. Thus, the measurements are differential for the satellites UIV and UV, utilizing available positions (and ephemerides) of the satellites Ariel and Umbriel.

While astrometry was never published and performed with the CSHELL camera, and the only available value for the scale factor does not satisfy reliable astrometric accuracy, a new value was calculated. This new scale factor was obtained using a dense field of stars centered at  $06^{\text{h}} 02^{\text{m}} 54^{\text{s}}$  in right ascension and  $+10^{\circ} 27' 00''$  in declination for J2000.0 epoch. Data reduction was performed using the 2MASS catalogue. The measurements shows a dichotomy between the  $X$  scale and the  $Y$  scale of 0.006 arc-



**Fig. 3** (online colour at: [www.an-journal.org](http://www.an-journal.org)) The observed angular separation between UI and UII satellites (with error bars). The angular separation between the satellites ephemerides using LA06 and GUST86 (adjusted) dynamical models are represented by the straight line. The origin of time is July 30, 10<sup>h</sup> 50<sup>m</sup> 00<sup>s</sup> UT. The ordinate represents the distance between satellites (in arcseconds).

seconds per pixel, important for astrometric purposes. This difference in plate scale is due to an anamorphic feature of the slightly off-axis design or to a small tilt of the array to avoid CVF<sup>2</sup> ghosts (Rayner, private communication):

$$X_{\text{scale}} = (0.1944612 \pm 0.0000012)''/\text{pixel}, \quad (1)$$

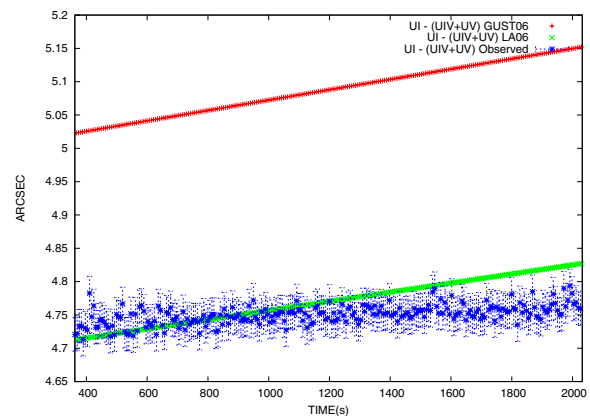
$$Y_{\text{scale}} = (0.2000430 \pm 0.0000009)''/\text{pixel}. \quad (2)$$

In the computation of relative distances, both  $X$  and  $Y$  scales were taken into account. As shown in Fig. 1 the satellites are dispersed mainly on the horizontal ( $X$  axis), which implies that  $X$  scale is the dominant factor in their relative positions. The comparison of the measurements was performed using both LA06 (Lainey 2007; Arlot et al. 2006) and GUST86 (Laskar & Jacobson 1986) dynamical models (Fig. 3) in order to check the reliability of the astrometric reduction procedure. Differences between UI and UII ephemerides were compared with the astrometry obtained from the images. The trend of the measurements follows that of the ephemerides, an expected result.

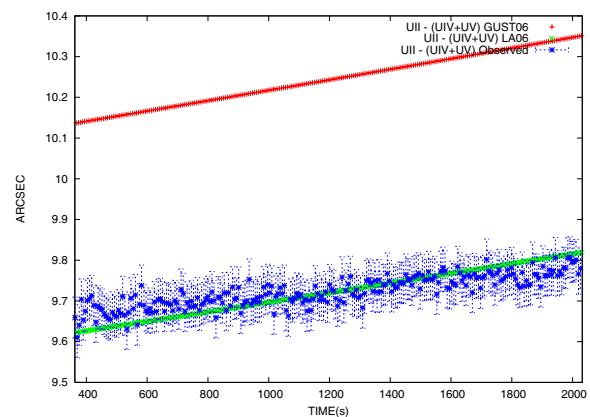
The astrometry fits very well the values obtained from LA06, proving the accuracy gain in ephemerides. This is also confirmed by the monitoring of other mutual phenomena observed in December 2007 (Arlot, private communication).

We must emphasize the high importance of the astrometric calibration of the detector. For a scale factor variation of 5%, the differences in astrometric position can be fit by one dynamical model rather than the other. Thus, for a scale factor of 0.1944''/pixel, the best fit corresponds to LA06, while for a scale factor of 0.205''/pixel, GUST86 is preferred.

The same procedure was applied using the measurements of the single-image complex (UIV + UV). Figures 4



**Fig. 4** (online colour at: [www.an-journal.org](http://www.an-journal.org)) The observed angular separation between UI and (UIV + UV) satellites (with error bars). The angular separation between the satellites ephemerides using LA06 and GUST86 (adjusted) dynamical models are represented by the straight line.



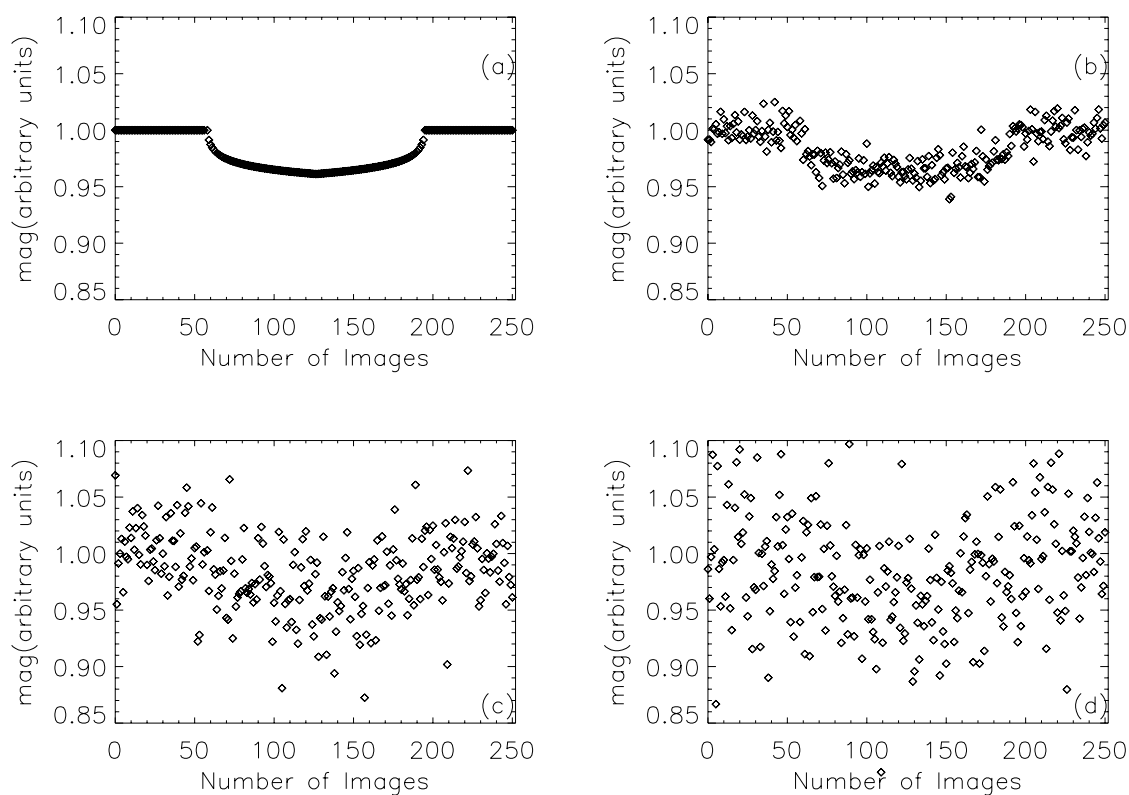
**Fig. 5** (online colour at: [www.an-journal.org](http://www.an-journal.org)) The observed angular separation between UII and (UIV + UV) satellites (with error bars). The angular separation between the satellites ephemerides using LA06 and GUST86 (adjusted) dynamical models are represented by the straight line.

and 5 present the comparison between UI and UII respectively, considering the calculated values of the ephemerides for each object in both dynamical models. The comparison of measurements with the calculated differences shows a linear tendency in which the slope is different than the one given by the ephemerides. This effect is probably the result of the centroid fitting algorithm trying to accommodate the merged images of UIV and UV as they approach and subsequently recede from each other.

### 3.3 The photometry and the noise associated with the presented event

Using LA06 ephemerides, Arlot et al. (2006) predict a magnitude drop of 0<sup>m</sup>07 for this occultation, using the assumption of spherical shapes for the bodies and the Lambertian law of scattering. Is this event detectable with the ob-

<sup>2</sup> Acronym of Circular Variable Filter.



**Fig. 6** A model of a theoretical occultation between Miranda and Oberon (a), contaminated by a Gaussian noise of  $0^m01$  (b),  $0^m03$  (c), and  $0^m05$  (d).

tained data-set? The first approach to constrain the detection of a “real” event is to account for the noise induced into the signal by various sources (terrestrial atmosphere, telescope and CCD characteristics, CCD electronics, interplanetary medium, etc.). In this case, we considered a synthetic representation of the phenomenon perturbed by a simple white noise, with variable amplitudes. The model of an actual event was obtained as a result of the addition of the theoretical model of the phenomenon and the noise. Figure 6 presents the results with amplitudes of  $0^m01$ ,  $0^m03$ , and  $0^m05$  in the Gaussian noise. The number of points are equidistant in time and equal to the number of images obtained by the real observation, and the interval of the phenomenon match the predicted one. As can be seen, the white noise at a level of  $0^m05$  makes it difficult to detect such an event. As seen in Fig 2, this corresponds with the level of noise of our data.

This simulation gives the possibility to speculate on the observability of these phenomena. The modeling of the photometric data with the right (Gaussian) filter, considering the theoretical model of the occultation may give new insight for this investigation. Some tests were performed in our analysis but this analysis is still under development.

Finally, the conclusions of our analysis will be probed by the analysis of future mutual events of UIV by UV. More than ten such events will occur during the Uranus equinox.

## 4 Conclusions

The observation of the predicted occultation of Oberon by Miranda on 2007 July 30 was monitored leading to results in astrometry (thanks to the measurement of the relative distances between the satellites during the event) and in photometry. No event was seen on the recorded light curve but results on the ephemerides accuracy may be derived from these observations. We showed in the previous sections that we were not able to record an event whose magnitude drop is less than  $0^m05$ . Thus, the result of our observation is that the magnitude drop of the occultation of Oberon by Miranda is less than  $0^m05$ .

The predictions were made using two models: GUST86 and LA06. GUST86 predicted a magnitude drop of  $0^m04$ , while LA06 predicted a magnitude drop of  $0^m07$ . One interpretation of the observations is that the LA06 prediction was off by at least  $0^m02$  in this case. Nothing could be deduced for the GUST prediction. Another explanation may

be that the scattering law on the surface of Oberon is different from the Lambertian one used for the computation.

As regarding the astrometry, the measurement of the distances show that the LA06 ephemeris is in better agreement with the observations than the GUST86 ephemeris.

*Acknowledgements.* The article is based on observations acquired with CSHELL/InfraRed Telescope Facilities (Hawaii) as well as the CODAM remote facilities from LESIA and IMCCE in Paris Observatory. We thank the anonymous referee for useful comments.

## References

- Aksnes, K.: 1974, *Icar* 21, 100  
 Arlot, J.-E.: 1973, *L'Astronomie* 87, 287  
 Arlot, J.-E., Camichel, H., Link, F.: 1974, *A&A* 35, 115  
 Arlot, J.-E., Lainey, V., Thuillot, W.: 2006, *A&A* 456, 1173  
 Arlot, J.-E., Thuillot, W., Barroso, J., Jr., et al.: 1992, *A&AS* 92, 151  
 Arlot, J.-E., Ruatti, C., Thuillot, W., et al.: 1997, *A&AS* 125, 399  
 Baines, K.H., Yanamandra-Fisher, P.A., et al.: 1998, *Icar* 132, 266  
 Birlan, M., Barucci, M.A., Thuillot, W.: 2004, *AN* 325, 571  
 Birlan, M., Barucci, M.A., Vernazza, P., et al.: 2004, *NewA* 9, 333  
 Bus, S.J., Denault, A.J., Rayner, J.T., et al.: 2002, in: R.I. Kibrick (ed.), *Advanced Global Communications Technologies for Astronomy II*, SPIE 4845, p. 94  
 Christou, A.A.: 2005, *Icar* 178, 171  
 Cruikshank, D.: 1980, *Icar* 41, 246  
 Fry, P.M., Sromovsky, L.A.: 2007, *Icar* 192, 117  
 Greene, T.P., Tokunaga, A.T., Toomey, D.W., Carr, J.B.: 1993, in: A.M. Fowler (ed.), *Infrared Detectors and Instrumentation*, SPIE 1946, p. 313  
 Hidas, M.G., Christou, A.A., Brown, T.M.: 2008, *MNRAS* 384, L38  
 Kesten, P.R., Davies, J.K., et al.: 1998, *Bull. Am. Astron. Soc.* 30, 1099  
 Lainey, V.: 2007, *P&SS*, accepted 2006, in press  
 Lainey, V., Arlot, J.-E., Vienne, A.: 2004, *A&A* 427, 371  
 Laskar, J., Jacobson, R.A.: 1987, *A&A* 188, 212  
 Lindegren, L.: 1997, *A&A* 57, 55  
 Thuillot, W., Arlot, J.-E., Ruatti, C., et al.: 2001, *A&A* 371, 343  
 Vasundhara, R.: 1991, *JApA* 12, 69

# Apparent close approaches between near-Earth asteroids and quasars

## Precise astrometry and frame linking<sup>★</sup>

D. A. Nedelcu<sup>1,2</sup>, M. Birlan<sup>1</sup>, J. Souchay<sup>3</sup>, M. Assafin<sup>4</sup>, A. H. Andrei<sup>4,5</sup>, O. Bădescu<sup>2</sup>, P. Popescu<sup>2</sup>, and P. Parasciv<sup>2</sup>

<sup>1</sup> Institut de Mécanique Céleste et de Calcul des Éphémérides (IMCCE), Observatoire de Paris, 77 avenue Denfert-Rochereau, 75014 Paris Cedex, France

e-mail: [nedelcu;mirel.birlan@imcce.fr

<sup>2</sup> Astronomical Institute of the Romanian Academy, 5 Cușitul de Argint, 040557 Bucharest, Romania

e-mail: [nedelcu;octavian;petre;paras@aira.astro.ro

<sup>3</sup> Observatoire de Paris, Systemes de Reference Temps Espace (SYRTE), CNRS/UMR8630 Paris, France

e-mail: jean.souchay@obspm.fr

<sup>4</sup> Universidade Federal do Rio de Janeiro, Observatorio do Valongo, Ladeira Pedro Antonio 43, CEP 20.080 – 090 Rio De Janeiro RJ, Brazil

e-mail: massaf@ov.ufrj.br

<sup>5</sup> Observatorio Nacional/MCT, R. General Jose Cristino 77, CEP 20921-400 Rio de Janeiro RJ, Brazil

e-mail: oat1@on.br

Received 24 August 2009 / Accepted 24 September 2009

### ABSTRACT

**Aims.** We investigate the link between the International Celestial Reference Frame (ICRF) and the dynamical reference frame realized by the ephemerides of the Solar System bodies.

**Methods.** We propose a procedure that implies a selection of events for asteroids with accurately determined orbits crossing the CCD field containing selected quasars. Using a Bulirsch-Stoer numerical integrator, we constructed 8-years (2010–2018) ephemerides for a set of 836 numbered near-Earth asteroids (NEAs). We searched for close encounters (within a typical field of view of ground-based telescopes) between our selected set of asteroids and quasars with high-accuracy astrometric positions extracted from the Large Quasars Astrometric Catalog (LQAC).

**Results.** In the designated period (2010–2018), we found a number of 2924, 14 257, and 6972 close approaches (within 10') between asteroids with a minimum solar elongation value of 60° and quasars from the ICRF-Ext2, the Very Large Baseline Array Calibrator Survey (VLBA-CS), and the Very Large Array (VLA), respectively. This large number of close encounters provides the observational basis needed to investigate the link between the dynamical reference frame and the ICRF.

**Key words.** methods: statistical – astrometry – reference systems – ephemerides – minor planets, asteroids: general

## 1. Introduction

One of the aims of modern astrometry is to establish and maintain links between different reference frames. The link between the International Celestial Reference Frame (ICRF) and Hipparcos Catalog Reference Frame (HCRF) was investigated by direct astrometry of ICRF optical counterparts (Zacharias et al. 1999; da Silva Neto et al. 2000). More recently, using the best available representation of HCRF – the UCAC2 catalog (Zacharias et al. 2004) – precise optical astrometry of ICRF sources was performed in both southern (Assafin et al. 2005) and northern (Assafin et al. 2007) hemispheres.

Another important connection under study is the one between ICRF and the dynamical reference frame, a frame realized by the ephemerides of the Solar System bodies. For the inner

Solar System this link was directly investigated by VLBI observations of planet-orbiting spacecrafts and angularly nearby quasars (Newhall et al. 1986). In the case of the outer Solar System, simultaneous CCD observations of planets and quasars during apparent close approaches were obtained for Neptune and Uranus (da Silva Neto et al. 2005). In the framework of the forthcoming GAIA space mission, the close approaches of Jupiter with a large sample of quasars from the Véron-Cetty & Véron (2003) catalog were investigated in the time interval 2005–2015 (Souchay et al. 2007). A substantial number of events observable from both GAIA and Earth with emphasis on the parallax effect was found, allowing a precise tie between the Solar System dynamical reference frame and the extragalactic ICRF.

In this paper we will also focus on the link between the dynamical reference frame and the ICRF. The observational basis needed to investigate this link is represented by the apparent close approaches between Solar System bodies and quasars as objects defining a quasi-inertial reference frame. Thus, we decided to choose the near Earth asteroids (NEAs) to realize

<sup>★</sup> Table 2 is also available in electronic form at the CDS via anonymous ftp to cdsarc.u-strasbg.fr (130.79.128.5) or via <http://cdsweb.u-strasbg.fr/cgi-bin/qcat?J/A+A/509/A27>

the dynamical reference frame by means of their ephemerides. Owing to the relative large sample (836 objects) this approach yields more events than the previous works. Additionally, for sufficiently bright asteroids, the relative astrometry in the frame of extragalactic radiosources is much more precise than in the case of the planets, thanks to their star-like appearance. Moreover, the asteroids positions are directly obtained relative to the quasars positions, unlike the planets where this task was achieved using their satellites' relative astrometry as an intermediary step (Souchay et al. 2007).

We have developed and used a numerical integrator to construct 8-years (2010–2018) ephemerides for a set of 836 NEA. We have searched for apparent close encounters (geocentric asteroid – quasar separation within a typical field of view of ground-based telescopes) between our selected set of asteroids and quasars with high-accuracy astrometric positions. Finally, the discussion of results and observational constraints are presented.

## 2. Apparent close approaches

One of the methods for obtaining an accurate tie between different reference frames is the simultaneous observation of an object in both frames. In our case, where the link between dynamical reference frame and ICRF is investigated, this method will require CCD imaging of an asteroid and of an angular nearby quasar. Direct comparison of the asteroid position obtained from a dynamical model of the Solar System with the quasar optical position in an optimally calibrated astrometric field will yield the local, instantaneous orientation of the dynamical reference frame with respect to a quasi-inertial, extragalactic reference frame to a precision higher than that of the usual indirect methods.

To obtain an accurate comparison of the two frames, we have to select asteroids with reliably determined orbits and quasars having high-accuracy astrometric positions.

### 2.1. Asteroids

Near-Earth objects (NEOs) are a population with Earth-crossing orbits generally having the perihelion distances  $q \leq 1.3$  AU and aphelion distances  $Q \geq 0.983$  AU. Among this population there is a subclass of potentially hazardous asteroids (PHA) represented by objects with an absolute magnitude  $H \leq 22$  (corresponding to a diameter of 1 km or larger) having a minimum orbit intersection distance (MOID) of 0.05 AU or less. Dynamical calculations show that the typical lifetime of NEOs is much shorter than the age of the Solar System. They are removed from the inner Solar System in few million years ending their lives by falling onto the Sun (Farinella et al. 1994), by impacting the terrestrial planets (usually Venus or Earth) or by acquiring high-eccentricity, ejection orbits (Gladman et al. 2000). These short lifetimes require stable sources to resupply the NEO. Finding these sources with the associated mechanisms for resupplying the NEOs population is a fundamental problem of today astronomy.

Investigation of the important link between these sources and NEOs requires combined knowledge of their dynamical and physical evolutions and properties. Continuous optical and radar observations are needed for accurate orbit determination and physical characterisation of NEOs.

In our analysis we selected the numbered (observed at two or more oppositions) NEAs from the Asteroid Orbital Elements Database ASTORB (Bowell 2009). This set currently contains

836 asteroids. Our choice was motivated by their orbital elements' accuracy, quantified by the current ephemerides uncertainty (CEU) parameter ( $1\sigma$  absolute positional uncertainty) for an epoch near the publication date. Thus 91% of the selected asteroids have  $CEU \leq 0.25''$ . Moreover the NEA population among all other asteroid populations has shorter periods, making it a reliable set of dynamical reference frame representatives. The orbits are determined by optical and radar observations which represent two good-quality, independent sets of astrometric feed, not available in general for other populations.

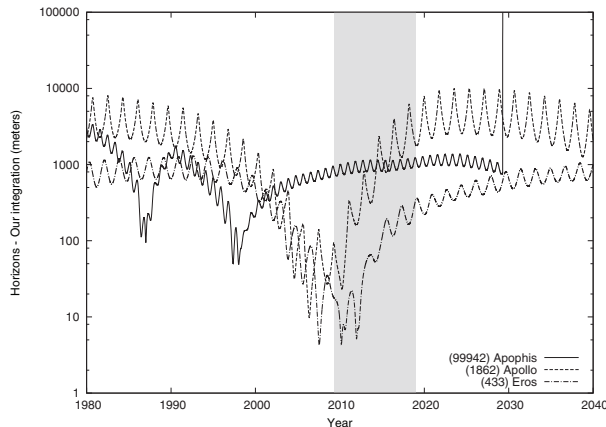
To obtain accurate ephemerides of the selected asteroids we used a simplified model of the Solar System along with a numerical integrator. The asteroids' ephemerides are obtained by a simultaneous numerical integration of the equations of motion for the 8 planets (Mercury to Neptune), 4 largest asteroids – (1) Ceres, (2) Pallas, (4) Vesta, and (134340) Pluto, and the asteroid itself (with zero mass). Additional perturbations due to general relativistic effects are only considered for the Sun (Quinn et al. 1991) modeled as a point mass in the isotropic, parametrized post-Newtonian (PPN) metric (Will 1974). Earth and Moon are treated as separate point masses ignoring the figure and the tidal effects. The second-order ordinary differential equations (ODE) of motion are solved using the 12th order (nominal) implicit Bulirsch-Stoer method of Bader & Deuffhard (1983) with automatic step size control provided by the open-source C library, GNU Scientific Library (GSL). The Bulirsch-Stoer method (Bulirsch & Stoer 1966) is a well known, general-purpose, self-adapting method of solving ODEs. It was proved to be fast and accurate (Murison 1989), and was applied to a variety of problems associated with the dynamic of few-body system (Charnoz et al. 2001; Tuomi & Kotiranta 2009; Groussin et al. 2007).

The heliocentric positions and velocities for the planetary and the main 4 perturbing asteroids at the initial epoch of the integrator (JD 2 454 900.5 – the epoch of the used ASTORB file) were obtained from DE405. The initial conditions for the asteroid (treated as a test particle) were derived from the corresponding heliocentric osculating orbital elements from ASTORB. All masses were taken from DE405. The integration was done in double precision mode and the step size was imposed by the requirement to maintain a relative error of less than  $10^{-14}$ . To speed up the calculations, the end state of the integrator at a given epoch T is saved in a temporary cache file and used as an initial state by the subsequent integrations to epochs closer to T than to the initial epoch of the integrator.

The stability of the integrator was evaluated by performing a backward integration to 1980 followed by a forward integration of 60 years for 3 asteroids: (99942) Apophis, (1862) Apollo, and (433) Eros (Fig. 1). After the forward integration, the positions of the 3 asteroids at the initial epoch were recovered to within 900 m for Apophis, 80 m for Apollo, and 20 m for Eros. The higher values in the case of (99942) Apophis come from multiple, close (within 0.1 AU), planetary encounters with Venus and Earth in the designated time interval (1980.0–2009.19) keeping the integrator from meeting the  $10^{-14}$  error requirement (Giorgini et al. 2008).

The accuracy of our simplified mathematical model was estimated by comparison with JPL's Horizons system (Giorgini et al. 1996) that is using the same algorithms as JPL spacecraft navigation, asteroid radar tracking and planetary ephemeris development. Since we want the comparison to reflect only the differences in the numerical approaches and in the Solar System models, the initial conditions for the 3 asteroids above were obtained from the Horizons system. The results are displayed in





**Fig. 1.** Differences in heliocentric positions between our numerical integrator and JPL Horizons for (99942) Apophis, (1862) Apollo, and (433) Eros using the same initial conditions.

Fig. 1 and show that a numerical integrator package using a reasonably accurate model of the Solar System can produce planetary positions in almost real-time for a short timespan (typically years) with a precision comparable to JPL models.

## 2.2. Quasars

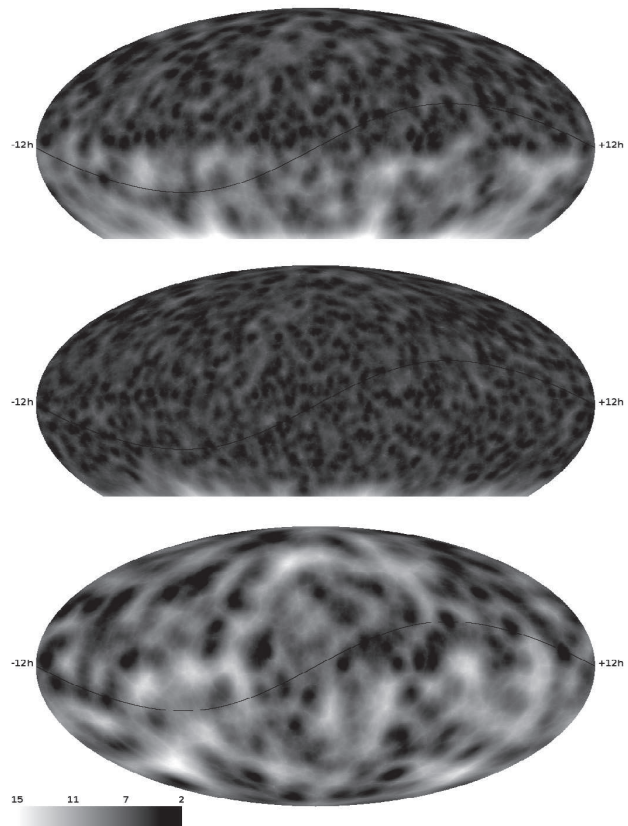
The Large Quasar Astrometric Survey (LQAC) is a compiled catalog aiming to provide a homogeneous description of the largest 12 quasar catalogs (4 from radio interferometry programs, 8 from optical surveys) with their best position estimates and including physical information in both optical and radio domains (Souchay et al. 2009). With 113 666 quasars included, it is currently the largest compiled catalog of confirmed quasar catalogs. Moreover the coordinates of all the objects are given with the best accuracy (in that aim the existing catalogs are ranked according to their astrometric quality).

The ICRF constructed from S and X band VLBI observations is the current realization of the International Celestial Reference System at radio wavelengths. It has 212 defining (setting the ICRF axes) sources with individual positions better than 1mas that were chosen based on their observing history, the stability, and accuracy of their position estimates. In the original realization ICRF also included positions for 396 sources to make the frame denser (Ma et al. 1998). Later ICRF was extended to include an additional 109 sources (Fey et al. 2004).

The VLBA Calibrator Survey (VCS) catalog included in the LQAC contains 3357 sources (mainly quasars) having similar accuracies to those of ICRF-Ext.2 catalog (i.e. 1 mas). These positions have been derived from astrometric analyses of the dual frequency VLBA observations.

The Very Large Array (VLA) is the last catalog of quasars with the highly accurate, astrometric positions included in LQAC. The positions were obtained using the VLA interferometer consisting of 27 radio-antennas in a Y-shaped configuration located in New Mexico. Based on the accuracy of source positions (Claussen 2006) 1 701 quasars with astrometric precision around 10 mas were included in the LQAC.

The three catalogs, ICRF-Ext.2, VLBA/VCS, and VLA, were designated in the LQAC by the flags A, B, and C in the decreasing order of their astrometric accuracy. We estimated the sky density of these 3 catalogs by conventionally defining



**Fig. 2.** Sky coverage of quasar subsets A, B, and C (from bottom to top) from LQAC (ICRF-Ext.2, VCS, and VLA, respectively) in J2000 equatorial frame with a Mollweide projection. The ecliptic is represented by the thin black line. The average distance to the nearest 5 sources (in degrees) is color-coded in the image.

a sky-coverage metric as the average distance to the nearest 5 sources. This sky density provides direct information on the number of the quasi-inertial reference points available for differential astrometry in a given region of the sky. It also identifies the low-density area needing future improvement of the celestial reference frame in terms of astrometric quality and density. The strong non-uniformity of the quasar catalogs is evident in Fig. 2. We distinguish a clear dichotomy in the density of quasars between the northern and southern hemispheres. Consequently, this dichotomy affects the regions around the ecliptic where the close approach events are mainly occurring.

With a total of 3530 (uniquely identified) quasars having astrometric positions accurate to the milliarcsecond level, these three catalogs are useful for future investigations of the construction of a denser celestial reference frame at optical and radio wavelengths, and of the connection between the optical, radio, and dynamical reference frames.

## 2.3. Events

The asteroid heliocentric positions and velocities obtained by the numerical integrator are handled by the Naval Observatory Vector Astrometry Subroutines (NOVAS) to obtain the final astrometric, geocentric right ascension and declination. NOVAS is a software library for astrometry-related numerical

computations based on vector astrometry theories and IAU resolutions (Kaplan et al. 1989; Kaplan & Bangert 2006).

Since the procedure of finding apparent close approaches between asteroids and quasar requires frequent comparison of their coordinates, we chose to represent the asteroids geocentric right ascension and declination separately using Chebyshev polynomials. The 2010–2018 interval of our numerical integration was divided into contiguous 30 days subintervals. The number of Chebyshev coefficients per interval was kept constant (15) for both geocentric right ascension and declination. Without being too computationally expensive this uniform approach offers a good interpolation precision, even if the asteroids coordinates are changing fast as in the vicinity of oppositions. The maximum position error due to interpolation was checked and found to be less than 0.1 mas in both coordinates.

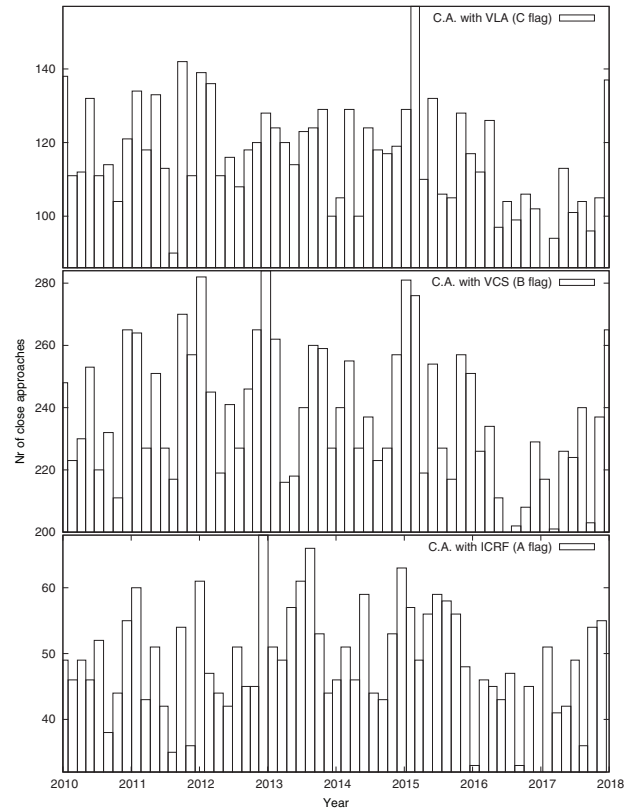
With asteroids coordinates available now at any given time in the 2010–2018 interval, we can systematically search for apparent close approaches between our selected set of asteroids and the quasars from the LQAC. We followed the method presented by Berthier (1997) to study the occultation of stars by asteroids using an iterative procedure based on the Brent algorithm (Press et al. 1992) to find the minimum asteroid-quasar distance and the time of the closest approach. Since we want these close approaches to form an observational basis for analysis of the link between the dynamical reference frame and the ICRF, we impose a minimum solar elongation value of  $60^\circ$ .

### 3. Results and discussion

In the designated period (2010–2018) we found a number of 2924, 14257, and 6972 close approaches (within  $10'$ ) between asteroids and quasars from ICRF-Ext2, VLBA-CS, and VLA, respectively. Since these 3 catalogs are partially overlapping, the total number of unique events is 14817. The events distribution in the above time interval is displayed in Fig. 3. The 1-year period observable in the events number is a combination of the apparent non-isotropy of the NEA distribution from a terrestrial point of view (NEAs generally having low elongations) and of the sky non-uniformity of the quasar catalogs. Periods with more close approaches correspond to a large number of asteroids crossing sky regions with a higher density of quasars. Accordingly this effect is more pronounced for catalogs with high non-uniformity (ICRF-Ext2, VLA) and less visible in the case of catalogs with more uniform coverage, such as VLBA-CS.

Establishing a link between the ICRF (represented by quasars as fiducial points) and the dynamical reference frame realized by the asteroids ephemeris requires an optimal determination of the differential positions between these moving objects and the quasars. For this reason we have to investigate the possibility of performing differential astrometry in the quasar's field by finding the number of stars that could be used as astrometric standards. Using the *cdsclient* package we queried the Vizier service (Ochsenbein et al. 2000) to obtain the number of UCAC2 stars, together with their associated positional errors in a  $10' \times 10'$  field centered on the quasars J2000 position.

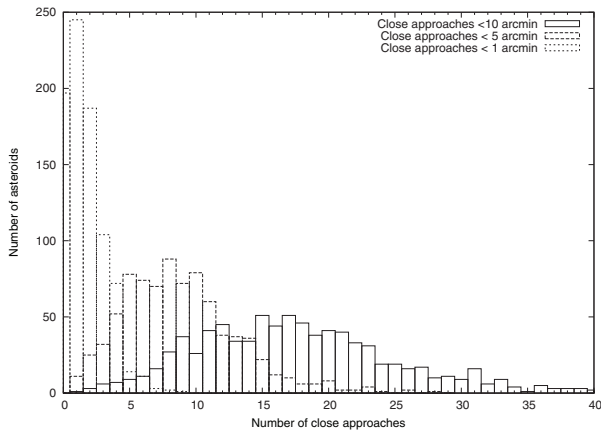
The results are displayed in the Table 1 and show that most of the quasars from ICRF-Ext2, VLBA-CS and VLA catalogs are located in regions with enough UCAC2 stars to allow an accurate astrometric calibration of the instrument field. Moreover, the presence of UCAC2 stars in the quasar vicinity means that the same CCD observations of the event itself (the close approach) could also be used to astrometrically calibrate the telescope field and to derive a field distortion pattern. In a relatively small field



**Fig. 3.** Distribution of the apparent close approaches between NEA and quasars from ICRF-Ext2, VLBA-CS, and VLA in the 2010–2018 time interval.

of view, the stars from any optical representative of the ICRF (USNOB1.0, UCAC2, etc.) form a locally rigid reference frames free of the systematic positional errors that affects the catalogs on larger scales. The combination of ever increasing precision and density, of the modern catalogs (UCAC3 or the SDSS DR7) make this scheme ever more practical.

By acquiring a large number of frames per field, we obtain the asteroids' position in the ICRF-VLBI frame with an accuracy higher than that of the typical ground-based observations used to compute their orbits where the error budget is dominated by the reference star catalog systematic error (Bowell et al. 2002). To evaluate the procedure of astrometric calibration we used previously acquired images of the quasar J08157+2413 (ICRS coordinates  $\alpha = 08^{\text{h}}15^{\text{m}}45^{\text{s}}.67$ ,  $\delta = +24^{\circ}13'12''0$ ). A total of 97 images were obtained using the same telescope and observing strategy as presented by Assafin et al. (2007). The detector employed this time was a thermoelectrically cooled Proline CCD camera with an E2V back-illuminated sensor with a  $2048 \times 2048$  pixels array used in the  $2 \times 2$  binning mode. In this configuration the instrument field of view was  $\sim 12' \times 12'$ . The data reduction followed the standard procedure of bias dark and flat corrections. Precise objects positions were obtained by fitting a general two-dimensional elliptical Gaussian function at the coordinates of a first centroid estimation. A total of 36 UCAC2 stars were found in the field and were used to obtain a standard six-constants full linear plate solution. Using all the 97 frames, the computed mean and standard deviation of plate scale was



**Fig. 4.** Histograms of the number of close approaches within 1', 5', and 10' respectively.

$(0.74657 \pm 4 \times 10^{-5})''/\text{pixel}$  for  $x$  and  $(0.74660 \pm 7 \times 10^{-5})''/\text{pixel}$  for  $y$  axes.

From these values we can see that within our field of view (1024 pixels, 12') the maximum error in differential astrometry due to the field calibration amounts to 70 mas. For closer approaches the main source of error will be the centroiding procedure used to obtain  $(x, y)$  positions of the asteroid and the quasar. This error depends on the magnitude and the seeing and displays a typical behavior increasing at the faint magnitude end. In our previous work (Assafin et al. 2007), this error was between 50 mas and 100 mas at the detection limit (19 mag) depending on the sky transparency. A general formulation of the astrometric error (in any axis) is  $\sigma_{x(y)} = \sigma_{\text{PSF}}/SNR$  (Neuschaefer & Windhorst 1995) where  $\sigma_{\text{PSF}}$  is the Gaussian sigma of the point spread function (PSF) and  $SNR$  the peak signal to noise ratio. From the above formula we observe that the measurement error of an object depends on the instrument's focal length, on the detector pixel size, and on the seeing (via  $\sigma_{\text{PSF}}$ ) but also on the instrument aperture, quantum efficiency of the detector, and on the exposure time (via  $SNR$ ).

Because of their short period orbit, the NEAs from our selected set will have more close approaches with quasars than the outer planets that were previously used in the frame linking. In Fig. 4 we display the distribution of the close approaches events per asteroids. We can see that most of the asteroids have multiple passage in the quasars fields in the 2010–2018 time interval. This allows not only repeated evaluations of the relative orientation of the dynamical reference frame and the ICRF but also frequent, high accuracy measurements of asteroids positions. This set of optical data together with radar data can be used in constraining NEA dynamics and possibly revealing more subtle, non-gravitational effects as the Yarkovsky effect.

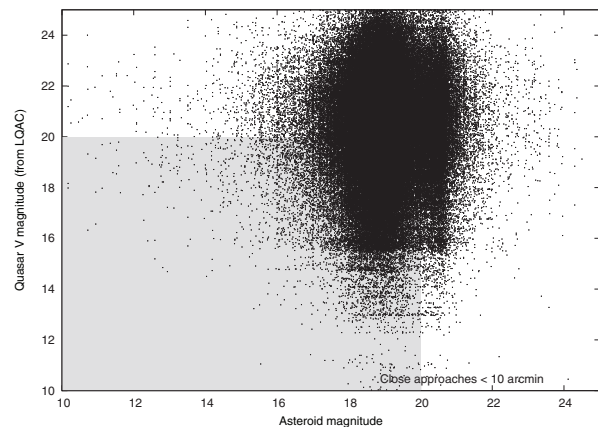
Table 2 lists the closest approaches of relatively bright asteroids and quasars that were found between 2010 and 2018. The longer passages and the accessible magnitudes place these events within the capabilities of the small-aperture, narrow field of view telescopes. Additionally, the events where the minimum geocentric asteroid-quasar separation is smaller than the asteroid horizontal parallax could be followed as possible occultations.

In the decade to come, space-based optical astrometry missions such as GAIA will observe a large number of extragalactic objects, many of them quasars, with a projected accuracy that is similar to that of the current radio observations. This makes

**Table 1.** UCAC2 stars in  $10' \times 10'$  fields around quasars from ICRF-Ext2, VCS, and VLA catalogs.

	UCAC2 Stars			$\sigma_\alpha$ (mas)		$\sigma_\delta$ (mas)	
	<4	4–10	>10	<30	>30	<30	>30
ICRF-Ext2	123	168	425	360	249	404	205
VCS	622	761	1972	1620	1190	1863	947
VLA	401	348	951	756	581	848	489

The first 3 columns represent the number of quasars fields with the given number of stars from UCAC2 catalog. The next 4 columns denote the number of fields with the average positional errors of the UCAC2 stars <30 mas and >30 mas.



**Fig. 5.** The magnitude distribution of apparent close approaches between the numbered NEAs and all LQAC quasars. The shaded area represents the location of the events available for observations to typical ground-based observatories.

any close approach between NEA and quasars worthy of interest as long as highly accurate, astrometric positions of the quasars can be obtained in the near future. Meanwhile, the Large Quasar Reference Frame (LQRF) (Andrei et al. 2009) aims to provide an optical representation of the ICRS by homogenizing the astrometry of quasars from different catalogs. With quasar positions placed onto the UCAC2-based reference frame this catalog is already an improvement in terms of astrometric accuracy.

Now with all 111 366 quasars from LQAC, we have obtained a very large number of apparent close approaches with NEAs (within 10'). Figure 5 shows the relative size for the number of observable events where both objects (quasar and asteroid) are brighter than 20 mag thus making the events relatively accessible for a typical ground-based observatory.

## 4. Conclusions

One of the methods used to obtain an accurate tie between the different reference frames is the simultaneous observation of an object in both frames. To investigate the link between the dynamical reference frame realized by the ephemerides of NEA and the ICRF, we searched for apparent close approaches between a set of numbered asteroids and quasars with high-accuracy astrometric positions.

In the time interval 2010–2018, we found a number of 2924, 14257, and 6972 close approaches (within 10') between asteroids with a minimum solar elongation value of  $60^\circ$  and quasars from the ICRF-Ext2, the Very Large Baseline Array Calibrator Survey (VLBA-CS), and the Very Large Array

**Table 2.** Closest apparent approaches of relatively bright asteroid and quasars in 2010–2018.

LQAC Flag	$\alpha$ ( $^{\circ}$ )	Quasar					Event (TT)	Nr	Asteroid			UCAC2 Stars	
		$\delta$ ( $^{\circ}$ )	U	B	V	R			I	Mag	Dist( $''$ )		SEP( $^{\circ}$ )
ABC	14.45368060000	30.35244780000	–	12.28	–	11.26	10.15	2010/ 1/30.27665	85 804	19.76	26.30	76.5	20
-B-	224.36129875900	-35.65276997200	–	18.12	–	18.40	17.36	2010/ 2/03.92417	163 081	19.51	1.34	82.8	36
-BC	29.73447434100	13.11742784440	19.02	19.29	18.66	18.83	18.60	2010/ 2/08.77972	9950	19.51	9.29	72.5	10
ABC	66.19517520000	0.60175828600	15.66	16.15	16.05	16.42	15.38	2010/ 3/08.18221	143 947	18.87	10.07	77.9	13
-BC	143.80683925500	9.25217559443	19.83	19.75	19.82	19.34	19.09	2010/ 5/02.55875	159 518	19.90	4.66	101.1	6
-B-	3.47554567654	-4.39785955530	–	19.48	–	19.17	16.73	2010/ 5/28.85015	177 255	19.69	1.13	65.9	9
-B-	269.49510424900	5.53000657187	–	–	–	18.52	17.52	2010/ 6/05.79201	161 998	17.21	4.57	147.9	76
ABC	158.26544900000	41.26839800000	19.46	18.27	18.20	19.15	19.06	2010/ 6/16.68266	162 980	18.61	27.43	62.7	7
-B-	353.83505035200	-1.51933102760	–	18.67	18.78	17.97	17.25	2010/ 6/28.94995	19 764	17.02	14.88	103.2	6
ABC	49.96356970000	19.02535860000	–	19.92	18.81	17.96	17.38	2010/ 8/01.15159	4954	15.01	10.00	76.1	17
ABC	254.53754800000	7.69098354000	–	19.85	–	19.24	18.40	2010/ 8/31.16228	142 464	19.50	8.67	94.1	28
ABC	51.40339310000	22.40010150000	–	19.96	19.11	19.00	17.94	2010/10/25.58796	88 959	18.03	28.57	156.9	13
-B-	318.82681483400	-14.27871440500	–	18.90	–	18.12	17.82	2010/12/05.65826	164 400	18.78	5.50	63.6	26
-B-	194.78525843200	-23.17740399100	–	18.15	–	16.14	16.36	2011/ 2/11.39651	3288	15.56	19.02	118.3	10
-B-	256.58540625500	12.14994287490	–	19.34	18.73	18.69	18.73	2011/ 2/27.77037	13 651	18.66	3.56	85.6	32
-BC	164.91267787600	20.95609880280	–	17.91	18.14	18.34	17.89	2011/ 4/08.00906	7480	19.93	28.30	138.4	6
-B-	141.45818503600	16.97005716930	–	17.45	17.49	16.83	16.80	2011/ 5/31.54826	141 525	19.28	25.50	68.9	12
-B-	183.37370504500	-24.88692350200	–	19.90	–	19.50	18.85	2011/ 5/31.60402	172 722	17.94	18.41	121.2	16
-B-	351.89993707300	15.55265971950	18.15	18.01	17.64	17.60	17.57	2011/ 8/12.23487	138 524	17.20	2.94	137.0	7
ABC	337.66782700000	-39.71446300000	–	17.40	18.50	16.30	15.90	2011/10/05.83635	169 675	18.09	13.60	125.9	13
-B-	57.79573718700	-11.88962904100	–	19.87	–	18.52	18.66	2011/10/17.63182	8035	19.41	13.42	138.6	11
-B-	164.57458681200	19.86413071100	15.88	16.69	16.25	16.96	16.48	2011/11/23.06005	162 474	19.34	5.60	82.3	8
-BC	128.06683426600	18.53670370550	–	17.61	17.05	15.36	14.77	2011/12/01.14132	141 018	19.77	6.16	122.6	21
-B-	36.42462453840	11.57374025550	–	19.09	18.00	18.34	17.60	2011/12/11.87625	162 273	19.36	10.54	138.5	10
-BC	325.65375701500	-4.62875356990	–	16.97	–	16.33	16.34	2011/12/15.94816	172 034	19.96	16.41	63.2	22
ABC	359.88825300000	38.84508840000	–	19.40	–	18.66	18.41	2011/12/29.56623	90 147	18.63	21.02	98.5	20
ABC	93.45891330000	26.07686660000	–	18.50	18.00	17.14	16.52	2012/ 1/30.33214	25 916	19.10	13.67	143.4	71
ABC	124.56666500000	42.37928190000	–	18.83	18.50	18.49	17.06	2012/ 2/19.46045	143 651	18.20	3.38	140.9	9
-BC	324.65492134000	-24.66512953600	–	18.73	18.60	18.68	19.54	2012/ 4/29.95302	2063	19.99	12.10	81.1	17
-BC	340.45715538600	9.89790138350	–	18.54	19.50	18.06	17.80	2012/ 5/06.61321	3752	19.56	6.98	61.8	15
-B-	127.70726680700	-6.60555639420	–	19.63	–	18.83	19.21	2012/ 6/02.45217	162 186	17.12	28.22	62.9	26
-BC	318.74305675800	28.54922137470	–	19.21	19.03	18.92	18.06	2012/ 7/29.79382	20 460	18.52	28.51	132.0	55
-B-	212.29990063500	-23.26378150800	–	15.46	–	13.95	14.06	2012/ 8/05.03878	433	13.98	22.59	85.3	22
-B-	104.24658403300	3.26484666930	–	19.64	18.19	18.26	17.70	2012/ 9/11.18009	2063	17.56	15.35	65.2	82
A-	98.94378310000	-75.27133800000	15.48	16.08	15.75	15.87	15.35	2012/ 9/14.80671	6455	14.78	7.42	89.0	33
ABC	294.86107400000	-15.42862700000	–	19.49	19.40	18.78	18.42	2012/10/16.05672	3908	17.89	1.83	91.1	59
-BC	278.04602704800	-20.66338976900	–	17.54	–	17.07	16.05	2012/10/24.29225	5626	18.85	17.58	66.5	219
-BC	52.31397865610	35.16833078880	–	17.86	17.47	17.50	16.77	2012/10/31.88390	99 907	15.38	28.92	154.7	40
-BC	114.24197378100	26.08054016960	–	18.56	18.39	18.23	17.92	2012/11/07.73283	11 284	18.67	19.51	113.7	30
-C	205.75074800000	28.73541600000	16.80	17.00	17.07	17.23	16.96	2012/11/28.80342	137 924	18.59	4.88	62.8	13
-BC	201.83741250000	43.44110812500	19.78	19.63	19.66	19.18	18.91	2012/12/11.40715	137 924	18.28	26.28	84.5	6
-B-	7.26496775845	5.15968548032	–	19.44	18.71	18.39	17.83	2012/12/15.26079	3908	17.37	21.27	105.2	8
-B-	337.91510926800	-14.37304762700	–	17.94	–	17.32	16.86	2012/12/22.42420	154 715	19.93	20.92	63.6	11
-BC	356.77015419600	51.70496570260	–	12.70	12.43	10.49	10.64	2013/ 2/11.02500	6047	18.04	5.66	71.5	28
-B-	177.76334857000	-17.39995640200	–	18.39	19.00	18.59	18.15	2013/ 2/23.31019	96 315	16.90	15.94	145.6	8
-B-	63.36766506830	-6.25041426110	–	18.47	–	17.29	16.96	2013/ 3/16.79103	17 188	18.64	20.63	66.9	18
-B-	325.19525049500	-19.39890033200	–	19.08	–	19.01	18.56	2013/ 4/29.06758	85 804	18.22	5.33	77.7	14
-BC	346.15181835400	23.51878082770	–	19.61	18.98	19.10	18.55	2013/ 6/19.96865	24 445	18.22	1.88	91.2	20
-BC	32.80490571260	10.85966627750	–	16.10	15.79	15.11	14.50	2013/ 6/28.60267	35 107	18.87	14.46	62.6	18
-B-	235.14396074600	-39.10493467400	–	16.66	17.57	16.36	15.07	2013/ 9/12.69286	7839	19.68	5.18	73.1	93
ABC	294.31757200000	-39.96709800000	–	17.66	–	17.61	17.34	2013/ 9/20.30159	86 829	19.60	4.11	110.9	40
-BC	112.08586791300	21.88510843600	–	19.00	18.70	18.25	18.31	2013/10/06.09328	18 109	19.76	10.91	82.4	36
-B-	289.43674716900	-19.35878042200	–	15.68	15.59	15.73	14.77	2013/11/03.28598	86 039	18.74	17.79	67.5	146
-B-	137.30065629800	8.59474976433	18.63	18.06	17.57	17.75	17.29	2013/11/08.51223	6611	17.83	23.36	88.9	24
ABC	92.42062300000	-15.71129800000	–	–	–	–	–	2013/11/18.82271	138 883	19.14	17.30	128.5	31
-B-	326.87968940700	-36.03091192400	–	19.29	18.20	17.93	18.20	2013/12/04.91843	3361	18.06	17.02	65.8	11
ABC	341.57596700000	-12.11424400000	16.02	16.63	16.45	16.26	15.94	2013/12/16.25649	5189	19.75	11.07	74.2	15
-B-	358.53823296600	-0.32998770810	18.41	18.11	19.00	17.92	17.70	2013/12/16.89255	163 696	16.81	24.07	93.6	10
ABC	149.58196500000	47.41884510000	18.54	18.69	18.00	18.48	18.18	2013/12/26.25601	53 435	15.71	12.53	130.6	8
-B-	3.76038353741	-18.21413417100	–	19.69	–	19.11	18.77	2014/ 1/06.97225	10 563	19.42	25.86	70.6	6
-B-	239.95684296200	-5.52293551650	–	18.72	–	18.27	17.51	2014/ 2/03.57772	25 916	17.35	17.27	76.0	18
-B-	100.02998454100	-12.88765785200	–	16.58	–	15.27	15.37	2014/ 3/06.11441	138 947	18.65	12.83	111.5	81

**Table 2.** continued.

LQAC Flag	Quasar						Event (TT)	Asteroid			UCAC2 Stars		
	$\alpha$ (°)	$\delta$ (°)	$U$	$B$	$V$	$R$		$I$	Nr	Mag		Dist('')	SEP(°)
-BC	315.25691655400	-29.55773223000	-	18.50	-	18.20	18.08	2014/4/15.52298	39 572	18.66	9.70	76.4	22
-B-	315.97184003100	-9.56157044720	-	14.55	-	12.87	13.34	2014/4/20.81518	66 391	18.24	10.78	75.0	13
-B-	233.01071534100	-27.27719966100	-	19.16	-	18.52	18.12	2014/6/02.09057	163 335	19.23	18.04	164.0	38
-B-	190.15559277500	-11.35688219000	-	19.41	-	18.82	18.80	2014/6/14.49840	37 336	19.77	11.35	110.5	9
ABC	166.78622600000	-44.81878300000	-	17.70	18.20	17.29	16.81	2014/7/15.67735	17 511	16.88	29.94	81.5	56
-BC	44.71052633920	5.68556629154	-	19.79	18.71	19.37	-	2014/9/08.57467	4401	17.83	3.08	121.1	13
-BC	313.28901671100	22.80041294990	-	19.35	-	17.88	17.89	2014/9/09.64123	138 847	18.54	26.76	136.2	74
ABC	256.89339700000	1.81269423000	-	-	18.90	-	-	2014/9/30.47234	68 548	18.32	5.55	70.6	27
ABC	75.30337450000	-1.98729340000	-	19.06	18.40	19.06	18.12	2014/10/18.24621	154 300	18.99	9.03	126.4	20
ABC	66.17601550000	-37.93910700000	17.46	18.15	18.08	17.75	17.95	2014/11/24.83669	177 016	19.86	18.18	121.2	16
-B-	1.32472419738	-16.80129968800	-	18.10	-	17.96	17.44	2014/11/25.84672	136 897	19.42	20.84	110.2	8
ABC	209.27530900000	-17.73386200000	-	19.24	-	18.71	18.57	2014/12/30.43227	137 108	19.45	16.11	65.1	11
-BC	115.77127832100	17.24011471370	-	19.16	-	17.16	17.92	2015/1/06.10557	85 804	15.14	22.07	169.8	43
ABC	169.61232300000	-46.57083400000	16.86	17.30	17.00	16.52	16.00	2015/1/14.92734	4957	18.70	10.17	96.8	59
-BC	245.99271626400	7.69181967523	18.30	19.57	18.83	17.89	17.78	2015/2/13.30792	7822	19.64	15.44	82.5	23
ABC	111.46100000000	-0.91570677000	-	18.13	-	16.06	15.93	2015/2/14.03439	5587	18.87	6.70	142.0	81
-B-	350.93596467900	-16.21447855500	-	18.52	-	17.95	17.54	2015/5/16.92272	7335	18.08	20.25	70.7	8
-B-	42.06178386210	4.57801731957	-	9.66	10.17	8.13	8.43	2015/9/14.43244	154 807	18.16	11.70	129.1	12
-B-	122.61009983200	10.17805432740	-	17.73	18.07	17.34	17.00	2015/10/10.60825	66 146	15.76	21.10	74.4	25
-B-	296.31634495200	9.88321214146	-	19.54	-	-	-	2015/11/06.41606	99 907	18.60	19.56	78.9	111
-B-	313.96333061800	-12.57895475200	-	19.59	-	18.28	18.75	2015/11/26.66597	31 345	19.95	23.19	69.0	23
-B-	172.14808848600	21.04371209670	-	18.92	19.26	18.65	19.15	2016/3/13.79377	8013	17.71	8.62	161.5	10
-B-	177.56917783400	43.53497377770	-	19.74	-	19.00	-	2016/5/27.99510	154 652	19.69	8.96	90.4	6
-B-	213.83680802100	-9.93286920220	-	17.50	-	-	-	2016/8/01.55023	8013	18.68	2.51	85.5	12
-B-	207.65059987700	-16.58042146600	-	15.23	-	12.88	13.89	2016/8/09.54536	7092	18.64	12.30	74.5	12
-B-	235.14396074600	-39.10493467400	-	16.66	17.57	16.36	15.07	2016/8/28.65062	162 463	19.81	4.22	86.7	93
-BC	46.17234352420	33.81209181670	-	18.13	18.70	18.45	18.83	2016/9/04.15924	5836	14.87	12.81	107.8	19
ABC	66.19517520000	0.60175828600	15.66	16.15	16.05	16.42	15.38	2016/9/09.45707	52 750	17.36	21.28	101.7	13
-B-	97.47929582590	-5.08335316380	-	19.53	-	18.85	18.58	2016/9/27.42641	52 750	17.04	11.59	86.5	103
-B-	308.22631251000	-21.42105554400	-	19.53	-	18.33	17.68	2016/11/06.85710	163 249	18.66	18.15	80.6	37
AB-	61.95179580000	-12.19351700000	14.93	15.53	15.35	14.43	13.91	2016/11/23.05857	96 590	13.23	10.31	147.3	13
-BC	356.77015419600	51.70496570260	-	12.70	12.43	10.49	10.64	2016/12/08.95877	152 563	18.08	4.43	114.3	28
ABC	111.32003200000	14.42048520000	-	18.59	17.75	17.53	17.02	2016/12/28.54474	12 923	19.70	7.25	164.3	40
-B-	119.21124569500	-15.70151000500	-	19.13	-	18.32	17.87	2017/2/19.79410	1036	14.73	5.86	137.1	102
-B-	301.32205480700	-18.36758969100	-	18.51	-	18.02	17.87	2017/3/25.08205	68 950	18.53	10.07	64.8	42
ABC	350.88314100000	-3.28472880000	-	19.34	18.60	18.38	17.98	2017/5/21.05002	177 614	19.30	18.15	69.6	12
-B-	341.96933774900	-12.62214477800	-	18.38	-	17.93	17.63	2017/5/27.81605	5660	18.67	26.34	87.9	8
-B-	337.91510926800	-14.37304762700	-	17.94	-	17.32	16.86	2017/6/21.47208	96 631	19.03	22.48	115.7	11
ABC	343.28070500000	19.70961910000	-	17.19	16.66	16.26	15.79	2017/9/08.99474	90 075	15.69	15.14	154.6	16
-BC	128.47452241500	42.40051402490	17.82	17.89	18.72	16.83	16.50	2017/9/23.24605	137 078	18.82	28.23	62.8	16
-B-	9.44226239522	36.98635632480	-	19.49	18.21	17.51	16.93	2017/10/08.61844	31 221	19.73	28.73	148.7	35
-B-	31.81503808100	-38.95085383600	-	18.99	-	16.29	16.39	2017/11/22.77538	2329	16.36	11.29	115.9	11
ABC	323.54295700000	-1.88812180000	-	19.60	18.73	18.66	17.73	2017/12/09.79157	68 950	17.95	2.16	68.1	11
-B-	7.26496775845	5.15968548032	-	19.44	18.71	18.39	17.83	2018/1/02.58488	162 998	19.09	22.36	86.8	8

The columns are in order: the LQAC flags of quasars subsets (A, B, C for quasars with highly accurate, radio positions) quasar J2000 equatorial coordinates,  $U$ ,  $B$ ,  $V$ ,  $R$ , and  $I$  magnitudes, the Terrestrial Time of the close approach event in the year/month/day format, NEA number, apparent visual magnitude, the minimum geocentric asteroid – quasar separation (arcsec), the solar elongation angle and number of UCAC2 stars in a  $10' \times 10'$  field centered at the quasar position that could be used for astrometry.

(VLA), respectively. This large number of close encounters provides the observational basis needed to investigate the link between the dynamical reference frame and the ICRF.

*Acknowledgements.* Valuable comments from an anonymous referee are greatly acknowledged. The work of D.A.N., O.B., P.P., and P.P. was supported by the European Space Agency in the framework of the PECS program.

## References

Andrei, A. H., Souchay, J., Zacharias, N., et al. 2009, A&A, 505, 385  
Assafin, M., Monken Gomes, P. T., da Silva Neto, D. N., et al. 2005, AJ, 129, 2907

Assafin, M., Nedelcu, D. A., Badescu, O., et al. 2007, A&A, 476, 989  
Bader, G., & Deuffhard, P. 1983, Numer. Math., 41, 373  
Berthier, J. 1997, Journal des Astronomes Francais, 55, 47  
Bowell, E. 2009, VizieR Online Data Catalog, 1, 2001  
Bowell, E., Virtanen, J., Muinonen, K., & Boattini, A. 2002, Asteroids III, 27  
Bulirsch, R., & Stoer, J. 1966, Numer. Math., 8, 1  
Charnoz, S., Thébault, P., & Brahic, A. 2001, A&A, 373, 683  
Claussen, M. 2006, VLA calibrator manual  
da Silva Neto, D. N., Andrei, A. H., Martins, R. V., & Assafin, M. 2000, AJ, 119, 1470  
da Silva Neto, D. N., Assafin, M., Andrei, A. H., & Vieira Martins, R. 2005, in The Three-Dimensional Universe with Gaia, ed. C. Turon, K. S. O’Flaherty, & M. A. C. Perryman (ESA Special Publication), 576, 285  
Farinella, P., Froeschle, C., Froeschle, C., et al. 1994, Nature, 371, 315

- Fey, A. L., Ma, C., Arias, E. F., et al. 2004, *AJ*, 127, 3587
- Giorgini, J. D., Benner, L. A. M., Ostro, S. J., Nolan, M. C., & Busch, M. W. 2008, *Icarus*, 193, 1
- Giorgini, J. D., Yeomans, D. K., Chamberlin, A. B., et al. 1996, *BAAS*, 28, 1158
- Gladman, B., Michel, P., & Froeschlé, C. 2000, *Icarus*, 146, 176
- Groussin, O., Hahn, G., Lamy, P. L., Gonczi, R., & Valsecchi, G. B. 2007, *MNRAS*, 376, 1399
- Kaplan, G. H., & Bangert, J. A. 2006, Nomenclature, Precession and New Models in Fundamental Astronomy, 26th meeting of the IAU, Joint Discussion 16, 22–23 August, Prague, Czech Republic, *JD16*, #3, 16
- Kaplan, G. H., Hughes, J. A., Seidelmann, P. K., Smith, C. A., & Yallop, B. D. 1989, *AJ*, 97, 1197
- Ma, C., Arias, E. F., Eubanks, T. M., et al. 1998, *AJ*, 116, 516
- Murison, M. A. 1989, *AJ*, 97, 1496
- Neuschaefer, L. W., & Windhorst, R. A. 1995, *ApJS*, 96, 371
- Newhall, X. X., Preston, R. A., & Esposito, P. B. 1986, in *Astrometric Techniques*, ed. H. K. Eichhorn, & R. J. Leacock, IAU Symp., 109, 789
- Ochsenbein, F., Bauer, P., & Marcout, J. 2000, *A&AS*, 143, 23
- Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., & Flannery, B. P. 1992, *Numerical recipes in C. The art of scientific computing* (Cambridge: University Press)
- Quinn, T. R., Tremaine, S., & Duncan, M. 1991, *AJ*, 101, 2287
- Souchay, J., Le Poncin-Lafitte, C., & Andrei, A. H. 2007, *A&A*, 471, 335
- Souchay, J., Andrei, A. H., Barache, C., et al. 2009, *A&A*, 494, 799
- Tuomi, M., & Kotiranta, S. 2009, *A&A*, 496, L13
- Véron-Cetty, M.-P., & Véron, P. 2003, *A&A*, 412, 399
- Will, C. M. 1974, *ApJ*, 191, 521
- Zacharias, N., Zacharias, M. I., Hall, D. M., et al. 1999, *AJ*, 118, 2511
- Zacharias, N., Urban, S. E., Zacharias, M. I., et al. 2004, *AJ*, 127, 3043

## More than 160 near Earth asteroids observed in the EURONEAR network<sup>★,★★</sup>

M. Birlan<sup>1</sup>, O. Vaduvescu<sup>2,1,12</sup>, A. Tudorica<sup>4,16</sup>, A. Sonka<sup>6</sup>, A. Nedelcu<sup>3,1</sup>, A. Galad<sup>7,8</sup>, F. Colas<sup>1</sup>, F. Pozo N.<sup>12</sup>,  
 A. Barr D.<sup>12</sup>, R. Toma<sup>4,5,15</sup>, I. Comsa<sup>11</sup>, P. Rocher<sup>1</sup>, V. Lainey<sup>1</sup>, D. Vidican<sup>14</sup>, D. Asher<sup>10</sup>, C. Opriseanu<sup>14</sup>, C. Vancea<sup>4</sup>,  
 J. P. Colque<sup>12</sup>, C. P. Soto<sup>9</sup>, R. Rekola<sup>13</sup>, and E. Unda-Sanzana<sup>12</sup>

<sup>1</sup> IMCCE, Observatoire de Paris, 77 avenue Denfert-Rochereau, 75014 Paris Cedex, France  
 e-mail: mirel.birlan@imcce.fr

<sup>2</sup> Isaac Newton Group of Telescopes, La Palma, Canary Islands, Spain

<sup>3</sup> The Astronomical Institute of the Romanian Academy, Str. Cușitul de Argint 5, 040557 Bucharest, Romania

<sup>4</sup> University of Bucharest, Department of Physics, Platforma Măgurele, Str. Fizicienilor nr. 1, CP Mg - 11, Bucharest-Magurele 76900, Romania

<sup>5</sup> The Romanian Society for Meteors and Astronomy (SARM), Târgoviște, Romania

<sup>6</sup> Astronomical Observatory "Admiral Vasile Urseanu", Bd. Lascăr Catargiu, nr. 21, sect. 1, Bucharest, Romania

<sup>7</sup> Astronomical Institute, Academy of Sciences of the Czech Republic Fricova 1, 25165 Ondrejov, Czech Republic

<sup>8</sup> Modra Observatory, Department of Astronomy, Physics of the Earth and Meteorology, FMFI UK, Bratislava 84248, Slovakia

<sup>9</sup> Departamento de Ingeniería de Sistemas y Computación, Universidad Católica del Norte, Avenida Angamos 0610, Antofagasta, Chile

<sup>10</sup> Armagh Observatory, College Hill, Armagh BT61 9DG, UK

<sup>11</sup> Babes-Bolyai University, Faculty of Mathematics and Informatics, Str. Mihail Kogălniceanu nr. 1, 400084 Cluj-Napoca, Romania

<sup>12</sup> Instituto de Astronomía, Universidad Católica del Norte, Avenida Angamos 0610, Antofagasta, Chile

<sup>13</sup> Tuorla Observatory, Department of Physics and Astronomy, University of Turku, Finland

<sup>14</sup> Astroclubul București, Bd. Lascăr Catargiu, nr. 21, sect. 1, Bucharest, Romania

<sup>15</sup> Rheinische-Friedrich-Wilhelms Universitaet Bonn Argelander Institut fuer Astronomie Regina-Pacis-Weg 3, 53113 Bonn, Germany

<sup>16</sup> Institute for Space Sciences, Bucharest - Magurele 077125, Romania

Received 10 July 2009 / Accepted 16 November 2009

### ABSTRACT

**Context.** The EUROpean Near Earth Asteroid Research (EURONEAR) is a network which envisions to bring some European contributions into the general context traced by the Spaceguard Foundation which was carried out during the last 15 years mainly by the US with some modest European and amateur contributions.

**Aims.** The number of known near Earth asteroids (NEAs) and potentially hazardous asteroids (PHAs) has increased tremendously, mainly thanks to five major surveys all focused on the discovery of new bodies. But also other facilities are required to follow-up and improvement the orbital parameters and to study the physical properties of the known bodies. These goals are better achieved by a co-ordinated network such as EURONEAR.

**Methods.** Astrometry is mandatory in order to acquire the positional information necessary to define and improve orbits of NEAs and PHAs and to study their trajectories through the solar system, especially in the vicinity of Earth. Photometry is required to derive some physical information about NEAs and PHAs. In order to achieve these objectives, the main method of research of the EURONEAR is the follow-up programme of objects selected by a few criteria, carried out mostly at 1 m-class telescopes endowed with medium and large field cameras.

**Results.** 162 NEAs summing more than 1500 individual positions were observed for a total time of 55 nights in both visiting mode and regular runs using nine telescopes located in four countries. The observations were reduced promptly and reported to the Minor Planet Centre (MPC) which validated and included them in the MPC and NEODYs databases following the improvement of their orbital elements. For one binary NEA we acquired photometry and were able to determine its orbital and rotational periods. Complementary to the follow-up work, as many as 500 unknown moving objects consistent with new Main Belt asteroids and one possible NEA were discovered in the analyzed fields.

**Conclusions.** Our positions present 1" precision with an accuracy of 0.2–0.4", sufficient for achieving our immediate main goals. The observations and data reduction were conducted by our network members, which included some students and amateurs supervised by professional astronomers. In most cases, we increased the observational arcs decreasing the uncertainties in the orbits, while in some cases the new positions allowed us to recover some bodies endangered to be lost, defining their orbits.

**Key words.** astrometry – minor planets, asteroids: general

\* Based on observations acquired in Pic du Midi, Haute Provence, La Silla, Cerro Tololo, Las Campanas, Cerro Armazones, Bucharest Urseanu, and York University Observatories.

\*\* Astrometric and photometric data are only available in electronic form at the CDS via anonymous ftp to

[cdsarc.u-strasbg.fr](http://cdsarc.u-strasbg.fr) (130.79.128.5) or via  
<http://cdsweb.u-strasbg.fr/cgi-bin/qcat?J/A+A/511/A40>

## 1. Introduction

Near Earth asteroids (NEAs) are designated as small bodies of the solar system with a perihelion distance  $q \leq 1.3$  AU and aphelion distances  $Q \geq 0.983$  AU (Morbidelli et al. 2002). Potentially hazardous asteroids (PHAs) are designated as NEAs having a minimum orbital intersection distance (MOID)  $\leq 0.05$  AU (Bowell & Muinonen 1994; Milani et al. 2002) and the absolute magnitudes  $H \leq 22$ , which corresponds to objects larger than about 150 m, assuming an albedo of 13%. Among the PHAs we can distinguish the virtual impactors (VIs), objects for which the estimation of impact probability<sup>1</sup> with the Earth is non-zero (Milani et al. 2000a,b).

The interest in the study of NEAs increased tremendously during the last two decades, as the consciousness of the potential danger of these objects for the human society has been raised. Following Milani et al. (2002), the importance of knowledge about NEAs population for the human society was marked in 1990 by the US Congress. NASA was charged with the organization of a strategy “to study ways of increasing the discovery rate of these objects as well as to study the technologies and options for deflecting or destroying an NEO<sup>2</sup>, should it be found to pose a danger to life on Earth”. The first report on this subject (Morrison 1992) proposed an international NEO survey programme called Spaceguard.

In the last decade we assisted to a complete a list of large sized NEAs/PHAs ( $D > 1$  km). This situation is due mainly to five NEAs discovery programs in progress, mostly carried out in the USA: Catalina Sky Survey<sup>3</sup> (Larson et al. 1999; Stokes et al. 2002), LINEAR (Viggh et al. 1998), Spacewatch (Gehrels & Jedicke 1996), LONEOS (Howell et al. 1996), and NEAT (Helin et al. 1997).

In the mean time, the interest in NEAs could be noticed in a few observatories<sup>4</sup> across Europe, and we introduce three of them here.

Klet<sup>5</sup> Observatory programme in the Czech Republic has been focused on the follow-up task using a 0.57 m telescope equipped with CCD cameras (Tichá et al. 2000). About 600 NEAs, summing more than 6500 individual positions were reported between 1994 and 1999. Based on this experience, their new KLENOT programme, using a 1.06 m telescope (Tichá et al. 2002) is currently working and reports follow-up astrometry for about 2700 NEAs observed between 1998 and 2008 and three NEA discoveries.

Another important program we used for this was CINEOS (Bernardi et al. 2002). This program started regular observations on NEAs in 2001, using the 0.60/0.90 m Schmidt telescope of Campo Imperatore Observatory, Italy. The CINEOS survey was designed to discover new objects, joining the main goal of Spaceguard, namely to discover more than 90% of kilometer-sized NEOs by the end of 2008. Between 2001 and 2005, this program reported 30 000 astrometric positions and was credited with the discovery of seven NEAs (Boattini et al. 2007).

The most prolific NEA discovery program in Europe appears to be carried out at the Crni Vrh observatory in Slovenia, and is actually run by a team of amateur and professional

astronomers<sup>5</sup>. Equipped with a robotic 60-cm telescope controlled over the internet since 2004, this program leads the European contributions with 13 NEA discoveries (J. Skvarc 2009, private communication).

Astrometry of NEAs is also performed in Russia (Devyatkin et al. 2007), and jointly in Turkey and the Ukraine (Ivantsov et al. 2008), but their programs are not formalized with specific names.

The International Astronomical Union sponsored data centers<sup>6</sup> which are open to all observational reports over the world. These reports are to follow rigorous steps for the validation of the acquired astrometric data (newly discovered or not) before being used in the calculus of orbital elements. New rules are also proposed for increasing the standard procedure (Milani et al. 2007).

It is important to explain the fundamental difference between a program dedicated to the discovery of NEAs and the one devoted to the follow-up, securement and improvement of orbital elements. In a general sense, the requirement of a survey is to scan a large part of the sky during the entire observing night and discover as many NEAs as possible. Nevertheless, most of the survey programs use instruments with large pixel sizes, sometimes up to 3", which is inappropriate for accurate astrometry. Alternatively, a follow-up and recovery program focuses on accurate astrometric observations of selected objects announced in the alerts and observing lists maintained by dedicated authorities (such are MPC, Spaceguard Center, JPL, etc.). The requirements of such a follow-up and recovery program are shifted to observations of relatively small fields (10÷30') and an instrument with a small pixel size (0.3÷1.0"/pixel).

Follow-up observations of NEAs/PHAs are necessary for several important reasons; namely i) once a new NEA is discovered, immediate observations are necessary to recover and secure the knowledge of its orbit; ii) once a PHA is determined, follow-up observations are necessary in order to improve its orbit, to be able to predict future close encounters and possible collisions with Earth; iii) studies of its physical parameters such as rotation periods, color, albedo, taxonomy and size are necessary to extract information about the most possible encounters.

The EURONEAR project envisions to establish a co-ordinated network which will follow-up and recover NEAs/PHAs using 1–2 m-class telescopes (dedicated and non-dedicated) located in Europe and elsewhere (Vaduvescu et al. 2008). While the programs CINEOS, KLENOT, and Crni Vrh are mainly focused on using specific telescopes in Europe to perform observations, the major objective of EURONEAR has been the high precision astrometry of NEAs in a co-ordinated network and the creation of synergies between European planetologists (and not only) for follow-up, precovery, and recovery of NEAs and PHAs.

EURONEAR has been working since May 2006. Besides its main scientific interest, the EURONEAR network is organized in order to increase the collaboration, mostly European, between professional astronomers, amateurs and students interested in NEAs. The implementation of the network is organized around a dynamic EURONEAR website and a specific list of emails.

<sup>1</sup> Milani et al. (2000b) underline the difference between the *possibility* of an impact with the Earth from the calculus of the *probability* of impact.

<sup>2</sup> Near Earth Object.

<sup>3</sup> Acronym CSS in the article.

<sup>4</sup> In our knowledge there is no exhaustive statistics at this moment in the World (in general, and in Europe in particular) for NEAs activities.

<sup>5</sup> <http://www.observatorij.org/>

<sup>6</sup> AstDys, MPC.



**Table 1.** Telescopes and detectors used for follow-up, recovery and secure orbits of NEAs.

Telescope	Aperture (m)	CCD	Pixels	FOV (arcmin)	Scale ("/pixel)
Pic du Midi	1.05	THX7863	384 × 288	5.2 × 3.9	0.820
Haute Provence	1.20	TK1024	1024 × 1024	11.7 × 11.7	0.685
Cerro Armazones	0.85	SBIG ST-10	2184 × 1472	15.6 × 8.3	0.430
Cerro Tololo	1.0	Y4KCam	4096 × 4096	20 × 20	0.289
Las Campanas	1.02	SIT#3	2048 × 3650	15.1 × 26.5	0.435
La Silla	1.00	SBIG ST-10	2184 × 1472	3.3 × 2.2	0.090
La Silla	2.20	WFI mosaic	8 × (2184 × 1472)	34 × 33	0.238
Vasile Urseanu, Bucharest	0.30	TC273-home made	640 × 500	21.6 × 16.9	2.30
York University	0.60	SBIG ST-9	512 × 512	4.3 × 4.3	0.505

**Notes.** The observatory is given in the first column and the aperture in the second one. The CCD camera (third column), the pixel size (fourth column), the field of view (FOV), and the scale (in "/pixel) are also presented.

## 2. Observations and astrometry

### 2.1. Observations

A total of 55 nights of observations are reported in this article. Most of the observations were obtained in visiting mode at several observatories across the world. These runs were partly obtained as the result of regular semestrial applications for observing time. The proposals submitted were successful, and we observed in this mode for a total time of 22 nights. The rest of the nights were observed with the telescopes in Pic du Midi, Cerro Armazones, Admiral "Vasile Urseanu" in Bucharest, and York University.

The runs obtained via regular applications offer the advantage of having enough time for preparing the run and the ad hoc team to work for data reduction. This organization is essential when a huge amount of data is obtained during the run (for example the run with 2.2 m MPI/WFI on La Silla). On the other hand, the facilities at disposal offer more flexibility of schedule, allowing among other things for the assessment of specific newly released targets which may need urgent observation. We used a total of nine telescopes located in four countries: France, Chile, Canada and Romania. These facilities are presented in Table 1.

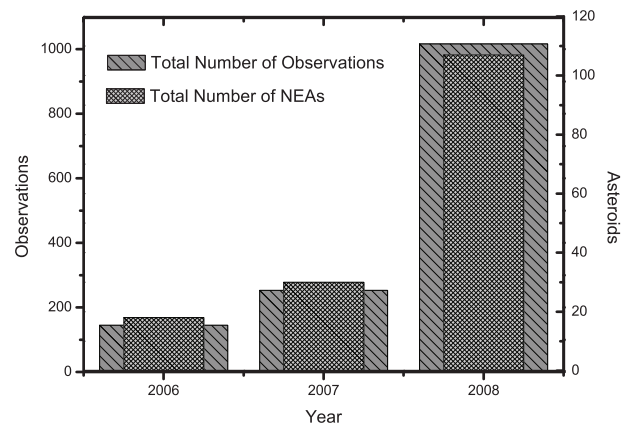
NEAs are objects with fast apparent movement, with a period of visibility which can change dramatically in just a few days. For that, EURONEAR has developed its own scheduler program for NEA observations, available on its webserver<sup>7</sup>. For newly discovered objects, the optimum window of observations is defined for each asteroid according to a few factors, so as to ensure maximum probability of successful follow-up and consequently securing of their orbits. Typically, windows of about 20 days after discovery suffice in such cases. This scheduling tool is at the disposal of the scientific community.

We used a binning mode of 3 × 3 for the ESO/MPG 2.2 m and ESO 1 m telescopes due to requirements in minimizing the data transfer and oversampling. The atmospheric conditions were quite heterogeneous between several sites, with the average seeing estimations in the range of 0.8 ÷ 4.0", the lowest value being in La Silla and Las Campanas, while the worst seeing was recorded for the Vasile Urseanu observatory in Bucharest, and York University in Toronto.

### 2.2. Astrometry

The images were calibrated by flat field and bias frames before the astrometric measurements. Approximately 80% of the

<sup>7</sup> <http://euronear.imcce.fr>



**Fig. 1.** The 1538 positions of a total of 162 NEAs observed in the EURONEAR network, in cumulative number per year, between 2006 and 2008.

images were reduced using the Astrometrica software<sup>8</sup> and the USNO-B1 catalog. Astrometrica is easily accessible and very often used by the amateur community for asteroid observations, and we decided to use it mainly because most of our data reduction was made by students and amateurs, members of our network. Despite its relatively low astrometric precision and lack of proper motion of sources, we preferred the USNO-B1 versus UCAC2 catalog because of the higher density of stars of USNO-B1 and its all-sky coverage, thus the astrometric calibration of small fields is always possible.

For the rest of the images we used some personal procedures in MIDAS, IDL or IRAF. It is important to note that some of the observations were treated with a specific software<sup>9</sup> which is under development among the EURONEAR members, based on the CPL<sup>10</sup> procedures and using the UCAC2 catalog.

162 NEAs, summing more than 1500 individual positions were observed in the visiting mode in the frame of the EURONEAR network, between May 2006 and Dec 2008, as presented in Fig. 1. The observing log table is presented in the Appendix of this article and includes the telescope location, the name of the asteroid, the type, the date of observations,

<sup>8</sup> Raab, H. 2008, <http://www.astrometrica.at>

<sup>9</sup> The embryo of a future pipeline to be used by our network.

<sup>10</sup> <http://www.eso.org/sci/data-processing/software/cpl/>

**Table 2.** An example of the catalog EURONEAR\_Release1.

Asteroid	Date UT	Right ascension (h m s)	Declination (° ' ")	Mag	Filter	Obs code
162173	2008 03 12.02639	06 29 35.020	-13 58 02.20	18.2	R	809
162173	2008 03 12.02795	06 29 35.540	-13 58 01.10	18.1	R	809
162173	2008 03 12.02970	06 29 36.110	-13 58 00.00	18.1	R	809
162173	2008 03 12.03134	06 29 36.670	-13 57 58.90	18.1	R	809
162173	2008 03 12.03314	06 29 37.270	-13 57 57.70	18.1	R	809
162173	2008 03 12.03509	06 29 37.930	-13 57 56.40	18.2	R	809
162173	2008 03 12.03672	06 29 38.460	-13 57 55.40	18.0	R	809
162173	2008 03 13.03905	06 35 29.610	-13 46 54.10	17.9	R	809
162173	2008 03 13.04053	06 35 30.110	-13 46 53.10	17.9	R	809
162173	2008 03 13.04209	06 35 30.620	-13 46 52.00	17.8	R	809
162173	2008 03 13.04562	06 35 31.790	-13 46 49.50	17.9	R	809
162173	2008 03 13.04877	06 35 32.850	-13 46 47.40	17.8	R	809
162173	2008 03 13.05032	06 35 33.350	-13 46 46.30	17.9	R	809
162173	2008 03 13.05196	06 35 33.890	-13 46 45.20	17.9	R	809
162173	2008 03 13.05358	06 35 34.430	-13 46 44.00	17.9	R	809

**Notes.** Asteroid number (or its provisory designation), date, right ascension, declination, magnitude, filter, and observatory code are presented.

the apparent magnitude, the exposure time, and the number of observations. This table contains also the apparent motion of the asteroid and the time period (d-days, y-years) between its discovery and the EURONEAR observation.

Most of the runs were conducted using sidereal tracking. However, for a few runs (Pic du Midi and ESO/MPG) we tracked using the half-value of the proper motion of the observed asteroids, which has the advantage to have shorter trails for the asteroids while increasing the exposure time in order to reach fainter magnitudes.

To reduce the ESO/WFI images, a specific procedure was developed. Following the flat and bias treatment of the images, we sliced the mosaic image in the eight CCD components which were treated independently, and we measured them separately. To take advantage of the large field of the ESO/MPG, LCO/Swope and CTIO 1 m runs, we inspected the entire field of these runs besides the observed NEA and reported all asteroids (known and new) found in the images.

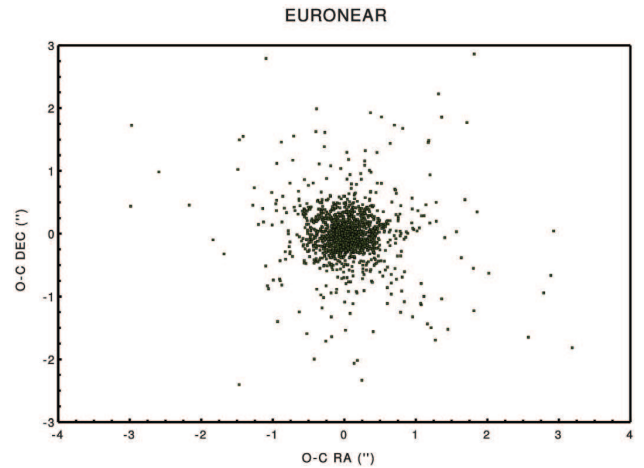
Depending on the field of the telescope and the density of the stars in the field, the scale and the orientation of the field were computed using about 6 to 100 catalog stars with a precision better than  $0.3''$ . The measured  $(x, y)$  values were related to the standard  $(X, Y)$  coordinates using a linear model. Typically, the differences between the measurements and the catalog positions do not exceeded 300 mas.

The center  $(x, y)$  of the measured sources was obtained using a 2D-symmetric Gaussian function. The rms fit of the center was lower than 150 mas, depending on the telescope aperture, the magnitude, the seeing, and the method of guiding during the acquisition of the image.

### 3. Results

The catalog EURONEAR\_Release1 contains all the data referred into the article. The columns of the release are: the name of the asteroid, right ascension and declination for the J2000.0 epoch, magnitude and filter (when available) and the UAI observatory code. A sample of the release is presented in Table 2.

References of reported EURONEAR astrometry are in the following Minor Planets (Electronic) Circulars: Pozo et al. (2008); Scotti et al. (2008a,b); Cavadore et al. (2008); Kern et al. (2008); Elst et al. (2008c); Buie et al. (2008); Vaduvescu & Tudorica (2008); Tubbiolo et al. (2008); Young et al. (2008); Elst et al. (2008a,b); Tholen et al. (2008b); Sheppard et al. (2008); Vaduvescu et al. (2007a,d,b,c); Cavadore et al. (2006).

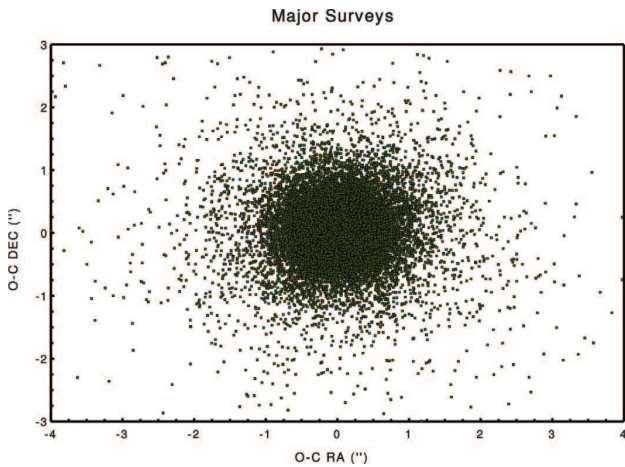


**Fig. 2.** (o-c) residuals for 1538 positions of 162 NEAs observed in the EURONEAR network. Most of the points are confined within  $1''$ , probing the observational capabilities for all facilities and the accurate data reduction.

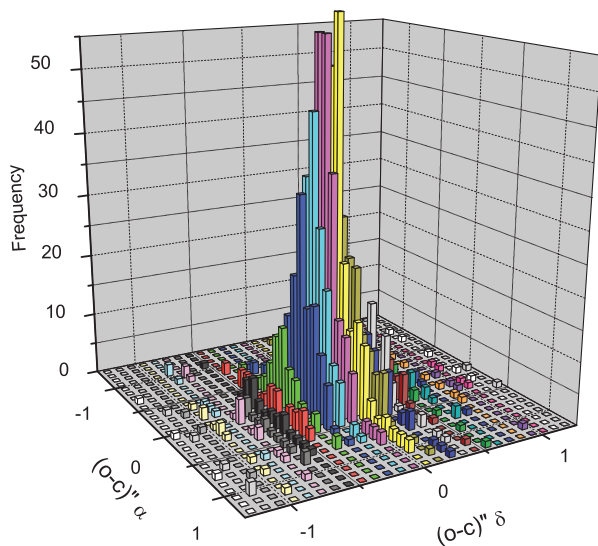
All astrometric measurements were accepted by MPC, being included successfully in the procedure of adjustment of the orbital catalogs maintained by JPL and NEODYs. Figure 2 presents the distribution of observed minus calculated (o-c) positions in right ascension and declination for all runs. The values are mostly confined within  $1''$  for all observatories, probing the precision of data reduction, observational capabilities and the available instrumentation. The frequencies of values (Fig. 4) are centered relatively close to zero.

The individual plots of the (o-c) values for each telescope are available in the Appendix of this paper. The dispersion of observations between observatories is different and is related to the telescope aperture, pixel size and seeing conditions. We will focus our interest on the telescopes for which the (o-c) values are well confined around the zero value.

The Gaussian fit was performed for all (o-c) values in right ascension and in declination, assuming non-weighting data, in free parameter mode. In the right ascension, the Gaussian distribution corresponds to 94.97% of the correlation and the  $FWHM$  is  $(0.401 \pm 0.019)''$ , while for the declination the correlation is 97.81% and the  $FWHM$  is  $(0.431 \pm 0.013)''$ . The



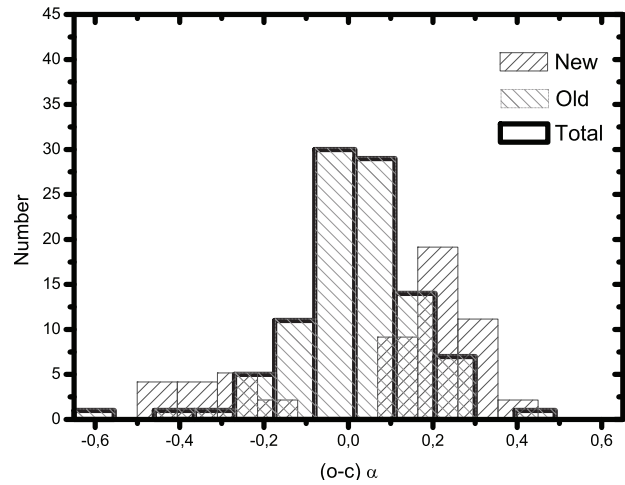
**Fig. 3.** Over 23 000 (o-c) residuals related with observations performed by all other surveys which observed in the past the same asteroids with EURONEAR. Comparing this plot with the one of Fig. 2, one can observe that EURONEAR observations appear better confined around zero, and this fact is also supported by statistics.



**Fig. 4.** The frequency of (o-c) values in the plane of right ascension and declination, with a bin value of  $0.095''$ . The values of frequency are centered to the zero value.

maximum of the Gaussian fit is slightly shifted to positive values,  $(0.022 \pm 0.008)''$  in right ascension and  $(0.042 \pm 0.006)''$  in declination.

The (o-c) values are very well centered around zero for the observations obtained with the 2.2 m telescope. The best Gaussian function is obtained for a  $FWHM = (0.218 \pm 0.012)''$  centered at  $(0.020 \pm 0.005)''$  in right ascension, and  $FWHM = (0.261 \pm 0.037)''$ , centered at  $(0.023 \pm 0.015)''$  in declination. These values show a very good consistency between the internal errors of the data and the expected position errors from the USNO-B1 reference catalog. Careful analysis of the data shows that the (o-c) values are widely spread for newly discovered objects whose orbit uncertainties were larger, while for the objects



**Fig. 5.** (o-c) residuals in right ascension for the asteroids observed with 2.2 m telescope, La Silla. These values are widely spread for newly discovered objects whose orbit uncertainties were larger, while for the objects observed at two (or more) oppositions the values are well confined around zero.

observed at two (or more) oppositions the (o-c) values are well confined around zero. This could be seen in Fig. 5.

Recently, Tholen et al. (2008a) described systematic offsets in the astrometry of (99942) Apophis for more than 200 individual observations. This large offset of approximately  $0.2''$  to the north of ephemerides position was associated to the systematic errors in declination of the star catalog<sup>11</sup>, compared to the ICRF sources. From our global histograms of observed objects we cannot confirm such a kind of offset, which suggests that the  $0.2''$  error is related to a local systematic error in the catalog. Also, such a kind of analysis for a given asteroid of our sample is not possible, while for each object the number of individual observations is around ten (thus statistically irrelevant) and over a short arc of orbit.

We compared our work with other programs, mostly the five major US surveys capable to regularly observe NEAs using facilities similar to those used by our network. In Fig. 3 we plot (o-c)s derived from data taken by all other surveys for the same NEAs which were observed by us. Over 23 000 (o-c) points of Fig. 3 refer to the same observed objects plotted in Fig. 2. Our data appear to be better confined around zero (about  $0.4''$ ) than the (o-c) points from the other surveys (about  $0.6''$ ). Similar analysis carried out separately for each telescope used by our network arrives at similar results, with even better (o-c) confinement in the case of the ESO/MPG 2.2 m and LCO 1 m datasets.

### 3.1. Recovered VIs, PHAs, and NEAs

Besides NEAs selected from the Spaceguard and MPC object lists, we checked during a few runs also the MPC NEO confirmation list. Six minor planets were recovered by EURONEAR at OHP, CTIO, and LCO within one day from discovery, following their alert on the MPC list, while another four could not be recovered. The recovered objects are marked by (\*) in the Appendix.

<sup>11</sup> They used USNO-B1.

The recovered objects are: 2007  $JX_2$  (MPEC 2007-J32) – PHA discovered by Catalina and recovered by EURONEAR at OHP 1.2 m (formerly 7J2E987); 2008  $KE_6$  (MPEC 2008-K63) – PHA discovered by Catalina and recovered by EURONEAR at CTIO 1 m (formerly 8K85BC5); 2008  $KN_{11}$  (MPEC 2008-K66) – VI discovered by Catalina and recovered by EURONEAR at CTIO 1 m (formerly 8K86577); 2008  $UQ_2$  (MPEC 2008-U45) – MBA discovered by Catalina and recovered by EURONEAR at LCO 1 m (formerly 8UB57EF); 2008  $UT_2$  (MPEC 2008-U48) – NEA discovered by Catalina and recovered by EURONEAR at LCO 1 m (formerly 8UB733D) and 2008  $UR_2$  (MPEC 2008-U46) – NEA discovered by Spacewatch and recovered by EURONEAR at LCO 1 m (formerly SW40ea).

Part of the observed NEAs, EURONEAR observed one NEA having a very large sigma uncertainty, namely 2008  $JA_8$ , discovered by CSS on May 5, 2008, which was recovered by EURONEAR at CTIO 1 m about  $10'$  away from predicted position, later being tracked back and identified with a NEAT 2001 observation thanks to EURONEAR that defined its orbit.

### 3.2. Astrometry and orbit adjustment: the case of 2008 $CR_{118}$ as a scholarship example

The astrometry performed by EURONEAR contributes to the improvement of the orbital elements of NEAs. These elements are updated regularly by several services and teams (e.g. MPC, NEODYs, ASTORB). These new orbital elements are dependent on several factors, such as the initial conditions of the adjustment, the weight of individual observations, the procedure of the adjustment of observations, the precision (double, quadruple) in the procedure, the dynamical system used for the integration, and the choice of the numerical integrator.

It is important to note that the adjustment is mandatory for objects for which one has a poor knowledge of their orbital parameters. This occurs mainly in two situations: i) the object was not observed for a long time, and ii) the object is a new discovery.

We propose to investigate this problem in a non-exhaustive way for our whole sample and to provide an example of such new observations, thus underlining the importance of an orbital adjustment of NEAs. We will concentrate on the asteroid 2008  $CR_{118}$  as a generic example of the situation described below.

We computed the orbital elements of the NEA 2008  $CR_{118}$  from 80 individual observations, obtained between March 2003 and October 2008. Ten of these astrometric observations were obtained by EURONEAR in Las Campanas (IAU code 304), on Oct. 22, 2008. When the EURONEAR observations were performed, the estimated uncertainty of the MPC ephemeris was around  $20''$ .

In our investigation we used two different approaches to quantify the importance of these new observations. The first approach which we used was NOE-AST, derived from Lainey et al. (2007), Lainey (2008), and Lainey & Vienne (2009). This procedure uses the dynamical model DE406. The threshold of the adjustment in the procedure was established at  $3\sigma$ , while the numerical integration was based on Gauss-Radau polynomials (Everhart 1985). The second approach, ASTERPRO (Rocher 2007; Bec-Borsenberger & Rocher 1988), is a specific procedure of adjustment and orbital element computation developed by Patrick Rocher. This procedure uses the dynamical model SLP98 (G. Francou, personal communication), the post-newtonian correction,  $\chi^2$  minimization procedure and K-student test as well as the Bulirsch and Stoer numerical integrator.

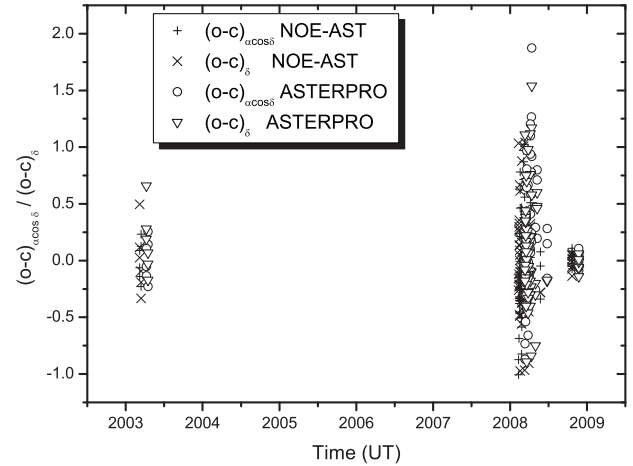


Fig. 6. The (o-c) values in right ascension and declination, correspondent to the adjustment of 2008  $CR_{118}$  using NOE-AST and ASTERPRO.

We used the orbital elements for the epoch June 18, 2009, proposed by the Lowell Observatory<sup>12</sup> as initial conditions in our adjustment, and the weight of each observation was considered equal to the unity (i.e. independent observations).

The reliability of the results after the adjustment was checked using several NEAs, by comparing the rectangular coordinates  $X$ ,  $Y$ , and  $Z$  and their first derivatives  $\dot{X}$ ,  $\dot{Y}$ , and  $\dot{Z}$ , as well as the (o-c) values of the observations which were retained for the final solution. Globally the differences in rectangular coordinates are below  $10^{-7}$ – $10^{-6}$  AU, at values similar to the standard deviation of the observations. In the case of 2008  $CR_{118}$ , these values are  $10^{-6}$ ,  $0.6 \times 10^{-6}$ , and  $10^{-7}$  AU for  $X$ ,  $Y$ , and  $Z$  respectively (i.e. less than 1 km of difference). These differences correspond to excursions of semi-major axis of less than  $10^{-7}$  AU and less than  $3 \times 10^{-7}$  in eccentricity. The correspondent (o-c) in right ascension and declination are presented in Fig. 6.

We applied these two methods of adjustment to the asteroid 2008  $CR_{118}$  in two situations: i) the case of the observation sample on which we extracted the observations from October 22, 2008, (Obs-without-EURONEAR) and ii) the case of a sample including all observations (Total-Obs). Then, the comparison of results would give an estimation of the improvement in the orbital coordinates, in NOE-AST and ASTERPRO approach respectively.

The results of the differences in coordinates and velocities (Total-Obs minus Obs-without-EURONEAR) are presented in Table 3. We conclude an important influence of the observations of Oct. 22, 2008 in the cartesian coordinates of the asteroid. Thus, for the  $X$  cartesian coordinate, the differences are 1995.6 km and 3383.1 km for NOE-AST and ASTERPRO respectively, which is more important by two orders than that for the  $Y$  coordinate. Relatively important differences are also calculated for the  $Z$  coordinate (358.6 km and 446.8 km for NOE-AST and ASTERPRO respectively). Consequently, this is translated in differences of  $10^{-7}$  in the semi-major axis and  $0.8 \times 10^{-6}$  in eccentricity, for both the NOE-AST and ASTERPRO methods.

<sup>12</sup> <ftp://ftp.lowell.edu/pub/elgb/astorb.dat.gz>

**Table 3.** Comparison of the differences of rectangular coordinates and velocities calculated for the asteroid 2008 CR<sub>118</sub> using two adjustment procedures.

Coordinate MODEL	$X$ ( $\times 10^{-6}$ AU)	$Y$ ( $\times 10^{-6}$ AU)	$Z$ ( $\times 10^{-6}$ AU)	$\dot{X}$ ( $\times 10^{-7}$ AU/day)	$\dot{Y}$ ( $\times 10^{-7}$ AU/day)	$\dot{Z}$ ( $\times 10^{-7}$ AU/day)
NOE-AST	13.340	-0.082	2.397	0.229	0.039	-0.004
ASTERPRO	22.615	-0.208	2.987	-0.323	0.171	0.038

**Table 4.** Sample of orbit adjustment (semi-major axis for brevity here) and MOID calculated with observational datasets available immediately before and after our observations, compared with the complete dataset available on July 6, 2009.

Asteroid	a before	a after	a present	MOID before	MOID after	MOID present
2006 KD1	1.610261	2.482955	2.483163	0.35501	0.41254	0.41225
2008 KE6	0.815169	1.487399	1.685202	0.00177	0.01904	0.02243
2008 KF6	2.279096	2.298772	2.325204	0.03458	0.03719	0.03864
2008 KN11	1.733161	1.694478	1.708350	0.00101	0.00099	0.00099
2008 UT2	1.795989	1.798609	1.804049	0.02341	0.02359	0.02357
2008 EM7	1.230006	1.240259	1.238430	0.02553	0.01720	0.01864

### 3.3. Brief orbital study of VIs, PHAs, and recovered NEAs

All together, EURONEAR observed 66 VIs, PHAs and recovered NEAs, according to their classifications available at the observing epoch (online Table). We considered these cases to fit the orbits and derive the semi-major axis ( $a$ ) and Minimum Orbital Intersection Distances (MOID) from orbits fitted to the observational datasets available immediately before and after our observations, as well as those resulting from the fit of all data available at present (e.g., including all observations after our runs). To perform the orbital fitting we used the ORBFIT package<sup>13</sup> and the asteroids' observational data from NEODYs<sup>14</sup>. Table 4 includes some results which show several important cases where the EURONEAR contribution can be seen.

### 3.4. Photometry of NEAs

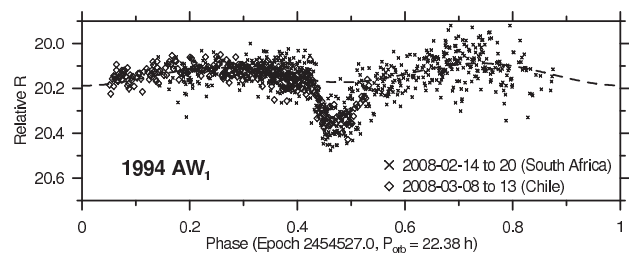
Most NEAs observed by EURONEAR had magnitudes between  $V = 19 \div 20^m$  (1 m class telescopes) as faint as  $V = 22^m$  for the 2.2 m telescope (see Table in the Appendix), compatible with or complementing to other major surveys. Most observations were obtained using the Johnson or Cousins  $R$  filter. In the case of faint asteroids, no filter was used to maximize the recording of the Sun flux reflected by the body.

One of the NEAs observed in Las Campanas, 1994 AW<sub>1</sub>, was actually the main target of a campaign focused on acquiring photometric data for a few selected binary asteroids (mostly Main Belt) to constrain the distribution of their orbital poles (Čapek & Vokrouhlický 2004). A few weeks previous to our 1 m telescope observations in Chile, 1994 AW<sub>1</sub> was observed using the 1 m telescope at SAAO in South Africa in poor weather conditions. By joining the two datasets we could obtain a better precision for the orbital and rotation periods.

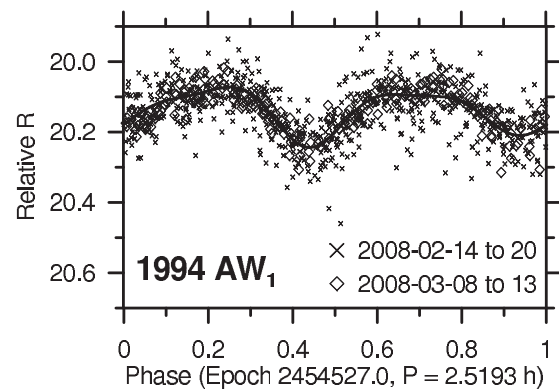
A fast rotation period of the primary 1994 AW<sub>1</sub> was derived,  $P_{\text{syn}} = 2.5193 \pm 0.0001$  h. The amplitude of the lightcurve was  $0^m.17$ . The orbital period of the system,  $P_{\text{orb}} = 22.38 \pm 0.01$  h, was obtained after realizing that only primary events (magnitude attenuation) were observed in February and in March 2008. The rotation period of the satellite coincides with its orbital period

<sup>13</sup> <http://adams.dm.unipi.it/~orbmain/orbfit/>

<sup>14</sup> <http://newton.dm.unipi.it/neodys/>



**Fig. 7.** Composite lightcurve of the binary system 1994 AW<sub>1</sub> after subtraction of the short period. The dashed line is the assumed fit of the lightcurve, which does not cover the whole period.



**Fig. 8.** The composite lightcurve of the primary body of the binary system 1994 AW<sub>1</sub>.

and the amplitude of the lightcurve (without fitted component from the rotation period of the primary) is at least  $0^m.10$ . The fits to the binary model in Fig. 7, which show the orbital period and in Fig. 8 the rotation period of the binary system. We compared the previous results of Pravec & Hahn (1997) with ours, and the results are similar despite the change in the geometry of the system by about  $50^\circ$  in longitude and  $30^\circ$  in latitude (if one takes into account the so-called phase-angle bisector).

Photometry and physical data of binary NEAs are rather sparse, mainly because photometry is a task very time-consuming which requires a few nights or weeks to derive rotational and orbital periods for only a few systems. For most telescopes the observations for long periods seems to be incompatible with the policy of granted observing time. However, studies of physical properties of binary NEAs as well as their dynamical evolution are essential for the near future. In this regard, it is clear that a co-ordinated network to include at least two telescopes would be preferable, and EURONEAR could contribute in the near future with photometric data for NEA physical studies.

### 3.5. Discovery of MBAs and NEAs

Some of the NEAs followed-up by EURONEAR were located close to the ecliptic plane, and consequently many objects with proper motion compatible with MBAs could be identified in the observed fields. Besides the surveyed NEAs, data reducers closely inspected the entire fields, identifying and measuring all moving bodies using the convenient blink function of Astrometrica.

Most moving objects identified in the larger fields of 1 m telescopes (CTIO, LCO, OHP) were identified as known MBAs. Some others were not known and were detected in the runs at Las Campanas 1 m and ESO/MPG 2.2 m, thanks to the larger FOV and larger aperture in the second case. All together, we identified, measured and reported to MPC some 50 unknown moving bodies in the LCO 1 m run (five nights in Oct 2008 observing some 50 fields covering about 6 sq. degree) and about 450 unknown bodies in the ESO/MPG run (Mar. 2008 observing some 42 WFI fields covering about 21 sq. degree). To date, 56 objects observed at ESO/MPG have been officially considered EURONEAR discoveries by the MPC.

One set of eight images observed at the ESO/MPG during one night shows a well-visible set of longer collinear trails (about 25 pixels each), which suggests an object moving quite fast (about 10 arcsec/min), which could not be linked to any known NEA or PHA. We speculate that the accidental encounter of one new NEA during this three night run with ESO/MPG equipped with WFI mosaic camera could be compatible with the results of Boattini et al. (2004). In 2002 Boattini et al. (2004) discovered three NEAs during three clear nights using ESO/MPG at a time when the number of known NEAs was much less. Unfortunately, our object was observed for about 15 min only during one night, so it is impossible to establish an orbit, but it is expected to be linked to another object sometime soon. It is out of the scope of this paper to present our MBA discoveries, so we plan to investigate them statistically in the context of the MBA populations and 2 m survey capabilities at the faint end (mag  $V \approx 22^m$ ).

## 4. Conclusions and perspectives

EURONEAR network has been organized to increase the collaboration, mostly European, between professional astronomers, amateurs and students interested in NEAs. The optimization of this collaborative work of observations and astrometric data reduction is possible via a dedicated website which includes some specific software and a dedicated list of emails.

Astrometry has been the main tool of research for orbital properties. Overall, 162 NEAs, summing more than 1500 individual positions observed over a total of 55 nights between 2006

and 2008 were reported by the EURONEAR network and used in the orbital adjustment of NEAs (NEAs, PHAs, VIs). These results are published in the catalog EURONEAR\_Release1. Some orbital fits run as examples with some models such as NOE-AST, ASTERPRO, and ORBFIT including our datasets were compared with those obtained before our observations, clearly probing the contributions of our runs. Photometry is the main tool of research for basic physical properties of NEAs, and in this sense the NEA binary system 1994 AW<sub>1</sub> was observed, and we derived its rotation and orbital period.

About 500 new objects, whose motions are compatible with MBAs were reported as potential serendipitous discoveries in Las Campanas 1 m and La Silla 2.2 m, thanks to their large field and aperture capabilities. From these objects, 56 MBAs are officially recognized by the MPC as new discoveries. One object is speculated to be a new NEA which was possibly lost.

The (o-c) plots for all our observations show that most of our reduced data remained confined within 1", probing the observational capabilities for all facilities and the accurate data reduction. Considering our whole reduced dataset, the average astrometric position error has a *FWHM* of 0.4" consistent with the USNO-B1 catalog uncertainty. This value is two times lower for the ESO/MPG observations, which benefit by the 2 m aperture and a large field. For the future, we intend to decrease these errors by employing unique dedicated reduction pipeline based on CPL procedures which uses UCAC-2 and UCAC-3 catalogs. These results are about two to three times better than those reported by other major surveys dedicated mainly to the discovery of new objects, which use much larger pixel scales and other observing protocols.

An important contribution could be obtained in the NEA research using 1 m class and even smaller telescopes, and this task was achieved during the last three years by the EURONEAR network, which used nine telescopes located in four countries in a team effort. Other runs are planned in the future on 1–2 m class telescopes to our specific objectives, while some funding continue to be searched in order to dedicate one or two 1–2 m class telescopes to the EURONEAR project.

*Acknowledgements.* The article is based on observations acquired in Pic du Midi, Haute Provence, La Silla, Cerro Tololo, Las Campanas, Cerro Armazones, Bucharest Urseanu, and York University Observatories. The run of Alex Tudorica in Cerro Tololo was supported by the University of Bucharest, Faculty of Physics, Romania. We thank Prof. Mircea Rusu from the University of Bucharest, Faculty of Physics, for his contribution. The runs of F. Pozo N., and A. Barr D. in Las Campanas, and C.P. Soto in La Silla were supported by the Universidad Católica del Norte. The EURONEAR website is hosted by the Institut de Mécanique Céleste et de Calcul des Ephémérides, Observatoire de Paris, France. To analyze the photometry data we used the ALC software (Pravec, private communication). Observations at SAAO were done by Henry Hsieh in a joint proposal including Alan Fitzsimmons, Petr Pravec and Alan Harris. Adrian Galad was supported by the Slovak Grant Agency for Science VEGA (Grant 2/0016/09) and the Grant Agency of the Czech Republic (Grant 205/09/1107).

## References

- Bec-Borsenberger, A., & Roher, P. 1988, in *Développements Récents en Planétologie Dynamique*, 29
- Bernardi, F., Boattini, A., D'Abramo, G., et al. 2002, *Asteroids, Comets, and Meteors: ACM 2002*, ed. B. Warmbein, in ESA SP-500, 801
- Boattini, A., D'Abramo, G., Scholl, H., et al. 2004, *A&A*, 418, 743
- Boattini, A., D'Abramo, G., Valsecchi, G. B., et al. 2007, *Earth Moon and Planets*, 100, 259
- Bowell, E., & Muinonen, K. 1994, in *Hazards Due to Comets and Asteroids*, ed. T. Gehrels, M. S. Matthews, & A. M. Schumann, 149
- Buie, M. W., Parker, J. W., Wittman, D., et al. 2008, *Minor Planet Circulars*, 6312, 3

- Cavadore, C., Colas, F., Vaduvescu, O., et al. 2006, *Minor Planet Circulars*, 5711, 2
- Cavadore, C., Elst, E. W., Lagerkvist, C.-I., et al. 2008, *Minor Planet Circulars*, 6336, 9
- Devyatkin, A. V., Kulish, A. P., Kouprianov, V. V., et al. 2007, in *IAU Symp.* 236, ed. G. B. Valsecchi, & D. Vokrouhlický, 391
- Elst, E. W., Lagerkvist, C.-I., Boattini, A., Boehnhardt, H., & Vaduvescu, O. 2008a, *Minor Planet Circulars*, 6287, 8
- Elst, E. W., Lagerkvist, C.-I., Boattini, A., et al. 2008b, *Minor Planet Circulars*, 6257, 3
- Elst, E. W., Lagerkvist, C.-I., Boattini, A., et al. 2008c, *Minor Planet Circulars*, 6312, 5
- Everhart, E. 1985, in *Dynamics of Comets: Their Origin and Evolution*, ed. A. Carusi, & G. B. Valsecchi (Dordrecht: Reidel), *Astrophysics and Space Science Library*, 115, *Proc. Colloq.*, held in Rome, Italy, June 11–15, 1984, 83, 185
- Gehrels, T., & Jedicke, R. 1996, *Earth Moon and Planets*, 72, 233
- Helin, E. F., Pravdo, S. H., Rabinowitz, D. L., & Lawrence, K. J. 1997, *New York Academy Sciences Annals*, 822, 6
- Howell, S. B., Koehn, B., Howell, E., & Hoffman, M. 1996, *AJ*, 112, 1302
- Ivantsov, A. V., Aslan, Z., Gumerov, R. I., et al. 2008, in *American Institute of Physics Conf. Ser.*, 1043, 167
- Kern, S. D., Sheppard, S. S., Vaduvescu, O., & Schechter, P. L. 2008, *Minor Planet Circulars*, 6336, 10
- Lainey, V. 2008, *Planet. Space Sci.*, 56, 1766
- Lainey, V., & Vienne, A. 2009, in *Connaissance des Temps (EDP Sciences)*, 177
- Lainey, V., Dehant, V., & Pätzold, M. 2007, *A&A*, 465, 1075
- Larson, S., Spahr, T., Brownlee, J., Hergenrother, C., & McNaught, R. 1999, In *Proceedings of the 1999 AMOS Technical Conference*, 182
- Milani, A., Chesley, S. R., Boattini, A., & Valsecchi, G. B. 2000a, *Icarus*, 145, 12
- Milani, A., Chesley, S. R., & Valsecchi, G. B. 2000b, *Planet. Space Sci.*, 48, 945
- Milani, A., Chesley, S. R., Chodas, P. W., & Valsecchi, G. B. 2002, *Asteroids III*, 55
- Milani, A., Gronchi, G. F., & Knežević, Z. 2007, *Earth Moon and Planets*, 100, 83
- Morbidelli, A., Bottke, Jr., W. F., Froeschlé, C., & Michel, P. 2002, *Asteroids III*, 409
- Morrison, D. 1992, *Mercury*, 21, 103
- Pozo, F., Barr, A., Vaduvescu, O., et al. 2008, *Minor Planet Electronic Circulars*, 48
- Pravec, P., & Hahn, G. 1997, *Icarus*, 127, 431
- Rocher, P. 2007, in *Notes scientifiques et techniques de l'IMCCE*, ISBN: 2-910015-54-8
- Scotti, J. V., Pozo, F., Barr, A., et al. 2008a, *Minor Planet Electronic Circulars*, 46
- Scotti, J. V., Pozo, F., Barr, A., et al. 2008b, *Minor Planet Electronic Circulars*, 45
- Sheppard, S. S., Vaduvescu, O., Galad, A., et al. 2008, *Minor Planet Circulars*, 6225, 1
- Stokes, G. H., Evans, J. B., & Larson, S. M. 2002, *Asteroids III*, 45
- Tholen, D. J., Bernardi, F., & Micheli, M. 2008a, in *AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts*, 40, 27.02
- Tholen, D. J., Elst, E. W., Lagerkvist, C.-I., et al. 2008b, *Minor Planet Circulars*, 6226, 5
- Tichá, J., Tichý, M., & Kočer, M. 2002, in *Asteroids, Comets, and Meteors: ACM 2002*, ed. B. Warmbein, *ESA SP-500*, 793
- Tichá, J., Tichý, M., & Moravec, Z. 2000, *Planet. Space Sci.*, 48, 787
- Tubbiolo, A. F., Bressi, T. H., Gilmore, A. C., et al. 2008, *Minor Planet Electronic Circulars*, 66
- Čapek, D., & Vokrouhlický, D. 2004, *Icarus*, 172, 526
- Vaduvescu, O., & Tudorica, A. 2008, *Minor Planet Circulars*, 6312, 6
- Vaduvescu, O., Colque, J. P., & Nedelcu, A. 2007a, *Minor Planet Circulars*, 6143, 11
- Vaduvescu, O., Nedelcu, A., Birlan, M., & Sonka, A. 2007b, *Minor Planet Circulars*, 5986, 3
- Vaduvescu, O., Nedelcu, A., Lombardi, G., et al. 2007c, *Minor Planet Electronic Circulars*, 32
- Vaduvescu, O., Nedelcu, A., & Sonka, A. 2007d, *Minor Planet Circulars*, 6008, 5
- Vaduvescu, O., Birlan, M., Colas, F., Sonka, A., & Nedelcu, A. 2008, *Planet. Space Sci.*, 56, 1913
- Viggh, H. E. M., Stokes, G. H., Shelly, F. C., Blythe, M. S., & Stuart, J. S. 1998, in *Space 98*, ed. R. G. Galloway, & S. Lokaj, 373
- Young, J., Vaduvescu, O., Tudorica, A., et al. 2008, *Minor Planet Electronic Circulars*, 63

## Appendix A

Table A.1. The observing log file.

Observatory	Asteroid	Class	Date (UT)	App mag (V)	Exp time	Nr pos	$\mu$	Obs–Dis
Pic du Midi	2006 HV57	NEA	2006 May 16	19.2	300	10	0.5	18d
	2006 JU	NEA	2006 May 16	19.6	300	10	0.9	13d
	2006 JU41	NEA	2006 May 17	19.8	300	5	0.7	9d
	2006 HV57	NEA	2006 May 18	19.3	300	8	0.5	20d
	(144898) 2004 VD17	VI	2006 May 18	19.7	180	11	0.9	2y
	2006 JF42	PHA	2006 May 18	18.2	120	10	2.1	7d
	(139211) 2001 GN2	PHA	2006 May 19	19.2	120	10	1.5	5y
	2006 GW2	NEA	2006 May 19	19.2	300	10	0.1	40d
	2006 HQ30	PHA	2006 May 21	19.0	240	9	1.6	30d
	1997 XR2	PHA	2006 May 22	19.7	300	1	1.5	9y
	2006 KB1	NEA	2006 May 23	18.5	120	4	2.8	2d
	2006 KD1	PHA	2006 May 23	18.3	150	14	2.3	3d
	2006 KC	NEA	2006 May 24	18.8	120	16	3.4	5d
	(154715) 2004 LB6	NEA	2006 May 24	19.5	300	4	0.4	2y
Haute Provence	(68950) 2002 QF15	PHA	2006 May 28	14.6	60	16	5.1	4y
	(68950) 2002 QF15	PHA	2006 May 30	14.7	60	11	4.6	4y
	2007 FK1	NEA	2007 May 06	16.7	120	12	5.3	50d
	2007 FV42	NEA	2007 May 06	17.5	90	10	1.0	48d
	2007 FL1	NEA	2007 May 07	17.9	90	10	3.5	51d
	2007 DZ40	NEA	2007 May 08	18.0	90	5	3.3	76d
	(184990) 2006 KE89	NEA	2007 May 08	18.6	90	10	1.7	1y
	2006 GB	PHA	2007 May 08	19.1	120	10	2.2	1y
	2007 DF8	NEA	2007 May 08	19.6	180	10	1.3	75d
	2007 DT103	PHA	2007 May 08	19.7	300	2	0.3	71d
	2007 HX4	NEA	2007 May 09	19.9	300	7	2.7	18d
	2007 FE1	NEA	2007 May 09	19.8	180	11	1.4	51d
	2007 JX2 *	PHA	2007 May 09	19.0	60	11	4.6	1d
	2006 HR29	NEA	2007 May 09	17.9	60	8	3.3	1y
	2007 HX82	NEA	2007 May 09	19.7	180	11	1.4	13d
	2006 VY13	NEA	2007 May 10	19.7	300	4	0.6	1y
	2007 CQ5	NEA	2007 May 10	19.3	180	7	1.4	93d
	2007 JW2	NEA	2007 May 10	19.1	180	10	1.8	3d
	2006 WL3	NEA	2007 May 10	19.8	300	6	1.8	1y
	Cerro Armazones	2007 VD12	PHA	2007 Nov. 17	16.4	60	19	2.7
2007 VY7		NEA	2007 Nov. 17	17.9	120	10	1.8	7d
2006 US216		PHA	2007 Nov. 17	18.5	120	14	2.7	1y
2007 TD71		PHA	2007 Nov. 18	19.5	120	4	3.6	36d
2007 GS3		PHA	2007 Nov. 18	18.1	90	18	2.8	1y
2007 VT6		PHA	2007 Nov. 18	18.6	60	8	3.2	15d
Cerro Tololo	2008 JZ7	NEA	2008 May 30	19.4	60	11	2.0	25d
	2008 JO	NEA	2008 May 30	19.6	60	7	2.4	28d
	2008 HF2	NEA	2008 May 30	19.0	30	8	5.2	34d
	2008 FS6	NEA	2008 May 30	19.4	60	5	0.7	64d
	2008 DY	NEA	2008 May 30	19.8	60	10	1.4	66d
	2008 JS26	NEA	2008 May 30	18.9	30	10	6.7	16d
	2008 JU2	NEA	2008 May 30	18.9	30	12	7.1	27d
	2007 XH16	PHA	2008 May 30	19.3	60	10	2.7	1y
	2008 JW2	PHA	2008 May 30	19.1	60	10	1.4	27d
	2007 YB2	NEA	2008 May 30	20.0	120	8	0.7	1y
	2008 KE6 *	NEA	2008 May 30	19.9	30	6	4.7	1d
	2008 JA8 *	NEA	2008 May 30	19.0	30	11	3.5	25d
	2008 EZ97	NEA	2008 May 30	18.1	30	11	2.0	76d
	2008 JY30	NEA	2008 May 30	18.4	20	9	9.4	16d
	2008 DE	PHA	2008 May 30	18.0	20	10	2.3	77d
	2007 WV4	PHA	2008 May 30	19.5	30	3	4.4	1y
	2008 FN6	NEA	2008 May 31	19.1	30	10	4.9	61d
	2008 CP23	NEA	2008 May 31	19.8	60	4	2.3	120d



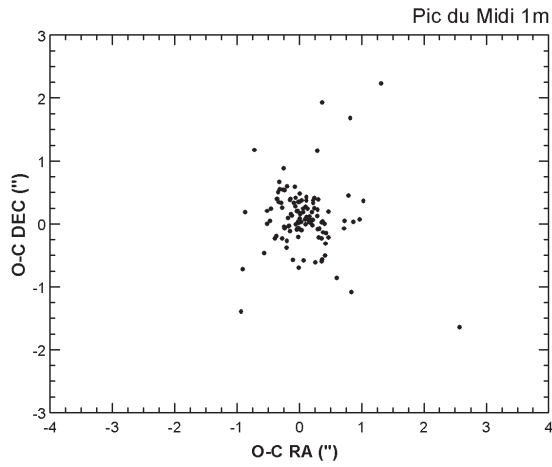
Table A.1. continued.

Observatory	Asteroid	Class	Date (UT)	App mag (V)	Exp time	Nr pos	$\mu$	Obs-Dis
	2008 KV2	NEA	2008 May 31	18.3	15	10	4.7	3d
	2008 KF6	VI	2008 May 31	18.6	15	10	9.1	1d
	2008 KW2	NEA	2008 May 31	18.1	15	9	5.3	3d
	2008 KN11*	VI	2008 May 31	20.4	60	12	1.1	1d
	2008 EC69	PHA	2008 May 31	17.1	20	9	5.4	100d
	2008 JJ	NEA	2008 Jun. 01	16.2	10	2	11.6	32d
Las Campanas	1994 AW1	PHA	2008 Mar. 08	18.0	60	49	1.2	14y
	2005 TJ174	NEA	2008 Jun. 04	19.0	120	5	0.8	3y
	2008 KB12	NEA	2008 Jun. 05	18.5	20	8	7.3	7d
	2005 UY5	NEA	2008 Jun. 06	18.7	60	8	0.7	3y
	2008 TC4	NEA	2008 Oct. 18	18.1	15	15	9.9	12d
	2008 RS26	NEA	2008 Oct. 18	19.5	150	10	0.7	46d
	2008 KZ5	PHA	2008 Oct. 18	18.4	45	16	3.6	142d
	2008 TX3	NEA	2008 Oct. 18	18.9	30	16	4.4	12d
	2001 SG10	PHA	2008 Oct. 18	19.0	60	16	1.9	7y
	(190491) 2000 FJ10	NEA	2008 Oct. 18	17.0	15	16	6.1	8y
	2007 TA19	PHA	2008 Oct. 18	19.6	45	16	2.8	1y
	(171576) 1999 VP11	PHA	2008 Oct. 18	17.4	15	11	7.3	9y
	2006 WR1	NEA	2008 Oct. 19	19.8	45	15	2.8	2y
	2005 UH6	PHA	2008 Oct. 19	19.7	30	15	3.9	3y
	2008 QT3	PHA	2008 Oct. 19	19.2	150	10	0.1	54d
	2008 TD4	NEA	2008 Oct. 19	19.0	50	15	2.5	12d
	2008 TN26	NEA	2008 Oct. 19	19.9	90	12	2.2	10d
	2008 SR1	NEA	2008 Oct. 19	19.9	180	15	0.3	26d
	2008 QZ	NEA	2008 Oct. 19	19.3	180	10	0.2	58d
	2008 SP7	NEA	2008 Oct. 19	18.5	60	15	1.3	26d
	2008 SJ82	NEA	2008 Oct. 19	19.9	90	14	1.6	23d
	2008 MH1	NEA	2008 Oct. 22	19.3	40	15	2.6	119d
	2008 OB9	PHA	2008 Oct. 22	20.6	200	15	0.5	89d
	2008 CR118	PHA	2008 Oct. 22	19.8	45	10	2.0	245d
	2008 RG98	NEA	2008 Oct. 22	19.2	90	9	1.5	42d
	2008 SE85	NEA	2008 Oct. 22	19.6	30	10	4.8	24d
	2008 TV25	NEA	2008 Oct. 22	18.7	30	10	4.4	13d
	2008 SU1	NEA	2008 Oct. 23	18.5	20	6	5.2	30d
	2008 SX7	NEA	2008 Oct. 23	19.4	60	7	2.1	32d
	2008 SW150	NEA	2008 Oct. 23	20.1	60	7	2.2	24d
	2008 UC	NEA	2008 Oct. 23	19.1	60	8	0.4	34d
	2008 TF4	NEA	2008 Oct. 23	19.2	50	8	2.2	17d
	2008 RE80	NEA	2008 Oct. 23	20.2	120	6	0.8	42d
	2008 TE157	NEA	2008 Oct. 23	20.2	100	8	0.9	21d
	2008 TJ157	NEA	2008 Oct. 23	20.6	120	6	1.1	17d
	2008 TK157	NEA	2008 Oct. 23	19.2	60	8	0.5	30d
	2008 TA1	NEA	2008 Oct. 23	20.1	120	6	1.4	21d
	2008 RP108	NEA	2008 Oct. 23	20.0	120	6	0.2	43d
	2008 SX245	NEA	2008 Oct. 23	19.4	60	8	1.1	24d
	2008 SS251	NEA	2008 Oct. 23	20.3	120	8	0.2	27d
	2008 QD1	NEA	2008 Oct. 23	18.7	90	6	0.9	60d
	2008 SO1	NEA	2008 Oct. 23	19.8	45	6	3.1	31d
	2008 SV7	NEA	2008 Oct. 23	19.9	60	7	2.4	29d
	2008 SQ7	NEA	2008 Oct. 23	19.4	30	4	4.4	30d
	2008 UT2 *	NEA	2008 Oct. 24	20.0	20	5	4.9	1d
	2008 UR2 *	NEA	2008 Oct. 24	19.8	40	8	3.7	1d
	2002 TW55	PHA	2008 Oct. 24	18.7	20	9	7.1	6y
	2001 SG10	PHA	2008 Oct. 24	19.1	60	10	1.5	7y
	2005 WK4	PHA	2008 Oct. 24	19.5	60	10	1.8	3y
	2001 KO20	NEA	2008 Oct. 24	20.0	60	10	1.0	7y
	2008 TT26	NEA	2008 Oct. 24	15.2	3	5	41.0	15d
	2001 UY4	PHA	2008 Oct. 24	16.8	10	10	8.8	7y
	2008 MB5	NEA	2008 Oct. 24	20.2	80	9	1.6	114d
	2008 RT26	NEA	2008 Oct. 24	20.1	80	8	1.5	47d

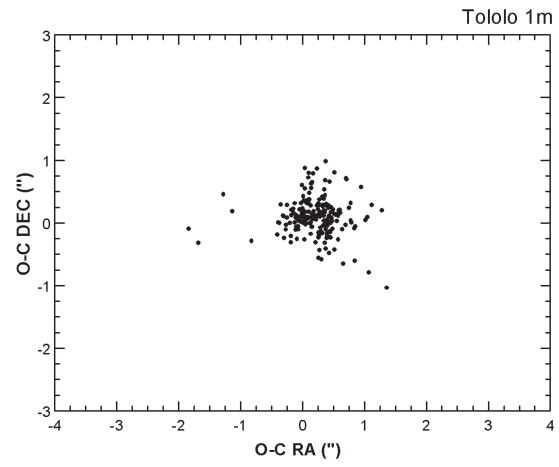
Table A.1. continued.

Observatory	Asteroid	Class	Date (UT)	App mag (V)	Exp time	Nr pos	$\mu$	Obs–Dis
La Silla 1 m	2007 PA8	VI	2007 Aug. 13	19.2	120	4	0.8	4d
	2007 FV42	NEA	2007 Aug. 13	16.5	120	12	0.4	1y
La Silla 2.2 m	2008 EA8	VI	2008Mar. 11	21.4	60	14	2.7	5d
	2008 EX5	VI	2008 Mar. 11	20.3	60	15	2.4	7d
	2008 EM7	VI	2008 Mar. 11	20.6	60	15	3.1	5d
	2008 ER7	VI	2008 Mar. 11	20.7	60	13	1.8	5d
	2005 GE59	PHA	2008 Mar. 11	20.6	60	14	0.8	3y
	(162173) 1999 JU3	PHA	2008 Mar. 12	17.9	60	15	3.4	9y
	2008 EL6	PHA	2008 Mar. 12	17.2	10	17	15	7d
	(162173) 1999 JU3	PHA	2008 Mar. 13	17.9	60	8	3.4	9y
	2006 GZ	NEA	2008 Mar. 13	21.3	120	8	0.9	2y
	2008 DA4	VI	2008 Mar. 13	22.0	120	8	1.0	2y
	2008 CE6	NEA	2008 Mar. 13	21.2	120	8	0.8	33d
	2008 DL5	PHA	2008 Mar. 13	19.7	30	8	4.0	13d
	2008 EJ9	NEA	2008 Mar. 13	20.0	60	7	5.2	4d
	2008 EQ7	NEA	2008 Mar. 13	20.1	60	5	2.4	7d
	2008 DJ5	NEA	2008 Mar. 13	20.3	60	5	1.5	13d
	2008 EA9	VI	2008 Mar. 13	21.0	60	5	2.4	7d
Urseanu	(1980) Tezcatlipoca	NEA	2006 Nov. 07	13.7	15	3	3.0	56y
	(5143) Heracles	NEA	2006 Nov. 13	14.5	15	3	2.4	53y
	2007 PU11	NEA	2007 Oct. 16	15.1	15	7	2.2	18y
	2007 TS19	PHA	2007 Oct. 16	16.0	15	4	9.2	6d
	(4954) Eric	NEA	2007 Nov. 02	12.3	15	3	2.1	32y
	(3200) Phaethon	PHA	2007 Nov. 28	14.0	15	3	5.2	24y
	(1036) Ganymed	NEA	2007 Nov. 29	13.4	15	3	0.6	83y
	(3288) Seleucus	NEA	2008 Jan. 28	15.7	15	3	1.0	26y
	2007 TU24	PHA	2008 Jan. 30	11.6	15	3	36.7	90d
	(1620) Geographos	PHA	2008 Feb. 25	12.8	15	3	3.6	57y
	1998 YP11 (11398)	NEA	2008 Mar. 23	14.7	15	7	3.3	25y
	(1685) Toro	NEA	2008 Mar. 03	14.7	15	4	2.1	60y
	(170891) 2004 TY16	NEA	2008 Mar. 03	15.9	15	4	2.1	4y
	2008 CL1	NEA	2008 Mar. 09	16.1	15	4	10.2	34d
	(179806) 2002 TD66	PHA	2008 Mar. 09	16.6	15	3	4.2	6y
	2005 NB7	PHA	2008 Apr. 20	14.8	15	4	15.8	3y
	(137170) 1999 HF1	NEA	2008 Apr. 20	15.4	15	4	1.9	9y
	(35107) 1991 VH	PHA	2008 May 01	16.8	15	7	1.4	17y
	(53319) 1999 JM8	PHA	2008 May 01	15.8	15	7	3.3	9y
	2008 HW1	NEA	2008 May 05	16.7	15	11	8.8	36d
2008 JT35	PHA	2008 Jun. 30	16.0	10	5	11.4	55d	
(185851) 2000 DP107	PHA	2008 Oct. 01	15.1	15	3	3.2	8y	
(164400) 2005 GN59	PHA	2008 Oct. 03	14.1	15	3	14.2	3y	
(137032) 1998 UO1	NEA	2008 Oct. 03	14.0	15	4	10.2	10y	
(16960) 1998 QS52	PHA	2008 Oct. 10	14.3	15	6	4.8	10y	
York University	(35396) 1997 XF11	PHA	2002 Nov. 09	13.8	20	23	7.6	5y
	(65803) Didymos	PHA	2003 Dec. 04	13.7	60	35	2.7	7y
	(4179) Toutatis	PHA	2004 Aug. 22	13.1	50	20	0.4	70y
	(4179) Toutatis	PHA	2004 Sep. 12	11.9	30	20	1.2	70y

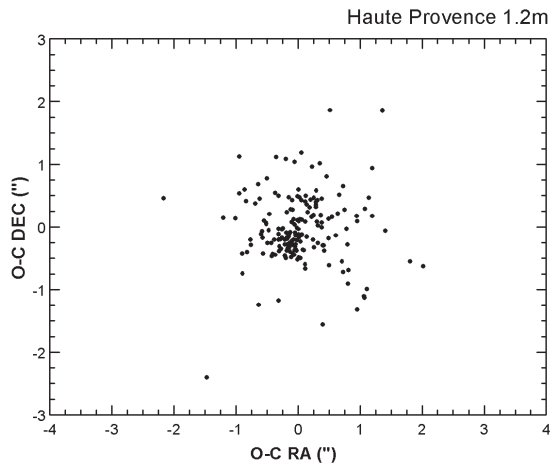
**Notes.** For each telescope location, the name of asteroid, its type, the date of observations, the apparent magnitude, the exposure time and the number of observations are presented. The table contains also the apparent motion of the asteroid at the time-period (d-days, y-years) between its discovery and the EURONEAR observation.



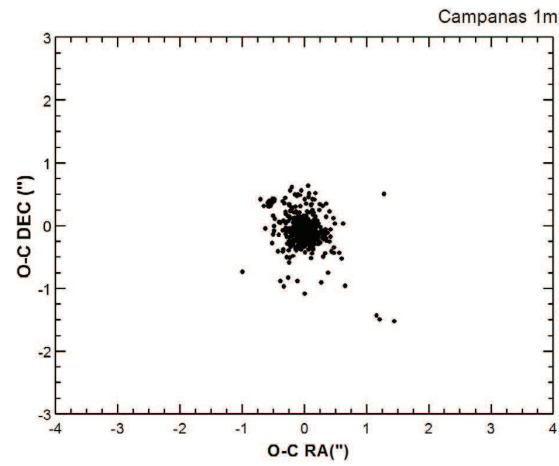
**Fig. A.1.** Pic du Midi 1 m: (o-c) residuals for 122 positions of 14 NEAs observed by EURONEAR in one run.



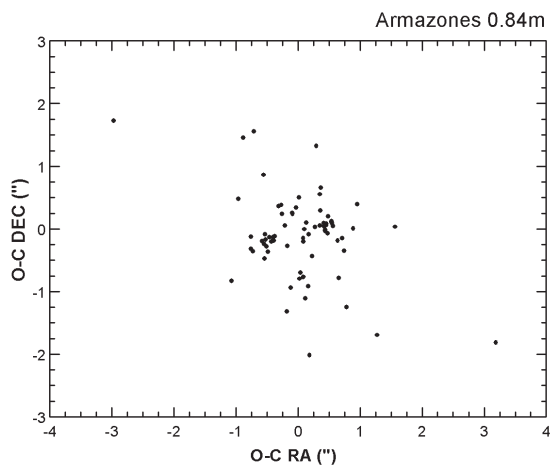
**Fig. A.4.** Tololo 1 m: (o-c) residuals for 207 positions of 24 NEAs observed by EURONEAR in one run.



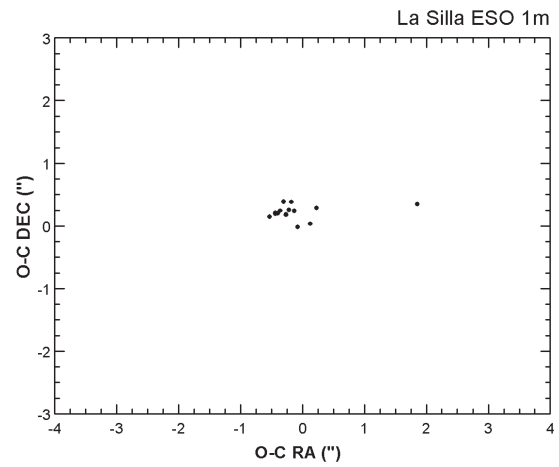
**Fig. A.2.** Haute Provence 1.2 m: (o-c) residuals for 171 positions of 19 NEAs observed by EURONEAR in one run.



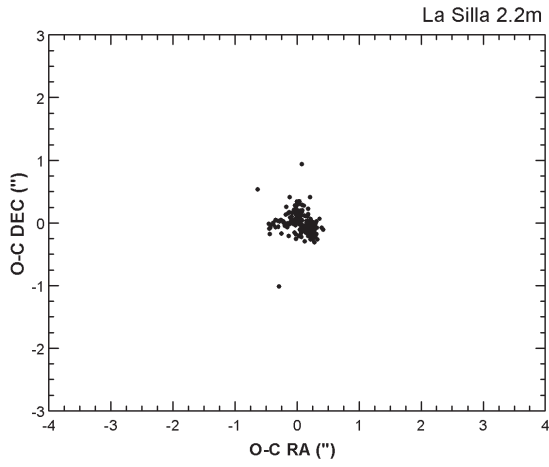
**Fig. A.5.** Campanas 1 m: (o-c) residuals for 575 positions of 54 NEAs observed by EURONEAR in three runs.



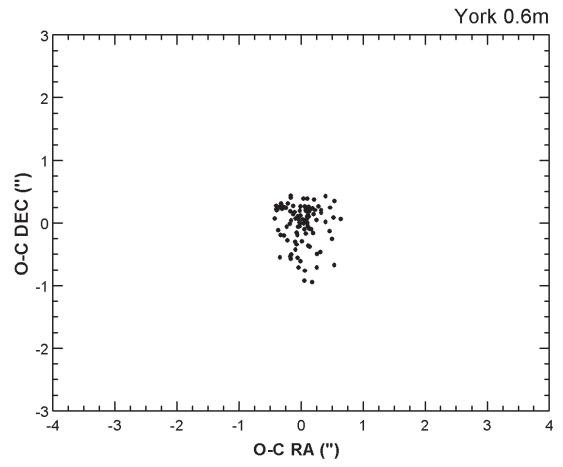
**Fig. A.3.** Armazones 0.84 m: (o-c) residuals for 73 positions of 6 NEAs observed by EURONEAR in one run.



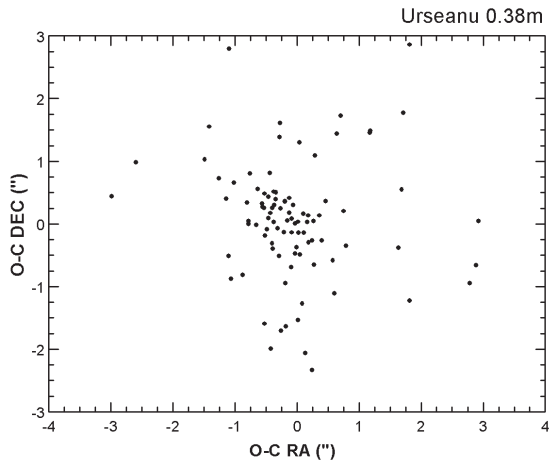
**Fig. A.6.** La Silla 1 m: (o-c) residuals for 16 positions of 2 NEAs observed by EURONEAR in one run.



**Fig. A.7.** La Silla 2.2 m: (o-c) residuals for 165 positions of 15 NEAs observed by EURONEAR in one run.



**Fig. A.9.** York University 0.6 m: (o-c) residuals for 98 positions of 4 NEAs observed by EURONEAR in 4 runs.



**Fig. A.8.** Urseanu 0.38 m: (o-c) residuals for 95 positions of 21 NEAs observed by EURONEAR in 18 runs.





**Deuxième partie**

**Modélisation spectroscopique des  
astéroïdes**





# 6

## La spectroscopie des astéroïdes

*Dans ce chapitre je présente les procédures d'acquisition et de réduction des spectres dans le domaine de l'infrarouge proche (0,8 - 2,5)  $\mu\text{m}$  obtenus avec le spectrographe SpeX installé sur le télescope NASA Infrared Telescope Facility (IRTF) au Mauna Kea à Hawaii. Je décris également la méthode de construction des éphémérides physiques pour un astéroïde, ce qui va permettre de mettre en correspondance l'obtention des spectres avec les régions à la surface de l'objet. Ces méthodes et les résultats rattachés seront présentés dans le cas concret des deux astéroïdes cibles au survol de la mission spatiale Rosetta. Il s'agit des astéroïdes (21) Lutetia et (2867) Steins. Ces méthodes ont été appliquées également avec succès dans le cas de l'astéroïde (831) Karin et pour un échantillon de 9 astéroïdes de type M.*

### 6.1 Introduction

---

L'une des méthodes utilisées pour l'étude des surfaces d'astéroïdes est la spectroscopie. Le rayonnement électromagnétique réfléchi par les astéroïdes contient des informations essentielles concernant les propriétés optiques des matériaux à la surface de ces objets. Une identification de la composition minéralogique de la surface implique également une confrontation des observations spectrales d'astéroïdes avec des spectres en réflexion obtenus en laboratoire pour des météorites et d'autres minéraux terrestres (planétologie comparée).

La spectroscopie dans les domaines du visible et de l'infrarouge proche sont des techniques qui se sont démocratisées dans la dernière décennie pour les astéroïdes. Dans le domaine spectral 0,4 - 2,5  $\mu\text{m}$  l'émission thermique est inexistante et ces spectres sont dûs au rayonnement solaire réfléchi. L'interaction du rayonnement incident avec la surface de l'astéroïde peut produire des bandes d'absorption. Ces bandes sont fondamentalement liées aux transitions électroniques dans une matrice solide cristalline, aux transferts des charges électriques, ou à certains modes de vibration de molécules ou radicaux tels que  $\text{H}_2\text{O}$ . L'analyse quantitative et qualitative de ces bandes d'absorption mettra en évidence les minéraux ou glaces qui forment la surface des astéroïdes. Des programmes d'observations spectroscopiques d'astéroïdes ont conduit à des travaux statistiques développant des nouvelles taxonomies d'astéroïdes [DeMeo *et al.*, 2009].

La connaissance de la composition minéralogique de la surface d'un corps sans atmosphère est un objectif très important. En même temps nous pouvons investiguer des processus phy-

siques qui permettent un regard plus poussé sur la problématique des surfaces. Je citerai ici deux de ces effets : 1) L'altération spatiale, effet dû à l'exposition des surfaces d'astéroïdes au vent solaire, au rayonnement cosmique et au bombardement des micrométéorites. Ces facteurs traduisent leur influence dans des modifications spectrales importantes de bandes d'absorption des minéraux et dans le profil général des spectres. [Pieters *et al.*, 1993, 2000]. 2) L'altération aqueuse, due à l'interaction de l'eau en phase liquide avec les minéraux à la surface. Cette interaction donne suite à des bandes d'absorption dans les domaines de longueur d'onde 0,6-0,8 et 2,5-3,5  $\mu\text{m}$ , caractéristiques des minéraux hydratés [Rivkin *et al.*, 2002].

L'une des méthodes d'analyse spectrale consiste en la déconvolution des spectres d'astéroïdes en utilisant des bandes individuelles d'absorption [Sunshine *et al.*, 1990]. Le modèle ainsi obtenu n'est pas unique et la solution minéralogique se complexifie avec l'augmentation du nombre de bandes d'absorptions prises en compte. Une autre méthode est celle dans laquelle le point de départ est l'analyse des spectres de laboratoire. Ces spectres vont être utilisés pour la construction des spectres synthétiques de l'objet reproduisant le spectre obtenu par des observations astronomiques. Cette approche peut être plus ou moins complexe, si le modèle prend un compte une loi de transfert radiatif tels Hapke [1993] ou Shkuratov *et al.* [1999]<sup>1</sup>. Aussi, dans l'hypothèse d'un *mélange géographique* les modèles prennent en compte en général une combinaison linéaire des concentrations relatifs des composantes à l'origine du mélange.

Dans ce chapitre je focalise mon attention sur la spectroscopie des deux objets cibles de la mission spatiale Rosetta : les astéroïdes (21) Lutetia et (2867) Steins. Les résultats obtenues au sol ont permis une caractérisation physique de ces corps, contribuant ainsi à la calibration des instruments embarqués et la confrontation avec les données obtenues *in-situ*.

## 6.2 La réduction des données spectroscopiques

Les spectres dans l'infrarouge proche (0,8-2,5  $\mu\text{m}$ ) présentés dans cette thèse ont été obtenus avec le spectrographe SpeX (de résolution spectrale basse et moyenne) et le télescope IRTF (Infrared Telescope Facility) de la NASA, située sur le Mauna Kea à Hawaïi. La résolution spectrale est 1000-4000 dans les domaines 0,8-2,4  $\mu\text{m}$ , 2,0-4,1  $\mu\text{m}$ , et 1,9-5,5  $\mu\text{m}$ . Pour le domaine 0,8-2,5  $\mu\text{m}$  le fonctionnement en basse résolution (Prism Mode) est  $\sim 250$ .

La région spectrale 1-5  $\mu\text{m}$  est très utile pour l'étude des objets froids ( $T < 2000 \text{ K}$ ) ou masqués par les nuages de poussière. Les bandes dues aux modes de vibration-rotation des molécules telles que OH, CO, SiO, H<sub>2</sub>, CH<sub>4</sub> etc. sont présentes dans cet intervalle spectral. Plusieurs bandes d'absorption des solides sont également présentes dans le même domaine, avec une application immédiate pour les corps dénudés d'atmosphère du système solaire [Rayner *et al.*, 2003].

Pour les observations spectroscopiques réalisées pendant cette thèse j'ai utilisé SpeX en Prism Mode, avec une résolution moyenne de  $R \sim 250$ . Nous avons obtenus des spectres dans

1. Les lois de transfert radiatif prouvent leur efficacité si on considère un *mélange intime* des composants minéralogiques

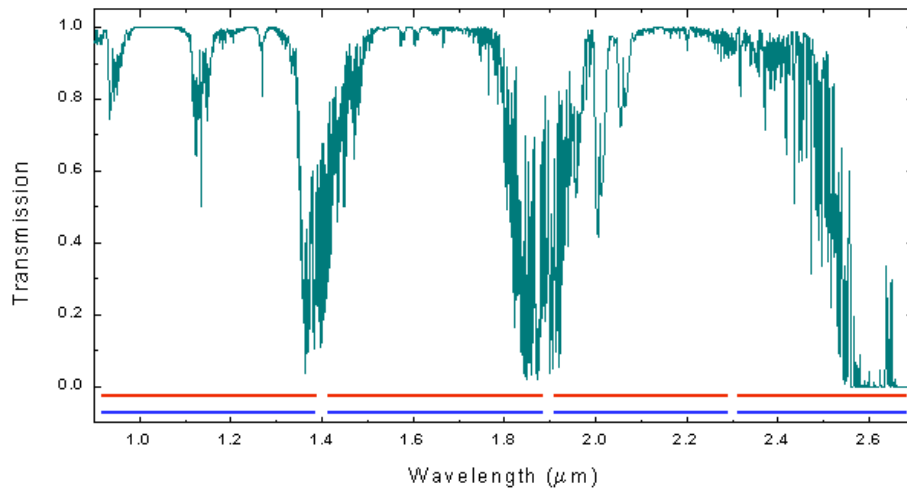


FIGURE 6.1 – La transparence atmosphérique dans le domaine spectral 0,9 - 2,7  $\mu\text{m}$  pour Mauna Kea à Hawaii, pour une masse d'air 1,0 (zénithale) et une colonne d'eau de 1,6 mm. (<http://www.gemini.edu/?q=node/10789>)

le domaine 0,8-2,5  $\mu\text{m}$  pour des astéroïdes ayant une magnitude apparente inférieure à 17<sup>m</sup>.5. Pour ces observations j'ai employé une fente de 0,8''  $\times$  15'' orientée dans la direction Nord-Sud. La largeur de la fente ainsi choisie nous permet de collecter la majorité des photons de l'objet, tout en minimisant la contribution du ciel pendant l'acquisition. Les astéroïdes ont été toujours observés autour du méridien du lieu afin de minimiser la réfraction différentielle. En même temps, cela correspond au moment de la culmination de l'objet, ce qui minimise également la masse d'air. Le détecteur du SpeX est une matrice CCD InSb 1024  $\times$  1024 pixels, avec une résolution de 0,15''/pixel. Les images obtenues ont été sauvegardées en format FITS.

La réduction des données a été faite en utilisant le logiciel Image Reduction and Analysis Facility (IRAF) combiné à *autospeX*, un programme qui permet l'automatisation des procédures de réduction par des macros de procédures CL (command language) spécifiques à l'IRAF.

Voici la description succincte des étapes qui ont été suivies pour la réduction des données spectroscopiques.

1) *L'acquisition des images contenant les spectres.* L'atmosphère terrestre n'est pas transparente pour toutes les longueurs d'onde de l'infrarouge proche (Figure 6.1). La vapeur d'eau et les molécules de CO<sub>2</sub> atmosphériques interagissent avec les quanta d'énergie dans le domaine spectral qui nous intéresse. Pour l'intervalle 0,8-2,6  $\mu\text{m}$  ces molécules interviennent dans le spectre sur des régions relativement restreintes<sup>2</sup>.

Un autre aspect spécifique de l'infrarouge proche est celui de la variation du fond du ciel. Cet effet atmosphérique est dû essentiellement aux réactions chimiques de combinaison/dissociation des molécules situées dans la haute atmosphère, plus précisément dans la couche D

2. Les fenêtres infrarouges sont les régions où l'atmosphère est transparente. Les filtres associés à ces longueurs d'ondes sont des bande large. Les lettres le dessinant ainsi que la valeur de leurs centres sont : J(1,25  $\mu\text{m}$ ), H(1,65  $\mu\text{m}$ ), K(2,2  $\mu\text{m}$ ), L(3,5  $\mu\text{m}$ ), L'(3,8  $\mu\text{m}$ ), M(4,8  $\mu\text{m}$ ), N(11  $\mu\text{m}$ ), Q(20  $\mu\text{m}$ ).

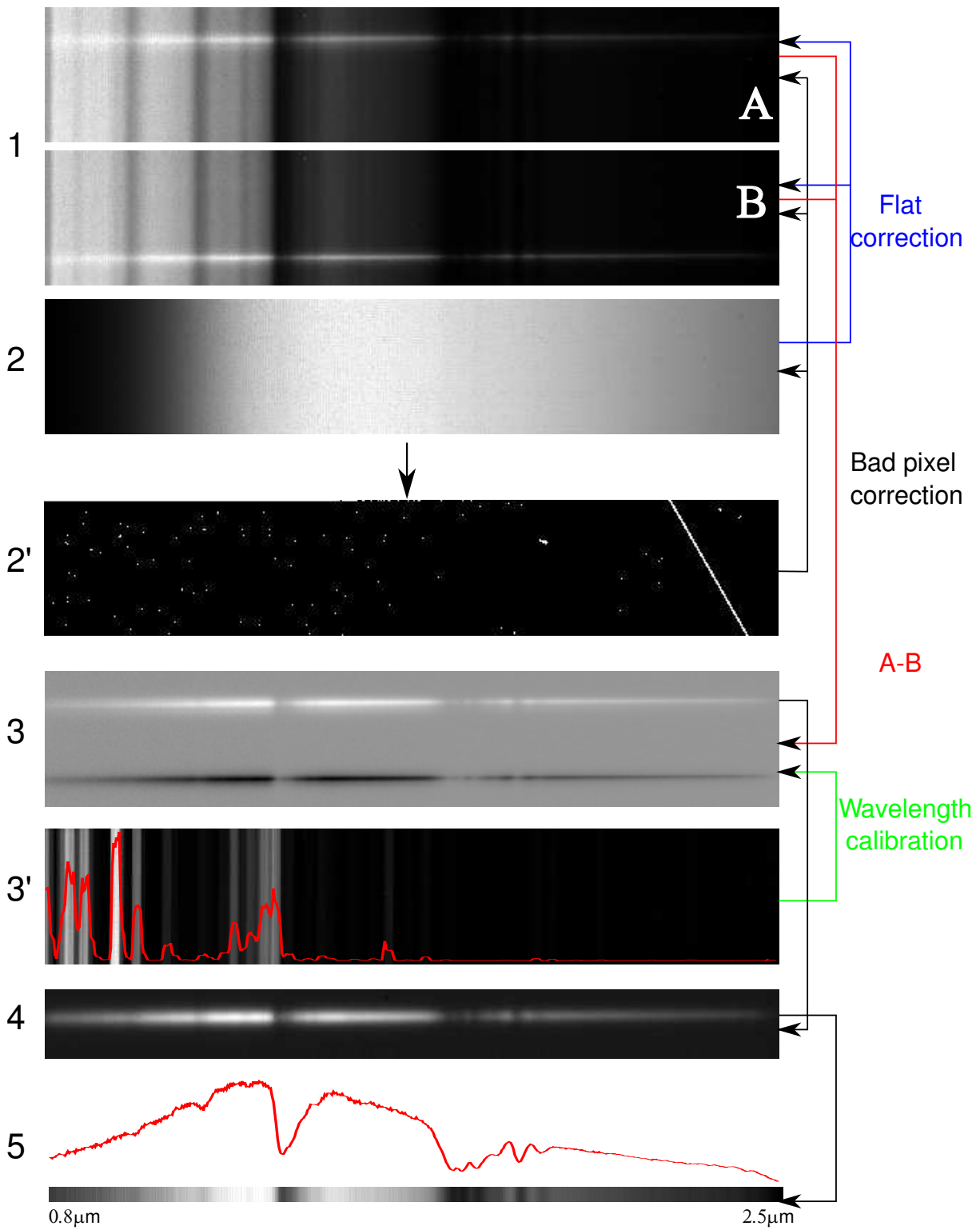


FIGURE 6.2 – La procédure pour la réduction des données spectroscopiques obtenus dans le domaine d'infrarouge proche.

ionosphérique. Cette situation se manifeste en deux aspects dont les observations en infrarouge doivent tenir compte : i) un fond de ciel plus brillant que dans le visible (pour Mauna Kea, dans les filtres J, H, K le fond du ciel est estimé à 15,7, 13,6 et 13 mag/arcsec<sup>-2</sup> respectivement) ; ii) une variation de plusieurs magnitudes sur un intervalle d'environ dix minutes du fond du ciel.

Pour enlever ou diminuer la contribution du ciel dans ce type d'observations la technique est celle de *hacher* une image globale (calculée pour un rapport signal sur bruit nécessaire), en plusieurs images, plus courtes, pendant lesquelles le fond du ciel peut être considéré un invariant. L'une de cette technique (en anglais *nodding*) est d'obtenir alternativement des spectres d'un objet à deux endroits différentes (ici notés avec A et B) du CCD<sup>3</sup>. Des études ont pu montrer que sur des images individuelles obtenues avec un temps d'exposition inférieur à 120 secondes le fond du ciel peut être considéré comme étant invariant.

J'ai utilisé cette méthode de *nodding* pour nos observations. Les spectres ont été obtenus sur une partie du CCD de taille 512×100 pixels (Figure 6.2-1).

2) *La correction pour le flat-field*. La matrice InSb du SpeX n'as pas une réponse uniforme pour chaque pixel. La correction de cet effet est faite en utilisant une illumination uniforme de la fente par une source de rayonnement en infrarouge. Dans le cas du SpeX on utilise une lampe à base de Quartz-Tungsten-Halogen (T=3200K, Figure 6.2-2). Cette procédure de calibration pour le *flat-field* a été effectuée au début et à la fin de la période d'observation, pour un nombre d'à peu près 10 images. Chaque ligne de l'image *flat-field* sera approximée par un polynôme et les pixels dont les valeurs résiduelles enregistrées dépassent 10% sont considérés comme *des défauts* (Figure 6.2-2'). Les images A et B, avec celles du flat, seront ensuite corrigées par le remplacement des pixels en défaut par une valeur obtenue par l'interpolation des valeurs des pixels adjacents. Finalement, les images *flat-field* seront combinées et normalisées en une seule image qui sera utilisée à la calibration de nos images scientifiques.

3) *L'enlèvement du fond du ciel des images scientifiques*. Les images A et B seront corrigées par les pixels en défaut et par le flat. Pour enlever le fond du ciel, les différences A-B des deux images consécutives seront regroupées dans une nouvelle image, contenant un spectre positif et un spectre en négatif (Figure 6.2-3).

4) *La calibration en longueur d'onde, l'alignement et la somme des spectres*. La ligne centrale des deux spectres (positif et négatif de chaque image) est ensuite identifiée et les spectres sont normalisés. Ensuite les routines vont faire l'identification des deux ouvertures pour l'extraction des spectres et de mesurer la distance entre les deux spectres (distance Y mesurée sur la colonne du détecteur). Le déplacement relatif dans l'axe X (ou s'effectue la dispersion du rayonnement) est évaluée après la calibration en longueur d'ondes. La calibration est faite par rapport aux lignes d'émission d'une lampe à Argon (Figure 6.2-3'). Les spectres seront ensuite alignés et sommés dans une seule image pour chacun des objets observés.

5) *L'extraction du spectre brut*. Le point final de la réduction est la somme des contributions

3. le *nodding* s'avère parfois utile si dans l'une des expositions l'exposition se fait sur le ciel et pas sur l'objet. L'influence du fond du ciel sera ainsi enlevée par la simple différence des deux images successives.

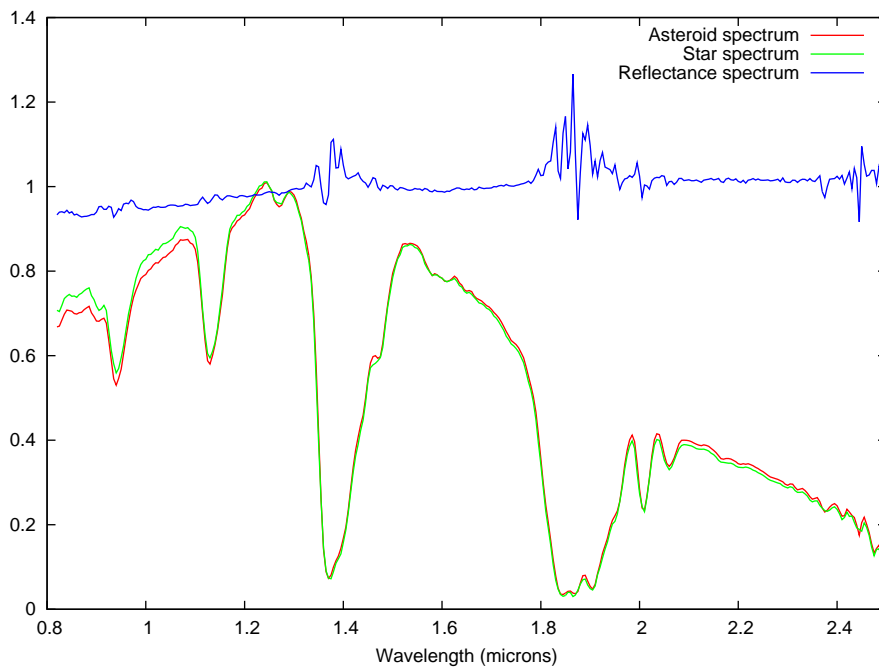


FIGURE 6.3 – Le spectre de l’astéroïde (en bleu) est obtenu par la division du spectre brut par celui de l’analogue solaire. Les bandes d’absorption dans le spectre brut sont dus à l’atmosphère terrestre. Ces bandes telluriques ont comme résultat un baisse significative du rapport signal sur bruit dans certains région du spectre.

des intensités de chaque pixel de chaque colonne de notre ouverture dans un spectre unidimensionnel (Figure 6.2-5) de l’image (Figure 6.2-4).

Ensuite les spectres bruts de l’astéroïde et de l’étoile de référence sont corrigés pour les influences de l’atmosphère terrestre (correction des bandes telluriques) en utilisant un modèle atmosphérique. Dans le cas de mon travail j’ai employé les résultats issus du modèle ATRAN de transmission atmosphérique [Lord, 1992]. Le spectre final de l’astéroïde sera obtenu par correction du spectre ainsi obtenu de la contribution solaire, par la division du spectre par celui de l’analogue solaire (étoile de référence). Nous allons donc travailler avec des spectres relatifs par rapport au spectre solaire (Figure 6.3). Au cours de mes travaux sur ces spectres j’ai choisi de le normaliser à la valeur correspondante pour la longueur d’onde  $1,25 \mu m$  si la composante du domaine visible n’est pas présente dans mon analyse. Dans le cas d’un spectre composite visible + infrarouge, ce dernier a été normalisé au visible ( $0,55 \mu m$ ).

### 6.3 Les éphémérides physiques des astéroïdes

Pour la détermination des zones sur la surface d’un astéroïde qui seront visibles à un moment donné (situation intéressante pour un corps sans atmosphère pour lequel nous avons obtenu des spectres en réflexion à différentes oppositions et géométries), il est nécessaire de calculer une éphéméride pour les observations physiques de celui-ci. Sous un autre aspect, ce problème

requiert le calcul des coordonnées planétocentriques<sup>4</sup> des points sub-solaires (PSS) et sub-terrestres (PST) et de l'angle de position de l'axe de rotation de l'astéroïde [Montenbruck *et al.*, 2002]. Par analogie avec la Terre, la rotation de l'astéroïde autour d'un axe propre est définie par les coordonnées du pôle de rotation ( $\alpha_0, \delta_0$ ) et d'un angle de rotation  $W$ .

La position de l'axe de rotation de l'objet est définie comme l'angle entre la projection de celle-ci sur la sphère céleste et la direction Nord. La direction de rotation de l'astéroïde est décrite par un vecteur ayant pour l'origine le centre de l'astéroïde et ses composantes peuvent être calculées en partant des coordonnées équatoriales  $\alpha_0, \delta_0$  du pôle de rotation.

$$\mathbf{d} = \begin{pmatrix} d_x \\ d_y \\ d_z \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} \cos \alpha_0 \cos \delta_0 \\ \sin \alpha_0 \cos \delta_0 \\ \sin \delta_0 \end{pmatrix}$$

En exploitant les coordonnées équatoriales géocentriques de l'objet  $\mathbf{r} = (x, y, z)$  nous construisons un système de coordonnées défini par trois vecteurs :  $\mathbf{e}_1, \mathbf{e}_2, \mathbf{e}_3$  qui seront choisis de la manière suivante :  $\mathbf{e}_1$  est orienté vers l'astéroïde,  $\mathbf{e}_2$  situé dans le plan équatorial terrestre sera orienté vers l'Est et  $\mathbf{e}_3 = \mathbf{e}_1 \times \mathbf{e}_2$  construit vers le Nord (Figure 6.4).

Suivant cette convention les vecteurs sont donnés par les relations :

$$\mathbf{e}_1 = \frac{1}{r} \begin{pmatrix} x \\ y \\ z \end{pmatrix}, \mathbf{e}_2 = \frac{1}{\rho} \begin{pmatrix} -y \\ x \\ 0 \end{pmatrix}, \mathbf{e}_3 = \frac{1}{r\rho} \begin{pmatrix} -xz \\ -yz \\ x^2 + y^2 \end{pmatrix}$$

avec  $r = \sqrt{x^2 + y^2 + z^2}$  si  $\rho = \sqrt{x^2 + y^2}$ .

L'angle de position  $\nu$  de l'axe de rotation est mesuré dans le plan des vecteurs ( $\mathbf{e}_2, \mathbf{e}_3$ ), qui est le plan perpendiculaire à la direction de visée. En projetant le vecteur  $\mathbf{d}$  sur ( $\mathbf{e}_2$  et  $\mathbf{e}_3$ ), on obtiendra l'angle de position  $\nu$  (Figure 6.4) par la relation :

$$\tan \nu = \frac{\mathbf{e}_2 \cdot \mathbf{d}}{\mathbf{e}_3 \cdot \mathbf{d}} = \frac{r(-yd_x + xd_y)}{-xzd_x - yzd_y + (x^2 + y^2)d_z} \quad (6.1)$$

Pour le calcul des coordonnées planétocentriques (la longitude et la latitude dans un repère lié à l'astéroïde) du Soleil et de la Terre, il est nécessaire de définir le méridien zéro. Dans le cas des planètes telluriques le méridien zéro est défini par un repère géographique concret. Ainsi, le cratère Hun Pal définit le méridien de  $20^\circ$  pour Mercure, le cratère Airy-0 définit le méridien zéro pour Mars, etc.... Conformément à la Résolution *IAU/IAG Working Group (WG) on Cartographic Coordinates and Rotational Elements* [Seidelmann *et al.*, 2007], l'angle  $W$  qui décrit la position du méridien zéro d'une planète est mesuré depuis le point d'intersection de l'équateur terrestre avec celui de la planète (les deux dans le repère J2000) le long de l'équateur planétaire jusqu'au point de l'intersection du méridien zéro avec l'équateur planétaire (Figure 6.5).

4. dans le cas d'astéroïdes on peut les appeler *astérocentrique*

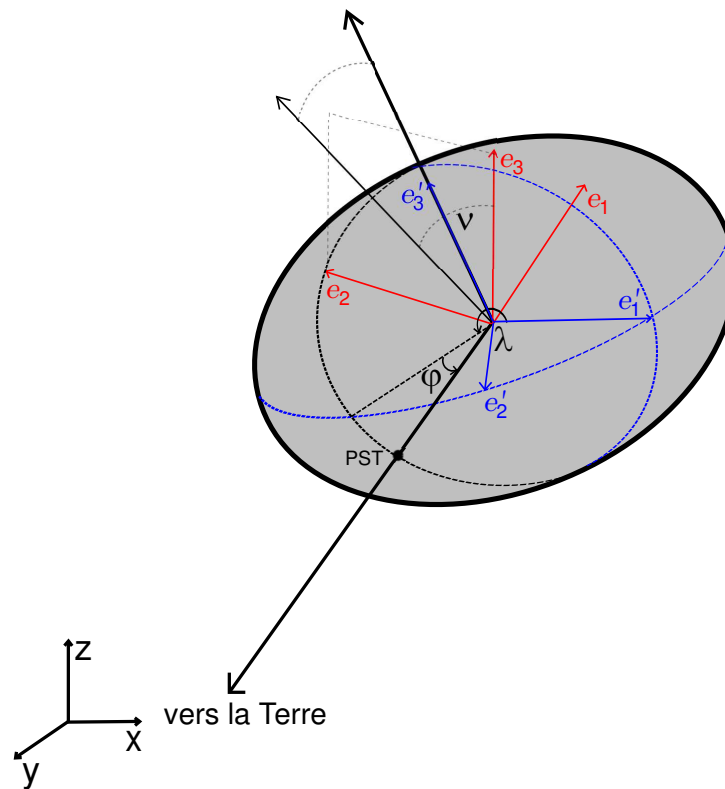


FIGURE 6.4 – L'angle de position  $\nu$  de l'axe de rotation de l'astéroïde est l'angle entre la projection de celle-ci sur le plan  $(e_2, e_3)$  et la direction Nord. Le repère planétocentrique  $(e'_1, e'_2, e'_3)$  tournant avec l'astéroïde est représenté en bleu. Les coordonnées planétocentrique du point sous-terrestre (PST) sont la sub-longitude  $\lambda$  et la sub-latitude  $\varphi$ .

L'angle  $W$  croît linéairement avec le temps dans la direction de rotation, à partir de l'époque donnée.

Par exemple, dans le cas de la planète Mercure<sup>5</sup>  $W = 329^\circ, 548 + 6, 1385025 \cdot d$  et  $d$  définit le nombre de jours à partir du 1,5 Janvier 2000,  $JD = 2451545,0$  TT. J'ai défini ensuite un repère planétocentrique qui tourne avec l'astéroïde et qui sera réalisé par les verseurs  $(e'_1, e'_2, e'_3)$ . Le vecteur  $e'_3$  sera orienté au long de l'axe de rotation et le vecteur  $e'_1$  sera orienté vers le point d'intersection du méridien zéro avec l'équateur planétaire (Figure 6.4). Par similitude avec les coordonnées géographiques terrestres, j'introduis un système de coordonnées sphériques défini par la latitude planétocentrique  $\varphi$  et la longitude planétocentrique  $\lambda$ .

En analysant la Figure 6.5, pour le passage du repère planétocentrique au repère équatorial géocentrique il est nécessaire de faire une rotation de  $90^\circ - \delta_0$  autour de l'axe  $e'_1$  (on va la nommer ultérieurement  $X_{as}$ ) suivie d'une rotation d'un angle  $90^\circ + \alpha_0$  autour de l'axe  $e'_3$  (noté ultérieurement l'axe  $Z_{as}$ ).

5. [http://astrogeology.usgs.gov/Projects/WGCCRE/constants/iau2000\\_table1.html](http://astrogeology.usgs.gov/Projects/WGCCRE/constants/iau2000_table1.html)



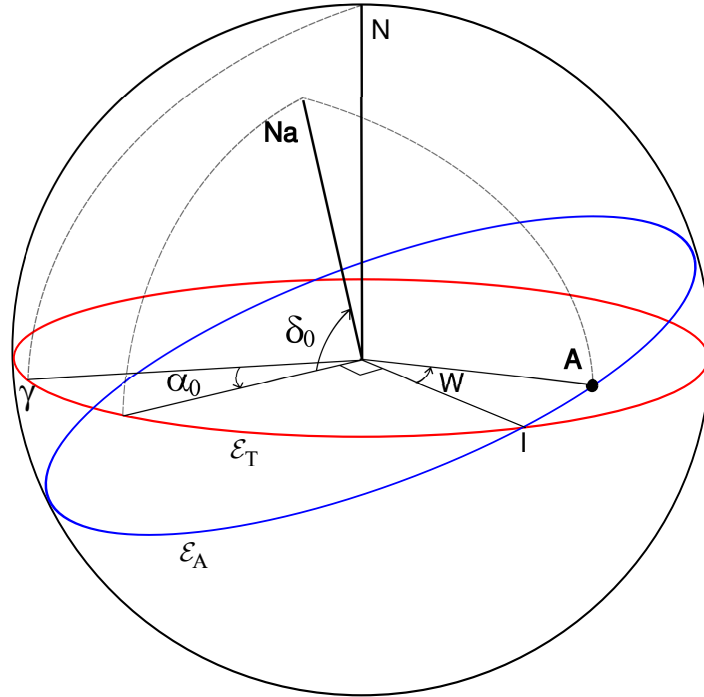


FIGURE 6.5 – L'angle  $W$  du méridien 0 est mesuré depuis le point d'intersection  $I$  d'équateur terrestre  $\varepsilon_T$  avec l'équateur de l'astéroïde  $\varepsilon_A$  jusqu'au point  $A$  de l'intersection du méridien 0 avec  $\varepsilon_A$ .  $N_a$  est le pôle Nord de l'astéroïde défini par ses coordonnées équatoriales  $(\alpha_0, \delta_0)$ .

Cela va nous permettre d'écrire :

$$\begin{aligned}
 \begin{pmatrix} X_{eq} \\ Y_{eq} \\ Z_{eq} \end{pmatrix} &= \mathcal{R}(90^\circ + \alpha_0) \cdot \mathcal{R}(90^\circ - \delta_0) \cdot \begin{pmatrix} X_{as} \\ Y_{as} \\ Z_{as} \end{pmatrix} = \\
 \begin{pmatrix} -\sin \alpha_0 & -\cos \alpha_0 & 0 \\ \cos \alpha_0 & -\sin \alpha_0 & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{pmatrix} \cdot \begin{pmatrix} 1 & 0 & 0 \\ 0 & \sin \delta_0 & -\cos \delta_0 \\ 0 & \cos \delta_0 & \sin \delta_0 \end{pmatrix} \cdot \begin{pmatrix} X_{as} \\ Y_{as} \\ Z_{as} \end{pmatrix} &= \\
 \begin{pmatrix} -\sin \alpha_0 & -\cos \alpha_0 \sin \delta_0 & \cos \alpha_0 \cos \delta_0 \\ \cos \alpha_0 & -\sin \alpha_0 \sin \delta_0 & \sin \alpha_0 \cos \delta_0 \\ 0 & \cos \delta_0 & \sin \delta_0 \end{pmatrix} \cdot \begin{pmatrix} X_{as} \\ Y_{as} \\ Z_{as} \end{pmatrix} & \quad (6.2)
 \end{aligned}$$

Les trois vecteurs définissant le repère fixe planétocentrique  $\mathbf{e}'_1$ ,  $\mathbf{e}'_2$  et  $\mathbf{e}'_3$

$$\mathbf{e}'_1 = \begin{pmatrix} \cos W \\ \sin W \\ 0 \end{pmatrix}, \mathbf{e}'_2 = \begin{pmatrix} -\sin W \\ \cos W \\ 0 \end{pmatrix}, \mathbf{e}'_3 = \begin{pmatrix} 0 \\ 0 \\ 1 \end{pmatrix}$$

peuvent être exprimés en utilisant 6.2 dans un repère équatorial géocentrique :

$$\mathbf{e}_1 = \begin{pmatrix} -\cos W \sin \alpha_0 - \sin W \sin \delta_0 \cos \alpha_0 \\ \cos W \cos \alpha_0 - \sin W \sin \delta_0 \sin \alpha_0 \\ \sin W \cos \delta_0 \end{pmatrix}, \mathbf{e}_2 = \begin{pmatrix} \sin W \sin \alpha_0 - \cos W \sin \delta_0 \cos \alpha_0 \\ -\sin W \cos \alpha_0 - \cos W \sin \delta_0 \sin \alpha_0 \\ \cos W \cos \delta_0 \end{pmatrix},$$

$$\mathbf{e}_3 = \begin{pmatrix} \cos \delta_0 \cos \alpha_0 \\ \cos \delta_0 \sin \alpha_0 \\ \sin \delta_0 \end{pmatrix}$$

La projection dans le repère planétocentrique  $(\mathbf{e}'_1, \mathbf{e}'_2, \mathbf{e}'_3)$  de vecteur  $\mathbf{r} = (x, y, z)$  qui décrit la position de l'astéroïde dans le repère géocentrique équatorial nous permettent l'obtention des coordonnées planétocentriques rectangulaires de la Terre :

$$\begin{pmatrix} x_{as} \\ y_{as} \\ z_{as} \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} -\mathbf{e}_1 \cdot \mathbf{r} \\ -\mathbf{e}_2 \cdot \mathbf{r} \\ -\mathbf{e}_3 \cdot \mathbf{r} \end{pmatrix} = r \cdot \begin{pmatrix} \cos \varphi \cos \lambda \\ \cos \varphi \sin \lambda \\ \sin \varphi \end{pmatrix}$$

De ces dernières relations j'obtiens la sub-latitude  $\varphi$  et la sub-longitude  $\lambda$  de la Terre comme étant :

$$\tan \varphi = \frac{z_{as}}{\sqrt{x_{as}^2 + y_{as}^2}}, \quad \tan \lambda = \frac{y_{as}}{x_{as}} \quad (6.3)$$

L'aplatissement  $f$  de l'objet (astéroïde) est défini en fonction du rayon équatorial  $a$  et du rayon polaire  $c$  :

$$f = \frac{a - c}{a}$$

Dans le cas où  $f$  est très important, la latitude planétocentrique  $\varphi'$  change un peu de forme :

$$\tan \varphi' = \frac{\tan \varphi}{(1 - f)^2} \quad (6.4)$$

La latitude planétographique d'un point est défini comme l'angle entre la normale à la surface et l'équateur planétaire, à l'image de la latitude géographique terrestre.

Pour le calcul des coordonnées du Soleil dans le repère planétocentrique les mêmes formules sont valables, seulement il faut remplacer le vecteur de position  $\mathbf{r}$  de l'objet dans le repère géocentrique par un autre vecteur exprimé dans un repère héliocentrique équatorial. A l'exception des astéroïdes visités par des missions spatiales, nous ne connaissons pas de détails sur les surfaces de ceux-ci, qui pourront être utilisés pour définir le méridien zéro. Pour cette raison, je définis arbitrairement le méridien zéro d'un objet quelconque comme étant le méridien contenant à un moment donné le rayon vecteur Terre-objet. Ce moment peut être le maximum ou le minimum d'une courbe de lumière de l'objet.

# 7

## (21) Lutetia

*L'astéroïde (21) Lutetia a été observé en Mars et Avril 2006 en utilisant le spectrographe SpeX du télescope NASA Infrared Telescope Facility (IRTF) situé au Mauna Kea, à Hawaii. Cette campagne nous a permis l'obtention des cinq spectres dans le domaine de longueur d'onde 0,8-2,5  $\mu\text{m}$ . Des observations photométriques de Lutetia obtenues à la même opposition nous ont permis une calibration récente de son éphéméride physique. Ainsi, j'ai établi la correspondance entre les spectres observés et les régions à la surface de l'objet correspondant à ces spectres. L'analyse détaillée des spectres obtenues à plusieurs opposition de l'astéroïde (21) Lutetia nous a permis l'identification d'une variation spectrale avec la rotation propre de l'objet. Cette variation a été interprétée comme étant une inhomogénéité de la surface de l'objet, à confirmer par d'autres observations. Une comparaison avec les spectres obtenus en laboratoire confirme également la nature primitive, chondritique de l'astéroïde.*

### 7.1 Introduction

---

La sonde spatiale Rosetta a été lancée avec succès en Mars 2004. En Mai 2014, elle se mettra en orbite autour du noyau de la comète 67P / Churyumov - Gerasimenko. Elle a survolé l'astéroïde Steins, en Septembre 2008. L'astéroïde (21) Lutetia sera survolé en Juillet 2010. (21) Lutetia est localisé dans la région interne de la ceinture principale d'astéroïdes, sur une orbite d'excentricité et d'inclinaison modérées ( $a = 2,43489811$  U.A.,  $e = 0,16380387$ ,  $i = 3^{\circ},064298$ ). Son diamètre a été estimé récemment à  $98,3 \pm 5,9$  km par Mueller *et al.* [2006]. Lutetia est le plus grand astéroïde jamais survolé par une sonde spatiale. Pendant le survol, sa masse et sa densité seront déterminées.

Les couleurs obtenues par le programme Eight Colours Asteroid Survey (ECAS) [Zellner *et al.*, 1985a] et les observations de l'albédo thermique par le satellite IRAS [Tedesco *et al.*, 1992] ont permis la classification de (21) Lutetia par Barucci *et al.* [1987] et Tholen [1989] comme un astéroïde de type **M**, (un facteur décisif dans cette décision est la valeur de l'albédo thermique IRAS de  $0,221 \pm 0,020$ ). Par conséquent il a été considéré comme un objet ayant une concentration importante de métaux à la surface. Les observations radar ont montré une valeur sensiblement plus petite, autour de  $0,17 \pm 0,07$  [Magri *et al.*, 1999]. La détermination de l'albédo par des méthodes polarimétriques a apporté également des résultats contradictoires. Plusieurs auteurs [Zellner *et al.*, 1977b, Lupishko & Mohamed, 1996, Fornasier *et al.*, 2006b] présentent

des valeurs autour de 0,1 qui est beaucoup plus petite que celle de l'albedo thermique. Des observations polarimétriques récentes des astéroïdes de type **M** [Gil-Hutton, 2007] présentent la courbe de polarisation de (21) Lutetia avec un angle d'inversion  $\alpha_{inv} = 24^{\circ}, 83$  valeur beaucoup plus grande que celle associée aux astéroïdes de type **M**.

Les autres classifications taxonomiques sont en accord avec un faible albédo pour (21) Lutetia. Les données spectrophotométriques du survey *52-color survey* [Howell *et al.*, 1994] mettent l'astéroïde dans la classe taxonomique **C**. La taxonomie basée sur les données SMASS2, définie exclusivement sur la base des caractéristiques spectrales [Bus & Binzel, 2002a] place Lutetia dans une nouvelle classe spectrale **Xk** considérée comme une classe de transition entre les classes **X** et **K**.

Une fois désigné comme astéroïde cible au survol de la mission spatiale Rosetta, (21) Lutetia a été le sujet des campagnes conjuguées internationales. Dans le domaine spectral 0,9 - 2,5  $\mu m$  Birlan *et al.* [2004, 2006] ont obtenu un spectre relativement plat et sans bandes d'absorption. Le météorite Vigarano, de type CV3, a été proposé comme possible analogue. D'autres observations ont mis en évidence l'existence d'une bande à 3  $\mu m$  associée à la présence de l'altération aqueuse à la surface de (21) Lutetia [Birlan *et al.*, 2006], une confirmation des données spectrophotométriques publiées auparavant par Rivkin *et al.* [2000].

Des nouvelles données spectrophotométriques dans le domaine thermique [Mueller *et al.*, 2006] ont re-confirmés une valeur de ( $p_V = 0,208 \pm 0,025$ ) pour l'albedo thermique, incompatible avec la valeur moyenne des astéroïdes de type **C**.

Les données spectrales obtenues dans le domaine du visible ont également produit des résultats contradictoires. Lazzarin *et al.* [2004] ont obtenu un spectre visible plat, incompatible avec ceux obtenus auparavant [Bus, 1999, Carvano *et al.*, 2003], avec deux bandes d'absorption très faibles centrées sur 0,43  $\mu m$  et 0,51  $\mu m$ .

Dans cette situation, une explication possible/plausible pour pouvoir réconcilier ces résultats sera l'inhomogénéité minéralogique de la surface de l'astéroïde. Des spectres différents de Lutetia doivent correspondre à des zones de minéralogies distinctes, visibles à des moments différents.

Pour l'élucidation de ce problème, nous avons effectué des observations spectroscopiques dans le domaine de l'infrarouge proche (0,8 - 2,5  $\mu m$ ) en utilisant l'ensemble SpeX/IRTF, en Mars et Avril 2006. Ces nouveaux spectres, ajoutés à ceux obtenus pendant les oppositions antérieures, en 2003 et 2004, ont été analysés ensemble avec l'éphéméride physique de l'objet. Ensuite, j'ai pu mettre en correspondance les régions de la surface de l'astéroïde avec leurs spectres obtenus pendant les observations.

Il faut mentionner que l'astéroïde (21) Lutetia a eu un diamètre apparent d'environ 70 mas pendant les observations. A première vue, les spectres obtenus avec SpeX/IRTF seront donc des spectres non-résolus spatialement pour l'objet. Nous allons contourner ce problème à l'aide l'éphéméride physique de l'objet.

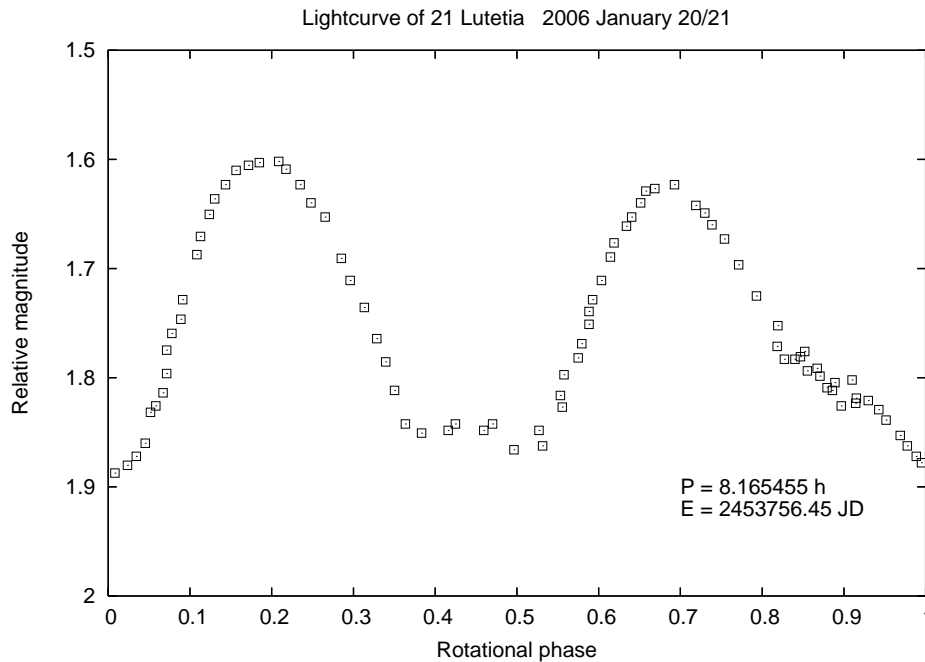


FIGURE 7.1 – La courbe de lumière de l’astéroïde (21) Lutetia obtenue à l’Observatoire de Pic du Midi en 20/(21) Janvier 2006. L’amplitude de cette courbe est estimée à  $0^m,27$ . La phase de rotation zéro pour le JD=2453756,45 a été choisie pour la définition du méridien zéro de l’astéroïde.

## 7.2 La photométrie

En utilisant 32 courbes de lumière obtenues entre 1962 et 1989 pour l’astéroïde (21) Lutetia, [Torppa *et al.*, 2003] ont construit un modèle de forme de l’objet qui peut être approximé avec un ellipsoïde triaxial de paramètres  $a/b = 1,2$  et  $b/c = 1,2$ . Les coordonnées écliptiques pour J2000.0 du pôle de rotation obtenu par l’inversion des courbes de lumière sont :  $\lambda_1 = 39^\circ \pm 10^\circ$ ,  $\beta_1 = 3^\circ \pm 10^\circ$  ainsi que la solution équivalente (due à l’ambiguïté en longitude)  $\lambda_2 = 220^\circ \pm 10^\circ$ ,  $\beta_2 = 3^\circ \pm 10^\circ$ . La première solution a été indiquée comme étant la plus probable [Mueller *et al.*, 2006] et j’ai décidé de l’utiliser dans mes calculs. La période de rotation de l’astéroïde est estimée à  $P_{rot} = 8,165455$  h Torppa *et al.* [2003].

En utilisant les coordonnées  $\lambda_1 = 39^\circ \pm 10^\circ$ ,  $\beta_1 = 3^\circ \pm 10^\circ$  pour le pôle de rotation j’ai calculé que pour l’opposition du 2006 l’astéroïde (21) Lutetia sera observable dans un aspect quasi-équatorial. Une telle configuration permettra la détection des inhomogénéités sur la surface dans la situation laquelle nous pouvons obtenir des spectres pendant toute la période de rotation.

Pour la préparation de la campagne d’observations spectroscopiques de l’année 2006, Lutetia a été observé photométriquement le 20 janvier 2006 par le T1M du Pic du Midi. Le télescope de 1 m de diamètre est doté d’une camera CCD modèle Thomson THX 7863 ( $388 \times 284$ ) pixels, avec une échelle de l’image de  $0,50''/\text{pixel}$ . La courbe de lumière obtenue en filtre I Cousins montre deux minima asymétriques, sur une courbe d’amplitude  $0^m,27$  (Figure 7.1).

Je définis par convention le méridien zéro planétocentrique de l’astéroïde comme étant le

plan méridien contenant la ligne de visée Terre-astéroïde à la date du premier minimum sur la courbe de lumière. Dès lors j'ai les coordonnées du pôle, son période de rotation et l'orientation du méridien zéro, donc je pourrai construire l'éphéméride physique. Je pourrai ainsi établir la liaison entre les spectres obtenus et la géométrie de l'astéroïde pendant les observations. Les différences spectrales et d'albédo ainsi rapportées par différents auteurs pourront être réels si elles sont associées à des régions distinctes de la surface de l'astéroïde. Si cela n'est pas le cas, alors généralement on peut attribuer la variation spectrale à d'autres facteurs tels que les artefacts générés par la/les procédures de réduction des données.

Je dresse maintenant une analyse qualitative du bilan des erreurs de calculs influencent l'éphéméride physique d'astéroïde. Les plus grandes erreurs intervenant dans la procédure de calcul des coordonnées des PST et PSS sont issus de l'indétermination des coordonnées du pôle de l'astéroïde. En deuxième position arrivent les erreurs d'incertitude dues à l'approche de l'ellipsoïde triaxial pour la forme de l'astéroïde. Elles interviennent dans le calcul des sous-latitudes, comme le montre la formule 6.4. Cependant, ces erreurs ne modifient pas la position relative des deux PST données, à deux moments successifs. L'incertitude de la période de rotation va affecter les valeurs de sous-longitudes si l'intervalle de temps sera très grand. Dans le cas de Lutetia, la période de rotation est très précise et elle a été obtenue sur la base des courbes de lumière sur une période de 36 ans. Nous pouvons donc négliger dans nos calculs les erreurs dues à la période car l'intervalle 2003-2006 (sur lesquels nous avons obtenu les spectres) est relativement petit.

Les éléments nécessaires pour le calcul de l'éphéméride physique de l'astéroïde (21) Lutetia sont les suivant :

$$\left\{ \begin{array}{l} (\lambda_0, \beta_0) = (39^\circ, 3^\circ) \\ W = 204^\circ, 48 + 1058^\circ, 116173563 \cdot d \\ d = JD - 2453756, 45 \end{array} \right.$$

À l'époque de référence  $JD = 2453756,45$  (Figure 7.2), en conformité avec la convention du méridien zéro planétocentrique, la longitude du point sous-Terrestre est  $0^\circ$ .

### 7.3 La spectroscopie

J'ai obtenu cinq spectres de (21) Lutetia dans le domaine de longueur d'onde  $0,8 - 2,5 \mu m$  en utilisant le spectrographe SpeX sur le télescope de la NASA nommé Infrared Telescope Facility (IRTF), localisé au Mauna Kea à Hawaii, à une altitude de 4200m. Les observations ont été prises en mode *télé-observations* en utilisant la logistique du Centre d'Observation à Distance en Astronomie à Meudon (CODAM) [Birlan *et al.*, 2004]. Le spectrographe a été utilisé en mode Prism, avec une résolution spectrale moyenne de  $R=250$ . Les données ont été réduites en utilisant les procédures décrites dans le chapitre 6.2.

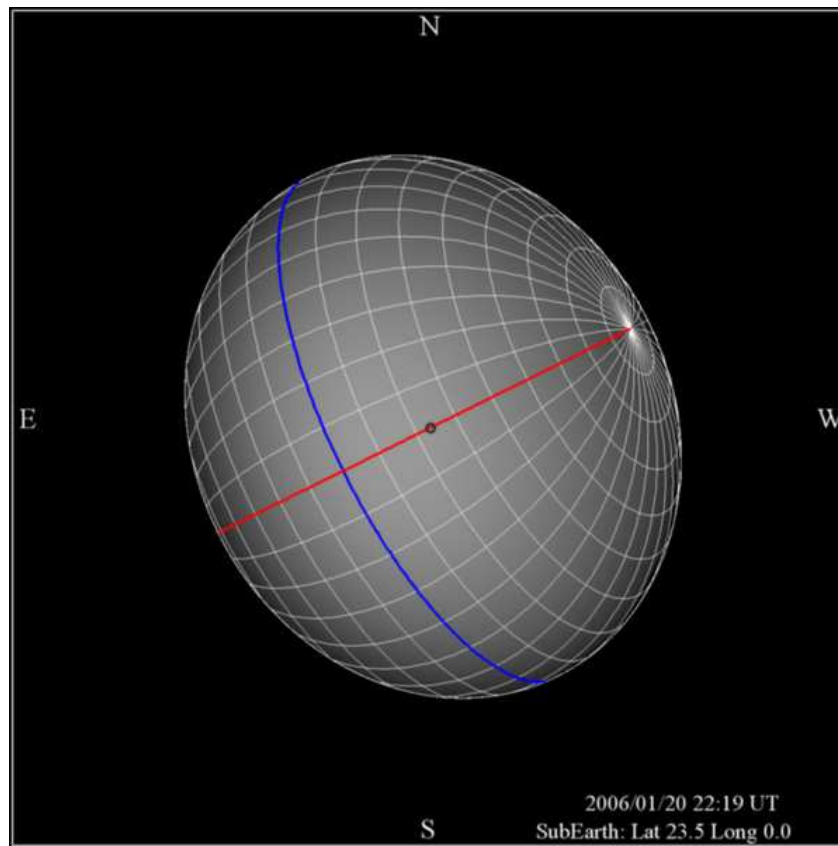


FIGURE 7.2 – L’aspect de l’astéroïde (21) Lutetia à l’époque de référence JD=2453756,45

A côté des cinq spectres obtenus en 2006 j’ai inclus dans l’analyse des spectres obtenus antérieurement par Birlan *et al.* [2004, 2006]. Ces anciens spectres ont été re-réduites et corrigés pour les absorptions telluriques. L’éphéméride physique de (21) Lutetia correspondant aux dix spectres est donnée en Tableau 7.1.

Les spectres de 2006 ont été obtenus en conditions d’observations excellentes, avec un seeing de  $0'',7 - 1'',2$ , l’astéroïde et l’étoile de référence étant observées aux valeurs similaires de masse d’air (Tableau 7.2).

Comme le montre le Tableau 7.1, les spectres ont été obtenus dans des conditions géométriques variables. En 2006 l’aspect de Lutetia a été quasi-équatorial, la latitude du PST étant  $\sim 10^\circ$ . L’échantillonnage des spectres tout au long de la période de rotation propre de l’astéroïde peut mettre en évidence les éventuels inhomogénéités de la surface. Par contraste, les spectres du 2003 ont été obtenus dans une configuration *pole-on* à une latitude du PST d’environ  $78^\circ$ . Par conséquent, les spectres obtenus pour des sous-longitudes différentes vont correspondre à la même région de l’hémisphère nord de l’astéroïde. Par conséquent j’utiliserai ultérieurement les spectres **F**, **G** du Tableau 7.1 car ils ont été obtenus dans des conditions optimales de seeing et de masse d’air. L’hémisphère sud de l’astéroïde a été couvert en 2004, quand le STP était à une latitude de  $-82^\circ$ . Le spectre correspondant a été noté avec la lettre **H** dans le Tableau 7.1.

TABLE 7.1 – L'éphéméride physique de l'astéroïde (21) Lutetia. Les colonnes du tableau représentent la date (en Temp Universel), les coordonnées planétocentriques des points sous-solaire et sous-terrestre, l'orientation de l'axe du rotation de l'astéroïde par rapport au Nord, l'angle de phase, la distance héliocentrique et la géocentrique. Dans la dernière colonne sont données les notations des spectres qui seront utilisés ultérieurement.

Date (UT)	PSS ( $\lambda, \varphi$ ) (°)		PST ( $\lambda, \varphi$ ) (°)		$v$ (°)	$\alpha$ (°)	$r$ (U.A.)	$\Delta$ (U.A.)	Note
2006/03/05.410	267.07	+21.16	266.14	+13.66	293.63	7.5	2.83	1.89	<b>A</b>
2006/03/05.525	28.75	+21.18	27.83	+13.64	293.62	7.6	2.83	1.89	<b>B</b>
2006/04/17.227	211.55	+29.22	212.38	+10.07	292.25	19.2	2.83	2.29	<b>C</b>
2006/04/19.208	147.64	+29.60	148.54	+10.18	292.28	19.4	2.83	2.32	<b>D</b>
2006/04/19.215	155.05	+29.60	155.94	+10.18	292.28	19.4	2.83	2.32	<b>E</b>
2003/03/30.432	281.62	+83.25	183.64	+77.94	73.98	14.6	2.56	1.71	<b>F</b>
2003/03/30.479	331.28	+83.26	233.38	+77.95	73.97	14.6	2.56	1.71	<b>G</b>
2003/03/30.568	65.32	+83.28	327.58	+77.95	73.95	14.5	2.56	1.71	"
2003/03/30.626	126.60	+83.28	28.96	+77.96	73.94	14.5	2.56	1.71	"
2004/08/12.596	148.96	-64.48	43.41	-82.66	314.47	28.3	2.12	1.73	<b>H</b>

TABLE 7.2 – Le temps d'exposition et la masse d'air pour (21) Lutetia et les étoiles de référence (analogues solaires) utilisées pour la réduction des données spectroscopiques. La notation des spectres est celle utilisée dans le Tableau 7.2.

Spectre	Astéroïde			Analogue	
	$T_{exp}$ (s)	Masse d'air	Star	$T_{exp}$ (s)	Masse d'air
<b>A</b>	400	1.01	HD 88371	50	1.00
<b>B</b>	460	1.48	"	60	1.41
<b>C</b>	330	1.02	HD 87680	50	1.05
<b>D</b>	640	1.03	HD 76332	40	1.021
<b>E</b>	480	1.04	"	50	1.021

Pour la détermination des régions sur la surface de l'astéroïde qui ont été observées spectroscopiquement, en plus de la géométrie géocentrique durant l'observation il est nécessaire de tenir compte de la forme de l'objet et des propriétés physiques de la surface réfléchissante. Une forme non-sphérique de l'astéroïde produira, durant la rotation, une variation de la surface totale réfléchissante. Cette assertion est valable, à l'exception des géométries *pole-on* de l'objet. Les conditions d'illumination des régions visibles de la Terre doivent être modélisées en considérant aussi le point sous-solaire (PSS) ensemble avec une loi de diffusion. Je considère par la suite que la forme de l'astéroïde peut être approximée par un ellipsoïde triaxial avec le rapport des axes  $a/b = 1,2$  et  $b/c = 1,2$ , conformément au modèle proposé par Torppa *et al.* [2003]. Je calcule ensuite les valeurs de l'angle d'incidence et celui d'émergence pour tous les points à la surface de l'astéroïde. Celle ci sera ensuite modélisée en utilisant la loi de diffusion de Lommel-Seliger. La contribution à la radiance totale  $dL$  d'un élément de surface  $dS$  est donnée par la relation :

$$dL = \frac{\mu\mu_0}{\mu + \mu_0} \bar{\omega}_0 dS \quad (7.1)$$

où  $\mu$ ,  $\mu_0$  représente le cosinus de l'angle d'émergence et de l'angle d'incidence respectivement,



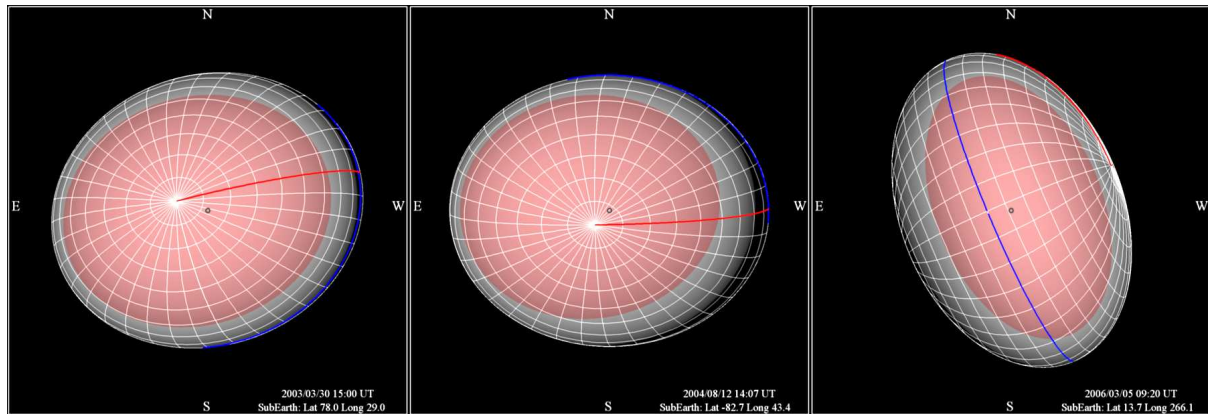


FIGURE 7.3 – L’aspect de (21) Lutetia en Mars 2003 (à gauche), Août 2004 (au centre) et Mars 2006 (à droite). L’astéroïde est considéré un ellipsoïde triaxial avec  $a/b = 1,2$  si  $b/c = 1,2$ . Il a été modélisé avec la loi de diffusion Lommel-Seeliger. Les points pour lesquels la valeur de la radiance est supérieure à 50% de la valeur maximale sont représentés dans la zone rouge de l’image.

et  $\bar{\omega}_0$  est l’albédo dans l’approche d’une diffusion suite à une seule réflexion.

En intégrant numériquement cette relation sur toute la surface de l’astéroïde nous pouvons obtenir les coordonnées *géographiques* des régions qui ont une contribution dans les différents spectres obtenues avec l’IRTF. À cause de l’assombrissement centre-bords sur le disque apparent de l’objet, les calculs montrent que plus de 98% de la radiance totale provient d’une région d’environ 50% du disque apparent. Numériquement j’ai calculé la position du photocentre sur la surface du disque. Le déplacement du photocentre par rapport au barycentre réel de l’astéroïde est un effet qui doit être évalué dans l’astrométrie de ces objets quand un fort degré de précision astrométrique est nécessaire [Dell’Oro & Cellino, 2006].

La Figure 7.3 présente l’aspect de (21) Lutetia et la localisation des zones observées spectroscopiquement en Mars 2003, Août 2004 et Mars 2006. Pour avoir une image générale de la distribution de ces régions, nous allons faire une projection de surfaces égales (une projection Mollweide-Babinet). La Figure 7.4 présente une bonne couverture de la région équatoriale de l’objet par les observations obtenues en Mars et Avril 2006. Pour 2006, les régions de latitude sont comprises entre  $(+50^\circ -20^\circ)$ . La région du pôle Nord a été observée en Mars 2003 et elle couvre des zones atteignant celles qui ont été observées en 2006. Le pôle Sud a été observé en Août 2004. Par conséquent nous pouvons parler d’une couverture assez importante de la surface de (21) Lutetia et les données spectrales vont refléter une minéralogie pour toute la surface de l’objet.

Les huit spectres analysés seront (A - H). Elles sont présentées dans la Figure 7.5. La caractéristique générale de ces spectres est qu’ils sont tous plats, sans présences significatives de bandes d’absorption. La pente des spectres ainsi que la correspondance avec les régions de la surface est donnée par le Tableau 7.3. Une différence significative de variation dans la pente des objets est cependant à remarquer. Les spectres ayant une pente plus importantes sont les spectres A et C. Les régions sur la surface de Lutetita, obtenues par l’éphéméride physique, sont

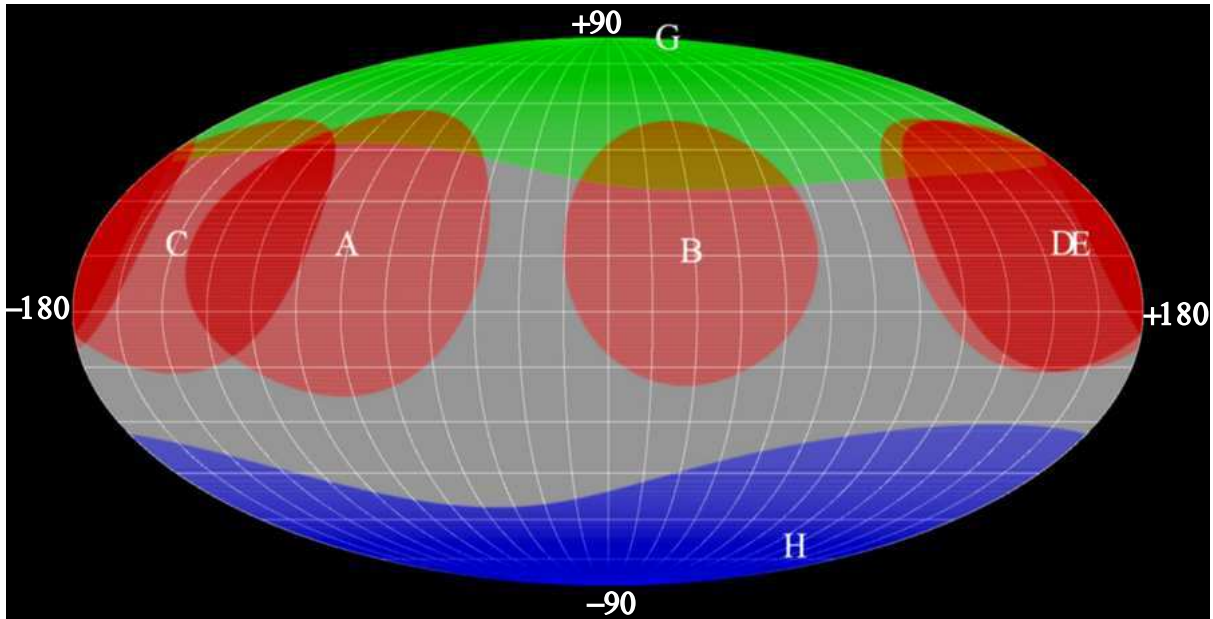


FIGURE 7.4 – La projection Mollweide-Babinet de la surface de l’astéroïde (21) Lutetia. Le domaine des longitude planétocentriques du graphique est  $-180^{\circ}, +180^{\circ}$  et celui des latitudes est  $-90^{\circ}, +90^{\circ}$ . Les régions (A-E) observées en 2006 sont marquées en rouge. Les régions observées en 2003 sont marquées en vert, et celles observées en 2004 sont marquées en bleu. La lettre qui marque chaque région correspond à celle des spectres du Tableau 7.1. La région correspondante au spectre F a été omise de cette projection car elle se superpose à celle du spectre G (aspect *pole-on* en 2003).

TABLE 7.3 – Les pentes spectrales et les longitudes planétocentriques des régions correspondantes sur la surface de (21) Lutetia.

	A	B	C	D	E	G	H
Pente ( $\mu m^{-1}$ )	0.056	-0.009	0.079	0.030	0.019	0.020	0.012
	$\pm 0.004$	$\pm 0.002$	$\pm 0.003$	$\pm 0.002$	$\pm 0.001$	$\pm 0.002$	$\pm 0.003$
$\lambda (^{\circ})$	-90	+30	-150	+150	+160	-	-

presque identiques. De plus, le spectre C a été obtenu un mois après avoir obtenu le spectre A, ce qui exclut un possible erreur instrumentale ou dans la procédure de réduction de données. Pour les régions correspondantes aux spectres D et E, situées à  $\sim 90^{\circ}$  en longitude par rapport aux régions correspondantes aux spectres A et C, la pente spectrale diminue à  $\sim 0,02 \mu m^{-1}$ . Pour la région correspondante au spectre B, à l’opposée des régions associées aux spectres A et C le spectre est presque plat, avec une valeur de la pente de  $0,09 \mu m^{-1}$ . Une autre confirmation de l’existence d’une différence de pente systématique dans les spectres est apportée par les spectres G si H. Le spectre G correspond à la région du pôle Nord. Cette région de la surface se superpose un peu avec les régions des spectres A, C, D et E. Sa pente est en accord avec une valeur de  $0,020 \mu m^{-1}$ . Le spectre H est similaire avec le spectre B, avec une pente autour de  $0,012 \mu m^{-1}$ .

Une possible explication de ces différences dans les spectres peut être donnée par la coexistence d’au moins deux types de minéralogie ou de deux régions avec des propriétés physiques

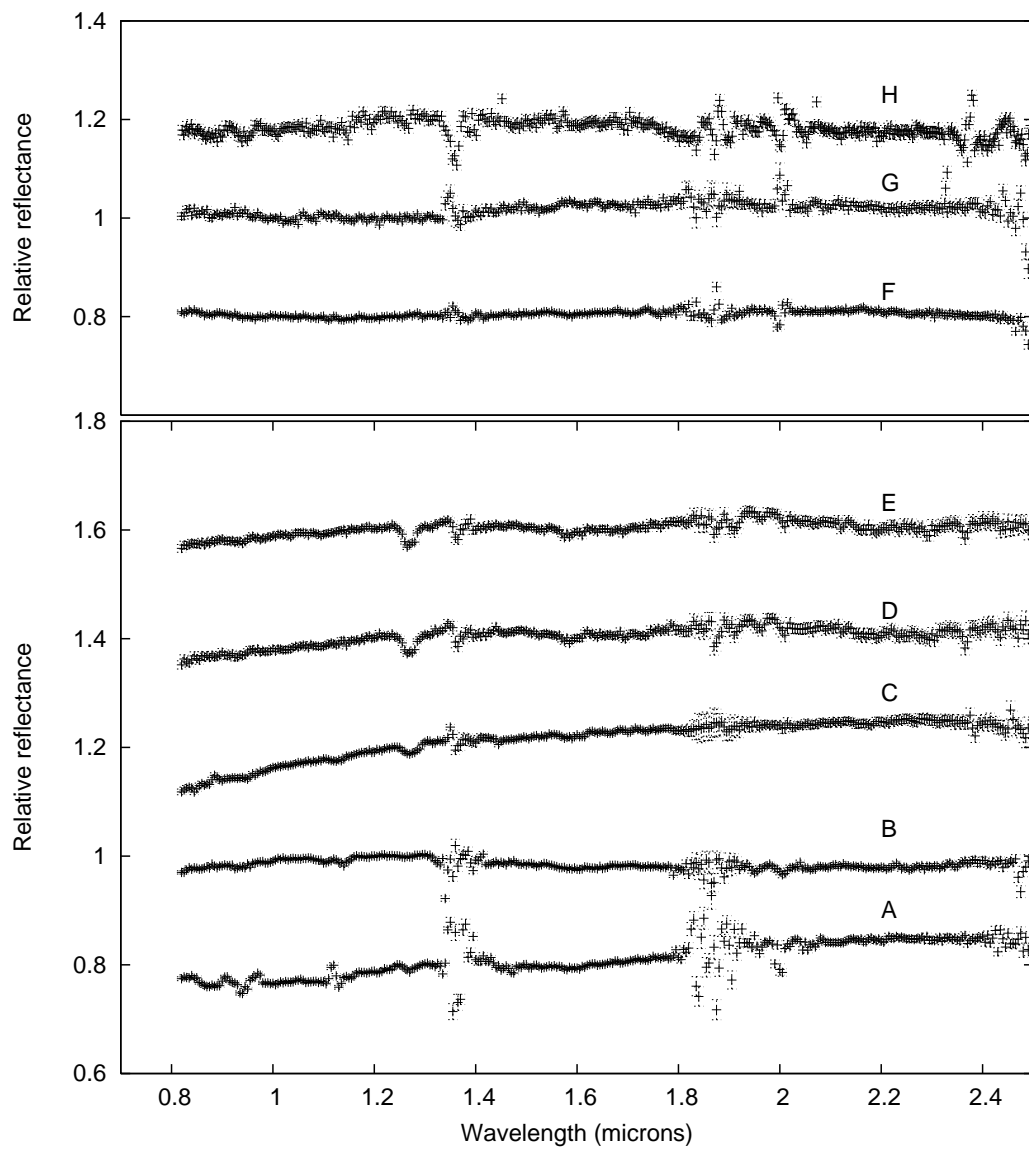


FIGURE 7.5 – Les spectres de (21) Lutetia dans le domaine 0,8 - 2,5  $\mu m$  obtenues en Mars et Avril 2006 (en bas), Mars 2003 et Août 2004 (en haut)

distinctes (morphologie, granulation, type de régolite, cratérisation). Pour l'étude de ces possibilités je vais procéder à une analyse comparative des spectres avec les spectres des météorites, obtenus en laboratoire.

## 7.4 Analyse minéralogique

L'analyse comparative des surfaces des corps sans atmosphère est une des méthodes d'investigation des données spectrales des astéroïdes. La comparaison des observations spectroscopiques des astéroïdes avec celles des météorites a permis non seulement leurs liaisons génétiques, mais également de proposer les premières solutions minéralogiques pour les surfaces des astéroïdes [Chapman, 1976].

Parce que les spectres de (21) Lutetia ne présentent pas des bandes d'absorption une analyse minéralogique en utilisant des méthodes de deconvolution tels Modified Gaussian Method [Sunshine *et al.*, 1990] n'est pas adéquate. Par conséquent j'ai employé une méthode comparative ayant à la base un test  $\chi^2$  de la forme :

$$\chi^2 = \frac{1}{N_w} \sum_{i=1}^{N_w} \frac{(R_i - f(w_i))^2}{f(w_i)} \quad (7.2)$$

où  $R_i$  est la valeur de la réflectance pour le spectre de laboratoire qui est mesurée pour la longueur d'onde  $w_i$  et  $f(w_i)$  est la valeur d'un polynôme d'ordre 12 ajusté au spectre de l'astéroïde. La comparaison est effectuée sur un nombre total de  $N_w$  points. Le polynôme d'ordre 12 permet en fait de faire coïncider les longueurs d'ondes du spectre de l'astéroïde à ceux du spectre de laboratoire. Les spectres en infrarouge proche ont été complétés avec celles du domaine du visible de Barucci *et al.* [2005]. Le raccordement a été fait sur le domaine des longueurs d'onde 0,82 - 0,95  $\mu m$ , commun aux spectre du visible et au spectres de l'infrarouge proche.

Pour l'obtention d'un ensemble homogène de spectres de laboratoire, j'ai extrait de RELAB<sup>1</sup> seulement les données obtenues avec le spectromètre sphérique intégral [Gaffey, 1976]. Un nombre total de 4787 spectres de laboratoire pour le domaine 0,3 - 2,6  $\mu m$  ont été ainsi sélectionnés.

Les résultats de l'analyse  $\chi^2$  sont présentés dans le Tableau 7.4 et dans la Figure 7.6. La liste complète avec les cinq plus probables météorites analogues à chaque spectre **A - H** est présenté dans [Nedelcu *et al.*, 2007b].

Comme dans nos attentes, les spectres différents correspondent à des analogues météorologiques différentes. Les spectres plats tels **B**, **D**, **E** et **H** ont la météorite Orgueil comme analogue et celles avec une pente spectrale significative ont comme analogue la météorite Hvittis.

La météorite Orgueil appartient à la classe des météorites CI, qui est caractérisée par une

1. <http://www.planetary.brown.edu/relab/>

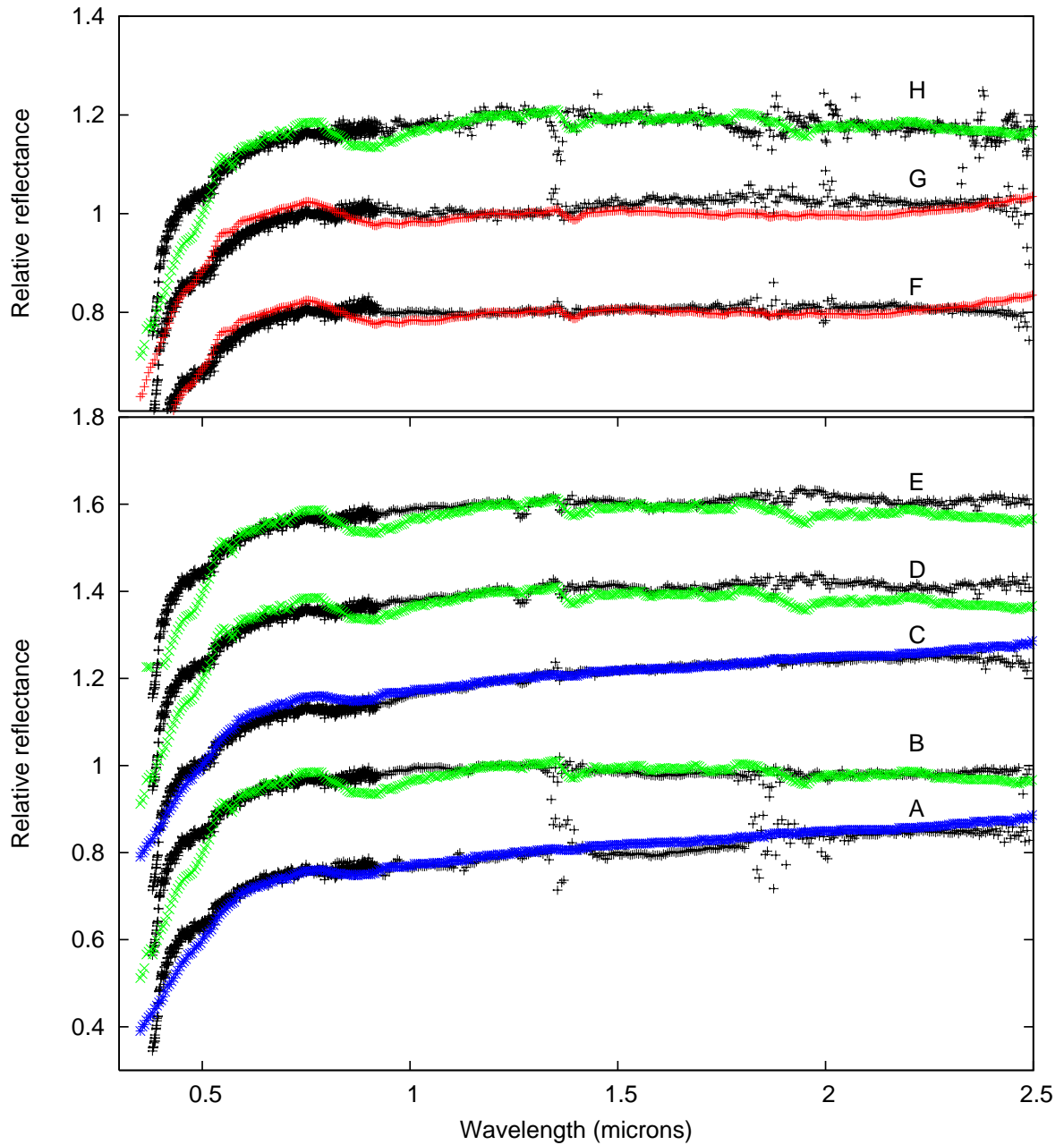


FIGURE 7.6 – Les spectres de (21) Lutetia dans le domaine 0,4 - 2,5  $\mu m$ . Les spectres RELAB indiqués par le  $\chi^2$  comme étant le plus probable météorite analogue sont en bleu (Hvittis E6), vert (Orgueil CI) et rouge (Vigarano CV3).

TABLE 7.4 – Les spectres de laboratoire RELAB avec le plus petit  $\chi^2$ , l'indicateur de la météorite analogue la plus probable pour chacun des spectres de (21) Lutetia.

Spectre	Météorite	Type	$\chi^2 (\times 10^6)$	Spectre	Météorite	Type	$\chi^2 (\times 10^6)$
<b>A</b>	Hvittis	EL6	416	<b>E</b>	Orgueil	CI1	684
<b>B</b>	Orgueil	CI1	599	<b>F</b>	Vigarano	CV3	319
<b>C</b>	Hvittis	EL6	460	<b>G</b>	Vigarano	CV3	530
<b>D</b>	Orgueil	CI1	749	<b>H</b>	Orgueil	CI1	460

altération aqueuse extensive qui a produit la destruction de la majorité des chondres de la matrice. Les minéraux les plus abondantes présentés dans les météorites CI sont les magnétites et les carbonates formés par la précipitation des solutions aqueuses qui circulent par le corps parent des météorites de type CI [Endress & Bischoff, 1995].

Vigarano est une météorite de type CV3 qui a été partialement affectée par l'altération aqueuse [Lee *et al.*, 1996]. Elle est composée en majorité par des chondres, des CAIs et des fragments de chondres.

La météorite Hvittis appartient à la classe des enstatites condritiques. Ce type de météorite s'est formée dans des conditions des réactions redox, les plus probablement dans la région interne du Système Solaire primordial, là où l'altération aqueuse était pratiquement impossible [Keil, 1989]. La principale composante est l'enstatite ( $\text{MgSiO}_3$ ) et le Fe et le Ni en forme métallique. En fonction du contenu en Fe, les chondres à enstatites sont de type EL (*low*, faible contenu de Fe) ou EH (*high*).

Par conséquent il y a une incompatibilité entre les types CI, CV et ceux EH, EL en ce qui concerne leur formation et leur évolution. Existe-il deux lithologies si différentes à la surface de (21) Lutetia, comme nous l'indique l'analyse  $\chi^2$  ?

Une telle réponse peut être fournie par une météorite existante dans les collections : la météorite Kaidun (Figure 7.7). Cette météorite est extrêmement hétérogène, composée par un assemblage de matériaux *incompatibles*, en particulier des chondrites carbonées et enstatitiques (EH, EL, CV, CM) [Zolensky & Ivanov, 2003]. Les minéralogies de Kaidun sont extrêmement diverses concernant l'altération aqueuse. Kaidun présente aussi bien des minéraux hydratés que des minéraux anhydres [Zolensky, 2005]. Dans le cas de la météorite Kaidun, par rapport à d'autres données, cette météorite présente des lithologies contenant des chondrites EH présentant des signes d'altération aqueuse.

La présence simultanée des matériaux chondritiques d'une variété extrême (et terme des conditions d'oxydation et des réactions redox) peut être expliqué par une période intense de mélanges dans le corps parent. Cette théorie est soutenue par l'analyse des isotopes de l'oxygène. Cette analyse a trouvé des valeurs intermédiaires dans la météorite Kaidun, si nous le comparons à celles déjà connues pour les chondrites E, CI, CV et CM. Un corps parent de cette météorite aurait collecté toutes sorte de minéraux semblables aux astéroïdes de type **E**, **D** ou **C**.

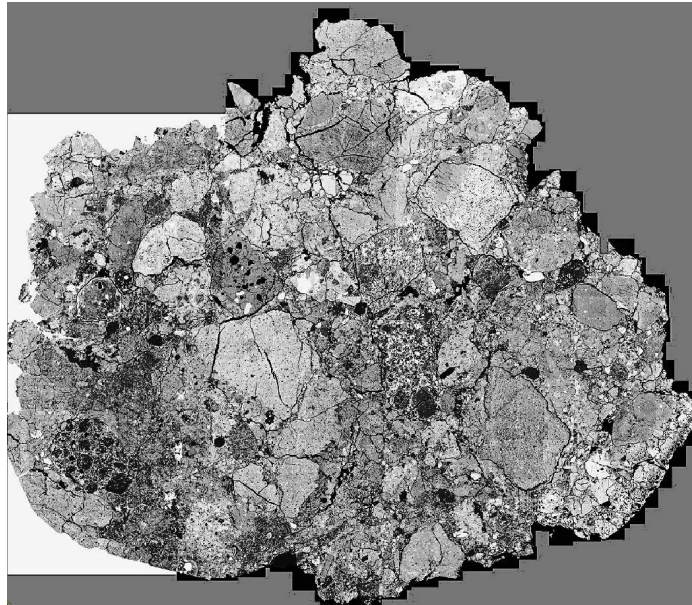


FIGURE 7.7 – La météorite Kaidun. A l'échelle macroscopique nous pouvons constater une variété lithologique incluant les chondrites carbonées, les chondrites ordinaires et les chondrites enstatitiques. L'échelle de l'image est  $5 \times 5$  cm.

Ce corps parent pourrait être un astéroïde de type **C** avec une orbite excentrique [Ivanov, 1997] ou un objet de la classe **C** massif, semblable à l'astéroïde Ceres [Ivanov *et al.*, 2001].

Une composition de type chondrite carbonée altérée par la présence de l'eau a été proposée antérieurement pour une partie des astéroïdes de type **M** [Vilas, 1994]. Les observations spectrophotométriques des astéroïdes de type **M** et **E** ont mis en évidence pour certains d'entre eux la présence de minéraux hydratés et ont proposé l'introduction d'une nouvelle classe taxonomique notée **W** (*wet*) [Rivkin *et al.*, 1995]. Cette nouvelle classe est caractérisée par une bande d'absorption large autour de  $3 \mu\text{m}$ , qui est associée à la présence du radical OH à la surface de l'objet. (21) Lutetia a été associé à cette classe par Rivkin *et al.* [2000]. Des données spectroscopiques relativement récentes confirment la présence de cette bande large, tout en soulignant la faiblesse de l'altération aqueuse (un milieu plutôt favorable aux réactions redox) [Birlan *et al.*, 2006].

Si les différences spectrales peuvent être expliquées par l'existence des différentes minéralogies à la surface de (21) Lutetia, les différences d'albédo peuvent être expliquées par la distribution des zones d'altération aqueuse à la surface de l'astéroïde. L'analyse de laboratoire sur les isotopes d'oxygène pour les météorites CI, CV et CM montrent que la source de l'altération aqueuse est l'écoulement dans le corps parent d'une solution aqueuse, suite à un gradient de température [Young *et al.*, 1999]. Cela induit une altération prononcée des couches profondes de l'astéroïde. Ainsi, les valeurs élevées d'albédo peuvent correspondre à des fonds de cratères d'impact qui vont excaver et mettre en lumière ces couches profondes. Cette hypothèse peut être une explication pour le comportement de l'hémisphère Nord de Lutetia.

## 7.5 Les inhomogénéités sur la surface de (21) Lutetia

Nous avons proposé l'existence de surfaces ayant des minéralogies distinctes à la surface de (21) Lutetia pouvant expliquer les différences spectrales observées [Nedelcu *et al.*, 2007b]. Récemment des nouvelles données confirment cette hypothèse.

Carvano *et al.* [2008] ont analysé les données spectrophotométriques obtenues en infrarouge thermique (la bande N). En utilisant le modèle thermophysique de l'astéroïde dans les mêmes conditions de forme et d'orientation proposées par Torppa *et al.* [2003], ils ont obtenu un albédo géométrique  $p_v = 0,129_{-0,030}^{+0,003}$  pour une sous-latitude terrestre de  $25^\circ$ . En 2006 Mueller *et al.* [2006] ont publié, sur des données similaires, une valeur de l'albédo géométrique égale à  $p_v = 0,225 \pm 0,045$ , pour une sous-latitude terrestre égale à  $-75^\circ$ . Cette discrédance dans les valeurs a été expliquée par les auteurs par l'existence d'un cratère dans l'hémisphère Nord de l'astéroïde, qui, de part la forme concave, et des processus de réflexion et absorption multiples, sera responsable d'une augmentation du flux thermique.

Les observations photométriques, polarimétriques et spectroscopiques visibles et infrarouges de la période 2004-2009 ont été analysées par Belskaya *et al.* [2010]. Les auteurs ont détectés des variations spectrales et des variations polarimétriques pendant la rotation synodique de l'objet. Ils ont évoqué l'hypothèse d'un cratère sur la surface de (21) Lutetia ou l'existence des régions avec des propriétés spectrales (et polarimétriques) distinctes les plus probables liées à une dichotomie de morphologie.

Enfin, Perna *et al.* [2010] ont obtenu en 2008 13 spectres visibles ( $0,45 - 0,80 \mu m$ ) de l'astéroïde, uniformément repartis sur la période synodique. Une variation de pente spectrale, consistante avec la phase rationnelle de l'astéroïde a été rapportée. Ces différences peuvent être produites par une région avec des propriétés minéralogiques distinctes.

Le survol de l'astéroïde par la sonde Rosetta (en Juillet 2010) va apporter une réponse à toutes les questions non-élucidées jusqu'au maintenant.



# 8

## (2867) Steins

*L'astéroïde (2867) Steins a été observé en mode téléobservation avec le spectrographe SpeX et le télescope NASA IRTF. Nous avons obtenu quatre spectres dans le domaine 0,8 - 2,5  $\mu\text{m}$  qui ont été utilisés avec les spectres visibles publiés antérieurement par Barucci et al. [2005] pour la construction d'un spectre complet. J'ai effectué une analyse minéralogique en utilisant un mélange linéaire avec trois composantes, en utilisant des spectres de laboratoire de la base RELAB. Dans le domaine 0,3 - 2,5  $\mu\text{m}$  le spectre de Steins est bien modélisé par un mélange de 57% d'enstatite, 42% d'oldhamite et 1% orthopyroxène. Cette analyse, ainsi que des bandes d'absorptions à 0,49 et 0,90  $\mu\text{m}$  place Steins dans le type taxonomique **E**, sous-classe Angelina qui, semble n'avoir pas de correspondant dans les collections météoritiques.*

### 8.1 Introduction

(2867) Steins a été le premier astéroïde survolé par la sonde Rosetta. Il a un diamètre de  $\sim 5$  km pour un albédo dérivée avec la méthode polarimétrique de  $0.45 \pm 0.1$  [Fornasier *et al.*, 2006a]. Son albédo mesurée à partir d'observations radiométriques est de  $0.35 \pm 0.05$  [Jorda *et al.*, 2008]. Les deux valeurs d'albédo convergent vers une classification taxonomique de type **E**. Les données spectrales dans le domaine du visible et de l'infrarouge proche pour Steins montrent un profil qui confirme le type **E** de l'astéroïde [Barucci *et al.*, 2005].

Les astéroïdes de type **E** sont des corps qui ont vécu des périodes de hautes températures, et leur minéralogie doit correspondre à des minéraux fondus sur une structure de corps totalement ou partiellement différencié [Bell *et al.*, 1989]. La similarité de leur spectres avec les spectres de laboratoire des aubrites ainsi que les valeurs très élevés de l'albédo thermique nous fait favoriser pour la surface de ces objets une composition de silicates avec une faible concentration de Fe tels l'enstatite ( $\text{MgSiO}_3$ ) et la forsterite ( $\text{Mg}_2\text{SiO}_4$ ) [Keil, 1989]. Les météorites EH et EL sont les échantillons sur la Terre de ce type de corps. En effet, si cela est le cas, les corps parents des EH et EL ont été chauffés à des températures de  $1580^\circ$ , conduisant à la fonte des enstatites et la destruction complète des chondres dans la matrice minéralogique. Parce que les météorites aubrites portent les traces des impacts (sous forme des brèches), il est également envisageable que le corps parent soit un agrégat gravitationnel (tas de gravas) fortement impacté (d'où la présence des brèches).

TABLE 8.1 – Les observations de l’astéroïde (2867) Steins. Les colonnes sont : la date UT à mi-exposition, la magnitude V, l’angle de phase, les distances héliocentriques et géocentriques, le temps d’exposition total pour chaque spectre et la masse d’air pour l’astéroïde et les étoiles de référence.

Date	V (mag)	$\alpha$ (°)	r (UA)	$\Delta$ (UA)	Masse d’air	$T_{exp}(s)$	Masse d’air★	$T_{exp}(s)$ ★
2006/12/22.5694	16.74	7.49	2.66	1.72	1.13	2400	1.10	16
2007/01/21.4014	16.83	8.45	2.68	1.75	1.04	2400	1.07	16
2007/03/12.3141	17.78	20.71	2.70	2.26	1.15	2400	1.18	30
2007/03/13.2270	17.79	20.80	2.70	2.27	1.03	2400	1.02	30

Dans le cadre des campagnes d’observations au sol avant le survol de Steins, nous avons obtenu des spectres en infrarouge proche 0,8 - 2,5 $\mu m$  en utilisant l’ensemble SpeX/IRTF. Ces spectres, corroborés avec ceux du visible, publiés antérieurement par Barucci *et al.* [2005] nous ont permis de fournir la caractérisation minéralogique de l’astéroïde et l’interprétation de la nature de celui-ci.

## 8.2 Observations et analyse

(2867) Steins a été observé en Décembre 2006, Janvier et Mars 2007. Nous avons obtenus quatre spectres au total (Table 8.1).

Les données ont été réduites comme pour (21) Lutetia, avec les méthodes du chapitre 6.2. Les spectres sont généralement plats, sans caractéristiques d’absorption importantes. Ils sont présentés en Figure 8.1. Dans les spectres il y a une différence de pente spectrale dans le domaine 0,8 - 1,2  $\mu m$ . Le spectre avec un SNR faible, obtenu le 13 Mars 2007, présente une pente spectrale de ce domaine égale à  $0,39 \pm 0,04 \mu m^{-1}$  et le spectre du 12 Mars 2007 une pente de  $0,31 \pm 0,02 \mu m^{-1}$ . Je me suis posé le problème de la variation réelle de la pente dans le domaine des longueurs d’onde 0,8 - 1,2  $\mu m$ . Nous disposons d’une certitude concernant ces spectres. Les spectres ont été obtenus sur une période de trois mois. À partir de la période de rotation propre de l’astéroïde déterminée par Küppers *et al.* [2007] je pourrai déterminer la phase rotationnelle de chaque spectre. Je prends arbitrairement comme phase rotationnelle zéro le spectre obtenu en Décembre 2006. Par conséquent, les autres spectres vont correspondre à des phases rotationnelles de 0,30, 0,24 et 0,85. Nous pouvons ainsi voir que les spectres de Janvier et Mars 2007, obtenues à des phases similaires, sont quasi-identiques (Figure 8.1).

Les astéroïdes de type **E** sont caractérisés principalement par un albédo élevé et un spectre avec une pente neutre ou légèrement positive. À présent, nos connaissances portent sur quelques 30 astéroïdes de ce type [Clark *et al.*, 2004a]. Les météorites enstatites achondritiques (aubrite) sont considérées comme ayant un lien génétique avec les astéroïdes de type **E** [Zellner *et al.*, 1977a, Gaffey *et al.*, 1989]. Le plus grand astéroïde du type **E** est (44) Nysa. Cet astéroïde se situe sur une orbite qui lui permet d’injecter des météoroïdes sur une orbite qui peut intersecter l’orbite terrestre. Le spectre de l’objet présente une petite bande d’absorption à 0,9  $\mu m$ , carac-

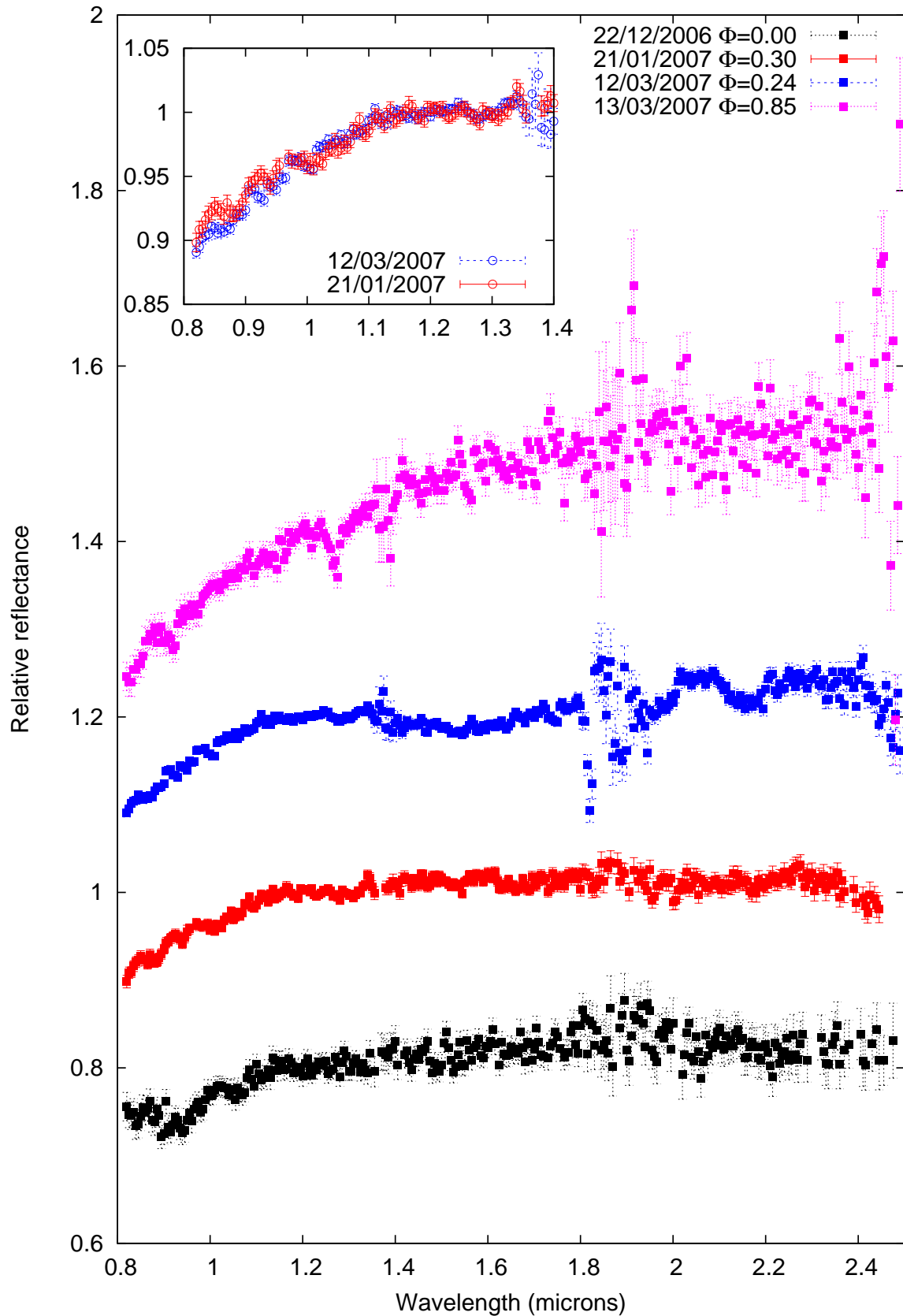


FIGURE 8.1 – Les spectres de (2867) Steins obtenus en Décembre 2006, Janvier et Mars 2007. Les spectres sont normalisés pour la valeur correspondante à  $1,20 \mu\text{m}$ . A gauche, nous pouvons observer la coïncidence des spectres du 21/01/2007 et 12/03/2007, obtenus respectivement dans les phases rationnelles 0,30 et 0,24.

téristiques de la présence du FeO à la surface. La quantité de Fe<sup>+2</sup> nécessaire pour produire une telle bande est cependant plus importante que celle qu'on trouve dans les météorites enstatite achondritique [Gaffey & Kelley, 2004].

Dans la population de géocroiseurs, nous connaissons deux objets avec les caractéristiques des astéroïdes de type **E** : les astéroïdes (3103) Eger et (4660) Nereus. Ils peuvent être également corps parents des aubrites.

Dans le cadre d'un programme d'observations spectroscopiques des astéroïdes du complexe taxonomique **X**<sup>1</sup> Clark *et al.* [2004b] ont obtenu les spectres en infrarouge proche des huit objets de type **E** et huit autres objets de type **Xe**. Le type taxonomique **Xe** a été proposé par Bus & Binzel [2002b] comme une subdivision des objets **X** contenant des objets qui présentent une bande d'absorption autour de 0,49  $\mu\text{m}$ . Cette bande d'absorption a été détectée pour les astéroïdes (64) Angelina, (434) Hungaria, (2035) Stearns et (3103) Eger ; pour les astéroïdes (317) Roxane et (1251) Hedera cette bande est absente.

Ces données suggèrent l'existence de sous-classes distinctes à l'intérieur des objets de type **E**. Clark *et al.* [2004a] ont effectué une analyse minéralogique des spectres visibles et infrarouge proche de ces objets. Ils ont utilisé la loi de Hapke pour la construction des spectres synthétiques, qui a permis la subdivision en trois sous-classes. Leur dénomination résulte du nom de plus grand astéroïde de la sous-classe :

1. *Nysa* inclut les objets présentant deux bandes d'absorption, à 0,9  $\mu\text{m}$  et 1,8  $\mu\text{m}$ , les bandes les mieux ajustées par le spectre des aubrites ensemble avec l'olivine et le pyroxène ;
2. *Angelina* inclut les objets présentant des bandes d'absorption à 0,5 et 0,9  $\mu\text{m}$ , compatibles avec le spectre synthétique d'un mélange d'aubrites et d'oldhamite (CaS).
3. *Hungaria* inclut les objets avec une seule bande d'absorption autour de 0,9  $\mu\text{m}$ .

Il faut souligner qu'en utilisant seulement les aubrites dans le processus d'ajustement, les spectres synthétiques obtenus n'ont pas pu reproduire que les spectres des astéroïdes (433) Hungaria et (2048) Dwornik. La conclusion est que les aubrites des collections de météorites sont issus seulement de la sous-classe *Hungaria* des astéroïdes de type **E**.

Pour déterminer la sous-classe correspondante à (2867) Steins j'ai fait une analyse minéralogique comparative. J'ai construit un spectre moyen, de l'astéroïde dans le domaine 0,8 - 2,5  $\mu\text{m}$ . Le spectre a été obtenu à partir de quatre spectres en utilisant un poids dépendant des erreurs des mesures de chacun de spectres. Le spectre a été ensuite complété avec celui du visible, publié par Barucci *et al.* [2005]. Le spectre du visible et celui de l'infrarouge proche ont été raccordés sur la région 0,82 - 0,9  $\mu\text{m}$ . Le spectre composite ainsi obtenu présente deux bandes d'absorption à 0,5 et 0,9  $\mu\text{m}$ . Les positions exactes et les profondeurs des bandes ont été déterminées après soustraction du continuum. Les centres des bandes ont été ainsi calculés pour les valeurs 0,49  $\mu\text{m}$  et 0,87  $\mu\text{m}$ . La bande d'absorption à 0,49  $\mu\text{m}$  a une profondeur de

1. Le complexe X contient, en outre, les astéroïdes de type E

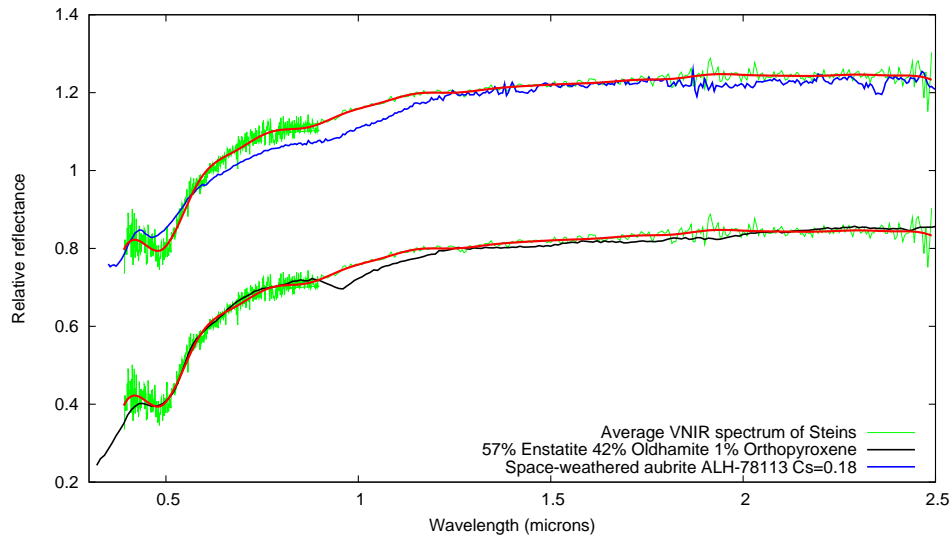


FIGURE 8.2 – Le spectre composite (visible+infrarouge) de (2867) Steins (en vert) ajusté avec une fonction *spline* cubique (en rouge). En noir est une représentation d'un spectre synthétique obtenu d'un mélange linéaire des trois composantes du RELAB. Le spectre de l'aubrite ALH-78113 a été modélisé pour l'altération spatiale sur la base d'expérience de laboratoire (en bleu).

9% par rapport au continuum. La bande d'absorption à  $0,87 \mu m$  a une profondeur de seulement 1%.

La présence des deux bandes d'absorption place Steins dans la sous-classe d'*Angelina*, les composantes les plus probables étant les enstatites, l'oldhamite et les silicates à faible contenu en Fe. Pour une analyse détaillée du spectre j'ai construit des spectres synthétiques avec un mélange linéaire des minéraux pris de la base des données RELAB. Pour cela j'ai choisi la météorite enstatite achondrite Mayo Belwa et l'oldhamite (pour les constituants minéralogiques majoritaires), et l'orthopyroxène ou une composante neutre pour réduire le contraste spectral (dans ce cas j'ai utilisé le spectralon) (Figure 8.3). Les fichiers RELAB sont indiqués par les noms c1tb46, c1tb38, c1pe30 et c1hl04. Les spectres synthétiques seront générés en utilisant une relation linéaire de la forme :

$$R(w_i) = \sum_{m=1}^3 f^m R_m(w_i) \quad (8.1)$$

où  $R(w_i)$  est la valeur de la réflectance du mélange à la longueur d'onde  $w_i$ ,  $f^m$ ,  $R_m$  est la concentration de chaque composante  $m$  du mélange tels que  $\sum_{m=1}^3 f^m = 1$ . En utilisant la même méthode que pour (21) Lutetia (chapitre 7.2), j'ai déterminé les concentrations relatives des composantes pour lesquels le spectre synthétique reproduit le mieux nos données d'observations pour (2867) Steins. Étant donné l'albédo élevé de l'astéroïde j'ai utilisé dans l'analyse  $\chi^2$  uniquement les mélanges avec albédo dans l'intervalle 0,3 - 0,5.

Dans le cas d'un mélange de trois composantes tels l'enstatite, l'oldhamite et l'orthopyroxène, le spectre synthétique le mieux ajusté à nos données est celui avec un rapport 57% :42% :1%.

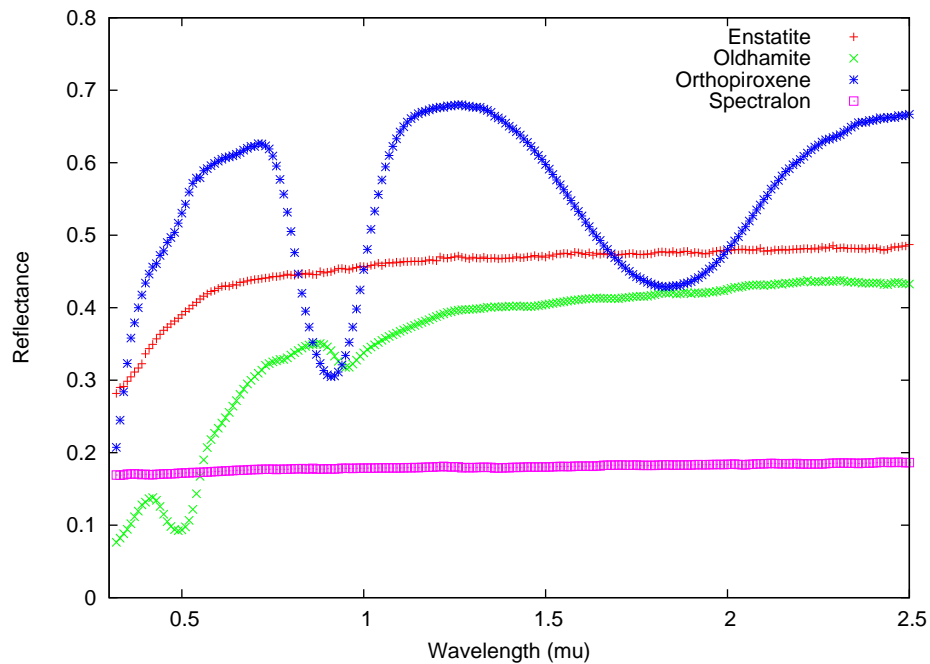


FIGURE 8.3 – Les quatre spectres des composantes utilisés pour générer le spectre synthétique sont l'enstatite achondrite Mayo Belwa, l'oldhamite (CaS), l'orthopyroxène et le spectralon. Elles vont être ajustés pour mieux reproduire le spectre de (2867) Steins.

En utilisant le spectralone à la place de l'orthopyroxène, la solution optimale pour le spectre synthétique est 57% :40% :2%. Les deux solutions minéralogiques obtenues sont surprenantes. En effet, la quantité d'oldhamite ne dépasse pas 1% dans les estatites aubrites des collections terrestres [Burbine *et al.*, 2001].

Une autre approche minéralogique a été faite par Fornasier *et al.* [2008]. Ils ont obtenu des spectres dans la région du visible. En recoupant avec les données disponibles dans la littérature dans l'infrarouge proche, ils ont proposé une analogie avec la météorite ALH78113 enrichi avec une concentration d'oldhamite de 35%.

En utilisant la loi de Hapke pour le modèle de transfert radiatif, Dotto *et al.* [2009] ont aussi démontré que la quantité d'oldhamite nécessaire à la synthèse du spectre de Steins est très importante. Leur modélisation contient deux composantes : l'enstatite achondrite Mayo Belwa et l'oldhamite, en concentration 55% :45%.

Les conclusions issues des observations spectroscopiques de Steins, corroborées avec les modèles minéralogiques, nous conduisent vers une appartenance de cet astéroïde à la classe des astéroïdes *Angelina* (dont les géocroiseurs Eger et Nereus en font partie), avec une surface riche en oldhamite et d'enstatite achondrite. Parmi les météorites aubrites connues, la météorite ALH-78113 montre deux bandes d'absorptions à  $0,49 \mu\text{m}$  et  $0,9 \mu\text{m}$ . Cependant, cette météorite présente un spectre plus plat que Steins. La Figure 8.2 montre le spectre de cette météorite modélisée avec une altération spatiale du type Brunetto *et al.* [2006]. Nous avons conclu que cet astéroïde présente une surface relativement jeune, comparable à celle de la famille de Karin

[Nedelcu *et al.*, 2007a]. (2867) Steins a été survolé par la sonde spatiale européenne Rosetta et les résultats obtenus sont en concordance avec cette conclusion. La présence d'un cratère d'impact d'un diamètre considérable à la surface de l'objet (2 km à comparer aux 4,6 km de la dimension de l'objet), preuve d'une structure "tas de gravas", peut soutenir l'hypothèse que la surface de l'objet a été re-organisée relativement récemment [Jutzi *et al.*, 2010].





# 9

## Autres résultats

*Les astéroïdes cibles de la mission Rosetta ont été les principaux objets d'études physiques. Cependant, d'autres astéroïdes ont fait l'objet de mes études pendant cette période de thèse. Ainsi, j'ai étudié spectroscopiquement neuf astéroïdes de type **M**. Ces objets ont été observés à l'opposition, pendant la période 2003-2007. J'ai également comparé leurs spectres avec les spectres des météorites de la base RELAB, afin d'identifier les analogues les plus probables. Je me suis intéressé à la jeune famille de l'astéroïde (832) Karin, en étudiant sa courbe de lumière et son spectre, afin de détecter des variations spectrales durant sa rotation synodique.*

### 9.1 Etude spectral des astéroïdes de type **M**

Pendant plusieurs oppositions, entre 2003-2007 nous avons obtenu, via CODAM et SpeX-IRTF, des spectres en infrarouge proche pour neuf astéroïdes du type taxonomique **M** : (325) Heidelberga, (497) Iva, (558) Carmen, (687) Tinette, (766) Moguntia, (860) Ursina, (909) Ulla, (1280) Baillauda et (1564) Srbija. Leur type taxonomique a été établi auparavant sur la base des spectres et couleurs dans le domaine du visible et de l'albédo thermique.

J'ai réduit les données en utilisant la même procédure que celle présentée dans le chapitre 6.2 et 7. Les spectres en infrarouge proche ont été complétés avec les données disponibles dans la littérature, notamment : les données du 24 Color Survey [Chapman & Gaffey, 1979] pour (325) Heidelberga et (909) Ulla, les couleurs ECAS [Zellner *et al.*, 1985b] pour (1564) Srbija et (766) Moguntia, les spectres dans le visible du SMASS II [Bus & Binzel, 2002a] pour (687) Tinette et (860) Ursina, les spectres S3OS2 [Lazzaro *et al.*, 2004] pour (558) Carmen et (1280) Baillauda. Un nouveau spectre dans le domaine du visible, obtenu avec le spectrographe Dolores fonctionnant sur le Telescopio Nazionale Galileo (3,5 m de diamètre), a été utilisé pour compléter les données du (497) Iva.

Les spectres des astéroïdes de type **M** indiquent la présence de minéraux très riches en Fe, éventuellement l'existence d'une surface métallique. Pour cette raison, ils ont été considérés comme la source des météorites métalliques [Dollfus *et al.*, 1979]. Cette hypothèse a été partiellement confirmée par les observations radar. En effet les échos radar intenses soutiennent l'existence des quantités importantes de métaux à la surface des objets de type **M** [Magri *et al.*,

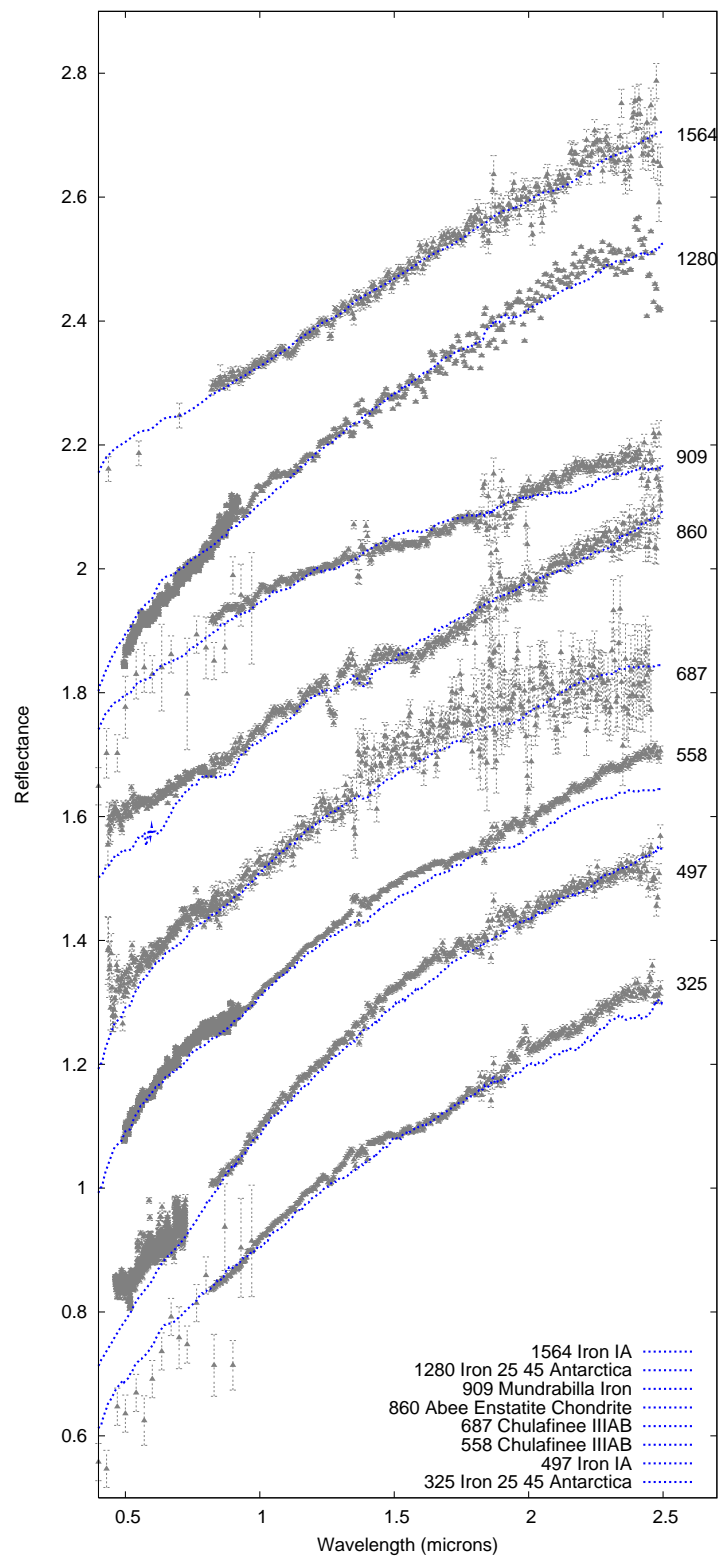


FIGURE 9.1 – Les données du visible et de l’infrarouge proche pour les astéroïdes (325) Heidelberg, (497) Iva, (558) Carmen, (687) Tinette, (860) Ursina, (909) Ulla, (1280) Baillauda et (1564) Srbija. En superposition, l’analogue météoritique du RELAB choisi par une routine  $\chi^2$ .

2007]. Cependant, les astéroïdes de type **M** montrent un large intervalle des valeurs pour l'albédo. Cet aspect a été interprété comme une preuve d'une grande variété des minéralogies pour ces objets.

Un autre domaine spectral qui permet de nous renseigner sur ce astéroïdes est la région autour de  $3 \mu\text{m}$  [Rivkin *et al.*, 1995]. Des observations ont mis en évidence l'existence des minéraux hydratés, ce qui serait incompatible avec une composition métallique de ces objets. En effet, des objets métalliques supposent un processus préalable de fusion des minéraux, avec la destruction de la matrice primordiale, ce qui suppose un échappement des substances volatiles (dont les molécules d'eau).

Une analyse  $\chi^2$  (Figure 9.1) reproduit cette diversité dans les astéroïdes de type **M**. Ainsi, pour sept astéroïdes de notre échantillon, les météorites métalliques RELAB sont les plus proches analogues. Le spectre VNIR pour l'astéroïde (860) Ursina est mieux reproduit par un échantillon de la météorite Murchinson (CM2) chauffée, ou par celui de la météorite chondrite enstatite Abee (E4). Dans le cas de l'astéroïde (766) Moguntia l'analyse  $\chi^2$  ainsi que la modélisation utilisant MGM et la loi de transfert radiatif de Shkuratov ont infirmé l'appartenance à la classe taxonomique **M**. Le plus proche analogue météoritique est la météorite ALH 84028 (CV3). Le spectre en infrarouge proche de Moguntia est similaire avec celui de l'astéroïde (221) Eos. Cet objet appartient au type taxonomique **K**, ayant des spectres intermédiaires entre les types **C** et **S**. Les astéroïdes de type **K** ont été associés aux météorites de type CO/CV [Bell, 1988a]. Ce résultat confirme également l'appartenance de l'astéroïde (766) Moguntia à la famille d'Eos.

## 9.2 L'astéroïde (832) Karin

(832) Karin est l'objet le plus important en taille de la famille du même nom. Cette famille a été identifiée comme étant l'une des plus jeunes familles d'astéroïdes. La famille de Karin a été identifiée au sein d'une famille plus grande et plus âgée, la famille de Koronis. Les intégrations numériques des membres de la famille Karin ont conduit à l'estimation de l'âge de la collision destructive. L'âge estimé de la famille est de  $5,75 \pm 0,05$  millions d'années [Nesvorný & Bottke, 2004]. S'agissant donc d'une famille très récente, la famille de Karin constitue un laboratoire d'étude des processus physiques et dynamiques gouvernant les objets de la ceinture principale d'astéroïdes. Les intégrations numériques ont pu mettre en évidence l'effet Yarkovsky, comme important dans la dispersion en demi-grand axe des objets. Les résultats ont aussi permis la validation des modèles thermophysiques utilisés pour la modélisation de cet effet. La taille du corps parent de la famille de Karin a été estimée à  $\sim 33$  km de diamètre [Nesvorný *et al.*, 2006]. Les études d'irradiation en laboratoire des silicates de Brunetto *et al.* [2006], en comparaison avec le spectre VNIR de (832) Karin, ont donné des résultats comparable avec ceux déduits des modélisations dynamiques.

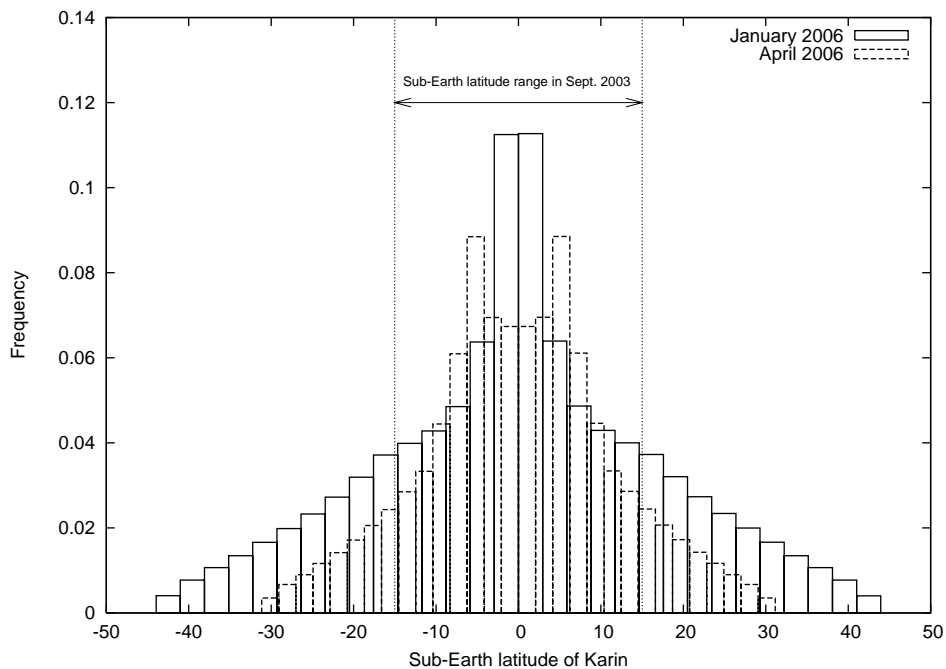


FIGURE 9.2 – Toutes les valeurs possibles pour la sous-latitude du point terrestre et les fréquences associées pour (832) Karin en considérant les observations spectroscopiques du mois de Janvier et Avril 2006. J’ai pris en considération les orientations du pôle qui, en Septembre 2003, ont produit un aspect quasi-équatorial pour Karin [Vernazza *et al.*, 2007]

Sasaki *et al.* [2004] ont rapporté des spectres de (832) Karin en infrarouge proche ( $0,8 - 2,5 \mu m$ ) et ont montré une variation spectrale importante durant la rotation propre de l’objet. Ces variations ont été interprétées comme l’existence de régions de la surface qui ont été différemment affectées par l’altération spatiale. Autrement dit, la collision qui a conduit à la formation de la famille de Karin a permis l’exposition de surfaces fraîches, non-exposées à l’altération par le vent solaire, les micrométéorites et le rayonnement cosmique.

Pour l’analyse de la nature de cette variation dans les spectres de Karin, Vernazza *et al.* [2007] ont fait des observations en Janvier et Avril 2006. Des spectres pour le domaine du visible ( $0,4 - 1,0 \mu m$ ) ont été obtenus en utilisant le spectrographe EMMI sur le télescope NTT (3,6 m de diamètre). L’ensemble SpeX/IRTF a été utilisé pour les données de l’infrarouge proche ( $0,8 - 2,5 \mu m$ ). Aussi bien les spectres du visible que ceux de l’infrarouge proche ont été obtenus pendant toute une période synodique de l’astéroïde. Ces données se sont avérées très homogènes, en contradiction avec les résultats déjà publiés par Sasaki *et al.* [2004].

Une possible explication d’un profil spectral différent entre les observations du 2003 et 2006 est basé sur un angle d’aspect différent de l’objet. Ainsi, une observation de l’astéroïde vu du pôle (*pole-on*) pendant l’opposition du 2006 ne pourra pas expliquer et reproduire les observations de 2003 du même objet vu par l’équateur.

Les courbes de lumière obtenues pour l’astéroïde Karin n’ont pas permis jusqu’à maintenant la détermination d’orientation de son axe de rotation propre. Pour cette raison, j’ai cal-

culé l'éphéméride physique de l'astéroïde au moment des observations en 2003 et 2006 pour tout le domaine des solutions possibles du pôle,  $\lambda = [0^\circ : 360^\circ]$ ,  $\beta = [-90^\circ, 90^\circ]$ . En 2003 Yoshida *et al.* [2004] ont publié une courbe de lumière d'une amplitude importante ( $A=0^m,61$ ) qui concorde avec une vue équatoriale de Karin pendant ces observations. J'ai estimé, qu'un point de vue quasi-équatorial pour les observations de Septembre 2003 peut être obtenu pour une sous-latitude du point sous-terrestre compris dans un intervalle  $[-30^\circ : 30^\circ]$ . Sur cette hypothèse, j'ai conclu, suite aux calculs, que pour la période des observations de Janvier et d'Avril 2006 l'aspect sera similaire avec celui de Septembre 2003 (Figure 9.2).

En conclusion, le calcul des éphémérides physiques [Vernazza *et al.*, 2007] pour Karin a permis de trancher sur l'aspect de l'objet pendant des observations à deux oppositions, sans avoir une solution du pôle de l'objet. Plus probablement, les variations spectrales publiées par Sasaki *et al.* [2004] sont dues à un artefact instrumental ou à une procédure de réduction défectueuse.



# 10

## Publications

1. **Nedelcu, D. A.** ; *Birlan, M.* ; *Vernazza, P.* ; *Descamps, P.* ; *Binzel, R. P.* ; *Colas, F.* ; *Kryszczyńska, A.* ; *Bus, S. J.*, 2007, Near infra-red spectroscopy of the asteroid 21 Lutetia. II. Rotationally resolved spectroscopy of the surface, *Astronomy and Astrophysics*, Volume 470, Issue 3, August II 2007, pp.1157-1164
2. **Nedelcu, D. A.** ; *Birlan, M.* ; *Vernazza, P.* ; *Binzel, R. P.* ; *Fulchignoni, M.* ; *Barucci, M. A.*, 2007, E-type asteroid (2867) Steins : flyby target for Rosetta, *Astronomy and Astrophysics*, Volume 473, Issue 3, October III 2007, pp.L33-L36
3. *Vernazza, P.* ; *Rossi, A.* ; *Birlan, M.* ; *Fulchignoni, M.* ; **Nedelcu, D. A.** ; *Dotto, E.*, 2007, 832 Karin : Absence of rotational spectral variations, *Icarus*, Volume 191, Issue 1, p. 330-336.
4. *Birlan, M.* ; *Vernazza, P.* ; **Nedelcu, D. A.**, 2007, Spectral properties of nine M-type asteroids, *Astronomy and Astrophysics*, Volume 475, Issue 2, November IV 2007, pp.747-754
5. *Birlan, M.* ; **Nedelcu, D.A.**, 2010, The Physics of Asteroids and Their Junction with Dynamics, *Dynamics of Small Solar System Bodies and Exoplanets* by J. Souchay and R. Dvorak (Eds.), *Lecture Notes in Physics* Vol. 790, pp.229-250





## Near infra-red spectroscopy of the asteroid 21 Lutetia

### II. Rotationally resolved spectroscopy of the surface

D. A. Nedelcu<sup>1,2</sup>, M. Birlan<sup>1</sup>, P. Vernazza<sup>3</sup>, P. Descamps<sup>1</sup>, R. P. Binzel<sup>4</sup>, F. Colas<sup>1</sup>, A. Kryszczynska<sup>5</sup>, and S. J. Bus<sup>6</sup>

<sup>1</sup> Institut de Mécanique Céleste et de Calcul des Éphémérides (IMCCE), Observatoire de Paris, 77 avenue Denfert-Rochereau, 75014 Paris Cedex, France

e-mail: [Mirel.Birlan;Pascal.Descamps;Francois.Colas]@imcce.fr

<sup>2</sup> Astronomical Institute of the Romanian Academy, 5 Cu titul de Argint, 75212 Bucharest, Romania

e-mail: nedelcu@imcce.fr

<sup>3</sup> LESIA, Observatoire de Paris-Meudon, 5 place Jules Janssen, 92195 Meudon Cedex, France

e-mail: Pierre.Vernazza@obspm.fr

<sup>4</sup> Massachusetts Institute of Technology, 77 Massachusetts Avenue, Cambridge MA 02139, USA

e-mail: rpb@mit.edu

<sup>5</sup> Astronomical Observatory, Adam Mickiewicz University, Słoneczna 36, 60-286 Poznan, Poland

e-mail: agn@amu.edu.pl

<sup>6</sup> Institute for Astronomy, 640 North A'ohouku Place, Hilo, HI 96720, USA

e-mail: sjb@ifa.hawaii.edu

Received 15 December 2006 / Accepted 16 April 2007

#### ABSTRACT

**Aims.** In the framework of the ground-based science campaign dedicated to the encounter with the Rosetta spacecraft, the mineralogy of the asteroid (21) Lutetia was investigated.

**Methods.** Near-infrared (NIR) spectra of the asteroid in the 0.8–2.5  $\mu\text{m}$  spectral range were obtained with SpeX/IRTF in remote observing mode from Meudon, France in March and April 2006. We analysed these data together with previously acquired spectra – March 2003, August 2004. *I*-band relative photometric data obtained on 20 January 2006 using the 105 cm telescope from Pic du Midi, France has been used to build the ephemeris for physical observations. A  $\chi^2$  test using meteorite spectra from the RELAB database was performed in order to find the best fit of complete visible + infrared (VNIR) spectra of Lutetia.

**Results.** The new spectra reveal no absorption features. We find a clear spectral variation (slope), and a good correspondence between spectral variations and rotational phase. Two of the most different spectra correspond to two opposite sides of the asteroid (sub-Earth longitude difference around 180°). For the neutral spectra a carbonaceous chondrite spectrum yields the best fit, while for those with a slightly positive slope the enstatitic chondrite spectra are the best analog. Based on the chosen subset of the meteorite samples, our analysis suggests a primitive, chondritic nature for (21) Lutetia. Differences in spectra are interpreted in terms of the coexistence of several lithologies on the surface where the aqueous alteration played an important role.

**Key words.** minor planets – asteroids – techniques: spectroscopic – methods: observational

### 1. Introduction

The ESA's flagship Rosetta spacecraft designed to investigate the comet 67P/Churyumov – Gerasimenko, successfully launched on March 2nd 2004, will include two asteroid flybys – (2867) Steins on September 2008, and (21) Lutetia on July 2010. Located in the inner part of the main belt, in an orbit with low eccentricity and inclination ( $a = 2.43489811$ ,  $e = 0.16380387$ ,  $i = 3^\circ.064298$ ), (21) Lutetia is the largest body among the mission's targets. Its diameter was estimated at  $98.3 \pm 5.9$  km by Mueller et al. (2006) and at  $95.5 \pm 4.1$  km by Tedesco et al. (1992) which allows direct measurement of the mass and density using the on-board radio science experiment.

Using ECAS data (Zellner et al. 1985), (21) Lutetia was classified by Barucci et al. (1987) and Tholen (1989) as an M-type because of its high IRAS albedo ( $0.221 \pm 0.020$ ) and was considered to have a metallic composition. Radio investigations of the asteroid show a low value of the radar albedo ( $0.17 \pm 0.07$ ), more typical to C-type rather than those of M-type asteroids

(Magri et al. 1999). The taxonomy study of Howell et al. (1994) by means of 52-color survey data, using the neural network technique, found that 21 Lutetia is more akin to the C-type asteroids than to the M-type ones. The albedo inferred from polarimetry (Zellner et al. 1977; Lupishko & Mohamed 1996) has a low value around 0.1, far from the values derived in thermal domain. In the SMASSII feature-based taxonomy, Bus & Binzel (2002) assign Lutetia to the newly proposed  $X_k$ -type considered as intermediary between X-core type and K-type asteroids.

More recent observations (Birlan et al. 2004, 2006) in the range 0.9–2.5  $\mu\text{m}$  showed a flat spectrum with a shallow band around 1  $\mu\text{m}$  and an overall neutral trend similar with the CV3 meteorite Vigarano. Another important spectral region is the 3  $\mu\text{m}$  band, associated with the presence of hydrated minerals to the asteroid surface. In the spectrophotometry survey of M-type asteroids by Rivkin et al. (2000), (21) Lutetia revealed a shallow absorption band in this region. This result was reinforced by spectroscopic investigations (Birlan et al. 2006) adding evidence of a primitive surface composition.

Groundbased science results on (21) Lutetia bring forth some inconsistencies. The carbonaceous-chondrite analogy and the affinity for C-type remains incompatible with the high IRAS albedo value reconfirmed by Mueller et al. (2006) from thermal-infrared spectrophotometric measurements and thermal modeling ( $p_V = 0.208 \pm 0.025$ ). Interestingly, Lazzarin et al. (2004) found in the  $0.38\text{--}0.95\ \mu\text{m}$  a rather flat spectrum unlike those obtained by Bus (1999), Carvano et al. (2003), and Barucci et al. (2005) and two main absorption bands around  $0.43\ \mu\text{m}$  and  $0.51\ \mu\text{m}$ , features not reported before. Variegation of spectral features with rotational phase and sub-Earth coordinates was then proposed as an explanation for these contradictory results. From series of spectra in the visible domain, Prokof'eva et al. (2005) found a variation with rotational phase in the width of  $0.43\ \mu\text{m}$  band associated with hydrosilicates and explained it as a heterogeneous distribution of hydrated materials on the surface of Lutetia.

We present NIR spectra of the asteroid (21) Lutetia in the  $0.8\text{--}2.5\ \mu\text{m}$  spectral range obtained using SpeX/IRTF instrument/telescope in March and April 2006. Further, our latest photometric observations in the visible region ( $I$ -filter) were used to construct the physical ephemeris of (21) Lutetia. These ephemerides allowed us to link our NIR spectra, obtained in the period 2003–2006, with their corresponding regions on the asteroid surface. Finally, a comparison of our spectra with meteorites one (RELAB database) has been performed using the  $\chi^2$  fitting test.

## 2. Observations

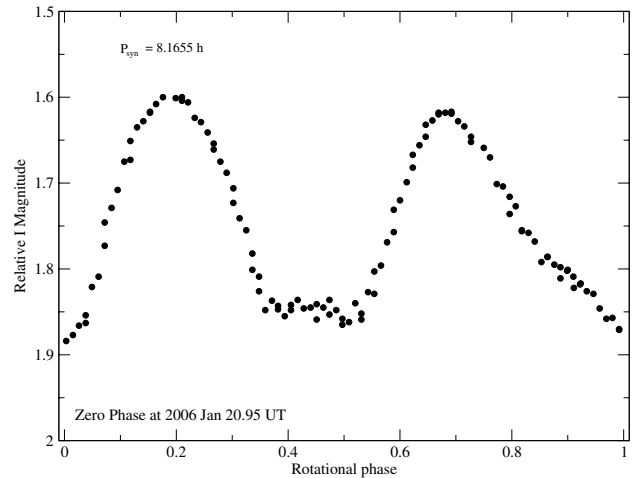
### 2.1. Photometry

Partial and complete lightcurves of (21) Lutetia were reported by several authors (Zappala et al. 1984; Lupishko & Velichko 1987; Dotto et al. 1992; Lagerkvist et al. 1995) with amplitudes ranging from 0.1 to 0.25 mag. Using the inversion method for 32 lightcurves from 1962–1998 time interval, Torppa et al. (2003) constructed a shape model of Lutetia with some sharp and irregular features and rough global dimensions of  $a/b = 1.2$  and  $b/c = 1.2$  (where  $a$ ,  $b$ , and  $c$  are the semi-major axis of the ellipsoid figure, the closest to the shape model). The J2000.0 ecliptic coordinates of the adopted pole solutions for physical model are  $\lambda_1 = 39^\circ \pm 10^\circ$ ,  $\beta_1 = 3^\circ \pm 10^\circ$  and  $\lambda_2 = 220^\circ \pm 10^\circ$ ,  $\beta_2 = 3^\circ \pm 10^\circ$ ; the first solution is preferred to the second one (Mueller et al. 2006 and references within). The rotational period inferred from the 36-year baseline was derived to be  $P = 8.165455\ \text{h}$  (Torppa et al. 2003).

Following Torppa et al. (2003)'s pole solution, (21) Lutetia was in a near equatorial aspect during the 2006 opposition. Thus our expectation was to observe a lightcurve with a relatively large amplitude.

We observed the asteroid on 20th of January 2006 using the 105 cm Cassegrain reflector at Pic du Midi, France equipped with  $388 \times 284$  Thomson THX 7863 CCD camera, and the pixel scale of  $0.50''/\text{pixel}$ . After the flat field correction with the ASTROL package the asteroid brightness was measured with PHOTOM aperture photometry programme included in the CCLRC package. The complete lightcurve in the  $I$ -band is presented in Fig. 1 and shows two asymmetric minima with an amplitude of  $0^m.27$ .

We conventionally define the planetocentric prime meridian of (21) Lutetia as the plane including the geocentric line of sight at the time of first lightcurve's minimum.



**Fig. 1.** Lightcurve of (21) Lutetia obtained at Pic du Midi in 20/21 January 2006. The 0 rotational phase was chosen to occur at JD = 2453 756.45 and it determines the planetocentric prime meridian of the asteroid used for the work presented here. The lightcurve has an amplitude of  $0^m.27$  and presents two asymmetric minima.

Having the ephemeris for physical observations of the asteroid build from i) the preferred pole solution, ii) the rotation period and iii) the defined prime meridian, we can now establish a link between the spectra and the geometry of the observations. The eventual variations in the asteroids's spectra could be linked not only with changes in the sub-Earth latitude, but also with differences in sub-Earth longitudes from one spectrum to another. This effect is expected to be more important in the case of near-equatorial sub-Earth latitudes, than in the pole-on configuration when almost the same surface is presented during asteroid's rotation.

The error budget of this analysis is dominated by the uncertainty in the spin vector orientation which equally affects both the planetocentric latitude and longitude. The second order largest contribution in the error arises from the estimation of the ellipsoid flatness from the asteroid shape model axis ratio (Torppa et al. 2003) and affects mainly the sub-Earth latitudes. However, we note that these two types of errors do not change the relative positions of the sub-Earth points for different instances. It is only the error in determination of the rotation period that could significantly affect the computed sub-Earth longitudes at time instances far from our current lightcurve origin. In the following, we will assume that owing to its estimation from a large temporal baseline of 36 years, the current rotation sidereal period of  $8.165455\ \text{h}$  can be used to safely span the time interval of the last 3 years when the majority of Lutetia's spectra have been obtained.

### 2.2. Spectroscopy

We obtained five spectra of (21) Lutetia in the range  $0.8\text{--}2.5\ \mu\text{m}$  using the spectrograph SpeX at the 3-m NASA Infrared Telescope Facility (IRTF) located in Mauna Kea, Hawaii.

The observations were performed in remote mode from Centre d'Observation à Distance en Astronomie à Meudon (CODAM) (Birlan et al. 2004) using the low resolution Prism mode ( $R = 100$ ) of the spectrograph. We used a  $0.8 \times 15''$  slit oriented North-South. The spectra for the asteroid and the solar analog stars were obtained alternatively on two separated locations on the slit denoted A and B (the *nodding* procedure). The

**Table 1.** Physical ephemeris of the asteroid 21 Lutetia. Columns are: UT date for the middle of the exposure interval, planetocentric coordinates (longitude and latitude) for the sub-Solar and sub-Earth points, CCW North Pole angle, phase angle, heliocentric and geocentric distances. We keep the notation from the last column throughout the entire paper.

Date (UT)	SSP ( <i>l, b</i> ) (°)		SEP ( <i>l, b</i> ) (°)		North Pole (°)	Phase angle (°)	<i>r</i> (UA)	$\Delta$ (UA)	Note
2006/03/05.410	267.07	+21.16	266.14	+13.66	293.63	7.5	2.83	1.89	<b>A</b>
2006/03/05.525	28.75	+21.18	27.83	+13.64	293.62	7.6	2.83	1.89	<b>B</b>
2006/04/17.227	211.55	+29.22	212.38	+10.07	292.25	19.2	2.83	2.29	<b>C</b>
2006/04/19.208	147.64	+29.60	148.54	+10.18	292.28	19.4	2.83	2.32	<b>D</b>
2006/04/19.215	155.05	+29.60	155.94	+10.18	292.28	19.4	2.83	2.32	<b>E</b>
2003/03/30.432	281.62	+83.25	183.64	+77.94	73.98	14.6	2.56	1.71	<b>F</b>
2003/03/30.479	331.28	+83.26	233.38	+77.95	73.97	14.6	2.56	1.71	<b>G</b>
2003/03/30.568	65.32	+83.28	327.58	+77.95	73.95	14.5	2.56	1.71	"
2003/03/30.626	126.60	+83.28	28.96	+77.96	73.94	14.5	2.56	1.71	"
2004/08/12.596	148.96	-64.48	43.41	-82.66	314.47	28.3	2.12	1.73	<b>H</b>

data reduction process consists in two main steps: 1) obtaining the raw spectra for the object and the solar analog and 2) computation of normalized reflectance spectrum by dividing the asteroid spectrum by the solar analog spectrum and performing a correction for telluric lines.

For the first step, Image Reduction and Analysis Facility (IRAF <http://iraf.noao.edu>) was used in conjunction with a script that creates the command files for a specific set of IRAF instructions. Based on some assumptions on the file names, the script will group together the flat field images and those for every individual star or/and asteroids. These command files have the advantage that the reduction procedure should be run only once for the entire data gathered in one night of observations. Careful checking of the results at each step insures the proper procedures are being performed.

The region containing the spectrum is first extracted from the entire  $1\text{ k} \times 1\text{ k}$  FITS frame, then a bad-pixel map and a master flat frame are computed to apply the corrections.

Images in the A and B positions of the slit are then paired and subtracted to minimize the sky background and telescope influence. From the subtracted images, each containing a negative and a positive spectrum, the one-dimensional spectra are extracted. Then the wavelength calibration using an argon lamp spectrum is performed. After comparing wavelength scales for the A and B beams and computing and correcting for the average shift between the two, the images are trimmed and only the positive half of them is retained and scaled to achieve peak data value.

User defined groups of asteroids and reference stars taken at similar airmasses are combined and single one-dimensional spectra are extracted for each of the groups. Applying the wavelength calibration to all groups' spectra ends the first step of the reduction procedure performed within the IRAF package.

The second step of the data reduction relies on IDL procedures and make use of ATRAN atmospheric model (Lord 1992) to correct for telluric absorption. Final spectra obtained for each group in the previous step, together with their corresponding values of zenith angles are used in this process. Each asteroid spectrum is divided by the spectrum of each reference star to obtain the final normalized reflectance spectrum.

A detailed description of all these steps in data reduction process can be found in Rivkin et al. (2004).

Additionally, cross-checking of the reference star spectra should be performed to examine the data for the possible slope variations in the normalized reflectance spectrum that could artificially induce variations in asteroid's spectra. These effects were previously reported by Hardersen et al. (2006).

**Table 2.** Circumstances for 2006 observations of (21) Lutetia. Airmass and exposure time for the asteroid and solar analog stars are presented. The label of each spectra is taken from Table 1.

Spectrum	Asteroid		Solar analog		
	$T_{\text{exp}}$ (s)	Airmass	Star	$T_{\text{exp}}$ (s)	Airmass
<b>A</b>	400	1.01	HD 88371	50	1.00
<b>B</b>	460	1.48	"	60	1.41
<b>C</b>	330	1.02	HD 87680	50	1.05
<b>D</b>	640	1.03	HD 76332	40	1.021
<b>E</b>	480	1.04	"	50	1.021

The instrumental approach of Vacca et al. (2004) and Rayner et al. (2003) allows to establish a clear relation between the dynamical regime of the NIR detector and its non-linear response. As a consequence, the spectrograph users are strongly advised to operate it in the lower 50% of the usable detector well depth as long as this region has a quasi-linear response (counts  $\leq 4000$  DN). For the non-linearity correction, an iterative procedure was developed and included in the Spextool software package (Cushing et al. 2004). We also used this procedure as a first step to account for non-linearity in our data. Our results prove that the most reliable spectra are obtained when the object and the standard span the same dynamic range of the array. Otherwise spurious variations are seen in the final reflectance spectra (the most affected regions are the shorter (0.8–1.3  $\mu\text{m}$ ) and longer (2.2–2.5  $\mu\text{m}$ ) wavelengths).

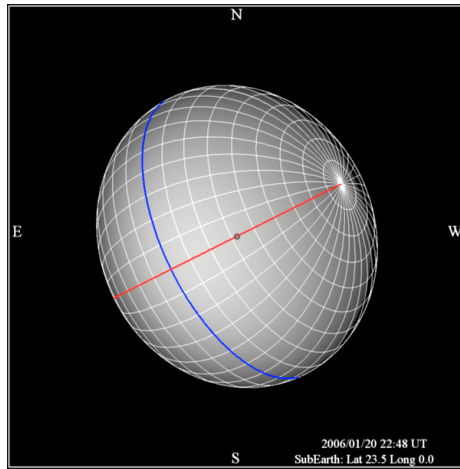
The ephemeris for physical observations of (21) Lutetia is presented in Table 1. We also include previously obtained spectra (Birlan et al. 2004, 2006) that were re-reduced and corrected for telluric absorption.

The spectra were acquired under good observing conditions (seeing ranging between 0.7'' and 1.2'') with the asteroid and the solar analog stars at similar airmasses (Table 2). The ratio between the spectrum of (21) Lutetia and the solar analog, normalized at  $\lambda = 1.25\ \mu\text{m}$  is presented in Fig. 1.

### 3. Results

#### 3.1. Aspects and spectra

As we can see from Table 1, the aspect of (21) Lutetia varied considerably from one opposition to another. In 2006 the sub-Earth latitude was around  $+10^\circ$ . At this aspect, we could expect to detect (if present) significant inhomogeneities in asteroid's surface mineralogy by obtaining a series of spectra covering the entire rotational period. Indeed, the sub-Earth latitude indicated a near equatorial aspect of (21) Lutetia. In contrast, during 2003



**Fig. 2.** Aspect of (21) Lutetia at the instant of the first lightcurve minima. Planetocentric prime meridian and the equator are in red and blue respectively.

and 2004 observations, the sub-Earth latitude was  $+78^\circ$  respectively  $-83^\circ$  and the spectral information at different rotational phases was collected from almost the same region (northern, and southern hemisphere respectively) of the asteroid. For that reasons in the following we will include in our analysis two out of four spectra from March 2003. The **F** and **G** spectra from Table 1 are the most reliable for that campaign (lowest airmasses and highest S/N ratio) and we consider them as representatives for the northern hemisphere. Correspondingly, southern hemisphere properties are reflected by the 2004 spectrum (**H** in Table 1).

In addition to the sub-Earth coordinates, other factors should be taken into account when estimating the asteroid surface contributing to a given spectrum. These factors are geometric (shape) and physical ones (scattering laws). During the rotational period, a non-spherical shape of the asteroid will produce variations of the total observable area. The distribution of the incidence and emission angles over this visible area needs to be modeled using a scattering law for the asteroid surface together with the viewing and illumination geometries. For this purpose a triaxial ellipsoid model is a reasonable approach, given the current uncertainties in the pole coordinates.

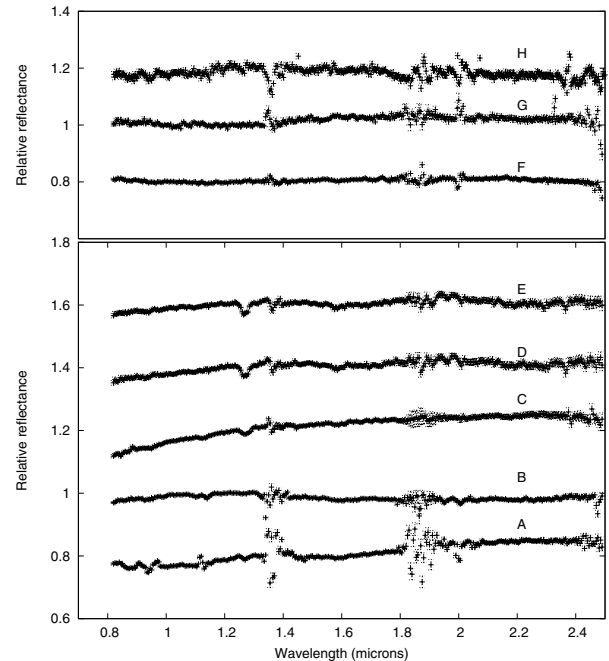
In order to provide a first estimate of surface area covered by our observations a simplified shape model of (21) Lutetia (Fig. 2) was used (i.e. triaxial ellipsoid with  $a/b = 1.2$ ,  $b/c = 1.2$ ). To describe the photometric behavior of the asteroid we chose the Lommel-Seeliger scattering law which is based on a simple (i.e. single scattering, isotropic) physical model of diffuse reflection. It accurately describes dark surfaces such as Mercury and the Moon where multiple scattering is almost negligible.

The single scattering contribution of an area element  $dS$  to the total diffuse radiance is given by:

$$dL = \frac{\mu\mu_0}{\mu + \mu_0} \bar{\omega}_0 dS \quad (1)$$

with  $\mu$ ,  $\mu_0$  cosine of emission and incidence angle, and  $\bar{\omega}_0$  the single scattering albedo.

From the brightness distribution over the asteroid's surface we can now estimate the area coming under similar illumination conditions during different nights. In the Fig. 4 we represent the aspect of (21) Lutetia for 3 different epochs: March 2003, August 2004, March 2006. The points with an illumination value greater than 50% of the point of maximum illumination value,



**Fig. 3.** NIR spectra of (21) Lutetia – March and April 2006 (lower panel), March 2003 and August 2004 (upper panel). Notation from Table 1.

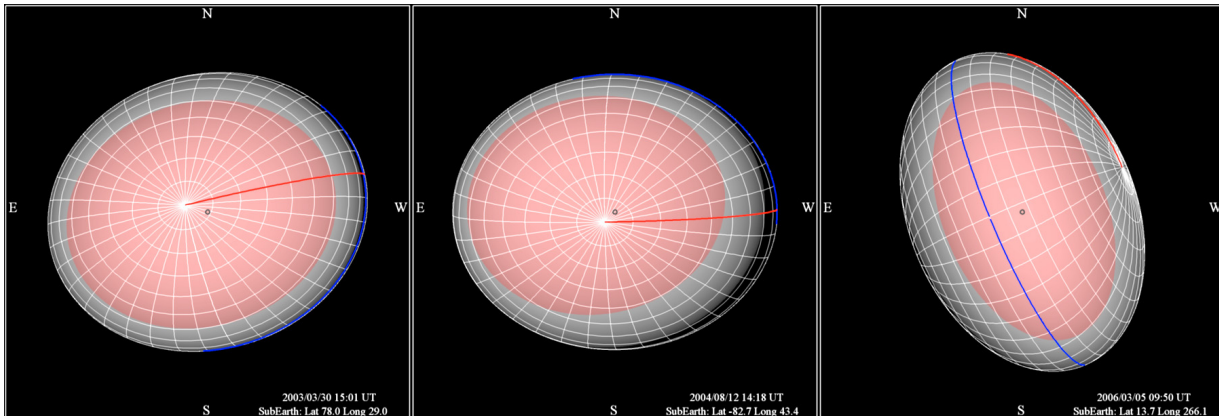
following the scattering law (1), are overplotted. They correspond to a region contributing 98% to the total diffuse flux.

Figure 5 presents a global picture of the 2006 campaigns with the same areas as described above, in a Mollweide projection of the asteroid surface (assuming an ellipsoid shape model). We also include the areas corresponding to the previous 2003 and 2004 campaigns (G and H respectively).

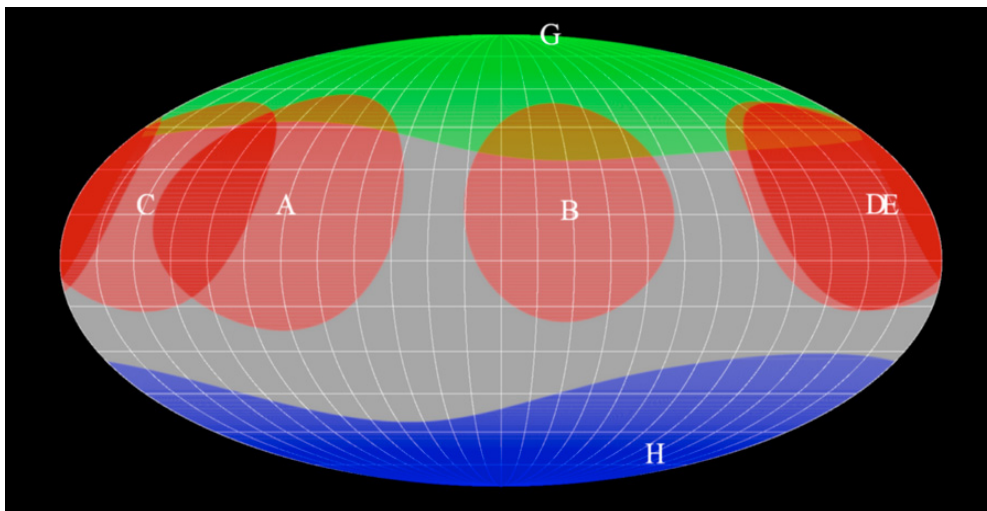
We see clearly that our observations cover all the equatorial regions (spectra A to E) as well as the polar ones (F to H). **A** and **B** regions were observed in March 2006 while **C**, **D**, and **E** correspond to the April 2006 observations. The spectra for each of these regions is represented in the lower panel of Fig. 3 (identified by the same letters as in Table 1). The 2006 spectra are neutral and featureless. However we can distinguish a slightly positive slope for the **A** and **C** spectra. According to Fig. 5 these spectra correspond to overlapping regions of the asteroid surface. The **C** spectrum was obtained one month apart from the **A** spectrum. The slight differences between these spectra while the reflected surface is partially the same prove the robustness of the reduction procedure. The **B** spectrum is the most neutral one and it corresponds to a region far from **A** and **C** (sub-Earth longitude difference around  $180^\circ$ ). The **E** and **D** spectra are taken from almost the same surface of the asteroid. They are similar, and show a slope intermediate between **C** and **B** spectra. A quantitative analysis of similarities among spectra is presented further in Fig. 7.

### 3.2. Comparison with laboratory spectra

One of the common methods of investigation for atmosphereless body surfaces is the comparative mineralogy. Our objective is to find the closest analog of the obtained spectra among spectra



**Fig. 4.** (21) Lutetia aspect for March 2003 (*left*), August 2004 (*center*), and March 2006 (*right*). The scattering properties of the ellipsoid surface are described by Lommel-Seeliger's law (1). Note the effect of high phase angle ( $28.3^\circ$ ) for 2004 observations. The points with an illumination value greater than 50% of the point of maximum illumination value, following the scattering law (1), are overplotted. The March 2003 aspect is a pole-on geometry of the northern hemisphere while the observations of August 2004 are a pole-on geometry of the southern hemisphere. In 2006 the observed aspect of the asteroid was nearly equatorial. Planetocentric equator (in blue) and prime meridian (in red) are drawn.



**Fig. 5.** Mollweide projection of the asteroid surface assuming an ellipsoid shape model. The regions observed in 2006 following the same approach as in Fig. 4 are overplotted in red and the regions observed in 2003 and 2004 are in green and blue respectively (**G**, **H**). All the areas are marked with the designated letter from Table 1. The reflecting surface corresponding to the **B** spectrum is distinct from those of **A** and **C** one. We note that the most distinct spectra, **B** and **C** are on the opposite sides of the asteroid (sub-Earth longitudes difference around  $180^\circ$ ). We interpret the corresponding regions of **D** and **E** spectra as a transitional surface (mineralogy) between the **B** and **C** regions. From Fig. 3 we see that regions far from **C** tend to exhibit spectra with more neutral slope.

of representatives for meteoritic classes taken from RELAB database. The  $\chi^2$  test with the following definition was used

$$\chi^2 = \frac{1}{N_w} \sum_{i=1}^{N_w} \frac{(R_i - f(w_i))^2}{f(w_i)} \quad (2)$$

where  $N_w$  is the number of  $R_i$  reflectance values at  $w_i$  wavelength from the meteorite spectra, and  $f(w_i)$  the value of 12th degree polynomial fitting the visible+NIR (VNIR) spectrum of Lutetia. The VNIR spectra were constructed by means of visible spectra obtained by Barucci et al. (2005) using their overlapping region ( $0.82\text{--}0.95 \mu\text{m}$ ). Our choice for the above V spectrum was based on its similarities with previously published ones (Bus 1999; Carvano et al. 2003). This approach may imply that a possible spectral variation in the visible domain is less important than those in the NIR one.

In order to keep a homogeneity of the meteoritic spectra sample, from the RELAB database we extracted all the spectra obtained with the integrating sphere spectrometer (Gaffey 1976). This dataset is considered to be the most consistent and comprehensive among the meteorite spectra (Britt et al. 1992). The only exception was made for the iron meteorite Babb's Mill spectrum. This sample preparation condition (clean cut fresh surface) seems to be inappropriate for studying the asteroid-meteorite connection (Britt & Pieters 1988). Indeed this sample has the most flat spectrum in the VNIR domain (slope = 0.118) as compared with the other metallic meteorites spectra (slope =  $0.367 \pm 0.060$ ). As expected, the  $\chi^2$  test finds for different spectra of (21) Lutetia a different analog in the meteorites spectra. The results are plotted in Fig. 6 while the values of  $\chi^2$  and the meteorite references are presented in Table 3.

However direct comparison between laboratory spectra of meteorites and asteroid spectra must be carefully interpreted.

**Table 3.** The best fit for (21) Lutetia's spectra compared with the selected subset from the RELAB database. The table presents the letter designation for Lutetia's spectrum, the meteorite and its type and the  $\chi^2$  result. Identical names for the meteorite indicate different sample.

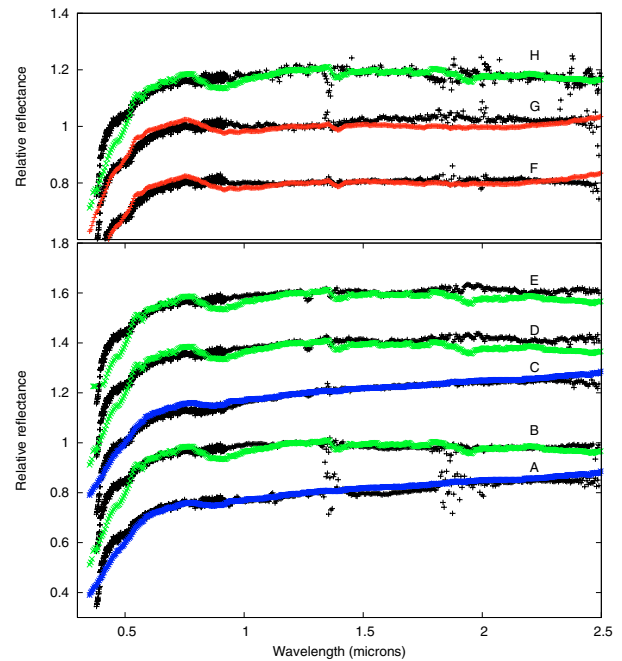
Spectrum	Meteorite	Type	$\chi^2 (\times 10^6)$
<b>A</b>	Hvittis	EL6	416
	Hvittis	EL6	504
	Pillistfer	EL6	629
	Sevrukovo	L5	633
	Kainsaz	CO3	860
<b>B</b>	Orgueil	CI1	599
	Orgueil	CI1	656
	Grosnaja	CV3	742
	Vigarano	CV3	1015
	Kainsaz	CO3	1355
<b>C</b>	Hvittis	EL6	460
	Hvittis	EL6	471
	Pillistfer	EL6	624
	St. Mark's	EH5	768
	Khairpur	EL6	840
<b>D</b>	Orgueil	CI1	749
	Orgueil	CI1	774
	Kainsaz	CO3	1046
	Vigarano	CV3	1137
	Hvittis	EL6	1180
<b>E</b>	Orgueil	CI1	684
	Orgueil	CI1	720
	Vigarano	CV3	854
	Kainsaz	CO3	897
	Grosnaja	CV3	1008
<b>F</b>	Vigarano	CV3	319
	Kainsaz	CO3	533
	Grosnaja	CV3	559
	Felix	CO3	687
	Warrenton	CO3	936
<b>G</b>	Vigarano	CV3	530
	Kainsaz	CO3	576
	Grosnaja	CV3	1003
	Felix	CO3	1088
	Warrenton	CO3	1237
<b>H</b>	Orgueil	CI1	460
	Orgueil	CI1	515
	Grosnaja	CV3	721
	Vigarano	CV3	1071
	Kainsaz	CO3	1336

In this situation, the  $\chi^2$  statistical test is sensitive to several parameters (Pieters & McFadden 1994). This  $\chi^2$  test evaluates with equal weight the entire wavelength interval and it is not so sensitive to subtle features as shallow absorption bands. The  $\chi^2$  values from Table 3 should be interpreted as the most probable mineralogy analog to the (21) Lutetia surface. The homogeneity in the set of the best fits should be seen as a strong indicator of a comparable mineralogy. For instance the **C** spectrum of Lutetia fits the bulk collection of chondritic enstatite meteorites very well while the **H** spectrum fits the CI, CV carbonaceous chondrite.

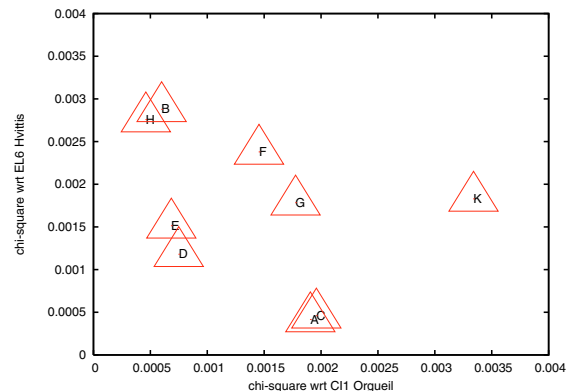
### 3.3. Discussion

Our NIR spectra are in agreement with the previously published ones. The spectra are neutral in color and reveal no major absorption features.

In the equatorial aspect presented by (21) Lutetia during the 2006 observations, we distinguish a global slope variation over the rotational period. On the basis of the physical ephemeris we



**Fig. 6.** VNIR spectra of (21) Lutetia from Fig. 2. The corresponding matching spectra indicated by the  $\chi^2$  test are overplotted. Notation from Table 1. The spectra for the best mineral analogs are superimposed: Hvittis E6 in blue, Orgueil CI in light green, and Vigarano CV3 in red.



**Fig. 7.**  $\chi^2$ -space of the  $\chi^2$  coefficients between our spectra and the end members of the oxidized-reduced range: CI1 Orgueil and EL6 Hvittis. K label denote the spectrum of Kaidun

prefer the interpretation of a real mineralogical variation over an instrumentation induced artifact. The  $\chi^2$  test performed in Sect. 3.2 allows us to infer the most probable meteoritic analog as presented in Table 3. As we can see, this table shows quite a large variety of meteoritic analogs covering a wide lithology. However, as long as all the mineralogical classes of the inferred analogs are chondritic we are in agreement with a primitive nature of (21) Lutetia's surface.

The predominant type of meteoritic analogs are the carbonaceous chondrite CI, CV (Orgueil, Grosnaja and Vigarano principally). For the A and C spectra the meteoritic analogs are the highly reduced enstatite chondrite E5, E6. Usually CI, CV meteorites exhibit various degrees of oxidation. CI meteorite Orgueil shows signs of extensive aqueous alteration being devoid of chondrules that are most probably destroyed during this process. The most abundant mineral phases in Orgueil are magnetites and

carbonates with the latter formed in the very early stages of aqueous alteration on the CI parent body (Endress et al. 1996). These carbonates are believed to have precipitated from aqueous solution circulating on the CI parent body (Endress & Bischoff 1995).

Grosnaja belongs to the oxidized group of the CV3 meteorites. It has undergone some aqueous alteration, which has resulted in the formation of intimately intergrown phyllosilicates in the matrix and in the chondrules (Keller & McKay 1993). The lithological studies of CV3 meteorites further divide this oxidized group into two distinct subgroups (Krot et al. 1998). Based on the matrix abundance, metal to magnetite ratio, phyllosilicates and pure fayalite presence, Grosnaja belongs to the CV3<sub>oxB</sub> (Krot et al. 1998).

Vigarano is a meteorite of the reduced group of the CV3 chondrites and experienced some very mild aqueous alteration (Lee et al. 1996). Its texture and mineralogy is mainly comprised by chondrules (up to 50% of the total matter in the CV type), CAIs, chondrite fragments, as well as metal and sulfide grains.

The meteorites containing enstatitic chondrites are non-differentiated. They consist mainly of nearly FeO-free enstatite, variable amounts of metallic Fe, Ni, troilite, and rare minerals formed under heavy-reducing conditions. Depending on the iron abundance we can distinguish EL group with Fe  $\leq$  12% and EH group with Fe content larger than 15%. The highly reduced nature of typical enstatite-rich meteorites suggests that aqueous alteration was an improbable process (Keil 1989).

One of the key questions concerning possible links between meteoritic classes and (21) Lutetia is the following:

“How can such different lithologies and apparently incompatible minerals be present on the surface of the asteroid?” In other words, the best fit between the (21) Lutetia’s spectra and meteoritic interpretations must be explained in terms of the co-existence of mineralogies experiencing different origins and evolution. Such an image of (21) Lutetia would be supported if meteorites exhibiting “strange” collection of mineralogies, linked with different evolution scenarios (oxidized – reduced, aqueous altered – unaltered) are present in the terrestrial collections.

One of the objects consistent with this scenario is the extremely heterogeneous meteorite Kaidun (Zolensky & Ivanov 2003). It was studied during the last two decades and it revealed a mixture of “incompatible” types of meteoritic materials, principally carbonaceous and enstatite chondrite (EH, EL, CV, CM), corresponding to the most oxidized and the most reduced meteorites. Oxygen isotopic data for many samples of Kaidun are intermediate between the results for E, CI, CV, and CM chondrites. This implies that most of the analyzed samples are actually an intimate mixture of this chondritic types. Additionally these mineralogies exhibit a complete range of aqueous alteration ranging from completely altered materials to the anhydrous ones (Zolensky 2005). In contrast to all other known enstatite chondrite meteorites, hydrated phases are abundant in all EH lithologies of Kaidun. The high heterogeneity of Kaidun was then explained by the formation of its parent body from materials originated from different asteroids (E, D, C). Various origins have been proposed for Kaidun: a carbonaceous chondrite like asteroids in a high eccentricity orbit (Ivanov 1997), a large carbonaceous chondrite body like Ceres (Ivanov et al. 2001), and the Mars satellite Phobos (Zolensky 2005).

In Fig. 7 we plot the  $\chi^2$  coefficients between our spectra and the end members of the oxidized-reduced range: CI1 Orgueil and EL6 Hvittis. As we can see there is a strong correlation between the spectral feature, location on the asteroid surface, and their positions in the above “ $\chi^2$ -space”. Both of our **A** and **C** spectra

show a good agreement with the reduced class of selected meteorites while **H** and **B** are a good match for the highly aqueous altered carbonaceous chondrite Orgueil. The **D** and **E** spectra (regions) as well as **F** and **G** are interpreted as transitional surfaces (mineralogies).

We place in Fig. 7 the only Kaidun spectrum found in the literature (Zolensky & Ivanov 2003). Its position (label K) reveals a good match with our spectra.

A primitive, heavily aqueous altered carbonaceous chondrite composition for some M-type asteroids was previously suggested by Vilas (1994). A spectrophotometric survey of M- and E-type asteroids by Rivkin et al. (1995) revealed the presence of hydrated minerals on the surface of two M-type asteroids and established a new W (wet) class based on the presence of the 3  $\mu$ m feature diagnostic for structural hydroxyl (OH) and interlayer and adsorbed water. In a recent survey (Rivkin et al. 2000) new members (including (21) Lutetia) were added to this new W-class. A statistical analysis found a significant correlation between the diameters of M-type asteroids and the presence of hydration signatures. Large M-type asteroids ( $D \geq 65$  km) are likely to be hydrated while the smaller ones seem to be entirely anhydrous. This W-class and the hydrated E asteroids may be mixtures of high-albedo anhydrous minerals with a possibly primitive, hydrated minerals from low-albedo source. Rivkin et al. (2000) concluded that (21) Lutetia may be akin to enstatite chondrite or salt-rich carbonaceous chondrites despite the mismatch in thermal albedo.

Is it possible to reconcile between the inferred primitive nature of (21) Lutetia and its high thermal albedo?

Since pure enstatite (MgSiO<sub>3</sub>) is spectrally neutral, very white, with albedo value typically greater than 0.5 one of the explanations could be its confirmed presence. A limited areal coverage of this material could raise the albedo of (21) Lutetia without hiding the carbonaceous chondrite-like spectrum.

Another explanation for the currently observed value of Lutetia’s albedo ( $0.208 \pm 0.025$  deduced by Mueller et al. 2006) is given by the aqueous alteration process that should slowly increase the albedo as it progresses. Continued aqueous alteration will eventually remove the iron from phyllosilicates and sequester it in magnetite and iron sulfide. Accordingly, the depth of the 0.7  $\mu$ m feature due to a Fe<sup>2+</sup>–Fe<sup>3+</sup> charge transfer band in iron-bearing phyllosilicates will be reduced leaving only the 3  $\mu$ m band as a signature of hydration (Vilas 1994).

Last but not least, if the bright sulphate and/or carbonate veins present in CI chondrites (Tomeoka 1990) were reaching the asteroid surface, they could form high reflectance “patches” (however, it was suggested, Gounelle & Zolensky 2001, that sulphate veins in five CI1 meteorites are of terrestrial origin). Isotopic oxygen fractionation data for CI, CV and CM meteorites (Young et al. 1999) requires, for aqueous alteration in the parent body, a flow of reactive water down a temperature gradient. Following the authors experiment, the alteration occurs more strongly deeper into the parent body, with external layers less altered. For increasing the albedo, this hypothesis needs post-aqueous alteration resurfacing via subsequent collision to expose brighter deeper layers. However they estimated that a real heterogeneous body could concentrate up to 10% of altered material into highly altered areas separated by alteration free areas.

We should not exclude that all these three scenarios might have occurred together to raise the albedo. Is worth noting that the heterogeneity implied in these scenarios would necessarily produce variations in the asteroid spectra over the rotational phase.

One of the key questions in solving the problems concerning (21) Lutetia (and more generally the mineralogical interpretation

of asteroids spectra) is the scale factor of the analysis (micron to cm-size of laboratory samples versus km size for asteroids). This is a wide subject and unsolvable for the moment by groundbased investigation. The relation between Kaidun meteorite lithologies and Lutetia is considered only as a proof of the coexistence of various mineralogies even at cm-scale.

(21) Lutetia has a long record of producing puzzling results. The first hint of its spectral variations dates back to the ECAS program (Zellner et al. 1985). From these results Vilas (1994) found spatial variations in the presence of water of hydration in the asteroid's surface material but: "...the result for the M-class asteroids 21 remains unexplained. Insufficient data exist at this time to address in depth the question of spatial variability in water of hydration across asteroid surfaces". Our results add strong evidence for the intrinsic reality of this variation on the surface of (21) Lutetia.

#### 4. Conclusions

We have presented five new NIR spectra of (21) Lutetia obtained in March and April 2006 using SpeX/IRTF in remote observing mode from Meudon, France. From the latest photometric observations of the asteroid we have constructed the ephemeris for physical observations. Due to a near-equatorial aspect of the asteroid, we have sampled almost all the asteroid's surface during the rotational phase.

The spectra revealed no major absorption features. A clear spectral variation was observed, and a good correlation between the spectra and the rotational phase and geometric aspect was found. Two of the most different spectra we have obtained correspond to two opposite sides of the asteroid (sub-Earth longitude difference around 180°).

A comparison with laboratory spectra of some representative for the meteoritic classes was performed using a  $\chi^2$  fitting test. For the neutral spectra a carbonaceous chondrite yielded the best fit while for spectra with a slight positive slope the enstatitic chondrite was a good match. Thus, our analysis suggests a primitive, chondritic nature of (21) Lutetia. Differences in the spectra are interpreted in term of coexistence of several lithologies on the surface where aqueous alteration may have played an important role.

*Acknowledgements.* We thank Dr. Andrew Rivkin for useful comments which improved the article.

This research utilizes spectra acquired by Hiroi, Pieters, and Gaffey, with the NASA RELAB facility at Brown University.

The article is based on observations acquired with IRTF as well as the CODAM remote facilities, and the 105 cm telescope at Pic du Midi, France. We thank all the telescope operators for their contribution. The work of Alin Nedelcu was supported by ESA traineeship programme.

Agnieszka Kryszczyńska was supported by the Polish Grant 1 P03D 008 26. The photometric observations were reduced with the CCLRS STARLINK package. We acknowledge Antonella Barucci and Marcello Fulchignoni for useful discussions.

#### References

- Barucci, M. A., Capria, M. T., Coradini, A., & Fulchignoni, M. 1987, *Icarus*, 72, 304
- Barucci, M. A., Fulchignoni, M., Fornasier, S., et al. 2005, *A&A*, 430, 313
- Birlan, M., Barucci, M. A., Vernazza, P., et al. 2004, *New Astron.*, 9, 343
- Birlan, M., Vernazza, P., Fulchignoni, M., et al. 2006, *A&A*, 454, 677
- Britt, D. T., & Pieters, C. M. 1988, in *Lunar and Planetary Science Conference*, ed. G. Ryder, 503
- Britt, D. T., Tholen, D. J., Bell, J. F., & Pieters, C. M. 1992, *Icarus*, 99, 153
- Bus, S. J. 1999, Ph.D. Thesis
- Bus, S. J., & Binzel, R. P. 2002, *Icarus*, 158, 146
- Carvano, J. M., Mothé-Diniz, T., & Lazzaro, D. 2003, *Icarus*, 161, 356
- Cushing, M. C., Vacca, W. D., & Rayner, J. T. 2004, *PASP*, 116, 362
- Dotto, E., Barucci, M. A., Fulchignoni, M., et al. 1992, *A&AS*, 95, 195
- Endress, M., & Bischoff, A. 1995, in *Lunar and Planetary Institute Conference Abstracts*, 371
- Endress, M., Zinner, E., & Bischoff, A. 1996, *Nature*, 379, 701
- Gaffey, M. J. 1976, *J. Geophys. Res.*, 81, 905
- Gounelle, M. & Zolensky, M. E. 2001, *Meteor. Planet. Sci.*, 36, 1321
- Hardersen, P. S., Gaffey, M. J., Cloutis, E. A., Abell, P. A., & Reddy, V. 2006, *Icarus*, 181, 94
- Howell, E. S., Merenyi, E., & Lebofsky, L. A. 1994, *J. Geophys. Res.*, 99, 10847
- Ivanov, A. V. 1997, *Meteor. Planet. Sci.*, 32, 65
- Ivanov, A. V., Zolensky, M. E., Kononkova, N. N., Yang, S. V., & Migdisova, L. F. 2001, *Meteor. Planet. Sci.* 36, 87
- Keil, K. 1989, *Meteoritics*, 24, 195
- Keller, L. P., & McKay, D. S. 1993, *Meteoritics*, 28, 378
- Krot, A. N., Petaev, M. I., Scott, E. R. D., et al. 1998, *Meteor. Planet. Sci.*, 33, 1065
- Lagerkvist, C.-I., Erikson, A., Debehogne, H., et al. 1995, *A&AS*, 113, 115
- Lazzarin, M., Marchi, S., Magrin, S., & Barbieri, C. 2004, *A&A*, 425, L25
- Lee, M. R., Hutchinson, R., & Graham, A. L. 1996, *Meteor. Planet. Sci.*, 31, 477
- Lord, M. M. 1992, Technical Report, JPL
- Lupishko, D. F., & Mohamed, R. A. 1996, *Icarus*, 119, 209
- Lupishko, D. F., & Velichko, F. P. 1987, *Kinematika i Fizika Nebesnykh Tel*, 3, 57
- Magri, C., Ostro, S. J., Rosema, K. D., et al. 1999, *Icarus*, 140, 379
- Mueller, M., Harris, A. W., Bus, S. J., et al. 2006, *A&A*, 447, 1153
- Pieters, C. M., & McFadden, L. A. 1994, *Ann. Rev. Earth Planet. Sci.*, 22, 457
- Prokof'eva, V. V., Bochkov, V. V., & Busarev, V. V. 2005, *Sol. Sys. Res.*, 39, 410
- Rayner, J. T., Toomey, D. W., Onaka, P. M., et al. 2003, *PASP*, 115, 362
- Rivkin, A. S., Howell, E. S., Britt, D. T., et al. 1995, *Icarus*, 117, 90
- Rivkin, A. S., Howell, E. S., Lebofsky, L. A., Clark, B. E., & Britt, D. T. 2000, *Icarus*, 145, 351
- Rivkin, A. S., Binzel, R. P., Sunshine, J., et al. 2004, *Icarus*, 172, 408
- Tedesco, E. F., Veeder, G. J., Fowler, J. W., & Chillemi, J. R. 1992, *The IRAS Minor Planet Survey*, Tech. rep.
- Tholen, D. J. 1989, in *Asteroids II*, ed. R. P. Binzel, T. Gehrels, & M. S. Matthews, 1139
- Tomeoka, K. 1990, *Nature*, 345, 138
- Torppa, J., Kaasalainen, M., Michalowski, T., et al. 2003, *Icarus*, 164, 346
- Vacca, W. D., Cushing, M. C., & Rayner, J. T. 2004, *PASP*, 116, 352
- Vilas, F. 1994, *Icarus*, 111, 456
- Young, D. E., Ash, D. R., & Rumble, D. 1999, *Science*, 286, 1331
- Zappala, V., di Martino, M., Knezevic, Z., & Djurasevic, G. 1984, *A&A*, 130, 208
- Zellner, B., Lebertre, T., & Day, K. 1977, in *Lunar and Planetary Science Conference*, ed. R. B. Merrill, 1111
- Zellner, B., Tholen, D. J., & Tedesco, E. F. 1985, *Icarus*, 61, 355
- Zolensky, M. E. 2005, *LPI Contributions*, 1267, 32
- Zolensky, M. E., & Ivanov, A. 2003, *Chemie der Erde/Geochemistry*, 63, 185



LETTER TO THE EDITOR

## E-type asteroid (2867) Steins: flyby target for Rosetta

D. A. Nedelcu<sup>1,2</sup>, M. Birlan<sup>1</sup>, P. Vernazza<sup>3</sup>, R. P. Binzel<sup>1,4,\*</sup>, M. Fulchignoni<sup>3</sup>, and M. A. Barucci<sup>3</sup>

<sup>1</sup> Institut de Mécanique Céleste et de Calcul des Éphémérides (IMCCE), Observatoire de Paris, 77 avenue Denfert-Rochereau, 75014 Paris Cedex, France

e-mail: [Mirel.Birlan]@imcce.fr

<sup>2</sup> Astronomical Institute of the Romanian Academy, 5 Cișinău de Argint, 040557 Bucharest, Romania

e-mail: nedelcu@aira.astro.ro

<sup>3</sup> LESIA, Observatoire de Paris-Meudon, 5 place Jules Janssen, 92195 Meudon Cedex, France

e-mail: [Antonella.Barucci;Pierre.Vernazza;Marcelo.Fulchignoni]@obspm.fr

<sup>4</sup> Massachusetts Institute of Technology, 77 Massachusetts Avenue, Cambridge MA 02139, USA

e-mail: rpb@mit.edu

Received 13 July 2007 / Accepted 27 August 2007

### ABSTRACT

**Aims.** The mineralogy of the asteroid (2867) Steins was investigated in the framework of a ground-based science campaign dedicated to the future encounter with Rosetta spacecraft.

**Methods.** Near-infrared (NIR) spectra of the asteroid in the 0.8–2.5  $\mu\text{m}$  spectral range have been obtained with SpeX/IRTF in remote-observing mode from Meudon, France, and Cambridge, MA, in December 2006 and in January and March 2007. A spectrum with a combined wavelength coverage from 0.4 to 2.5  $\mu\text{m}$  was constructed using previously obtained visible data. To constrain the possible composition of the surface, we constructed a simple mixing model using a linear (areal) mix of three components obtained from the RELAB database. A space-weathering model was applied to the aubrite ALH-78113 spectrum.

**Results.** The four new NIR spectra reveal no major absorption features. The best-fit model for the constructed visible-plus-NIR spectrum is represented by a mixture of 57% enstatite, 42% oldhamite, and 1% orthopyroxene. These results place Steins in a subdivision of the E-type class with objects like Angelina, Eger, and Nereus. This group is not sampled by the current collection of aubrite meteorites. Interestingly, the reddened aubrite spectrum also provides a good match to the Steins VNIR spectrum.

**Key words.** minor planets, asteroids – techniques: spectroscopic – methods: observational

## 1. Introduction

The asteroid (2867) Steins is the first science target to be visited by ESA's flagship Rosetta spacecraft. Following the postponement of the mission due to problems with the launcher, Steins was later included among the mission's targets because of its relatively unusual spectral properties. After its successful launch on 2 March 2004, the spacecraft will fly by (2867) Steins in September 2008 at a distance of 1745 km with a relative velocity of 8.5 km s<sup>-1</sup>. Located in the inner part of the main belt, in an orbit with low eccentricity ( $a = 2.36$ ,  $e = 0.14$ ,  $i = 9^\circ.9$ ), (2867) Steins has an estimated diameter between 4.8 km and 6.0 km corresponding to a polarimetric albedo of  $0.45 \pm 0.1$  (Fornasier et al. 2006) and a radiometric albedo of  $0.35 \pm 0.05$  (Lamy et al. 2006), respectively. Both albedoes agree with the E-type taxonomic classification of (2867) Steins based on its visible and infrared spectra (Barucci et al. 2005).

E-type asteroids are considered to be thermally evolved, igneous bodies that have experienced at least partial melting and magmatic differentiation (Bell et al. 1989). They are common in the inner region of the main belt with a peak heliocentric distribution at 2 AU. Based on the spectral match with the laboratory spectra of aubrites and the high albedo, it was inferred that their surface mineralogy should mainly consist of iron-free

or iron-poor silicates such as enstatite and forsterite. Keil (1989) considered that aubrites were not derived from the parent bodies of enstatite chondrites – EH or EL. The high temperature required to melt enstatite – 1580 °C will most probably lead to the melting taking place throughout the entire body. He postulated the existence of a third parent body for the aubrite meteorites with an enstatite chondrite-like composition but with a higher troilite/metallic Fe and Ni ratio. Since almost all aubrites have a heavily brecciated structure with some of them including xenoliths (Lorenz et al. 2005), their parent body was probably collisionally disrupted and gravitationally reassembled into a rubber-pile structure (Okada et al. 1988). The only non-brecciated aubrite known – Shallowater – might have then formed on the fourth enstatite meteorite parent body (Brett & Keil 1986). However the discovery of an absorption feature at 3  $\mu\text{m}$  indicated the presence of hydrated minerals in the spectra of 6 E-type asteroids (Rivkin et al. 1995, 1997), thereby challenging the view of this taxonomic class as completely igneous and anhydrous.

As the first space mission ever to visit any E-type asteroid, Rosetta will play a crucial role in understanding the nature and the formation history of these peculiar objects. (2867) Steins has recently been the subject of more in-depth analysis. From ground-based photometric observations, Weissman et al. (2007) have found an *R*-filter absolute magnitude of  $12.6 \pm 0.02$  and a double-peaked lightcurve with an amplitude of  $0.29 \pm 0.04$  mag and a synodic period of  $6.048 \pm 0.007$  h. Proving the capabilities

\* Associate researcher of the Institut de Mécanique Céleste et de Calcul des Éphémérides (IMCCE), Observatoire de Paris.

**Table 1.** Observational circumstances of (2867) Steins at the UT date for the middle of the exposure interval, airmass, and total exposure time for asteroid and solar analog stars respectively (SA102-1081 in December 2006 and January 2007, HD 259516 in March 2007).

Date (UT)	V (mag)	Phase angle (°)	r (UA)	$\Delta$ (UA)	Airmass	$T_{\text{exp}}$ (s)	Airmass★	$T_{\text{exp}}$ (s)★
2006/12/22.5694	16.74	7.49	2.66	1.72	1.13	2400	1.10	16
2007/01/21.4014	16.83	8.45	2.68	1.75	1.04	2400	1.07	16
2007/03/12.3141	17.78	20.71	2.70	2.26	1.15	2400	1.18	30
2007/03/13.2270	17.79	20.80	2.70	2.27	1.03	2400	1.02	30

of the OSIRIS imaging system onboard Rosetta, Küppers et al. (2007) observed Steins continuously for 24 h and find an absolute magnitude of  $13.05 \pm 0.03$  and a period of  $6.052 \pm 0.007$  h.

Here we present four NIR spectra of (2867) Steins in the 0.8–2.5  $\mu\text{m}$  wavelength domain obtained in January and March 2007. Together with already available data published by Barucci et al. (2005), this helps to better characterize the nature of Steins before the flyby and, accordingly, to maximize the science output of the Rosetta mission.

## 2. Observations and data reduction

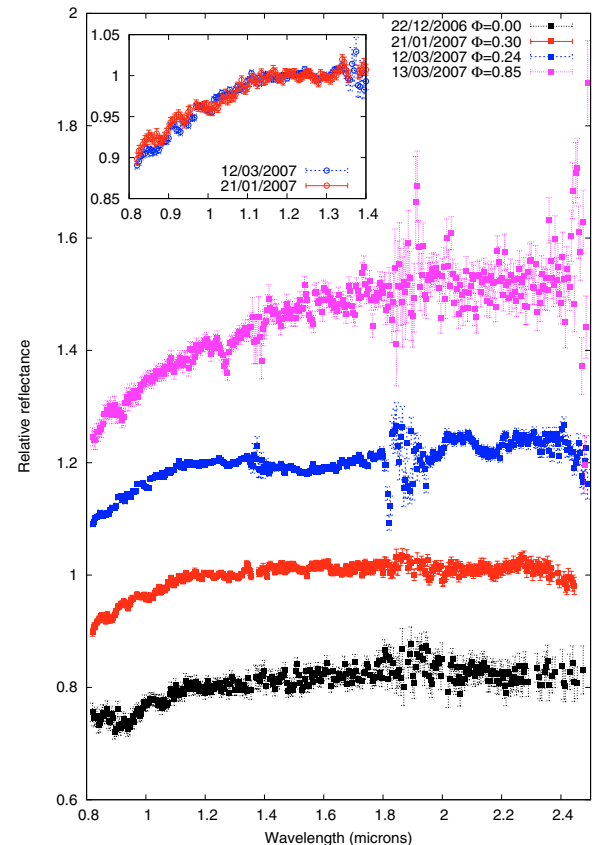
We obtained four spectra of (2867) Steins in the 0.8–2.5  $\mu\text{m}$  wavelength domain using the spectrograph SpeX on the 3-m NASA Infrared Telescope Facility (IRTF) in Mauna Kea, Hawaii (Table 1). The instrument was operated in remote mode from the Centre d’Observation à Distance en Astronomie de Meudon (CODAM) (Birlan et al. 2004) and from the MIT campus in Cambridge, MA, using the low-resolution Prism mode ( $R = 100$ ) of SpeX (Rayner et al. 2003). The slit was  $0.8 \times 15''$  in size and oriented North-South. In order to minimize the atmospheric and telescope influences we used the nodding technique; i.e. the spectra for the asteroid and the solar analog stars were obtained alternatively on two separated locations on the slit denoted A and B.

The data reduction process followed a standard procedure (Rivkin et al. 2004). Images in each of the A and B apertures were first corrected for nonlinearities using an iterative procedure (Vacca et al. 2004), and then the flat field correction was applied using a master flat-field frame. The A–B images were then corrected for dark-current, telescope and sky effects and flat-fielded. From the subtracted images, each containing a negative and a positive spectrum, the one-dimensional spectra were extracted and wavelength-calibrated using an argon lamp spectrum. The final normalized reflectance spectrum was corrected for the telluric absorption lines using the ATRAN atmospheric model (Lord 1992).

The asteroid and the reference star were observed at similar, low airmasses and close to meridian in order to minimize the light loss due to the atmospheric differential refraction. These spectra are presented in Fig. 1.

We notice some slight differences in the slopes shortward of 1.2  $\mu\text{m}$ . Given that (2867) Steins was a relatively faint target during the March 2007 run and that our observations do not sample the entire rotational period we cannot claim that these variations are real. Incomplete removal of telluric absorption bands in the data reduction process and instrumental artifacts could also be responsible for these differences.

For the spectrum with the lowest SNR – acquired on 13 March 2007 – we computed a slope of  $0.39 \pm 0.04 \mu\text{m}^{-1}$  for the 0.8–1.2  $\mu\text{m}$  region while we obtained a value of  $0.31 \pm 0.02 \mu\text{m}^{-1}$  for 12 March 2007. It is known that individual spectra

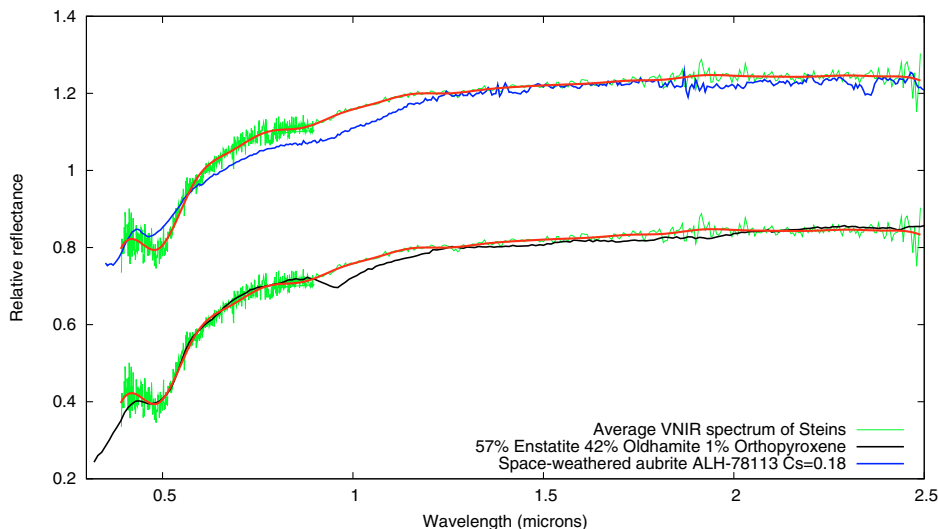


**Fig. 1.** NIR spectra of (2867) Steins obtained in December 2006, January and March 2007. All spectra were normalized at 1.20  $\mu\text{m}$  and vertically-shifted for visibility with 0.2 reflectance units. The inset image shows the agreement between the 21/01/2007 and 12/03/2007 spectra obtained at 0.30 and 0.24 rotational phase, respectively.

obtained with SpeX in a time interval of several minutes show slope variations of about 2% at best (Rayner et al. 2004).

The current estimation of the Steins rotational period (Küppers et al. 2007) does not allow us to reliably link our spectra with the rotational phase since they were obtained one year later than the estimated zero phase. However, since the spectra were acquired in a time span of less than 3 months we could still find their relative separation in terms of rotational phase. We conventionally defined the moment of our earliest spectrum – 22 December 2007 – as the new zero phase. Figure 1 presents all our spectra with the corresponding phase indicated. Two of the spectra were obtained at almost the same phase: on 21 January 2007 at 0.30 and 12 March at 0.24. Those two spectra are also the most similar.

In general, all our NIR spectra of Steins are featureless with a slightly red or neutral trend. The only apparent absorption features around 1.9  $\mu\text{m}$  are almost certainly the effects from the



**Fig. 2.** The visible, plus averaged NIR, spectrum of (2867) Steins (green line) smoothed with a bicubic spline function (red line). The spectrum was fitted with a linear (areal) mix of three components taken from the RELAB database as presented in the text (black). The second fit represents a modeled space-weathered spectrum of the aubrite ALH-78113 (blue).

incomplete removal of telluric absorption lines since this region is dominated by strong absorption due to atmospheric water vapors.

### 3. Discussion and conclusion

E-type asteroids represent a very rare taxonomic class that was originally defined by its high albedo and slightly red or neutral spectra. Fewer than 30 members are known (Clark et al. 2004a). They were originally proposed as parent bodies for the enstatite achondrite (aubrite) meteorite (Zellner et al. 1977; Gaffey et al. 1989). Dynamical considerations make the largest of them, (44) Nysa, able to deliver meteorites to Earth. However the detection of an absorption band near  $0.90\ \mu\text{m}$ , characteristic of FeO-bearing pyroxene, may rule out this hypothesis. The amount of  $\text{Fe}^{2+}$  required to produce this absorption feature, although small, is still much higher than what is found in the aubrite meteorites (Gaffey & Kelley 2004). Based on spectral features and orbital elements, the near-Earth asteroid, (3103) Eger (an E-type), was proposed as the parent body of aubrites (Gaffey et al. 1992). Another E-type in the near-Earth asteroid population is (4660) Nereus. Binzel et al. (2004) reports a strong absorption feature near  $0.49\ \mu\text{m}$  and Delbó et al. (2003) finds a relatively high thermal albedo. Interestingly, because of its much lower inclination, Nereus does not seem to originate from Hungaria region as does Eger.

The NIR spectra of 8 E-type and 8 Xe-type asteroids were obtained by Clark et al. (2004b) in a survey of X-complex asteroids. The Xe designation was proposed by Bus & Binzel (2002) as a subdivision of the X class, and it includes asteroids that present an absorption feature centered near  $0.49\ \mu\text{m}$ . This absorption band was detected in spectra of asteroids (64) Angelina, (434) Hungaria, and (3103) Eger. This feature was originally attributed to troilite (Burbine et al. 1998) and was later confirmed by Fornasier & Lazzarin (2001). They also found this feature in the spectrum of (2035) Stearns, while it is missing in the spectra of (317) Roxane and (1251) Hedera.

With all the data pointing to spectrally distinct subtypes among E-type asteroids, Clark et al. (2004a) attempted a compositional modeling of nine E-type asteroids. They combined the

available data from the visible and NIR and used a Hapke-theory mixing-model simulation of E-type asteroid spectra. The inferred mineralogies suggest three possible compositional groups within the E-type class: 1) “Nysa-like” including objects with both  $0.9$  and  $1.8\ \mu\text{m}$  bands best fit by aubrite plus olivine and orthopyroxene 2) “Angelina-like” objects presenting  $0.5$  and  $0.9\ \mu\text{m}$  bands consistent with a aubrite plus oldhamite composition and 3) “Hungaria-like” – objects with only  $0.9\ \mu\text{m}$  band.

Using all known aubrite spectra alone in the model resulted in a poor fit for most of the E-type asteroids. The only exceptions were “Hungaria-like” objects (434) Hungaria and (2048) Dwornik. That makes this subclass probably the only source of aubrite meteorites with the other two unlikely contributors to the present collection. Accordingly, some of the E-type asteroids may have mineralogies for which there are no meteoritic analogs.

To place (2867) Steins into one of these recent E-type subclasses, we followed a similar approach. First we constructed a single spectrum of Steins by combining all four NIR spectra into a weighted mean spectrum with weights constructed from the reflectance errors. The visible counterpart of the spectrum was used from Barucci et al. (2005). This visible spectrum is in good agreement with newly acquired spectra (Fornasier, private communication). Both visible and NIR spectra were separately fit with a cubic spline function. The points affected by atmospheric water or the detector’s drop in sensitivity were discarded. Finally the reflectance values of the smoothed spectra in the common wavelength range of  $0.82\text{--}0.90\ \mu\text{m}$  were used to normalize and connect the visible and the near-infrared parts of the spectrum. Figure 2 shows the resulting VNIR spectrum of Steins and the bicubic spline fit for the  $0.40\text{--}2.50\ \mu\text{m}$  wavelength range at a  $0.005\ \mu\text{m}$  interval. It presents a clear absorption band near  $0.5\ \mu\text{m}$  and a much weaker one at  $0.9\ \mu\text{m}$ . Their exact positions and depths were determined as in Burbine & Binzel (2002) by dividing the smoothed spectrum by the estimated linear continuum. We found a band at  $0.49\ \mu\text{m}$  with a depth of 9% with respect to the continuum and a weaker feature at  $0.87\ \mu\text{m}$  with a depth of 1%.

This may suggest that (2867) Steins belongs to the “Angelina-like” subgroup of E-type asteroids and that its main

mineralogical constituents are enstatite, oldhamite, and small amounts of low-iron silicate mineral. To constrain the possible composition of the surface, we constructed a simple mixing model using a linear (areal) mix of three components obtained from the RELAB database. The endmembers we used were: Mayo Belwa enstatite achondrite (c1tb46), oldhamite (c1tb38), and for the minor component, orthopyroxene (c1pe30) or a flat neutral phase – the standard Spectralon (c1hl04). Based on the current determinations of the Steins albedo, we considered in the fitting process only the mixtures having an albedo (estimated as the reflectance value at  $0.55 \mu\text{m}$ ) in the 0.30–0.45 range. However, this may be a weak constraint since the available enstatite samples from RELAB have albedoes from 0.1 (Abee) to 0.75 (Bishopville). In general all compositional models are strongly limited by the choice of the endmembers.

In the first mixture type the best fit was obtained for a composition of 57% enstatite, 42% oldhamite, and 1% orthopyroxene (Fig. 2). In the case of a featureless, neutral component being used to simulate the meteorite matrix structure and reduce the spectral contrast, a composition of 58% enstatite, 40% oldhamite, and 2% Spectralon yielded the best fit. The  $\chi^2$  values were virtually the same: 0.0059. The inferred oldhamite abundance is much higher than that found in aubrites where oldhamite constitutes less than 1% (Burbine et al. 2002, 2001).

The inferred compositional model is a good indication for (2867) Steins belonging to the “Angelina-like” subgroup of the E-type asteroids. Their surface mineralogy may be similar with the known enstatite achondrite (aubrites), but with a higher oldhamite abundance. Indeed, the aubrite ALH-78113 has both absorption bands presented by Steins but also an overall neutral trend. Could space-weathering effects be responsible for the difference we see between Steins and this sample spectra?

Brunetto et al. (2006) developed a space-weathering model based on ion irradiation experiments of silicate-rich samples. The model was able to reproduce the slope evolution (i.e. spectral reddening) induced by increasing fluence and was found to be very stable for various silicates (olivine, jackson silicates, orthopyroxene, the H5 chondrite Epinal). The reddening and darkening of reflectance spectra in the  $0.25\text{--}2.7 \mu\text{m}$  spectral range is strongly related to the number of displacements caused by colliding ions because of elastic collisions with the target nuclei. This process is efficient even at low fluences ( $10^{15}\text{--}10^{16}$  ions/cm<sup>2</sup>), while the sputtering of iron from iron-bearing silicates due to ion irradiation and deposition of nanophase neutral Fe occurs at ion fluences higher than  $10^{18}$  ions/cm<sup>2</sup>. New experiments on the Eucrite meteorite Bereba (Vernazza et al. 2006) confirm the stability/validity of this space-weathering model. In the present case, a simple visual inspection shows that the aubrite ALH-78113 shows strong spectral similarities to the Steins spectrum, but its spectrum is not as red as its asteroidal counterpart. Since aubrites are silicate rich ( $\geq 80\%$ ), we consider that we can apply the Brunetto et al. (2006) model as a first-order estimate. We highlight that irradiation experiments on an aubrite would 1) test this hypothesis and 2) contribute to the preparation of the future fly-by. With this model, we obtained the best fit for a Cs parameter equal to 0.18 (Fig. 2). This value is similar to the one obtained by modeling (832) Karin’s spectrum in Brunetto et al. (2006). This suggests that 1) Steins surface is as young as Karin’s (i.e. few millions years) or that 2) aubrite-like material is less sensitive

to solar wind irradiation than ordinary chondrite material. Finally, this approach is also limited by the low number of aubrites in meteorite collections. The linear mixture of materials found in aubrites (Fig. 2) shows that a different composition is able to match both the asteroid slope and overall spectrum without the need to add a space-weathering effect.

Our results place Steins in a subdivision of the E-type class with objects like Angelina, Eger, and Nereus, a group that is not sampled by the current collection of aubrite meteorites.

*Acknowledgements.* This letter is based on observations acquired with IRTF and the CODAM remote facilities. We thank all the telescope operators for their contributions. This research utilizes spectra acquired by Hiroi, Pieters, and Gaffey with the NASA RELAB facility at Brown University. The work of Dan Alin Nedelcu was supported by ESA in the framework of its Traineeship Program.

## References

- Barucci, M. A., Fulchignoni, M., Fornasier, S., et al. 2005, *A&A*, 430, 313  
 Bell, J. F., Davis, D. R., Hartmann, W. K., & Gaffey, M. J. 1989, in *Asteroids II*, ed. R. P. Binzel, T. Gehrels, & M. S. Matthews, 921  
 Binzel, R. P., Birlan, M., Bus, S. J., et al. 2004, *Planet. Space Sci.*, 52, 291  
 Birlan, M., Barucci, M. A., Vernazza, P., et al. 2004, *New Astron.*, 9, 343  
 Brett, R., & Keil, K. 1986, *Earth Planet. Sci. Lett.*, 81, 1  
 Brunetto, R., Vernazza, P., Marchi, S., et al. 2006, *Icarus*, 184, 327  
 Burbine, T. H., & Binzel, R. P. 2002, *Icarus*, 159, 468  
 Burbine, T. H., Cloutis, E. A., Bus, S. J., Meibom, A., & Binzel, R. P. 1998, *BAAS*, 30, 1025  
 Burbine, T. H., McCoy, T. J., Binzel, R. P., & Bus, S. J. 2001, *Meteorit. Planet. Sci.*, 36, 31  
 Burbine, T. H., McCoy, T. J., Nittler, L. R., et al. 2002, *Meteorit. Planet. Sci.*, 37, 1233  
 Bus, S. J., & Binzel, R. P. 2002, *Icarus*, 158, 106  
 Clark, B. E., Bus, S. J., Rivkin, A. S., et al. 2004a, *J. Geophys. Res. (Planets)*, 109, 2001  
 Clark, B. E., Bus, S. J., Rivkin, A. S., Shepard, M. K., & Shah, S. 2004b, *AJ*, 128, 3070  
 Delbó, M., Harris, A. W., Binzel, R. P., Pravec, P., & Davies, J. K. 2003, *Icarus*, 166, 116  
 Fornasier, S., & Lazzarin, M. 2001, *Icarus*, 152, 127  
 Fornasier, S., Belskaya, I., Fulchignoni, M., Barucci, M. A., & Barbieri, C. 2006, *A&A*, 449, L9  
 Gaffey, M. J., & Kelley, M. S. 2004, in *Lunar and Planetary Inst. Technical Report 35*, Lunar and Planetary Institute Conference Abstracts, ed. S. Mackwell, & E. Stansbery, 1812  
 Gaffey, M. J., Bell, J. F., & Cruikshank, D. P. 1989, in *Asteroids II*, ed. R. P. Binzel, T. Gehrels, & M. S. Matthews, 98  
 Gaffey, M. J., Reed, K. L., & Kelley, M. S. 1992, *Icarus*, 100, 95  
 Keil, K. 1989, *Meteoritics*, 24, 195  
 Küppers, M., Mottola, S., Lowry, S. C., et al. 2007, *A&A*, 462, L13  
 Lamy, P. L., Jorda, L., Fornasier, S., et al. 2006, in *AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts*, AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts, 38, 59.09  
 Lord, M. M. 1992, Technical Report, JPL  
 Lorenz, C. A., Ivanova, M. A., Kurat, G., & Brandstätter, F. 2005, in *Lunar and Planetary Inst. Technical Report 36*, 36th Annual Lunar Planetary Science Conf., ed. S. Mackwell, & E. Stansbery, 1612  
 Okada, A., Keil, K., Taylor, G. J., & Newsom, H. 1988, *Meteoritics*, 23, 59  
 Rayner, J. T., Onaka, P. M., Cushing, M. C., & Vacca, W. D. 2004, in *Ground-based Instrumentation for Astronomy*, ed. A. F. M. Moorwood, & M. Iye, Proc. SPIE, 5492, 1498  
 Rayner, J. T., Toomey, D. W., Onaka, P. M., et al. 2003, *PASP*, 115, 362  
 Rivkin, A. S., Howell, E. S., Britt, D. T., et al. 1995, *Icarus*, 117, 90  
 Rivkin, A. S., Clark, B. E., Britt, D. T., & Lebofsky, L. A. 1997, *Icarus*, 127, 255  
 Rivkin, A. S., Binzel, R. P., Sunshine, J., et al. 2004, *Icarus*, 172, 408  
 Vacca, W. D., Cushing, M. C., & Rayner, J. T. 2004, *PASP*, 116, 352  
 Vernazza, P., Brunetto, R., Strazzulla, G., et al. 2006, *A&A*, 451, L43  
 Weissman, P. R., Lowry, S. C., & Choi, Y.-J. 2007, *A&A*, 466, 737  
 Zellner, B., Leake, M., Lebertre, T., Duseaux, M., & Dollfus, A. 1977, in *Lunar Planetary Science Conf.*, 1091



## 832 Karin: Absence of rotational spectral variations

Pierre Vernazza<sup>a,\*</sup>, Alessandro Rossi<sup>b</sup>, Mirel Birlan<sup>c</sup>, Marcello Fulchignoni<sup>a</sup>, Alin Nedelcu<sup>c,d</sup>,  
Elisabetta Dotto<sup>e</sup>

<sup>a</sup> LESIA, Observatoire de Paris, 5 Place Jules Janssen, 92195 Meudon Principal Cedex, France

<sup>b</sup> Spaceflight Dynamics Section, ISTI-CNR, Via Moruzzi 1, 56124 Pisa, Italy

<sup>c</sup> IMCCE, Observatoire de Paris, 77 Av. Denfert Rochereau, 75014 Paris Cedex, France

<sup>d</sup> Astronomical Institute of the Romanian Academy, Cutitul de Argint-5, Bucharest, Romania

<sup>e</sup> INAF, Osservatorio Astronomico di Roma, Via Frascati 33, 00040 Monteporzio Catone, Italy

Received 6 December 2006; revised 11 April 2007

Available online 3 May 2007

### Abstract

832 Karin is the largest member of the young Karin cluster that formed  $5.75 \pm 0.05$  Myr ago in the outer main belt. Surprisingly, recent near-IR spectroscopy measurements [Sasaki, T., Sasaki, S., Watanabe, J., Sekiguchi, T., Yoshida, F., Kawakita, H., Fuse, T., Takato, N., Dermawan, B., Ito, T., 2004. *Astrophys. J.* 615 (2), L161–L164] revealed that Karin's surface shows different colors as a function of rotational phase. It was interpreted that 832 Karin shows us the reddish space-weathered exterior surface of the parent body as well as an interior face, which has not had time to become space-weathered. This result is at odds with recent results including seismic and geomorphic modeling, modeling of the Karin cluster formation and measurements of the space weathering rate. Consequently, we aimed to confirm/infirm this surprising result by sampling Karin's spectrum well throughout its rotation. Here, we present new visible (0.45–0.95  $\mu\text{m}$ ) and near-infrared (0.7–2.5  $\mu\text{m}$ ) spectroscopic observations of 832 Karin obtained in January and April 2006, covering most of Karin's longitudes. In the visible range, we find that Karin shows no rotational spectral variations. Similarly, we find that Karin exhibits very little (to none) spectral variations with rotation in the near-IR range. Our results imply that 832 Karin has a homogeneous surface, in terms of composition and surface age. Our results also imply that the impact that generated the family refreshed entirely Karin's surface, and probably the surfaces of all members.

© 2007 Elsevier Inc. All rights reserved.

**Keywords:** Asteroids, rotation; Spectroscopy; Asteroids, surfaces; Regoliths

### 1. Introduction

Nesvorný and Bottke (2004) have integrated backward in time the known 90 members of the Karin family, a well-defined cluster of asteroids in the proper elements space, formed by a collisional breakup, and embedded within the larger Koronis family. The orbital elements of the Karin family members converge toward a single parent-body orbit, at  $5.75 \pm 0.05$  Myr ago. The discovery of the Karin family offers an excellent opportunity for physical studies of a young family whose members have apparently suffered limited dynamical and collisional erosion. Indeed, this family has been the subject of several studies

(Nesvorný et al., 2002, 2006; Michel et al., 2003, 2004; Sasaki et al., 2004; Yoshida et al., 2004; Brunetto et al., 2006; Vernazza et al., 2006b).

Michel et al. (2003, 2004) and Nesvorný et al. (2006) modeled the collision of the parent body of this family. Michel et al. (2003, 2004) originally proposed that the parent body of the Karin cluster was a fractured/rubble pile asteroid. They took into account the second largest fragment (4507) which was later on found to be an interloper (Nesvorný and Bottke, 2004; see also Vernazza et al., 2006b). Later on Nesvorný et al. (2006) performed a similar analysis (excluding the interloper 4507) and proposed that the Karin cluster may have been produced by a disruption of a monolithic (or perhaps only lightly fractured) parent body. Moreover, they refined the parent body's size ( $\sim 33$  km).

\* Corresponding author. Fax: +33 145077102.

E-mail address: [pierre.vernazza@obspm.fr](mailto:pierre.vernazza@obspm.fr) (P. Vernazza).

Through laboratory research, Brunetto et al. (2006) estimated the rate at which the surface of Asteroid 832 Karin should become weathered through the ion implantation process. They obtain a weathering timescale comparable (or slightly shorter) to the 5.8 Myr age of the family.

Vernazza et al. (2006b) characterized the physical properties of the family. They observed 24 Karin cluster members in the visible and 6 family members in the near-IR. Their results suggest global homogeneity of the parent body and none of the investigated objects seems to be an interloper. These results are consistent with the dynamical hypothesis of a common origin. Comparing the spectral slope of the Karin members with the slope domain of ordinary chondrites, Vernazza et al. (2006b) found that the Karin members are slightly redder than OCs. Vernazza et al. (2006b) interpret this result as an indication of a low degree of spatial alteration for the surfaces of these objects, which is in agreement with the young age of the Karin family (5.8 Myr).

The most studied object of the Karin cluster is 832 Karin (the biggest fragment), an S-type asteroid with a 16–20 km diameter. Yoshida et al. (2004) performed photometric observations of Karin from July to September 2003. The rotational synodic period of Karin was determined to be  $18.35 \pm 0.02$  h. Moreover, the lightcurve amplitude was found to be quite high during that period (peak to peak variation of  $\sim 0.61 \pm 0.02$  mag).

Recently, Sasaki et al. (2004) obtained three near-IR (0.8–2.5  $\mu\text{m}$ ) spectra of 832 Karin at three different rotational phases (0.30–0.34, 0.35–0.38, and 0.45–0.50). They found that Karin shows very different colors as a function of rotational phase. It was argued that 832 Karin shows the reddish space-weathered exterior surface of the parent body as well as an interior face, which had no time to become space-weathered. In other words, Sasaki et al. (2004) result: (1) support the idea that 832 Karin could have preserved a surface ‘older’ than the age of the family, (2) indicate that space weathering processes should not be effective in a time span as short as 5.8 million years.

These conclusions are at odds with recent results including seismic and geomorphic modeling (Richardson et al., 2004), modeling of the Karin cluster formation (Nesvorný et al., 2006) and measurements of the space weathering rate (Strazzulla et al., 2005; Brunetto et al., 2006; Vernazza et al., 2006a):

- (1) It is not clear how 832 Karin could have preserved a surface ‘older’ than the age of the family. According to recent results of Richardson et al. (2004), impact-induced seismic shaking can produce considerably regolith movements. This should have been quite important for the impact that formed the family, and presumably affected the entire Karin surface. Moreover, Nesvorný et al. (2002, 2006) state that it is likely that the largest cluster members (i.e., 832 Karin) accumulated small fragments. These secondary impacts would have erased any trace of previous space weathering (keep in mind that space weathering affects a very thin upper layer of the surface), both by direct mixing of the regolith layer and through seismic shaking mentioned before. In these conditions, it seems hard that Karin could have retained an old surface. We would expect that after the major

collision that created the family, all the parent body’s surface was rejuvenated.

- (2) Nesvorný et al.’s (2006) simulations predict that surfaces of the final fragments (i.e., Karin’s surface for example) represent a complex mixture of interior and near-surface rocks of the original object instead of two very different faces: (i) one face mainly composed from the exterior surface of the parent body and (ii) the other face mainly composed from the rock that was excavated from the interior of the parent body.
- (3) Finally, the measurements of the space weathering rate (Strazzulla et al., 2005; Brunetto et al., 2006; Vernazza et al., 2006a) suggest that space weathering processes operate on shorter timescales ( $\leq 5.8$  Myr) to modify the Q-type spectrum into the S-type spectrum (i.e., produce a steeper spectral slope, suppress 1 and 2  $\mu\text{m}$  absorption bands). Indeed, Brunetto et al. (2006) and Vernazza et al. (2006b) found that Karin and its family members are not quite as red as typical S-types, but are on average redder than OCs.

Here we report multiple spectroscopic observations of 832 Karin in the visible and near-IR at different rotational phases. The derived results should help in understanding the nature of the collisional event that generated the family. The detection of ‘young’ and ‘old’ surfaces would confirm previous results (Sasaki et al., 2004) while an absence of rotational spectral variations would rather imply that the disruptive event erased any trace of previous surface alteration.

## 2. Observations and data reduction

We observed 832 Karin at two apparitions (January 2006, April 2006). The observing circumstances are reported in Table 1, which lists the date and time (UT) for each observation, the associated rotational phase ( $\Phi_w$ ), the wavelength range, airmass (a.m.),  $V$  magnitude, the solar phase angle ( $\alpha_s$ ), the heliocentric distance ( $R$ ) and the topocentric distance ( $\Delta$ ). The January 2006 observations covered Karin’s entire rotation. In April 2006, the coverage was relatively sparse compared to January 2006.

The observations presented here were performed in the visible at the European Southern Observatory (La Silla, Chile) with the 3.58-m New Technology Telescope (NTT) and in the near-IR with the 3-m NASA Infrared Telescope Facility (IRTF) on Mauna Kea.

During each night we recorded bias, flat-field, calibration lamp and several solar analog stars spectra at different intervals. Spectra were taken through a slit oriented along the parallactic angle in order to avoid flux loss due to the atmospheric differential refraction.

### 2.1. Visible (NTT)

We used the grism 1 (150 g/mm) in the RILD arm of EMMI to cover the 0.4–1.0  $\mu\text{m}$  wavelength range with a slit width of 1.5". We obtained 30 spectra over 4 nights covering almost all rotational longitudes (Fig. 1) with an exposure time for each

Table 1

Observational circumstances for 832 Karin with the associated rotational phase range ( $\Phi_w$ ), heliocentric distance (AU), topocentric distance (AU) and phase angle ( $\alpha_s$ ) with respect to the observation date

Day	UT	$\Phi_w$	$\lambda$ ( $\mu\text{m}$ )	a.m.	V magnitude	$\alpha_s$	R (AU)	$\Delta$ (AU)
NTT								
29jan06	05:12–09:05	0–0.21	0.45–0.95	1.15–1.48	16.2	13.5	3.06	2.29
30jan06	05:29–09:09	0.32–0.52	0.45–0.95	1.15–1.39	16.2	13.5	3.06	2.29
31jan06	05:07–08:55	0.61–0.82	0.45–0.95	1.15–1.47	16.2	13.5	3.06	2.29
01feb06	05:14–07:48	0.93–0.07	0.45–0.95	1.15–1.41	16.2	13.5	3.06	2.29
IRTF								
17apr06	06:31–07:20	0–0.04	0.7–2.5	1.05	16.2	13	3.09	2.3
18apr06	06:34–07:26	0.31–0.35	0.7–2.5	1.04	16.2	13	3.09	2.3
19apr06	06:32–07:48	0.62–0.69	0.7–2.5	1.04	16.2	13	3.09	2.3

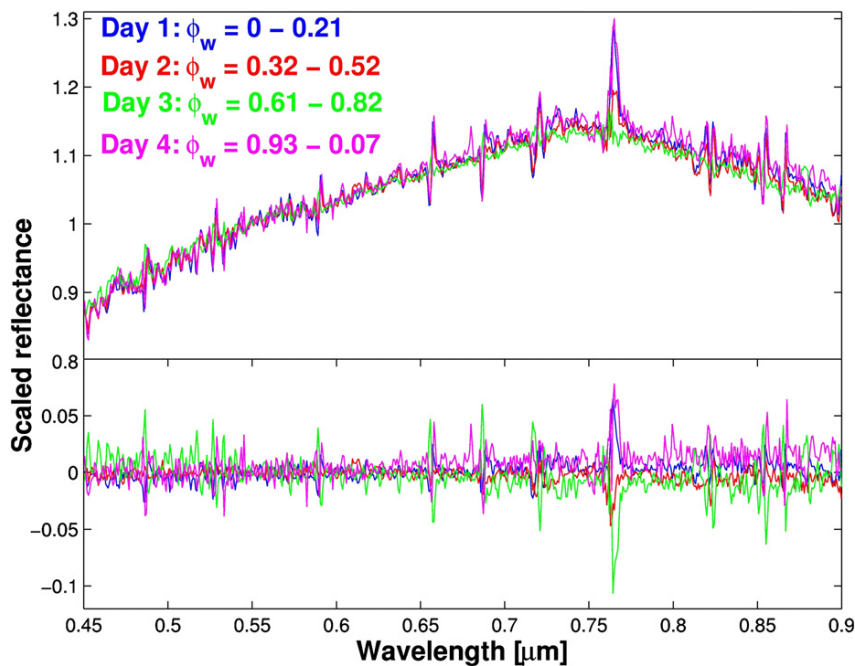


Fig. 1. Upper part: Daily average spectra (NTT). The spectra are normalized to unity at 0.55  $\mu\text{m}$ . The peak around 0.76  $\mu\text{m}$  is a telluric feature that the division by the standard star did not remove. Lower part: Difference between daily average spectra and the mean spectrum.

Karin spectrum of 500 s. During the first three nights, the seeing was in the 0.6–1.0 arcsec range. The seeing became worse during the last night but remained below 1.2 arcsec.

Standard techniques for visible spectroscopy reduction have been used in order to obtain the reflectance. We used the software MIDAS for the data reduction, applying the general procedures described in the following steps. An average bias was created for each night and was subtracted to all our images. These images were divided by a normalized flatfield to remove pixel to pixel sensitivity variation on the CCD. At this point the two-dimensional spectra were collapsed to one dimension and then calibrated in wavelength. In order to perform a good correction for atmospheric extinction and to ensure the slope for each acquired spectrum, we collected spectra for the same solar analog star (Landolt 102–1081) at different airmass during each night. We computed the ratio of these solar analog spectra to estimate the variation induced by the change of airmass and/or a possible variation of the atmospheric condition dur-

ing the night. The ratios normalized to unity were found to be almost flat with a maximum deviation of 1–2% from 0.55 to 0.95  $\mu\text{m}$ . Finally, the reflectivity of Karin was obtained by dividing each Karin spectrum by a Landolt 102–1081 spectrum. Spectra were finally smoothed with a median filter technique, using a box of 10 pixels in the spectral direction for each point of the spectrum. The threshold was set to 0.1, meaning that the original value was replaced by the median value if the median value differs by more than 10% from the original one.

## 2.2. Near-infrared (IRTF)

The run was remotely conducted from the Observatory of Paris-Meudon, France (Birlan et al., 2004; Vernazza et al., 2005, 2006b). The spectrograph SpeX (Rayner et al., 2003), combined with the  $0.8 \times 15$  arcsec slit (resolving power  $R = 100$ ) was used in prism mode for acquisition of the spectra in the 0.7–2.5  $\mu\text{m}$  wavelength range. During these nights, the

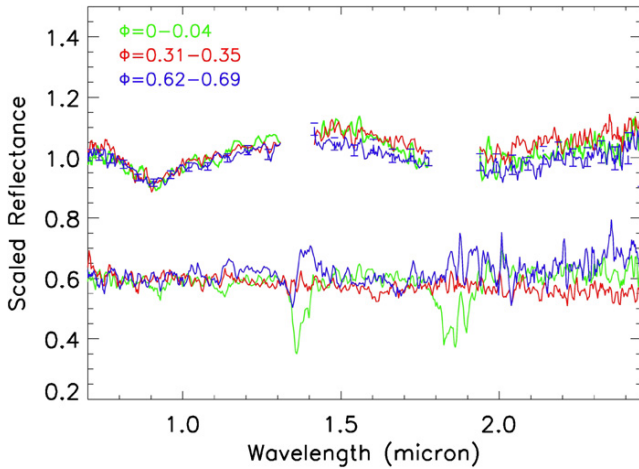


Fig. 2. Upper part: Karin spectra obtained during three consecutive nights with SpeX (IRTF). The spectra are normalized to unity at 0.8  $\mu\text{m}$ . The spectra have been brought to lower resolution by Gaussian smoothing. The Gaussian width used was 4 points. We report the error bar of the blue (noisiest) spectrum. The 1.8–2.0  $\mu\text{m}$  region being strongly affected by the atmospheric water vapor is removed from the plot. Lower part: Ratios of the two HD 95364 (solar analog) spectra obtained before and after every Karin observation (each night). The ratios are normalized to unity at 0.8  $\mu\text{m}$  and vertically displaced for clarity.

seeing was in the 0.8–1.2 arcsec range. We obtained 3 spectra (Table 1, Fig. 2).

The data reduction was performed using the software Spextool 3.2 (Cushing et al., 2004), dedicated to reduce data obtained with SpeX. In the near-IR, the technique for the data reduction is nearly identical to the one performed in the visible. The difference comes from the high luminosity and variability of the sky in the near-IR. As a solution, the telescope was moved along the slit during the acquisition of the data in order to obtain a sequence of spectra located at two different positions (A and B) on the array. These paired observations provided near-simultaneous sky and bias measurements. A first step of the reduction process was to create bias and sky-subtracted images A–B and B–A. The other steps included division by the flat-field image, extraction from two-dimensional images to one-dimensional arrays and the wavelength calibration of the spectra.

During each night, we observed the same star (HD 95364: G2V) just before and after every 832 Karin observation, with the star being in the same field (angular separation: 18.6 $^\circ$ ; difference in airmass with Karin: less than 0.03) as the asteroid. The explanation for this ‘same star’ choice (during each night) is that different stars within the same class, show little variation in their spectra. Since we were looking for possible spectral variation, we wanted to avoid such ‘problems.’

We computed the ratio of the two HD 95364 spectra (i.e., acquired before and after every 832 Karin observations) to estimate the variation induced by a possible variation of the atmospheric condition during the night (the variation of the airmass being negligible:  $\leq 0.03$ ). The three ratios (i.e., for each night) are shown in Fig. 2. For the first two nights, the divisions produce an almost flat spectrum (less than 3% variation). For the first night, we clearly see that the depth of the water va-

por absorption bands (1.3–1.4 and 1.8–2.0  $\mu\text{m}$ ) varies between the two spectra. This indicates a difference in the degree of humidity. However, this variation of the degree of humidity does not change the slope of the star spectra (i.e., see ratio). For the second night, we don’t see any trace of water vapor absorption bands residuals in the ratio, which tends to show that the degree of humidity remained relatively constant. For the third night, the ratio is almost flat in the 0.7–1.8  $\mu\text{m}$  range and shows a 5–10% variation in the 1.8–2.45  $\mu\text{m}$  range. We also see some water vapor absorption bands residuals in the ratio, indicative of a small variation of the degree of humidity. Finally, Karin’s reflectance was obtained by dividing each Karin’s raw spectrum by the average of the two HD 95364 spectra.

### 3. Results

#### 3.1. Visible data

We obtained 30 spectra over 4 nights. The spectra have been normalized to unity at 0.55  $\mu\text{m}$ . Fig. 1 shows the averaged spectrum for the 4 different nights.

With the knowledge of Karin’s rotational period (18.35 h), we could place our observations along Karin’s period and attribute to each spectrum ‘its rotational phase.’ Our observations being too far (in time) from Karin’s lightcurve data (Yoshida et al., 2004), we could not place our spectra along Karin’s lightcurve. We consider the first obtained spectrum as rotational phase 0.0 (Fig. 1). Our observations covered most of Karin’s rotational longitudes (see Table 1). First, we made an analysis of each spectrum in terms of the position of the maximum. In this wavelength range, the position of the maximum of the spectra is the only characteristic that allows us to investigate a possible variation of the surface composition. Longward of the maximum, all the Karin spectra exhibit the beginning of an absorption feature which appears clearly in the near-IR range (Fig. 2). We find that the position of the maximum is the same ( $0.747 \pm 0.007 \mu\text{m}$ ) for all spectra.

In Fig. 1, we show the difference between the 4 daily average spectra with respect to the mean spectrum. We observe a maximum variation of 2% which is found to be more relevant after 0.75  $\mu\text{m}$ . The 0.75–0.95  $\mu\text{m}$  range corresponds to the wavelength range where the grism 1 shows a second order contamination. This may explain the little spectral variation observed in this range. Moreover, this little variation is within the error bar of the data reduction (i.e., the ratios of the Landolt 102-1081 star show a 1–2% variation).

A concise way to quantify how the different spectra behave w.r.t the average can be given by a norm defined as

$$\sum_{i=1}^N \left| \frac{\text{spectrum\_data}(i) - \text{average\_spectrum}(i)}{\sigma} \right| / N,$$

where  $\text{spectrum\_data}(i)$  represent each data point of each spectrum,  $\text{average\_spectrum}(i)$  is the average spectrum at a given wavelength,  $\sigma$  is the standard deviation of the 30 NTT spectra and  $N$  is the number of data points in each spectrum. If all the spectra were equal to the average spectrum all the points



(i.e., the norm) should be equal to 0. Most of them are between  $0.5$  and  $1\sigma$  which is ‘normal’ and a few are above  $1\sigma$ . This calculation is certainly partly affected by the numerous telluric peaks mentioned previously. Nonetheless, the fact that most of the points lie in a band between about  $0.5$  and  $0.9$  reflects again the very little deviation of each spectrum with respect to the average one. Note that the upper limit obtained with this norm is about  $1.25$ , reached at the beginning of day 3 observations and at the end of day 4.

To sum up the situation, the position of the maximum remains constant with the rotation while the slope variation is less than  $2\%$  (in the  $0.72$ – $0.95$   $\mu\text{m}$  range). Whatever the cause of this very little (i.e., negligible) slope variation, our visible data implies that 832 Karin, in its January 2006 pole configuration, is homogeneous (i.e., same surface composition and same surface age). This result is in agreement with Chapman et al. (2006). Chapman et al. (2006) observed Karin on the IRTF during the same period (UT 7–14 January 2006) sampling its spectrum well throughout its rotation. As in our case, they find that Karin exhibits minimal spectral variations with rotation, certainly nothing of the magnitude reported by Sasaki et al. (2004).

### 3.2. Near-IR data

We obtained 3 spectra over 3 nights. Our observations covered the following rotational phases:  $0$ – $0.04$ ,  $0.31$ – $0.35$  and  $0.62$ – $0.69$ . Note: these rotational phases do not refer to those defined for the January 2006 (i.e., visible) observations. The spectra have been normalized to unity at  $0.8$   $\mu\text{m}$  and are shown in Fig. 2. The spectra have been brought to lower resolution by Gaussian smoothing. The Gaussian width used was 4 points. As in the visible range, the 3 near-IR spectra look very similar. The three spectra show no variation in the  $0.7$ – $1.3$   $\mu\text{m}$  range. Band I minimum is the same for the three spectra ( $0.915 \pm 0.01$   $\mu\text{m}$ ). In the  $1.4$ – $2.45$   $\mu\text{m}$  range, the precise calculation of Band II center is quite difficult due to the presence of the water vapor absorption band in the  $1.8$ – $2.0$   $\mu\text{m}$  region. However, we find similar values for the three spectra (phase  $0$ – $0.04$ :  $1.99 \pm 0.025$   $\mu\text{m}$ ; phase  $0.31$ – $0.35$ :  $1.99 \pm 0.025$   $\mu\text{m}$ ; phase  $0.62$ – $0.69$ :  $2.00 \pm 0.03$   $\mu\text{m}$ ). Since both parameters (Band I minimum and Band II center) are representative of the mineralogical composition, these similar values for the three spectra suggest an absence of compositional variation at our rotational longitudes.

However, we notice a little slope variation in the  $1.4$ – $2.45$   $\mu\text{m}$  range. In particular, the spectrum obtained at rotational phase  $0.62$ – $0.69$  (“blue” spectrum) is bluer than the two other spectra ( $0.05$  reflectance unit less than the  $\Phi_w = 0.31$ – $0.35$  spectrum). This variation may be due to the division by the star. As mentioned before, the ratio of the HD 95364 star (i.e., third night) is not completely flat ( $0.1$  reflectance unit deviation above unity). Thus, the little variation we observe is again (i.e., as in the visible) within the error bar of the ‘data reduction process.’ Also, some problems with SpeX cannot be excluded (see Appendix A in Hardersen et al., 2006). This variation is nothing of the magnitude reported by Sasaki et al. (2004). In

the near-IR, we obtain the same result as in the visible: Karin’s spectrum shows no “real” rotational spectral variations. Finally, we do not show a complete Karin spectrum over the  $0.4$ – $2.5$   $\mu\text{m}$  range since it has already been done in Vernazza et al. (2006b). Indeed, we do not see any difference between the Vernazza et al.’s (2006b) complete spectrum obtained at different observing dates and the present visible–NIR spectrum.

## 4. Discussion

The spectral study of this peculiar asteroid over its rotational period is of primary importance. One major question raised by a major collision is whether it erases any previous trace of spatial alteration on top of the reaccumulated fragments or if some previously altered regolith can be found with a heterogeneous repartition on top (i.e., surface) of these fragments. Our ‘observational experiment’ which consisted to measure the spectrum of a “product of the collision” (i.e., Karin) well throughout its rotation allows to bring an answer to such question.

In contrast to the results of Sasaki et al. (2004), our observations (and those of Chapman et al., 2006) indicate that Karin’s surface is homogeneous throughout its rotation. We do not see any spectral variation reflecting a variation of the surface composition and/or a variation of the surface age (i.e., space weathering degree). Indeed, our near-IR data resemble Sasaki’s ‘blue’ and ‘green’ sets. Two possible explanations exist for the difference between our results and those obtained by Sasaki et al. (2004) based on a much redder spectrum:

- (1) Their ‘red’ spectrum is ‘spurious.’ In this case, the reported color change by Sasaki et al. (2004) would be wrong, as well as all the implications mentioned by Sasaki et al. (2004).
- (2) Their ‘red’ spectrum is correct. In this case, the results difference must be due to a significant difference in the pole position between our January and April 2006 runs and their 2003 observational campaign.

Unfortunately, we do not have enough lightcurve data, which would allow us to determine Karin’s pole position for a given period. However, the ignorance of Karin’s pole orientation does not necessarily imply that we cannot bring an answer concerning the presence/absence of Karin’s rotational spectral variations.

If Karin was pole-on during both runs (January and April 2006), we would not expect a spectral variation with the rotation. Thus, our obtained result would be normal (banal) and the reported color change (Sasaki et al., 2004) could be right. Sasaki et al. (2004) showed that they observed Karin (from the lightcurve plot in their Fig. 1) in a configuration that was not pole-on.

In our case, if Karin’s axis of rotation was perpendicular (or nearly so) to the orbital plane, then Karin could not be pole-on during both runs (the inclination of Karin’s orbit to the ecliptic plane is  $\sim 1^\circ$ ). The only possibility for us to have observed Karin pole-on, is the case where Karin’s axis of rotation would be significantly inclined with respect to the orbital plane (i.e.,

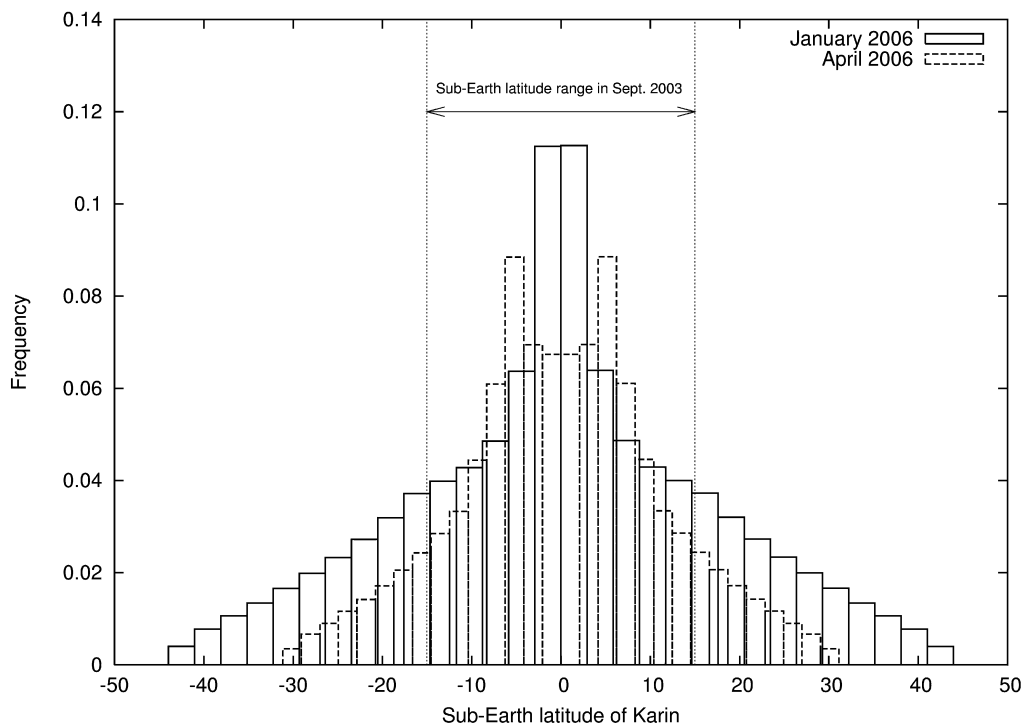


Fig. 3. Karin's sub-Earth latitudes in January and April 2006 versus their frequency (% from all the pole solution considering a near-equatorial aspect in September 2003). It appears that there is a quite high probability (Table 2) that we saw Karin close to an equatorial aspect during both runs. We also report the sub-Earth latitude range for September 2003, assuming a near-equatorial aspect for this epoch (Yoshida et al., 2004).

obliquity close to  $90^\circ$ ). In that case, since the rotational axis should be nearly fixed in inertial space, there would be a period during which we would observe the South Pole, one during which we would observe the North Pole and in between we would observe the middle latitudes. From Karin's orbital diagram (see <http://neo.jpl.nasa.gov/orbits>), we can see that we (both us and Chapman et al., 2006) observed Karin half heliocentric orbit apart from the Sasaki et al. observations. Therefore, since Sasaki et al. (2004) did not observe pole-on, we did not too, because the portions of the orbit in which Karin would show us one of the poles are those  $90^\circ$  (in true anomaly) either before or after our observations.

In order to establish a clear picture of the situation, we computed Karin's aspect (i.e., sub-Earth latitude) for January and April 2006 assuming that Karin was in nearly edge-on geometry in September 2003 (i.e., 2003's sub-Earth latitude in the  $[-15^\circ; +15^\circ]$  range). The sub-observer coordinates have been computed following the method described in Taylor (1979) and Montenbruck et al. (2002). Indeed, the very high amplitude (peak to peak variation of  $\sim 0.61 \pm 0.02$  mag) of the September 2003 lightcurve obtained by Yoshida et al. (2004) implies that Karin was close to an equatorial aspect.

The January and April 2006 sub-Earth latitudes are plotted as histograms (Fig. 3) versus their frequency. We note that the range of sub-Earth latitudes is larger in January 2006 ( $\pm 45^\circ$ ) than in April 2006 ( $\pm 30^\circ$ ). Indeed, there is a slim chance (Table 2, Fig. 3) that we observed some regions farther from those observed by Sasaki et al. (2004). For example, the pole solution (220,  $-13$ ) will produce a sub-Earth latitude of  $+15^\circ$  in Sep-

Table 2

Domains of sub-Earth latitudes of Karin (Fig. 3) and their corresponding likelihood for January and April 2006

Sub-Earth latitude	$[-10^\circ; 10^\circ]$	$[-20^\circ; 20^\circ]$	$[-30^\circ; 30^\circ]$
January 2006	0.48	0.73	0.89
April 2006	0.63	0.88	0.98

tember 2003 and  $-43^\circ$  in January 2006, while the pole solution (80, 13) will produce a sub-Earth latitude of  $-15^\circ$  in September 2003 and  $+43^\circ$  in January 2006. However, it appears clearly from Fig. 3 that there is no way that we could observe Karin in a pole-on configuration. Indeed, if the lack of spectral variation in 2006 is due to a pole-on aspect, then we found for 2003 a similar pole-on configuration which is in contradiction with the observed lightcurve amplitude at that moment. Finally,  $\geq 89\%$  of Karin's possible aspect angles (Table 2 and Fig. 3) suggest that we observed the asteroid in a 'more or less' equatorial aspect in January and April 2006 (sub-Earth latitudes values in the  $[-30^\circ; +30^\circ]$  range). This implies that we cannot have missed the 'red' region (if it exists) reported by Sasaki et al. (2004).

Therefore, while it is true that determining Karin's pole position would help us to better constrain the results, the difference between our results and those of Sasaki et al. (2004) cannot be due to a dramatically different viewing geometry. This implies that it is highly probable that Sasaki et al.'s (2004) 'red' spectrum is 'spurious' and that the reported color change is wrong. On the basis of our observations, we rather suggest that

832 Karin is very homogeneous throughout its rotation which is in agreement with Nesvorný et al.'s (2006) simulations.

## 5. Conclusions

We observed the Asteroid 832 Karin at two apparitions (January and April 2006). In January 2006, we obtained 30 visible spectra over 4 nights covering almost all rotational longitudes. In April 2006, we obtained 3 spectra in the near-IR.

Our results imply that 832 Karin has a homogeneous surface, in terms of composition and surface age. The difference between our results and those from Sasaki et al. (2004) cannot be due to a dramatically different viewing geometry. Indeed, our observations and those from Sasaki et al. (2004) have monitored almost the same portion of the Karin surface. Thus, our results suggest that Sasaki et al.'s (2004) reported color change is wrong.

This implies that the collision which formed the family certainly erased any previous traces of alteration on the surface of the parent body, and that Karin, and probably all the family members, have been completely resurfaced. This result will serve as an important input for the hydrocodes simulations carried out to study the nature of the family originating events.

## Acknowledgments

The article is based on observations acquired with IRTF and NTT telescopes as well as the CODAM remote facilities. We thank Sho Sasaki, Rick Binzel and the Editor for helpful suggestions. We thank all the telescope operators for their contribution. The work of A. Nedelcu was supported by ESA traineeship program.

## References

- Birlan, M., Barucci, M.A., Vernazza, P., Fulchignoni, M., Binzel, R.P., Bus, S.J., Belskaya, I., Fornasier, S., 2004. Near-IR spectroscopy of Asteroids 21 Lutetia, 89 Julia, 140 Siwa, 2181 Fogelin and 5480 (1989YK8), potential targets for the Rosetta mission; remote observations campaign on IRTF. *New Astron.* 9, 343–351.
- Brunetto, R., Vernazza, P., Marchi, S., Birlan, M., Fulchignoni, M., Orofino, V., Strazzulla, G., 2006. Modeling asteroid surfaces from observations and irradiation experiments: The case of 832 Karin. *Icarus* 184, 327–337.
- Chapman, C.R., Enke, B., Merline, W.J., Nesvorný, D., Tamblyn, P., Young, E.F., 2006. 832 Karin shows no rotational spectral variations. *Bull. Am. Astron. Soc.* 38. Abstract 71.08.
- Cushing, M.C., Vacca, W.D., Rayner, J.T., 2004. Spextool: A spectral extraction package for SpeX, a 0.8–5.5 micron cross-dispersed spectrograph. *Publ. Astron. Soc. Pacific* 116, 362–376.
- Hardersen, P.S., Gaffey, M.J., Cloutis, E.A., Abell, P.A., Reddy, V., 2006. Near-infrared spectral observations and interpretations for S-Asteroids 138 Tolosa, 306 Unitas, 346 Hermentaria, and 480 Hansa. *Icarus* 181, 94–106.
- Michel, P., Benz, W., Richardson, D.C., 2003. Disruption of fragmented parent bodies as the origin of asteroid families. *Nature* 421, 608–611.
- Michel, P., Benz, W., Richardson, D.C., 2004. Catastrophic disruption of pre-shattered parent bodies. *Icarus* 168, 420–432.
- Montenbruck, O., Pfleger, T., Dunlop, S., 2002. *Astronomy on the Personal Computer*. Springer, Berlin.
- Nesvorný, D., Bottke, W.F., 2004. Detection of the Yarkovsky effect for main-belt asteroids. *Icarus* 170, 324–342.
- Nesvorný, D., Bottke, W.F., Dones, L., Levison, H.F., 2002. The recent breakup of an asteroid in the main-belt region. *Nature* 417, 720–771.
- Nesvorný, D., Enke, B.L., Bottke, W.F., Durda, D.D., Asphaug, E., Richardson, D.C., 2006. Karin cluster formation by asteroid impact. *Icarus* 183, 296–311.
- Rayner, J.T., Toomey, D.W., Onaka, P.M., Denault, A.J., Stahlberger, W.E., Vacca, W.D., Cushing, M.C., Wang, S., 2003. SpeX: A medium-resolution 0.8–5.5 micron spectrograph and imager for the NASA Infrared Telescope facility. *Publ. Astron. Soc. Pacific* 115, 362–382.
- Richardson, J.E., Melosh, H.J., Greenberg, R., 2004. Impact-induced seismic activity on Asteroid 433 Eros: A surface modification process. *Science* 306, 1526–1529.
- Sasaki, T., Sasaki, S., Watanabe, J., Sekiguchi, T., Yoshida, F., Kawakita, H., Fuse, T., Takato, N., Dermawan, B., Ito, T., 2004. Mature and fresh surfaces on the newborn Asteroid Karin. *Astrophys. J.* 615 (2), L161–L164.
- Strazzulla, G., Dotto, E., Binzel, R., Brunetto, R., Barucci, M.A., Blanco, A., 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.
- Taylor, R.C., 1979. Pole orientations of asteroids. In: Gehrels, T., Matthews, M.S. (Eds.), *Asteroids*. Univ. of Arizona Press, Tucson, pp. 480–493.
- Vernazza, P., Brunetto, R., Strazzulla, G., Fulchignoni, M., Rochette, P., Meyer-Vernet, N., Zouganelis, I., 2006a. Asteroid colors: A novel tool for magnetic field detection? The case of Vesta. *Astron. Astrophys.* 451, L43–L46.
- 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.
- Vernazza, P., Birlan, M., Rossi, A., Dotto, E., Nesvorný, D., Brunetto, R., Fornasier, S., Fulchignoni, M., Renner, S., 2006b. *Astron. Astrophys.* 460, 945–951.
- Yoshida, F., and 10 colleagues, 2004. Photometric observations of a very young family-member Asteroid (832) Karin. *Publ. Astron. Soc. Jpn.* 56, 1105–1113.



## Spectral properties of nine M-type asteroids

M. Birlan<sup>1</sup>, P. Vernazza<sup>2</sup>, and D. A. Nedelcu<sup>1,3</sup>

<sup>1</sup> Institut de Mécanique Céleste et de Calcul des Éphémérides (IMCCE), Observatoire de Paris, 77 avenue Denfert-Rochereau, 75014 Paris Cedex, France

e-mail: Mirel.Birlan@imcce.fr

<sup>2</sup> LESIA, Observatoire de Paris-Meudon, 5 place Jules Janssen, 92195 Meudon Cedex, France

e-mail: Pierre.Vernazza@obspm.fr

<sup>3</sup> Astronomical Institute of the Romanian Academy, 5 Cu titul de Argint, 75212 Bucharest, Romania

e-mail: nedelcu@imcce.fr

Received 19 May 2007 / Accepted 27 August 2007

### ABSTRACT

**Aims.** We present spectroscopic results for nine M-type asteroids (325 Heidelberg, 497 Iva, 558 Carmen, 687 Tinette, 766 Moguntia, 860 Ursina, 909 Ulla, 1280 Baillauda, and 1564 Srbija) in the 0.8–2.5  $\mu\text{m}$  spectral region. One visible spectrum is also presented for the asteroid 497 Iva. These asteroids were observed during several runs between 2003 and 2007, and the main goal was to investigate the NIR spectral region of M-type asteroids.

**Methods.** The data was obtained with SpeX/IRTF in Prism mode and Dolores/TNG in LR-B mode. Spectral analysis was performed by comparing the M-type spectra and the meteorite ones ( $\chi^2$  approach) and the Modified Gaussian Model.

**Results.** With one exception, the asteroids present positive slopes of the spectra, with no absorption features, in good agreement with the spectra of metallic meteorites. The analysis of the asteroid 766 Moguntia was done by means of  $\chi^2$ , MGM techniques, and the Shkuratov scattering law. We conclude that the mineralogy is dominated by olivine. Its NIR spectrum is similar to those of CO/CV meteorites.

**Key words.** minor planets, asteroids

### 1. Introduction

The M-type asteroid class was initially defined by seven parameters directly measurable from four observational techniques, namely photometry, polarimetry, radiometry and spectrophotometry (Bowell et al. 1978). Historically, this taxonomic class brought an end to previous ideas concerning bimodality in the asteroid population, largely dominated by the C-type asteroids (associated with carbonaceous materials) and the S-type ones (associated with silicate minerals).

Several articles confirmed this taxonomic class. Between 1984 and 1994 several articles reinforced the definition of the M taxonomic class (Tholen 1984; Barucci et al. 1987; Tholen & Barucci 1989; Tholen 1989; Fulchignoni et al. 1995), with various statistical tests combined with cluster analysis techniques. The analyzed colors revealed a taxonomic class with a slightly positive spectral slope, and a moderate thermal albedo ( $0.151 \pm 0.063$  in Birlan et al. 1996). This M class has been degenerated into the so-called X-complex when the thermal albedo is not taken into account.

Several results of polarimetric surveys have been published (Belskaya et al. 1985, 1987; Lupishko & Belskaya 1989; Belskaya et al. 1991; Gil-Hutton 2007). Lupishko & Belskaya (1989) give a wide range of polarimetric measurements for M-type asteroids, inconsistent with only a metallic composition of their surface. Magri et al. (2007) also found a wide interval of radar albedos among M-asteroids, again in disagreement with metal-rich surfaces for some M-type objects. Belskaya & Lagerkvist (1996) synthesized the knowledge for all M or M-like asteroids, based on colors, spectrophotometry, polarization

parameter, and radiometry. They proposed a classification for these objects (the last column in their Table 1).

Lightcurve investigations of M-type asteroids (Lagerkvist et al. 1998) revealed an excess of fast rotators among them compared to other taxonomic types. According to Harris (1979), a tendency towards more rapid rotation among asteroids must be interpreted as indicating high material strength.

Various approaches of mass determination (bulk density respectively) of M-asteroids gave contradictory results. The bulk density estimation a few of them revealed very low values (Ostro et al. 2002; Margot & Brown 2003; Birlan 2000). These results imply very high values for the bulk porosity (Britt & Consolmagno 2000), that is difficult to reconcile with high strength materials.

All these references brings forth the conclusion that M-type objects are still important in deciphering the history of formation and evolution of the main belt.

It is important to mention the limitations of taxonomical classes designation, as long as the classification could not reveal the real geologic diversity that occurs among the main-belt asteroids. It is now accepted that spectroscopy provides data which are relevant for obtaining results concerning the mineralogy and chemical interpretation of atmosphereless bodies.

Spectra of M-type asteroids are consistent with the presence of Fe-bearing minerals (or metallic surfaces) and usually they are interpreted as parent bodies of metallic meteorites (Dollfus et al. 1979; Cloutis et al. 1990a,b). This interpretation is also supported by radar observations, where the strength of the reflected radar echoes is consistent with a high concentration of metals on their surfaces (e.g. Ostro et al. 2000; Magri et al. 2007).

**Table 1.** Date of observations with the fraction of the day for the beginning of the observation, number and name of the asteroid, semimajor axis, eccentricity, inclination, the apparent magnitude, phase angle, as well as heliocentric and geocentric distance.

Date (UT)	Asteroid	$a$	$e$	$i$	$V$	$\Phi$ (°)	$r$ (UA)	$\Delta$ (UA)
2003/10/29.911	497 Iva	2.85918514	0.296270	4.811626	12.05	4.2	2.03	1.04
2003/11/04.482	497 Iva	2.85918514	0.296270	4.811626	12.26	6.4	2.06	1.08
2003/11/05.612	766 Moguntia	3.02032355	0.092544	10.078727	14.78	17.6	2.74	2.07
2003/11/05.630	558 Carmen	2.90676856	0.043101	8.365791	14.29	20.8	2.78	2.54
2006/04/18.226	860 Ursina	2.79537340	0.109044	13.314103	15.81	18.6	3.10	2.75
2006/04/18.321	325 Heidelberga	3.20389760	0.167631	8.540609	14.22	19.4	2.83	2.32
2006/04/18.408	1564 Srbija	3.17462507	0.199762	11.018214	16.27	4.3	3.70	2.72
2006/04/19.353	1280 Baillauda	3.41409115	0.060099	6.457478	16.10	12.9	3.56	2.86
2006/04/19.406	687 Tinette	2.72578375	0.271155	14.853600	16.90	7.4	3.43	2.50
2007/03/13.552	909 Ulla	3.54127850	0.099305	18.747663	15.03	10.6	3.89	3.14

Meanwhile Hardersen et al. (2005) claimed weak absorption features around  $0.9 \mu\text{m}$  for six M-types asteroids. They associate the presence of this band with iron-poor orthopyroxenes and proposed four possible interpretations for these asteroids.

For some M-type asteroids, spectroscopic studies in the Near-Infrared (NIR) region revealed the presence of hydrated minerals, which is difficult to explain for an evolved (constituted by melted minerals) object. Thus, based on  $3\text{-}\mu\text{m}$  observations, Rivkin et al. (2000) and Rivkin et al. (1995) proposed the split of this class into “M-class” asteroids (e.g. the absence of the  $3\text{-}\mu\text{m}$  absorption band) and “W-class” asteroids (e.g. hydrated ones). However Gaffey et al. (2002) discussed the observational difficulties associated with obtaining reliable spectra for the  $3\text{-}\mu\text{m}$  spectral region, and proposed alternative explanations to the aqueous alteration.

In this paper we present spectroscopic results for nine M-type targets in the  $0.8\text{--}2.5 \mu\text{m}$  region. The asteroids were observed during several runs between 2003 and 2007, to study M-type members in the NIR spectral region.

## 2. The observing protocol

The asteroids were observed in the  $0.8\text{--}2.5 \mu\text{m}$  spectral region with SpeX/IRTF instrument, located on Mauna Kea, Hawaii. These observations were performed in remote mode from Centre d’Observation à Distance en Astronomie à Meudon (CODAM) (Birlan et al. 2004, 2006) using the low resolution Prism mode ( $R = 100$ ) of the spectrograph. We used a  $0.8 \times 15$  arcsec slit oriented North-South. The spectra for the asteroid and the solar analog stars were obtained alternatively on two separated locations on the slit denoted A and B (the *nodding* procedure). The data reduction process consists of two main steps: 1) obtaining the raw spectra for the object and the solar analog and 2) computation of a normalized reflectance spectrum by dividing the asteroid spectrum by the solar analog spectrum and performing a correction for telluric lines.

For the first step, the Image Reduction and Analysis Facility (IRAF <http://iraf.noao.edu>) was used in conjunction with a script that creates the command files for a specific set of IRAF instructions. For the second step, after the wavelength calibration, specific IDL routines were also used in order to diminish the influence of telluric bands in our spectra (Rivkin et al. 2004). For publish high confidence data, the raw images were re-reduced using Spextool (Cushing et al. 2004) and specific MIDAS procedures, and the results were compared with the previous ones.

Our strategy was to observe all asteroids as close to the zenith as possible (Table 2). We managed to observe all targets

with an airmass of less than 1.25. No other correction for the differential refraction was performed. Each observed asteroid was preceded by observations of solar analogs in the vicinity (airmass differences between the asteroid and the standard were less than 0.1). The seeing varied between  $0.7\text{--}1.8$  arcsec during the observing runs, and the humidity was in the 25%–85% range.

In order to obtain a  $S/N$  in the 80–200 range, we needed 15 to 40 min of exposure time, depending on the asteroid magnitude, and counting both the effective exposure and CCD camera readout time. Exposure times are presented in Table 2.

For 497 Iva, one visible spectrum was obtained using the Dolores/TNG facility. The Dolores spectrograph was used in the LR-B mode. MIDAS procedures for spectral reduction were used for the final spectrum.

For the asteroid spectra, the solar analogs SA 93-101, HD 76332, SA 98-1155, SA 93-1077, HD 103529, HD 95364, HD 103529, HD 257880 were observed. For the computation of the final reflectance (ratio between the asteroid spectrum and the star spectrum) we took into account the similar dynamic regimes of the detector (Vacca et al. 2004; Rayner et al. 2003).

## 3. Results

The M-type asteroids observed are: 325 Heidelberga, 497 Iva, 558 Carmen, 687 Tinette, 766 Moguntia, 860 Ursina, 909 Ulla, 1280 Baillauda, and 1564 Srbija. Their orbital elements the observations are presented in Table 1.

The near-IR spectra are presented in Fig. 1. All the spectra are normalized to  $1.21 \mu\text{m}$ . Most asteroids have linear, featureless spectra, with positive slopes. The only exception is the spectrum of 766 Moguntia, which will be treated separately.

For all the spectra we computed the slope using a linear procedure over the entire NIR spectral region.

### 3.1. 325 Heidelberga

Visible spectrophotometry of this object was obtained in the *24-color Survey* (Chapman & Gaffey 1979). Its IRAS albedo (Tedesco & Veeder 1992) is estimated to be  $0.1068 \pm 0.005$  for a diameter of  $75.72 \pm 1.7$  km. Its NIR spectrum is linear with a positive slope estimated as  $0.27 \mu\text{m}^{-1}$ .

### 3.2. 497 Iva

This asteroid was observed in both *ECAS* (Zellner et al. 1985) and *SCAS* (Clark et al. 1995) surveys. The results of Rivkin et al. (1995) revealed no presence of water of hydration in the  $3 \mu\text{m}$

**Table 2.** Exposure data for each asteroid. The columns show the mean UT value for each series, the individual time for each spectrum (Itime), the number of cycles, and the airmass at the mean UT of each series.

Object	UT (h m s)	Itime(s)	Cycles	Airmass	S/N	Telescope
325 Heidelberga	07 43 16	120	10	1.090	200	IRTF
497 Iva	21 53 10	900	1	1.037	90	TNG
497 Iva	11 34 25	30	8	1.244	110	IRTF
558 Carmen	15 07 09	40	12	1.036	200	IRTF
687 Tinette	09 45 45	120	9	1.278	70	IRTF
766 Moguntia	14 42 27	40	9	1.050	100	IRTF
860 Ursina	05 25 22	120	9	1.007	100	IRTF
909 Ulla	13 15 40	120	4	1.034	90	IRTF
1280 Baillauda	08 28 40	120	11	1.139	90	IRTF
1564 Srbija	09 47 44	120	10	1.071	70	IRTF

region. Our spectrum in the visible region (Fig. 2) has a monotonic, featureless trend, the slope being estimated as  $0.36 \mu\text{m}^{-1}$ .

Its near-IR spectrum also presents a positive slope, with a value of  $0.32 \mu\text{m}^{-1}$ .

### 3.3. 558 Carmen

Both *ECAS* and *24-color Survey* data have been reported for this asteroid. Its IRAS albedo is estimated to  $0.1161 \pm 0.007$  for a diameter of  $(59.31 \pm 1.8)$  km. Visible spectrum was given in the *S3OS2* database (Lazzaro et al. 2004).

For our NIR reddish, featureless spectrum, a slope of  $0.256 \mu\text{m}^{-1}$  was computed.

### 3.4. 687 Tinette

Colors for *ECAS* and visible spectroscopy from *SMASS II* (Bus & Binzel 2002) have been reported. Our NIR spectrum has a positive slope with a value of  $0.25 \mu\text{m}^{-1}$  and no major features of absorption.

### 3.5. 766 Moguntia

Colors of this asteroid were given in the *ECAS* data. No spectral data are available in the literature. However, Hardersen et al. (2006) have reported observations of this asteroid in the NIR spectral range, with an absorption band, quite unusual for M-type asteroids. Our NIR spectrum reveals a relative neutral trend with slightly positive slope of  $0.065 \mu\text{m}^{-1}$ , as well as a shallow large band around  $1 \mu\text{m}$ .

### 3.6. 860 Ursina

*ECAS* colors have been reported, and its IRAS albedo is estimated to  $0.1618 \pm 0.020$  for a diameter of  $(29.32 \pm 1.6)$  km. A visible spectrum obtained by the *SMASS II* survey is also available for this asteroid. Our NIR data reveal a spectrum with no significant absorption features. The slope was estimated to be  $0.21 \mu\text{m}^{-1}$ .

### 3.7. 909 Ulla

Colors for this asteroid were observed in both *ECAS* and the *24-color asteroid Survey*. The IRAS albedo is estimated to  $0.0343 \pm 0.001$  for a diameter of  $(116.44 \pm 2.4)$  km. The estimation obtained for the IRAS albedo is close to the C or D-type asteroids than to the average value of M-type ones. The NIR

spectrum was previously published by Clark et al. (2004) and exhibits a reddish trend, having a slope of  $0.16 \mu\text{m}^{-1}$ .

Our NIR spectrum confirms the reddish, neutral trend for 909 Ulla, and the slope parameter was estimated to be  $0.15 \mu\text{m}^{-1}$ .

### 3.8. 1280 Baillauda

Its IRAS albedo is smaller than the average value of M-type asteroids  $0.0505 \pm 0.004$  for a diameter of  $(50.83 \pm 2.0)$  km. *ECAS* colors are also available. The visible spectrum was obtained in the *S3OS2* survey.

Our NIR spectrum is reddish, and featureless, with a slope of  $0.27 \mu\text{m}^{-1}$ .

### 3.9. 1564 Srbija

Only *ECAS* colors have been published for this asteroid. Our NIR spectrum is reddish, and featureless, with a slope of  $0.24 \mu\text{m}^{-1}$ .

## 4. Discussion

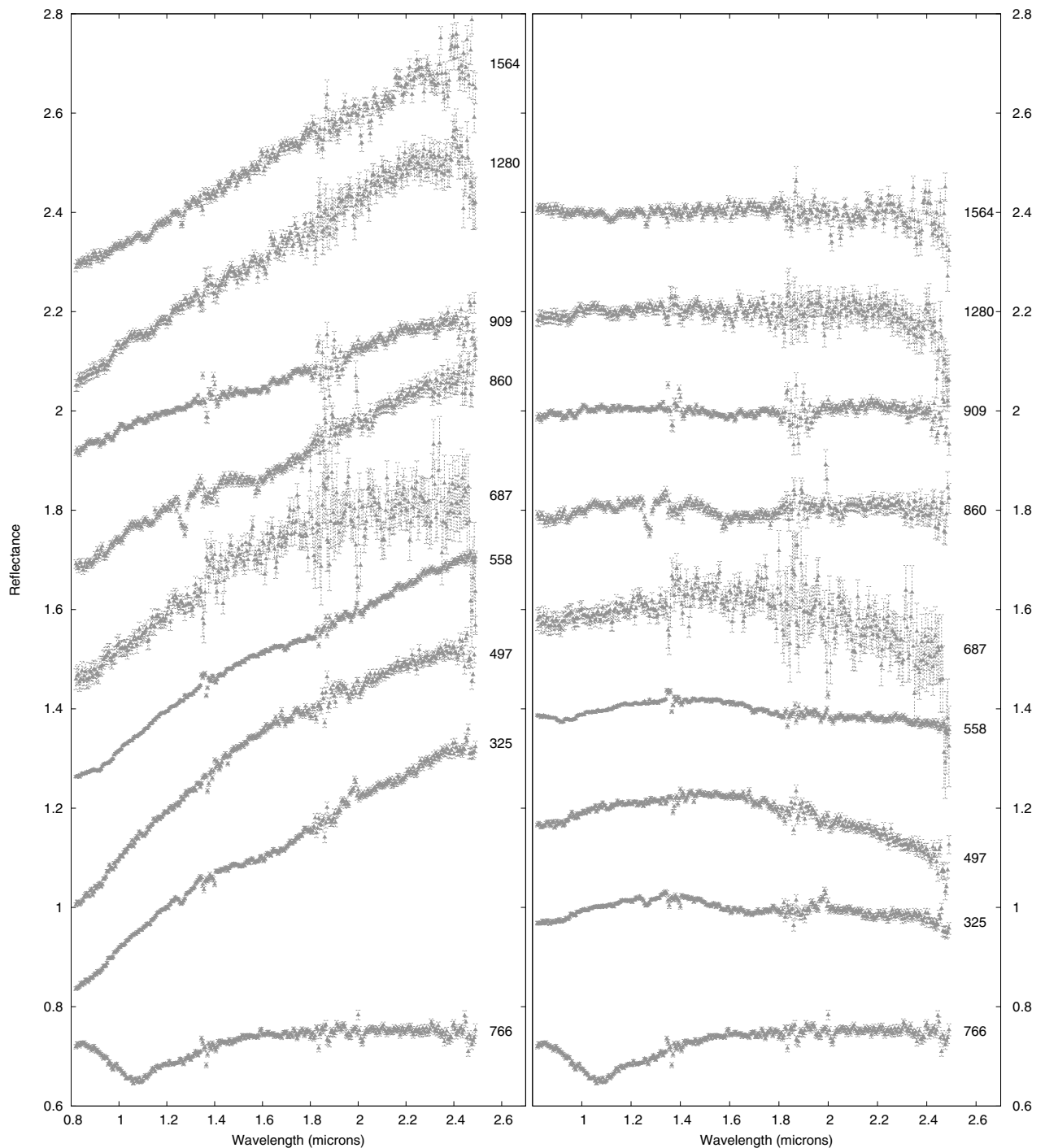
Eight of our spectra (except that of 766 Moguntia) have quite large positive slopes (Fig. 6 and Table 3). For five objects (497, 687, 909, 1280, 1564) the spectra do not show any spectral features. Nevertheless, some weak bands appear in the spectra of 325 Heidelberga, 558 Carmen and 860 Ursina. Reducing the data with Spextool v3.4 did not reveal these bands. Therefore, we attribute these bands to the procedure that corrects for the telluric bands. For a few of them, the spectra have a slight modification (decreasing trend) of the slope in the region  $2.3\text{--}2.5 \mu\text{m}$  which is in the region of low sensitivity of the detector (i.e. low S/N ratio).

Five of our asteroids (325, 497, 558, 766, and 860) are present in the analysis of Belskaya & Lagerkvist (1996). They classified four of them as M-type, and 766 Moguntia was considered as “unusual M”.

The  $3 \mu\text{m}$  region of the spectra for our targets is not present in the literature, except for that of 497 Iva, classified as anhydrous by Rivkin et al. (1995).

Polarimetric results have been published for 558 Carmen (Gil-Hutton 2007). These results are in agreement with those previously obtained for M-type asteroids. However, we note the discrepancy between its derived polarimetric albedo ( $0.21 \pm 0.003$ ) and the IRAS one ( $0.116 \pm 0.007$ ).

Hardersen et al. (2005) suggested evidence for the presence of iron-poor orthopyroxenes on the surface of some M-type asteroids. They also observed the asteroid 325 Heidelberga, but did



**Fig. 1.** NIR spectra of the nine observed asteroids, with their errorbars. The spectra were normalized to  $1.25 \mu\text{m}$  and offset for visibility (*left panel*). Continuum subtracted spectra are presented in the *right panel*.

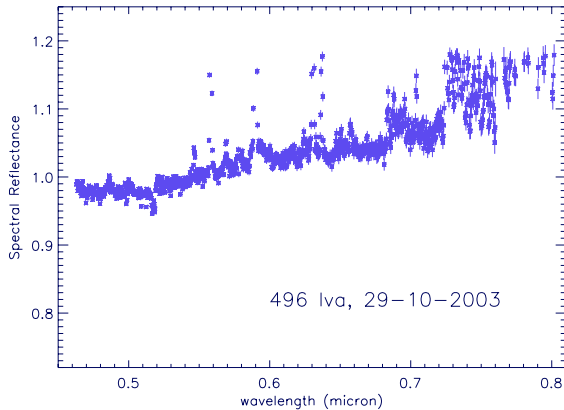
not find evidence for absorption bands (within the noise limit of their data). Our spectrum does not show evidence of an absorption band mainly because our observations were not conducted in this direction. This weak absorption band was also reported for the asteroids 558 Carmen (Hardersen et al. 2006) and 497 Iva (P. Hardersen, private communication).

In order to constrain the surface composition of the observed asteroids, we compared their spectra with meteorites. The RELAB database (<http://1f314-r1ds.geo.brown.edu>) of

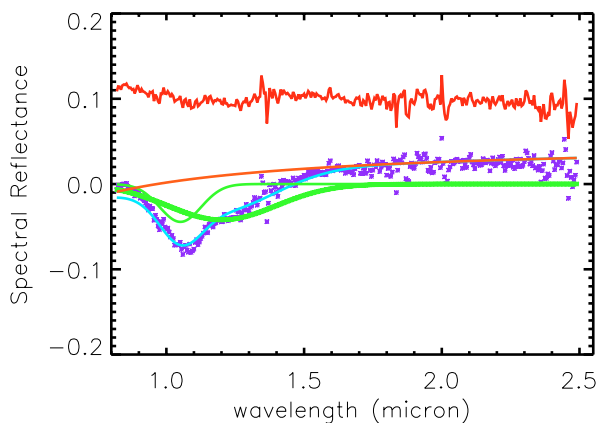
meteorite spectra was used. A  $\chi^2$  analysis was performed following Nedelcu et al. (2007), identically to their work.

Several simulations were performed besides the computation of the  $\chi^2$  results presented here, we applied a  $\chi^2$  analysis to the NIR range. The NIR positive slopes of our asteroid spectra made the interpretation difficult, since several distinct and dichotomic meteorite classes (CI/CM represented by Tagish Lake, Abee, ...) have the same trend in this spectral range. Our results suggest that in this range it might be difficult to distinguish between a D,





**Fig. 2.** The spectrum of 497 Iva in the visible region, with errorbars. This spectrum exhibits monotonic behavior with a slightly positive slope. The edge of the spectrum is less reliable because of limitations of the instrument and detector (<http://www.tng.iac.es/instruments/lrs/>).



**Fig. 3.** Modified Gaussian Model applied to asteroid 766 Moguntia. Two absorption bands (light green) associated with olivine were used to model the experimental data, by using free parameters option. The error between the real spectrum and the best fit is presented in red. The best fit (turquoise) suggests a surface dominated by olivine minerals.

E, T or M type asteroid. As a consequence we performed the  $\chi^2$  analysis over a wider wavelength range by adding the visible part. Our simulations revealed that a combination of visible and near-infrared data largely attenuates this ambiguity, even for the small density of data in the visible. However, we must be cautious due to the heterogeneity of these visible data (different telescopes, instruments and data reduction procedures).

We complement our NIR spectra with visible spectroscopy, colors and spectrophotometric data as follows: *24 color survey* data were used for 325 Heidelberga and 909 Ulla, *ECAS* colors were used for 1564 Srbija and 766 Moguntia, *SMASS II* data were used for 687 Tinette and 860 Ursina, *S3OS2* for 558 Carmen and 1280 Baillauda, and the visible spectrum presented in Fig. 2 for the asteroid 497 Iva.

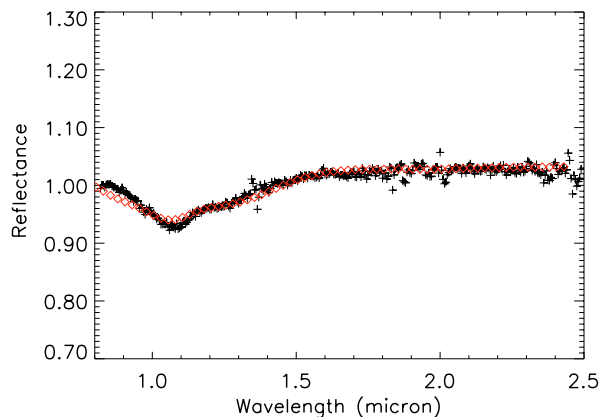
The best fit of asteroids and meteorite analogs are presented in Fig. 6, and Table 3 presents the first five best scores for the meteorite analogs with respect to each asteroid, the NIR slope of each asteroid, the V counterpart used in the analysis, and the IRAS albedo when available.

Our results mostly favour metallic meteorites as the best analogs of our asteroid sample (except for 766 Moguntia). As

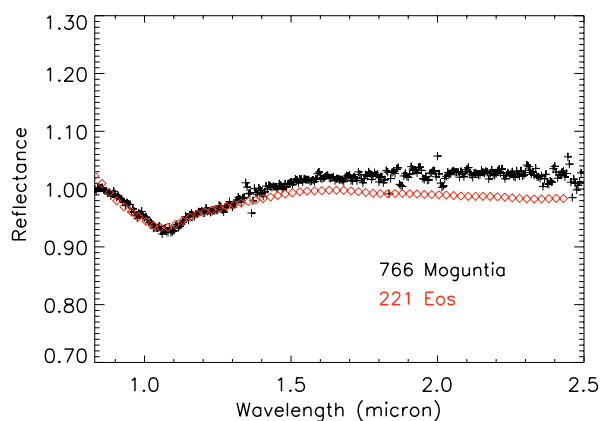
**Table 3.** Best fit of asteroids and meteorite spectra. The five first ranked meteorite analogs have been tabulated. When the meteorite is presented several times in the table for the same asteroid, this represents the differences in preparation of the analyzed sample. Metallic meteorites are the best fit for eight of our asteroids (the exception is the asteroid 766 Moguntia). The table also ranks a heated sample of meteorite Murchinson (marked by \*), two samples of fresh cut Tagish Lake meteorite (one of them is presented for several asteroids), one Abee sample, one CM2 meteorite from Antarctica (LEW85311) and one lodranite (MAC88177). The last column show the slope of each asteroid NIR spectrum. We add the IRAS albedo (labeled A) when available.

Spectrum	Meteorite	Type	$\chi^2$ ( $\times 10^6$ )	S ( $\mu\text{m}^{-1}$ )
325 Heidelberga	DRP78007	Iron	244	0.27
	Butler	Iron	270	
	DRP78007	Iron	287	
	DRP78007	Iron	378	
497 Iva	DRP78007	Iron	415	0.32
	Odessa	Iron IA	264	
	Cassey	Iron IAB	613	
	Tagish Lake	CI/CM	698	
	Butler	Iron	993	
558 Carmen	DRP78007	Iron	1280	0.256
	Chulafinnee	Iron IIIAB	86	
	DRP78007	Iron	152	
	DRP78007	Iron	159	
	Feni	Iron	273	
687 Tinette	Feni	Iron	322	0.25
	Chulafinnee	Iron IIIAB	319	
	Feni	Iron	335	
	Feni	Iron	341	
	Tagish Lake	CI/CM	372	
766 Moguntia	Tagish Lake	CI/CM	394	0.065
	Ozona	H6	92	
	ALH84028	CV3	115	
	Murchinson*	CM2	147	
	Allende	CV3	189	
860 Ursina	Murchinson	CM2	333	0.21
	Murchinson*	CM2	418	
	Abee	E4	471	
	Feni	Iron	507	
	Feni	Iron	519	
909 Ulla	Odessa	Iron	629	0.15
	Mundrabilla	Iron	218	
	MAC88177	Lodranite	218	
	Mundrabilla	Iron	262	
	Mundrabilla	Iron	325	
1280 Baillauda	Murchinson*	CM2	343	0.27
	DRP78007	Iron	271	
	Tagish Lake	CI/CM	407	
	DRP78007	Iron	408	
	DRP78007	Iron	507	
1564 Srbija	DRP78007	Iron	508	0.24
	Odessa	Iron IA	176	
	Odessa	Iron IA	182	
	LEW85311	CM2	408	
	Tagish Lake	CI/CM	416	
Feni	Iron	421		

one can see from Table 3, other samples belonging to different meteoritic classes have also been ranked: Murchinson, Tagish Lake, LEW85311 and MAC88177. However, some of these samples have been prepared under particular conditions (heated samples at 700°–800° C for Murchinson, two samples of fresh cut or weathered portion for Tagish Lake meteorite) and we are cautious about their relevance.



**Fig. 4.** NIR spectrum of 766 Moguntia (in black) is plotted together with the best fit (red diamonds) obtained using the Shkuratov model (derived composition: 100% olivine with Mg number =  $45 \pm 5$ ).

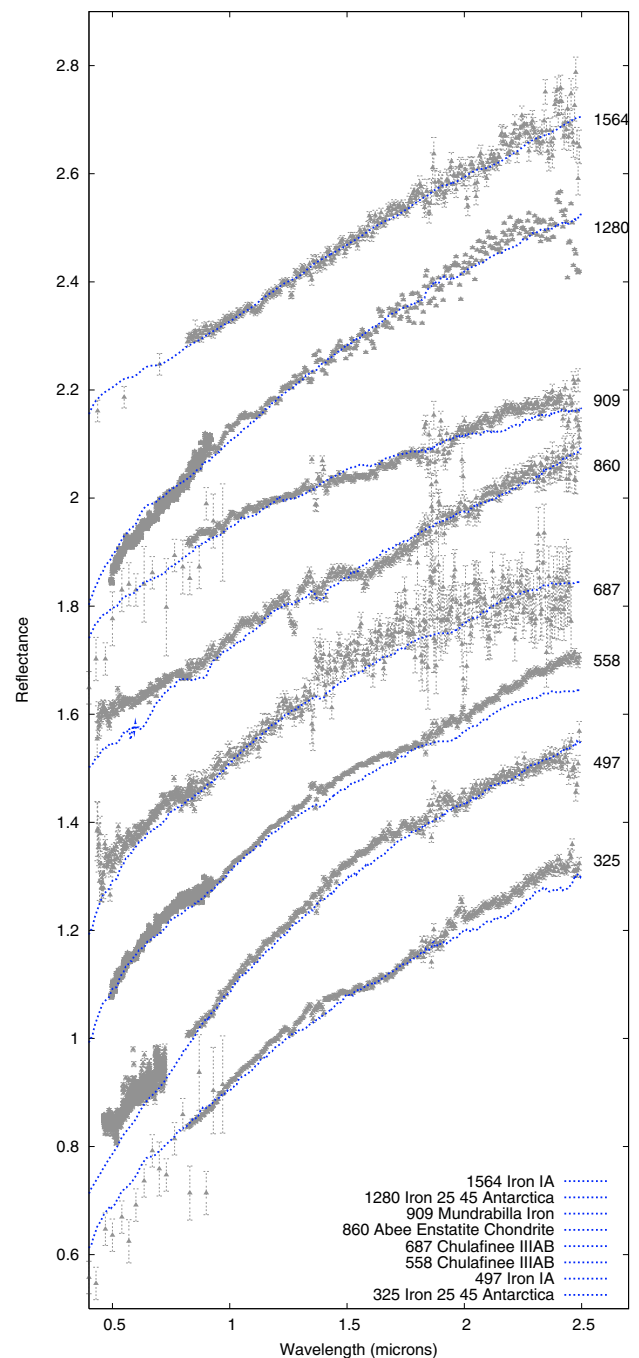


**Fig. 5.** NIR spectrum of 766 Moguntia presents a trend very similar to the asteroid 221 Eos, classified as a K class member.

The  $\chi^2$  results do not settle all the uncertainties concerning the match between M-type asteroids and meteoritic classes. Two meteorite samples (Abee and MAC88177 meteorites) are in good agreement with two spectra (the asteroid 860 Ursina and 909 Ulla respectively). The Abee meteorite has an enstatitic chondritic mineralogy, while MAC88177 has been associated with lodranites. Together with acapulcoites, lodranites are believed to have originated from a parent body that experienced variable degrees of heating, thus being the materialization of a partial melting and melt migration processes (Floss 2000). The brecciated enstatitic chondrite Abee has been classified as EH4, a class that has preserved the original structure of chondrules.

The link between M-asteroids and metallic meteorites does not represent a unique solution, while meteorites experiencing partial melting and several degrees of heating could also give a relatively good fit. In particular, 909 Ulla and 1280 Baillauda have their IRAS albedo in the 0.03–0.05 range, which is compatible with D and T type asteroids but not M-types. For both asteroid spectra the best fit was obtained with an iron meteorite. This result could be biased by the small number of primitive meteorites, assuming that the IRAS albedo is correct.

Particular attention has been paid to the asteroid 766 Moguntia. Its NIR spectrum presents a neutral slope, and a shallow and wider absorption band around  $1 \mu\text{m}$ . This band was previously announced by Hardersen et al. (2006) and their band depth estimation is in agreement with ours



**Fig. 6.** Spectra of the asteroids presented here and the inferred meteorites (in blue). The legend describing the meteorites corresponds to the best fit, in order, from the top to the bottom. The asteroid visible spectra complement our NIR spectra as discussed in the text.

(around 5%). We underline also the lack of the absorption features in the  $2 \mu\text{m}$  region.

The absorption band at  $1 \mu\text{m}$  suggests the presence of olivine on the asteroid surface. Based on the relative high  $S/N$  for 766 Moguntia, a mineralogical analysis has been made using MGM procedures (Sunshine & Pieters 1993).

Nimura et al. (2006) performed an analysis of the Alta'ameem chondritic meteorite in order to constrain the

**Table 4.** MGM results using two olivine bands. The center of the bands as well as their full width at half maximum (*FWHM*) and strength are presented. The Fe (%) represents the content of iron in olivine crystals, as derived from the Fig. 1 of Nimura et al. (2006).

Asteroid	Band I (nm)	FWHM (nm)	Str	Fe (%)	Band II (nm)	FWHM (nm)	Str	Fe (%)
766 Moguntia	1050.9	178.0	-0.0444	33 ± 1	1201.94	464.5	-0.0421	21 ± 1

olivine bands, by taking into account three of the olivine bands, around 1  $\mu\text{m}$ . Our analysis was started using the same three absorption bands (0.84, 1.050, and 1.190  $\mu\text{m}$ ), in the MGM free parameters approach. In this approach, the solution shows that for 766 Moguntia the presence of the 0.84  $\mu\text{m}$  absorption band is unnecessary. Finally, the best solution, adopted and presented in Fig. 3, is deduced with two absorption bands (Table 4). The iron content in the olivine minerals was estimated to be 33% and 21% for each band.

Our MGM analysis is also reinforced by the  $\chi^2$  test on RELAB meteorites. The best correspondence of the 766 Moguntia spectrum was found to the Ozona (H6) meteorite sample and ALH84028 (CV3 type). It is unlikely that this object belongs to the M-class.

To investigate in more detail Moguntia's surface composition, we modelled its spectrum using the Shkuratov scattering model (Shkuratov et al. 1999). The first step of the modelling consisted of choosing reasonable end member minerals. We use the optical constants of silicates such as olivine, ortho- and clinopyroxene since the spectra of these minerals display absorption bands in the NIR. For these minerals, we considered the optical constants for different chemistries, i.e., different Mg-number (Lucey 1998). We did not use optical constants of featureless materials (e.g. iron) since no evidence of their existence is brought by Moguntia's NIR spectrum.

The free parameters of the model are the relative abundance of the components (whose sum must be equal to 1), the mineral chemistries of the various components (variation of the Mg-number) and the effective (average) optical pathlength (proportional to the grain size). Finally, an IDL routine using the Levenberg-Marquardt algorithm was used to find the minimum root-mean-squared (RMS) residual between the measured spectrum and the computed one.

The best fit is shown in Fig. 4. Our results imply that Moguntia's surface is composed exclusively of olivine (at a 98% confidence level) with an Mg number of  $45 \pm 5$ . The effective (average) optical pathlength is equal to 0.9. This number is considerably low. We interpret this as the presence of 1) a neutral phase which reduces the band depth or 2) a matrix as found in carbonaceous chondrites. Indeed, the CV3 meteorite ALH 84028 provides one of the best matches to Moguntia's spectrum. If confirmed in the visible, this Moguntia-CV3 connection may imply that this asteroid belongs to the K class. The spectra of 221 Eos (R. P. Binzel, Private communication) and 766 Moguntia are very similar and the only variation is due to a slope difference that we may attribute to space weathering effects (Fig. 5). The members of an asteroid family are characterized by similar spectra. The membership of 766 Moguntia in the dynamical family of Eos is also sustained by the good agreement of their spectra. K-type asteroids are spectra intermediate between S and C classes, and Burbine et al. (2001) proposed the K-type asteroids as parent bodies of CO/CV meteorites. This reinforces our conclusion that 766 Moguntia has been misclassified.

## 5. Conclusions

We obtained nine NIR spectra of asteroids belonging to the M class using IRTF/SpeX and one V spectrum with TNG/Dolores.

Comparative analysis of these objects was performed using a  $\chi^2$  method. For one of them, an MGM analysis was also performed.

The NIR spectral slope of eight asteroids span the range 0.15–0.32  $\mu\text{m}^{-1}$ .

Our spectral observations and analysis confirm a NIR trend of the spectra quite similar to metallic meteorites for eight objects. However, the relatively good match between our targets and some primitive and stony-iron meteorites cannot be completely excluded.

The asteroid 766 Moguntia was investigated using a  $\chi^2$  analysis, MGM techniques, and the Shkuratov scattering law. This object presents an absorption feature around 1  $\mu\text{m}$  which could be related to the presence of olivine crystals on its surface. Its NIR spectrum is similar to that of CO/CV meteorites. The similarity of the 766 Moguntia spectrum with the one of 221 Eos, with both objects belonging to the same dynamical family, corresponds to the accepted idea of spectral homogeneity within the family.

*Acknowledgements.* The article is based on observations acquired with InfraRed Telescope Facilities as well as the CODAM remote facilities. The visible spectrum presented herein was obtained using the facilities of Telescopio Nazionale Galileo. We thank all the telescope operators for their contribution.

This research utilizes spectra acquired with the NASA RELAB facility at Brown University.

The work of Dan Alin Nedelcu was supported by the ESA traineeship program. We thank Joshua Emery for the useful comments and Richard Binzel and Paul Hardersen for discussions.

## References

- Barucci, M. A., Capria, M. T., Coradini, A., & Fulchignoni, M. 1987, *Icarus*, 72, 304
- Belskaya, I. N., & Lagerkvist, C.-I. 1996, *Planet. Space Sci.*, 44, 783
- Belskaya, I. N., Efimov, Y. S., Lupishko, D. F., & Shakhovskoi, N. M. 1985, *Soviet Astron. Lett.*, 11, 116
- Belskaya, I. N., Kiselev, N. N., Lupishko, D. F., & Chernova, G. P. 1987, *Kinematika i Fizika Nebesnykh Tel*, 3, 19
- Belskaya, I. N., Kiselev, N. N., Lupishko, D. F., & Chernova, G. P. 1991, *Kinematika i Fizika Nebesnykh Tel*, 7, 11
- Birlan, M. 2000, *Earth Moon and Planets*, 88, 1
- Birlan, M., Fulchignoni, M., & Barucci, M. A. 1996, *Icarus*, 124, 352
- Birlan, M., Barucci, M. A., Vernazza, P., et al. 2004, *New Astron.*, 9, 343
- Birlan, M., Vernazza, P., Fulchignoni, M., et al. 2006, *A&A*, 454, 677
- Bowell, E., Chapman, C. R., Gradie, J. C., Morrison, D., & Zellner, B. 1978, *Icarus*, 35, 313
- Britt, D. T., & Consolmagno, G. J. 2000, *Icarus*, 146, 213
- Burbine, T. H., Binzel, R. P., Bus, S. J., & Clark, B. E. 2001, *Meteoritics and Planetary Science*, 36, 245
- Bus, S. J., & Binzel, R. P. 2002, *Icarus*, 158, 106
- Chapman, C. R., & Gaffey, M. J. 1979, in *Asteroids*, ed. T. Gehrels, 655
- Clark, B. E., Bell, J. F., Fanale, F. P., & O'Connor, D. J. 1995, *Icarus*, 113, 387
- Clark, B. E., Bus, S. J., Rivkin, A. S., Shepard, M. K., & Shah, S. 2004, *AJ*, 128, 3070

- Cloutis, E. A., Gaffey, M. J., Smith, D. G. W., & Lambert, R. S. J. 1990a, *J. Geophys. Res.*, 95, 8323
- Cloutis, E. A., Gaffey, M. J., Smith, D. G. W., & Lambert, R. S. J. 1990b, *J. Geophys. Res.*, 95, 281
- Cushing, M. C., Vacca, W. D., & Rayner, J. T. 2004, *Planet. Space Sci.*, 116, 362
- Dollfus, A., Mandeville, J. C., & Duseaux, M. 1979, *Icarus*, 37, 124
- Floss, C. 2000, *Meteoritics and Planetary Science*, 35, 1073
- Fulchignoni, M., Barucci, M. A., & Tedesco, E. F. 1995, *Planet. Sp. Sci.*, 43, 691
- Gaffey, M. J., Cloutis, E. A., Kelley, M. S., & Reed, K. L. 2002, *Asteroids III*, 183
- Gil-Hutton, R. 2007, *A&A*, 464, 1127
- Hardersen, P. S., Gaffey, M. J., & Abell, P. A. 2005, *Icarus*, 175, 141
- Hardersen, P. S., Gaffey, M. J., Cloutis, E., Abell, P. A., & Reddy, V. 2006, in *Lunar and Planetary Inst. Technical Report, 37th Annual Lunar and Planetary Science Conference*, ed. S. Mackwell, & E. Stansbery, 37, 1106
- Harris, A. W. 1979, *Icarus*, 40, 145
- Lagerkvist, C.-I., Belskaya, I., Erikson, A., et al. 1998, *A&AS*, 131, 55
- Lazzaro, D., Angeli, C. A., Carvano, J. M., et al. 2004, *Icarus*, 172, 179
- Lucey, P. G. 1998, *J. Geophys. Res.*, 103, 1703
- Lupishko, D. F., & Belskaya, I. N. 1989, *Icarus*, 78, 395
- Magri, C., Nolan, M. C., Ostro, S. J., & Giorgini, J. D. 2007, *Icarus*, 186, 126
- Margot, J. L., & Brown, M. E. 2003, *Science*, 300, 1939
- Nedelcu, D. A., Birlan, M., Vernazza, P., et al. 2007, *A&A*, 470, 1157
- Nimura, T., Hiroi, T., Ohtake, M., et al. 2006, in *Lunar and Planetary Institute Conference Abstracts, 37th Annual Lunar and Planetary Science Conference*, ed. S. Mackwell, & E. Stansbery, 37, 1600
- Ostro, S. J., Hudson, R. S., Nolan, M. C., et al. 2000, *Science*, 288, 836
- Ostro, S. J., Hudson, R. S., Benner, L. A. M., et al. 2002, *Asteroids III*, 151
- Rayner, J. T., Toomey, D. W., Onaka, P. M., et al. 2003, *PASP*, 115, 362
- Rivkin, A. S., Howell, E. S., Britt, D. T., et al. 1995, *Icarus*, 117, 90
- Rivkin, A. S., Howell, E. S., Lebofsky, L. A., Clark, B. E., & Britt, D. T. 2000, *Icarus*, 145, 351
- Rivkin, A. S., Binzel, R. P., Sunshine, J., et al. 2004, *Icarus*, 172, 408
- Shkuratov, Y., Starukhina, L., Hoffmann, H., & Arnold, G. 1999, *Icarus*, 137, 235
- Sunshine, J. M., & Pieters, C. M. 1993, *J. Geophys. Res.*, 98, 9075
- Tedesco, E. F., & Veeder, G. J. 1992, in *The IRAS Minor Planet Survey*, Tech. Rep. PL-TR-92-2049, Phillips Laboratory, Hanscom AF Base, MA, ed. E. F. Tedesco, G. J. Veeder, J. W. Fowler, & J. R. Chillemi, 1, 313
- Tholen, D. J. 1984, Ph.D. Thesis, AA(Arizona Univ., Tucson.)
- Tholen, D. J. 1989, in *Asteroids II*, ed. R. P. Binzel, T. Gehrels, & M. S. Matthews, 1139
- Tholen, D. J., & Barucci, M. A. 1989, in *Asteroids II*, ed. R. P. Binzel, T. Gehrels, & M. S. Matthews, 298
- Vacca, W. D., Cushing, M. C., & Rayner, J. T. 2004, *PASP*, 116, 352
- Zellner, B., Tholen, D. J., & Tedesco, E. F. 1985, *Icarus*, 61, 355

# The Physics of Asteroids and Their Junction with Dynamics

M. Birlan and A. Nedelcu

**Abstract** The study of asteroid families is an important current topic. New insights obtained by dynamical considerations motivating the interest in completing the knowledge of the physics and the composition inside asteroid families. The discovery of young families offers a new frame of study of interaction between the family members, the family and the other solar system bodies, the consequence of a “hostile” medium for asteroid surface, the importance of cumulative, and long-term, non-gravitational effects. The last decade has shown that long-term dynamics of family objects can be explained by accounting for new physical effects such as Yarkovsky and Yarkovsky–O’Keefe–Radzievskii–Paddack effects. A review of these topic reveals the complexity and the importance of interdisciplinary research on these bodies.

## 1 Introduction

The asteroids are a population of objects in the solar system containing more than 404,923 objects.<sup>1</sup> Due to their large number and the location in their inner planetary system, this population represents a laboratory of study for celestial mechanics problems such as the dynamics of orbits, stability, chaos, and the long-term evolution of orbits.

New remote-sensing capabilities have opened the early history of individual asteroids and their parent bodies to sophisticated investigation. Based on the small size of the planetesimals and on meteorite chronologies, it is known that all significant chemical processes that affected these minor planets were essentially complete

---

M. Birlan (✉)

Institut de Mécanique Céleste et de Calculs des Éphémérides, 77 av Denfert-Rochereau,  
75014 Paris Cedex, France, Mirel.Birlan@imcce.fr

A. Nedelcu

Astronomical Institute of the Romanian Academy, str Cu titl de Argint nr 5, Bucharest 4,  
Romania; Institut de Mécanique Céleste et de Calculs des Éphémérides, 77 av Denfert-Rochereau,  
75014 Paris Cedex, France, nedelcu@astro.aira.ro

<sup>1</sup> Number of known objects of April 16, 2008, following <ftp://ftp.lowell.edu/pub/elgb/astorb.html>

within the first 0.5% of solar system history. Asteroids represent the sole surviving in situ population of early inner solar system planetesimals, bodies from which the terrestrial planets subsequently accreted. Thus, one of the central questions of current asteroid physical studies concerns the geologic issues related to the original compositions of asteroidal parent bodies and the chemical and thermal processes that altered the original planetesimals [35].

The asteroid families are widely believed to be produced by large collisions over the solar system history. A short definition of the *syntagma* “asteroid family” is a cluster of objects which are genetically and dynamically linked, a result of a catastrophic event (collision of two bodies followed by the destruction of both target and impactor). As a corollary, clusters that are recognizable only because they occupy peculiar zones in the orbital elements space, which are isolated by the presence of secular and mean motion resonances, should not be termed as “family” [99].

Historically, the existence of families of asteroids was suggested by Hirayama in 1918, who noticed “condensation here and there” in the distribution of the asteroids with respect their orbital elements, in particularly the mean motion  $n$ , the eccentricity  $e$ , and the inclination  $i$  [41]. Depicted by Hirayama as “curiously,” “still curiously,” or “remarkable coincidence,” the distributions of some asteroids around the same value of orbital elements outline the major families of 158 Koronis, 221 Eos, and 24 Themis.

Asteroid families research has become a hot topic in the last decade [92]. This increasing interest will be developed in the following sections. The second section will treat briefly the dynamical aspects linked to families (both old and young ones). The overview of new, interesting physical aspects will be developed in the third section. The scientific aspects linked to the young families of asteroids will be developed in the fourth section of this article. Finally, some ideas and directions of research are proposed as conclusions.

## 2 Dynamical Considerations

### 2.1 Identification of Asteroid Families: Choice of Orbital Elements

The time variation of osculating elements of asteroids is due to the presence of several gravitational fields (major planets and other minor bodies). Jupiter’s gravitational field is the most important for the evolution of the osculating elements of main-belt asteroids, but contributions of other planet gravitational fields should be also taken into account. This variation of osculating elements makes them inappropriate for the purposes of asteroid family identification [99].

The research of time-invariant orbital elements was developed in numerous articles [14, 1, 95, 22, 95, 46]. The appropriate semantics accepted by the researchers is “orbital proper elements” and designates the quasi-integrals of motion which are nearly constant in time [47].

Depending on the scientific approach, the computation of proper elements is based on analytical, semi-analytical, or synthetic methods [61–63, 52, 53, 47]. Knežević et al. [47] emphasized some particular cases (asteroids near resonances, Hildas, Trojans) of asteroids with proper elements on which different approaches could give different results. They also point out the importance of the accuracy, reliability, and the time-interval stability of the proper elements of minor bodies.

The importance of high-accuracy proper elements is crucial in the age determination of young families [73, 92]. These articles (along with others [71, 74, 21]) use numerical integration in order to find the moment of nearly identical orbital elements of the family. However, orbital element integration backward in time, used as a direct method of age determination, is limited to families younger than 10 Myr [92]. Orbital element convergence of the family members becomes more precise when cumulative, non-gravitational, long-term forces [74] are taken into account.

## ***2.2 Dynamics of the Families and the Dust Bands***

The main belt is most probably a population dynamically relaxed which contained at least several times as much mass during planet formation as it does nowadays. Numerical simulations suggest that the asteroid belt was excited and depleted before the terrestrial planets completed their growth process [79]. In the assumption of giant planet migration proposed as the cause of the Late Heavy Bombardment (LHB), the asteroid belt was strongly perturbed [55]. The LHB largely erases the traces of the original distribution of objects in the region between Mars and Jupiter [65, 37]. Catastrophic collisions followed by the competition of superimposed gravitational influences of the Sun and planets “sculpted” the actual dynamical distribution of the main belt.

Main-belt collisions followed by disruption can liberate a wide range of fragments from micrometers to tens of kilometers. Two processes will differentiate the asteroid-sized fragments from the micrometer-sized ones. The large fragments will gravitationally evolve. Depending on their relative velocities, large fragments also will be spread somewhat in the interplanetary space. For low relative velocity fragments, the process of reaccretion (coalescence) could play an important role. Most of the asteroid-sized fragments which remain near the location of the parent body are identified nowadays as asteroid family members. Both family members and the small-size particle (sometimes defined as by-product of the collision) could give important insights on the main-belt evolution.

Numerical simulations of the collisional disruption of large asteroids were performed using sophisticated 3D codes [57, 56, 58, 60] and the gravitational interaction and evolution of the resulted fragments were traced. One of the simulation objectives was to deduce the formation process of big families such are Eunomia, Koronis, or Flora. Some major conclusions are drawn from the simulations, such as (i) all large family members must contain gravitationally re-accumulated fragments, (ii) the family distribution is composed of a large body and the rest of members follows a quasi-linear size–frequency distribution (SFD). New studies [29] suggest

that about 20 observed main-belt families are produced over the age of the solar system by catastrophic collisions of parent bodies larger than 100 km.

The small fragments produced by a disruptive collision have a different evolution. Models of interplanetary dust based on a variety of dynamical and physical processes (planetary perturbations, Poynting–Robertson drag, radiation pressure, electromagnetic forces, mutual collisions, sublimation, etc.) are used to explain the presence and evolution of fragments through a dust band. The origin of zodiacal dust bands<sup>2</sup> was related to the Eos, Koronis, and Themis large families of asteroids [27] and to newly identified young families of Karin and Veritas [73]. New studies of the evolution of dust trails into bands in the main-belt region suggest other very young families (e.g., Datura) reside at the origin of other zodiacal dust bands [94]. The budget of dust particles seems to be favorable to the younger families rather than the older ones. Morbidelli et al. [66] conclude there is collisional equilibrium for objects with diameter lower than 5 km inside the families of Eos, Themis, and Koronis, which limit their ability to produce dust particles.

The actual science of asteroid families is very well synthesized into the paradigm of Cellino et al. [23] in the frame of Yarkovsky and YORP non-gravitational forces. The post-Yarkovsky<sup>3</sup> paradigm allows plausible/reliable explanation for open problems such as [23]: (i) a better agreement for the size distribution objects in the main belt with some observational data; (ii) a better agreement between the observed structures of families and the hydrocode simulations; (iii) a natural explanation for the confinement of large families between powerful mean motion resonances.

Some asteroid families also contribute to the current population of near-Earth asteroids (NEAs). Large families as Themis and Eos were strongly depleted by the mean motion resonances 9:4 and 2:1 [64]. Numerical integrations [36] show that some objects injected in these resonances later achieve near-Earth-like orbits in only few million years. This is an indication that the NEA population and the impact rate to the terrestrial planets are related with collisional events in the main belt. From the analysis of terrestrial craters it was found a twofold increase of the impact flux from kilometer-sized bodies over the last 100 Myr. This apparent surge was produced by a catastrophic, family-forming impact in the inner region of the main belt 160 Myr ago [13]. The breakup of a 170 km parent body produced the current Baptistina family. This event was most likely the source of Chicxulub impactor that produced the Cretaceous/Tertiary (K/T) mass extinction event 65 Myr ago.

---

<sup>2</sup> The zodiacal dust bands were discovered by the satellite IRAS and could be defined as extended regions with strong emissions in the infrared region, slightly inclined to the ecliptic. The particles have a toroidal distribution located between Mars and Jupiter, but the ratio between the zodiacal dust produced by comets and that produced by asteroid collisions is not known.

<sup>3</sup> Yarkovsky effect is a thermal effect consisting of the absorption of solar radiation by a body and its subsequent anisotropic thermal reemission. The temperature differences on the surface, together with an irregular shape, produce a force and a torque. The strength of the reradiation force varies along the orbit as a result of thermal inertia. We can distinguish between a seasonal effect and a diurnal one. In the literature this thermal effect can be referenced as Yarkovsky and/or Yarkovsky/YORP [12].



Similar studies [78] were developed as a possible explanation of delivering meteorites from the  $\nu_6$  secular resonance to Earth-crossing orbits, and the authors underline the possibility of such “express delivery” scenario for explaining an L-chondrite meteorite falling in Sweden  $\approx 470$  Myr ago.

Investigation of the important link between the main belt and NEA populations requires a combined knowledge of their dynamical and physical evolutions and properties.

### 3 Physical Considerations

#### 3.1 Physical Properties Inside a Family

In the case of asteroids, the physical properties of these bodies globally follow dynamical ones. Observations of physical properties were also enlarged to other wavelength regions, other than the visible region, from the ultraviolet to the infrared and the radio.

Two aspects will be developed during this subsection: insights in the asteroid population obtained by spectroscopy and constraints imposed by the spin of members of families of asteroids.

The visible spectroscopy of asteroids has become a dominant method of physical investigation during the last decade of the twentieth century. Results of large spectroscopic surveys [97, 20, 50], as well as spectral data of large families members, were published [28, 31, 32, 51].

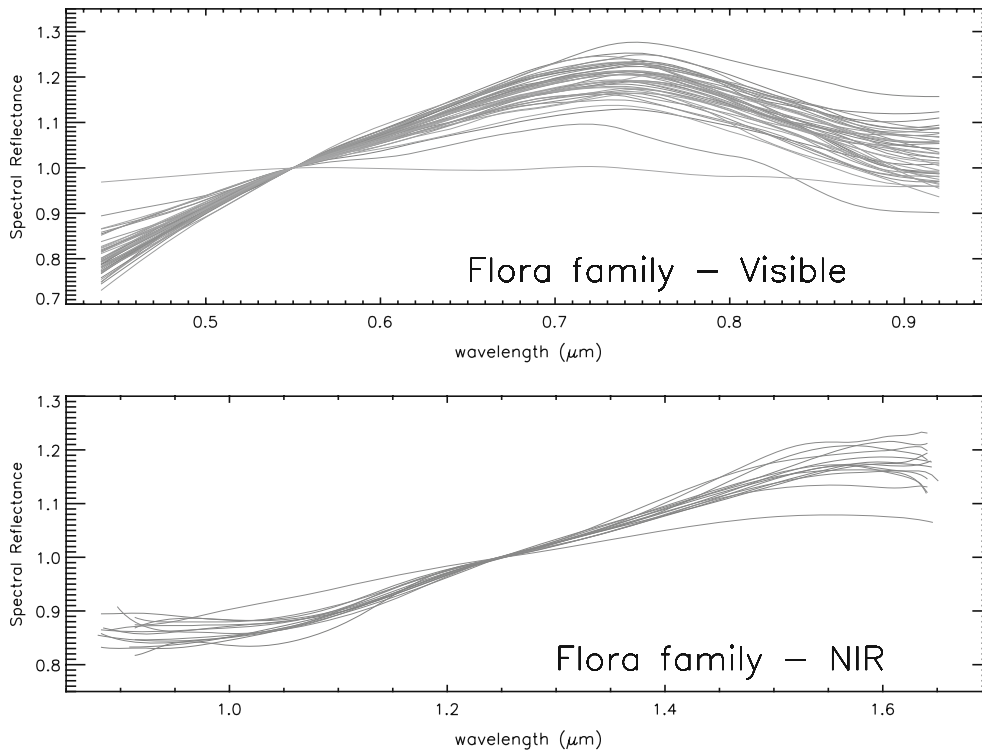
Based on the visible spectroscopy, the family members share, globally, the same spectral behaviors [28, 31, 32, 51]. However, the articles that treat large families must deal with the spectra spanning a certain range of slopes, must speculate on the presence of interlopers in the observed sample, and must extrapolate the results obtained for a few dozen objects to the entire family.<sup>4</sup> Figures 1 and 2 present the visible spectra of families Flora and Eunomia available from the SMASSII [20] database,<sup>5</sup> with respect to the families determined by Zappala et al. [100].

One of the key parameters for statistical studies of the spectra of a family is the spectral slope, usually obtained using data from the spectral region  $0.50\text{--}0.75\ \mu\text{m}$ . The family members span a wide range of this spectral slope for each major family (e.g., Eos, Flora, Eunomia). Several scenarios were proposed in support of such variety, starting with a partially differentiated genitor of the family and finishing with subtle mechanisms of different surface alteration of family members by cosmic rays, solar wind, irradiation processes, etc., for which the generic term is *space weathering*.

---

<sup>4</sup> The families of Eos, Koronis, and Flora contain more than 300 objects each, thus these statistics concern roughly less than 10% of the largest bodies inside the family.

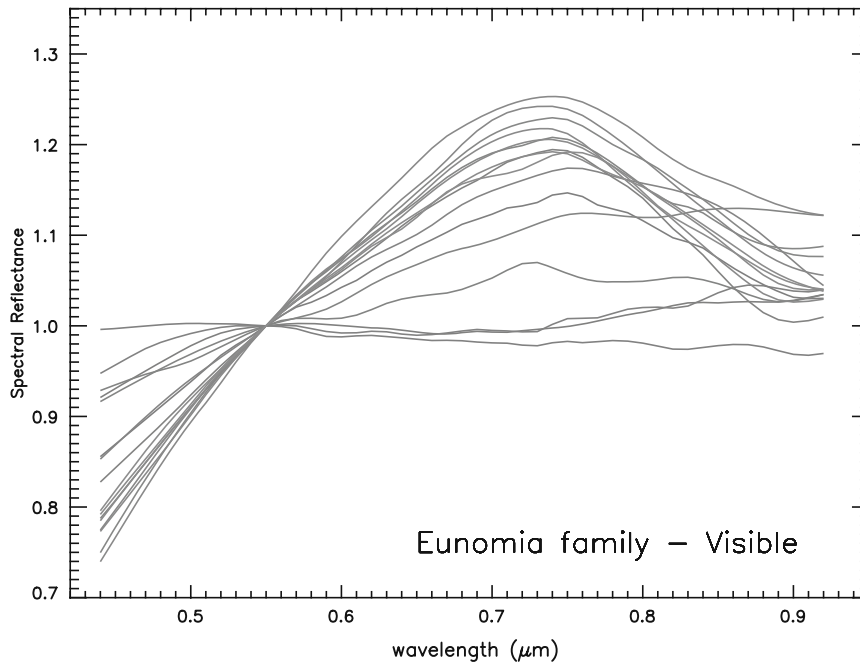
<sup>5</sup> Data are available online at <http://smass.mit.edu>



**Fig. 1** Smoothed visible spectra of 45 asteroids belonging to Flora family extracted from SMASSII [20]. Two objects (asteroids 1324 and 2952) present distinct spectra. These two objects were not observed in S2OS3 [50]. These spectra were completed with spectra of 14 objects from SMASS-IR, obtained in the spectral region of 0.9–1.6  $\mu\text{m}$  [18]. The spectra are normalized to 0.55 and 1.25  $\mu\text{m}$ , respectively, and the family members were selected from Zappala et al. [100]. With some exceptions, these spectra reveal good similitude

Each spectroscopic study of asteroid families must also deal with the interlopers problem. For example, several authors identified objects whose spectra are quite different for the majority of the observed family members [28, 31, 32, 49]. Sometimes the percentage of objects with different spectra can reach 10% of the observed sample family. These objects are usually treated as objects non-genetically related to the family. Some explanations are based on the background objects sharing the same space as the family and the limitation of methods—the boundary limits [51] and the choice of metrics [75]—of family identification. The term of “clan” [30] was proposed as a designation, for groups for which unequivocal membership and/or separation from other background groups is not possible. This seems to be a good compromise because it answers the dilemma created by the presence of spectral characteristics for both primitive (B-,C-type asteroids) and evolved (E-, S-, A-types) among objects of the same family.

If we discuss our relative knowledge of spectral behaviors in the visible spectral range for some big asteroid families, the near-infrared (NIR) spectral properties are still poorly known. We can emphasize the efforts of Burbine and Binzel [18] who performed a spectral survey of about 181 objects in the frame of the MIT



**Fig. 2** Visible smoothed spectra of 16 asteroids belonging to the Eunomia family, extracted from SMASSII [20]. The spectra are normalized to  $0.55 \mu\text{m}$  and the family members were selected from Zappala et al. [100]. The spectra span a wide range of slopes in the visible range. The asteroids 85, 141, and 1094 present flat no-features spectra, typical for C-F-X asteroids. A similar plot could be seen in Bus [19]

program *Small Main-Belt Asteroid Spectroscopic Survey*.<sup>6</sup> As long as the program was devoted to the main belt as a whole, the observed number of a certain family is limited (as it can be seen in Fig. 1); thus, general conclusions for families are difficult to be drawn.

Recently, a mineralogical analysis of 30 members of Eos family [69] was published using the spectral range  $0.8\text{--}2.5 \mu\text{m}$ . The major conclusion is that the surface of the majority of their sample is dominated by forsteritic olivine, consistent with carbonaceous chondrites. One of the most plausible explanations is that Eos family (or at least their sample) might be composed by pieces of the mantle of a partial differentiated parent body.

These recent spectroscopic results bring forth the importance of a global visible+NIR spectral investigation extended to at least  $2.5 \mu\text{m}$ . Indeed, this region contains a series of features (broadbands around  $0.4$ ,  $1$ , and  $2 \mu\text{m}$ , shallow absorption around  $0.7 \mu\text{m}$ , etc.) that must be considered together when a mineralogical solution is computed.

Observations of rotation lightcurves for the family members is an important topic in deciphering the history of asteroid families. According to post-Yarkovsky paradigm [23], the family members should exhibit some preferential spin axis alignment. Laborious, long-term work on lightcurves for the Koronis family members

<sup>6</sup> The survey was performed in the spectral range  $0.9\text{--}1.65 \mu\text{m}$ .

revealed a correlation between the lightcurve amplitude and the ecliptic longitude [5]; this correlation is a consequence of the alignment of spin axes [84]. This *Slivan state* deduced for the obliquity of spin axis was detailed later<sup>7</sup> [85]. This result could be corroborated to explain the rotation period distribution of 40 members of Koronis family [86]. This new result concludes a non-Maxwellian distribution of rotation rates inside this family strengthening the excesses in both slow- and fast-rotator objects.

The interpretation of such distribution of rotational period and spin axis orientation inside the Koronis family could be seen as a consequence of the YORP effect [91]. Thus, for the objects with prograde spin, the synodic periods are in the range 7.5–9.5 h and obliquities in the range of 42°–50°, while for the objects with retrograde rotation, the objects are slow ( $P_{syn} \geq 15$  h) and fast ( $P_{syn} \leq 5$  h) rotators, and the obliquity is in the range of 154°–169°. The non-random distribution of the orientations axis and of the synodic periods is considered as the consequence of the diurnal Yarkovsky effect. Moreover, the authors suggested that this thermal torque may be more important than collisions in changing the spin state of asteroids greater than 40 km in diameter.

### 3.2 *Space Weathering and Asteroids Spectral Properties*

*Space weathering* is defined by *Chapman* in 2004 [24] as being the observed phenomena caused by those processes (known or unknown) operating at or near the surface of an atmosphereless Solar System body that modify the remotely sensed properties of the body's surface from those of the unmodified, intrinsic, subsurface bulk of the body.

This definition stresses the difficulty of assessing a specific mineralogy of an atmosphereless body via remote observations. Indeed, accretion or erosion of particular materials, or modification of materials in situ by energetic impacts or irradiation will modify and contaminate the asteroid surface over a long period of time. The phenomenon of space weathering was first evidenced in the lunar soils. Laboratory analysis of the returned lunar soils revealed optical properties that differ from those of pristine lunar rocks.<sup>8</sup> These differences were attributed to several types of processes associated into the generic term of space weathering: regolith vitrification by high-speed micrometeorites, creation of grains (1–30  $\mu\text{m}$  in size) of metallic iron (nanophase metallic iron), saturation of minerals by hydrogen implanted by the solar wind, and melted by micrometeoritic impacts.

---

<sup>7</sup> The article reveals a preferential spin axis alignment using the pole solution of 10 members of Koronis family, including the asteroid 243 Ida observed by Galileo spacecraft.

<sup>8</sup> The mature soil generally shows only the weak absorption features and red slope compared to the spectrum of the fragmental breccia.

In the case of asteroids, the phenomenon of space weathering is a very interesting subject for several reasons. One of the most important is linked to the OC paradigm.<sup>9</sup> From the 1970s, during several decades, the debate concerning the origin of ordinary chondrite meteorites proposed objects located in the inner part of main belt, or the extinct comets, or bodies which are delivered from the chaotic zones located inside secular resonances [67]. The association between some S-type<sup>10</sup> asteroids and OCs is still an open subject.

Another direction involving space weathering processes is that of explaining the spectral trend of Vesta or Vesta-like asteroids. The Vesta family is considered as the origin of most HED<sup>11</sup> meteorites. Their spectra exhibit features similar to a pristine, unaltered surface. While the maturation effect on asteroids surface from micrometeorite bombardment was estimated to be around two or three order of magnitude lower than on the Moon surface [33] the simple extrapolation of space weathering mechanisms explaining the Moon soils cannot be used. However, the long exposure of the surface to the solar wind must heavily alter its spectral properties, which is not the case for Vesta-like objects. New laboratory studies by irradiation of meteorites suggest that the pristine surface, such is that on Vesta asteroid, could be preserved in the presence of a remnant magnetic field of about  $0.2 \mu\text{T}$  [87], acting like a shield against charged particles of the solar wind.<sup>12</sup> If this hypothesis seems to work for large, differentiated asteroids such as Vesta, the question of pristine materials on smaller ones, most probable fragments of Vesta crust and mantle, remains open.

Laboratory experiments might be also useful in simulating potential space weathering processes. These experiments allow the modification of the central wavelength of the  $0.9\text{--}1.0 \mu\text{m}$  absorption band [68]. Such an alteration processes could allow different combinations of minerals which can simulate the central wavelength of the large band presented in asteroids spectra. Thus, space weathering is at the core of the debate of non-unique mineralogical interpretation of the surface of asteroids belonging to the same taxonomic class.

Experiments with pulse lasers [80], simulating micrometeorite impacts, conclude the modification of surface properties of samples and the production of nanophase iron deposits. The relevant timescale for the space weathering in this case was estimated to be of order of 100 Myr.

Space weathering becomes an interesting subject of study in the frame of catastrophic collisions in the main belt, namely (i) the young families discovered in the last decade and (ii) asteroids complexes (double, multiple, or binary asteroids). Indeed, the members of young families may exhibit surfaces younger (or rejuvenated) than the original parent body. This could be evidenced by spectroscopic mea-

---

<sup>9</sup> The ordinary chondrite (OC's) are by far the largest class of samples among meteorite falls; up to now there is no main-belt asteroid having spectral properties identical to that of OCs.

<sup>10</sup> We refer the reader to the articles of Gaffey et al. [34], Belton et al. [2, 3], Binzel et al. [6–8], Chapman [24].

<sup>11</sup> Group of Howardite, Eucrite, Diogenite meteorite classes.

<sup>12</sup> The presence of magnetic field of asteroids and its interaction with the solar wind was studied by Greenstadt [38], and Ip and Herbert [42].

surements and may give quantitative constraints on the timescale of space weathering alteration processes. In the case of binary or multiple asteroids, the spectroscopy of each component of the system could reveal differences in spectra. These differences could be interpreted in terms of homogeneity/heterogeneity of the original body, but also as a consequence of different ages of the surfaces.

Last but not least, observations “in situ” of spacecraft instruments reveal important clues about the asteroid surfaces. Spectral analysis (by NEAR-Shoemaker spacecraft) of (433) Eros craters shows albedo contrasts of order of factor of two [26], with fresh material on the rims and the crater walls. In the case of the asteroid (25143) Itokawa, recently visited by Hayabusa mission, spectroscopic observations reveal a single-scatter albedo 30–40% lower than that of Eros [45].

#### 4 Young Families of Asteroids

Emerging directions in asteroid research which may bring forth the link between family members dynamics and their surface properties are being investigated. The most promising in this sense seem to be the study of young families [72–76]. Three families with ages between 1 and 10 Myr were identified during the last decade: the Iannini family (1–5 Myr old), Karin ( $5.75 \pm 0.05$  Myr old), and Veritas ( $8.3 \pm 0.1$  Myr old). Among them, the Karin cluster is located in a densely populated region of the large Koronis family,<sup>13</sup> while Iannini and Veritas are families with inclined orbits ( $12^\circ.15$  and  $9^\circ.26$ , respectively).

A new family was identified [76] around the asteroid (1270) Datura. This is a small family (only 7 members were identified) and it is considered as the result of a breakup of a main-belt asteroid approximately 450,000 years ago.

Using the osculating elements and a modified metric for the identification of young families [75], new clusters were proposed. This technique allows identification of three new clusters and to partially find again the families of Karin, Iannini, and Datura. These new clusters, each of them composed by three objects are (14627) Emilkowalski, 1992YC2,<sup>14</sup> and (21509) Lucascavin (Table 1 of [75]). The age estimation for the new clusters was less than 800,000 years for Emilkowalski members and less than 250,000 years for the other two clans. Recently [48, 90] efforts for characterizing these new families were published.

The synthesis of the young families currently proposed is given in Table 1.

It is important to mention the utilization of fine tuning induced by the Yarkovsky effect [15, 93] in the numerical integration backward in time for finding the origin of the catastrophic event at the origin of the young families.

---

<sup>13</sup> The largest body of the Karin family is the asteroid (832) Karin, identified previously also as member of the larger (and older) Koronis family.

<sup>14</sup> Identified also as 1989 AH5.

**Table 1** The current knowledge of the young (less than 10 Myr old) families of asteroids. Family name, number of members, semi-major axis, eccentricity, and inclination of the largest member of the family (the osculating elements at April 16, 2008), and references are presented

Family name	Number of members	a AU	e	i °	References
Karin	90	2.864719	0.07861	1.00525	[74]
Iannini	49	2.642372	0.31233	11.09786	[96]
Veritas	259	3.168739	0.09886	9.2649	[73]
Datura	7	2.234749	0.20768	5.98964	[75]
Emilkowalski	3	2.598794	0.15047	17.73248	[75]
Lucascavin	3	2.280641	0.11288	5.98683	[75]
1992 YC2	3	2.622319	0.2188	1.62903	[75]

Two subjects must be mentioned, presented here as questions:

- (1) What is the number of families that can be identified in the main belt? Can we talk about the completeness of the families in the main belt?
- (2) How relevant are the physical parameters (and the parameters derived from spectroscopic measurements) in the general context of the new (young) families proposed by dynamicists?

#### 4.1 Generalities on Karin Family

Older asteroid families ( $\sim 1$  Gyr) have been substantially eroded and dispersed, making difficult the accurate determination of the age or the nature of the family formation after the catastrophic impact. The younger families instead, experiencing little dynamical and collisional evolution after the breakup event, provide us with a valuable tool to understand disruptive asteroids collisions and even more subtle processes such as the dispersion of the asteroid families due to the Yarkovsky effect.

The announcement of the new family around the asteroid (832) Karin was made in 2002 [72]. This result proposed a cluster of 39 bodies on which the first two larger ones have comparable sizes ((832) Karin and (4507) 1990 FV). This new configuration stimulated the interests of scientists involved in collisional process within the main belt [59, 60].

The catastrophic disruption of the parent body asteroid was traced back in time by numerically integrating 13 numbered asteroids from the cluster of 39 asteroids in the  $(a_p, e_p, i_p)$  space [72]. It was found a remarkable agreement of the  $\Omega$  and  $\omega$  (nodal longitude and perihelion argument) for all the 13 asteroids  $5.8 \pm 0.2$  Myr ago. Accordingly, at this time, they were following nearly identical orbits. Accounting for the undetected family members the diameter of the parent body was estimated at  $24.5 \pm 1$  km. Later the age of Karin family was revised by numerically integrating a larger number of asteroids having osculating elements similar to those of the Karin cluster asteroids [74]. The output of the numerical integration was digitally filtered to suppress high frequencies retaining all the periods longer than  $\sim 5$  kyr.

The filtered signal was analyzed using the frequency-modified Fourier transform [83] to eliminate the terms corresponding to the secular planetary frequencies and to finally obtain the synthetic proper elements  $a_p$ ,  $e_p$ ,  $i_p$ , and the proper perihelion and nodal frequencies  $g$  and  $s$ . Applying HCM (hierarchical clustering method) on this proper elements set, 97 Karin cluster members, were identified. Seven of them were found to be interlopers since their nodal and perihelion longitude were not aligned with those of (832) Karin at  $t = -5.8$  Myr. Among them was (4507) 1990 FV, previously considered as the second largest member of the cluster. However small ( $\pm 40^\circ$ ), the spread of  $\Omega$ ,  $\bar{\omega}$  (nodal and perihelion longitudes) for the Karin cluster at  $t = -5.8$  Myr is still too large to be a consequence of the breakup event itself that could account for  $\sim 1^\circ$  in both angles. A semi-major axis drift due to a non-gravitational effect was proposed as an explanation of this discrepancy and it was validated using a numerical integrator that explicitly accounted for the Yarkovsky effect [16]. The new integration<sup>15</sup> by improving the convergence of the proper elements provides a new estimate of the cluster age:  $5.75 \pm 0.05$  Myr and, for the first time, the direct detection of the Yarkovsky effect for main-belt asteroids. With (4507) 1990 FV classified as an intruder, the size of the family parent body was revised to  $\sim 20$  km. Thus, the SFD of the Karin family becomes a classical one, containing a large body and a continuum of small members. Extrapolating the current semi-major axis drift rates, it was found that in  $\sim 100$  My the Yarkovsky effect will erase the genetic link between the cluster members making the family indistinguishable from the background asteroids for the HCM.

Hydrocode simulations which take into account the unobserved sub-kilometer fragments, which are believed to represent a large fraction of the parent body mass, obtain an estimate for the parent body of about 33 km in size [77]. The parent body of the Karin cluster was produced by the earlier collision that created the larger family of Koronis about 2–3 Gyr ago.

The discovery of young families (Karin being the most studied among them) offers an excellent opportunity for physical studies of the members that apparently suffered limited dynamical and collisional erosion. The spectroscopic investigation of the family members allows information on the structure and composition of the parent body. Thus, similar spectral features of the members are an indicator of the possible homogeneous composition of the parent body, while some differences in behavior or wavelength position of the spectral features could give some information about a possible differentiated structure of the parent body [88].

The processes of irradiation by cosmic and solar wind ions, the bombardment by interplanetary dust particles (micrometeorites), induce relevant surface modifications on atmosphereless bodies. Generally, the alteration affects the spectral properties of asteroids, induces progressive darkening, and reddening of solar reflectance

<sup>15</sup> The SWIFT code of Levison and Duncan [54] was principally used. Following the authors, several integration methods could be used via SWIFT: Wisdom–Holman Mapping (WHM or MVS), regularized mixed variable symplectic (RMVS), a fourth order T+U symplectic (TU4), and Burlisch–Stoer (BS). A particular package (SWIFT-RMVSY), which takes into account the Yarkovsky effect and the second-order symplectic integration scheme (MVS2) is also available and was used for backward integration for the young families.



spectra in the range  $0.2\text{--}2.7\ \mu\text{m}$ . The differences in the distribution of the spectral slopes of members inside the family can also be used for the evaluation of degree of space weathering. The precise dating of young family members (corresponding to the catastrophic collision) allows the link between remote spectroscopy and the laboratory data of irradiation experiments.

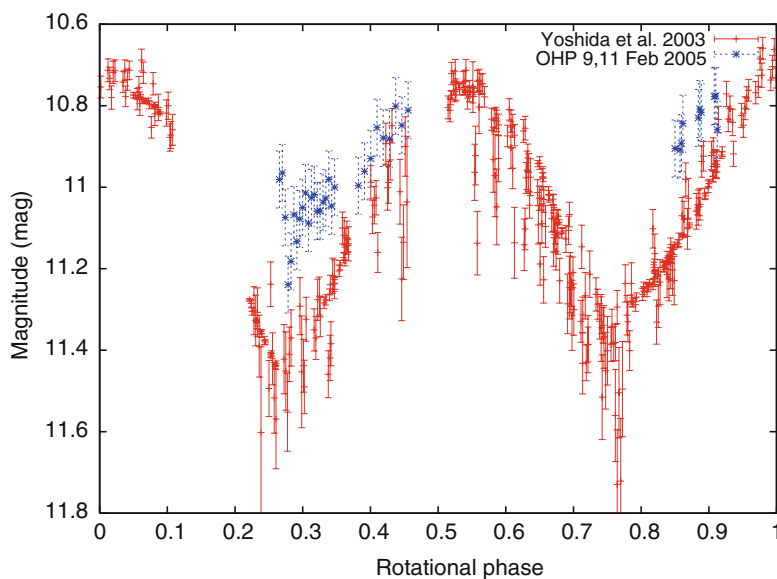
## 4.2 Physical Properties Inside the Karin Family

The dynamical considerations about this family should be completed by observations concerning the physics and the reflectance properties. Except for limited physical data for the asteroid (832) Karin, no physical properties were known for family members before the identification of the family.

### 4.2.1 Photometry

The most accessible member for observations is the asteroid (832) Karin. The first determination of its synodic period yielded  $18.82 \pm 0.01\ \text{h}$  and the lightcurve displayed an amplitude of  $0^m.32$  [4]. A new campaign of observations (performed during the opposition of 2003) revised these values to  $18.35 \pm 0.02\ \text{h}$  for the synodic period and to  $0^m.61 \pm 0^m.02$  for the composite lightcurve amplitude [98]. However, the authors mention a possible second period of  $19.00 \pm 0.03\ \text{h}$ . The slope parameter was estimated of  $0.19 \pm 0.04$ .

Photometric observations were performed during the object's opposition in 2005, using the 1.2 m telescope at the Observatoire de Haute-Provence, France. The observations were obtained in February 9 and 11, 2005. Figure 3 presents these



**Fig. 3** Composite lightcurve of the asteroid (832) Karin. The observation points (with errorbars) were obtained on February 9 and 11, 2005, at Observatoire de Haute-Provence, France (*in blue*) and were superimposed by the composite lightcurve (*red color*) of Yoshida et al. [98]

observations (in blue) superimposed on the composite lightcurve obtained during the 2003 opposition [98]. These data are less dense but globally in accordance with the period previously proposed by Yoshida et al. [98].

B–V and U–B colors were reported in 1987 [4] while B–V, V–R, and V–I colors were reported in 2004 [98]. We underline the color variation over the rotational phase [98, 43] and the hypothesis concerning the inhomogeneity of Karin surface.

Both articles [4, 98] conclude for Karin having colors typical of S-type asteroids. In the assumption of an albedo of 0.2, Yoshida et al. [98] estimated the object size of an ellipsoid of  $20.1 \times 11.5$  km.

Two other members of Karin family were observed recently [39]: (11728) Einer and (93690) 2000VE21. The rotational period was estimated to  $12.92 \pm 0.16$  h, a lightcurve amplitude of  $0^m.19$  for (11728) Einer, and no relevant discernable period for the asteroid (93690) 2000VE21.

As can be seen, efforts for characterizing this family in terms of rotational periods are still incipient, and at present these data do not allow a general conclusion.

#### 4.2.2 Spectroscopy of the Karin Family

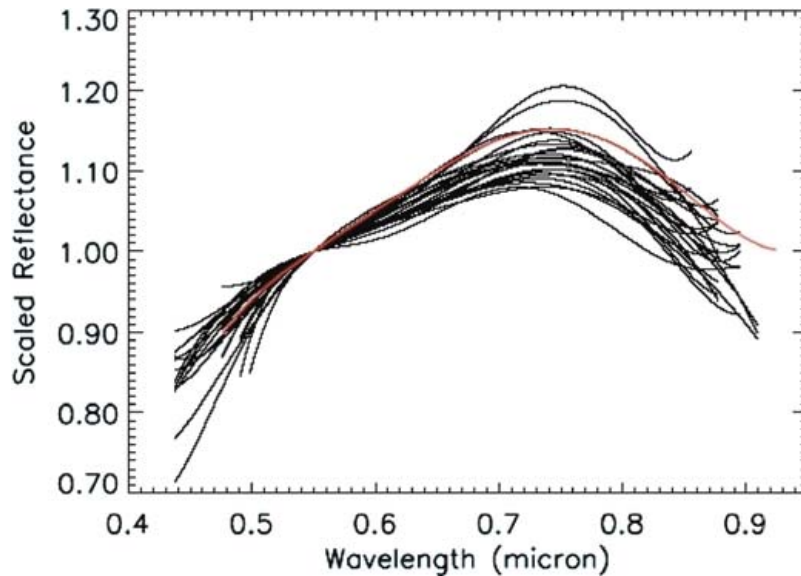
Spectroscopic results are more consistent for the Karin family, mainly due to a coordinated campaign [88] involving several observatories and telescopes. Visible spectroscopy was performed with NTT/EMMI (La Silla, Chile), CFHT/MOS (Mauna Kea, Hawaii), and TNG/Dolores (La Palma, Gran Canaria Island) for 24 members of Karin family, while  $0.8\text{--}2.5$   $\mu\text{m}$  near-infrared spectroscopy was obtained using IRTF/SpeX (Mauna Kea, Hawaii) and TNG/NICS (La Palma, Gran Canaria Island) for six members. Observations with IRTF/SpeX were performed remotely using CODAM [9] infrastructure at the Paris Observatory.

By far, the Karin family is the most completely observed one in the visible range by spectroscopic techniques. Indeed we can find in the literature [88] the visible spectra for 26% of the family members.

The sixth-order polynomial function fitting the visible spectra are presented in Fig. 4. This representation of polynomial fit is preferred to the real data for qualitative considerations on the family as a whole. The global trend of the spectra is typical for a surface rich in silicates. Depending on Fe and Ca content in the olivine and pyroxene on the asteroid's surface, the maximum of spectra varies around  $0.75 \pm 0.02$   $\mu\text{m}$ . The wavelength variation for the maximum could be associated either with space weathering processes or with surface diversity (i.e., different mineralogies) among the family members.

Another variable used to describe the spectral trend is the slope parameter. For 23 objects the average slope is roughly  $0.23 \pm 0.19$   $\mu\text{m}^{-1}$ ; the slope of one object (the asteroid (20089) 1994PA14) was estimated to have a value of  $0.58$   $\mu\text{m}$ . A total of 40% of the family objects share the slope range similar to that obtained from the analysis of spectra of 300 ordinary chondrites<sup>16</sup> [49]. This result is consistent with

<sup>16</sup> The study of Lazzarin et al. [49] reveals that 95% of the OC slopes are below  $0.208$   $\mu\text{m}^{-1}$ ; they associate this value as an indicator of detection of space weathering processes.



**Fig. 4** Karin family spectra is depicted as sixth-order polynomial function fitting for 24 visible spectra and normalized to unity at  $0.55 \mu\text{m}$ . The spectral trend is compatible with the presence of silicates for all the members and a slight difference in spectra is revealed. The *red line* represents the polynomial fit for the asteroid (832) Karin

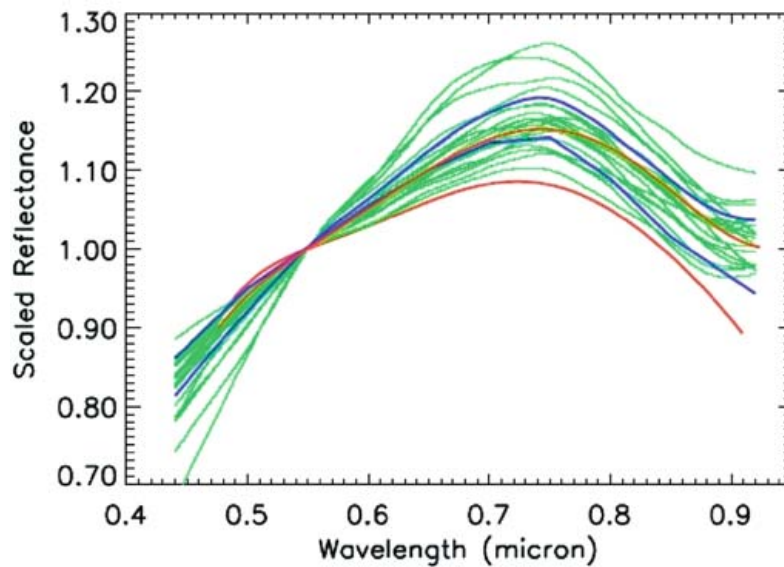
the analysis of colors of Koronis members (especially objects from Karin family) of Sloan Digital Sky Survey Moving Object Catalog and the OC meteorites [44, 70]. These values may suggest that spectra of Karin family members are redder than the OCs and this trend could be associated to a low (but measurable) degree of space weathering.

How are the visible spectra of Karin family placed in the context of the Koronis family, at the origin of parent body of Karin clan? Figure 5 presents the spectral range of the Karin members (the domain is bordered by red color) in the context of other Koronis family members (green lines) obtained from the SMASS database. This comparison shows that the spectra of Karin members are less red than the ones of Koronis family.

NIR spectra ( $0.8\text{--}2.5 \mu\text{m}$ ) of six members of the Karin family are also presented in the literature [11, 88, 17, 89, 25]. With one exception (the asteroid (832) Karin<sup>17</sup>) the data are very noisy and their interpretation is speculative. All the objects exhibit a detectable absorption band around  $1 \mu\text{m}$ . Tentative interpretation (desirable to be improved in the future) of this spectral domain was done [88].

We can emphasize spectroscopy as a powerful tool to detect intruders inside a family. If we assume that Karin family members spectra are quite similar (i.e., coming from a relative homogeneous parent body), any asteroid having a spectral trend far from the majority of members is highly suspected to be an interloper.

<sup>17</sup> Karin spectra will be discussed in detail, the NIR counterpart of its composite spectrum is our basis for its mineralogical interpretation.



**Fig. 5** The spectra of the Koronis family members (*green lines*) obtained from the SMASS database. In *red*, the domain representing 92% of the Karin members spectra. In *blue*, from *bottom to top*: the mean S-type spectrum and the mean S-type spectrum [20]. The slopes of Koronis members are greater than the ones of Karin young family. These values could be related to surfaces experiencing an important degree of space weathering for the Koronis members. The figure is reproduced from Vernazza et al. [87, 88]

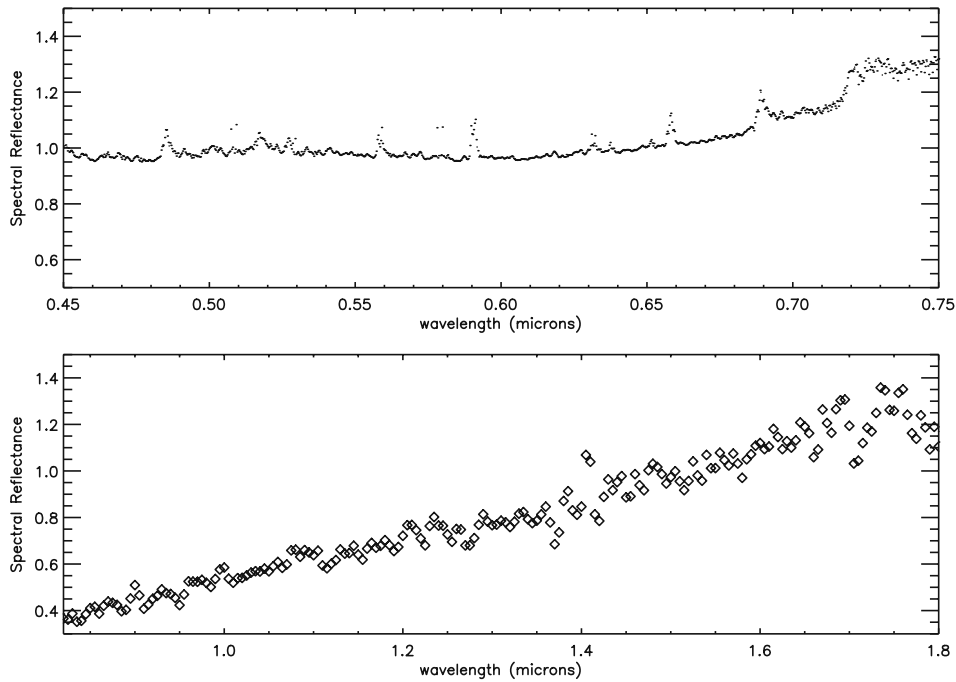
The case of the asteroid (47640) 2000CA30 is interesting to be noted. The asteroid was observed on two nights, in November 4 and 5, 2003 using SpeX/IRTF. NIR spectrum shows a highly positive slope ( $0.82 \pm 0.02 \mu\text{m}^{-1}$ ) and no absorption feature (Fig. 6). The visible counterpart, obtained with Dolores/TNG used in LR-B mode on October 28, 2003, completes this figure. Considering the asteroid spectrum, there is a strong probability that (47640) 2000CA30 is an intruder. While low S/N spectra are recorded, new data are needed to confirm the asteroid spectrum.

This case of the asteroid (4507) 1991FV is puzzling. Initially the asteroid was considered as member of Karin family [72]. However, its recently observed NIR spectrum is relatively close to the one of (832) Karin (Fig. 7).

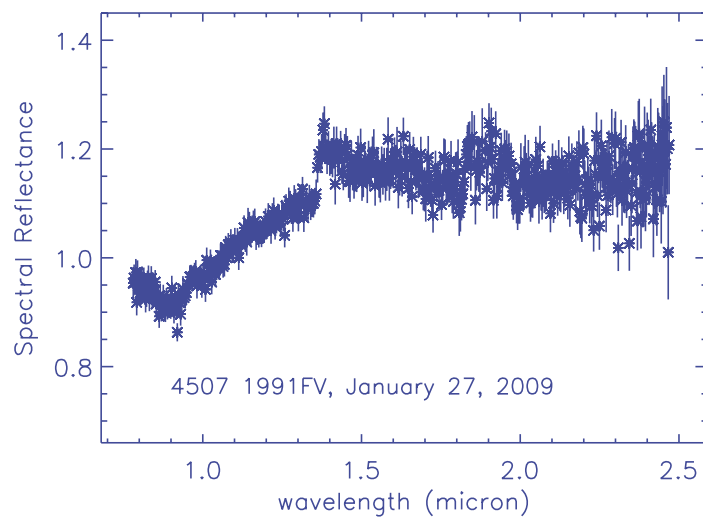
#### 4.2.3 Spectroscopy of (832) Karin

Soon after the publication of dynamical detection of the young family of Karin, efforts for observing spectroscopically the asteroid (832) Karin were undertaken. Near-infrared (0.8–2.5  $\mu\text{m}$ ) observations with CISCO/Subaru system were reported [81, 82]. The authors presented three spectra, identifying them on the composite lightcurve of (832) Karin obtained by Yoshida et al. [98] and discussed the differences among the observed spectra.<sup>18</sup> They noted a correlation of one of the spectrum

<sup>18</sup> The photometry was performed mainly during the 2003 opposition, and the spectral observations were carried out in September 2003.



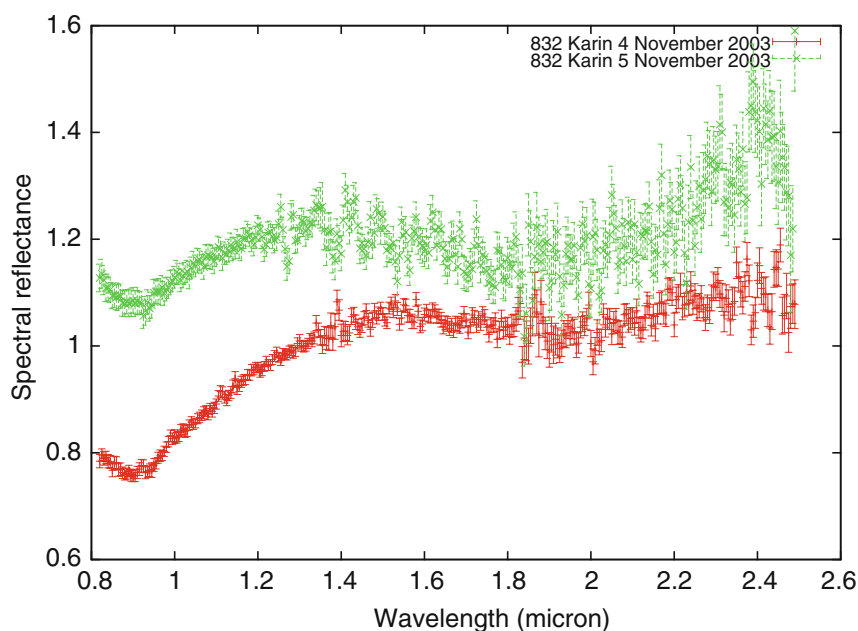
**Fig. 6** Visible and NIR spectra of (47640) 2000CA30. The visible spectrum was obtained using Dolores/TNG used in LR-B mode. Data reduction was performed using the Hya64 standard star. NIR spectrum was obtained using SpeX/IRTF and reduced using the Landolt 93–101 standard star



**Fig. 7** NIR spectrum of the asteroid (4507) 1991 FV, initially considered as belonging to the Karin family. The observations were performed in January 27, 2009, using SpeX/IRTF and CODAM infrastructure. Data reduction was performed using Landolt 102-1081 standard star. The NIR spectrum (with errorbars and normalized to 1.25  $\mu\text{m}$ ) is similar to an S-type asteroid. The visible counterpart is presented by Vernazza et al. [87, 88]

with the color variation observed in Yoshida et al. [98]. The main conclusions were (i) Karin asteroid belongs to the S-type taxonomic class and (ii) because of spectral differences, Karin asteroid should have both mature and fresh surfaces, consequence of space weathering mechanisms.

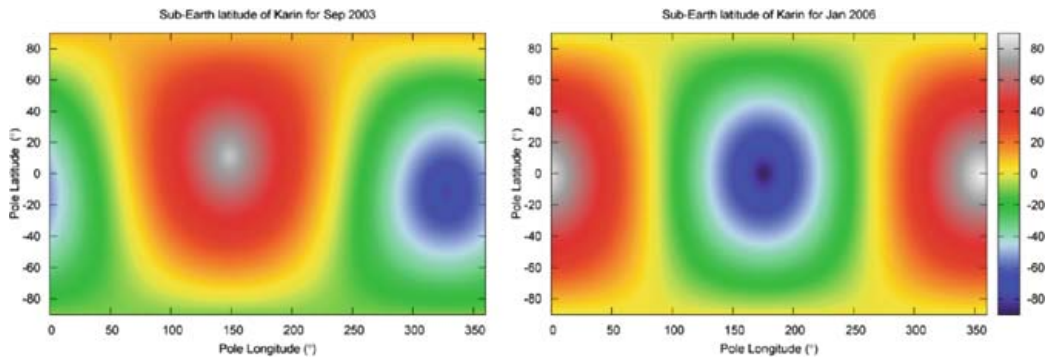
This 0.8–2.5  $\mu\text{m}$  spectral region was observed on November 4 and 5, 2003, using SpeX/IRTF [10]. These spectra, presented in Fig. 8, are in relatively good agreement with two of spectra published by Sasaki et al. [81, 82]. However, the absorption band around 1  $\mu\text{m}$  exhibits a different depth, which cannot be explained by the error bars in the spectra. This may suggest that the surface spectral variation is real. However, this result should be reconsidered after some spectral anomalies reported on SpeX by Hardersen et al. [40].



**Fig. 8** NIR spectra obtained on November 4 and 5, 2003. The spectra are offset for clarity. The spectral trend is similar to a typical S-type asteroid. This graphic shows a relatively clear difference (which is not within the spectra error bars) in the region around 1  $\mu\text{m}$  absorption band. This result should be reconsidered after some SpeX anomalies reported by Hardersen et al. [40]

New results were published recently [89, 25] based on observations in the visible and the near-infrared spectral regions. The new observations were performed between January and April 2006. These new results, obtained by two independent teams of scientists, show no spectral variation in the Karins' spectra and sustain the hypothesis of a homogeneous superficial layer being at the origin of the reflected spectrum.

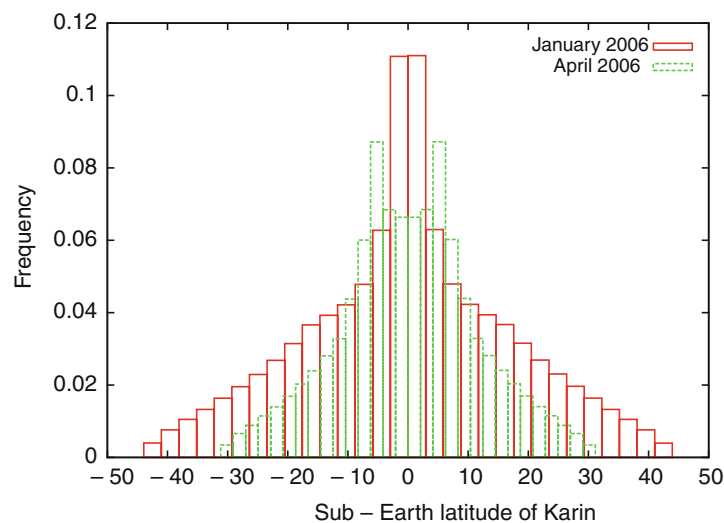
One of the questions that requires an answer is the following: What is the asteroid aspect during the 2003 opposition, compared to the 2006 one? This question could not have a trivial answer as long as the pole position of Karin is not determined yet. Thus, for this case our choice was to take into account all the possible pole solutions for the 2003 opposition and to see how they are placed during the 2006 opposition.



**Fig. 9** Karin's sub-Earth latitudes for September 2003 and January 2006 as a function of all the possible pole solutions. The sub-Earth latitude is color coded; the domain yielding a near-equatorial (yellow color) aspect (sub-Earth latitude in the range  $[-15\text{deg}; +15\text{deg}]$ ) is delimited by the black lines. All the possible aspect angles (sub-Earth latitudes) that Karin could take assuming an equatorial aspect during the September 2003 observations are clearly displayed on both figures. To avoid the redundancy of figures, we eliminate the representation from April 2006 while it is similar to that of January 2006

The result is presented in Fig. 9. We consider a near-equatorial aspect of the asteroid during the 2003 opposition and the comparison of sub-Earth latitudes for 2003 and 2006. From the region delimited by the black lines we can derive a high probability that Karin was at an equatorial aspect for both runs (Fig. 10). While the new spectral results [89, 25] cover all the rotational phase of the asteroid, the conclusion of a homogeneous surface is the most probable.

Quantitative results for space weathering were proposed [17] using both laboratory minerals and Karin reflectance spectra. Laboratory experiments on silicates by ion irradiation were modeled in terms of space weathering and accounting the Shku-



**Fig. 10** Karin's sub-Earth latitudes in January and April 2006 versus their frequency. It appears that there is a quite high probability that Karin was close to the equatorial aspect during all observing runs

ratow law of diffusion. The proposed model (a mineralogical solution 58.5% olivine and 38% of orthopyroxene) was applied to the composite visible+NIR spectrum of (832) Karin. The results highlighted irradiation exposure time slightly lower than the dynamical age of the Karin family could be interpreted in terms of mechanisms allowing the renewal of surface with fresh materials.

## 5 Conclusions

The study of asteroid families is an important, current topic. New insights obtained by dynamical considerations (family identification research and procedures, discovery of young families, relation between families, and interplanetary dust bands) are also reflected by the increasing interest for completing the knowledge of the physics and the composition inside these families. In particular, the discovery of young families offers a new opportunity to study the interaction between the family members, the family and the other solar system bodies, the impact of a “hostile” medium for the asteroid surface, the importance of cumulative, and the long-term, non-gravitational effects. The last decade shows that long-term dynamics of family objects can be explained by accounting for new physical effects such as Yarkovsky and Yarkovsky–O’Keefe–Radzievskii–Paddack effects. Thus dynamics and physics of family members must be analyzed together while we must derive general properties for the whole family. This is what we call a necessary junction between dynamical concepts and the physical characteristics of the family members.

**Acknowledgments** The chapter used results of observations acquired with IRTF, TNG, CFHT and NTT telescopes, and the CODAM remote facilities. The spectroscopic data of (4507) 1991FV were obtained and made available by the The MIT-UH-IRTF Joint Campaign for NEO Reconnaissance. The IRTF is operated by the University of Hawaii under Cooperative Agreement no. NCC 5-538 with the National Aeronautics and Space Administration, Office of Space Science, and Planetary Astronomy Program. The MIT component of this work is supported by the National Science Foundation under Grant No. 0506716. The authors thank Richard P. Binzel for comments.

## References

1. Arnold, J.R.: *Astron. J.* **74**, 1235 (1969) 230
2. Belton, M.J.S., Veverka, J., Thomas, P., et al.: *Science* **257**, 1647 (1992) 237
3. Belton, M.J.S., Chapman, C.R., Veverka, J., et al.: *Science* **265**, 1543 (1994) 237
4. Binzel, R.P.: *Icarus* **72**, 135 (1987) 241, 242
5. Binzel, R.P.: In: Lagerkvist, C.-I., Rickman, H., Lindblad, B.A., Lindgren, M. (eds.) *Asteroids, Comets, Meteors III*, p. 15. University of Uppsala, Sweden (1990) 236
6. Binzel, R.P., Bus, S.J., Burbine, T.H., et al.: *Science* **273**, 956 (1996) 237
7. Binzel, R.P., Rivkin, A.S., Bus, S.J., et al.: *Meteorit. Planet. Sci.* **36**, 1167 (2001) 237
8. Binzel, R.P., Lupishko, D.F., DiMartino, M., et al.: In: Bottke, W.F., Jr., Cellino, A., Paolicchi, P., Binzel, R.P. (eds.) *Asteroids III*, p. 183, University of Arizona Press, Tucson (2002) 237
9. Birlan, M., Barucci, A., Vernazza, P., et al.: *New Astron.* **9**, 343 (2004) 242



10. Birlan, M., Vernazza, P., Fulchignoni, M.: *BAAS* **36**, 1140 (2004) 246
11. Birlan, M.: *Rom. Astron. J.* **15**, 63 (2005) 243
12. Bottke, W.F., Vokrouhlický, D., Rubincam, D.P., Brož, M.: In: Bottke, W.F., Jr., Cellino, A., Paolicchi, P., Binzel, R.P. (eds.) *Asteroids III*, p. 183, University of Arizona Press, Tucson (2002) 232
13. Bottke, W.F., Vokrouhlický, D., Nesvorný, D.: *Nature* **449**, 48 (2007) 232
14. Brouwer, D.: *Astron. J.* **56**, 9 (1951) 230
15. Brož, M., Vokrouhlický, D., Bottke, W.F., et al.: In: Lazzaro, D., Feraz-Melo, S., Fernández, J.A. (eds.) *Asteroids, Comets, Meteors*, Cambridge University Press, Cambridge (2005) 238
16. Brož, M.: PhD thesis, Charles University, Prague (2006) 240
17. Brunetto, R., Vernazza, P., Marchi, S., Birlan, M., et al.: *Icarus* **184**, 327 (2006) 243, 247
18. Burbine, T.H., Binzel, R.P.: *Icarus* **159**, 468 (2002) 234
19. Bus, S.J.: PhD thesis, Massachusetts Institute of Technology, Boston (1999) 235
20. Bus, S.J., Binzel, R.P.: *Icarus* **158**, 106 (2002) 233, 234, 235, 244
21. Carruba, V., Michtchenko, T.A., Roig, F., Ferraz-Mello, S., Nesvorný, D.: *Astron. Astrophys.* **441**, 819 (2005) 231
22. Carusi, A., Massaro, E.: *Astron. Astrophys. Suppl.* **34**, 81 (1978) 230
23. Cellino, A., Dell'Oro, A., Zappalà, V.: *Planet. Sp. Sci.* **52**, 1075 (2004) 232, 235
24. Chapman, C.: *Annu. Rev. Earth Planet. Sci.* **32**, 539 (2004) 236, 237
25. Chapman, C., Enke, B., Merline, W.J., et al.: *Icarus* **191**, 323 (2007) 243, 246, 247
26. Clark, B.E., Hapke, B., Pieters, C.L., Britt, D.: In: Bottke, W.F., Jr., Cellino, A., Paolicchi, P., Binzel, R.P. (eds.) *Asteroids III*, p. 183, University of Arizona Press, Tucson (2002) 238
27. Dermott, S.F., Nicholson, P., Burns, J.A., Houck, J.R.: *Nature* **312**, 505 (1984) 232
28. Doressoundiram, A., Barucci, M.A., Fulchignoni, M., Florczak, M.: *Icarus* **131**, 15 (1998) 233, 234
29. Durda, D., Bottke, W.F., Jr., Nesvorný, D., Enke, B.L., Merline, W.J., Asphaug, E., Richardson, D.C.: *Icarus* **186**, 498 (2007) 231
30. Farinella, P., Davis, D.R., Cellino, A., Zappalà, V.: In: Harris, A.W., Bowell, E. (eds.) *Asteroids, Comets, Meteors 91*, p. 165 (1992) 234
31. Florczak, M., Barucci, M.A., Doressoundiram, A., et al.: *Icarus* **133**, 233 (1998) 233, 234
32. Florczak, M., Lazzaro, D., Mothé-Diniz, T., et al.: *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **134**, 463 (1999) 233, 234
33. Gaffey, M.J.: *LPSC XIV*, 231 (1983) 237
34. Gaffey, M.J., Bell, J.F., Brown, R.H., et al.: *Icarus* **106**, 573 (1993) 237
35. Gaffey, M.J., Cloutis, E.A., Kelley, M.S., Reed, K.L.: In: Bottke, W.F., Jr., Cellino, A., Paolicchi, P., Binzel, R.P. (eds.), *Asteroids III*, p. 183, University of Arizona Press, Tucson (2002) 230
36. Gladman, B.J., Migliorini, F., Morbidelli, A. et al.: *Science* **277**(5323), 197 (1997) 232
37. Gomes, R., Levison, H.F., Tsiganis, K., Morbidelli, A.: *Nature* **345**, 466 (2005) 231
38. Greenstadt, E.W.: *Icarus* **14**, 374 (1971) 237
39. Hahn, G., Mottola, S., Sen, S.K., et al.: *Bull. Astr. Soc. India* **34**, 393 (2006) 242
40. Hardersen, P., Gaffey, M.J., Cloutis, E.A., et al.: *Icarus* **181**, 94 (2006) 246
41. Hirayama, K.: *Astron. J.* **31**, 743 (1918) 230
42. Ip, W.H., Herbert, F.: *Moon Planets* **28**, 43 (1983) 237
43. Ito, T., Yoshida, F.: *Publ. Astron. Soc. Jpn.* **59**, 269 (2007). 242
44. Jedicke, R., Nesvorný, D., Whiteley, R., et al.: *Nature* **429**, 275 (2004) 243
45. Kitazato, K., Clark, B.E., Abe, M., Abe, S., et al.: *Icarus* **194**, 137 (2008) 238
46. Knežević, Z., Milani, A.: *Astron Astrophys.* **403**, 1165 (2003) 230
47. Knežević, Z., Lemaître, A., Milani, A.: In: Bottke, W.F., Jr., Cellino, A., Paolicchi, P., Binzel, R.P. (eds.) *Asteroids III*, p. 603, University of Arizona Press, Tucson (2002) 230, 231
48. Krugly, Y.N., Gaftonyuk, N.M., ĭurech, J., et al.: *The Solar System Bodies: From Optics to Geology Conference Kharkov, Ukraine, 26–29 May 2008 (abstract)*. 238
49. Lazzarin, M., Marchi, S., Magrin, S., Licandro, J.: *MNRAS* **359**, 1575 (2005) 234, 242
50. Lazzaro, D., Angeli, C.A., Carvano, J.M., et al.: *Icarus* **172**, 179 (2004) 233, 234
51. Lazzaro, D., Mothé-Diniz, T., Carvano, J.M., et al.: *Icarus* **142**, 445 (1999) 233, 234

52. Lemaître, A.: *Cel. Mech. Dyn. Astron.* **56**, 103 (1993) 231
53. Lemaître, A., Morbidelli, A.: *Cel. Mech. Dyn. Astron.* **60**, 29 (1994) 231
54. Levison, H., Duncan, M.: *Icarus* **108**, 18 (1994) 240
55. Martin, H., Albarède, F., Clayes, P., Gargaud, M., et al.: *EM&P* **98**, 97 (2006) 231
56. Marzari, F., Farinella, P., Davis, D.R.: *Icarus* **142**, 63 (1999) 231
57. Michel, P., Benz, W., Tanga, P., Richardson, D.C.: *Science* **294**, 1696 (2001) 231
58. Michel, P., Benz, W., Tanga, P., Richardson, D.C.: *Icarus* **160**, 10 (2002) 231
59. Michel, P., Benz, W., Richardson, D.C.: *Nature* **421**, 608 (2003) 239
60. Michel, P., Benz, W., Richardson, D.C.: *Icarus* **168**, 420 (2004) 231, 239
61. Milani, A., Knežević, Z.: *Cel. Mech. Dyn. Astron.* **49**, 347 (1990) 231
62. Milani, A., Knežević, Z.: *Icarus* **98**, 211 (1992) 231
63. Milani, A., Knežević, Z.: *Icarus* **107**, 219 (1994) 231
64. Morbidelli, A., Zappala, V., Moons, M., Cellino, A., Gonczi, R.: *Icarus* **118**, 132 (1995) 232
65. Morbidelli, A., Petit, J.-M., Gladman, B., Chambers, J.: *M&PS* **36**, 371 (2001) 231
66. Morbidelli, A., Nesvorný, D., Bottke, W.F., et al.: *Icarus* **162**, 328 (2003) 232
67. Morbidelli, A., Vokrouhlický, D.: *Icarus* **163**, 120 (2003) 237
68. Moroz, L.V., Fisenko, A.V., Semjonova, L.F., et al.: *Icarus* **122**, 366 (1996) 237
69. Mothé-Diniz, T., Carvano, J.M., Bus, S.J., et al.: *Icarus* **195**, 277 (2008) 235
70. Murchie, S.L., Pieters, C.L.: *J. Geophys. Res.* **101**, 2201 (1996) 243
71. Nesvorný, D., Morbidelli, A., Vokrouhlický, D., et al.: *Icarus* **157**, 155 (2002) 231
72. Nesvorný, D., Bottke, W.F., Dones, L., Levison, H.: *Nature* **417**, 720 (2002) 238, 239, 244
73. Nesvorný, D., Bottke, W.F., Levison, H.F., Dones, L.: *Astrophys. J.* **591**, 486 (2003) 231, 232, 238, 239
74. Nesvorný, D., Bottke, W.F.: *Icarus* **170**, 324 (2004) 231, 238, 239
75. Nesvorný, D., Vokrouhlický, D.: *Astron. J.* **132**, 1950 (2006) 234, 238, 239
76. Nesvorný, D., Vokrouhlický, D., Bottke, W.F.: *Science* **312**, 1490 (2006) 238
77. Nesvorný, D., Enke, B.L., Bottke, W.F., et al.: *Icarus* **183**, 349 (2006) 240
78. Nesvorný, D., Vokrouhlický, D., Bottke, W.F., et al.: *Icarus* **188**, 400 (2007) 233
79. Petit, J.-M., Morbidelli, A., Chambers, J.: *Icarus* **153**, 338 (2001) 231
80. Sasaki, S., Nakamura, K., Hamabe, Y.: *Nature* **410**, 555 (2001) 237
81. Sasaki, T., Sasaki, S., Watanabe, J., et al.: 35-th LPSC, abstract 1513 (2004) 244, 246
82. Sasaki, T., Sasaki, S., Watanabe, J. et al.: *Astrophys. J.* **615**, L161 (2004) 244, 246
83. Šidlichovský, M., Nesvorný, D.: *CeMDA* **65**, 137 (1996) 240
84. Slivan, S.M.: *Nature* **419**, 49 (2002) 236
85. Slivan, S.M., Binzel, R.P., Crespo da Silva, L.D., et al.: *Icarus* **162**, 285 (2003) 236
86. Slivan, S.M., Binzel, R.P., Boroumand, S.C., et al.: *Icarus* **195**, 226 (2008) 236
87. Vernazza, P., Brunetto, R., Strazzula, G., et al.: *Astron. Astrophys.* **451**, L43 (2006) 237, 244, 245
88. Vernazza, P., Birlan, M., Rossi, A., et al.: *Astron. Astrophys.* **460**, 945 (2006) 240, 242, 243, 244, 245
89. Vernazza, P., Rossi, A., Birlan, M., et al.: *Icarus* **191**, 330 (2007) 243, 246, 247
90. Vernazza, P., Binzel, R.P., Rossi, A., Birlan, M., et al.: In: *It Asteroids, Comets, Meteors 2008 Conference*, Baltimore 14–18 July 2008 (abstract) 238
91. Vokrouhlický, D., Nesvorný, D., Bottke, W.F.: *Nature* **425**, 147 (2003) 236
92. Vokrouhlický, D., Brož, M., Morbidelli, A., Bottke, W.F., Nesvorný, D., Laz-zaro, D., Rivkin, A.: *Icarus* **182**, 92 (2006) 230, 231
93. Vokrouhlický, D., Brož, M., Bottke, W.F., et al.: *Icarus* **182**, 118 (2006) 238
94. Vokrouhlický, D., Nesvorný, D., Bottke, W.F.: *Astrophys. J.* **672**, 696 (2008) 232
95. Williams, J.G.: In: Binzel, R.B., Gehrels, T., Matthews, M.S. (eds.), *Asteroids II*, p. 1034, University of Arizona Press, Tucson (1992) 230
96. Willman, M., Jedicke, R., Nesvorný, D., et al.: *Icarus* **195**, 663 (2008) 239
97. Xu, S., Binzel, R.P., Burbine, T.H., Bus, S.J.: *Icarus* **115**, 1 (1995). 233
98. Yoshida, F., Demawan, B., Ito, T., et al.: *Publ. Astron. Soc. Jpn.* **56**, 1105 (2004) 241, 242, 244, 246
99. Zappalà, V., Cellino, A.: *Celest. Mech. Dynam. Astron.* **54**, 207 (1992) 230
100. Zappalà, V., Bendjoya, Ph., Cellino, A., Farinella, P., Froeschle, C., *Asteroid Dynamical Families. EAR-A-5-DDR-FAMILY-V4.1. NASA Planetary Data System* (1997) 233, 234, 235







## Conclusions et perspectives

Dans le cadre de ma thèse j'ai modélisé à la fois la dynamique et les spectres des astéroïdes, en appliquant mes méthodes sur un échantillon d'astéroïdes géocroiseurs et sur les objets cibles de la mission spatiale Rosetta.

J'ai ainsi construit des éphémérides pour un échantillon de 836 astéroïdes géocroiseurs, ayant des orbites bien déterminées, pour la période 2010-2018. Pour cela j'ai utilisé un modèle mathématique incluant les interactions gravitationnelles des huit planètes majeures, de la Lune, des deux plus gros astéroïdes (2) Pallas et (4) Vesta et des deux planètes naines (1) Ceres et (134340) Pluton. J'ai considéré également la contribution relativiste du Soleil en approche post-newtonienne. L'intégration numérique des équations du mouvement a été mise en place par la méthode de type Bulirsch-Stoer à pas ajustable. Les estimations de mon modèle dynamique montrent que la précision dans la position estimée des astéroïdes est comparable à celle fournie par d'autres éphémérides telles que Horizons du Jet Propulsion Laboratory ou Miriade de l'IMCCE. L'analyse des performances numériques de l'intégrateur montre que les erreurs de position dans le futur sont dominées par l'incertitude des éléments osculateurs des objets à la date initiale.

Ainsi, en partant des éphémérides personnelles optimisées, j'ai introduit une nouvelle méthode pour l'obtention des positions astrométriques encore plus précises que celle disponibles actuellement. Cette méthode consiste en l'observation différentielle des astéroïdes par rapport aux radiosources ICRF lors des rapprochements apparents mutuels de ces objets. Rappelons ici que les radiosources ICRF sont des sources quasi-inertielles, observées par le VLBI dans les longueurs d'onde radio, ayant une précision dans leur position d'environ 1 mas. De plus la plus récente compilation d'un catalogue de radiosources - *Large Quasar Astrometric Catalog* (LQAC) - contient 3 530 objets déterminés avec une précision inférieure à cette valeur. J'ai effectué une recherche systématique des rapprochements apparents entre les astéroïdes de mon échantillon et les radiosources ICRF pour la période 2010-2018 et j'ai trouvé un nombre de 14 817 événements qui se produiront avec une distance angulaire inférieure à  $10'$ . En m'appuyant sur une calibration astrométrique optimisée des images, les positions astrométriques des géocroiseurs de mon échantillon seront 3 à 6 fois meilleures que si la réduction astrométrique

était faite de manière classique, par l'intermédiaire d'un catalogue d'étoiles. En utilisant ces positions dans le calcul d'orbite, nous pouvons envisager des applications multiples, telles que la détection par une méthode directe de la présence de l'effet Yarkovsky dans la dynamique orbitale ou l'obtention des masses d'astéroïdes sur la base des perturbation mutuelles. L'observation des événements permet également l'établissement d'un lien direct entre le repère de référence céleste international (ICRF) matérialisé par des radiosources et un système de référence dynamique basé sur les éphémérides des géocroiseurs. En support à ce type d'étude, j'ai effectué des programmes d'observations astrométriques de la contrepartie optique des radiosources de l'ICRF. Dans le cadre du réseau EURONEAR, j'ai effectué également des observations astrométriques d'astéroïdes géocroiseurs et j'ai développé des routines de réduction pour une astrométrie de haute précision.

Dans la deuxième partie de cette thèse j'ai observé et modélisé les spectres des astéroïdes (21) Lutetia et (2867) Steins, cibles de la mission spatiale Rosetta. Ainsi, pendant plusieurs oppositions, j'ai obtenu des spectres dans l'infrarouge proche ( $0,8 - 2,5 \mu m$ ) en employant le spectrographe SpeX du télescope de la NASA Infrared Telescope Facility (IRTF) qui est localisé au Mauna Kea à Hawaii. Les observations ont été effectuées en mode *remote* en utilisant la structure du Centre d'Observation à Distance en Astronomie à Meudon (CODAM), Observatoire de Paris. Dans le cas de l'astéroïde (21) Lutetia j'ai utilisé des observations photométriques récentes et des solutions de positionnement du pôle de rotation pour la construction de son éphéméride physique. Ainsi j'ai mis en correspondance les spectres obtenus avec la phase de rotation et l'aspect de l'astéroïde. Pendant l'opposition de 2006 les spectres ont été obtenus dans un aspect quasi-équatorial de l'objet, couvrant toute la période de rotation de l'astéroïde. Ainsi j'ai pu mettre en évidence une différence spectrale des différentes zones à la surface de l'astéroïde. J'ai interprété cela comme l'existence des zones de lithologies différentes ou des propriétés spectrales différentes. Mes solutions ont été confirmées ultérieurement par des observations radiométriques, polarimétriques et par la spectroscopie dans le domaine du visible obtenues pour Lutetia par plusieurs équipes de recherches. Mes spectres de l'infrarouge proche ont été combinés avec des données spectrales obtenues dans le domaine du visible. J'ai développé des procédures de minimisation pour l'obtention d'un modèle minéralogique de Lutetia en utilisant des spectres de laboratoire des météorites connus et dont nous disposons des spectres en réflectance. Mes résultats de planétologie comparée montrent la nature primitive, chondritique, de (21) Lutetia, un résultat en concordance avec la classe taxonomique **C** de l'objet. Des observations et une analyse similaire ont été développées pour l'astéroïde (2867) Steins. Cet astéroïde a été classé parmi ceux de la classe taxonomique **E**, une classe rare dans la ceinture principale. L'analyse fine et la modélisation m'ont permis le classement de Steins dans la sous-classe *Angelina* des astéroïdes de type **E** à côté d'autres objets tels les géocroiseurs (3103) Eger et (4660) Nereus. Cette sous-classe n'a pas d'équivalents parmi les météorites connues. L'analyse minéralogique des spectres de Steins indiquent une concentration forte en

oldhamite composant les aubrites à sa surface. Cette composition est très surprenante car les aubrites connues jusqu'au présent sur Terre contiennent jusqu'à  $\sim 1\%$  d'oldhamite. L'application d'un modèle d'altération spatiale basé sur l'irradiation en laboratoire des silicates indique un âge relativement jeune de sa surface. Les images prises par l'instrument OSIRIS de Rosetta proposent une solution d'astéroïde *tas de gravas* qui peut expliquer un processus de rejuvenissement du régolite à la surface de Steins. Enfin, les méthodes et procédures développées et utilisées pour l'analyse spectrale de Lutetia et de Steins m'ont permis leur application sur deux autres programmes : l'observation et l'analyse des neuf astéroïdes de type **M** et l'analyse de l'astéroïde (832) Karin.

Les prédictions des rapprochements apparents entre les géocroiseurs et les radiosources constituent à présent le point de départ d'un programme d'observations astrométriques initiées à l'observatoire de Belogradchik, en Bulgarie. Ce programme que je coordonne, mobilisant une équipe de quatre observateurs roumains, sera le programme pilote permettant la validation des calculs et les tests des procédures de réduction que j'ai mises en place.

Je compte également continuer les observations spectroscopiques des objets sans atmosphère aussi bien pour des thématiques liées aux cibles potentiels des missions spatiales, mais aussi pour des thématiques scientifique émergentes. Il est évident que les acquis récents dans le domaine de nos connaissances pour les astéroïdes sont en grande partie dus à la mise en commun des résultats sur la physique et la dynamique de ces objets.

Enfin, l'expérience d'observations acquise pendant cette thèse me permettra un investissement important dans la construction d'un télescope robotique de 1,2 m de diamètre, qui sera mis en place à l'Institut Astronomique de l'Académie Roumaine. Mon rôle précis dans ce projet est celui de responsable de la chaîne de traitement et management de l'instrumentation scientifique qui opérera sur le télescope. Le choix des instruments et l'intérêt scientifique porté pour la science du Système Solaire font partie de la demande de financement, l'expérience acquise pendant cette thèse venant à un moment très propice pour la continuation de ma carrière.





# Bibliographie

- Allègre, C. J., Manhès, G., & Göpel, C. 1995. The age of the Earth. *Geochim. Cosmochim. Acta*, **59**(Apr.), 1445–1456.
- Arlot, J.-E., Lainey, V., & Thuillot, W. 2006. Predictions of the mutual events of the Uranian satellites occurring in 2006-2009. *A&A*, **456**(Sept.), 1173–1179.
- Assafin, M. 2006. . *Bul. soc. astron. bras*, **26**, 189.
- Assafin, M., Monken Gomes, P. T., da Silva Neto, D. N., Andrei, A. H., Vieira Martins, R., Camargo, J. I. B., Teixeira, R., & Benevides-Soares, P. 2005. Astrometry of International Celestial Reference Frame Sources Using the Second US Naval Observatory CCD Astrograph Catalog. *AJ*, **129**(June), 2907–2913.
- Bader, G., & Deuffhard, P. 1983. A semi-implicit mid-point rule for stiff systems of ordinary differential equations. *Numer. math.*, **41**, 373–398.
- Barucci, M. A., Capria, M. T., Coradini, A., & Fulchignoni, M. 1987. Classification of asteroids using G-mode analysis. *Icarus*, **72**(Nov.), 304–324.
- Barucci, M. A., Fulchignoni, M., Fornasier, S., Dotto, E., Vernazza, P., Birlan, M., Binzel, R. P., Carvano, J., Merlin, F., Barbieri, C., & Belskaya, I. 2005. Asteroid target selection for the new Rosetta mission baseline. 21 Lutetia and 2867 Steins. *A&A*, **430**(Jan.), 313–317.
- Beasley, A. J., Gordon, D., Peck, A. B., Petrov, L., MacMillan, D. S., Fomalont, E. B., & Ma, C. 2002. The VLBA Calibrator Survey-VCS1. *ApJS*, **141**(July), 13–21.
- Bell, J. F. 1988a. A probable asteroidal parent body for the CO or CV chondrites. *Meteoritics*, **23**(Sept.), 256–257.
- Bell, J. F. 1988b. The stratigraphy of the asteroid belt : an outline model. *Nasa tech. memo., nasa tm-4041*, p. 66 - 68, **4041**, 66–68.
- Bell, J. F., Davis, D. R., Hartmann, W. K., & Gaffey, M. J. 1989. Asteroids - The big picture. *Pages 921–945 of : Binzel, R. P., Gehrels, T., & Matthews, M. S. (eds), Asteroids ii.*
- Belskaya, I. N., Fornasier, S., Krugly, Y. N., Shevchenko, V. G., Gaftonyuk, N. M., Barucci, M. A., Fulchignoni, M., & Gil-Hutton, R. 2010. Puzzling asteroid 21 Lutetia : our knowledge prior to the Rosetta fly-by. *Arxiv e-prints*, Mar.
- Bendjoya, P., & Zappalà, V. 2002. Asteroid Family Identification. *Asteroids iii*, 613–618.
- Berthier, J. 1997. Astrométrie des occultations d'étoiles par les astéroïdes. *Journal des astronomes français*, **55**(Dec.), 47–+.
- Berthier, J., Marchis, F., Descamps, P., & Hestroffer, D. 2004 (Nov.). Prediction of stellar occultations by satellite of asteroids. *Pages 1142–+ of : Bulletin of the american astronomical society.* Bulletin of the American Astronomical Society, vol. 36.
- Binzel, R. P., & Xu, S. 1993. Chips off of asteroid 4 Vesta - Evidence for the parent body of basaltic achondrite meteorites. *Science*, **260**(Apr.), 186–191.
- Binzel, R. P., Lupishko, D., di Martino, M., Whiteley, R. J., & Hahn, G. J. 2002. Physical Properties of Near-Earth Objects. *Asteroids iii*, 255–271.

- Birlan, M., Barucci, M. A., Vernazza, P., Fulchignoni, M., Binzel, R. P., Bus, S. J., Belskaya, I., & Fornasier, S. 2004. Near-IR spectroscopy of asteroids 21 Lutetia, 89 Julia, 140 Siwa, 2181 Fogelin and 5480 (1989YK8), potential targets for the Rosetta mission ; remote observations campaign on IRTF. *New astronomy*, **9**(June), 343–351.
- Birlan, M., Vernazza, P., Fulchignoni, M., Barucci, M. A., Descamps, P., Binzel, R. P., & Bus, S. J. 2006. Near infra-red spectroscopy of the asteroid 21 Lutetia. I. New results of long-term campaign. *A&A*, **454**(Aug.), 677–681.
- Birlan, M., Nedelcu, D. A., Lainey, V., Arlot, J.-E., Binzel, R. P., Bus, S. J., Rayner, J., Thuillot, W., Vaduvescu, O., & Colas, F. 2008. Photometric and astrometric analysis of a mutual event between the Uranian satellites Miranda and Oberon. *Astronomische nachrichten*, **329**, 567–572.
- Birlan, M., Vaduvescu, O., Tudorica, A., Sonka, A., Nedelcu, A., Galad, A., Colas, F., Pozo N., F., Barr D., A., Toma, R., Comsa, I., Rocher, P., Lainey, V., Vidican, D., Asher, D., Oprisescu, C., Vancea, C., Colque, J. P., Soto, C. P., Rekola, R., & Unda-Sanzana, E. 2010. More than 160 near Earth asteroids observed in the EURONEAR network. *A&A*, **511**(Feb.), A40+.
- Bottke, W. F., Morbidelli, A., Jedicke, R., Petit, J.-M., Levison, H. F., Michel, P., & Metcalfe, T. S. 2002a. Debiased Orbital and Absolute Magnitude Distribution of the Near-Earth Objects. *Icarus*, **156**(Apr.), 399–433.
- Bottke, W. F., Vokrouhlický, D., & Nesvorný, D. 2007. An asteroid breakup 160Myr ago as the probable source of the K/T impactor. *Nature*, **449**(Sept.), 48–53.
- Bottke, Jr., W. F., Vokrouhlický, D., Rubincam, D. P., & Broz, M. 2002b. The Effect of Yarkovsky Thermal Forces on the Dynamical Evolution of Asteroids and Meteoroids. *Asteroids iii*, 395–408.
- Bowell, E. 2009. Orbits of Minor Planets (Bowell+ 2010). *Vizier online data catalog*, **1**(May), 2001–+.
- Bowell, E., Chapman, C. R., Gradie, J. C., Morrison, D., & Zellner, B. 1978. Taxonomy of asteroids. *Icarus*, **35**(Sept.), 313–335.
- Brouwer, D. 1937. On the accumulation of errors in numerical integration. *AJ*, **46**(Oct.), 149–153.
- Brunetto, R., Vernazza, P., Marchi, S., Birlan, M., Fulchignoni, M., Orofino, V., & Strazzulla, G. 2006. Modeling asteroid surfaces from observations and irradiation experiments : The case of 832 Karin. *Icarus*, **184**(Oct.), 327–337.
- Bulirsch, Roland, & Stoer, Josef. 1966. Numerical treatment of ordinary differential equations by extrapolation methods. *Numer. math.*, **8**, 1–13.
- Burbine, T. H., McCoy, T. J., Binzel, R. P., & Bus, S. J. 2001. Spectra of Aubrites and Their Constituent Minerals. *Meteoritics and planetary science*, vol. 36, supplement, p.a31, **36**(Sept.), 31–+.
- Bus, S. J. 1999. *Compositional structure in the asteroid belt : Results of a spectroscopic survey*. Ph.D. thesis, MASSACHUSETTS INSTITUTE OF TECHNOLOGY.

- Bus, S. J., & Binzel, R. P. 2002a. Phase II of the Small Main-Belt Asteroid Spectroscopic Survey A Feature-Based Taxonomy. *Icarus*, **158**(July), 146–177.
- Bus, S. J., & Binzel, R. P. 2002b. Phase II of the Small Main-Belt Asteroid Spectroscopic Survey The Observations. *Icarus*, **158**(July), 106–145.
- Carvano, J. M., Mothé-Diniz, T., & Lazzaro, D. 2003. Search for relations among a sample of 460 asteroids with featureless spectra. *Icarus*, **161**(Feb.), 356–382.
- Carvano, J. M., Barucci, M. A., Delbó, M., Fornasier, S., Lowry, S., & Fitzsimmons, A. 2008. Surface properties of Rosetta's targets (21) Lutetia and (2867) Steins from ESO observations. *A&A*, **479**(Feb.), 241–248.
- Cellino, A., Bus, S. J., Doressoundiram, A., & Lazzaro, D. 2002. Spectroscopic Properties of Asteroid Families. *Asteroids iii*, 633–643.
- Chapman, C. R. 1976. Asteroids as meteorite parent-bodies - The astronomical perspective. *Geochim. Cosmochim. Acta*, **40**(July), 701–719.
- Chapman, C. R., & Gaffey, M. J. 1979. *Reflectance spectra for 277 asteroids*. Pages 655–687.
- Chapman, C. R., Morrison, D., & Zellner, B. 1975. Surface properties of asteroids - A synthesis of polarimetry, radiometry, and spectrophotometry. *Icarus*, **25**(May), 104–130.
- Charnoz, S., Thébault, P., & Brahic, A. 2001. Short-term collisional evolution of a disc perturbed by a giant-planet embryo. *A&A*, **373**(July), 683–701.
- Chesley, S. R., Ostro, S. J., Vokrouhlický, D., Čapek, D., Giorgini, J. D., Nolan, M. C., Margot, J.-L., Hine, A. A., Benner, L. A. M., & Chamberlin, A. B. 2003. Direct Detection of the Yarkovsky Effect by Radar Ranging to Asteroid 6489 Golevka. *Science*, **302**(Dec.), 1739–1742.
- Clark, B. E., Bus, S. J., Rivkin, A. S., McConnochie, T., Sanders, J., Shah, S., Hiroi, T., & Shepard, M. 2004a. E-type asteroid spectroscopy and compositional modeling. *Journal of geophysical research (planets)*, **109**(Feb.), 2001–+.
- Clark, B. E., Bus, S. J., Rivkin, A. S., Shepard, M. K., & Shah, S. 2004b. Spectroscopy of X-Type Asteroids. *AJ*, **128**(Dec.), 3070–3081.
- Claussen, M. 2006. . *Vla calibrator manual*.
- da Silva Neto, D. N., Andrei, A. H., Martins, R. V., & Assafin, M. 2000. Optical Positions for a Sample of ICRF Sources. *AJ*, **119**(Mar.), 1470–1479.
- da Silva Neto, D. N., Assafin, M., Andrei, A. H., & Vieira Martins, R. 2005 (Jan.). Connection Between the ICRF and the Dynamical Reference Frame for the Outer Planets. *Pages 285–+ of: Turon, C., O'Flaherty, K. S., & Perryman, M. A. C. (eds), The three-dimensional universe with gaia*. ESA Special Publication, vol. 576.
- Dell'Oro, A., & Cellino, A. 2006. Numerical simulations of asteroid signals on the GAIA focal plane. *Advances in space research*, **38**, 1961–1967.
- 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**(July), 160–180.

- Dollfus, A., Mandeville, J. C., & Duseaux, M. 1979. The nature of the M-type asteroids from optical polarimetry. *Icarus*, **37**(Jan.), 124–132.
- Dotto, E., Perna, D., Fornasier, S., Belskaya, I. N., Barucci, M. A., Shevchenko, V. G., Krugly, Y. N., Gaftonyuk, N. M., Tereschenko, I. A., Scipioni, F., & de Luise, F. 2009. Photometric and spectroscopic investigation of 2867 Steins, target of the Rosetta mission. Ground-based results prior to the Rosetta fly-by. *A&A*, **494**(Feb.), L29–L32.
- Endress, M., & Bischoff, A. 1995 (Mar.). The Compositional Variability of Dolomites in CI Chondrites : Implications for Physico-Chemical Conditions of Circulating Fluids on the CI Parent Body. *Pages 371–+ of : Lunar and planetary institute conference abstracts.*
- Farinella, P., Froeschle, C., Froeschle, C., Gonczi, R., Hahn, G., Morbidelli, A., & Valsecchi, G. B. 1994. Asteroids falling onto the Sun. *Nature*, **371**(Sept.), 315–.
- Feissel, M., & Mignard, F. 1998. The adoption of ICRS on 1 January 1998 : meaning and consequences. *A&A*, **331**(Mar.), L33–L36.
- Fey, A. L., Ma, C., Arias, E. F., Charlot, P., Feissel-Vernier, M., Gontier, A.-M., Jacobs, C. S., Li, J., & MacMillan, D. S. 2004. The Second Extension of the International Celestial Reference Frame : ICRF-EXT.1. *AJ*, **127**(June), 3587–3608.
- Fienga, A., & Andrei, A. H. 2004. Northern Hemisphere observations of ICRF sources on the USNO stellar catalogue frame. *A&A*, **420**(June), 1163–1169.
- Fienga, A., Laskar, J., Morley, T., Manche, H., Kuchynka, P., Le Poncin-Lafitte, C., Budnik, F., Gastineau, M., & Somenzi, L. 2009. INPOP08, a 4-D planetary ephemeris : from asteroid and time-scale computations to ESA Mars Express and Venus Express contributions. *A&A*, **507**(Dec.), 1675–1686.
- Fornasier, S., Belskaya, I., Fulchignoni, M., Barucci, M. A., & Barbieri, C. 2006a. First albedo determination of 2867 Steins, target of the Rosetta mission. *A&A*, **449**(Apr.), L9–L12.
- Fornasier, S., Belskaya, I. N., Shkuratov, Y. G., Pernechele, C., Barbieri, C., Giro, E., & Navasardyan, H. 2006b. Polarimetric survey of asteroids with the Asiago telescope. *A&A*, **455**(Aug.), 371–377.
- Fornasier, S., Migliorini, A., Dotto, E., & Barucci, M. A. 2008. Visible and near infrared spectroscopic investigation of E-type asteroids, including 2867 Steins, a target of the Rosetta mission. *Icarus*, **196**(July), 119–134.
- Gaffey, M. J. 1976. Spectral reflectance characteristics of the meteorite classes. *J. Geophys. Res.*, **81**(Feb.), 905–920.
- Gaffey, M. J., & Kelley, M. S. 2004 (Mar.). Mineralogical Variations Among High Albedo E-Type Asteroids : Implications for Asteroid Igneous Processes. *Pages 1812–+ of : Mackwell, S., & Stansbery, E. (eds), Lunar and planetary institute conference abstracts. Lunar and Planetary Inst. Technical Report, vol. 35.*
- Gaffey, M. J., Bell, J. F., & Cruikshank, D. P. 1989. Reflectance spectroscopy and asteroid surface mineralogy. *Pages 98–127 of : Binzel, R. P., Gehrels, T., & Matthews, M. S. (eds), Asteroids ii.*
- Gil-Hutton, R. 2007. Polarimetry of M-type asteroids. *A&A*, **464**(Mar.), 1127–1132.

- Giorgini, J. D., Benner, L. A. M., Ostro, S. J., Nolan, M. C., & Busch, M. W. 2008. Predicting the Earth encounters of (99942) Apophis. *Icarus*, **193**(Jan.), 1–19.
- Gladman, B., Michel, P., & Froeschlé, C. 2000. The Near-Earth Object Population. *Icarus*, **146**(July), 176–189.
- Gladman, B. J., Migliorini, F., Morbidelli, A., Zappala, V., Michel, P., Cellino, A., Froeschle, C., Levison, H. F., Bailey, M., & Duncan, M. 1997. Dynamical lifetimes of objects injected into asteroid belt resonances. *Science*, **277**, 197–201.
- Gradie, J. C., Chapman, C. R., & Tedesco, E. F. 1989. Distribution of taxonomic classes and the compositional structure of the asteroid belt. *Pages 316–335 of : R. P. Binzel, T. Gehrels, & M. S. Matthews (ed), Asteroids ii.*
- Grazier, K. R., Newman, W. I., Kaula, W. M., & Hyman, J. M. 1999. Dynamical Evolution of Planetesimals in the Outer Solar System. I. The Jupiter/Saturn Zone. *Icarus*, **140**(Aug.), 341–352.
- Groussin, O., Hahn, G., Lamy, P. L., Gonczi, R., & Valsecchi, G. B. 2007. The long-term evolution and initial size of comets 46P/Wirtanen and 67P/Churyumov-Gerasimenko. *MNRAS*, **376**(Apr.), 1399–1406.
- Hapke, B. 1993. *Theory of reflectance and emittance spectroscopy.*
- Hilton, J. L. 2002. Asteroid Masses and Densities. *Asteroids iii*, 103–112.
- Horner, J., Evans, N. W., & Bailey, M. E. 2004. Simulations of the population of Centaurs - I. The bulk statistics. *MNRAS*, **354**(Nov.), 798–810.
- Howell, E. S., Merenyi, E., & Lebofsky, L. A. 1994. Classification of asteroid spectra using a neural network. *J. Geophys. Res.*, **99**(May), 10847–+.
- IERS. 1996. *1995 IERS Annual Report.*
- Ivanov, A. V. 1997. The Kaidun Meteorite : Space Trawl? *Meteoritics & planetary science*, vol. 32, page a65, **32**(Jan.), 65–+.
- Ivanov, A. V., Zolensky, M. E., Kononkova, N. N., Yang, S. V., & Migdisova, L. F. 2001. The Kaidun Meteorite : A Melted Clast of Subalkaline Rock. *Meteoritics & planetary science*, vol. 36, supplement, p.a87, **36**(Sept.), 87–+.
- Jorda, L., Lamy, P. L., Faury, G., Weissman, P., Barucci, M. A., Fornasier, S., Lowry, S., Toth, I., & Küppers, M. 2008. Asteroid 2867 Steins. I. Photometric properties from OSIRIS/Rosetta and ground-based visible observations. *A&A*, **487**(Sept.), 1171–1178.
- Jutzi, M., Michel, P., & Benz, W. 2010. A large crater as a probe of the internal structure of the E-type asteroid Steins. *A&A*, **509**(Jan.), L2+.
- Kaplan, G. H., & Bangert, J. A. 2006. Tools for Implementing the Recent IAU Resolutions : USNO Circular 179 and the NOVAS Software Package. *Nomenclature, precession and new models in fundamental astronomy, 26th meeting of the iau, joint discussion 16, 22-23 august 2006, prague, czech republic, jd16, #3*, **16**(Aug.).

- Kaplan, G. H., Hughes, J. A., Seidelmann, P. K., Smith, C. A., & Yallop, B. D. 1989. Mean and apparent place computations in the new IAU system. III - Apparent, topocentric, and astrometric places of planets and stars. *AJ*, **97**(Apr.), 1197–1210.
- Keil, K. 1989. Enstatite meteorites and their parent bodies. *Meteoritics*, **24**(Dec.), 195–208.
- Knezevic, Z., Lemaître, A., & Milani, A. 2002. The Determination of Asteroid Proper Elements. *Asteroids iii*, 603–612.
- Küppers, M., Mottola, S., Lowry, S. C., A’Hearn, M. F., Barbieri, C., Barucci, M. A., Fornasier, S., Groussin, O., Gutiérrez, P., Hviid, S. F., Keller, H. U., & Lamy, P. 2007. Determination of the light curve of the Rosetta target asteroid (2867) Steins by the OSIRIS cameras onboard Rosetta. *A&A*, **462**(Jan.), L13–L16.
- Lazzarin, M., Marchi, S., Magrin, S., & Barbieri, C. 2004. Visible spectral properties of asteroid 21 Lutetia, target of Rosetta Mission. *A&A*, **425**(Oct.), L25–L28.
- Lazzaro, D., Angeli, C. A., Carvano, J. M., Mothé-Diniz, T., Duffard, R., & Florczak, M. 2004. S3OS2 : the visible spectroscopic survey of 820 asteroids. *Icarus*, **172**(Nov.), 179–220.
- Lee, M. R., Hutchinson, R., & Graham, A. L. 1996. Aqueous alteration in the matrix of the Vigarano (CV3) carbonaceous chondrite. *Meteoritics and planetary science*, **31**(July), 477–483.
- Lord, M. M. 1992. NASA technical note. **1**(1), 1–1.
- Lupishko, D. F., & Mohamed, R. A. 1996. A New Calibration of the Polarimetric Albedo Scale of Asteroids. *Icarus*, **119**(Jan.), 209–213.
- Ma, C., Arias, E. F., Eubanks, T. M., Fey, A. L., Gontier, A.-M., Jacobs, C. S., Sovers, O. J., Archinal, B. A., & Charlot, P. 1998. The International Celestial Reference Frame as Realized by Very Long Baseline Interferometry. *AJ*, **116**(July), 516–546.
- Magri, C., Ostro, S. J., Rosema, K. D., Thomas, M. L., Mitchell, D. L., Campbell, D. B., Chandler, J. F., Shapiro, I. I., Giorgini, J. D., & Yeomans, D. K. 1999. Mainbelt Asteroids : Results of Arecibo and Goldstone Radar Observations of 37 Objects during 1980-1995. *Icarus*, **140**(Aug.), 379–407.
- Magri, C., Nolan, M. C., Ostro, S. J., & Giorgini, J. D. 2007. A radar survey of main-belt asteroids : Arecibo observations of 55 objects during 1999 2003. *Icarus*, **186**(Jan.), 126–151.
- McCord, T. B., Adams, J. B., & Johnson, T. V. 1970. Asteroid Vesta : Spectral Reflectivity and Compositional Implications. *Science*, **168**(June), 1445–1447.
- Michel, P., Tanga, P., Benz, W., & Richardson, D. C. 2002. Formation of Asteroid Families by Catastrophic Disruption : Simulations with Fragmentation and Gravitational Reaccumulation. *Icarus*, **160**(Nov.), 10–23.
- Milani, A. 1999. The Asteroid Identification Problem. I. Recovery of Lost Asteroids. *Icarus*, **137**(Feb.), 269–292.
- Monet, D. G., Levine, S. E., Canzian, B., Ables, H. D., Bird, A. R., Dahn, C. C., Guetter, H. H., Harris, H. C., Henden, A. A., Leggett, S. K., Levison, H. F., Luginbuhl, C. B., Martini, J., Monet, A. K. B., Munn, J. A., Pier, J. R., Rhodes, A. R., Rieke, B., Sell, S., Stone, R. C., Vrba, F. J., Walker, R. L., Westerhout, G., Brucato, R. J., Reid, I. N., Schoening, W., Hartley, M., Read, M. A., & Tritton, S. B. 2003. The USNO-B Catalog. *AJ*, **125**(Feb.), 984–993.

- Montenbruck, O. 1992. Numerical integration methods for orbital motion. *Celestial mechanics and dynamical astronomy*, **53**(Mar.), 59–69.
- Montenbruck, O., Pfleger, T., & Dunlop, S. 2002. *Astronomy on the personal computer – 4th completely revised ed.*
- Morbidelli, A., Zappala, V., Moons, M., Cellino, A., & Gonczi, R. 1995. Asteroid families close to mean motion resonances : dynamical effects and physical implications. *Icarus*, **118**(Nov.), 132–.
- Morrison, D. 1974. Radiometric diameters and albedos of 40 asteroids. *ApJ*, **194**(Nov.), 203–212.
- Mueller, M., Harris, A. W., Bus, S. J., Hora, J. L., Kassis, M., & Adams, J. D. 2006. The size and albedo of Rosetta fly-by target 21 Lutetia from new IRTF measurements and thermal modeling. *A&A*, **447**(Mar.), 1153–1158.
- Murison, M. A. 1989. On an efficient and accurate method to integrate restricted three-body orbits. *AJ*, **97**(May), 1496–1509.
- Nedelcu, D. A., Birlan, M., Vernazza, P., Binzel, R. P., Fulchignoni, M., & Barucci, M. A. 2007a. E-type asteroid (2867) Steins : flyby target for Rosetta. *A&A*, **473**(Oct.), L33–L36.
- Nedelcu, D. A., Birlan, M., Vernazza, P., Descamps, P., Binzel, R. P., Colas, F., Kryszczyńska, A., & Bus, S. J. 2007b. Near infra-red spectroscopy of the asteroid 21 Lutetia. II. Rotationally resolved spectroscopy of the surface. *A&A*, **470**(Aug.), 1157–1164.
- Nedelcu, D. A., Birlan, M., Souchay, J., Assafin, M., Andrei, A. H., Bădescu, O., Popescu, P., & Paraschiv, P. 2009. Near-Earth asteroids & QSOs close approaches (Nedelcu+, 2010). *VizieR online data catalog*, **350**(Nov.), 99027–+.
- Nedelcu, D. A., Birlan, M., Souchay, J., Assafin, M., Andrei, A. H., Bădescu, O., Popescu, P., & Paraschiv, P. 2010. Apparent close approaches between near-Earth asteroids and quasars . Precise astrometry and frame linking. *A&A*, **509**(Jan.), A27+.
- Nesvorný, D., & Bottke, W. F. 2004. Detection of the Yarkovsky effect for main-belt asteroids. *Icarus*, **170**(Aug.), 324–342.
- Nesvorný, D., Bottke, Jr., W. F., Dones, L., & Levison, H. F. 2002. The recent breakup of an asteroid in the main-belt region. *Nature*, **417**(June), 720–771.
- Nesvorný, D., Bottke, W. F., Levison, H. F., & Dones, L. 2003. Recent Origin of the Solar System Dust Bands. *ApJ*, **591**(July), 486–497.
- Nesvorný, D., Enke, B. L., Bottke, W. F., Durda, D. D., Asphaug, E., & Richardson, D. C. 2006. Karin cluster formation by asteroid impact. *Icarus*, **183**(Aug.), 296–311.
- Neuschaefer, L. W., & Windhorst, R. A. 1995. Observation and reduction methods of deep Palomar 200 inch 4-Shooter mosaics. *ApJS*, **96**(Feb.), 371–399.
- Newhall, X. X., Preston, R. A., & Esposito, P. B. 1986. Relating the JPL VLBI Reference Frame and the Planetary Ephemerides. *Pages 789–+ of* : Eichhorn, H. K., & Leacock, R. J. (eds), *Astrometric techniques*. IAU Symposium, vol. 109.

- Ochsenbein, F., Bauer, P., & Marcout, J. 2000. The VizieR database of astronomical catalogues. *A&AS*, **143**(Apr.), 23–32.
- Perna, D., Dotto, E., Lazzarin, M., Magrin, S., Fulchignoni, M., Barucci, M. A., Fornasier, S., Marchi, S., & Barbieri, C. 2010. Inhomogeneities on the surface of 21 Lutetia, the asteroid target of the Rosetta mission. Ground-based results before the Rosetta fly-by. *A&A*, **513**(Apr.), L4+.
- Petit, J.-M., Chambers, J., Franklin, F., & Nagasawa, M. 2002. Primordial Excitation and Depletion of the Main Belt. *Asteroids iii*, 711–723.
- Pieters, C. M., Fischer, E. M., Rode, O., & Basu, A. 1993. Optical effects of space weathering : The role of the finest fraction. *J. Geophys. Res.*, **98**(Nov.), 20817–+.
- 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. *Meteoritics and planetary science*, **35**(Sept.), 1101–1107.
- Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., & Flannery, B. P. 1992. *Numerical recipes in C. The art of scientific computing*.
- Quinlan, G. D. 1994. Round-off error in long-term orbital integrations using multistep methods. *Celestial mechanics and dynamical astronomy*, **58**(Apr.), 339–351.
- Quinn, T. R., Tremaine, S., & Duncan, M. 1991. A three million year integration of the earth's orbit. *AJ*, **101**(June), 2287–2305.
- Rayner, J. T., Toomey, D. W., Onaka, P. M., Denault, A. J., Stahlberger, W. E., Vacca, W. D., Cushing, M. C., & Wang, S. 2003. SpeX : A Medium-Resolution 0.8-5.5 Micron Spectrograph and Imager for the NASA Infrared Telescope Facility. *PASP*, **115**(Mar.), 362–382.
- Rivkin, A. S., Howell, E. S., Britt, D. T., Lebofsky, L. A., Nolan, M. C., & Branston, D. D. 1995. Three-micron spectrometric survey of M-and E-class asteroids. *Icarus*, **117**(Sept.), 90–100.
- Rivkin, A. S., Howell, E. S., Lebofsky, L. A., Clark, B. E., & Britt, D. T. 2000. The nature of M-class asteroids from 3-micron observations. *Icarus*, **145**(June), 351–368.
- Rivkin, A. S., Howell, E. S., Vilas, F., & Lebofsky, L. A. 2002. Hydrated Minerals on Asteroids : The Astronomical Record. *Asteroids iii*, Mar., 235–253.
- Sasaki, T., Sasaki, S., Watanabe, J.-i., Sekiguchi, T., Yoshida, F., Kawakita, H., Fuse, T., Takato, N., Dermawan, B., & Ito, T. 2004. Mature and Fresh Surfaces on the Newborn Asteroid Karin. *ApJ*, **615**(Nov.), L161–L164.
- Seidelmann, P. K. 1992. *Explanatory Supplement to the Astronomical Almanac*. University Science Books.
- 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., & Williams, I. P. 2007. Report of the IAU/IAG Working Group on cartographic coordinates and rotational elements : 2006. *Celestial mechanics and dynamical astronomy*, **98**(July), 155–180.



- 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**(Feb.), 235–246.
- Shukolyukov, A., & Lugmair, G. W. 2002. Chronology of Asteroid Accretion and Differentiation. *Asteroids iii*, 687–695.
- Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., Weinberg, M. D., Schneider, S., Carpenter, J. M., Beichman, C., Capps, R., Chester, T., Elias, J., Huchra, J., Liebert, J., Lonsdale, C., Monet, D. G., Price, S., Seitzer, P., Jarrett, T., Kirkpatrick, J. D., Gizis, J. E., Howard, E., Evans, T., Fowler, J., Fullmer, L., Hurt, R., Light, R., Kopan, E. L., Marsh, K. A., McCallon, H. L., Tam, R., Van Dyk, S., & Wheelock, S. 2006. The Two Micron All Sky Survey (2MASS). *AJ*, **131**(Feb.), 1163–1183.
- Souchay, J., Le Poncin-Lafitte, C., & Andrei, A. H. 2007. Close approaches between Jupiter and quasars with possible application to the scheduled GAIA mission. *A&A*, **471**(Aug.), 335–343.
- Souchay, J., Andrei, A. H., Barache, C., Bouquillon, S., Gontier, A.-M., Lambert, S. B., Le Poncin-Lafitte, C., Taris, F., Arias, E. F., Suchet, D., & Baudin, M. 2009. The construction of the large quasar astrometric catalogue (LQAC). *A&A*, **494**(Feb.), 799–815.
- Sunshine, J. M., Pieters, C. M., & Pratt, S. F. 1990. Deconvolution of mineral absorption bands - An improved approach. *J. Geophys. Res.*, **95**(May), 6955–6966.
- Tedesco, E. F., Veeder, G. J., Fowler, J. W., & Chillemi, J. R. 1992 (Dec.). *The IRAS Minor Planet Survey*. Tech. rept.
- Tholen, D. J. 1984. *Asteroid taxonomy from cluster analysis of Photometry*. Ph.D. thesis, Arizona Univ., Tucson.
- Tholen, D. J. 1989. Asteroid taxonomic classifications. *Pages 1139–1150 of* : Binzel, R. P., Gehrels, T., & Matthews, M. S. (eds), *Asteroids ii*.
- Tholen, D. J., & Barucci, M. A. 1989. Asteroid taxonomy. *Pages 298–315 of* : R. P. Binzel, T. Gehrels, & M. S. Matthews (ed), *Asteroids ii*.
- 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**(Aug.), 346–383.
- Tuomi, M., & Kotiranta, S. 2009. Bayesian analysis of the radial velocities of HD 11506 reveals another planetary companion. *A&A*, **496**(Mar.), L13–L16.
- Vaduvescu, O., Birlan, M., Colas, F., Sonka, A., & Nedelcu, A. 2008. EURONEAR : First results. *Planet. Space Sci.*, **56**(Nov.), 1913–1918.
- Vernazza, P., Rossi, A., Birlan, M., Fulchignoni, M., Nedelcu, A., & Dotto, E. 2007. 832 Karin : Absence of rotational spectral variations. *Icarus*, **191**(Nov.), 330–336.
- Veron-Cetty, M.-P., & Veron, P. 1984. A catalogue of Quasars and Active Nuclei. *European southern observatory scientific report*, **1**, 1–+.
- Véron-Cetty, M.-P., & Véron, P. 2003. A catalogue of quasars and active nuclei : 11th edition. *A&A*, **412**(Dec.), 399–403.

- Veron-Cetty, M. P., & Veron, P. 2010. Quasars and Active Galactic Nuclei (13th Ed.) (Veron+ 2010). *Vizier online data catalog*, **7258**(Feb.), 0–+.
- Vilas, F. 1994. A cheaper, faster, better way to detect water of hydration on Solar System bodies. *Icarus*, **111**(Oct.), 456–467.
- Will, C. M. 1974. The theoretical tools of experimental gravitation. *Pages 1–+ of* : B. Bertotti (ed), *Experimental gravitation*.
- Wisdom, J. 1983. Chaotic behavior and the origin of the 3/1 Kirkwood gap. *Icarus*, **56**(Oct.), 51–74.
- Wisdom, J. 1985. A perturbative treatment of motion near the 3/1 commensurability. *Icarus*, **63**(Aug.), 272–289.
- Yagudina, E. I. 2001. The use of radar observations of Near-Earth Asteroids in the determination of the dynamical equinox. *Celestial mechanics and dynamical astronomy*, **80**(July), 195–203.
- Yoshida, F., Dermawan, B., Ito, T., Sawabe, Y., Haji, M., Saito, R., Hirai, M., Nakamura, T., Sato, Y., Yanagisawa, T., & Malhotra, R. 2004. Photometric Observations of a Very Young Family-Member Asteroid (832) Karin. *PASJ*, **56**(Dec.), 1105–1113.
- Young, D. E, Ash, D. R, & Rumble, D. 1999. Fluid Flow in Chondritic Parent Bodies : Deciphering the Compositions of Planetesimals. *Science*, **286**(Nov.), 1331–1335.
- Zacharias, M. I., & Zacharias, N. 2005 (Oct.). Radio-Optical Reference Frame Link : First results using dedicated astrograph reference stars. *Pages 184–+ of* : P. K. Seidelmann & A. K. B. Monet (ed), *Astrometry in the age of the next generation of large telescopes*. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, vol. 338.
- Zacharias, N., Zacharias, M. I., Hall, D. M., Johnston, K. J., de Vegt, C., & Winter, L. 1999. Accurate Optical Positions of Extragalactic Radio Reference Frame Sources. *AJ*, **118**(Nov.), 2511–2525.
- Zacharias, N., Urban, S. E., Zacharias, M. I., Wycoff, G. L., Hall, D. M., Monet, D. G., & Rafferty, T. J. 2004. The Second US Naval Observatory CCD Astrograph Catalog (UCAC2). *AJ*, **127**(May), 3043–3059.
- Zellner, B. 1979. *Asteroid taxonomy and the distribution of the compositional types*. Pages 783–806.
- Zellner, B., Gehrels, T., & Gradie, J. 1974. Minor planets and related objects. XVI - Polarimetric diameters. *AJ*, **79**(Oct.), 1100–1110.
- Zellner, B., Leake, M., Lebertre, T., Duseaux, M., & Dollfus, A. 1977a. The asteroid albedo scale. I - Laboratory polarimetry of meteorites. *Pages 1091–1110 of* : *Lunar and planetary science conference*.
- Zellner, B., Lebertre, T., & Day, K. 1977b. The asteroid albedo scale. II - Laboratory polarimetry of dark carbon-bearing silicates. *Pages 1111–1117 of* : Merrill, R. B. (ed), *Lunar and planetary science conference*.
- Zellner, B., Tholen, D. J., & Tedesco, E. F. 1985a. The eight-color asteroid survey - Results for 589 minor planets. *Icarus*, **61**(Mar.), 355–416.

- Zellner, B., Tholen, D. J., & Tedesco, E. F. 1985b. The eight-color asteroid survey : Results for 589 minor planets. *Icarus*, **61**(Feb.), 335–416.
- Zolensky, M. E. 2005. What is the Water (OH) Content of the E Asteroids ? *Lpi contributions*, **1267**(June), 32–+.
- Zolensky, M. E., & Ivanov, A. 2003. The Kaidun Microbreccia Meteorite : A Harvest from the Inner and Outer Asteroid Belt. *Chemie der erde/geochemistry*, **63**(Sept.), 185–246.





