

Publicação Especial

Nº 05  
2002

**Estudo da Composição Superficial de Asteróides  
Do Cinturão Principal**

Thais Mothé Diniz

Tese de Doutorado  
Rio de Janeiro, Março de 2002

Ministério da Ciência e Tecnologia

Observatório Nacional

**Estudo da Composição Superficial  
de Asteróides  
do Cinturão Principal**

TESE DE DOUTORADO

Thais Mothé Diniz

Orientadora: Dr<sup>a</sup> Daniela Lazzaro

Apresentada como requisito parcial para obtenção do grau de Doutor em Astronomia  
Rio de Janeiro, março de 2002

*Quero dos Deuses só que me não lembrem.  
Serei livre — sem dita nem desdita,  
Como o vento que é a vida  
Do ar que não é nada.  
O ódio e o amor iguais nos buscam; ambos,  
Cada um com seu modo, nos oprimem.  
A quem deuses concedem  
Nada, tem liberdade.*

Fernando Pessoa, *Odes de Ricardo Reis*

---

## Agradecimentos

- *In memoriam* a meus pais.
- Agradeço, em primeiro lugar, à Dra. Daniela Lazzaro pela constante orientação que tornou possível a realização deste trabalho e, especialmente pela dedicação e paciência durante estes quatro anos.
- Ao CNPq, CAPES e FAPERJ pelo suporte financeiro através de bolsas no Brasil e no exterior.
- Ao Dr. Vincenzo Zappalà pela acolhida e pelo apoio constante quando de meu estágio no Observatório Astronômico de Turim.
- Aos amigos encontrados em Turim, especialmente Ronald Drimmel e Roberto Casalegno que estiveram sempre por perto nos momentos difíceis.
- A todos os amigos da Pós-graduação, pelos bons momentos que tivemos juntos durante todos esses anos (incluindo os recém-doutores).
- A Jaime, Elcia e Luciana pelo carinho.
- A Delta e Jorge Carvano também por seu carinho, apoio e acolhida como pais.
- A Tatiana Mothé e Apolonia Corrêa pelo carinho.
- Finalmente, agradeço a Jorge Márcio Carvano pela paciência, e carinho e por estar ao meu lado em todos os momentos dessa caminhada.



## Resumo

Neste trabalho procuramos analisar o problema da caracterização mineralógica do cinturão de asteróides. Para tal, realizamos estudos sobre a composição superficial de asteróides de diversas classes taxonômicas, sobre a caracterização espectral das famílias de Eunomia e Hygiea, e sobre a distribuição taxonômica dos asteróides do cinturão principal.

O estudo da composição superficial de alguns asteróides de classes específicas foi baseado na procura por variações ao longo de um período rotacional. Ênfase foi dada à classe S por sua peculiar problemática envolvendo o grau de diferenciação sofrido. Nossos resultados indicam a ausência de variações significativas na maioria dos asteróides observados. Espectros rotacionais do asteróide 10 Hygiea, do tipo C, indicaram também uma relativa homogeneidade de sua superfície sem indícios de alteração aquosa.

No que concerne ao estudo das famílias, foram estudadas as de Eunomia e de Hygiea, visando aferir a coerência mineralógica entre seus membros. Embora de classes distintas, S para Eunomia e C para Hygiea, o estudo realizado aponta para uma similaridade entre os membros de cada família, corroborando assim uma origem comum a partir da fragmentação de um corpo-progenitor. Da ordem de 3-4 intrusos foram identificados em cada uma das duas famílias estudadas.

Finalmente, para analisar a distribuição taxonômica dos asteróides do Cinturão Principal utilizamos uma grande base de dados, com quase 2.000 asteróides. Uma distribuição distinta da obtida em estudos anteriores desponta de nossa análise. Nossos resultados mostram que a classe S é abundante não apenas na parte interna do cinturão mas chega a representar mais do que 50% dos asteróides também na parte externa deste. O "novo" cinturão apresenta uma maior mistura de classes taxonômicas do que a apresentada em qualquer estudo anterior.

## Abstract

In this work we broach the problem of the mineralogical characterization of the main belt of asteroids. We study the surface composition of asteroids belonging to many taxonomic classes, the spectral characterization of members of the Eunomia and Hygiea asteroid families, and the distribution of taxonomies throughout the main belt.

The study of the surface composition of some asteroids of specific classes was based on the search for variations during a rotational period. Emphasis was given to asteroids of the S-class because of its problematics on the amount of differentiation these bodies may have suffered. Rotationally resolved spectra of 10 Hygiea, a C-type, also indicate a relatively homogeneous surface without aqueous alteration.

Concerning the study of families, we have studied the Eunomia and Hygiea families, aiming to assess the mineralogical coherence among their members. Even belonging to distinct taxonomic classes, S for Eunomia and C for Hygiea, our study indicate a similarity among the members of each family. This corroborates a common origin, from the breakup of a parent-body. About 3-4 interlopers were found in each of the families studied.

Finally, in order to analyse the taxonomic distribution of the Main Belt asteroids, we used a large database, with almost 2,000 asteroids. From our analysis there appears a distribution distinct to that obtained in previous works. Our results indicate that the S-class is more abundant in the inner, as well as in the outer part of the Main Belt, representing almost 50% of the asteroids in this region. The "new" Main Belt presents a greater mixing of taxonomic classes than in previous studies.

# Sumário

<b>1</b>	<b>Introdução</b>	<b>11</b>
<b>2</b>	<b>Caracterização Superficial</b>	<b>14</b>
2.1	Fotometria de asteróides . . . . .	15
2.2	Espectroscopia de asteróides . . . . .	15
2.3	Espectros rotacionais . . . . .	19
2.3.1	Por quê fazer espectro rotacional? . . . . .	19
2.3.2	A classe taxonômica S . . . . .	20
2.3.3	A problemática dos tipos S . . . . .	24
2.3.4	O espectro rotacional de asteróides tipo S . . . . .	28
2.3.5	A classe taxonômica C . . . . .	30
2.3.6	O espectro rotacional de 10 Hygiea . . . . .	31
2.3.7	Discussão . . . . .	33
<b>3</b>	<b>Da Superfície ao Interior</b>	<b>48</b>
3.1	Famílias de asteróides: histórico e problemática . . . . .	48
3.1.1	Diferenças provenientes da amostra . . . . .	50
3.1.2	Diferenças provenientes do método de agrupamento . . . . .	52
3.1.3	Evolução do conceito de família . . . . .	53

3.2	Identificação de famílias: as técnicas mais recentes . . . . .	54
3.2.1	Critério de identificação de Williams . . . . .	54
3.2.2	O método de aglomeração hierárquica (HCM) . . . . .	55
3.2.3	O método da transformada wavelet (WCA) . . . . .	59
3.2.4	O método de Bus . . . . .	60
3.2.5	Breve comparação entre os métodos . . . . .	60
3.3	Estudos espectroscópicos anteriores . . . . .	61
3.4	Estudo espectroscópico da família de Eunomia . . . . .	62
3.5	Estudo espectroscópico da família de Hygiea . . . . .	75
<b>4</b>	<b>Distribuição de Composições</b>	<b>87</b>
4.1	Estudos anteriores . . . . .	88
4.1.1	Estudos sobre distribuição taxonômica . . . . .	88
4.1.2	Estudos sobre a distribuição composicional . . . . .	89
4.2	Revisando a distribuição das classes taxonômicas . . . . .	94
4.2.1	As campanhas S3OS2 e SMASSII . . . . .	94
4.2.2	A correção das tendências observacionais . . . . .	95
4.2.3	O “novo” Cinturão Principal . . . . .	98
<b>5</b>	<b>Perspectivas Futuras</b>	<b>110</b>

# Lista de Figuras

- 2.1 *Espectro de reflexão dos minerais olivina (Ol), piroxênio (Px), Espinélio (Sp) e da liga metálica de ferro-níquel (Fe-Ni) (Gaffey et al. 1993b) . . . . . 17*
- 2.2 *Características superficiais do asteroide 1036 Ganymed: os círculos representam dados espectrofotométricos obtidos em oito cores, enquanto que o espectro, deslocado para melhor visualização, foi obtido dentro do S3OS2 (Small Solar System Objects Spectroscopic Survey). . . . . 18*
- 2.3 *Representação de um asteroide com pelo menos quatro tipos de materiais em sua superfície em dois momentos da rotação em torno de seu eixo. Em um primeiro momento o espectro deste asteroide é mais influenciado por um tipo de material (representado pela cor cinza escuro) e, por outro tipo de material (representado pelo cinza claro) num outro momento. . . . . 19*
- 2.4 *Gráfico do centro da Banda I pela razão Banda II/Banda I para quatro tipos de materiais meteoríticos com polígonos desenhados de modo a englobar três grupos composicionais. A região retangular "OL" contém essencialmente olivinas mono-minerálicas. O polígono "OC" representa os componentes de silicatos máficos dos condritos ordinários. A região "BA" inclui materiais acondritos basálticos dominados por piroxênio. Os três círculos abertos conectados representam diversas misturas de olivina com clinopiroxênio do meteorito SNC Nakhla usado com propósito de calibração (Gaffey et al. 1993a). . . . . 23*
- 2.5 *Localização dos asteroides S dos sub-tipos de G93 em relação às zonas correspondentes a diversas características mineralógicas (Gaffey et al. 1993a). 23*

- 3.1 Semi-eixo próprio versus excentricidade própria para 31381 asteróides calculados por Knežević e Milani, dez/2001 (<http://hamilton.dm.unipi.it/>). . . . . 52
- 3.2 Como na figura 3.1 para semi-eixo versus seno da inclinação próprios . . . . . 53
- 3.3 “Diagrama estalactite” obtido pelo HCM na zona interna do cinturão. A cada nível, as larguras dos vários estalactites são proporcionais à população dos agrupamentos correspondentes. O eixo vertical indica a “distância de corte” em  $m/s$ . O nível quase randômico (QRL) está a  $120m/s$ . Os estalactites mais proeminentes são denominados pelo asteróide de numeração mais baixa pertencente a eles, como segue: 163 Erigone, 4 Vesta, 20 Massalia, 44 Nysa, 878 Mildred, 142 Polana, 871 Amneris, 117 Reginita, 8 Flora, 298 Baptistina, 254 Augusta (Zappalà et al. 1995). . . . . 57
- 4.1 Distribuição relativa da amostra corrigida de tendências, dos tipos taxonômicos E, R, S, M, F, C, P e D definidos por Gradie e Tedesco (1982). O eixo das abscissas representa a distância heliocêntrica (Gradie & Tedesco, 1982). . . . . 89
- 4.2 Porcentagem dos asteróides corrigidos de tendências como função do semi-eixo maior de 2,1 a 5,2 U.A. para as classes C, S, P e D como definidas por Chapman. As porcentagens são para o número cumulativo de objetos com diâmetros maiores que o limite de completeza do total de asteróides numerados, para albedos de cerca de 3%, para cada zona de magnitude e distância heliocêntrica (Gradie et al. 1989). . . . . 90
- 4.3 Distribuição relativa dos complexos S, X, C e das classes V, Ld+D+T (Bus 1999). . . . . 91
- 4.4 (a) Distribuição dos tipos taxonômicos de Tholen acrescidos da classe K de Bell (1988) no cinturão principal. (b) Distribuição das superclasses de Bell (1986) no cinturão principal (Bell et al. 1989). . . . . 93

- 4.5 *Histograma representativo dos 1.748 objetos do S3OS2 e SMASS contra 6.337 asteróides numerados na mesma faixa de semi-eixo antes da correção das tendências observacionais. “N” é o número de objetos e “a” é o semi-eixo maior em unidades astronômicas. . . . . 99*
- 4.6 *Como na figura 4.5, após aplicação do fator de correção das tendências observacionais como descrito no texto. . . . . 99*
- 4.7 *Histograma de frequências representativo da distribuição em semi-eixo maior dos três grandes complexos taxonômicos como definidos por Bus(1999) antes da correção pelo fator  $f$ . . . . . 101*
- 4.8 *Como na figura 4.7, mas após a correção das tendências. . . . . 101*
- 4.9 *Histograma representativo da distribuição relativa dos complexos taxonômicos em semi-eixo maior. Para cada faixa do histograma, a quantidade de objetos de cada complexo é dividida pelo número total de objetos na mesma faixa. . . . . 102*
- 4.10 *Como na figura 4.9, mas apenas para objetos com diâmetro maior que 20km. . . . . 103*
- 4.11 *Histograma mostrando a distribuição relativa dos complexos com objetos cujas excentricidades são maiores ou iguais a 0,15 ou cujas inclinações são maiores que 15 (ACP). . . . . 107*
- 4.12 *Como na figura 4.11, para o restante dos objetos (BCP). . . . . 107*
- 4.13 *Histograma mostrando a distribuição relativa dos complexos no ACP para objetos com diâmetros maiores do que 20km. . . . . 108*
- 4.14 *Como na figura 4.13, para os objetos no BCP. . . . . 108*
- 4.15 *Histograma mostrando a distribuição relativa dos complexos no ACP após a retirada dos objetos das famílias de Eos, Eunomia, Flora, Koronis e Themis. 109*
- 4.16 *Como na figura 4.15, para o BCP. . . . . 109*

# Lista de Tabelas

2.1	<i>Significância Mineralógica dos Parâmetros Espectrais</i> . . . . .	22
2.2	<i>Possíveis análogos meteoríticos dos sub-tipos dos asteróides S</i> . . . . .	25
2.3	<i>Possíveis causas para a existência ou não de variações espectrais</i> . . . . .	30
3.1	<i>Trabalhos publicados sobre agrupamentos em famílias</i> . . . . .	50
3.2	<i>Sumário dos estudos espectroscópicos de famílias. Adaptado de Cellino e colaboradores (2002).</i> . . . . .	63
4.1	<i>Para cada faixa de semi-eixo maior e magnitude, a primeira coluna representa a quantidade de asteróides numerados, a segunda coluna o número de asteróides classificados a partir do seu espectro e a terceira o fator de correção <math>f(a, H)</math>.</i> . . . . .	97



# Capítulo 1

## Introdução

Esta tese é uma coleção de vários estudos realizados durante os quatro anos de doutoramento visando abordar o problema da caracterização mineralógica do cinturão de asteróides.

Os asteróides têm sido catalogados e estudados desde a descoberta do asteróide 1 Ceres, há cerca de 200 anos. Entretanto, apenas nos últimos 30 anos houve um maior interesse no estudo destes corpos, graças a Alfvén (Stuhlinger et al. 1972) ao incitar pesquisadores e agências financiadoras a estudarem melhor os “planetas menores” para maior compreensão da origem e evolução do Sistema Solar. Desde então o progresso no entendimento destes corpos tem sido extremamente rápido, impulsionado principalmente por diversos programas de observação e mapeamento de asteróides visando determinar suas propriedades físicas, mineralógicas, além de sua evolução colisional e dinâmica. Quanto às propriedades mineralógicas, podemos dividir seu estudo em dois grupos: o das propriedades superficiais e o estudo do interior dos asteróides.

Por terem seus melhores representantes na amostra de meteoritos que caem na Terra, a melhor forma de inferir a mineralogia superficial dos planetas menores é através da comparação entre dados observacionais de asteróides e dados obtidos através da análise de meteoritos e minerais em laboratório. Ainda com base nestes dados observacionais, os asteróides são agrupados em classes taxonômicas, de acordo com suas propriedades reflectivas. O que se espera é que seja possível correlacionar cada uma destas classes com uma composição química superficial única ou, pelo menos, um número finito delas.

No Capítulo 2 apresentamos uma contribuição ao entendimento da composição superficial dos asteróides, estudando a possível existência de variações na composição superficial de diversos destes objetos do cinturão principal através da análise de seus espectros rotacionais. Foram feitos espectros durante uma rotação completa de seis asteróides da classe S e a problemática envolvendo esta classe é apresentada (Mothé-Diniz et al. 2000). Também foram obtidos espectros rotacionais de asteróides de outras classes espectrais para comparação. Por fim, foi analisado o espectro rotacional de um asteróide de tipo taxonômico C, 10 Hygiea (Mothé-Diniz et al. 2001a), que já teve suas propriedades mineralógicas superficiais investigadas anteriormente por outros métodos.

Se, por um lado a composição superficial pode ser estudada através de observações diretas, por outro o interior de um asteróide é algo que, num primeiro momento não podemos alcançar através do uso de telescópios. Colisões, no entanto, têm desempenhado um papel importante na evolução dos asteróides, muitos dos quais, são tidos como membros de famílias dinâmicas, isto é, o resultado da quebra de um asteróide-progenitor. Desta forma, o estudo das famílias de asteróides pode nos levar ao conhecimento do interior do objeto-progenitor. Ora, com isto em mente, analisamos os espectros de objetos das famílias de Eunomia (Lazzaro et al. 1999) e Hygiea (Mothé-Diniz et al. 2001a), duas famílias compostas por objetos de composição diversa e com histórias de formação completamente diferentes. Os resultados são apresentados no Capítulo 3, após uma breve introdução ao estudo dinâmico e espectroscópico das famílias de asteróides.

Uma vez realizados estudos da composição superficial e interna de asteróides, buscamos analisar a distribuição global dos asteróides no cinturão, através da distribuição de suas classes taxonômicas. Ressaltamos que dada uma taxonomia e, uma vez que exista algum tipo de correspondência entre esta e a mineralogia superficial dos objetos, uma análise da forma como as classes de objetos se distribuem no cinturão pode nos fornecer dados importantes sobre o gradiente de aquecimento por ocasião da formação dos asteróides e, em última análise, dos demais corpos do Sistema Solar. De posse dos dois grandes mapeamentos espectroscópicos do cinturão principal, o S3OS2 (Small Solar System Objects Spectroscopic Survey) e o SMASSII (Second Phase of the Small Main-Belt Asteroids Spectroscopic Survey), contendo espectros de quase 2.000 asteróides, sentimos-nos motivados a voltar nossa atenção para a distribuição de taxonomias no cinturão principal. Segui-

mos em linhas gerais a proposta de trabalhos anteriores (Zellner, 1979; Gradie e Tedesco, 1982; Bus, 1999) no sentido de corrigir possíveis tendências observacionais existentes nas amostras. O processo seguido para correção das tendências, bem como os resultados da distribuição geral e espacial de taxonomias são apresentados em detalhe no capítulo 4. Neste ponto é feita uma comparação com os trabalhos anteriores e a “Big Picture” de Bell e colaboradores (1989) é revista, apresentando uma nova distribuição.

No capítulo 5 são apresentadas algumas perspectivas futuras, no sentido de dar continuidade ao estudo de cada um dos temas aqui apresentados para um melhor entendimento da caracterização mineralógica do cinturão.

O trabalho desenvolvido no capítulo 4 encontra-se submetido para publicação na revista *Icarus* (Mothé-Diniz et al. 2001b), em fase de análise pelos revisores. Todos os demais são o resultado de artigos já publicados, os quais foram incluídos ao final da seção ou capítulo correspondente.

## Capítulo 2

# Caracterização da superfície de um asteroide

Uma das formas de estudar a origem e evolução dos asteroides no Sistema Solar é analisar a composição superficial destes objetos. Dentre todas as informações possíveis de se obter sobre um asteroide, o tipo taxonômico ou classe espectral é uma das mais importantes. De modo geral, uma classificação espectral (ou taxonômica) de asteroides representa uma função dependente da cor, do albedo e das características espectrais maiores do objeto, tais como a forma de sua curva de reflexão. Esta última é função da composição e de processos físicos nos regolitos que se encontram na superfície. Assim, a classificação taxonômica sugere uma mineralogia provável, e a história térmica associada, embora não se baseie estritamente em considerações mineralógicas.

Neste capítulo veremos algumas das práticas observacionais utilizadas na tentativa de obter informações sobre características físicas dos “planetas menores” do Sistema Solar: a fotometria e a espectroscopia. A seguir, apresentaremos a técnica que utilizamos como meio de inferir traços da composição superficial dos asteroides: a obtenção de espectros rotacionais. Nessa linha, focalizamo-nos principalmente nos asteroides de tipo taxonômico S devido à sua problemática peculiar que será descrita adiante, e no asteroide 10 Hygiea, de tipo taxonômico C, o qual possui intrigante histórico de observações de certa forma discordantes, como veremos na seqüência.

## 2.1 Fotometria de asteróides

Já em 1929, com o objetivo de obter informações composicionais de asteróides, observações espectroscópicas em placas fotográficas de Bobrovnikoff (1929) apontavam para uma diferença significativa entre os índices de cores espectrais de Vesta e Ceres. Estas observações foram seguidas por programas de observação fotométrica de asteróides (Kitamura 1959, Wood & Kuiper 1963), a partir das quais notou-se que os asteróides localizados na região mais externa do Cinturão Principal ( $a > 3,0$  U.A.) eram mais azulados do que aqueles que estavam na parte interna do mesmo ( $a < 2,3$  U.A.).

A fotometria padrão UBV fornecia índices de cores U-B e B-V, os quais, quando colocados em um gráfico, separavam claramente os asteróides em dois grupos, denominados C e S nas taxonomias (Chapman et al. 1975). Além de servirem como auxiliares no desenvolvimento de sistemas taxonômicos, os dados fotométricos permitem obter períodos de rotação, forma dos asteróides, orientação do pólo de rotação, magnitudes absolutas, curvas de fase (gráficos da magnitude reduzida pelo ângulo de fase), e informações sobre a textura superficial, albedos e diâmetros (Bowell & Lumme 1979).

A constatação da separação de cores em distância heliocêntrica mencionada acima impulsionou os primeiros programas sistemáticos de observação espectrofotométrica - fotometria em banda estreita no visível e infra-vermelho próximo (denominado VNIR no que segue) - radiométrica e polarimétrica de asteróides na década de 1970. A radiometria e a polarimetria fornecem albedos visuais e diâmetros dos objetos observados. A espectrofotometria e espectroscopia com CCD usada atualmente serão descritas na próxima seção.

## 2.2 Espectroscopia de asteróides

Atualmente, a melhor forma de inferir a composição superficial de um asteróide é através da obtenção de seu espectro de reflexão em diversos comprimentos de onda e de sua comparação com espectros de reflexão de meteoritos e minerais medidos em laboratório. Muitos dos minerais facilmente encontrados nos meteoritos possuem bandas de absorção características na região do VNIR de seu espectro de reflexão, em grande parte causadas

pela absorção da radiação por elétrons de  $Fe^{2+}$ . Da mesma forma, as bandas de absorção nos espectros de asteróides são causadas pela interação da radiação eletromagnética solar com os minerais na superfície.

São exemplos de características de absorção causadas pelos íons de  $Fe^{2+}$  a banda assimétrica centrada em  $\sim 1\mu m$  devida à olivina e as simétricas centradas em  $\sim 0,9\mu m$  e  $\sim 2,0\mu m$  devidas ao piroxênio. Os minerais olivina e piroxênio também possuem uma banda de absorção próxima a  $0,7\mu m$ . Na figura 2.1 mostramos a reflectância espectral de alguns minerais e da liga de ferro-níquel, encontrados com frequência nos meteoritos.

Há duas técnicas principais para a obtenção de dados espectroscópicos de um asteróide:

1. A espectrofotometria, onde é feita uma fotometria de banda estreita em vários filtros, cobrindo assim uma ampla faixa do espectro de cores. Os pontos obtidos em cada filtro fornecem uma idéia da forma do espectro.
2. A espectroscopia propriamente dita, técnica que vem sendo cada vez mais utilizada com os avanços tecnológicos e a melhoria nos instrumentos de detecção. Com a espectroscopia, obtém-se a intensidade da reflexão ao longo de toda uma faixa do espectro.

Com respeito ao primeiro ponto, é importante lembrar que algumas das características dos minerais mais comuns nos meteoritos, o piroxênio e a olivina, estão localizadas no infra-vermelho próximo e na região do infra-vermelho, e que as observações fotométricas UVB não cobrem tal região. Isto implica na necessidade de outros tipos de observação que forneçam informações diagnósticas da composição dos asteróides.

O primeiro trabalho neste sentido foram as observações de Chapman e Gaffey (1979) que, usando 25 filtros de banda média, cobriram a faixa de comprimento de onda entre  $0,3$  e  $1,1\mu m$ . Destes espectros eles extraíram quatro parâmetros que seriam usados posteriormente nas classificações CMZ e de Bowell e colaboradores (1978) para definir as classes C e S: BEND, DEPTH, IR e R/B. Se, por um lado, havia vantagens em termos de resolução e cobertura em comprimento de onda neste sistema, por outro ele era incapaz de obter dados de boa qualidade de objetos mais fracos. Com isto, surgiu o projeto ECAS (Eight Color Asteroid Survey), uma variante do sistema anterior, com a utilização de oito filtros,

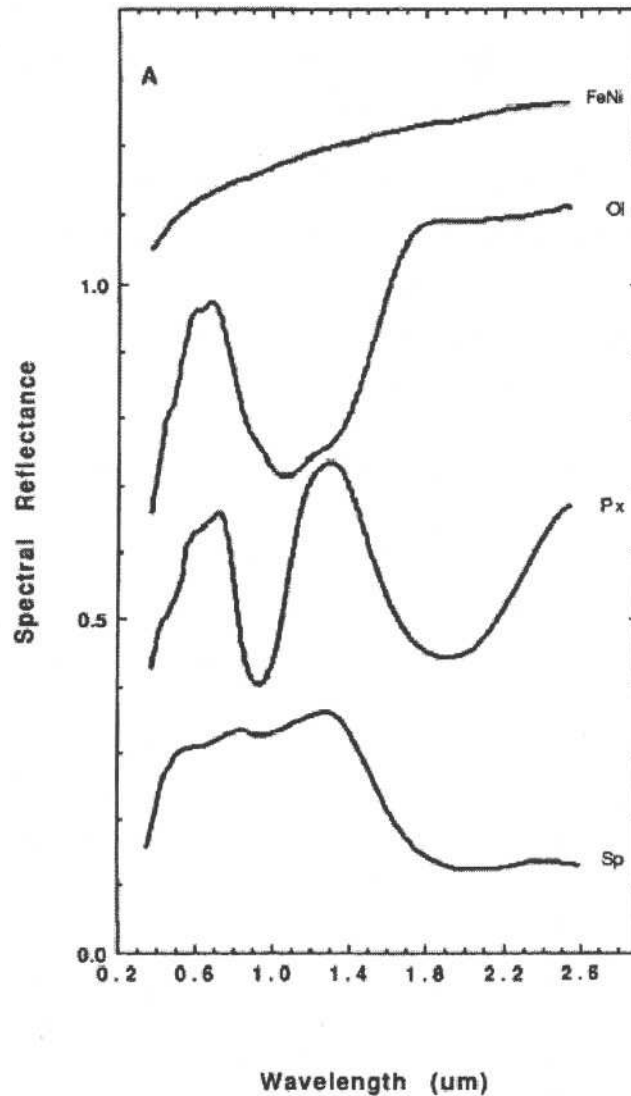


Figura 2.1: Espectro de reflexão dos minerais olivina (Ol), piroxênio (Px), Espinélio (Sp) e da liga metálica de ferro-níquel (Fe-Ni) (Gaffey et al. 1993b)

coabrindo a mesma faixa de comprimento de onda, mas chegando até magnitudes mais fracas e produzindo o espectro de reflexão de 589 objetos entre 1979 e 1983 (Zellner et al. 1985). Baseadas nos dados do ECAS, surgiram as taxonomias de Tholen (1984), Barucci (1987) e Tedesco et al. (1989).

Com respeito ao segundo tópico, nos últimos 25 anos os espectrógrafos acoplados a CCDs substituíram a maior parte dos instrumentos fotoelétricos, gerando aumento de sensibilidade e de resolução espectral. Vilas e Smith (1985) usaram pela primeira vez tal

instrumentação na observação de asteróides escuros da parte externa do cinturão principal. Suas observações foram extendidas por Sawyer (1991), estudando asteróides de baixo albedo. Deste programa resultou a descoberta de características fracas de absorção em alguns asteróides escuros. Dentre estas, a mais comum é a banda larga de absorção em  $0,7\mu m$ , que acredita-se ser formada por absorções de transferência de carga de  $Fe^{2+} - Fe^{3+}$  em filosilicatos, minerais tidos como produtos secundários do processo de alteração aquosa.

Na figura 2.2 é mostrada uma comparação entre o espectro do asteróide 1036 Ganymed obtido pelo ECAS (espectrofotometria) e o obtido pelo S3OS2 (espectroscopia). A comparação entre estes espectros e o de minerais de laboratório permite inferir a presença de minerais como a olivina e o piroxênio.

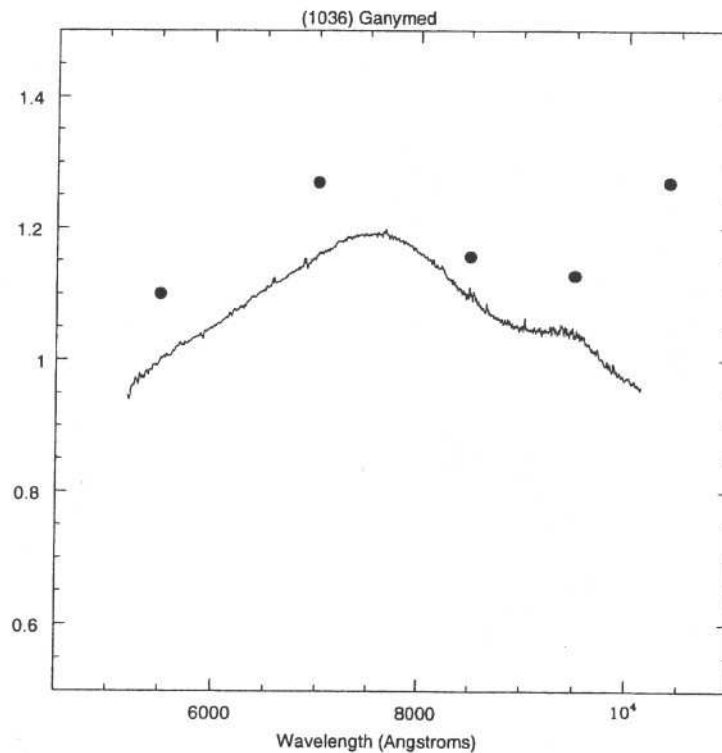


Figura 2.2: Características superficiais do asteróide 1036 Ganymed: os círculos representam dados espectrofotométricos obtidos em oito cores, enquanto que o espectro, deslocado para melhor visualização, foi obtido dentro do S3OS2 (Small Solar System Objects Spectroscopic Survey).



## 2.3 Espectros rotacionais

### 2.3.1 Por quê fazer espectro rotacional?

Embora seja imprescindível o espectro no infra-vermelho próximo para inferir apropriadamente a composição mineralógica de um asteróide, observações no visível também podem fornecer indicações sobre a mesma. Mais ainda, a obtenção de espectros de um objeto durante o intervalo em que completa uma rotação em torno de seu eixo pode revelar o grau de homogeneidade da superfície desse objeto. Na figura 2.3 mostramos uma representação artística de um asteróide com diferentes materiais em sua superfície observado em duas fases rotacionais distintas.

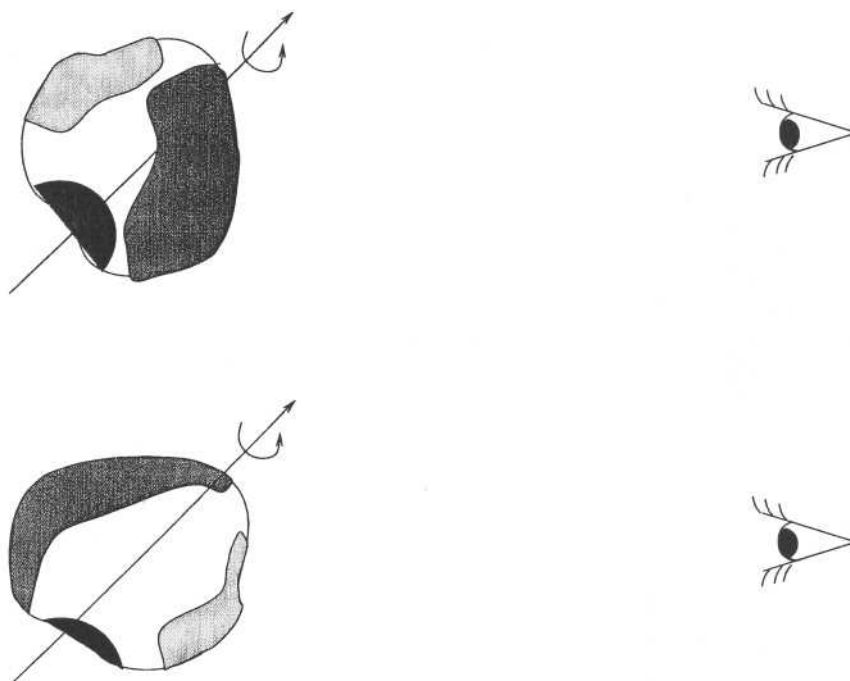


Figura 2.3: Representação de um asteróide com pelo menos quatro tipos de materiais em sua superfície em dois momentos da rotação em torno de seu eixo. Em um primeiro momento o espectro deste asteróide é mais influenciado por um tipo de material (representado pela cor cinza escuro) e, por outro tipo de material (representado pelo cinza claro) num outro momento.

Uma vez excluídas as variações advindas de efeitos atmosféricos ou problemas instrumentais e a ausência de variação devido a uma possível vista do pólo no momento da observação, tem-se as seguintes possibilidades na análise do espectro superficial de um

asteróide durante um período de rotação:

1. Se o espectro rotacional não apresenta variações, temos:
  - (a) o objeto possui uma superfície homogênea, composta de materiais que não sofreram diferenciação;
  - (b) ou ele representa parte do manto ou do núcleo de um corpo completamente diferenciado;
  - (c) ou ele é recoberto por uma camada espessa e homogênea de regolitos.
2. Se o espectro rotacional apresenta variações, então:
  - (a) o asteróide sofreu algum tipo de diferenciação, total ou parcial e está expondo camadas de composições diferentes;
  - (b) ou é um objeto não diferenciado, mas com inclusões de diferentes materiais capazes de alterar o espectro integrado do asteróide de uma fase para outra;
  - (c) ou o objeto sofre de modo não uniforme os efeitos de algum tipo de intemperismo espacial.

Ainda que haja três possibilidades em cada caso, muitas vezes uma e até duas delas podem ser eliminadas. Para alguns objetos existem observações em outros comprimentos de onda cuja análise, aliada à do espectro rotacional, permite determinar de modo único a origem das variações espectrais (ou ausência destas).

### 2.3.2 A classe taxonômica S

Os primeiros espectros de asteróides foram obtidos em 1929 (Chapman 1996). Nas décadas seguintes foram desenvolvidos programas observacionais em diversos países para obter dados fotométricos de asteróides. Destes dados, Chapman e colaboradores (1972) e Hapke (1971) reconheceram uma aglomeração de asteróides em um diagrama cor-cor. O primeiro espectro de asteróide com uma banda em  $1\mu m$  publicado a partir deste programa foi o de 192 Nausikaa. A partir de então, Chapman e colaboradores (1972) passaram a designar pela letra R (de "reddish") o crescente número de espectros similares ao de

Nausikaa, que em pouco tempo foram chamados tipo-S (Bowell et al. 1978). A letra “S” foi adotada como um mnemônico para “silicato”, refletindo o fato de que a característica que melhor distingue os espectros destes asteróides é a dominância das assinaturas dos silicatos piroxênio e olivina. A letra “S” foi também usada como mnemônico de “stony-iron”, a classe de meteoritos então considerados análogos a alguns dos asteróides tipo S.

Desde cedo observou-se a preponderância dos asteróides tipo S na parte interna do cinturão. Chapman e colaboradores (1975) foram os primeiros a definir os tipos C e S baseados em correspondências individuais da bimodalidade de seus albedos, medidos radiométrica (Morrisson 1974) e polarimetricamente (Zellner et al. 1974), e da bimodalidade nos espectros de reflexão (McCord & Chapman 1975), em uma amostra de aproximadamente 100 asteróides. Os asteróides tipo-S foram definidos como aqueles cujos albedos eram maiores que 9%, possuíam bandas de absorção moderadas em  $1\mu m$  e cores avermelhadas no visível. Os objetos que não pertenciam claramente a um ou a outro grupo foram colocados em uma classe à parte, denominada pela letra U de “unclassifiable”. Este grupo representava uma parcela grande da população analisada e assim apenas duas classes tornaram-se inadequadas para descrever toda a amostra disponível. Pouco tempo depois, adicionando mais dois parâmetros aos considerados na taxonomia anterior, Bowell e colaboradores (1978) reconheceram três novas classes de objetos: M, E e R e refinaram a definição dos S.

Com base nesses dados, foi desenvolvida a taxonomia de Tholen (1984), que consiste no agrupamento dos asteróides segundo o algoritmo da árvore minimal. Os resultados são mostrados num gráfico de duas componentes principais, uma relacionada à inclinação do espectro e a outra relacionada à presença ou não de uma banda de absorção próxima a  $1\mu m$ . No presente trabalho, para classificar um asteróide como tipo-S de Tholen, é feita uma análise comparativa entre seu espectro e o espectro médio para esta classe, como definido por Tholen.

O agrupamento de Tholen dos tipo-S tem sido considerado “robusto” por outros pesquisadores usando diferentes algoritmos de agrupamento, incluindo dados até  $2,5\mu m$  (Gaffey et al. 1993a, Howell et al. 1994). Entretanto, o conjunto de asteróides tipo-S é grande e apresenta uma variação considerável em muitos dos parâmetros. Desta forma, muitos

trabalhos recentes propõem a subdivisão da população de asteróides de tipo-S, associada basicamente à variação da abundância de minerais na superfície. Um exemplo é a classificação feita por Gaffey e colaboradores (1993a) - daqui por diante G93 - que usa a relação entre a intensidade da Banda I (em  $1\mu m$ ) e a razão Banda II(em  $2\mu m$ )/Banda I, criando sete sub-classes: de S(I) a S(VII). As figuras 2.4 e 2.5 mostram estas relações para um conjunto de materiais meteoríticos e para os asteróides tipo S. Estes parâmetros utilizados indicam a abundância relativa de olivina e piroxênio nos objetos, calculados segundo os procedimentos apresentados por Cloutis e colaboradores (1986). Sua significância mineralógica é dada na Tabela 2.1, adaptada de G93.

Tabela 2.1: *Significância Mineralógica dos Parâmetros Espectrais*

Parâmetro Espectral	Implicações Mineralógicas
Razão entre as bandas $2\mu m/1\mu m$	Taxa entre a abundância de olivina e piroxênio
Posição da banda em $1\mu m$	Quantidade de $C_a^{2+}$ no piroxênio Taxa entre a abundância de olivina e piroxênio Quantidade de $F_e^{2+}$ na olivina
Posição da banda em $2\mu m$	Quantidade de $F_e^{2+}$ no piroxênio Quantidade de $C_a^{2+}$ na olivina
Profundidade da banda em $1\mu m$	Quantidade de $F_e^{2+}$ na olivina ou piroxênio Tamanho das partículas de minerais máficos Abundância das fases minerais absorventes
Inclinação espectral	Quantidade da liga metálica NiFe Abundância de olivina Abundância de aglutinantes

Os aspectos mais relevantes das classes de Gaffey são os seguintes:

- **S(I)** - esta classe é a mais rica em olivina, com a Banda II quase ausente e a Banda I centrada cerca de  $1,05\mu m$ ;
- **S(II)** - asteróides desta classe possuem a Banda I ampla e arredondada, com contribuições de ortopiroxênio e olivina.
- **S(III), S(IV), S(V)** - objetos destas classes apresentam em sua composição uma

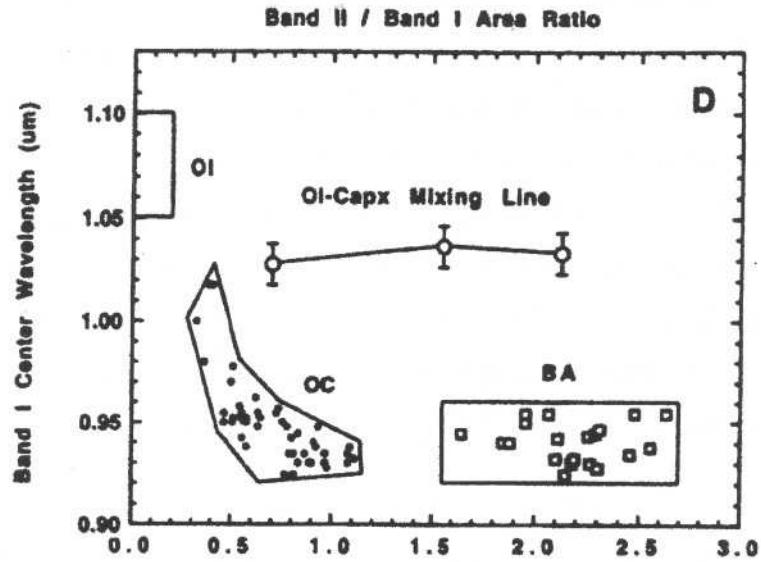


Figura 2.4: Gráfico do centro da Banda I pela razão Banda II/Banda I para quatro tipos de materiais meteoríticos com polígonos desenhados de modo a englobar três grupos composicionais. A região retangular "OL" contém essencialmente olivinas mono-minerálicas. O polígono "OC" representa os componentes de silicatos máficos dos condritos ordinários. A região "BA" inclui materiais acondritos basálticos dominados por piroxênio. Os três círculos abertos conectados representam diversas misturas de olivina com clinopiroxênio do meteorito SNC Nakhla usado com propósito de calibração (Gaffey et al. 1993a).

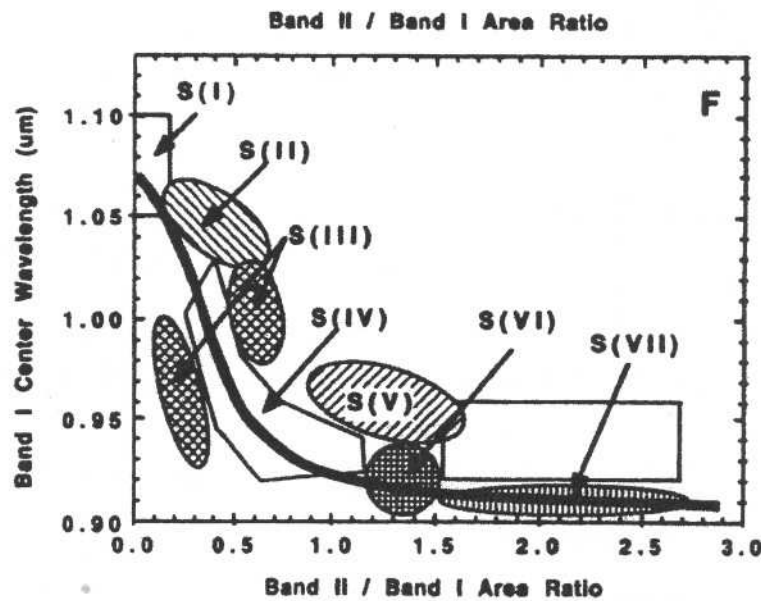


Figura 2.5: Localização dos asteróides S dos sub-tipos de G93 em relação às zonas correspondentes a diversas características mineralógicas (Gaffey et al. 1993a).

mistura de ortopiroxênio e olivina.

- S(VI) e S(VII) - são as classes mais ricas em piroxênio e por consequência apresentam a maior razão entre Banda II e Banda I.

Destas, apenas a sub-classe S(IV) apresenta uma mistura de olivina e piroxênio mais consistente com a dos meteoritos condritos ordinários. A profundidade das bandas de absorção dos objetos S(IV), entretanto, ainda é menor que a dos condritos ordinários e a significância deste fato deve ser melhor estudada. Os meteoritos análogos a asteróides das diversas classes de G93 são apresentados na tabela 2.2 a seguir, também adaptada de G93.

Mais recentemente, Bus (1999) desenvolveu uma taxonomia baseada nas características do espectro no VNIR (de 0,44 a 0,92  $\mu m$ ), onde um objeto pertence a dada classe segundo a presença ou ausência de particularidades específicas em seu espectro e do valor de certas características espectrais parametrizadas. A classe S, especificamente, foi denominada de “Complexo S” sendo composta por 11 sub-tipos: S, Sa, Sk, Sl, Sq, Sr, A, R, K, L. Entretanto, devido à própria construção da taxonomia, estas sub-classes, isoladamente não podem ser utilizadas para inferir qualquer interpretação mineralógica segura. Isto devido ao fato de que espectros no infra-vermelho próximo (até pelo menos 2,0  $\mu m$ ) são fundamentais na determinação de mineralogias dos asteróides tipo S. Devido à forma como foi elaborada a taxonomia de Bus, existe compatibilidade com a classe S de Tholen para os objetos em comum.

### 2.3.3 A problemática dos tipos S

A associação potencial entre meteoritos e asteróides tem sido reconhecida há aproximadamente dois séculos. A partir de estudos combinados da composição de meteoritos e sua petrologia, com as propriedades físicas de asteróides e sua evolução dinâmica, foram inferidos vínculos fundamentais entre classes específicas de meteoritos e asteróides. Uma das questões essenciais nestes estudos tem sido a de saber se os meteoritos condritos ordinários provêm ou não dos asteróides tipo S. Este é o chamado “paradoxo” dos tipos-S, formulado a partir dos seguintes fatos (ver Chapman, 1996 para uma discussão detalhada):

Tabela 2.2: *Possíveis análogos meteoríticos dos sub-tipos dos asteróides S*

Sub-tipo	Análogo Provável
S(I)	Palasitos Acondritos ureilitos pobres em piroxênio Acondritos braquinitos pobres em piroxênio Resíduos de olivina-metal parcialmente derretidos
S(II)	Acondritos ureilitos contendo clinopiroxênio (Cpx) Acondritos braquinitos contendo Cpx Acúmulos de olivina-Cpx Palasitos contendo Cpx Asteróides tipo C altamente metamorfoseados
S(III)	Clinopiroxênio ou acondritos ureilitos contendo cpx
S(IV)	Acondritos ureilitos contendo ortopiroxênio Acondritos londranitos Acondritos winonaitos e Metálicos IAB Condritos H, L, LL
S(V)	Londranitos Incluições de Cpx basáltico em matriz de condrito H
S(VI)	Siderófiros Acondritos londranitos Winonaitos e Metálicos IAB Condritos “subsolidus-reduced” Acondritos anortosíticos
S(VII)	Mesosideritos Siderófiros Acondritos londranitos Acondritos winonaitos e Metálicos IAB Mesosideritos pobres em Cpx Condritos “subsolidus-reduced” Acondritos anortosíticos

1. O tipo espectral mais abundante entre os objetos localizados na parte interna do cinturão de asteróides é o tipo-S (80% em média). Sua localização privilegia, portanto, o envio de meteoritos à Terra.
2. Espectros de asteróides tipo-S indicam a presença de minerais ricos em silicatos,

basicamente piroxênio e olivina, e com alguma quantidade de Fe-Ni.

3. Durante muitos anos os asteróides tipo-S estiveram associados a meteoritos ferro-pétreo, cuja taxa de queda na superfície terrestre é pequena. Este cenário levou muitos pesquisadores a acreditar que os asteróides tipo-S seriam objetos diferenciados, total ou parcialmente.
4. Os meteoritos que mais caem na Terra são os condritos ordinários, compostos de misturas de olivina e piroxênio, mas não apresentam sinais de aquecimento e diferenciação. Estes meteoritos são considerados primitivos.
5. Para estes meteoritos não se encontraram análogos espectrais em quantidade suficiente para explicar sua abundância.
6. Finalmente, espectros de asteróides tipo-S são em geral mais avermelhados e possuem bandas de absorção mais fracas do que as dos condritos ordinários medidos em laboratório.

Existem pelo menos três possibilidades a considerar na tentativa de resolver este paradoxo:

1. O mecanismo de transporte de meteoritos no Sistema Solar é muito seletivo fazendo com que objetos de mineralogia menos frequente no cinturão cheguem à Terra em maior quantidade.

Estudos dinâmicos já comprovaram a eficiência de algumas ressonâncias no transporte de pequenos objetos pelo Sistema Solar. Para testar esta hipótese, uma possibilidade seria a de analisar os asteróides tipo S que se encontram próximos a ressonâncias, verificando se existe alguma tendência quanto ao número de análogos a meteoritos Condritos Ordinários entre estes objetos ser maior que o número de análogos no cinturão como um todo.

2. Os corpos-progenitores dos Condritos Ordinários estão localizados em uma ou mais populações grandes de asteróides pequenos, menores que 10km, situados próximo à Terra, os quais não teriam ainda sido observados (Bell e colaboradores 1989).



Apesar de não ser possível eliminá-la por completo, esta hipótese é pouco provável, já que atualmente é grande o número de asteróides pequenos observados espectroscopicamente. Até o momento, nenhuma tendência a obter mais análogos aos Condritos Ordinários foi encontrada nesta população. Mais do que isso, estimativas do tamanho dos progenitores de alguns meteoritos condritos ordinários indicam diâmetros da ordem das centenas de quilômetros (para maiores detalhes, ver Chapman 1996).

3. Existiriam processos atuando sobre a superfície dos asteróides gerando algumas alterações que os diferenciam dos espectros de Condritos Ordinários.

Neste caso, processos físicos tais como o chamado “intemperismo espacial” e coberturas de regolitos, estariam cobrindo ou modificando a superfície dos asteróides levando a uma interpretação mineralógica incorreta de sua superfície.

Nos últimos anos tem-se procurado identificar os efeitos do intemperismo espacial sobre objetos do Sistema Solar. Experimentos de laboratório tais como irradiação por laser de condritos L5 (Moroz et al. 1996) e de amostras de piroxênio e olivina (Sasaki et al. 2001) têm apontado no sentido da possibilidade de converter o espectro de um condrito ordinário no de um asteróide tipo S, isto é, avermelhar o espectro e diminuir a profundidade das bandas de absorção em amostras desses meteoritos e minerais. Entretanto estes resultados ainda não são completamente convincentes e por vezes outros parâmetros como o albedo não se alteram como esperado.

Além do intemperismo espacial, outra hipótese levantada para conciliar as diferenças nos espectros dos asteróides tipo S e dos condritos ordinários aponta para os efeitos do tamanho dos regolitos na superfície dos asteróides em seu espectro de reflexão. Experimentos com meteoritos pulverizados (Clark et al. 1992) indicam que partículas menores levam a uma diminuição no contraste espectral, aumento na reflectância e aumento do contínuo. Ou seja, exatamente o tipo de diferenças existentes entre os espectros de asteróides tipo S e o de meteoritos Condritos Ordinários.

Do que foi dito acima, podemos concluir que, segundo a visão atual mais aceita, o grande problema do paradoxo dos Condritos Ordinários consiste em determinar se os asteróides de tipo S são diferenciados ou primitivos.

### 2.3.4 O espectro rotacional de asteróides tipo S

Na intenção de contribuir para um melhor entendimento da problemática dos asteróides tipo S, decidimos obter o espectro rotacional de objetos desta classe. Também foram estudados espectros rotacionais de alguns asteróides de outras classes para fins de comparação. Os resultados detalhados encontram-se no artigo “Rotationally resolved spectra of some S-type asteroids” (Mothé-Diniz et al. 2000) incluído ao final deste capítulo. Os pontos principais deste artigo estão resumidos abaixo.

#### Dados e metodologia

Foram obtidos espectros rotacionais de seis asteróides tipo S, e de um asteróide de cada uma das classes: P, C e X. São eles: 09 Metis (S), 25 Phocaea (S), 29 Amphitrite (S), 56 Melete (P), 93 Minerva (CU) 183 Istria (S), 184 Dejopeja (X), 354 Eleonora (S) e 1036 Ganymed (S). Todos os asteróides selecionados tinham período rotacional conhecido. De modo a cobrir tão bem quanto possível uma fase inteira de rotação dos asteróides, os de período curto foram observados várias vezes durante a noite, obtendo-se três espectros consecutivos em cada fase e por poucas noites. Os de período mais longo, foram observados poucas vezes em cada noite, por várias noites. Exceto 183 Istria, todos os demais asteróides tipo S haviam sido observados e classificados por G93 em de suas subclasses.

#### Análise quantitativa

Para quantificar as variações encontradas foi utilizado o seguinte procedimento para cada asteróide:

1. Ajustamos cada espectro por um polinômio de grau 8; os três espectros de cada fase foram somados e foi calculado o espectro médio dado pela média de todos os espectros de todas as noites nas quais o objeto foi observado;
2. os espectros das fases e o médio foram normalizados;
3. calculamos o desvio padrão entre o espectro de cada fase e o seu ajuste;
4. calculamos o desvio padrão entre o espectro médio e o seu ajuste;

5. definimos por  $\gamma$  a soma dos desvios-padrão obtidos em 2. e 3;
6. subtraímos o ajuste do espectro em cada fase do ajuste do espectro médio; o resultado desta subtração é uma curva, a qual deve estar compreendida entre  $-\gamma$  e  $+\gamma$  para todas as fases rotacionais no caso em que o asteroide em questão não possui variação em seu espectro rotacional.
7. definimos como significativa toda variação superior a  $|2\gamma|$ .

## Resultados

Verificamos que dentre os asteroides tipo S apenas 29 Amphitrite, um asteroide da classe S(V) de G93 e 9 Metis apresentaram variações significativas e reais no espectro rotacional. Vale ser ressaltado que Metis não está compreendido em nenhuma das subclasses de G93 devido ao fato dos parâmetros apresentarem valores fora dos limites de todas as classes. Os demais ou não a apresentaram variação ou efeitos devido às condições atmosféricas não puderam ser descartados. Dentre os asteroides de outras classes, apenas em um, 56 Melete, foram encontradas variações consideradas reais. Na tabela 2.3 são apresentados os resultados deste estudo. Na primeira coluna encontram-se os asteroides utilizados na análise, seguidos da sua classe (Tholen ou G93) e a melhor justificativa encontrada para a presença ou ausência de variações espectrais, de acordo com o exposto na seção 2.3.1.

Neste estudo, notamos uma tendência à detecção de variações pouco significativas entre os asteroides menores (<100km). Se, por um lado este resultado deve ser tomado com cautela devido ao pequeno tamanho da amostra, por outro esta tendência parece bastante natural. Asteroides maiores são mais suscetíveis que os menores a grandes impactos, o que poderia acarretar grandes modificações espectrais em sua superfície, expondo camadas de um corpo diferenciado ou introduzindo inclusões de materiais de composição diferente daquela original do corpo. Além disso, asteroides pequenos podem representar pedaços uniformes de corpos progenitores rotos e completamente diferenciados, não exibindo assim variações em seu espectro rotacional.

Tabela 2.3: Possíveis causas para a existência ou não de variações espectrais

Asteróide	Classe	Variação	Causa
9 Metis	S	Sim	-
25 Phocaea	S(IV)	Não	Composição homogênea - [1(a)]
29 Amphitrite	S(V)	Sim	Inclusão de materiais [2(b)] ou Composição não homogênea [2(a)] ou Camada não uniforme de regolitos [2(c)]
56 Melete	P	Sim	Inclusão de materiais [2(b)]
93 Minerva	C	Não	Camada uniforme de regolitos [1(c)] ou Composição homogênea [1(a)]
183 Istria	S	Não	Composição homogênea
184 Dejopeja	X	Não	Composição homogênea [2(a)]
354 Eleonora	S(I)	Não	Composição homogênea [2(b)]
1036 Ganymed	S(VI)-S(VII)	Não	Composição homogênea [2(b)]

### 2.3.5 A classe taxonômica C

A denominação desta classe de asteróides data, assim como a classe S, de pouco mais de trinta anos atrás, quando foi observada, através da fotometria UVB e albedos, a existência de um grupo de asteróides de albedos muito baixos (tipicamente entre 0,035 e 0,04) e espectro relativamente plano, de cores “neutras”. Este grupo foi denominado pela letra C, mnemônico de “carbonáceo”, devido às similaridades observadas entre o espectro de objetos desta classe e o dos meteoritos condritos carbonáceos CI, CM e CR.

Tholen (1984) dividiu a classe C nos sub-tipos B, C, F e G, baseado nas diferenças na intensidade de suas características no ultra-violeta e na inclinação do espectro no visível. Recentemente, Bus (1999) também subdividiu esta classe segundo os mesmos parâmetros de Tholen, mais a presença ou ausência de uma banda de absorção centrada em  $0,7\mu m$ . As sub-classes de Bus são: B, C, Cb, Ch, Cgh e Ch.

Aproximadamente dois terços dos asteróides tipo C observados no infra-vermelho próximo têm indicação de minerais hidratados em sua superfície, com a presença de uma

banda de absorção em  $3\mu m$ . Esta banda está presente em todos os meteoritos condritos CI, CM e CR, causada por uma combinação de (a) uma característica distinta em  $2,7\mu m$  devida a íons de *OH* estrutural, e (b) uma banda de absorção mais larga em  $2,9\mu m$  dada pela interação de moléculas de  $H_2O$  (Jones et al. 1990).

Além da banda em  $3\mu m$ , muitos meteoritos CM possuem uma banda centrada em  $0,7\mu m$ . Por sua vez mais da metade dos asteróides tipo C observados no visível também apresentam tal banda. A banda em  $0,7\mu m$  tem sido interpretada como o resultado do ferro oxidado em silicatos hidratados (King 1986, King & Clark 1989). Analisando espectros no VNIR de asteróides tipo C, Vilas (1994) encontrou uma forte correlação entre as bandas em  $3\mu m$  e  $0,7\mu m$ . Basicamente, de 31 objetos analisados, apenas dois possuíam a banda em  $0,7\mu m$  sem a presença da banda de alteração aquosa em  $3\mu m$ , o que poderia ser explicado pela sublimação, desidratação ou aquecimento por impacto da água presente no material superficial. Da mesma forma, apenas três objetos possuíam a banda em  $3\mu m$  mas não a banda em  $0,7\mu m$ , o que poderia ser causado pela ausência de ferro oxidado nos filosilicatos ou então por alguma composição diferente que estaria influenciando na formação da banda em  $3\mu m$ . Vilas (1994) também propõe que a composição possa variar ao longo da superfície, baseada no fato de que espectros ECAS de asteróides X e M com alteração aquosa, obtidos em noites diferentes, apresentavam uma variabilidade na presença de alteração aquosa.

Com o intuito de verificar se 10 Hygiea também apresentava variações em sua composição superficial ao longo da rotação em torno de seu eixo, decidimos obter o seu espectro rotacional.

### 2.3.6 O espectro rotacional de 10 Hygiea

Com aproximadamente  $407km$ , 10 Hygiea é um dos maiores asteróides já observados. Pertencente à classe taxonômica C, está localizado a 3,13 UA, com excentricidade 0,12 e inclinação  $3,84^\circ$ .

Diversos estudos já foram realizados a fim de inferir as propriedades superficiais de Hygiea. É o caso de Lebofsky e colaboradores (1985) que, combinando observações no infra-vermelho térmico e próximo, concluíram que Hygiea é um objeto com uma camada

espessa de poeira em sua superfície. Esta camada seria maior do que a da Lua, e por isso, representaria uma superfície mais madura, não renovada recentemente. Johnston e colaboradores (1989), utilizando observações centimétricas combinadas com os dados de Lebofsky, estimaram uma camada de regolitos de aproximadamente 8% para Hygiea com grau de confiança de 90%. No que se refere a alterações no espectro de Hygiea, Rivkin (1997) procurou por variações na região de  $3\mu m$ , encontrando evidências de minerais hidratados apenas em latitudes próximas ao equador do objeto. Também Vilas (1994) observou a existência tanto da banda de hidratação em  $3\mu m$  quanto da característica em  $0,7\mu m$ .

Para verificar a presença da banda em  $0,7\mu m$  e sua possível variação ao longo de um período rotacional, obtivemos o espectro rotacional de 10 Hygiea. O asteroide foi observado a um ângulo de aspecto de  $45^\circ$ , o que possibilita a detecção de variações - caso estas existam - em aproximadamente metade da superfície do asteroide. Na verdade, nenhuma variação significativa foi observada no espectro rotacional de Hygiea. De acordo com a discussão feita na seção 2.3.1, Hygiea poderia portanto:

1. ser uma parte homogênea de um corpo maior diferenciado. Esta possibilidade pode ser completamente descartada, pois isto não é compatível com a mineralogia de um asteroide de tipo C. Além disso, Hygiea é um asteroide muito grande, representando cerca de 60% do corpo que lhe deu origem (Tanga et al. 1999);
2. ter uma superfície essencialmente homogênea e não diferenciada;
3. ser coberto por uma espessa camada homogênea de regolitos.

Estas duas últimas hipóteses ou mesmo ambas são igualmente prováveis. Também não observamos a característica em  $0,7\mu m$  relatada por Vilas e não encontramos correlação entre a presença ou ausência da mesma com o ângulo de aspecto do objeto. Um maior detalhamento deste trabalho encontra-se no artigo "Rotationally resolved spectra of 10 Hygiea and a spectroscopic study of the Hygiea Family", no qual fazemos também um estudo espectroscópico dos membros da família de Hygiea. Por esta razão preferimos anexá-lo ao final do Capítulo 3.

### 2.3.7 Discussão

Espectros rotacionais, combinados a outros dados sobre um particular asteroide, podem fornecer indícios sobre a mineralogia superficial do mesmo. No caso dos asteroides tipo S, acredito que possam ajudar a mostrar que esta classe de objetos não representa somente um contínuo de mineralogias como afirmam G93. Talvez diversas mineralogias possam coexistir em um mesmo objeto. O mesmo vale para objetos das demais classes espectrais.

Utilizando o algoritmo de classificação de Bus (1999), fizemos, posteriormente à publicação dos artigos sobre espectros rotacionais dos asteroides tipo S e de Hygiea, a classificação destes mesmos objetos. Praticamente nenhum dos objetos pôde ser classificado univocamente, nem mesmo aqueles para os quais não encontramos variações significativas. A única exceção foi a de 29 Amphitrite. As classes obtidas para cada um deles são as seguintes:

Asteróide	Classes de Bus associadas
09 Metis	X, T, D, L, Ld
10 Hygiea	C, Cb, B
25 Phocaea	S, Sl, Sa, A
29 Amphitrite	L
56 Melete	X, Xk, T
93 Minerva	B, Cb, X
183 Istria	S, Sq, Sk, Sl
184 Dejopeja	X, Xe
354 Eleonora	S, Sl
1036 Ganymede	S, Sq, Sk

Se, por um lado, podemos justificar alguns destes “passeios” pelas classes de Bus pela subjetividade deste método de classificação, por outro, no próprio trabalho de G93 os autores relatam casos de alguns objetos que pertencem a mais de uma sub-classe. Mais observações no infra-vermelho próximo, de modo a cobrir as bandas em  $1\mu m$  e  $2\mu m$ , são necessárias a fim de podermos apropriadamente associar estes asteroides a uma ou mais mineralogias. Uma comparação com os resultados aqui obtidos pode levar ao estabelecimento de correlações importantes para inferir a mineralogia de um asteroide a partir de seu espectro rotacional no visível.



# Rotationally Resolved Spectra of Some S-type Asteroids<sup>1</sup>

Thais Mothé-Diniz, Daniela Lazzaro, and Jorge Márcio Carvano

*Depto. Astrofísica, Observatório Nacional, 20921 Rio de Janeiro, Brazil*

and

Marcos Florczak

*Depto. Física, CEFET-PR, 80000 Curitiba, Brazil*

Received February 8, 2000; revised July 11, 2000

We report rotationally resolved spectra of six S-type asteroids obtained at ESO in the wavelength range 4900–9200 Å. The sample was chosen to span most of the sub-classes defined by M. Gaffey *et al.* (1993, *Icarus* 106, 573–602). Three other asteroids of different taxonomic class were also analyzed in order to compare the variations observed among the S-type asteroids. Only two of the S-types belonging to sub-classes mineralogically distinct presented significant variations, as well as the P-type asteroid present in our sample. All the other asteroids have variations of the order of the noise of the spectrum and were not considered as significant. © 2000 Academic Press

**Key Words:** asteroids; asteroids, composition; mineralogy; spectroscopy; surfaces, asteroids.

## 1. INTRODUCTION

Asteroids are possibly the major source of meteorites that fall on Earth. Studies on these bodies reveal that their composition is largely influenced by heating processes during the first few million years of Solar System history (Scott *et al.* 1989). The thermal history and mineralogical changes are well documented by the most abundant type of meteorites that fall on Earth: the ordinary chondrites. These are primitive bodies, in the sense that they have not undergone amounts of partial melting or fractional crystallization like the differentiated or igneous meteorites. The association between asteroids and meteorites is possible by the analysis of their spectral signatures. The nature and location of the meteorites' parent bodies are, therefore, important for a correct understanding of the composition and nature of the planetesimals, of how they accreted in these zones, and of the geologic processing on planets, satellites, and comets.

It has long been realized that asteroids of different mineralogical compositions occur at different distances from the Sun

<sup>1</sup> Based on observations made with the 1.52-m telescope at the European Southern Observatory (La Silla, Chile) under agreement with the CNPq/Observatório Nacional (Brazil).

(see Gradie *et al.* 1989, for a complete review). Those spectrally analogous to the igneous meteorites dominate the inner part of the main belt while those analogous to the primitive meteorites are preferentially located in the outer part. The relative percentages of asteroid and meteorite types, however, indicate that the meteorite flux is a biased and incomplete sample of asteroids. One of the most intriguing aspects is the apparent lack of ordinary chondrite-like assemblages in the asteroid belt. This is the so-called "ordinary chondrites paradox" (Chapman 1996 and references therein): on one hand the S-type asteroids, the second most numerous taxonomic class, dominate the innermost part of the main belt having, therefore, the best conditions to deliver meteorites to Earth; on the other hand, the primitive ordinary chondrites are the most common meteorites to fall on Earth. However, the spectra of S-type asteroids have a redder continuum and weaker absorption bands than those of the ordinary chondrites measured in laboratories. Moreover, according to some investigators, the meteorites most closely resembling the S-type asteroids are the stony iron (Gaffey 1984, and references therein), which have undergone different degrees of igneous melting and separation of mineral phases. The ordinary chondrites would then derive from the very uncommon Q-type asteroids (McFadden *et al.* 1984, Gaffey *et al.* 1993, Hiroi *et al.* 1993). Another hypothesis argues that the difference in spectral properties between the S-types and the ordinary chondrites can be attributed to some optical alteration process that reddens and decreases the absorption band depth in asteroidal regoliths, or what is called the "space weathering" phenomenon (Pieters *et al.* 1993, Chapman 1996).

The spectral diversity observed among the S-type asteroids has led to works subdividing the S-class (Chapman and Gaffey 1979, Dermott *et al.* 1985, Barucci *et al.* 1987, Gaffey *et al.* 1993 (hereafter G93), Howell *et al.* 1994, Bus 1999) into several sub-classes ranging from three to seven. Among these contributions it is noteworthy that only in the works of Gaffey *et al.* and Howell *et al.* are the sub-classes interpreted in terms of their mineralogical differences.



The methodology used by G93 to analyze the S class was to combine the available data in the visible (0.33–1.1  $\mu\text{m}$ ) and near-infrared (0.8–2.5  $\mu\text{m}$ ) regions obtained by the 24-color and color ECAS surveys (Chapman and Gaffey 1979, Zellner *et al.* 1985) and the 52-color survey (Bell *et al.* 1988), respectively. The combined data yielded, for each asteroid, a composite spectrum in the range 0.33–2.5  $\mu\text{m}$ . This was analyzed in terms of the position and strength of the 1- $\mu\text{m}$  band (Band I), due to olivine and/or pyroxene, and the 2- $\mu\text{m}$  band (Band II), related to the presence of pyroxene. Plotting the position of Band I and the ratio of the strength of Band II to Band I, they were able to divide a sample of 39 S-type asteroids into seven subgroups, from S(I) to S(VII), according to the region they occupied in the diagram. A similar plot was also obtained for a sample of different meteorite classes. The most prominent aspects of these findings are:

- S(I)**—the most olivine-rich, with an insignificant Band II and a Band I centered near 1.05  $\mu\text{m}$ ;
- S(II)**—the spectra having a broad and rounded Band I due to contributions from both orthopyroxene and olivine;
- S(VI) and S(VII)**—the most pyroxene-rich, having the highest Band II/Band I area ratio;
- S(III), S(IV), and S(V)**—indicative of a mixed olivine–pyroxene composition.

Comparing the plots for the asteroids and the meteorite samples, we show that the S(IV) subgroup overlaps with ordinary chondrites, concluding that asteroids of this subgroup are the most likely parent bodies of these meteorites.

Howell *et al.* (1994), using a neural network technique, divided the S-class into three subclasses: the S<sub>0</sub>, which is olivine-rich and has a reddish spectrum, and the S<sub>p</sub> class, which is pyroxene-rich. Other S-type asteroids, showing an intermediate position of both olivine and pyroxene with a moderately red hue, were classified simply as “S”. Recently, Bus (1999), using a principal component analysis, also subdivided the S-class, obtaining results in good agreement with those of Howell and his coauthors on three of their sub-classes.

A useful technique for investigating whether an asteroid exhibits compositional variations on its surface is to observe its spectrum as it rotates. Although a complete mineralogical analysis cannot be performed with a visible spectrum alone, this technique can give us some clues regarding the composition of the objects analyzed. Excluding the variations caused by atmospheric or instrumental effects we see three possibilities for each of the possible cases:

- the rotational spectra do not present variations*, which will occur if (1) the body has a homogeneous composition of undifferentiated materials, (2) the asteroid is a piece of the mantle or the nucleus of a completely differentiated body, or (3) the asteroid is covered by a thick homogeneous regolith layer;
- the rotational spectra do present variations*, in which case the asteroid is a metamorphosed body, totally or partially differentiated, exposing layers of distinct composition; (2) it is an

undifferentiated object made of different undifferentiated components or with inclusions of different materials or (3) it is an object suffering the effect of space weathering in a nonuniform way.

The goal of this work is to determine the presence or lack of spectral variations over a rotational cycle of a sample of different S-type asteroids. The choice of objects was made so as to span as great a number of G93 sub-classes as possible. Additionally we observed the asteroid 183 Istria, not classified by G93. In order to check if asteroids of different spectral classes present the same kind of variations as the S-types, we also observed three asteroids not belonging to the S-class.

In general, variations were found in all asteroids, to a greater or lesser degree, but only in three of them are they considered significant: the S-type asteroids 9 Metis and 29 Amphitrite and the P-type asteroid 56 Melete. Each case is explained separately and possible reasons for the (non) variations are reported on the basis of previous studies of the objects.

The paper is organized as follows: in Section 2 we describe the observational procedures, the reduction and the methodology used to analyze the data. In Section 3 we describe the main results related to each asteroid in the sample and discuss the significance of the observed variations. A discussion of the results and the main conclusions are summarized in Section 4.

## 2. OBSERVATIONS, REDUCTION, AND ANALYSIS METHODOLOGY

The spectra presented in this paper were taken at the European Southern Observatory (La Silla, Chile) using the 1.52-m telescope equipped with a Boller & Chivens Spectrograph and a CCD of 2048  $\times$  2048 pixels, each pixel having dimensions of 15  $\times$  15  $\mu\text{m}$ . The grating had 225 g/mm with a dispersion of 330  $\text{\AA}/\text{mm}$  in the first order. The useful spectral range is about 4900  $< \lambda <$  9200  $\text{\AA}$  with an FWHM of 10  $\text{\AA}$ . The spectra were obtained through a 5-arcsec slit oriented in the east–west direction.

The asteroids were observed in four runs on March, August, and December 1998 and June 1999. The atmospheric conditions were generally good even if some atmospheric instabilities were present, in particular during some nights in June and August. The data reduction was performed using the IRAF package and following the standard procedure as described in Florczak *et al.* (1998). The calibration in wavelength was performed using a He–Ar lamp. The solar analogs used to compute reflectivities were HD44594 and HD144585 (Hardorp 1978). Other solar analogs, HD16417, HD86728, and HD210918 (Hardorp 1978) and HR6060 (Porto de Mello and da Silva 1997), were also observed in order to estimate the quality of each night and to guarantee that the observed spectral variations were not an artifact of a specific analog star. The spectra were corrected from airmass using the mean extinction curve of La Silla (Tüging 1977) and were normalized to unity at 5500  $\text{\AA}$ .

A summary of the physical parameters of each asteroid is given in Table I where its Tholen (1989) taxonomic class is

TABLE I  
Physical Parameters

Asteroid	Class	Diameter	$a$ (km)	Rotational period (AU)	Pole (h)	Albedo
09 Metis	S	190	2.38	5.079	$185 \pm 31^\circ$	
025 Phocaea	S	75.13	2.4	9.945		$0.2310 \pm 0.024$
29 Amphitrite	S	212.22	2.55	5.390	$142 \pm 20^\circ$	$0.0653 \pm 0.002$
56 Melete	P	113.24	2.59	18.14		$0.0881 \pm 0.005$
93 Minerva	CU	140.97	3.14	5.97		$0.1890 \pm 0.034$
183 Istria	S	35.43	2.79	11.77		$0.1897 \pm 0.012$
184 Dejopeja	X	66.47	3.17	6.7		$0.1948 \pm 0.023$
354 Eleonora	S	155.17	2.48	4.277	$132 \pm 20^\circ$	$0.2926 \pm 0.059$
1036 Ganymed	S	31.66	2.65	10.31		

presented in the second column, and the IMPS diameter (<http://pdssbn.astro.edu>) in the third. The next columns present the mean semimajor axis, the rotational period, the pole coordinates, and the IMPS albedo for each asteroid. Only 9 Metis does not have an albedo determined by IMPS, and the given diameter was obtained from the EPHEM program (Tholen 1998).

Since we do not have a simultaneous lightcurve for the observed asteroids we assume that the zero rotational phase cor-

responds to the time of the first spectrum of each object. The period of the asteroid is then propagated in order to compute a rotational phase angle for each spectrum. We are aware that with this procedure we cannot derive a precise model of the asteroid's surface; nevertheless it is sufficient to detect spectral variations.

Following previous studies (Migliorini *et al.* 1997a,b) we first obtained, for each asteroid, a mean spectrum and fitted to it a polynomial of degree 8. This polynomial was then visually

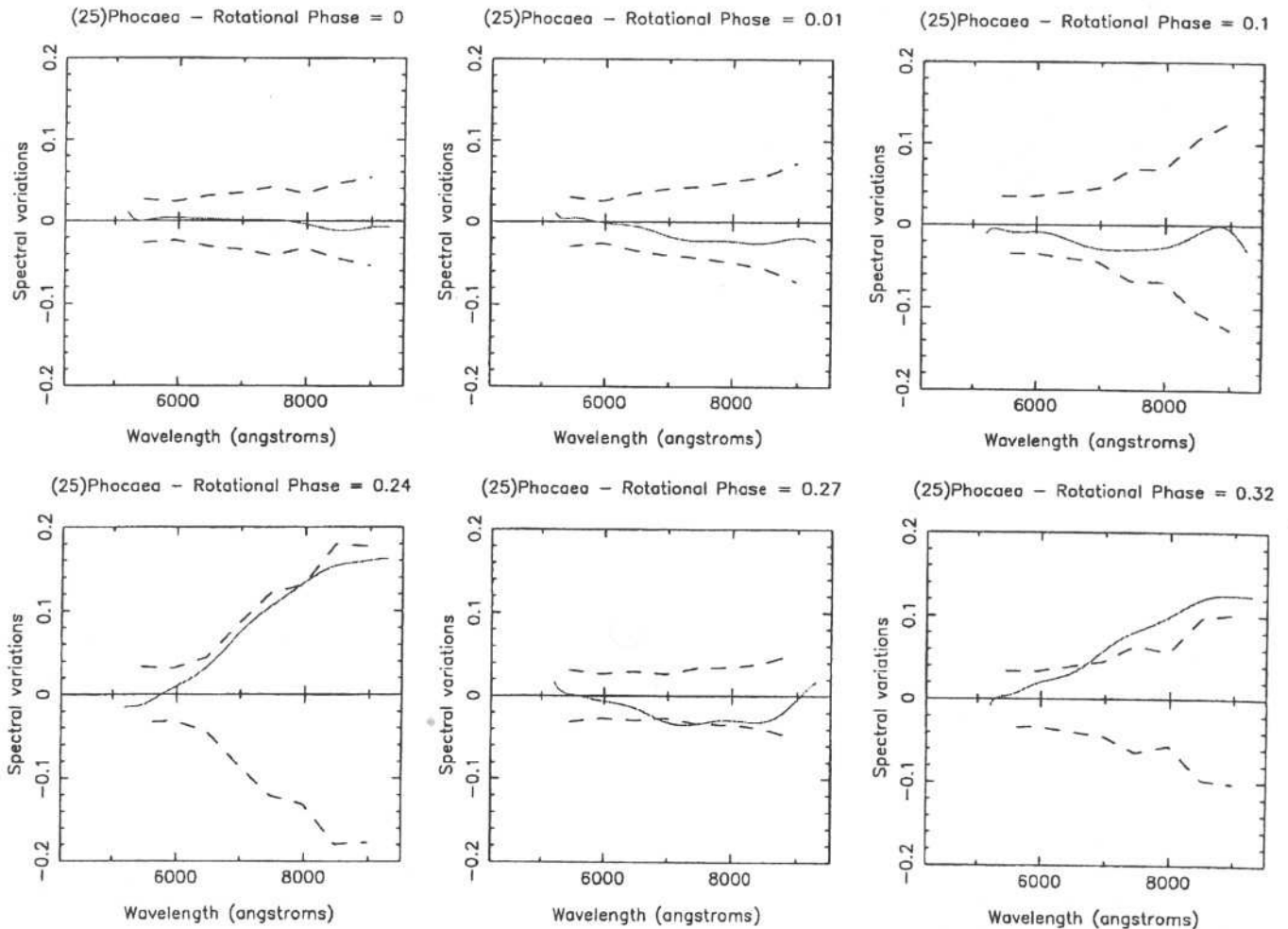


FIG. 1. Difference between the polynomial fit of the spectrum at each phase and the polynomial fit of the mean spectrum. The dashed lines indicate the estimated uncertainty due to noise, computed as twice the sum of the differences between both spectra and their polynomial fit

compared to the spectrum of each phase. Tests using a running box smoothing algorithm instead of the polynomial fit yield similar results.

In order to quantify the significance level of the variations for each phase the following procedure was adopted:

- (a) a polynomial fit is done on both the mean spectrum of the object and the spectrum at each phase;
- (b) the standard deviation is computed between the spectrum of each phase and its polynomial fit. This step is done dividing the spectrum into eight regions in order to not underestimate the errors;
- (c) procedure (b) is performed on the mean spectrum;
- (d) the standard deviations on (b) and (c) are added, the result being what we call  $\gamma$ ;
- (e) the fit of the spectrum at each phase is subtracted from the fit of the averaged spectrum.

If one phase does not present variations, the result of step (e) will be a curve between the curves given by  $+\gamma$  and  $-\gamma$ . In what follows we consider that a variation is meaningful if this difference is greater than  $2\gamma$ . In Fig. 1 we can see an example of the above procedure for the specific case of 25 Phocaea. Similar plots were obtained for all the asteroids.

### 3. RESULTS AND DISCUSSION

In what follows we present and discuss the obtained rotationally resolved spectra of nine asteroids among which are six S-type asteroids studied with the aim of better understanding this particular class of objects. The analysis of the results is based

on the discussion of the possibilities in Section 1 either for the case that the rotational variations are small or not seen (Case I) or when they are significant enough to be taken in consideration (Case II).

#### 3.1. The S-type Asteroids

(a) *25 Phocaea*. This asteroid, with a diameter of nearly 80 km, is the largest member of the so-called "Phocaea Group," which is located in the inner region of the belt, at 3.2 AU, having orbits with high inclinations and eccentricities, around  $20^\circ$  and 0.2, respectively. A rotational period of 9.945 h with an amplitude of 0.16 was determined by Van Houten-Groeneveld and van Houten (1958).

25 Phocaea has been classified as an S-type in the Tholen (Tholen and Barucci 1989, Tholen 1989), Tedesco (Tedesco 1979, Tedesco *et al.* 1989), and Bus (Bus 1999) taxonomies. In the Barucci taxonomy (Barucci *et al.* 1987) it has been classified as an S2 which is a class similar to the S of Tholen, Tedesco, and, to some extent, of Bus. Based on a more mineralogical analysis G93 classified this asteroid as an S(IV). This implies that in a plot of the Band I center versus the Band II/Band I area ratio the spectrum of 25 Phocaea is located in the region which includes the silicate components of the ordinary chondrites.

In order to assess the surface (in)homogeneity of 25 Phocaea we obtained four spectra per night during five nights on March 1998. The observational circumstances are listed in Table II where for each spectrum are given the starting and exposure times, the  $V$  magnitude, the air mass, the solar phase angle ( $\alpha$ ), the lunar elongation, and phase, and the corresponding computed rotational phase. The magnitude, air mass, lunar elongation, and

TABLE II  
Observational Circumstances for 25 Phocaea

Day	UT	Exposure time	$V$	Air mass	Solar phase	Lunar elongation	Lunar phase	Rotational phase
05mar98	06h06m	60	11.91	1.16	20.49	147.2	0.48	0.00
05mar98	07h05m	60	11.90	1.05	20.49	146.6	0.48	0.10
05mar98	08h30m	60	11.90	1.00	20.48	145.9	0.49	0.24
05mar98	09h17m	60	11.90	1.03	20.47	145.2	0.50	0.32
06mar98	06h18m	60	11.88	1.12	20.29	134.7	0.59	0.43
06mar98	07h30m	60	11.88	1.02	20.29	134.1	0.59	0.56
06mar98	08h16m	60	11.88	1.00	20.28	133.4	0.60	0.63
06mar98	09h12m	60	11.88	1.03	20.27	132.7	0.60	0.72
07mar98	06h15m	60	11.85	1.12	20.09	122.2	0.69	0.85
07mar98	06h55m	60	11.85	1.05	20.08	121.6	0.69	0.91
07mar98	07h57m	60	11.85	1.00	20.07	121.0	0.69	0.01
07mar98	08h47m	60	11.85	1.01	20.06	120.4	0.70	0.10
08mar98	06h21m	60	11.82	1.10	19.87	109.8	0.78	0.27
08mar98	07h30m	60	11.82	1.02	19.86	109.3	0.78	0.38
08mar98	08h31m	60	11.82	1.01	19.85	108.7	0.78	0.49
08mar98	09h17m	60	11.82	1.04	19.84	108.1	0.79	0.56
09mar98	06h09m	60	11.80	1.12	19.65	97.5	0.85	0.42
09mar98	07h04m	60	11.80	1.03	19.64	97.0	0.86	0.51
09mar98	08h13m	60	11.80	1.00	19.63	96.5	0.86	0.62
09mar98	09h15m	60	11.79	1.04	19.62	96.0	0.86	0.74



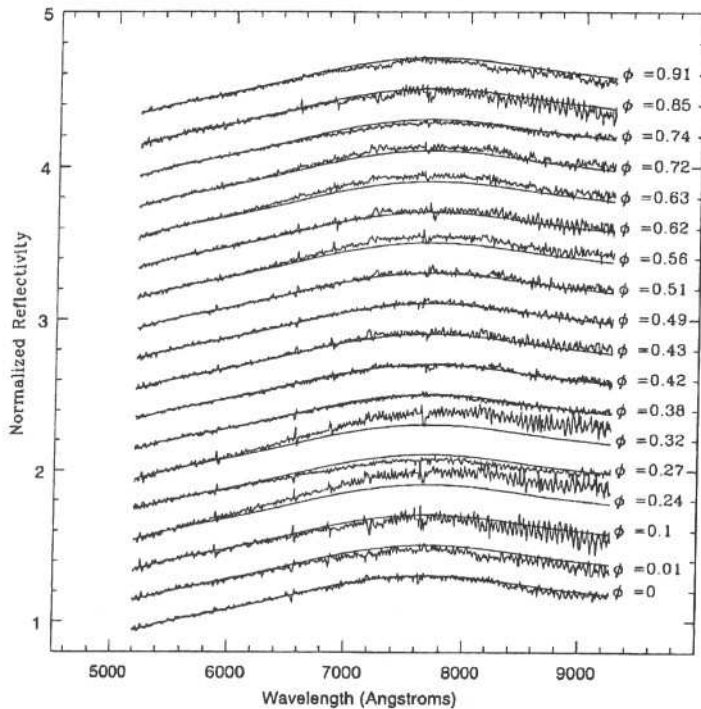


FIG. 2. Spectra of 25 Phocaea at each rotational phase compared with the polynomial fit to the mean spectrum (continuous line). The spectra were vertically displaced for a better comparison between all rotational phases.

phase were obtained using the EPHEM program. As can be seen by inspection of the last column our observations span the entire rotational period of the asteroid, from 0 to 0.91. The solar analogs HD44585 (Hardop 1978) and HR6060 (Porto de Mello and da Silva 1997) were observed in order to compute reflectivities. The spectra given in the present paper were obtained using HD44585 but similar results are obtained when using the other analog.

In Fig. 2 we present the spectra for each rotational phase along with the polynomial fit to the mean spectrum. In general, the spectra show no significant deviation from the mean even if minor variations can be seen at rotational phases 0.01, 0.24, 0.32, 0.56, 0.63, and 0.91. The spectra at rotational phases 0.24 and 0.32 were obtained on the same night and the noise level is greater than in the other spectra. A more careful analysis shows that even the spectrum at phase 0.1, also acquired in the same night, is quite noisy. On the other hand, the spectrum at rotational phase 0.27, taken three nights later, shows no such variations. Therefore, the observed variations may be attributed to sudden alteration in atmospheric conditions. The same can be said of the spectra at rotational phase 0.56 and 0.63, again obtained during the same night. An analysis of these variations shows that they are all less than  $2\gamma$ , or  $2.5\gamma$  in the case of rotational phases 0.32 and 0.56, and, therefore, not significant.

Assuming that the small variations in Phocaea are not significant, we address now to the possibilities we have for this asteroid. The first hypothesis that we have is a pole-on view, which we cannot discard, since the Phocaea's pole has not yet been calculated. In the case of a non-pole-on view, we can discard possi-

bility number I.3 if the correlation shown by G93 between the diameter of an S-type asteroid and its capacity of maintaining regoliths on the surface represents a general trend among the main belt population. Phocaea's diameter of 80 km is not so small, but it is within the limit of 100 km. This is not yet a resolved question, since there are other indications in the opposite sense. Possibility number I.2 can also be ruled out since according to G93 analysis the asteroids belonging to the subtype S(IV) are not composed by pure olivine or metallic elements, as would be expected from a homogeneous object derived from a completely differentiated parent asteroid. Finally, from I.1 Phocaea could be a homogeneous object composed of undifferentiated materials. This case is supported by the work of G93, which classifies Phocaea as S(IV) and shows that this subclass contains the only viable main-belt candidates for the ordinary chondrites. In this case, if Phocaea is confirmed as a possible source for this class of meteorites, and if we can exclude a pole-on viewing geometry for our observations, then Phocaea can be associated with a particular class of uniform ordinary chondrites.

(b) *29 Amphitrite*. This asteroid, the largest of our sample, has a diameter of about 215 km. It is located at 2.55 AU with a low inclination and eccentricity orbit. Weidenschilling *et al.* (1991) determined a rotational period of 5.39 h with an amplitude of 0.01-0.15 for this asteroid.

The direction of the pole of Amphitrite has been determined by Zappalà and Knežević (1984), giving two solutions, as can be seen in Table I. When computing the aspect angle for the date of our observations we obtained  $132^\circ$  with the first solution and  $46^\circ$  with the second.

Amphitrite belongs to the S-class in the Tholen, Tedesco, and Bus taxonomies while it is an S0 in Barucci's. In the mineralogical analysis of G93, Amphitrite is classified as S(V) meaning that, as well as 25 Phocaea, it is close to the region of the ordinary chondrites in a plot of the Band I center versus the Band II/Band I area ratio.

The spectra of 29 Amphitrite were obtained during two nights on August 1998 and cover one rotational phase. The first night covers the phases 0-0.58 and the second 0.50-0.14 as shown in Table III. The solar analogs HD144585, HD1835, and HD9562

TABLE III  
Observational Circumstances for 29 Amphitrite

Day	UT	Exposure time	V	Air mass	Solar phase	Lunar elongation	Lunar phase	Rotational phase
30aug98	01h32m	120	9.7	1.04	12.81	59.2	0.48	0.00
30aug98	02h38m	120	9.7	1.00	12.82	58.8	0.48	0.20
30aug98	03h38m	060	9.7	1.03	12.84	58.4	0.48	0.39
30aug98	04h38m	060	9.7	1.12	12.85	57.9	0.49	0.58
31aug98	01h48m	060	9.7	1.02	13.16	47.0	0.57	0.50
31aug98	02h45m	060	9.7	1.00	13.17	46.6	0.58	0.68
31aug98	04h11m	060	9.7	1.08	13.19	46.2	0.58	0.94
31aug98	05h14m	060	9.7	1.23	13.20	45.8	0.58	0.14

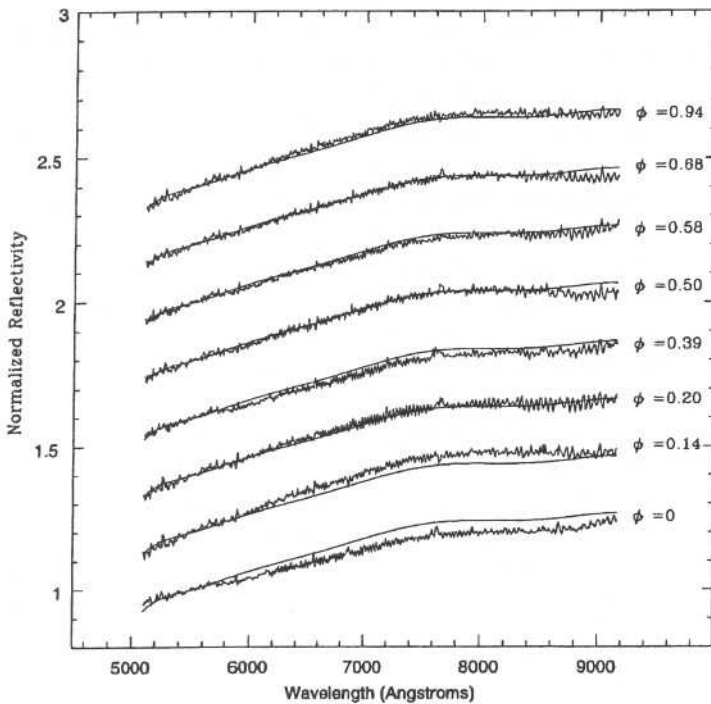


FIG. 3. Same as Fig. 2 but for the asteroid 29 Amphitrite.

were observed to compute reflectivities. Although the spectra of 29 Amphitrite here presented were obtained using the first one, the other analogs gave similar results.

Figure 3 shows the spectra for each rotational phase. The spectra show no great deviation from the mean, with the exception of phases 0 and 0.14, where variations of the order of  $3\gamma$  can be seen. These variations seem to be coherent since the adjacent phase 0.94 also presents a small variation, specially when we compare its spectrum to a fixed phase, in general the phase with greater signal to noise. Another slight variation appears at phase 0.39, but with no significance.

It is harder to decide in the case of 29 Amphitrite which is the most likely cause of such variations. On one hand, since it is S(V) by G93, then its superficial mineralogy may consist of intrusions of capx-basalts (product of early partial melt) into largely undifferentiated upper mantle and crust units, which is consistent with possibility II.2. Alternatively, the analysis of Hiroi and Takeda (1990), using the spectral mixing approach, showed that its surface mineral assemblage is in the range of the primitive achondrites, possibly formed by thermal events on chondritic material. In this case, amphitrite could be showing its differentiated composition in the rotational spectra and the preferred possibility would be II.1. There is also the chance that Amphitrite is undifferentiated with a nonuniform craterized layer of regoliths, as stated in II.3. We think it's difficult to say which of the possibilities is more adequate to the variations found in Amphitrite. Perhaps a campaign in the near infrared for observing rotational spectra may clarify this point and other doubts on the nature of the variations in the rotational spectra of other asteroids taken in the visible region.

(c) *183 Istria*. With a diameter of about 36 km, Istria is located in the region between the secular resonances  $\nu_5$ ,  $\nu_{16}$ , and  $\nu_6$ , at 2.8 AU. Its orbit has high inclination and eccentricity, 26.43 and 0.35, respectively. A rotational period of 11.77 h with an amplitude of 0.31 was derived by Harris and Young (1983).

183 Istria has been classified as an S-type in Tholen and Bus taxonomies. It has not been classified by G93, since it was not observed in the ECAS and 52-color surveys. In order to find a possible match to some of the G93 classes, we compared the averaged spectrum of 183 Istria with the averaged spectrum of the other S-type asteroids of our sample. As can be seen in Fig. 4, the visible spectrum of Istria looks quite similar to the spectrum of 1036 Ganymed, an S(VI)–S(VII) asteroid.

In order to check the homogeneity of the surface of 183 Istria we obtained one spectrum per night, during 14 nights on December 1998. The observational circumstances are listed in Table IV, where it can be seen that due to an erroneous estimate of the time necessary to span the entire rotational period we obtained just half of it, i.e., from phase 0 up to 0.56. In Fig. 5 are shown the spectra of the asteroid at each rotational phase. The spectra presented were obtained using the solar analog HD44594.

As can be seen in Fig. 5, small variations a bit greater than  $2\gamma$  are found at phases 0.22 and 0.43. Other yet minor variations are present at phases 0.35, 0.40, 0.45, and 0.54. The spectra at phases 0.40 and 0.45 show an abrupt variation beginning at 8700 Å, which may be due to an incomplete removal of a telluric band. The large variation at rotational phases 0.22 does not seem to be real, but probably due to atmospheric problems on the specific

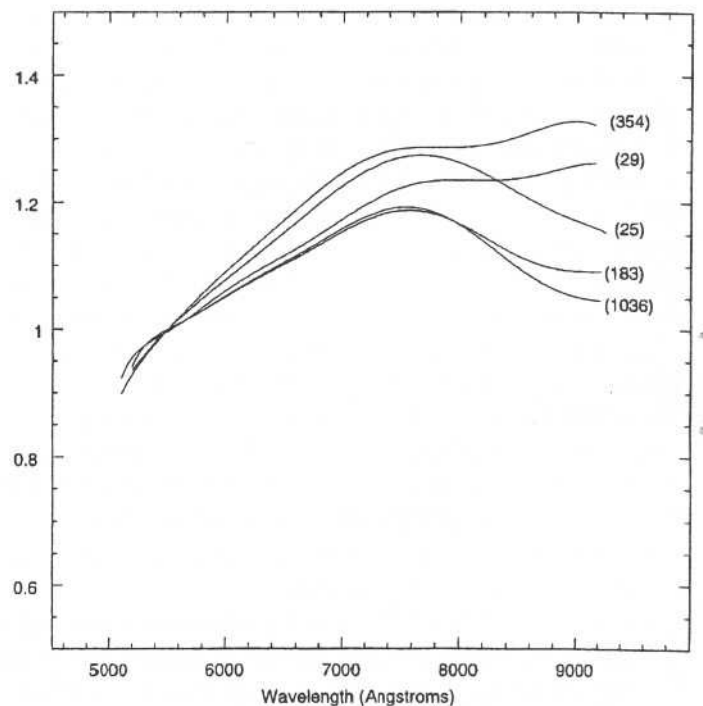


FIG. 4. Polynomial fit to the spectrum of 1036 Ganymed (dashed line) and other asteroids observed in the present work.

TABLE IV  
Observational Circumstances for 183 Istria

Day	UT	Exposure time	V	Air mass	Solar phase	Lunar elongation	Lunar phase	Rotational phase
10dec98	03h58m	120	12.26	1.04	21.87	084.1	0.55	0.00
11dec98	05h18m	120	12.26	1.01	21.44	094.1	0.45	0.15
12dec98	04h23m	120	12.26	1.02	21.62	102.9	0.36	0.24
13dec98	04h48m	120	12.26	1.01	21.51	112.1	0.27	0.19
14dec98	05h03m	120	12.27	1.01	21.41	120.7	0.19	0.24
15dec98	04h21m	120	12.27	1.01	21.31	128.0	0.12	0.22
16dec98	04h04m	120	12.27	1.02	21.22	134.5	0.07	0.24
17dec98	04h57m	120	12.27	1.02	21.14	139.3	0.03	0.35
18dec98	05h22m	120	12.28	1.04	21.06	141.3	0.00	0.43
19dec98	04h34m	120	12.28	1.01	21.00	140.1	0.00	0.40
20dec98	04h43m	120	12.28	1.02	20.94	135.8	0.01	0.45
21dec98	05h31m	120	12.29	1.06	20.89	128.8	0.05	0.56
22dec98	04h56m	120	12.29	1.03	20.85	120.8	0.10	0.55
23dec98	04h23m	120	12.30	1.02	20.82	111.6	0.17	0.54

night of December 15th since its adjacent phases 0.19 and 0.24 do not show any kind of variation from the mean. The same can be said on phase 0.43 and the night of December 18th. It is noteworthy that apart from the abrupt variation from 8700 Å, its adjacent phases 0.40 and 0.45 have only small variations of the order of  $\gamma$ . In particular, we can see that the spectra at phase 0.24, obtained on three different nights, are consistent between them, showing no variations.

At the moment it is not possible to discard a pole-on view, but if it is not the case, the spectral uniformity of the surface of

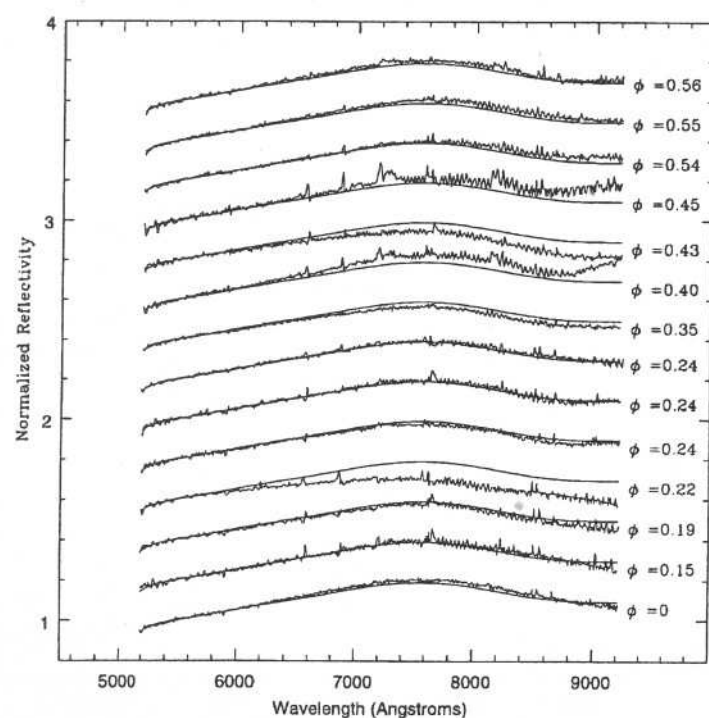


FIG. 5. Same as Fig. 2 but for the asteroid 183 Istria.

Istria can be the reflect of a homogeneous piece of a completely differentiated body, as asserted in hypothesis I.2, which would be compatible with an the implied mineralogy for the S(VI) or S(VII) classes.

(d) 354 Eleonora. This is an asteroid with a diameter of nearly 160 km located next to the secular resonance  $\nu_6$  at 2.48 AU. A rotational period of 4.27 h with an amplitude of 0.26 was derived by Zappalà *et al.* (1979). The direction of the pole of Eleonora has also been determined by Zappalà and Knežević (1984), giving two solutions (Table I). Computing the aspect angle for the date of our observations we obtained  $137^\circ$  with the first solution and  $62^\circ$  with the second.

Eleonora has been classified as S-type in Tholen and Tedesco taxonomies and as an S2 or S1 according to Barucci and Bus, respectively. In G93, 354 Eleonora is classified as S(I), implying that its spectrum is located in the monomineralitic olivine region. We recall that, according to G93, the S(I) asteroids, as well as the A-type, are consistent with olivine or olivine-metal assemblages with only minor pyroxene components.

In order to investigate Eleonora's surface, we obtained four spectra per night, during two nights on August 1998. In Table V are listed the observational circumstances for each rotational phase. Our observations span nearly an entire rotational period during each night. The spectra of 354 Eleonora presented in this paper were obtained using the solar analog HD144585.

In Fig. 6 the spectrum of 354 Eleonora at each rotational phase is compared to the polynomial fit of the mean. The spectra show only minor variations, of the order of  $\gamma$  at phases 0.28, 0.48, and 0.74. However, these spectra, obtained in the same night are not compatible with those at adjacent phases 0.24, 0.42, and 0.72, respectively, which were observed during the other night. We conclude that these differences must be attributed to weather instabilities on the night of August 30th.

The results indicate an apparent uniformity of the surface of 354 Eleonora. A pole-on viewing geometry is ruled out due to the determination of an aspect angle far from zero. Unlike Phocaea that also does not present spectral variations, Eleonora has a diameter twice that of Phocaea and is classified as an S(I) type by Gaffey. More specifically, G93 classifies Eleonora as

TABLE V  
Observational Circumstances for 354 Eleonora

Day	UT	Exposure time	V	Air mass	Solar phase	Lunar elongation	Lunar phase	Rotational phase
30aug98	03h45m	60	10.77	1.03	3.25	83.2	0.48	0.00
30aug98	04h46m	60	10.77	1.04	3.27	82.7	0.49	0.24
30aug98	05h47m	60	10.77	1.08	3.28	82.2	0.49	0.48
30aug98	06h48m	60	10.77	1.23	3.30	81.6	0.50	0.72
31aug98	02h56m	60	10.79	1.07	3.60	70.7	0.58	0.42
31aug98	04h18m	60	10.79	1.02	3.61	70.3	0.58	0.74
31aug98	05h25m	60	10.79	1.06	3.63	69.8	0.59	1.00
31aug98	06h34m	60	10.79	1.20	3.64	69.3	0.60	0.28



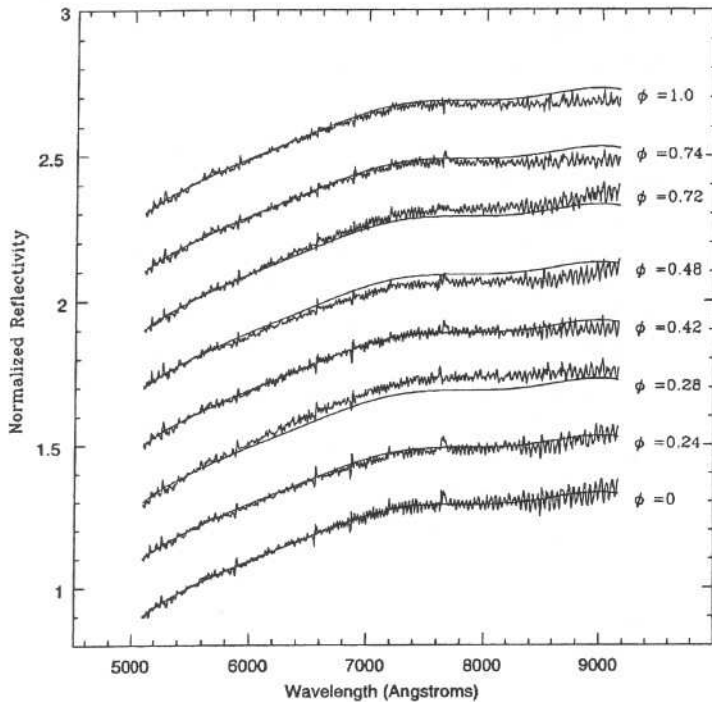


FIG. 6. Same as Fig. 2 but for the asteroid 354 Eleonora.

a possible “transitional A/S-object.” Then we can rule out the possibility I.1 of Eleonora being an undifferentiated body. Also, possibility I.2 does not seem so likely since it has a large diameter to be a piece of the mantle of a differentiated body. Possibility I.3 is the one that best fits this case, which is in agreement with G93 theory that Eleonora suffered a “refreshment” by the ejecta of a recent impact, which can have happened in a uniform way in its surface.

(e) *1036 Ganymed*. 1036 Ganymed is the largest near-Earth asteroid, with a mean diameter of 31 km. Its orbit has a semi-major axis of 2.65 AU, inclination of  $26.64^\circ$ , and an eccentricity of nearly 0.54. A rotational period of 10.31 h has been derived by Hahn *et al.* (1989), with an amplitude of 0.12–0.45.

1036 Ganymed has been classified as S and S0 in Tholen and Barucci taxonomies, respectively. It was classified both as S(VI) and S(VII) in G93, the ambiguity being a consequence of substantial differences in the band area ratios of two apparently good spectra of the asteroid. According to G93 the members of subgroup S(VI) consist of orthopyroxene-rich silicate–metal assemblages, while those of subgroup S(VII) are analogous to the stony iron mesosiderites or to calcic pyroxene-poor versions of the same assemblage. Both mineralogies are consistent with a formation through a melting and differentiation processes.

We obtained one spectrum of 1036 Ganymed per night during 14 nights in December 1998. The observational circumstances for each rotational phase are listed on Table VI. Our observations span an entire rotational phase, from 0 up to 0.98. As usual three solar analogs, HD16417, HD44594, and HD76151 were observed but only HD44594 used here.

 TABLE VI  
 Observational Circumstances for 1036 Ganymed

Day	UT	Exposure time	V	Air mass	Solar phase	Lunar elongation	Lunar phase	Rotational phase
10dec98	03h46m	120	11.13	1.08	22.35	113.3	0.550	0.00
11dec98	03h44m	120	11.17	1.08	22.64	124.3	0.450	0.33
12dec98	03h23m	120	11.22	1.06	22.91	134.4	0.360	0.62
13dec98	03h26m	120	11.27	1.07	23.18	144.0	0.270	0.20
14dec98	03h15m	120	11.31	1.02	23.44	151.7	0.200	0.27
15dec98	03h17m	120	11.36	1.07	23.69	156.5	0.130	0.60
16dec98	03h39m	120	11.41	1.10	23.93	156.1	0.070	0.96
17dec98	03h36m	120	11.45	1.10	24.17	150.7	0.030	0.28
18dec98	03h53m	120	11.50	1.13	24.39	142.4	0.008	0.64
19dec98	03h48m	120	11.54	1.13	24.61	132.6	0.002	0.96
20dec98	04h31m	120	11.60	1.24	24.82	121.4	0.015	0.36
21dec98	04h19m	120	11.63	1.22	25.02	110.4	0.048	0.67
22dec98	04h44m	120	11.67	1.32	25.21	098.6	0.10	0.70
23dec98	04h09m	120	11.71	1.21	25.39	087.1	0.17	0.98

In Fig. 7 we present the spectra at each rotational phase, which show some minor (yet significant) variations. Variations, greater than  $2\gamma$ , can be seen in phases 0.2, 0.36, and 0.64. Once more, one phase, 0.36, presents an abrupt variation beginning at  $8600 \text{ \AA}$ , which we consider as due to a telluric band. The significance of the variations at phases 0.2 and 0.64 are questionable since the adjacent phases 0, 0.27, 0.62, and 0.67, respectively, show no variation. It is probable that these variations are due to atmospheric factors at the time of observation on the nights of December 13th and 18th, and not to the mineralogy of the asteroid’s surface.

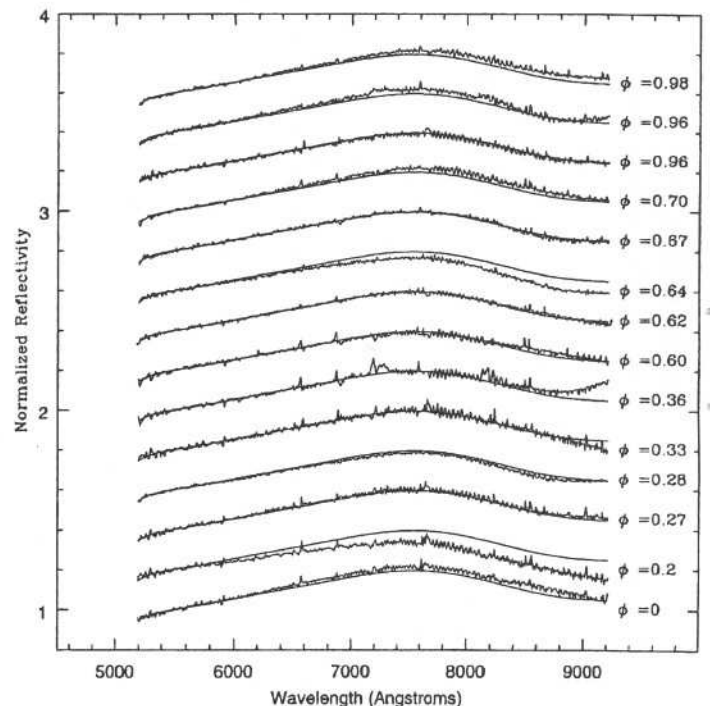


FIG. 7. Same as Fig. 2 but for the asteroid 1036 Ganymed.

The want of variations in its rotational spectra can be associated with a low aspect angle, since Ganymed's pole has not yet been determined. If that is not the case, classified by G93 as a S(VI)/S(VII), this asteroid is believed to have gone through a differentiation process and, as such, we can eliminate hypothesis I.1 that Ganymed is an undifferentiated body with an homogeneous composition. Ganymed could also have been recovered by an homogeneous regolith layer (I.3). However, we think it more likely that it is a spectrally uniform piece of the crust of a completely differentiated asteroid, since its diameter seems too small to gravitationally maintain a thick and uniform regolith layer.

(f) *9 Metis*. This asteroid, with a diameter of nearly 190 km, is a large member of the Maria family according to Williams (1989, 1992) but is not included in any family in more recent classifications (Zappalà *et al.* 1995). Its orbit has a semi-major axis of about 2.28 AU, eccentricity of 0.12, and low inclination. A rotational period of 5.079 h with an amplitude of 0.27 was determined by Harris and Young (1989). Other estimates with amplitudes varying from 0.04 up to 0.36 can be found in De Angelis (1995) along with the pole solution. For the time of our observations with this pole solution we derived an aspect angle of  $31^\circ$ .

*Metis* has been classified as an S-type in Tholen taxonomy. In the classification of G93, the spectrum of *9 Metis* lied outside the regions defined by the plot of the center of the Band I versus the area ratio Band II/Band I. More precisely, it was located above the S(II) region due to the long-wavelength position of its  $1\text{-}\mu\text{m}$  feature. However, in a recent work Kelley and Gaffey (2000) reanalyzed this asteroid in basis of a new spectrum and it was then classified as S(I) and it is believed to represent the core of the probable parent body of the *Metis* family, retaining some silicates from the core/mantle boundary.

We obtained between three and four spectra per night during four nights in June, 1999. The observational circumstances listed in Table VII show that our observations span an entire rotational period, from 0 up to 0.92. We used the solar analog HD144585 to obtain the spectra of *9 Metis* presented in this paper.

In Fig. 8 we present the spectra of *Metis* for each rotational phase. Due to the great variations observed the spectra are compared to the polynomial fit of a specific phase (0.06) instead of to the mean. Large deviations from the comparison spectra are visible at almost all phases. Minor variations of the order of  $2.5\gamma$  are seen at phases 0.38, 0.60, and 0.76, while very large ones, of the order of  $5\gamma$ , are present at phases 0.62 and 0.84, both on the same night. These variations are better visualized in Fig. 9, where the spectra of each night are grouped together. We note that the greatest variations occur on the last night (17–18 June), even if large variations are present in most of the nights. These seem to be too large, especially if we analyze the spectra of other asteroids observed on the same night (56 Melete, 93 Minerva, and 184 Dejepeja). Melete was observed immediately before *Metis* and the correspondent phases 0.38 and 0.45 do not show variations of the order of those found in *Metis*. Either the varia-

TABLE VII  
Observational Circumstances for 09 *Metis*

Day	UT	Exposure time	V	Air mass	Solar phase	Lunar elongation	Lunar phase	Rotational phase
15jun99	00h13m	060	10.84	1.10	20.20	101.2	0.02	0.00
15jun99	00h58m	060	10.84	1.10	20.21	100.5	0.02	0.15
15jun99	02h54m	060	10.84	1.33	20.23	98.9	0.02	0.53
15jun99	23h36m	120	10.85	1.12	20.36	87.3	0.06	0.60
16jun99	00h23m	120	10.86	1.09	20.37	86.7	0.06	0.76
16jun99	02h13m	180	10.86	1.22	20.38	85.2	0.07	0.12
16jun99	23h51m	120	10.87	1.11	20.52	73.0	0.13	0.38
17jun99	01h50m	120	10.88	1.17	20.54	71.2	0.14	0.77
17jun99	02h36m	120	10.88	1.29	20.54	70.4	0.14	0.92
17jun99	03h16m	120	10.88	1.46	20.54	70.4	0.14	0.06
17jun99	23h49m	120	10.89	1.10	20.67	58.7	0.22	0.10
18jun99	00h53m	120	10.89	1.10	20.68	58.1	0.22	0.31
18jun99	02h27m	120	10.90	1.27	20.69	57.5	0.22	0.62
18jun99	03h36m	120	10.90	1.62	20.70	56.2	0.23	0.84

tions are real and represent some intriguing characteristic of the surface of *Metis* or they reflect a possible reddening caused by the high air mass at the moment of observation, especially in the cases of phases 0.62 and 0.84, in which the air masses are respectively 1.27 and 1.62. This effect is not well understood and was not seen in high air-masses spectra of other asteroids. If those variations are real, they can be reflecting some particular feature of the surface of *Metis*, indeed an olivine mantle showing parts of the metallic core (II.1), as suggested by Kelley and

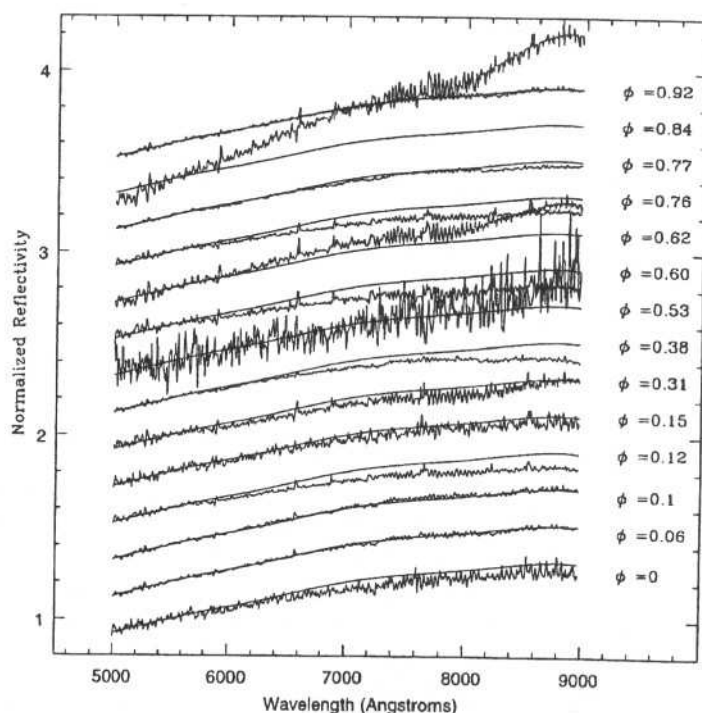


FIG. 8. Spectra of the asteroid *9 Metis* at each rotational phase compared with the polynomial fit to the spectrum of phase 0.06.



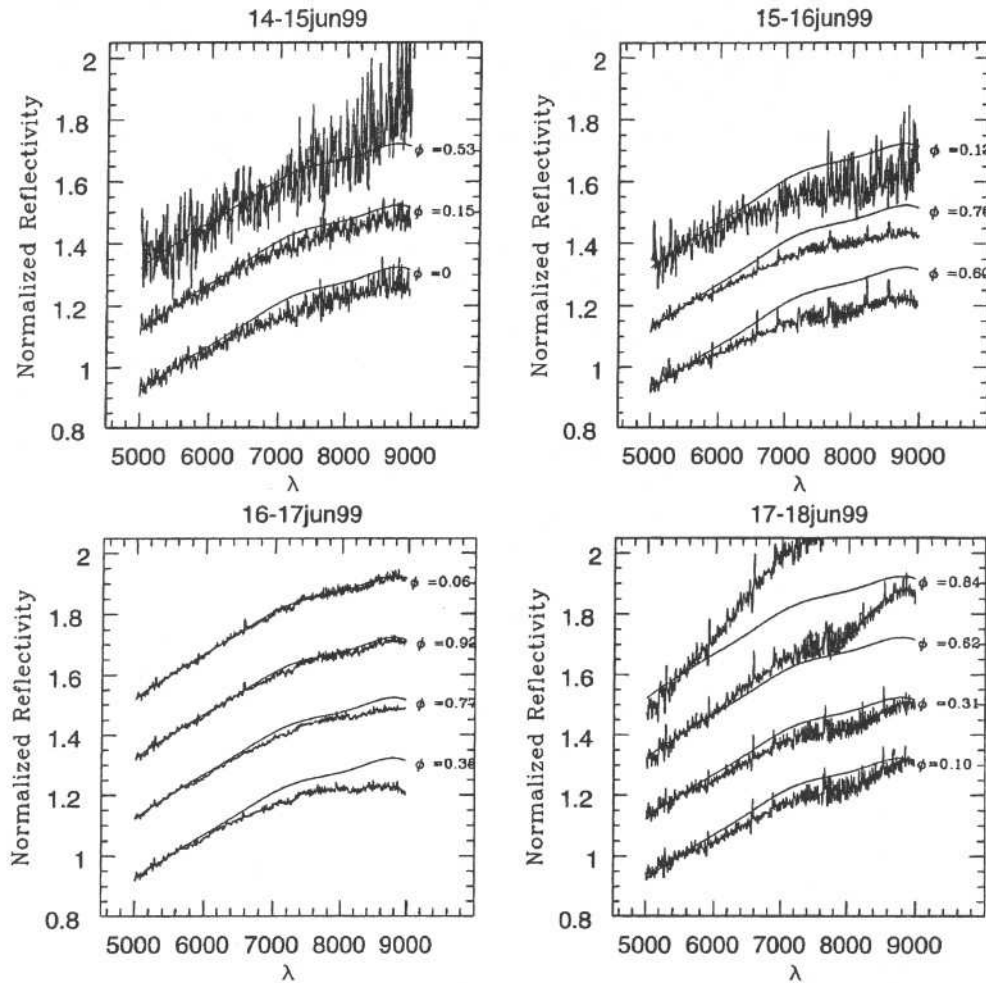


FIG. 9. Spectra of 9 Metis for each night of observation compared with the polynomial fit to the spectrum of phase 0.06.

Gaffey (2000). Probably the variation in phase 0.62 is not real since the adjacent phase 0.60 presents variations in the opposite sense and one could also argue against variations in phase 0.84 since the adjacent phases 0.77 and 0.92 do not show any sign of variation. Anyway, at the moment it is not possible to make a definite conclusion with respect to the variations found on Metis, and more observations of this asteroid are needed in order to clarify those points.

### 3.2. Asteroids of Different Taxonomic Classes

(a) *56 Melete*. This asteroid has a diameter of nearly 113 km and is located at 2.59 AU. A rotational period of 18.14 h with an amplitude of 0.14 was determined by Belskaya *et al.* (1993). Other estimates with amplitudes varying from 0.04 up to 0.36 can be found in De Angelis (1995) along with the pole solution. For the time of our observations with this pole solution we derived an aspect angle of  $31^\circ$ .

Melete has been classified as a P-type in Tholen taxonomy. In the Tedesco taxonomy Melete was not classified and appears as a low albedo asteroid. In the Barucci taxonomy, 56 Melete is classified as C0, a class which includes the asteroids classified as

EMP and P by Tholen. In the Bus taxonomy, Melete is an X-type, implying a featureless spectrum with a slight moderate reddish slope. This class includes asteroids of other Tholen classes, like P, M, E, C, and T types.

We obtained five to six spectra per night during four nights on June 1999. The observational circumstances at each rotational phase are listed on Table VIII where it can be seen that our observations span the entire rotational period. To compute reflectivities of 56 Melete we observed three solar analogs, HD144585, HD210918, and HD86728, but the spectra given in the present paper were obtained using the first one.

The spectra (Fig. 10) show significant variations, of the order of  $4\gamma$  in phases 0, 0.21, 0.24, 0.31, and 0.38. Only the rotational phases 0.30, 0.58, 0.64, and 0.99 do not present variations. In Fig. 10 we can see these great variations in the rotational spectra of 56 Melete. They do not seem to have relation with any particular night nor atmospheric conditions. They are mainly seen at low phases, almost disappearing at intermediate ones.

Classified as a P-type, Melete's inferred surface mineralogy is made of carbon plus organic-rich silicates. So it is probably a completely undifferentiated body. We are left, therefore, with hypotheses II.2 and II.3: this asteroid is the result of collisions

TABLE VIII  
Observational Circumstances for 56 Melete

Day	UT	Exposure time	V	Air mass	Solar phase	Lunar elongation	Lunar phase	Rotational phase
17jun99	01h10m	60	10.52	1.60	7.52	130.9	0.13	0.00
17jun99	02h20m	60	10.52	1.25	7.53	130.3	0.14	0.06
17jun99	03h05m	60	10.52	1.14	7.54	129.6	0.14	0.11
17jun99	04h16m	60	10.52	1.07	7.54	128.8	0.15	0.17
17jun99	05h36m	60	10.52	1.11	7.56	127.3	0.16	0.24
17jun99	06h46m	60	10.52	1.27	7.56	164.5	0.17	0.31
18jun99	02h15m	60	10.53	1.25	7.71	164.2	0.22	0.38
18jun99	03h26m	60	10.53	1.10	7.72	164.2	0.23	0.45
18jun99	04h49m	60	10.53	1.07	7.73	164.2	0.24	0.52
18jun99	05h55m	60	10.53	1.15	7.74	164.2	0.24	0.58
18jun99	06h55m	60	10.53	1.32	7.75	164.2	0.25	0.64
19jun99	01h53m	60	10.54	1.31	7.92	163.8	0.32	0.69
19jun99	03h26m	60	10.54	1.10	7.94	163.8	0.33	0.77
19jun99	05h01m	60	10.54	1.08	7.95	163.8	0.33	0.86
19jun99	06h06m	60	10.54	1.18	7.96	163.7	0.34	0.92
19jun99	07h20m	60	10.54	1.46	7.97	163.7	0.35	0.99
20jun99	01h44m	60	10.54	1.33	8.16	163.3	0.42	0.00
20jun99	03h23m	60	10.54	1.09	8.17	163.3	0.42	0.09
20jun99	05h32m	60	10.55	1.12	8.19	163.2	0.43	0.21
20jun99	06h13m	60	10.55	1.21	8.21	163.2	0.44	0.25
20jun99	07h15m	60	10.55	1.46	8.22	163.2	0.45	0.30

that exposed deeper layers of fresh, unweathered materials, or its surface is showing the different materials/inclusions present in its composition. This last hypothesis seems more probable, since Melete's big diameter could be helping to maintain (if it

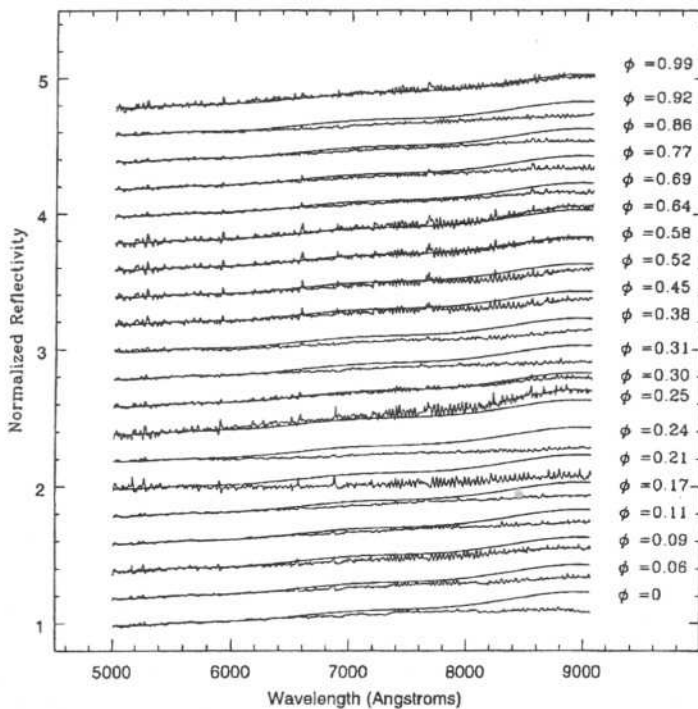


FIG. 10. Same as Fig. 2 but for the asteroid 56 Melete.

TABLE IX  
Observational Circumstances for 93 Minerva

Day	UT	Exposure time	V	Air mass	Solar phase	Lunar elongation	Lunar phase	Rotational phase
15jun99	02h29m	120	10.84	1.30	8.01	161.7	0.02	0.00
15jun99	03h33m	120	10.84	1.13	7.99	161.5	0.02	0.18
17jun99	02h52m	060	10.81	1.20	7.46	162.3	0.14	0.10
17jun99	03h47m	060	10.81	1.08	7.45	162.3	0.15	0.26
17jun99	04h28m	060	10.81	1.03	7.44	162.4	0.16	0.37
18jun99	02h55m	060	10.80	1.17	7.22	162.9	0.23	0.13
18jun99	04h17m	060	10.80	1.04	7.21	162.9	0.23	0.36
18jun99	05h21m	060	10.80	1.01	7.20	162.9	0.24	0.54
18jun99	07h17m	060	10.80	1.10	7.19	163.0	0.25	0.86

is the case) an almost uniform regolith layer, not causing such large variations in its rotational spectrum.

(b) *93 Minerva*. *93 Minerva* is an asteroid with nearly 140 km of diameter located in the outer part of the main belt, at 3.14 AU, having an orbit with low inclination and eccentricity. A rotational period of 5.97 h with an amplitude of 0.04 was determined by Harris and Young (1989).

*Minerva* has been classified as CU in Tholen, as C? in Tedesco, and as B3 in Barucci taxonomies. All of these classifications imply a composition analogous to the carbonaceous chondrites. The homogeneity of *93 Minerva* was investigated, obtaining two or more spectra per night during three nights in June 1999. The observational circumstances are listed in Table IX, which shows that almost an entire rotational period, from 0 up to 0.86, was spanned by our observations. The solar analog HD144585 was used to compute reflectivities.

In Fig. 11 we present the spectra for each rotational phase. Due to the high noise level in the spectra of December 15th, these are not considered in the following analysis. The spectra of *93 Minerva* show variations greater than  $2\gamma$  at rotational phases 0.1, 0.26, 0.37, and 0.54. In particular, the variations at phases 0.1, 0.26, and 0.37 are all on the same night. We believe that these variations can be attributed to the atmospheric conditions of this particular night. Atmospheric conditions may also be responsible for the variation at phase 0.54, due to the higher noise level present in the spectrum.

The first reason for not finding variations in *Minerva* could be a pole-on view of this asteroid, since at the moment its pole position is not known. If this is not the case, and excluding hypothesis I.2, that this asteroid is a piece of a differentiated parent body, we analyze the nonvariations based on the supposed composition of *Minerva* and also on its big diameter. It can be due to an homogenized regolith layer (I.3) or *Minerva* is an undifferentiated or partially differentiated body (I.1) presenting an homogeneous surface composition.

(c) *184 Dejepeja*. This asteroid located at 3.17 AU has a diameter of nearly 65 km and a semi-major axis of 3.17 AU.

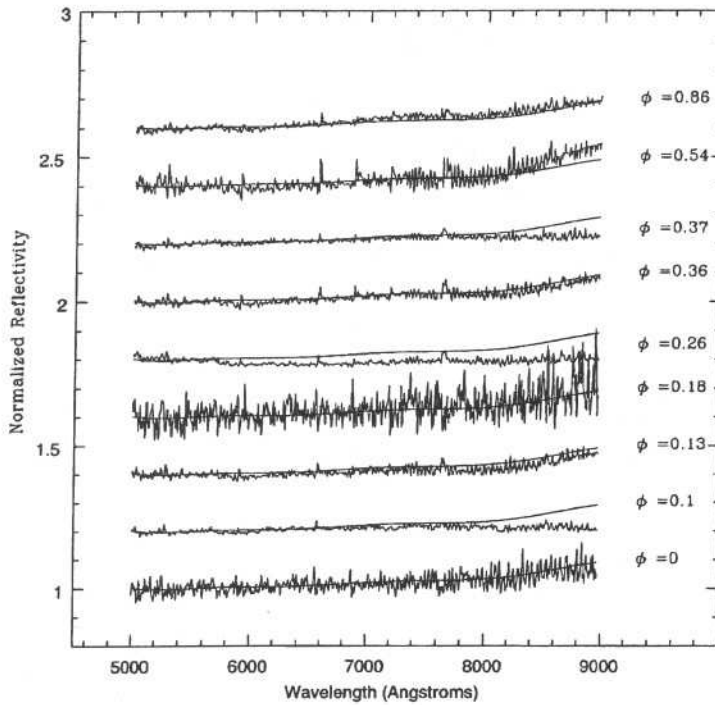


FIG. 11. Same as Fig. 2 but for the asteroid 93 Minerva.

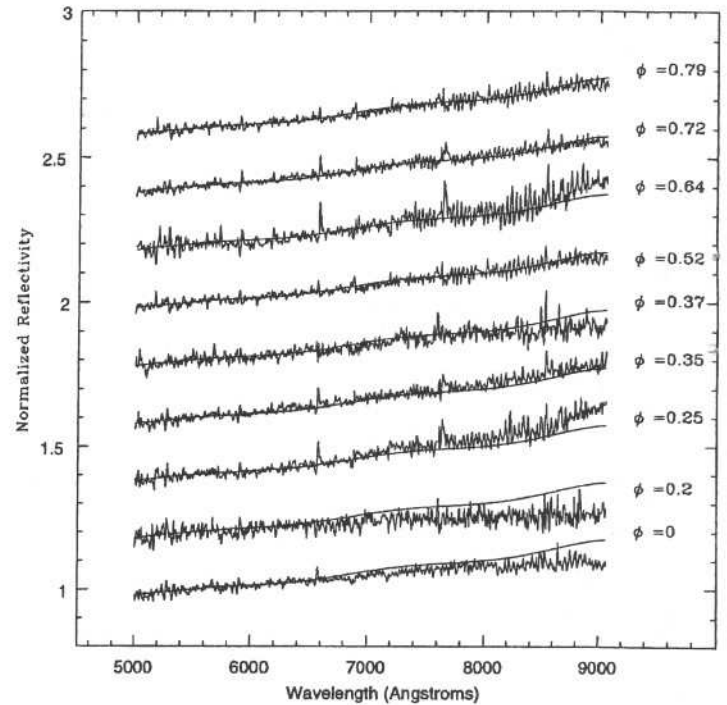


FIG. 12. Same as Fig. 2 but for the asteroid 184 Dejopeja.

A rotational period of 6.45 h, with an amplitude of 0.3, was determined by Gil Hutton (1995). This asteroid has been classified as X type and M type in Tholen and Tedesco taxonomies, respectively.

The rotational spectral analysis of 184 Dejopeja was performed on three nights in June 1999. Our observations span an entire rotational phase, as can be seen in Table X. The spectra here presented were obtained using the solar analog HD144585.

In Fig. 12 the spectra at each rotational phase are shown. The greatest variations found are of the order of  $2\gamma$ , at rotational phases 0, 0.2, 0.25, 0.37, and 0.64. All these variations seem to be caused by atmospheric absorption, since they are evident mainly after 8500 Å, having therefore no physical significance.

TABLE X  
Observational Circumstances for 184 Dejopeja

Day	UT	Exposure time	Air mass	Solar phase	Lunar elongation	Lunar phase	Rotational phase
17jun99	05h17m	120	13.75	1.41	14.11	173.9	0.15
17jun99	06h36m	120	13.75	1.13	14.10	174.7	0.16
17jun99	07h44m	180	13.75	1.04	14.09	175.3	0.16
18jun99	05h41m	120	13.74	1.28	13.91	171.6	0.24
18jun99	06h41m	120	13.74	1.11	13.90	170.8	0.25
18jun99	08h03m	120	13.74	1.02	13.89	170.1	0.25
18jun99	09h45m	120	13.74	1.09	13.88	169.3	0.26
19jun99	06h31m	120	13.72	1.12	13.71	158.5	0.34
19jun99	07h39m	120	13.72	1.03	13.69	157.0	0.35
19jun99	09h01m	120	13.72	1.04	13.68	156.2	0.36

Once more, we cannot discard the pole-on view as the cause of the insignificant variations in Dejopeja. On the other hand, if it can be proved that it is not the case, we have two other possibilities to discuss. The hypothesis more probable for explaining the variations in Dejopeja is that it can be part of a completely differentiated parent body presenting an homogeneous surface composition (I.2).

#### 4. DISCUSSION

The S class of asteroids has only recently been recognized as a very complex one since it encompasses different mineralogies associated with very distinct heating histories. The work G93 was the first to mineralogically identify a wide range of pyroxene–olivine–metal assemblages among asteroids previously identified as S by distinct taxonomies. In the present work we have tried to assess this diversity through the technique of rotationally resolved spectra. The results described in the previous section indicate that even on a limited spectral range, as in our case, it is possible to observe the diversity existing among the S-type class of asteroids. This was achieved choosing a sample of asteroids so as to span most of the sub-classes defined in G93.

The main results are summarized in Table XI, where for each asteroid we give the detected variations and whether these can be considered as real or not. The former would be a consequence of surface mineralogy, while the latter may be attributed to atmospheric and/or instrumental effects. Among the six S-type asteroids analyzed, only two have variations that can be regarded as real according to the criteria discussed in the previous section. It is important to note that this conclusion is based not only on



TABLE XI  
Results

Asteroid	Class	Variations	Real?	Pole on view?
354 Eleonora	S(I)	$\gamma$	No	No
25 Phocaea	S(IV)	2–2.5 $\gamma$	No	Maybe
29 Amphitrite	S(V)	3 $\gamma$	Yes	No
1036 Ganymed	S(VI)–(VII)	2 $\gamma$	No	Maybe
183 Istris	S	2 $\gamma$	No	Maybe
9 Metis	S	5 $\gamma$	Yes	No
56 Melete	P (X, M)	4 $\gamma$	Yes	Maybe
184 Dejopeja	X	2 $\gamma$	No	Maybe
93 Minerva	C	2 $\gamma$	No	Maybe

the magnitude of the variations but also on the analysis of coherence between spectra of nearby rotational phases as discussed in the previous section. In particular, no mineralogical variations were detected in the rotational spectra of (25) Phocaea, an S(IV) asteroid, 354 Eleonora, an S(I), 1036 Ganymed, an S(VI)–S(VII), and (183) Istris. Among these, only for Eleonora can we rule out that the lack of variations may be a consequence of a pole-on viewing geometry. However, it seems unlikely that so many asteroids were observed by chance on such a particular configuration. For the sake of the argument, we will consider in the following discussion that pole orientation is not the cause of the absence of variations.

Uniform compositions can most likely be attributed as the cause of the nonvariations only in almost all the cases: 25 Phocaea, a possibly undifferentiated or low differentiated asteroid; 354 Eleonora, a differentiated body, showing its olivine, mantle, possibly uniformly refreshed by a great impact; and 1036 Ganymed, an Amor asteroid on an Earth-crossing orbit and possibly an uniform piece of a completely differentiated body. 25 Phocaea is the largest of the group of the Phocaeas which is located at the inner edge of the main belt in high inclination orbits. Due to its location near to secular and mean motion resonances it could be the source of some class of ordinary chondrites. This is corroborated by recent works (Lemaitre and Morbidelli 1994, Carvano *et al.* 2000), which indicate that this group is in effect a family resulting from the collisional breakup of a larger object. The cases of asteroids 183 Istris (S type) and 184 Dejopeja (X Type) are similar since both are small asteroids that can be an uniform piece of a larger disrupted asteroid.

Only in the case of Melete can a single reason not be invoked. Besides the hypothesis of the variations to be caused by Melete to be maintaining an almost uniform regolith layer on its surface, it can also be due to a composition of undifferentiated and homogeneous materials.

Significant spectral variations are present in the rotational spectrum of the two S-types 29 Amphitrite and 9 Metis and the P-type 56 Melete. While for Metis the reasons for the variations cannot be explained for sure and it is difficult even to decide whether they are real or not, for Amphitrite we cannot say what is causing them, as all three possibilities seem equally likely. On

the other hand, the primitive asteroid 56 Melete presented large variations, indicating that materials of different compositions can be present.

In our analysis we saw that there seems to be a trend that smaller asteroids present less significant spectral variations. In fact, none of the four asteroids with less than 100 km presented variations. This seems natural since (1) bigger asteroids are more susceptible to great impacts than smaller ones, capable of causing great spectral changes in its surface either by exposing layers of a differentiated body or by introducing inclusions of materials of different composition, and (2) small asteroids can be uniform pieces of a completely differentiated and disrupted parent body, and so show only small (or no) variation in their rotational spectrum.

No relation between the variations found in the S-types and the other taxonomic types can be established. In fact we think that variations may occur all over the asteroid belt, independently from the taxonomic type. There also seems to be no relation between the presence of variations and the rotational period of the asteroid.

#### ACKNOWLEDGMENTS

We acknowledge the technical staff of ESO for their prompt help whenever needed. We thank the reviewers L. McFadden and M. Di Martino for their careful review and insightful comments. Diverse fellowship and grants by CNPq and CAPES supported the authors.

#### REFERENCES

- Barucci, M. A., M. T. Capria, A. Corradini, and M. Fulchignoni 1987. Classification of asteroids using G-mode analysis. *Icarus* **72**, 304–324.
- Bell, J. F., P. D. Owensby, B. R. Hawke, and M. J. Gaffey 1988. The 52-color asteroid survey: Final results and interpretation. *Proc. Lunar Planet. Sci. Conf. 19th*, 57–58. [abstract]
- Belskaya, I. N., A. N. Dvognopol, A. Erikson, C.-I. Lagerkvist, and T. Oja 1993. Physical studies of asteroids. XXVII. Photoelectric photometry of asteroids 14 Irene, 54 Alexandra and 56 Melete. *Astron. Astrophys. Sup. Ser.* **101**, 507–511.
- Bus, S. J. 1999. Compositional structure in the asteroid belt: results of a spectroscopic survey. PhD thesis, Massachusetts Institute of Technology.
- Carvano, J. M., D. Lazzaro, T. Mothé-Diniz, C. A. Angeli, M. Florczak 2000. Spectroscopic survey of the Hungaria and Phocaea dynamical groups. *Icarus*, in press.
- Chapman, C. 1996. S-type asteroids, ordinary chondrites, and space weathering: The evidence from *Galileo's* fly-bys of Gaspra and Ida. *Meteoritics Planet. Sci.* **31**, 699–725.
- Chapman, C., and M. J. Gaffey 1979. Reflectance spectra for 277 asteroids. In *Asteroids* (T. Gehrels and M. S. Matthews, Eds.), pp. 655–687. University of Arizona Press, Tucson.
- Cloutis, E. A., M. J. Gaffey, D. G. W. Smith, R. St. J. Lambert 1990. Metal silicate mixtures: Spectral properties and applications to asteroid taxonomy. *J. Geophys. Res.* **95**, 8323–8338.
- De Angelis, G. 1995. Asteroid spin, pole and shape determinations. *Planet. Space Sci.* **46**, 649–682.
- Debehogne, H., C. De Sanctis, V. Zappalà 1983. Photoelectric photometry of asteroids 45, 120, 776, 804, 814, and 1982DV. *Icarus* **55**, 236–244.

## Capítulo 3

# Da superfície ao interior de um asteróide

Famílias de asteróides são tidas como agrupamentos de objetos provenientes da quebra por colisão de corpos precursores. Dessa forma, a observação de membros de uma família dinâmica pode significar a observação de partes distintas de um mesmo asteróide-progenitor. Além disso, o estudo da origem e evolução das famílias de asteróides é fundamental para o estudo das colisões em escala muito maior do que a que é possível em laboratório.

No que segue, vamos apresentar os problemas envolvidos na classificação de famílias, as causas das discrepâncias entre os critérios de classificação e a evolução do conceito de família ao longo dos anos. Também descreveremos as principais técnicas de identificação de famílias, as quais são apresentadas na próxima seção. A seguir, fazemos um apanhado dos estudos espectroscópicos sobre famílias realizados até o presente momento para, então apresentarmos os resultados de nosso trabalho com espectros de objetos das famílias de Eunomia e Hygiea.

### 3.1 Famílias de asteróides: histórico e problemática

O termo família tem sido usado na comunidade astronômica desde 1918 quando Hirayama observou agrupamentos de asteróides no espaço de elementos orbitais médios. Estes agrupamentos foram associados ao resultado da quebra espontânea de asteróides, cujos fragmentos, após certo tempo, teriam suas coordenadas retangulares dispostas irregular-

mente em uma circunferência cujo centro coincidiria com o pólo da órbita de Júpiter. A tais agrupamentos, deu-se o nome de famílias. A atual idéia de que as famílias são o resultado de processos colisionais no cinturão de asteróides viria apenas anos mais tarde com Kuiper (1950). Em seu trabalho, Hirayama (1918) identificou as três primeiras famílias: Themis, com 22 membros, Eos, com 19 membros e Koronis, com 13 membros. A partir de 1923, com o início dos estudos analíticos para a retirada das perturbações planetárias que alteram os elementos orbitais dos asteróides, Hirayama passa a usar elementos próprios no reconhecimento dos agrupamentos, o que é feito até hoje.

Após estes primeiros trabalhos, outras famílias foram reconhecidas ao longo dos anos, tanto por Hirayama quanto por diversos autores, tais como Brower (1951), Arnold (1969), Lindblad e Southworth (1971), Carusi e Massaro (1978), Williams (1979). Entretanto, estes trabalhos nem sempre apresentavam boa concordância entre si quanto à quantidade de objetos de uma dada família e até mesmo quanto ao número de famílias identificadas. As principais características das classificações feitas desde 1933 até 1995 são apresentadas na Tabela 3.1. A discordância entre evidências estatísticas e composicionais de famílias também levou a um certo ceticismo quanto à realidade das mesmas.

As causas prováveis para a discrepância na identificação e classificação das famílias podem ser separadas basicamente em dois grupos: as provenientes da amostra de dados utilizada e aquelas advindas do método de agrupamento aplicado. Nas próximas seções as causas em cada um destes grupos serão analisadas com mais detalhe. Além destas, ao tentarmos comparar as diferentes classificações, percebemos que existem ainda questões básicas, às quais diferentes autores abordam de maneiras distintas. Por exemplo: **o que é uma família de asteróides? Ou de que forma uma família se distingue de uma simples aglomeração no espaço de fase?** Por ora usaremos a expressão *família de asteróides* em seu sentido mais usual, de um grupo de asteróides cujos elementos próprios *a*, *e*, *i* parecem formar um aglomerado distinguível dos objetos de fundo, e deveriam estar geneticamente ligados, enquanto subprodutos da quebra de um asteróide-progenitor. Nesta definição, não são considerados *família* os aglomerados provenientes da ausência de objetos em uma vizinhança no espaço de elementos próprios ou médios. Retornaremos, entretanto, a estas questões mais adiante.

Tabela 3.1: *Trabalhos publicados sobre agrupamentos em famílias*

Autor	Ano	$N_{total}$	$N_{familias}$	Elem.Próprios	Mét. Identificação
Hirayama	1933	1223	5	Stockwell	visual
Brouwer	1951	1563	28	Brouwer & van Woerkom	visual
Arnold	1969	1735	37	Brouwer & van Woerkom	caixas no espaço $a-e-i$
Lindblad & Southworth	1971	1735	34	Brouwer & van Woerkom	Critério de Southworth
Carusi & Massaro	1978	1861	15	Brouwer & van Woerkom	$z^2$
Williams	1979	1796	104	Williams	visual
Kozai	1979	2125	72	Yuasa	visual
Williams	1989	2065	117	Williams	visual
Bendjoya et al.	1991	4100	21	Milani & Knežević	Análise Wavelet (WAM)
Zappalà et al.	1994	6212	20/29	Milani & Knežević	Agrupamento Hierárquico (HCM)
Zappalà et al.	1995	12487	32/31	Milani & Knežević	HCM e WAM

### 3.1.1 Diferenças provenientes da amostra

De acordo com as características da amostra disponível, podem ser observadas diferenças no reconhecimento dos agrupamentos. As principais alterações encontradas nas diferentes amostras consistem em:

1. Variações no tamanho do conjunto de dados analisado. Na terceira coluna da Tabela 3.1 verificamos que o número de objetos utilizado nas tentativas de agrupamentos em famílias tem aumentado substancialmente, principalmente na década de 90, com o aumento no número de campanhas sistemáticas para o descobrimento de asteróides.
2. O uso de conjuntos de dados contaminados por efeitos de seleção observacional. Podemos citar a variação anual da taxa de descoberta de asteróides, causada tanto por fatores “externos” como variações da latitude galáctica do ponto de oposição, variações da declinação do ponto de oposição, etc., quanto “internos”, como as alterações climáticas. Vale ressaltar que no hemisfério norte, as variações anuais da taxa de descoberta de novos objetos chega a 1:6 entre o mínimo em junho e o máximo em outubro (Valsecchi et al. 1989).
3. Diferenças e/ou imprecisões no cálculo dos elementos próprios dos asteróides. Os diferentes métodos utilizam teorias distintas para o cálculo de elementos próprios. Algumas não eliminam as perturbações de curto-período, ou não levam em conta

os efeitos das ressonâncias, ou ainda não incluem termos de alta ordem na função perturbadora. Isto leva a imprecisões no cálculo dos elementos, além de, em muitos casos, causar discrepância na determinação dos mesmos, segundo a teoria que se utiliza. Atualmente, os elementos próprios mais utilizados são os de Knežević e Milani (<http://hamilton.dm.unipi.it/>), que são atualizados com frequência, não sem melhoramentos no algoritmo utilizado em seu cálculo dos elementos próprios. A versão 6.8.5 do algoritmo foi utilizada por Zappalà et al. (1995) na mais usada classificação de famílias. Esta versão baseou-se na teoria de perturbação de Yuasa (1973), incluindo todos os termos no desenvolvimento em séries do Hamiltoniano perturbativo até o quarto grau em excentricidade e inclinação e de primeira ordem com respeito à massa perturbadora e todos os demais de segunda ordem até o grau 2 em excentricidade e inclinação. Inclui também termos de primeira ordem e grau 6 com o pequeno divisor secular  $2(g - g_6) + s + s_6$ , termos de segunda ordem e grau 4 contendo o quadrado do pequeno divisor correspondente à ressonância 3:1 com Júpiter e termos de grau 4 na parte indireta do Hamiltoniano perturbativo. Contudo, nas proximidades de algumas ressonâncias a acurácia dos elementos ainda é baixa e aprimoramentos do algoritmo têm sido feitos (Sansaturio & Milani 2001).

Nas figuras 3.1 e 3.2 estão representados os elementos próprios de 31381 asteróides numerados obtidos de Knežević e Milani (<http://hamilton.dm.unipi.it/>). Em ambas as figuras podem-se notar falhas próximas a 2,5 U.A. e 2,8 U.A., causadas por ressonâncias de movimento médio com Júpiter. Observa-se também a falha em forma de arco causada pela ressonância secular  $\nu_6$  na parte interna do cinturão.



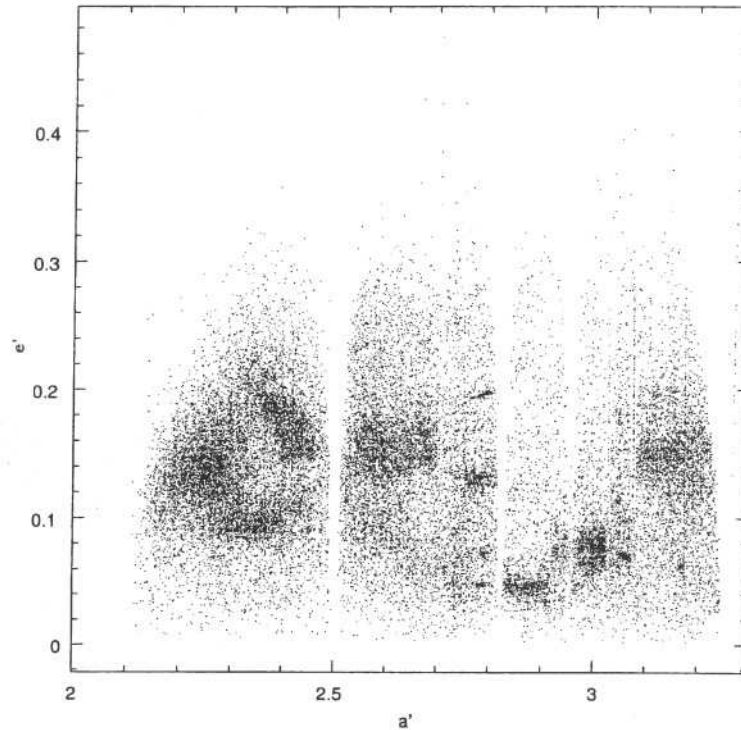


Figura 3.1: Semi-eixo próprio versus excentricidade própria para 31381 asteróides calculados por Knežević e Milani, dez/2001 (<http://hamilton.dm.unipi.it/>).

### 3.1.2 Diferenças provenientes do método de agrupamento

São causas de diferenças advindas do método de agrupamento utilizado:

1. o critério de rejeição para objetos da amostra. Neste caso, o uso de uma amostra com órbitas mal determinadas poderia ocasionar a seleção de um mesmo objeto duas vezes;
2. divergências no método de identificação de famílias. Como podemos ver na Tabela 3.1, alguns dos métodos usam um critério de identificação visual, o qual pode não ser reprodutível em outra ocasião, levando a diferentes classificações cada vez que são utilizados. Além disso, os próprios métodos são bastante diferentes entre si, o que causa muitas divergências na identificação, principalmente das famílias pequenas.
3. uso de diferentes critérios de rejeição para pertinência a uma família;

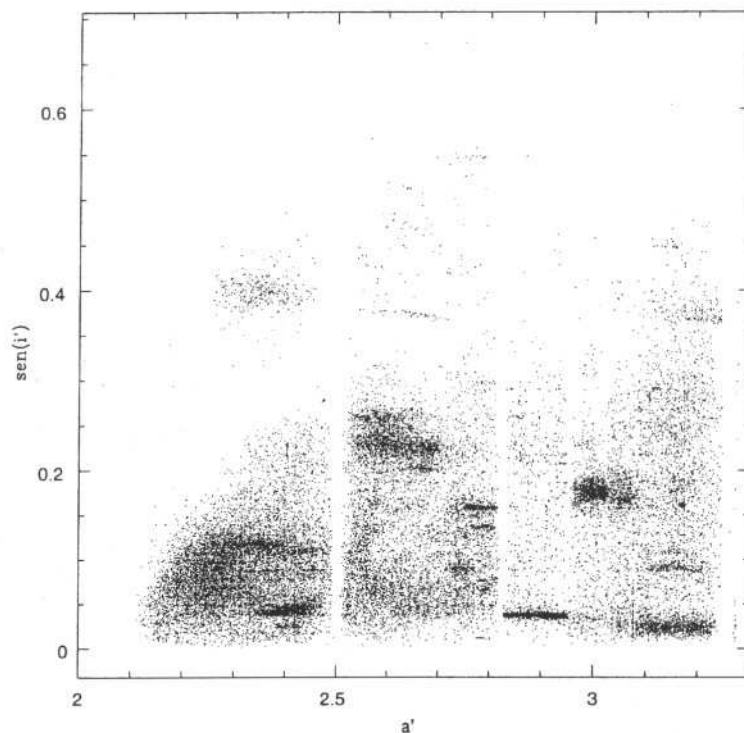


Figura 3.2: Como na figura 3.1 para semi-eixo versus seno da inclinação próprios

### 3.1.3 Evolução do conceito de família

Existem ao menos dois diferentes conceitos de famílias de asteróides, um do ponto de vista dinâmico e outro do ponto de vista astrofísico. Do ponto de vista dinâmico, famílias seriam agrupamentos de asteróides no espaço de elementos próprios, tendo como característica principal a “significância estatística”, ou seja, o seu grau de separação em relação a agrupamentos casuais neste mesmo espaço. Do ponto de vista astrofísico, o significado de família estaria apenas relacionado à coerência mineralógica de seus membros inferida a partir de observações, isto é, constituiriam uma família objetos provenientes da quebra de um mesmo “asteróide-progenitor”.

O problema com estes dois conceitos é que, do ponto de vista dinâmico, podem existir agrupamentos considerados família não originários de uma fragmentação. Tais agrupamentos poderiam ser formados por outros fatores tais como o transporte e/ou segregação devido a ressonâncias. Este parece ser o caso dos grupos dos Hungaria e Phocaea (Carvano

et al. 2001). Por outro lado, do ponto de vista da composição dos asteróides, pode ocorrer de uma verdadeira família colisional não ser identificada estatisticamente dependendo do critério adotado para a classificação.

Visando unificar os dois conceitos, Farinella e colaboradores (1992) propuseram uma nova definição para o termo família, o qual seria usado apenas quando ambas as definições anteriores coincidissem. Segundo sua definição o número de famílias classificadas seria reduzido drasticamente, devido à pequena quantidade de objetos para os quais possuímos informações composicionais suficientes. Este é um problema que vem sendo minimizado com a intensificação de observações espectroscópicas, mas ainda é relativamente pequeno o conjunto de objetos membros “dinâmicos” de famílias para os quais se tem uma caracterização de sua superfície.

## 3.2 Identificação de famílias: as técnicas mais recentes

Embora métodos mais antigos de identificação de famílias tenham seu valor científico e histórico, neste trabalho descreveremos brevemente apenas os esforços mais recentes no que diz respeito à identificação de famílias de asteróides. Em particular, o método de aglomeração hierárquica será descrito em maior detalhe por ser atualmente o critério de classificação mais robusto e utilizado. Este método foi utilizado em todas as publicações integrantes deste trabalho, quando da necessidade de determinar a pertinência ou não de asteróides a uma dada família.

### 3.2.1 Critério de identificação de Williams

O esquema de classificação de Williams (1979, 1989, 1992) baseia-se na distribuição de Poisson de aglomerados, os quais são identificados visualmente em estereo-gráficos do espaço tridimensional de elementos próprios  $a'$ ,  $e'$ ,  $seni'$ . O número de objetos em um aglomerado é comparado ao número aleatório esperado de objetos naquela região, calculado a partir da densidade de objetos de fundo e do volume do aglomerado. Assim, o aglomerado é considerado uma família somente quando o logaritmo da probabilidade de Poisson associada for menor do que -3,5, isto é, quando a probabilidade de Poisson do agrupamento não ser aleatório for menor que  $\sim 0,0003$ . Usando um conjunto com 2.823 as-

teróides (1.753 numerados e 1.070 não numerados), foram encontrados 104 agrupamentos estatisticamente significativos (Williams, 1992).

### 3.2.2 O método de aglomeração hierárquica (HCM)

Na busca por famílias de asteróides, Zappalà e colaboradores (1990, 1994, 1995) aplicaram o método de análise multivariada de aglomeração hierárquica. Nos três trabalhos, foram utilizados asteróides numerados ou não numerados mas com órbitas bem determinadas, excluídos os grupos dos Hildas, Troianos e NEA. O cinturão principal foi dividido em oito zonas, de acordo com as principais comensurabilidades com Júpiter. Esta divisão foi importante tanto no processo de comparação dos agrupamentos com um fundo não-homogêneo quanto para acelerar a classificação.

Basicamente, o método consiste em:

1. calcular todas as distâncias entre os asteróides e seus vizinhos mais próximos no espaço de elementos próprios;
2. procurar por aglomerações tais que cada objeto esteja a menos do que uma distância limite de, ao menos, outro objeto do aglomerado.
3. de 1. e 2. obtém-se um “dendograma” ligando todos os objetos e contendo toda a informação necessária para a classificação em famílias. Para cada valor limite  $\delta v'$  da função distância (como definida abaixo), pode-se facilmente listar todos os agrupamentos existentes de objetos cujas distâncias mútuas sejam menores que  $\delta v'$ .

Para estabelecer a função distância entre os objetos, define-se uma métrica no espaço de elementos próprios. Supondo que famílias são geradas pela quebra de asteróides-progenitores, para cada par de fragmentos do mesmo pai, é possível usar as equações de Gauss para associar seus elementos com as componentes da velocidade pós-ejeção:

$$\begin{aligned}
 2\delta v_1/na &= \delta a/a \\
 \delta v_2 \text{sen}(f)/na + 2\delta v_1 \text{cos}(f)/na &= \delta e \\
 \delta v_3 \text{cos}(w + f)/na &= \delta i
 \end{aligned}
 \tag{3.1}$$

onde  $a, e, i, w, f$  são os elementos osculadores do corpo-pai e  $\delta v_1, \delta v_2, \delta v_3$  são as componentes da velocidade de ejeção na direção do encontro, radial e perpendicular ao plano, respectivamente.

Se  $f$  e  $w + f$  são conhecidos, a teoria da perturbação (linear secular) diz que podemos calcular as componentes de velocidade usando elementos próprios ao invés de osculadores (Brower 1951). Mesmo com  $f$  e  $w + f$  desconhecidos, escolhendo uma função distância da forma

$$\delta v = na\sqrt{k_1(\delta a'/a')^2 + k_2(\delta e')^2 + k_3(\delta i')^2} \quad (3.2)$$

com  $k_i$  da ordem das unidades, tem-se uma métrica que dará uma ordem de magnitude estimada do incremento de velocidade causador da separação das duas órbitas. Para escolher os coeficientes, obtém-se das equações 3.1 e 3.2,

$$\delta v = na\sqrt{x < \delta v_1^2 > + y < \delta v_2^2 > + z < \delta v_3^2 >}, \quad (3.3)$$

com  $x = (4k_1 + 2k_2), y = k_2/2, z = k_3/2$

Foram escolhidos  $k_1 = 5/4, k_2 = 2, k_3 = 2$  de modo a dar um peso maior à componente  $\delta v_1$ , já que  $\delta v_1$  não depende de ângulos desconhecidos ou de  $\delta e'$  ou  $\delta i'$  e também porque o semi-eixo próprio é melhor determinado do que a excentricidade ou inclinação próprias.

Como resultado, foi obtida uma lista de agrupamentos por região, com  $\delta v'$  variando de 300m/s a 40m/s. Esta lista é melhor representada através de diagramas estalactites, a passos discretos de 20m/s. Estalactites mais profundos representariam agrupamentos mais densos, que sobrevivem a baixos valores de  $\delta v'$ .

Dado um estalactite, é necessário decidir se ele realmente corresponde a um agrupamento não-aleatório, e a que nível  $\delta v'$  cortá-lo. Para resolver estas questões, foi gerada uma população quase-randômica para cada região, com o mesmo número de asteróides do conjunto original, à qual aplicou-se o mesmo processo descrito acima. Assim, chegou-se a um critério de rejeição: um agrupamento corresponderia a uma família real somente se seu estalactite é mais profundo de ao menos 20m/s que o mais profundo encontrado na população quase-randômica da mesma região, ou então se eles têm a mesma profundidade mas o agrupamento possui mais do que o dobro do número de objetos na camada mais profunda. E assim, os membros de uma família seriam os objetos pertencentes à cama-

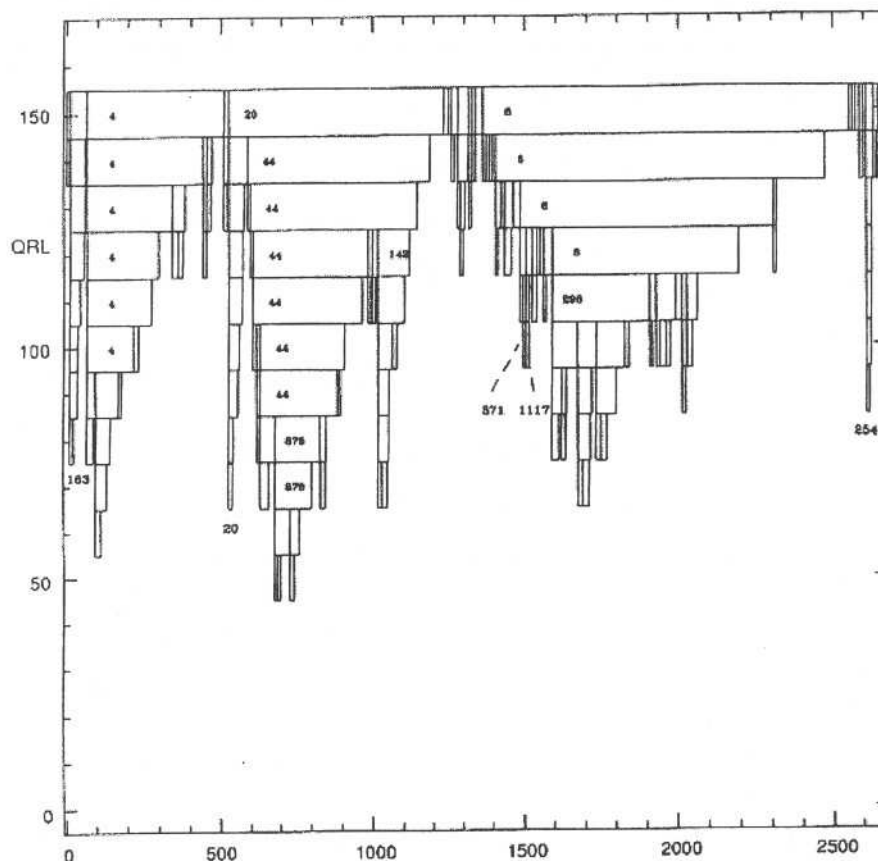


Figura 3.3: “Diagrama estalactite” obtido pelo HCM na zona interna do cinturão. A cada nível, as larguras dos vários estalactites são proporcionais à população dos agrupamentos correspondentes. O eixo vertical indica a “distância de corte” em m/s. O nível quase randômico (QRL) está a 120m/s. Os estalactites mais proeminentes são denominados pelo asteróide de numeração mais baixa pertencente a eles, como segue: 163 Erigone, 4 Vesta, 20 Massalia, 44 Nysa, 878 Mildred, 142 Polana, 871 Amneris, 117 Reginita, 8 Flora, 298 Baptistina, 254 Augusta (Zappalà et al. 1995).

da correspondente ao estalactite randômico mais profundo, excluso os agrupamentos com menos de 5 objetos.

A seguir, foi introduzido um parâmetro de significância  $P_s$  para cada família, dado por  $P_s = \frac{\sum_i \frac{QRL}{\delta v_{\delta i}}}{N_d}$ , onde QRL é o “nível quase randômico”,  $\delta v_{\delta i}$  é o nível mais profundo do estalactite real onde o objeto  $i$  se encontra, e  $N_d$  é o número de objetos no nível mais profundo do estalactite quase-randômico mais profundo. Assim, objetos pertencentes a níveis mais profundos têm um “peso” maior. Se  $P_s$  é da ordem das unidades, a família

é dita “marginal”. Na verdade, encontra-se  $P_s \gg 1$  (da ordem de 100) para a maioria das famílias mais populosas. O nível quase randômico QRL é definido como o menor nível de distância em que um grupo de  $N_{lim}$  objetos pode ser encontrado em uma distribuição quase-randômica de fundo.

Os autores verificaram ainda a consistência das famílias relativamente a pequenas variações nos elementos orbitais. Todo o processo foi feito para um conjunto de elementos próprios “ruidoso”, obtido pela multiplicação de  $e'$  e  $seni'$  por um número aleatório, no intervalo  $(-1, 0) \cup (0, 1)$ , vezes um valor  $N$  que representa a grandeza típica das variações em  $e'$  e  $seni'$  obtido por integrações numéricas (Carpino et al. 1986). Dessa forma foi definido, para cada família, um parâmetro de robusteza  $P_r$ , obtido da divisão do parâmetro de significância  $P_s$  da família pelo parâmetro de significância do conjunto de elementos pertencentes à interseção, para cada nível, entre os membros “antigos” e os “novos” (ou ruidosos) de um estalactite. Deste modo,  $P_r = 1$  no caso em que uma família mantém todos os seus membros e  $P_r = 0$  quando a família desaparece.

Finalmente, foi feito um teste para verificar a estabilidade das famílias: a mudança nos coeficientes da função métrica. Foram tomados  $k_1 = 1/2$ ;  $k_2 = 3/4$ ;  $k_3 = 4$ , mantendo a soma igual a  $21/4$  e resultando em  $x = 7/2$ ;  $y = 3/8$ ;  $z = 2$ , aumentando o peso de  $\delta v_3$ . Tais coeficientes superestimariam as velocidades de separação por um fator 1.399 para famílias “isotrópicas” o que é suficientemente diferente do fator anterior para fornecer um teste significativo. Utilizando esta métrica, pode-se encontrar um novo parâmetro de robusteza  $P_{r'}$  definido como o quociente entre o número de asteróides pertencentes à família determinada pelo critério HCM pelo número de asteróides na família com os novos coeficientes  $k_i$ .

Utilizando a amostra de 12.487 objetos com elementos próprios calculados por Milani e Knežević (1994), em 1995 Zappalà e colaboradores (1995) identificaram, com pequenas modificações no método descrito acima, 32 famílias e 31 grupos igualmente robustos mas não classificados como famílias pela baixa quantidade de membros. Estes grupos poderiam ou não ser famílias reais.



### 3.2.3 O método da transformada wavelet (WCA)

Bendjoya e co-autores (Bendjoya et al. 1991, Bendjoya et al. 1993 e Zappalà et al. 1995) adaptaram o método da transformada de wavelet a fim de procurar por famílias de asteróides. O método de análise wavelet consiste de uma técnica de análise de densidades no espaço tridimensional de elementos próprios que fornece a localização e a estrutura de regiões com alta densidade de objetos no conjunto utilizado. Estas altas densidades são detectadas para uma sequência de diferentes escalas, proporcionando resoluções crescentes e gerando uma hierarquia de estruturas embutidas no conjunto. As escalas são expressas em termos da mesma métrica de velocidades usada no HCM.

Resumidamente, o objetivo da transformada wavelet é analisar um sinal e fornecer suas frequências e localização. Esta transformada apresenta vantagens sobre a transformada de Fourier para o estudo de densidades de asteróides, já que a transformada de Fourier apresenta melhores resultados quando utilizada para analisar fenômenos que possuem frequências com tempos de vida característicos. A transformada wavelet de uma função unidimensional  $f(x)$  com respeito à wavelet analisada  $\psi(x)$  é uma função bidimensional:

$$C(a, b) = K(a) \int_{-\infty}^{+\infty} \psi^*\left(\frac{x-b}{a}\right) dx, \quad (3.4)$$

onde  $a$  é a variável de escala estritamente positiva e  $b$  é a variável de localização na qual  $f(x)$  é analisada.  $K(a)$  é uma constante que pode ser dada em função de  $a^{-1/2}$  para assegurar a normalização do conjunto de wavelets  $\psi(\frac{x}{a})$ , e  $*$  denota o complexo conjugado.  $C(a, b)$  são os coeficientes wavelet e descrevem o sinal  $f(x)$  no espaço e em escala.

Com base na mesma amostra de 12.487 objetos com elementos próprios calculados por Milani e Knežević, o método identificou 30 famílias dinâmicas, 24 “tribos” e 9 agrupamentos marginais no cinturão principal (Zappalà et al. 1995). As tribos e os agrupamentos marginais seriam agrupamentos menos significativos que as famílias.

A principal vantagem deste método é o fornecimento de uma boa descrição de estruturas sem qualquer suposição *a priori* sobre uma característica hierárquica ou sobre uma partição inicial do conjunto de pontos (Bendjoya et al. 1991).



### 3.2.4 O método de Bus

Recentemente, Bus (1999) procurou adotar um critério de agrupamento em famílias para os 465 asteróides com semi-eixo de 2,690 a 2,815 UA observados espectroscopicamente dentro do programa SMASSII. A divisão dos asteróides em agrupamentos foi feita utilizando o método HCM com algumas modificações. O que diferencia basicamente esta classificação daquela feita por Zappalà e colaboradores é que Bus buscou encontrar não apenas aglomerações estatisticamente significativas, mas também geneticamente compatíveis, segundo o atual entendimento da relação entre o tipo espectral de um asteróide e sua composição superficial. Asteróides cujo tipo espectral não fosse compatível com o tipo predominante na família foram considerados “intrusos”. A comparação entre tipos espectrais de objetos de uma aglomeração serviu também para determinar se objetos mais “dispersos” na aglomeração pertencem à família associada ou se são na verdade objetos de fundo.

### 3.2.5 Breve comparação entre os métodos

De modo geral, os métodos HCM e WCA apresentam resultados concordantes tanto com respeito ao número de famílias identificadas quanto ao número de objetos em grande parte dos agrupamentos. Com relação à classificação feita por Williams, há pouca compatibilidade entre esta e os demais critérios. Williams encontrou um grande número de famílias, muitas delas compostas por um número pequeno de elementos. Tal discordância pode ser causada pelo fato de que enquanto HCM/WCA são processos completamente automatizados, o primeiro passo do método de Williams é um exame visual de estereo-gráficos para determinação dos “candidatos” a famílias. A posteriori é aplicado um teste estatístico nos agrupamentos selecionados. Além disso, muitas das famílias determinadas por Williams apresentam membros com tipos taxonômicos não compatíveis com uma origem colisional comum.

O critério adotado por Bus produziu resultados semelhantes aos dos métodos HCM e WCA. Na mesma região do cinturão foram encontradas 19 famílias contra 16 famílias previamente listadas por Zappalà e co-autores. Este critério de classificação foi uma das primeiras tentativas de estabelecer a existência das famílias tanto do ponto de vista dinâmico quanto do ponto de vista das relações genéticas entre os elementos. A determinação destas

relações é fundamental para a correta identificação das famílias e o estudo da evolução colisional ocorrida no cinturão.

Todos os estudos sobre identificação de famílias aqui discutidos foram feitos para os objetos do cinturão principal. Outros trabalhos têm sido realizados no sentido de identificar famílias de asteróides localizadas fora do mesmo, como é o caso de Milani (1993) e Beaugè e Roig (2001) que procuraram por famílias dentro do conjunto dos asteróides Troianos, obtendo boa concordância entre o número dos agrupamentos encontrados se observadas as diferenças provenientes da quantidade de Troianos conhecidos em 1993 e em 2001.

### 3.3 Estudos espectroscópicos anteriores

De modo geral, os resultados de campanhas de observação espectroscópica apontam para uma certa homogeneidade das propriedades espectroscópicas entre os objetos de uma mesma família. Isto, por um lado significa que não estamos encontrando vestígios da fragmentação de um corpo completamente diferenciado (exceto pelo caso de Vesta) com seu núcleo metálico, manto rico em olivina e crosta basáltica. Por outro lado, a homogeneidade das famílias tem sido vital para a estimativa de valores tais como seus albedos característicos ou o limite de completeza dos asteróides no Cinturão Principal (Zappalà & Cellino 1996), além de ser possível caracterizar com confiança as propriedades espectrais gerais de uma família. Não que os espectros dos membros de uma dada família sejam essencialmente iguais, e de fato não o são. Existem variações, muitas vezes maiores que as incertezas instrumentais envolvidas, algumas vezes relacionadas à presença de “intrusos” na família, outras podendo estar relacionadas a alterações nas propriedades mineralógicas do corpo-progenitor e/ou ao fenômeno de intemperismo espacial. Entretanto, “de modo geral”, é possível caracterizar os objetos de uma família pelas características espectrais de seus membros.

As características espectrais comuns entre os objetos podem ser utilizadas ainda para estender os limites de uma família além dos limites encontrados com as técnicas estatísticas de identificação, ou para separar famílias que possuem interseção no espaço de elementos próprios e para as quais as técnicas de identificação fornecem resultados imprecisos. É o caso, por exemplo, da família de Nysa que, recentemente (Cellino et al. 2001), foi

separada em duas: Mildred e Polana, com membros pertencentes às classes S e F, respectivamente. Para o primeiro caso podemos citar o caso da família de Vesta, para a qual Binzel e Xu (1993) e mais recentemente Florczak e colaboradores (2001) descobriram objetos geneticamente relacionados muito além do limite nominal da família, sugerindo que é possível a ocorrência de eventos de formação de famílias onde os fragmentos ganham grandes velocidades de ejeção, ou a existência de processos de difusão.

Diversas famílias de asteróides têm sido observadas espectroscopicamente, como é o caso de Koronis (Binzel et al. 1993), Maria (Zappalà et al. 1997), Veritas (Di Martino et al. 1997), Eos (Doressoundiram et al. 1998a, Zappalà et al. 1999), Flora (Florczak et al. 1998), Themis (Florczak et al. 1999), Nysa/Polana (Doressoundiram et al. 1998b, Cellino et al. 2001) entre outras. Na Tabela 3.2 apresentamos um resumo dos trabalhos espectroscópicos publicados sobre famílias. Vale ressaltar que ainda não foram encontrados indícios de corpos-progenitores completamente diferenciados entre as famílias estudadas. Eventos de derretimento e diferenciação térmica entre asteróides são inferidos basicamente pela crosta basáltica de 4 Vesta, pela observação de asteróides de tipo M e pela existência de meteoritos ferrosos e ferro-pétreos. Lembramos que o modelo de diferenciação assume uma crosta basáltica ou de piroxênio, um manto de olivina e um núcleo de metal. Entretanto, se os asteróides tipo M estiverem originando os meteoritos ferrosos que chegam à Terra, onde estão os fragmentos do manto (tais como os raros asteróides tipo A) que recobria estes asteróides? Este é um problema há muito debatido (Burbine et al. 1996). Se a evolução colisional foi suficientemente intensa para pulverizar os mantos de olivina supostamente frágeis, então como justificar a presença da crosta basáltica de Vesta?

Para contribuir com o estudo das relações genéticas entre os membros das famílias dinâmicas, analisamos o espectro de membros de duas importantes famílias: Eunomia e Hygiea.

### 3.4 Estudo espectroscópico da família de Eunomia

A família de Eunomia está localizada na parte intermediária do cinturão de asteróides, com semi-eixo próprio em torno de 2,65 U.A., e excentricidades e inclinações relativamente altas. É composta por 343 membros, segundo o HCM. O maior objeto da família é o

Tabela 3.2: *Sumário dos estudos espectroscópicos de famílias. Adaptado de Cellino e colaboradores (2002).*

Família	Nº de membros	Nº de espectros	Tipo espectral	Intrusos identificados	Referências
Flora	434	47	S	5	Florczak et al. 1998
Vesta	187	20	V	-	Binzel & Xu 1993
Nysa/Mildred	300	22	S	2	Cellino et al. 2001
Polana	300	22	F	5	Cellino et al. 2001
Henan	22	16	L	1	Bus 1999
Maria	74	12	S	1	Zappalà et al. 1997
Eunomia	298	54	S	3	Lazzaro et al. 1999, Bus 1999
Weringia	4	4	S	-	Bus 1999
Eugenia	12	12	C, X	1	Bus 1999
Chloris	27	9	C	-	Bus 1999
Lydia	26	10	C, X	-	Bus 1999
Liberatrix	15	9	C	1	Bus 1999
Watsonia	8	8	L	1	Burbine et al. 1992, Bus 1999
Menippe	4	4	S	-	Bus 1999
Coelestina	8	8	S	1	Bus 1999
Thisbe	5	5	B	1	Bus 1999
Pallas	16	16	B, C	-	Bus 1999
Bellona/Phaao	9	9	S, X	1	Bus 1999
Astrid	10	5	C	-	Bus 1999
Magnya	19	17	S	1	Bus 1999
Gefion	84	36	S	2	Bus 1999
Hoffmeister	15	9	C, F	1	Migliorini et al 1996, Bus 1999
Dora	75	29	C	2	Bus 1999
Koronis	289	8	S	-	Binzel et al 1993
Eos	444	52	K	2	Doressoundiram et al. 1998, Zappalà et al. 2000
Themis	491	36	C	2	Florczak et al. 1998
Hygiea	97	11	C, B	4	Mothé-Diniz et al. 2001
Veritas	22	8	C, P, D	-	Di Martino et al. 1997

asteróide 15 Eunomia com cerca de 255km de diâmetro. Existem ainda quatro outros objetos grandes na família: 85 Io com cerca de 154km, 141 Lumen, 120km, 258 Tyche, 64km e 546 Herodias com aproximadamente 60km.

A família de Eunomia possui grande número de objetos e, foi denominada “clan” por se tratar de um agrupamento no qual pequenas variações no nível quase-randômico (QRL) causam grandes variações no número de seus membros. Estudos anteriores da família de Eunomia foram feitos motivados pela existência de dois grandes asteróides de tipo C na família, basicamente composta por asteróides de albedos compatíveis com o dos S (Chapman 1976, Migliorini et al. 1995).

Neste trabalho observamos um total de 44 membros da família de Eunomia, dentre os quais 39 foram obtidos no Observatório Austral Europeu (ESO) com o telescópio de 1,52m dentro do programa de observação S3OS2 e 5 no Complexo Astronômico El Leoncito (CASLEO-Argentina) com o telescópio de 2,15m. A faixa útil do espectro situou-se entre 4.900 e 9.200Å para os espectros obtidos no ESO e entre 5.500 e 9.000Å para os obtidos em CASLEO. Quanto à redução dos dados, para o primeiro grupo foi utilizado o pacote IRAF e, para o segundo, o pacote MIDAS.

Do ponto de vista da taxonomia de asteróides, a família de Eunomia é predominantemente uma família de asteróides do tipo S de Tholen (1984), o tipo atualmente mais abundante no cinturão de asteróides (Mothé-Diniz e co-autores, 2001b). O espectro no visível e infra-vermelho próximo de asteróides deste tipo taxonômico está associado à presença dos silicatos olivina e piroxênio e do metal Fe-Ni. Dos 44 objetos observados da família de Eunomia, foram encontrados apenas três cujo tipo taxonômico é tido como incompatível com o da maior parte dos membros da família. São eles: 85 Io, 141 Lumen e 546 Herodias, todos de tipo taxonômico C.

Todos os demais asteróides da família pertencem à classe taxonômica S, e seus espectros apresentam um forte espalhamento em inclinação do espectro, o qual pode ser interpretado como uma diversidade na composição superficial destes objetos. Juntamente com o fato do agrupamento fazer parte de uma família dinâmica, esta diversidade é entretanto consistente com uma origem comum para estes objetos, a partir de um corpo-progenitor heterogêneo.

Quanto à classificação dos asteróides 85, 141 e 546 como tipos C, esta já era conhecida previamente, com a classificação de Tholen de seus respectivos espectros em 8 cores. Neste trabalho foi obtido o espectro no visível destes objetos, confirmando sua classificação e revelando também a banda de absorção em  $0,7\mu m$ , indicativa de um processo de alteração aquosa, no asteróide 141 Lumen. Estes objetos representam apenas 7% do total observado espectroscopicamente, contra 30% de asteróides tipo C presentes no fundo, e devem portanto, ser considerados como “intrusos” na família. Migliorini e colaboradores (1995) calcularam que o número esperado de objetos intrusos na família de Eunomia é de 0,5, 2,0, 2,9 e 7,3 objetos para as faixas de diâmetro de 75-180km, 25-75km, 11-25km e 00-11km respectivamente. Vemos que o número de objetos intrusos na família é maior do que o número esperado para a faixa de 75-180km de diâmetro. Na verdade, se pensarmos no

Nível Quase-Randômico (QRL) como um parâmetro relativamente flexível como sugere o próprio Zappalà e colaboradores (1995) e, sabendo que o QRL da região onde se encontra a família de Eunomia é de 150m/s, vemos que 141 Lumen está na borda da mesma, já que é agregado à família exatamente a 150m/s. Assim, este objeto pode ter sido indevidamente classificado como membro dinâmico da família de Eunomia. O mesmo não acontece com os outros dois asteróides de tipo C, que são agregados à família à distância de 100m/s para 85 Io e 130m/s para 546 Herodias.

Aliados à discussão anterior temos os fatos de que, (a) posteriormente à publicação do artigo foi observado 258 Tyche, último dos quatro maiores asteróides da família, classificado como um asteróide de tipo S e agregado à família a um QRL de 150m/s, e (b) a existência de asteróides das dimensões destes quatro objetos grandes na família é incompatível com o diâmetro estimado para o corpo precursor da família de Eunomia (284km, segundo Tanga et al. 1999). Estes fatos indicam que Tyche é muito provavelmente mais um intruso nesta família, um objeto de fundo. Outros asteróides menores da família também foram observados posteriormente, e dentre eles podemos citar os de número 789 (tipo X), 1094 (T; D=18,1km) e 1392 (X; D=26,4km), os quais também podem ser considerados intrusos na família.



# The Eunomia Family: A Visible Spectroscopic Survey<sup>1</sup>

Daniela Lazzaro, Thaís Mothé-Diniz, Jorge M. Carvano, Cláudia A. Angeli, and Alberto S. Betzler

*Observatório Nacional, Depto. Astrofísica, 20921 Rio de Janeiro, Brazil*

E-mail: lazzaro@on.br

Marcos Florczak

*Observatório Nacional, Depto. Astrofísica, 20921 Rio de Janeiro, Brazil and CEFET-PR, Depto. Física, 80000 Curitiba, Brazil*

Alberto Cellino and Mario Di Martino

*Osservatorio Astronomico di Torino, 110025 Pino Torinese (TO), Italy*

Alain Doressoundiram

*Jet Propulsion Laboratory, Pasadena, California 91109-8099*

Maria A. Barucci and Elisabetta Dotto

*Observatoire de Paris, 92195 Meudon Principal Cedex, France*

and

Philippe Bendjoya

*Université de Nice, 06108 Nice Cedex 2, France*

Received January 29, 1999; revised July 9, 1999

---

We observed 44 Eunomia family members at ESO (European Southern Observatory) and at CASLEO (Complejo Astronómico El Leoncito) in the wavelength range of 4900–9200 Å. We found 41 objects with the same characteristics: a maximum around  $\lambda = 7500$  Å, and a reflectivity gradient spanning a continuous but limited range. Only 3 objects display featureless spectra similar to C-type asteroids, and these should be considered as interlopers. The spectra of the 41 objects show a similarity which is consistent with the dynamical hypothesis of a common origin. On the other hand, the spread of distribution of surface composition also indicates that the Eunomia family was possibly formed from the fragmentation of a partially differentiated S-type parent body. © 1999 Academic Press

*Key Words:* asteroids; asteroids, composition; spectroscopy; surfaces, asteroids.

---

## 1. INTRODUCTION: THE EUNOMIA FAMILY

During recent years, asteroid families have proven to be of the highest importance for the general understanding of the properties and evolution of asteroid population. The reason is that families are thought to represent the outcomes of catastrophic collisional events which occurred in the Main Belt. For this reason, they can provide essential information on the physics of these phenomena, since the size, ejection velocity, and spin rate distributions of the fragments can be compared with those predicted by current models of catastrophic break-up processes. In this respect, both complex hydrocodes (Melosh *et al.* 1992, Asphaug and Melosh 1993, Benz and Asphaug 1994, Benz *et al.* 1994, Asphaug *et al.* 1998) and a simpler semiempirical model (Paolicchi *et al.* 1989, 1993, 1996, Verlicchi *et al.* 1994) have been developed. More generally, the number of existing families presently recognizable in the Main Belt constitutes a very important constraint for the available models of the collisional evolution of the asteroid population (Davis *et al.* 1989, 1993, Farinella *et al.* 1992a, Campo Bagatin *et al.* 1994). Last but not least, families provide a unique opportunity for observing the internal layers of asteroidal bodies, since the present family members come from different parts of the original parent bodies.

<sup>1</sup>Based on observations made with the 1.52 m telescope at the European Southern Observatory (La Silla, Chile) under the agreement with the CNPq/Observatório Nacional, and with the 2.15 m telescope at the Complejo Astronómico El Leoncito (Argentina).

For the above reasons, asteroid families have been extensively analyzed in recent times, both for what concerns their general physical properties (Marzari *et al.* 1995, Marzari *et al.* 1996, Zappalà *et al.* 1996, Cellino *et al.* 1999, Tanga *et al.* 1999), their importance from the point of view of the origin of near-Earth asteroids (Morbidelli *et al.* 1995, Gladman *et al.* 1997, Zappalà *et al.* 1997, 1998), as well as from the observational point of view, using mainly spectroscopic techniques (Migliorini *et al.* 1996, Di Martino *et al.* 1997, Doressoundiram *et al.* 1998a, 1998b, Florczak *et al.* 1998, 1999).

The purpose of spectroscopic observations is to assess the general reflectance properties of family members, which are related to the mineralogic composition of their surface layers. These observations can lead to the identification of chance interlopers in the nominal member lists, and to the identification of particular spectral features characterizing single families (a well-known example being that of the Vesta family: Binzel and Xu 1993, Migliorini *et al.* 1997).

In this work we present the results of an extensive observational campaign devoted to the big Eunomia family. This family is among the most prominent presently identified in the Main Belt, with 439 nominal members, according to Zappalà *et al.*

(1995). It is located in the intermediate part of the Main Belt, at a heliocentric distance between 2.6 and 2.7 AU. The Eunomia members have relatively high eccentricities and inclinations.

Due to its uncertain boundaries, the Eunomia family was classified as a "clan" by some authors (Cellino and Zappalà 1993, Zappalà *et al.* 1994). This nomenclature was first proposed by Farinella *et al.* (1992b) in order to indicate statistically unquestionable clusters of objects, for which the adopted choice of a critical distance level at which nominal members are identified influences appreciably the resulting member list. In the case of Eunomia, however, no particular subclusters are noticed (Cellino and Zappalà 1993, Bendjoya 1993, Zappalà *et al.* 1994, 1995).

The distributions of the proper elements in the  $a$ - $e$ ,  $a$ - $\sin(i)$ , and  $e$ - $\sin(i)$  planes are shown in Fig. 1, using Milani and Knezevic (1994) proper elements. In this figure the sizes of the circles are proportional to the diameter of the objects and the open circles indicate objects observed in the present work. The expected size limit of completeness for this family is around 10 km (Zappalà and Cellino 1996). Most of the members for which an albedo measurement is available, according to the Infrared Minor Planet Survey (IMPS) show values typical of S-type asteroids. It is known, however, that a few C-type members are found

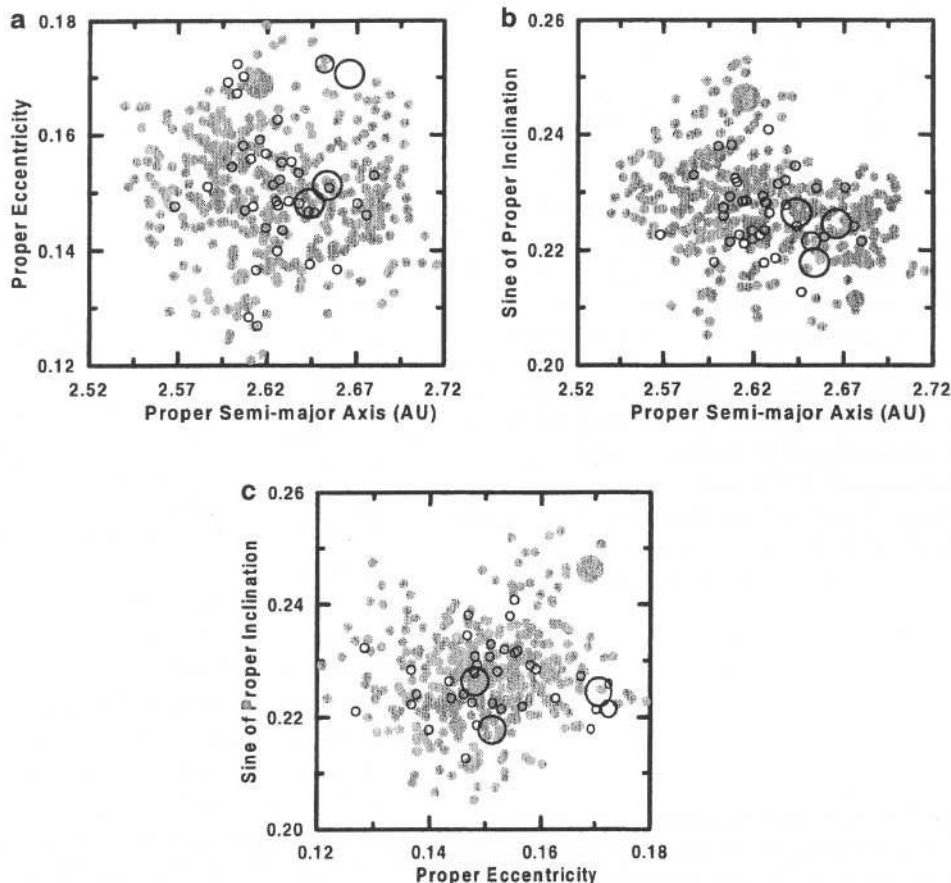


FIG. 1. Distribution of the Eunomia members in proper elements phase space: (a) semi-major axis versus eccentricity, (b) semi-major axis versus sine of inclination, and (c) eccentricity versus sine of inclination. The size of the circles is proportional to the diameter of the objects and the open circles indicate those observed in the present work.



among the largest members, namely 85 Io, 141 Lumen, having a diameter larger than 100 km, and 546 Herodias with a diameter of 66 km. These objects should be considered as interlopers, since the fragmentation of a single parent body producing both S and C fragments is very implausible on the basis of widely accepted cosmochemical considerations (Chapman 1976). According to Migliorini *et al.* (1995), the expected number of interlopers is relatively high for the smallest size range, and a few interlopers can be expected even at diameters greater than 50 km. Thus, in spite of the fact that this family has been considered as unusual by several authors (Chapman 1976, Gradie *et al.* 1979, Williams 1992, Migliorini *et al.* 1995, Morbidelli *et al.* 1995, Reed *et al.* 1997), the presence of the anomalous C-type members should not constitute a real problem.

Since some care is needed *a priori* in the interpretation of the available data, a systematic investigation of the spectral properties of family members appears very useful. The points to be addressed are the real degree of spectral heterogeneity of the family and the comparison between the spectral properties of the nominal members and those of the background, nonfamily objects, present in the surrounding region of the belt. For this reason, we have carried out extensive spectroscopic observations, that are described and discussed in the following sections.

## 2. OBSERVATIONS AND DATA REDUCTION

The observations were carried out at the European Southern Observatory at La Silla (ESO–Chile) and at the Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO–Argentina).

We used the ESO 1.52-m telescope equipped with a Boller and Chivens spectrograph and a CCD 2048 × 2048 pixels with a readout noise of  $\pm 7$  electrons. A grating of 225 gr/mm with a dispersion of 330 Å/mm in the first order was used. The CCD has a square 15- $\mu$ m pixel, giving a dispersion of about 5 Å/pixel in the wavelength direction. The useful spectral range is about  $4900 < \lambda < 9200$  Å with a FWHM of 10 Å. The spectra were taken through a 5-arcsec slit oriented in the East–West direction. The slit width has been chosen in order to minimize the consequences of atmospheric differential refraction and reduce the loss of light at both ends of the spectrum. This is important since a substantial loss of light may lead to an erroneous spectral characterization of the object. Care was taken also to guarantee that the observations were made as close as possible to the meridian.

At CASLEO a 2.15-m telescope was used. It was equipped with a REOSC spectrograph and a TEK thinned backilluminated CCD 1024 × 1024 pixels having a readout noise of  $\pm 7$  electrons. A grating of 320 gr/mm, with a dispersion of 168 Å/mm in the first order, and a 2.5-arcsec slit oriented in the East–West direction was used. The CCD has a square 24- $\mu$ m pixel giving a dispersion of 4 Å/pixel in the wavelength direction. The useful spectral range is about  $5500 < \lambda < 9000$  Å. To eliminate the second-order component of the spectrum a GG 495 filter has been used.

The spectra of Eunomia family asteroids were obtained in 11 observing runs between November, 1995, and September, 1998. The atmospheric conditions were good to excellent during all the observations. The observational circumstances, from EPHEM program (Tholen 1998), are listed in Table I, which shows date, number of exposures, distance from Sun and Earth, solar phase angle, estimated visual magnitude, and telescope used.

The spectral data reduction was performed using the IRAF and MIDAS packages, following the same procedure as described in Florczak *et al.* (1998). Wavelength calibration was performed using a He–Ar lamp and spectra were corrected for airmass by using the mean extinction curve of the observing sites. At least two solar analogs (Hardorp 1978) were observed in each observational run and their influence on the resulting spectra has been shown to give differences lesser than  $1\%/10^3$  Å. All asteroid spectra were normalized around 5500 Å by convention and are available at the web site <http://www.daf.on.br/~lazzaro>.

## 3. SPECTROSCOPIC RESULTS AND DISCUSSION

According to what could be expected on the basis of the known albedo values, most family members exhibit similar spectra, characteristic of S-type class. Only the three already known C-type objects 85, 141, and 546 were found to show a different composition. In Table II we list the computed spectral parameters of the observed Eunomia members. In this table the second column, named “slopeA,” indicates the reflectivity gradient (linear fit) computed in the 5000–7500 Å range. This is an indicator of the redness (or spectral slope) of the spectra as introduced by Luu and Jewitt (1990). The next column contains the “slopeB,” which indicates the reflectivity gradient computed in the range 8000–9200 Å. The position of the maximum is given in the fourth column where the error is, in part, due to the proximity of the prominent atmospheric band at 7619 Å. An “apparent depth” of the absorption band, computed as the division of the normalized reflectivity at 7500 and at 9000 Å, is given in the next column. The albedo, whenever available, and the diameter are given in the last columns. The values of the diameters were taken either from the IMPS survey (<http://pdssbn.astro.umd.edu>) for those objects indicated by a star symbol, or they were estimated through the absolute magnitude  $H$  and an average visual albedo of 0.17.

This table readily shows some common characteristics in the spectra of the observed members of the Eunomia family (apart from three objects that will be discussed later): a maximum between 7300 and 7920 Å, with a median value of 7650 Å, a slopeA between 5.5 and  $13.3\%/10^3$  Å and a slopeB in the range  $-0.3$  and  $-11.7\%/10^3$  Å. No relations were found between reflectivity gradients and diameters, although the very limited span of diameters covered by our observations should be taken into account.

It should be noted that the slight variation in the location of the maximum is difficult to analyze in face of the uncertainties. However, when we plot the location of the maximum against the slopeA we find a clear positive correlation between them.

TABLE I  
Observational Circumstances

Asteroid	UT date	Exp.	R (AU)	$\Delta$ (AU)	$\alpha$	$m_v$	Telescope
15 Eunomia	09/06/97	2	2.87	1.87	4.7	9.3	1.52-m ESO
85 Io	02/01/97	2	3.15	2.40	13.4	12.8	1.52-m ESO
	13/11/95	1	2.55	1.58	5.0	11.1	1.52-m ESO
141 Lumen	16/03/97	2	3.09	2.15	6.9	12.8	1.52-m ESO
390 Alma	05-06/03/98	3	2.42	1.60	16.2	14.2	1.52-m ESO
546 Herodias	07/12/96	1	2.68	2.29	21.0	14.7	2.15-m CASLEO
630 Euphemia	09/07/97	1	1.71	1.89	15.4	15.4	1.52-m ESO
812 Adele	09/06/97	2	2.49	1.66	16.3	15.5	1.52-m ESO
839 Valborg	08/12/96	1	2.30	2.29	24.8	15.0	2.15-m CASLEO
1050 Meta	07-14/07/97	2	2.61	1.72	13.6	16.0	1.52-m ESO
1329 Eliane	04/09/98	1	2.21	3.15	6.9	15.6	1.52-m ESO
1333 Cevenola	17/11/96	1	2.50	1.90	20.7	15.8	1.52-m ESO
	08/12/96	1	2.48	2.12	23.1	16.1	2.15-m CASLEO
1346 Gotha	11/11/95	1	2.28	1.68	23.3	15.3	1.52-m ESO
1425 Tuorla	08-15/07/97	2	2.77	1.82	8.7	15.4	1.52-m ESO
1431 Luanda	23-25/12/97	2	2.47	1.70	16.9	15.5	1.52-m ESO
1458 Mineura	11/06/96	1	2.18	1.21	10.7	14.3	1.52-m ESO
1499 Pori	09/01/97	1	3.16	2.31	10.7	16.2	1.52-m ESO
1531 Hartmut	04-14/07/97	2	2.85	1.84	2.6	16.1	1.52-m ESO
1554 Yugoslavia	10/01/97	1	2.87	1.93	7.1	16.4	1.52-m ESO
1775 Zimmerwald	07-08/03/98	3	2.62	1.66	6.6	15.8	1.52-m ESO
2381 Landi	09/01/97	1	2.22	1.28	10.1	14.3	1.52-m ESO
2463 Sterpin	21/03/97	2	2.51	1.54	6.5	15.2	1.52-m ESO
2490 Bussolini	09/01/97	1	2.40	1.50	11.8	15.4	1.52-m ESO
2685 Masursky	10/01/97	1	2.28	1.61	21.8	16.1	1.52-m ESO
	11/11/95	1	2.65	1.73	9.8	16.1	1.52-m ESO
2796 Kron	10/01/97	1	2.57	1.69	12.0	16.2	1.52-m ESO
2810 Lev Tolstoj	16-20/03/97	3	2.60	1.64	7.7	16.3	1.52-m ESO
	11/11/95	1	2.31	1.33	5.6	15.5	1.52-m ESO
2988 Korhonen	09/01/97	1	2.88	2.04	12.0	16.3	1.52-m ESO
2993 Wendy	10/01/97	1	2.55	1.63	9.6	16.0	1.52-m ESO
3182 Shimanto	23-26/12/97	2	2.34	1.38	6.6	15.2	1.52-m ESO
3242 Bakhchisaraj	22-26/12/97	3	2.26	1.32	9.1	15.3	1.52-m ESO
3296 Bosque Alegre	21/12/97	2	2.82	1.37	12.2	15.4	1.52-m ESO
3387 Greenberg	09/06/97	2	2.38	1.38	6.2	15.9	1.52-m ESO
3492 Petra-Pepi	10/01/97	1	2.89	1.98	9.1	16.2	1.52-m ESO
3767 1986 LC	21/11/96	1	2.92	2.03	9.9	16.1	1.52-m ESO
3816 Chugainov	05-06/03/98	3	2.35	1.54	17.1	15.6	1.52-m ESO
3894 Williamcooke	08-15/07/97	2	2.21	1.43	20.8	15.7	1.52-m ESO
4056 Timwarner	18/11/96	1	2.57	1.62	8.0	16.1	1.52-m ESO
	08/12/96	1	2.55	1.64	10.8	16.2	2.15-m CASLEO
4083 Jody	18/11/96	2	2.09	1.16	12.0	15.6	1.52-m ESO
4191 Assesse	03-13/07/97	2	2.30	1.76	24.7	16.6	1.52-m ESO
	09/06/97	2	2.33	1.50	18.0	16.0	1.52-m ESO
4288 1989 TQ1	09/06/97	2	2.51	1.67	15.9	15.8	1.52-m ESO
4502 Elizabethann	16/03/97	2	2.40	1.49	12.4	15.2	1.52-m ESO
4580 Child	16/03/97	2	2.44	1.83	21.5	16.1	1.52-m ESO
4601 Ludkewycz	27/12/97	1	2.62	1.68	7.8	16.2	1.52-m ESO
4911 1953 UD	06/12/96	1	2.35	1.39	7.1	15.6	2.15-m CASLEO
4914 1969 GD	04/01/98	2	2.44	1.53	10.9	15.3	1.52-m ESO

This correlation is a strong indication of some heterogeneity in the surface composition of the members of the family. On the other hand, the absorption band with the minimum around 9000-10000 Å, which is required to derive the olivine-pyroxene ratio, is not well defined in our spectra due to the limited spectral range covered here. Although the determined "apparent depth"

is just a tentative indication of the real depth of the absorption band, this value can be used to infer some mineralogical information. We note a slight anti-correlation between the slope  $A$  and the apparent depth, i.e., as the first increases the second decreases. This would be an indication of certain space weathering development which darkens the surface of the object increasing

TABLE II  
List of Spectral Parameters Discussed in the Text

Asteroid	SlopeA (%/10 <sup>3</sup> Å) ±0.4	SlopeB (%/10 <sup>3</sup> Å) ±5	Max (Å) ±250 Å	Depth ±0.05	Albedo	D (km)
15 Eunomia	8.1	-2.2	7610	1.02	0.21	255*
85 Io	0.8	-1.3			0.07	155*
141 Lumen	-1.8	1.0			0.05	131*
390 Alma	10.0	-9.2	7540	1.08	0.22	24*
546 Herodias	-0.08	11.0			0.05	66*
630 Euphemia	10.6	-7.3	7700	1.06	0.24	17*
812 Adele	14.5	-0.7	7780	1.08		15
839 Valborg	13.9	-0.8	7875	1.04	0.35	20*
1050 Meta	13.4	-5.9	7940	1.05		12
1329 Eliane	9.9	-6.4	7540	1.06		21
1333 Cevenola	7.5	-8.2	7300	1.14		15
1346 Gotha	8.5	-8.5	7580	1.16		18
1425 Tuorla	11.3	-4.4	7690	1.05	0.24	15*
1431 Luanda	13.1	-5.3	7930	1.03		15
1458 Mineura	13.0	-14.4	7670	1.01	0.15	17*
1499 Pori	10.5	-9.7	7750	1.10		17
1531 Hartmut	11.8	-6.4	7800	1.05		11
1554 Yugoslavia	9.4	-5.6	7430	1.06		12
1775 Zimmerwald	10.4	-0.2	7635	1.01		11
2381 Landi	13.0	-2.5	7750	1.01	0.34	12*
2463 Sterpin	9.5	-2.9	7720	1.06	0.28	11*
2490 Bussolini	9.8	-7.0	7660	1.06		12
2685 Masursky	11.5	-9.0	7640	1.09		11
2796 Kron	11.7	-5.7	7520	1.05		10
2810 Lev Tolstoj	10.2	-6.4	7780	1.10		9
2988 Korhonen	14.8	-11.2	7600	1.09		13
2993 Wendy	9.8	-5.3	7610	1.06	0.19	11*
3182 Shimanto	10.5	-6.6	7630	1.07		11
3242 Bakhchisaraj	13.3	-7.2	7660	1.07		10
3296 Bosque Alegre	5.5	-9.4	7390	1.12		12
3387 Greenberg	10.5	-8.1	7400	1.06		8
3492 Petra-Pepi	10.0	-9.0	7760	1.09		15
3767 1986 LC	9.0	-7.4	7610	1.08		15
3816 Chugainov	12.8	-1.7	7610	1.00		12
3894 Williamcooke	13.2	-7.3	7600	1.08		13
4056 Timwarner	10.5	-9.0	7560	1.15		10
4083 Jody	9.6	-8.1	7560	1.14		7
4191 Assesse	12.3	-11.5	7635	1.10		10
4288 1989 TQ1	12.3	-11.7	7640	1.12		13
4502 Elizabethann	11.7	-5.6	7610	1.06		14
4580 Child	6.2	-10.3	7590	1.12		13
4601 Ludkewycz	10.7	-6.6	7740	1.07		9
4911 1953 UD	13.3	-10.9	7640	1.07		10
4914 1969 GD	11.9	-9.0	7540	1.10		13

its redness (and therefore the slopeA) and decreasing the depth of the absorption band (Wetherill and Chapman 1988, Pieters and McFadden 1994). From these results we are led to conclude that there exists an indication of some heterogeneity as well as some degree of space weathering on Eunomia's family members. The limitations of our data, however, do not allow us to drive a definitive conclusion or to quantify these effects.

In order to compare the overall characteristics of the Eunomia family, a running box average of each spectrum was performed

and the result is presented in Fig. 2 along with two asteroids from SMASS (Xu *et al.* 1995a, <http://pdssbn.astro.umd.edu>), 2790 Needham and 4085 Weir. In this figure, only one spectrum per asteroid is included. The spectrum of the asteroid Eunomia is represented by the bold line. The figure shows a spread of the surface composition among the S-type members of the Eunomia members. This result, although consistent with a common origin of the members of the family, seems to suggest some degree of differentiation in the original parent body. In a recent study,

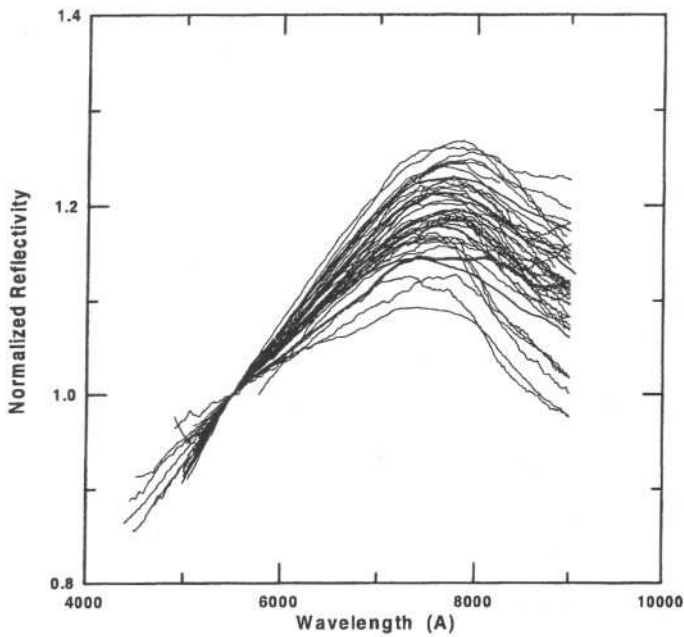


FIG. 2. Spectra of members of the Eunomia family presented in this work, normalized around 5500 Å and averaged by a running box of 100 Å, along with SMASS (Xu *et al.* 1995). The spectrum of the asteroid 15 Eunomia is represented by the bold line.

Reed *et al.* (1997) show that asteroid 15 Eunomia is elongated with a surface composition which varies from metalliferous to basaltic. Their analysis suggests that 15 Eunomia may be a cross section through a completely or partially differentiated S-type parent body. In this sense, the apparent diversity of 15 Eunomia spectra from the other objects (Fig. 2), being flatter in the region 7000–9000 Å, would be due to the viewing angle at the moment of the observation, probably showing a region with a higher quantity of metalliferous material. Moreover, there is another asteroid, 3816 Chugainov, which shows very similar spectral behavior, as can be seen in Fig. 3. These facts are consistent with the hypothesis of a catastrophic fragmentation of a partially differentiated parent body resulting in remnants from the various parts of the asteroid. We should note, however, that the lack of M-type spectra in our sample does not support the hypothesis of a complete differentiation, even if it does not rule it out.

Three objects—85 Io, 141 Lumen, and 546 Herodias—present a spectral behavior different from that of the majority of the Eunomia members, resembling C-type asteroids (Fig. 4). According to Tholen (1989) the classifications of these objects are FC, CPF, and TDG, respectively. One of them, 141 Lumen, clearly displays an absorption band at 0.7 μm which may be indicative of a process of aqueous alteration (Vilas *et al.* 1993, 1994). In order to check the hypothesis that these objects should be random interlopers of the family, we analyzed the distribution of objects in the background defined as the region delimited by semimajor axis between 2.50 and 2.75 AU, eccentricity between 0.10 and 0.20, and inclination in the range 13° to 20°. In

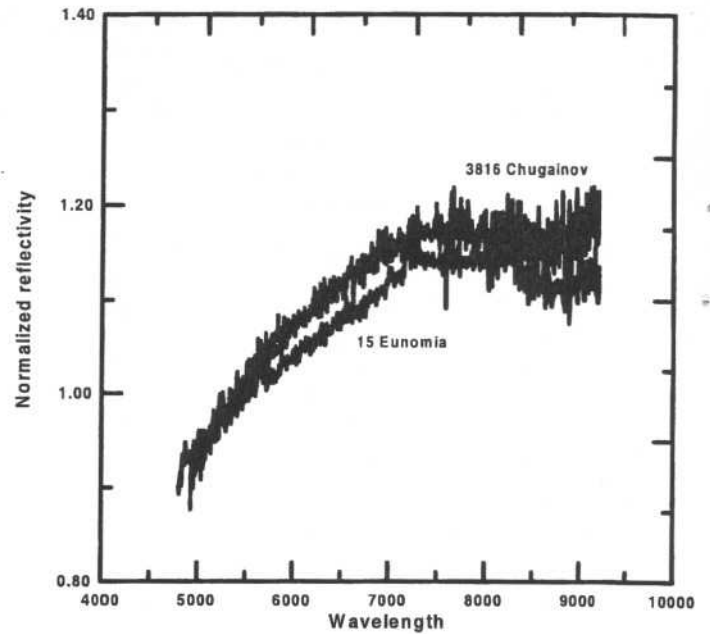


FIG. 3. Spectra of 15 Eunomia and 3816 Chugainov showing similarities, especially in the region between 7000 and 9000 Å.

this region, we analyzed the objects having a spectral classification from ECAS (Zellner *et al.* 1985), SMASS (Xu *et al.* 1995a, 1995b) and from our own spectroscopic survey, S3OS2 (Lazzaro *et al.* 1997). All family members were excluded from the analysis. Fortyfive asteroids were found, 16 in ECAS, 20 in SMASS, and 9 in S3OS2. Among these, 14 are classified as C-type, that is, nearly 30% of all the sample. This mixing of composition

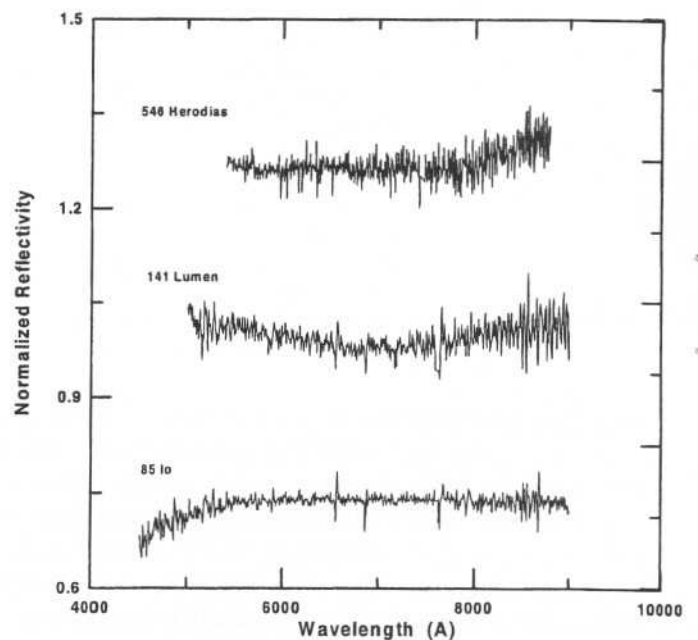


FIG. 4. Spectra of the C-type members of the Eunomia family obtained in the present work.



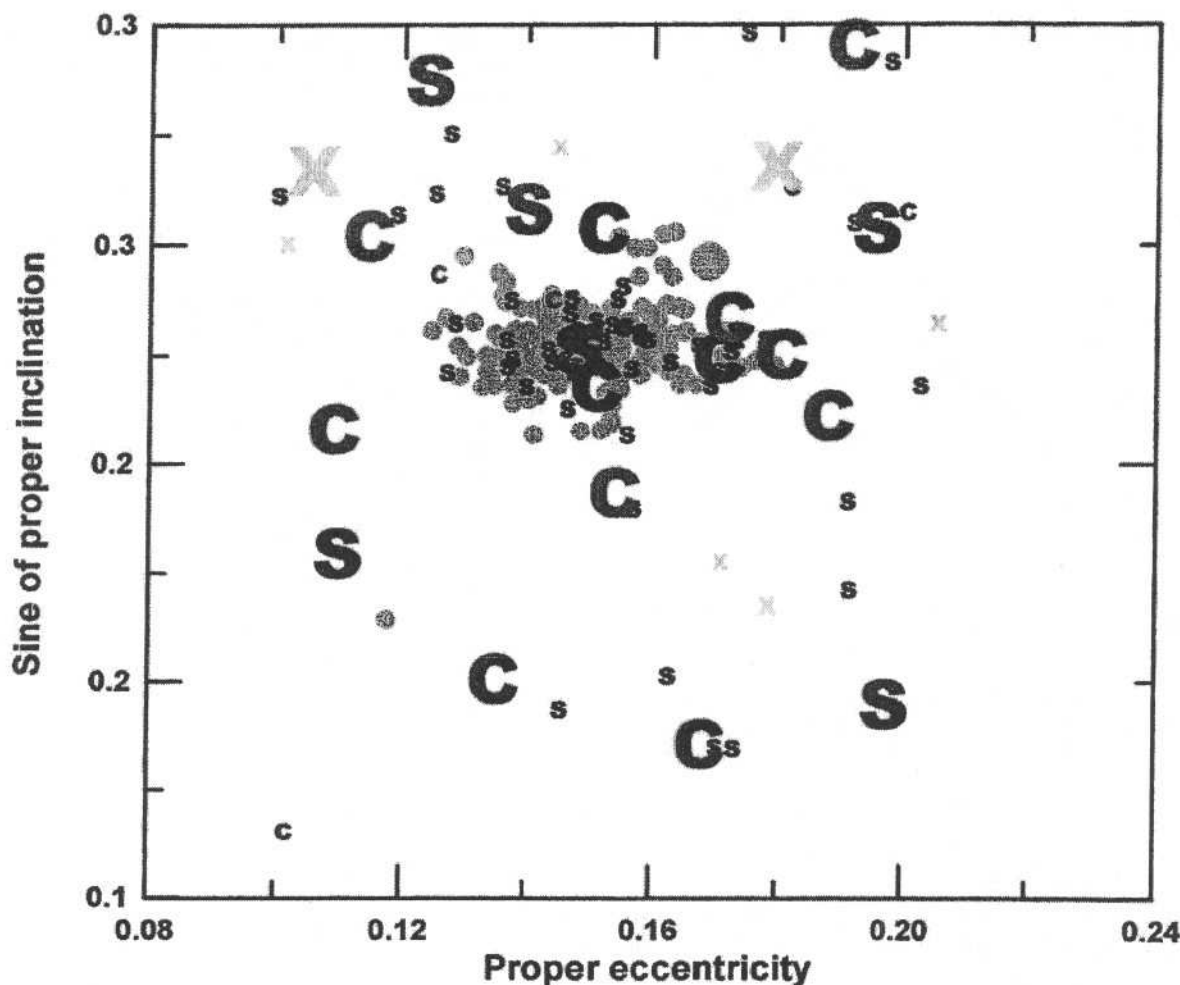


FIG. 5. Distribution of spectral characterization of the Eunomia family and background objects in the  $e$ - $\sin(i)$  proper space. The size of the symbols is proportional to the diameter of the objects. The black and gray symbols represent members of the Eunomia family with and without spectroscopic classification, respectively. Background objects with spectral classification are shown in color blue for S-type, red for C-type, and yellow for any other classification.

should be expected since this region is in between the S-type dominated inner belt and the C-type dominated outer belt. For the Eunomia family the percentage of observed C-type objects is around 7%, which is less than the background. If we include the two Eunomia asteroids observed by SMASS, both S-type, the percentage is even less. It is important to note also that we did not find small family members showing a C-type composition. Another characteristic of the three C-type objects in the Eunomia family is that they are among the largest of the family, after 15 Eunomia itself. However, we note that even among the background C-type objects (17), nearly 70% have a diameter greater than 60 km and only 30% less than this value. Although care should be taken in deriving definitive conclusions since we are dealing with statistics on a very small sample, the above results tend to confirm that the three C-type objects of the Eunomia family are random interlopers. In Fig. 5 we can see the distribution of all the Eunomia members and background objects, in the  $e$ - $\sin(i)$  proper space as a function of their diameter and spectral characterization. In black and gray we show the Eunomia family members with and without spectroscopic classification,

respectively. The other colors indicate background objects and the X-symbol represents a classification different from S or C.

At this point it is important to recall that the identification of members of any family is done on a purely dynamical basis. Bearing this in mind, we can then say that the compositional results presented here corroborates the dynamical identification of the Eunomia family since its members are consistent with the hypothesis of the breakup of an original body. This conclusion is not in contradiction with the fact that between these objects there might be some from the background. In particular, analyzing the spectral range of the S-type background objects we find that it is very similar to that of Eunomia's. In accordance with the more recent study about the size distribution of asteroid families (Tanga *et al.* 1999) the parent body of the Eunomia family should have a diameter of 284 km and the mass ratio between the largest remnant and the parent body should be of 0.73. It should be noted, however, that this is just a lower limit of the size of the parent body which could be underestimated by a factor of two (Marzari *et al.* 1995). In this scenario, asteroids 85, 141, and 546 should be considered as interlopers, and this should be taken into

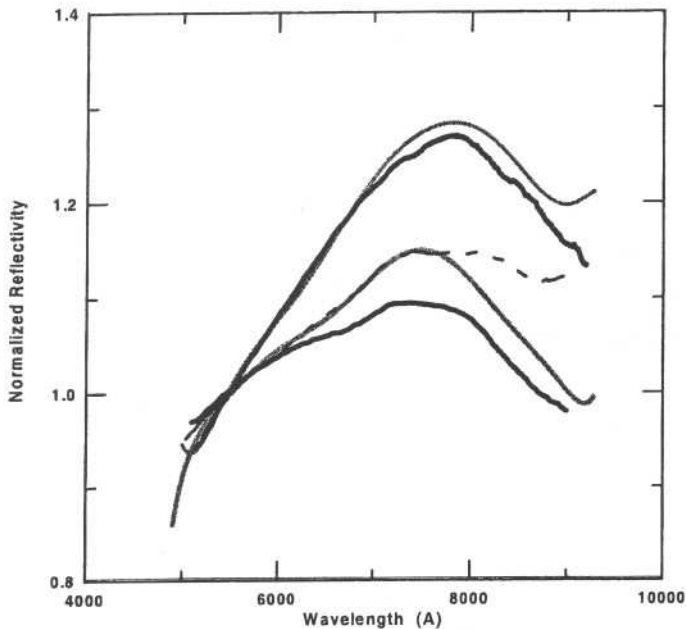


FIG. 6. Comparison between the dispersion of S-type spectra of members of the Flora (gray line) and Eunomia (bold line) families. The dashed line represents the averaged spectrum of 15 Eunomia.

account in any analysis concerning the distribution of the most relevant physical properties (sizes, ejection velocities, spin rates) of the real family members.

Finally, the results for the Eunomia family can be compared with those obtained by Florczak *et al.* (1998) for the Flora clan. These two families are located in fairly close regions in the inner and intermediate belt. Moreover, both families consist of S-type objects. Figure 6 shows the dispersion of the Flora spectra (gray lines) and of the Eunomia spectra (bold lines). There seems to be a more pronounced spread of the spectra of Eunomia members, even if it is noteworthy that the simple exclusion of two or three objects would eliminate this difference. In the case of Flora, the results were interpreted by Florczak *et al.* (1998) as suggestive of the presence of an ongoing space-weathering process, with the lowest part of the spectral distribution bearing some similarity to ordinary chondrites. For the Eunomia family, if we consider the slightly greater spectra dispersion to be real and we suppose that the age of the two families is similar, then this would imply a certain degree of differentiation of the parent body. Furthermore, it must be pointed out that this result would be consistent with the analysis (Reed *et al.* 1997) of its largest member, 15 Eunomia, for which the rotational spectra indicate a certain degree of differentiation. However, it is important again to state that the greater dispersion of Eunomia's spectra is not certain, also the fact that this could be due to a space-weathering process acting on an older family cannot be ruled out.

#### ACKNOWLEDGMENTS

We acknowledge the technical staff of ESO and CASLEO for their prompt help whenever needed. We are also grateful to F. Marzari and E. Howell for valuable

comments and remarks which much improved the paper. Diverse fellowships and grants by CNPq, CAPES, and FAPERJ supported D.L., T.M.-D., J.M.C., C.A.A., A.S.B., and M.F.

#### REFERENCES

- Asphaug, E., and H. J. Melosh 1993. The Stickney impact on Phobos: A dynamical model. *Icarus* **101**, 144–164.
- Asphaug, E., S. J. Ostro, R. S. Hudson, D. J. Scheeres, and W. Benz 1998. Disruption of kilometer-sized asteroids by energetic collisions. *Nature* **393**, 437–440.
- Bendjoya, P. 1993. A classification of 6479 asteroids into families by means of the wavelet clustering method. *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **102**, 25–55.
- Benz, W., and E. Asphaug 1994. Impact simulations with fracture: I. Methods and tests. *Icarus* **107**, 98–16.
- Benz, W., E. Asphaug, and E. V. Ryan 1994. Numerical simulations of catastrophic disruption: Recent results. *Planet. Space Sci.* **42**, 1053–1066.
- Binzel, R. P., and S. Xu 1993. Chips off of Asteroid 4 Vesta—Evidence for the parent body of basaltic achondrite meteorites. *Science* **260**, 186–191.
- Campo Bagatin, A., A. Cellino, D. R. Davis, P. Farinella, and P. Paolicchi 1994. Wavy size distributions for collisional systems with a small-size cutoff. *Planet. Space Sci.* **42**, 1079–1082.
- Cellino, A., and V. Zappalà 1993. Asteroid “clans”: Super-families or multiple events? *Celest. Mech. Dynam. Astron.* **57**, 37–47.
- Cellino, A., P. Michel, P. Tanga, V. Zappalà, P. Paolicchi, and A. Dell’Oro 1999. The velocity–size relationship for members of asteroid families and implications for the physics of catastrophic collisions. *Icarus* **141**, 79–95.
- Chapman, C. R. 1976. Asteroids as meteorite parent bodies: The astronomical perspective. *Geochim. Cosmochim. Acta* **40**, 701–719.
- Davis, D. R., P. Farinella, P. Paolicchi, and A. Campo Bagatin 1993. Deviations from the straight line: Bumps (and grinds) in the collisionally evolved size distribution of asteroids. *Lunar Planet. Sci.* **24**, 377–378.
- Davis, D. R., S. J. Weidenschilling, P. Farinella, P. Paolicchi, and R. P. Binzel 1989. Asteroid collisional history: Effects on sizes and spins. In *Asteroids II* (R. P. Binzel, T. Gehrels, and M. S. Matthews, Eds.), pp. 805–826. Univ. of Arizona Press, Tucson.
- Di Martino, M., F. Migliorini, V. Zappalà, A. Manara, and C. Barbieri 1997. Veritas asteroid family: Remarkable spectral differences inside a primitive parent body. *Icarus* **127**, 112–120.
- Doressoundiram, A., M. A. Barucci, M. Fulchignoni, and M. Florczak 1998a. Eos family: A spectroscopic study. *Icarus* **131**, 15–31.
- Doressoundiram, A., A. Cellino, M. Di Martino, F. Migliorini, and V. Zappalà 1998b. The puzzling case of the Nysa-Polana family finally solved? *Bull. Am. Astron. Soc.* **30**, 1022.
- Farinella, P., D. R. Davis, A. Cellino, and V. Zappalà 1992b. From asteroid clusters to families: A proposal for a new nomenclature. In *Asteroids Comets Meteors 91* (A. W. Harris and E. Bowell, Eds.), pp. 165–166. Lunar and Planetary Institute, Houston.
- Farinella, P., D. R. Davis, P. Paolicchi, A. Cellino, and V. Zappalà 1992a. Asteroid collisional evolution: An integrated model for the collisional evolution of asteroid rotation rates. *Astron. Astrophys.* **253**, 604–614.
- Florczak, M., M. A. Barucci, A. Doressoundiram, D. Lazzaro, C. A. Angeli, and E. Dotto 1998. A visible spectroscopic survey of the Flora clan. *Icarus* **133**, 233–246.
- Florczak, M., D. Lazzaro, T. Mothé-Diniz, C. A. Angeli, and A. S. Betzler 1999. A spectroscopic survey of the Themis family. *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **134**, 463–471.
- Gladman B. J., F. Migliorini, A. Morbidelli, V. Zappalà, P. Michel, A. Cellino, Ch. Froeschlé, H. F. Levison, and M. E. Bailey 1997. Dynamical lifetimes of objects injected into asteroid belt resonances. *Science* **277**, 197–201.



- Gracie, J. C., C. B. Chapman, and J. C. Williams 1979. Families of minor planets. In *Asteroids* (T. Gehrels, Ed.), pp. 358–390. Univ. of Arizona Press, Tucson.
- Hardorp, J. 1978. The Sun among the stars. *Astron. Astrophys.* **63**, 383–390.
- Lazzaro, D., C. A. Angeli, M. Florczak, M. A. Barucci, and M. Fulchignoni 1997. Small Solar System objects spectroscopic survey: First results. *Bull. Am. Astron. Soc.* **29**, 975–976.
- Luu, J. X. and D. C. Jewitt 1990. Charge couple device of asteroids. I. Near-Earth and 3:1 resonance asteroids. *Astron. J.* **99**, 1985–2011.
- Marzari, F., A. Cellino, D. R. Davis, P. Farinella, V. Zappalà, and V. Vanzani 1996. Origin and evolution of the Vesta asteroid family. *Astron. Astrophys.* **316**, 248–262.
- Marzari, F., D. Davies, and V. Vanzani 1995. Collisional evolution of asteroid families. *Icarus* **113**, 168–187.
- Melosh, H. J., E. A. Ryan, and E. Asphaug 1992. Dynamic fragmentation in impacts: Hydrocode simulation of laboratory impacts. *J. Geophys. Res.* **97**, 14,735–14,759.
- Migliorini, F., A. Manara, M. Di Martino, and P. Farinella 1996. The Hoffmeister family: Inferences from physical data. *Astron. Astrophys.* **310**, 681–685.
- Migliorini, F., A. Morbidelli, V. Zappalà, B. J. Gladman, M. E. Bailey, and A. Cellino 1997. Vesta fragments from v6 and 3:1 resonances: Implications for V-type NEAs and HED meteorites. *Meteor. Planet. Sci.* **32**, 903–916.
- Migliorini, F., V. Zappalà, R. Vio, and A. Cellino 1995. Interlopers within asteroid families. *Icarus* **118**, 271–291.
- Milani, A., and Z. Knezevic 1994. Asteroid proper elements and the dynamical structure of the asteroid belt. *Icarus* **107**, 219–254.
- Morbidelli, A., V. Zappalà, M. Moons, A. Cellino, and R. Gonczi 1995. Asteroid families close to mean motion resonances: Dynamical effects and physical implications. *Icarus* **118**, 132–154.
- Paolicchi, P., A. Cellino, P. Farinella, and V. Zappalà 1989. A semiempirical model of catastrophic break-up processes. *Icarus* **77**, 187–212.
- Paolicchi, P., A. Verlicchi, and A. Cellino 1993. Catastrophic fragmentation and formation of families: Preliminary results from a new numerical model. *Celest. Mech. Dynam. Astron.* **57**, 49–56.
- Paolicchi, P., A. Verlicchi, and A. Cellino 1996. An improved semiempirical model of catastrophic impact processes. I. Theory and laboratory experiments. *Icarus* **121**, 126–157.
- Pieters, C. M., and L. A. McFadden 1994. Meteorite and asteroid reflectance spectroscopy: Clues to early Solar System process. *Annu. Rev. Earth. Planet. Sci.* **22**, 457–497.
- Reed, K. L., M. J. Gaffey, and L. A. Lebofsky 1997. Shape and albedo variations of Asteroid 15 Eunomia. *Icarus* **125**, 446–454.
- Tanga P., A. Cellino, P. Michel, V. Zappalà, P. Paolicchi, and A. Dell'Oro 1999. On the size distributions of asteroid families: The role of geometry. *Icarus* **141**, 65–78.
- Tholen, D. J. 1989. Asteroid taxonomic classification. In *Asteroids II* (R. P. Binzel, T. Gehrels, and M. S. Matthews, Eds.), pp. 1139–1161. Univ. of Arizona Press, Tucson.
- Tholen, D. J. 1998. *Ephemeris Program EPHEM, Version 1.1*. Celestech, Honolulu.
- Verlicchi, A., A. La Spina, P. Paolicchi, and A. Cellino 1994. The interpretation of laboratory experiments in the framework of an improved semi-empirical model. *Planet. Space Sci.* **42**, 1031–1042.
- Vilas, F., K. S. Jarvis, and M. J. Gaffey 1994. Iron alteration minerals in the visible and near-infrared spectra of low-albedo asteroids. *Icarus* **109**, 274–283.
- Vilas, F., S. M. Larson, E. C. Hatch, and K. S. Jarvis 1993. CCD reflectance spectra of selected asteroids. II. Low-albedo spectra and data extraction techniques. *Icarus* **105**, 67–78.
- Wetherill, G. W., and C. R. Chapman 1988. Asteroid and meteorites. In *Meteorites and the Early Solar System* (J. Kerridge and M. S. Matthews, Eds.), pp. 35–67. Univ. of Arizona Press, Tucson.
- Williams, J. G. 1992. Asteroid families—An initial search. *Icarus* **96**, 251–280.
- Xu, S., R. P. Binzel, T. H. Burbine, and S. J. Bus 1995a. Small main-belt asteroid spectroscopic survey: Initial results. *Icarus* **115**, 1–35.
- Zappalà, V., and A. Cellino 1996. Main belt asteroids. Present and future inventory. In *Completing the Inventory of the Solar System* (T. W. Rettig and J. M. Hahn, Eds.). ASP Conference Series 107, pp. 29–44.
- Zappalà, V., P. Bendjoya, A. Cellino, P. Farinella, and Cl. Froeschlé 1995. Asteroid families: Search of a 12,487 asteroid sample using two different clustering techniques. *Icarus* **116**, 291–314.
- Zappalà, V., A. Cellino, A. Dell'Oro, F. Migliorini, and P. Paolicchi 1996. Reconstructing the original ejection velocity fields of asteroid families. *Icarus* **124**, 156–180.
- Zappalà, V., A. Cellino, M. Di Martino, F. Migliorini, and P. Paolicchi 1997. Maria's family: Physical structure and implications for the origin of giant NEAs. *Icarus* **129**, 1–20.
- Zappalà, V., A. Cellino, P. Farinella, and A. Milani 1994. Asteroid families: Extension to unnumbered multi-opposition asteroids. *Astron. J.* **107**, 772–801.
- Zappalà, V., A. Cellino, B. J. Gladman, S. Manley, and F. Migliorini 1998. Asteroid showers on Earth after family break-up events. *Icarus* **134**, 176–179.
- Zellner, B., D. J. Tholen, and E. F. Tedesco 1985. The eight-color asteroid survey: Results for 589 minor planets. *Icarus* **61**, 355–416.

### 3.5 Estudo espectroscópico da família de Hygiea

A família de Hygiea está localizada na parte externa do cinturão principal, com semi-eixo próprio em torno de 3,14 UA, baixas inclinações e excentricidades moderadas. Tem um total de 103 membros segundo o HCM à distância nominal de 150m/s. Diferentemente da maior parte das famílias, a de Hygiea apresenta uma acentuada diferença entre o diâmetro do maior objeto e o dos demais membros. O asteroide 10 Hygiea, objeto que dá nome à família, é o quarto maior asteroide existente no cinturão com cerca de 407km.

Hygiea é uma família robusta no sentido de Zappalà e colaboradores (1995), com parâmetro de robustez de 0,91. Por ser composta por um grande número de pequenos asteroides, com diâmetros da ordem de poucas dezenas de km, em torno a um asteroide muito grande, acredita-se (Tanga et al. 1999) que esta família seja o produto de um evento de craterização extremamente energético.

Buscando caracterizar a composição superficial dos objetos da família de Hygiea, obtivemos espectros de 12 de seus membros. Parte foi obtida no ESO, no telescópio de 1,52m com a faixa útil do espectro de 5.000-9.200Å e parte no telescópio de 1,82m do Observatório de Pádova-Asiago, com faixa útil do espectro de 5.200-9.200Å. Todas as reduções foram realizadas com o auxílio do pacote IRAF.

No que concerne à taxonomia dos membros da família de Hygiea, estes são em sua maioria classificados como de tipo C ou seus subtipos segundo a classificação de Tholen. Antes deste trabalho, apenas 4 membros da família tinham sua classificação taxonômica conhecida. São estes: 10 Hygiea (tipo C), 100 Hekate (tipo S), 333 Badenia (tipo C) e 1109 (tipo FC). Destes, o asteroide 333 Badenia foi o único do qual não foi obtido o espectro no VNIR. A classificação dos 12 asteroides observados foi feita a partir de uma comparação visual do espectro de cada objeto com o espectro médio de cada uma das classes de Tholen. Desta forma, encontramos 5 asteroides do tipo B e 1 do tipo C, além do próprio asteroide 10 Hygiea, do tipo C. Uma comparação dos espectros dos asteroides tipo B encontrados na família com os de fundo (figuras 5b e 5c do artigo) mostra que estes últimos possuem uma dispersão maior na inclinação do espectro.

Dois asteroides possuem o espectro semelhante ao da classe S de Tholen: 1209 Pumma

e 1599 Giommus e, juntamente com 100 Hekate podem ser considerados intrusos na família. O espectro do asteroide 1109 Tata não apresentou as características de um asteroide do tipo C, como previamente classificado, mas nele constatamos uma inclinação acentuada, compatível com asteroides da classe D. O espectro de objetos da classe D está associado a uma superfície composta possivelmente de materiais orgânicos e silicatos anídricos, composição presente na coleção de poeira cósmica, mas não nos meteoritos terrestres, e similar à componente não volátil dos cometas (Gaffey et al. 1993a). Por esta razão, o asteroide 1109 também foi considerado intruso na família de Hygiea.

Segundo Migliorini e colaboradores (1995) , o número esperado de objetos intrusos na família de Hygiea é de 6 objetos na faixa de 00-25km de diâmetro e de 2 objetos na faixa de 25-100km. Os quatro objetos considerados intrusos neste trabalho têm diâmetro maior que 25km, como pode ser visto na Tabela III do artigo em anexo. Nela também se encontram os elementos próprios, albedo, tipo espectral e QRL para cada um dos objetos observados. O número maior de objetos intrusos encontrado pode ser devido à classificação imprópria de alguns destes objetos como membros dinâmicos da família, o que não aconteceria se um critério mais rígido fosse adotado na seleção dos objetos.

# Rotationally Resolved Spectra of 10 Hygiea and a Spectroscopic Study of the Hygiea Family<sup>1</sup>

Thais Mothé-Diniz

*Observatório Nacional, Departamento Astrofísica, 20921 Rio de Janeiro, Brazil*  
E-mail: thais@on.br

Mario Di Martino

*Osservatorio Astronomico di Torino, Str. Osservatorio 20, I-10025 Pino Torinese, Italy*

Philippe Bendjoya

*Université de Nice, 06108 Nice Cedex 2, France*

Alain Doressoundiram

*Observatoire de Paris 5, Place Jules Janssen, 92195 Meudon Cedex, France*

and

Fabbio Migliorini<sup>2</sup>

*Osservatorio Astronomico di Torino, Str. Osservatorio 20, I-10025 Pino Torinese, Italy; Armagh Observatory, College Hill bt61 9dg, Northern Ireland, United Kingdom*

Received November 7, 2000; revised March 5, 2001

---

Reflectance spectra of 10 objects belonging to the Hygiea family are presented for the first time in the wavelength range 4900–9200 Å. In this same range we report also the rotationally resolved spectrum of 10 Hygiea, the largest remnant of the family. 10 Hygiea is a C-type asteroid and one of the largest known C-type asteroids. A significant number of objects of the family seem to belong to the B taxonomic class of Tholen. This is in concordance with some degree of thermal metamorphism acting on the family's original parent body. Objects of other taxonomic types, namely three S-types and one D-type, are also present and are most probably interlopers in the family. © 2001 Academic Press

---

## 1. INTRODUCTION

High-energy collisional impacts, leading to complete fragmentation of minor bodies as well as to cratering of the sur-

face of solid planets and satellites, have occurred frequently during the history of the Solar System. In this context the so-called "asteroid families," clusterings of some tens to hundreds of minor planets having quite similar orbital elements, represent the outcomes of mutual catastrophic collisions among asteroids that occurred in the main belt and involved objects having sizes ranging from a few tens to hundreds of kilometers. For this reason, they can provide essential information on the physics of these phenomena and a unique opportunity to observe the interior of asteroidal bodies, since the members of the present families come from different parts of the original parent bodies. The discovery of asteroid families dates back to 1918, when Hirayama (1918) noticed the existence of large concentrations in the distribution of the asteroid orbital elements  $a$ ,  $e$ , and  $i$ . But even though known for about a century, for a long time they have not been conveniently studied from a detailed physical point of view, due to the low reliability of past procedures and techniques used to define them. In the past few years, thanks to new and objective statistical analysis methods coupled with improvements in computational techniques for the determination of asteroid proper elements (Kežević and Milani 1994 and references therein), a group of about 30 families, having a very high statistical reliability, has been identified (Zappalà *et al.* 1995). This has triggered

<sup>1</sup> Based on observations made with the 1.82-m telescope at the Padova–Asiago Observatory (Italy), the 2.2-m telescope at the European Southern Observatory (La Silla, Chile), and the 1.52-m telescope at the European Southern Observatory (La Silla, Chile) under agreement with the CNPq/Observatório Nacional (Brazil).

<sup>2</sup> Died on November 2, 1997 in a mountain accident. This paper is devoted to his memory.

systematic quantitative investigations of the main physical and mineralogical characteristics of these groupings. One of the most fruitful remote-sensing techniques for characterizing many mineral phases is low-resolution visible and near-infrared reflectance spectroscopy that has been extensively used to determine the likely surface composition of many asteroids. By comparing the optical properties and the inferred surface mineralogical composition of several members of the same family, in principle it is possible to “reconstruct” the parent body, thus finding out if it was made of primitive material or was melted and differentiated. This spectroscopic technique is also a powerful tool to investigate whether an asteroid presents compositional variations throughout its surface as it rotates around its spin axis. Moreover, spectroscopic data can lead to the identification of chance interlopers among the nominal members of a family and to the detection of particular spectral features characterizing single families (see Bus 1999 and Zappalà *et al.* 2000). In this paper we present the results obtained from a series of spectroscopic observations of nine members of the Hygiea family, and the rotationally resolved spectra of the largest remnant of this family, 10 Hygiea.

Section 2 contains the procedures used at the time of the observations and describes the techniques used in the reduction of the spectra. In Section 3 we present the results of the rotationally resolved spectra of 10 Hygiea. In Section 4 we report the spectra of 10 members of the Hygiea family, and in Section 5 we discuss the main results of the paper.

## 2. OBSERVATIONS AND DATA REDUCTION

Some of the observations were carried out at the European Southern Observatory at la Silla (ESO-Chile) with the ESO 1.52-m telescope. It was used to perform observations in the period between the 13th and the 19th of September 1995, November 1996, February 1997, and June 1999. The telescope was equipped with a Boller and Chivens spectrograph and a Ford charge coupled device (CCD) of 2048 by 2048 pixels with a read-out noise of  $\pm 7$  electrons. The grating used had 225 grooves/mm with a dispersion of 330 Å/mm in the first order. The CCD had a square 15- $\mu$ m pixel leading to 5 Å/pixel in the wavelength direction, and the spectral resolution was 10 Å. The spectra were taken with a 2-arcsec slit oriented in the East–West direction. The slit width has been chosen to minimize the atmospheric differential refraction effect. The useful spectral range is about  $5000 < \lambda < 9200$  Å.

The other spectra were obtained at the Padova–Asiago Observatory (Cima Ekar Observing Station, Italy) during October 1994 and April 1995 using the 1.82-m telescope equipped with a Boller and Chivens spectrograph with a 1024  $\times$  1024 Thomson coated CCD. The grating had 150 grooves/mm with a dispersion of 339 Å/mm in the first order. The plate scale was 8 Å/pixel and the spectral resolution was 16 Å. The useful spectral range is about  $5200 < \lambda < 9000$  Å.

Table I presents the observational circumstances for the objects of the family, except for 10 Hygiea whose observational circumstances are presented in Table II. The spectral data

TABLE I  
Observational Circumstances for the Asteroids  
of the Hygiea Family

Object	Day	UT	V magnitude	Exposure time	Air mass	Solar phase angle
100	27oct94	06:15	11.85	800	1.78	3.43
538	16sep95	07:52	14.10	2400	1.38	19.59
867	15sep95	06:36	15.92	3000	1.14	03.43
1109	18jun99	06:24	14.33	600	1.01	07.98
1209	21nov96	00:21	16.30	2100	1.12	19.05
1599	02feb97	07:10	16.38	3000	1.28	12.05
2436	02feb97	08:10	16.97	4000	1.07	17.73
4667	10nov95	01:50	16.54	4000	1.02	13.32
4848	15sep95	04:06	16.50	3000	1.05	07.64
5155	16sep95	05:22	15.88	3000	1.06	04.81

reduction was performed using the IRAF packages following the standard data reduction including spectrum bias subtraction, flat field correction, cosmic ray removal, subtraction of sky background, wavelength calibration using a He–Ar lamp,

TABLE II  
Observational Circumstances for 10 Hygiea

Day	UT	V magn- itude	Air mass	Solar phase angle	Lunar elong- ation	Lunar phase	Rotat- ional phase
15sep95	00h34m	10.50	1.04	16.22	126.2	0.67	0.00
15sep95	02h02m	10.50	1.05	16.23	127.4	0.66	0.05
15sep95	03h48m	10.51	1.27	16.24	128.3	0.65	0.12
15sep95	05h22m	10.51	2.01	16.25	129.1	0.65	0.17
15sep95	23h30m	10.52	1.08	16.38	137.5	0.58	0.83
16sep95	00h32m	10.52	1.01	16.39	138.4	0.58	0.86
16sep95	01h42m	10.52	1.03	16.40	139.0	0.57	0.91
16sep95	03h40m	10.52	1.29	16.41	140.2	0.56	0.98
16sep95	05h14m	10.53	2.07	16.43	141.0	0.56	0.04
16sep95	23h28m	10.54	1.07	16.55	149.2	0.49	0.69
17sep95	00h50m	10.54	1.01	16.56	150.1	0.48	0.74
17sep95	02h05m	10.54	1.05	16.57	150.9	0.48	0.79
17sep95	03h00m	10.54	1.17	16.57	151.5	0.47	0.82
17sep95	03h37m	10.54	1.30	16.58	151.9	0.47	0.85
17sep95	05h08m	10.54	1.88	16.59	152.6	0.46	0.90
17sep95	23h35m	10.56	1.05	16.71	161.0	0.40	0.57
18sep95	00h47m	10.56	1.01	16.72	161.6	0.39	0.61
18sep95	02h02m	10.56	1.06	16.73	162.5	0.38	0.66
18sep95	03h12m	10.56	1.24	16.74	163.4	0.38	0.70
18sep95	04h29m	10.56	1.54	16.74	163.9	0.37	0.75
18sep95	05h13m	10.56	2.18	16.75	164.5	0.37	0.77
18sep95	23h24m	10.58	1.07	16.87	172.1	0.31	0.43
19sep95	00h31m	10.58	1.01	16.87	173.0	0.30	0.47
19sep95	01h35m	10.58	1.04	16.88	173.7	0.30	0.51
19sep95	02h41m	10.58	1.14	16.89	174.3	0.29	0.55
19sep95	03h54m	10.58	1.44	16.90	175.1	0.28	0.60
19sep95	23h24m	10.59	1.06	17.02	174.7	0.22	0.30
20sep95	00h59m	10.59	1.02	17.03	173.7	0.22	0.35
20sep95	02h15m	10.60	1.10	17.03	172.9	0.21	0.40
20sep95	03h18m	10.60	1.27	17.04	172.3	0.21	0.44
20sep95	04h37m	10.60	1.77	17.05	171.5	0.20	0.49



airmass correction using the mean extinction curve of the observing site, and division by at least two different solar-analog spectra (Hardorp 1978) showing no significant discrepancies in the resulting spectra of the asteroid. Each final spectrum has been normalized to unity at 5,500 Å and all the spectra were cut at 9,200 Å in order to avoid possible effects of atmospheric absorptions around 10,000 Å.

### 3. THE ASTEROID 10 HYGIEA

With a 407-km diameter, 10 Hygiea is the fourth-largest asteroid, located at 3.13 AU, with an eccentricity of 0.12 and inclination of 3.84°. Its rotational period is 27.62 hr with an amplitude of 0.11–0.13 (Blanco and Riccioli, 1998 and references therein). The direction of the pole was also derived by those authors, and we computed an aspect angle of 45° at the epoch of the observations. Taxonomically, 10 Hygiea has been classified as a C-type by Tholen (1989) and Bus (1999) and as CO by Barucci *et al.* (1987).

In order to monitor possible changes in the surface characteristics of 10 Hygiea during a rotational period, we performed observations of this asteroid during five nights in September 1995, obtaining four to six spectra per night. The observational

circumstances for each spectrum are listed in Table II, where the V magnitude, the air mass, the solar phase angle ( $\alpha$ ), the lunar elongation and phase, and the computed rotational phase are given. The exposure time was 300 s for all the observations of Hygiea. To compute reflectivities we used the solar analog HD1835.

In Fig. 1 we present the spectra for each rotational phase plotted against the running box of the spectrum obtained at phase 0.05. This reference spectrum was chosen because of its best signal to noise ratio. In order to quantify the amount of spectral variation we used the  $\gamma$ -analysis as described in Mothé-Diniz *et al.* (2000). In this analysis the letter  $\gamma$  is used to mean the sum of (1) the standard deviation between the spectrum of one phase and its polynomial fit and (2) the standard deviation between the comparison spectrum and its polynomial fit. The variations are considered significant if the absolute difference between the fit of the spectrum of a given phase and the fit of the comparison spectrum is greater than  $2\gamma$ . On Fig. 2a–c we show this analysis for all of our Hygiea spectra. Only at phases 0.17, 0.44, and 0.60 are variations seen that are slightly greater than  $2\gamma$ , but these are most probably not real, as the adjacent phases 0.43 and 0.47 for phase 0.44, and 0.57 and 0.61 for phase 0.60, do not exhibit the same trend. At phase 0.17 there are not adjacent phases

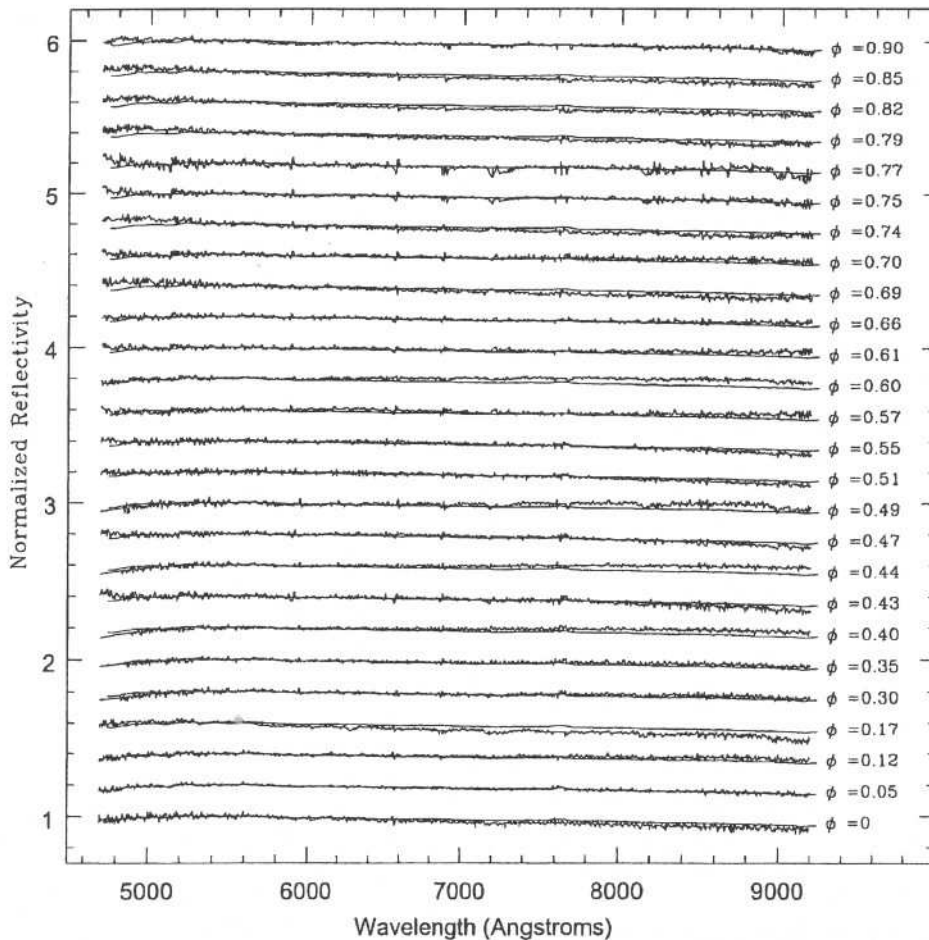


FIG. 1. Spectra of 10 Hygiea at each rotational phase compared with the running-box fit of the spectrum of phase 0.05 (continuous line). The spectra were vertically displaced for a better comparison between all rotational phases.



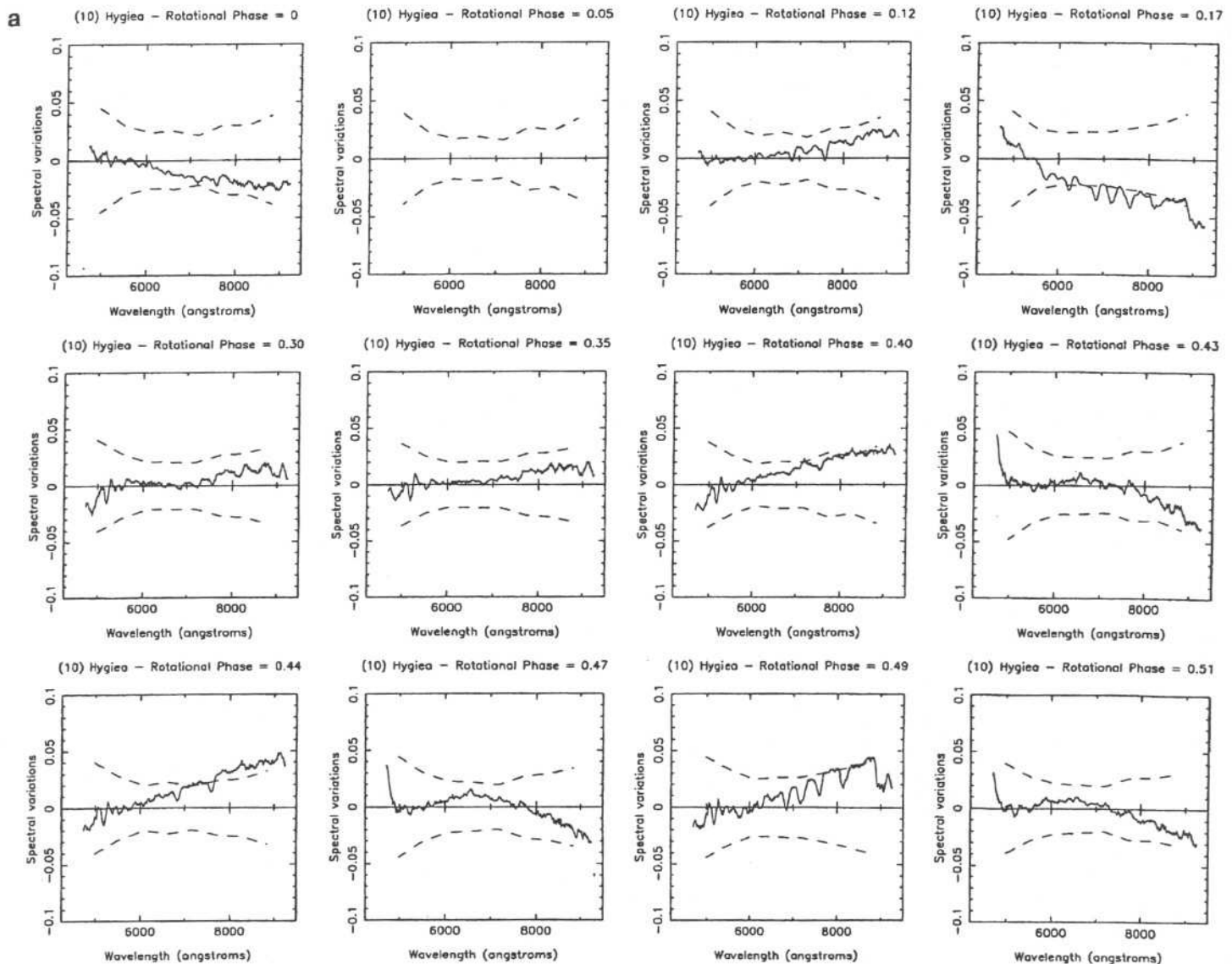


FIG. 2a-2c. Difference between the polynomial fit of the spectrum of 10 Hygiea at each phase and the running-box fit of the spectrum at phase 0.05. The dashed lines indicate the estimated uncertainty due to noise, computed as twice the sum of the differences between the spectra and their running-box fit.

for comparison, but if the variation was real then we would expect a similar trend at the near phase 0.12, but this is not the case.

It is noteworthy that previous studies have been done to search for clues to the surface composition of 10 Hygiea. Lebofsky *et al.* (1985), aiming to study the thermal properties of Hygiea, observed the asteroid at 370  $\mu\text{m}$  and 770  $\mu\text{m}$  and combined these observations with others in the near and thermal infrared (2.2, 10.6, and 21  $\mu\text{m}$ ). They concluded that, within the precision of their measurements, and assuming an equatorial aspect, 10 Hygiea is a fairly dusty object, with a surface possibly dustier, and therefore more mature, than the surface of the Moon, though a more rocky model may also fit the data for an aspect angle of 45°. Johnston *et al.* (1989) derived a regolith layer of depth greater than 8 cm with a confidence level of 90%. Recently, Rivkin (1997) looked for variation in the 3- $\mu\text{m}$  spectral region for a sample of objects including 10 Hygiea, finding for this

asteroid evidence of hydrated minerals concentrated near the equator rather than the poles. Vilas (1994) reported both the 3.0- $\mu\text{m}$  hydration absorption feature and the 0.7- $\mu\text{m}$  phyllosilicate feature.

Assuming an aspect angle of about 45° we should be able to detect variations on about half the surface of Hygiea. That would be the case if Hygiea was a homogeneous piece of a differentiated parent asteroid. This can be ruled out because Hygiea is a C-type and therefore is expected to have suffered none or little differentiation. Moreover, it is also fairly big to be a single, homogeneous piece of a differentiated body. According to Tanga *et al.* (1999), it should account for a mass on the order of 60% of the mass of the parent body and thus includes most of the original volume. We are left with two other possibilities: Hygiea might be essentially homogeneous and undifferentiated or it may have some internal variegation but a surface covered with a thick homogeneous regolith layer. Both

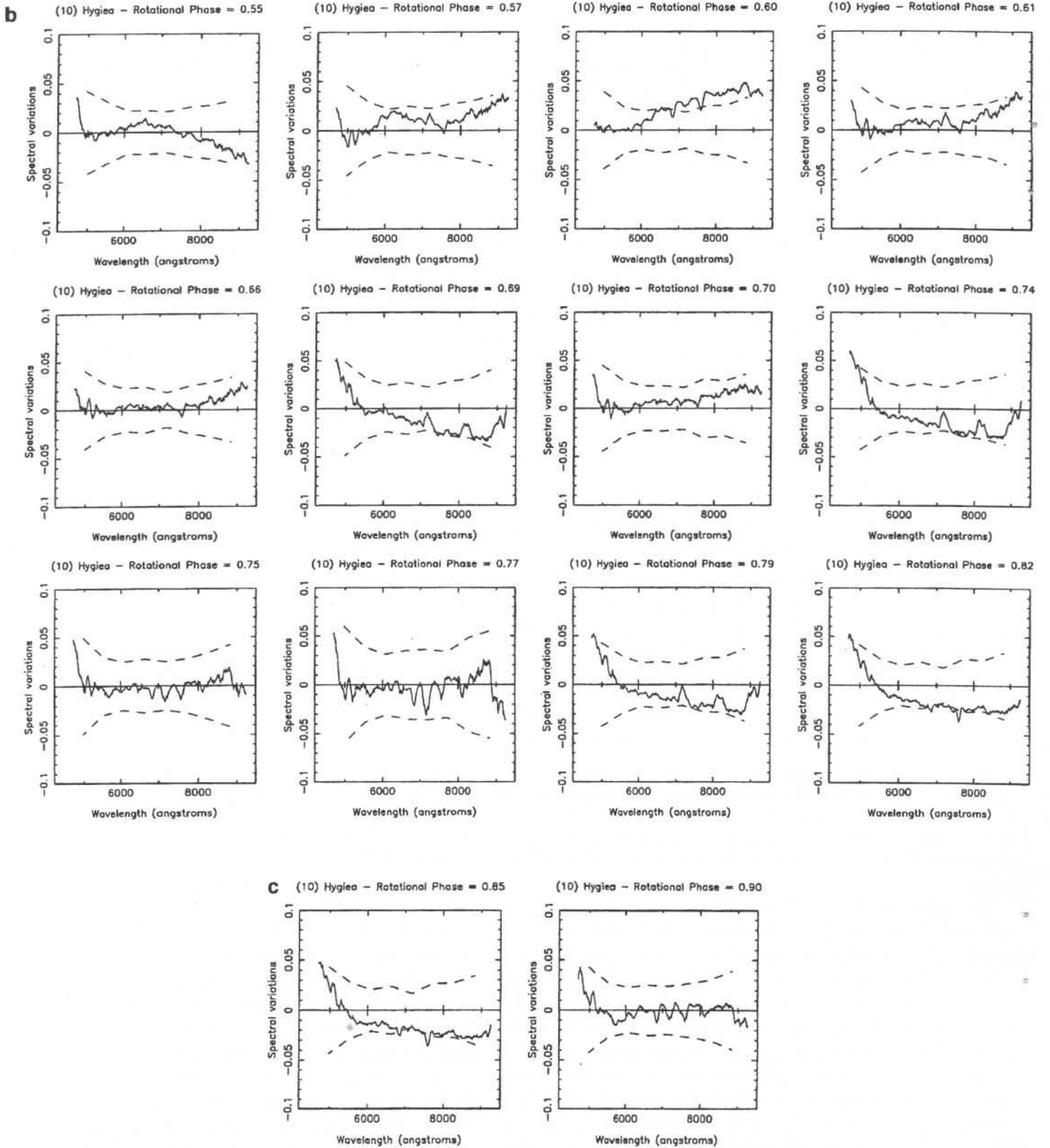


FIG. 2a-2c—Continued

hypotheses have equal likelihood, the second one also being in agreement with the studies mentioned above on the thickness of its regolith layer.

#### 4. THE HYGIEA FAMILY

Located in the outer part of the main belt at a mean semi-major axis of 3.14 AU, the Hygiea family members have low inclinations and moderate eccentricities. The distribution of the proper elements of the members of the family in the  $a'-e'$ ,  $a'-\sin(i')$  and  $e'-\sin(i')$  space is shown in Fig. 3 where, due to its big diameter with respect to the other members, the asteroid 10 Hygiea is plotted as an "X." The diameter of the symbols are proportional to those of the objects of the family, and the black circles represent the objects observed in this survey.

The Hygiea family as classified by the hierarchical clustering method (HCM) by Zappalà *et al.* (1995) is composed of 103 members at the nominal distance level used for family identification (150 m/s). Forty four members are numbered and only eight of them are above the completeness limit of the family, or the diameter above which all the objects have already been discovered. This classification is in good agreement with the Hygiea family as classified by the "wavelet" analysis method (WAM) (see Zappalà *et al.* 1995) with 135 members, 97 of which are in common with the HCM. For this family the completeness limit

is 25 km. This limit is the limiting size value  $D_c$  for which we can expect that all the family members larger than  $D_c$  are known. It is derived on the basis of the mean family albedo and assuming that asteroids brighter than  $V = 15.5$  at opposition have been fully discovered (Zappalà and Cellino 1994). The family is composed of a broad majority of small asteroids—having sizes of some tens of kilometers—surrounding a very large one (10 Hygiea). This cluster has been interpreted as the outcome of a giant cratering event. It is also a "robust" family as defined by Zappalà *et al.* (1995), with a robustness parameter of 0.91. Before this work, the taxonomic classification (Tholen 1989) was available for only a few Hygiea family members like 10 Hygiea (C-type), 100 Hekate (S-type), 333 Badenia (C-type) and 1109 Tata (FC-type). Among these, we observed all but 333 Badenia.

According to Tanga *et al.* (1999), several interlopers might be present among the largest family members. The relatively shallow slope of the size–frequency distribution might be due to very old age of the family (Tanga *et al.* 1999). In particular, the size distribution of the Hygiea family is not exactly like that of the Vesta family, since it presents a much greater number of members with sizes of some tens of kilometers, while in the Vesta family the largest member other than 4 Vesta itself is about 6 km in diameter.

The spectra of the family members observed during our observational campaign are shown in Fig. 4. Most of the spectra of the

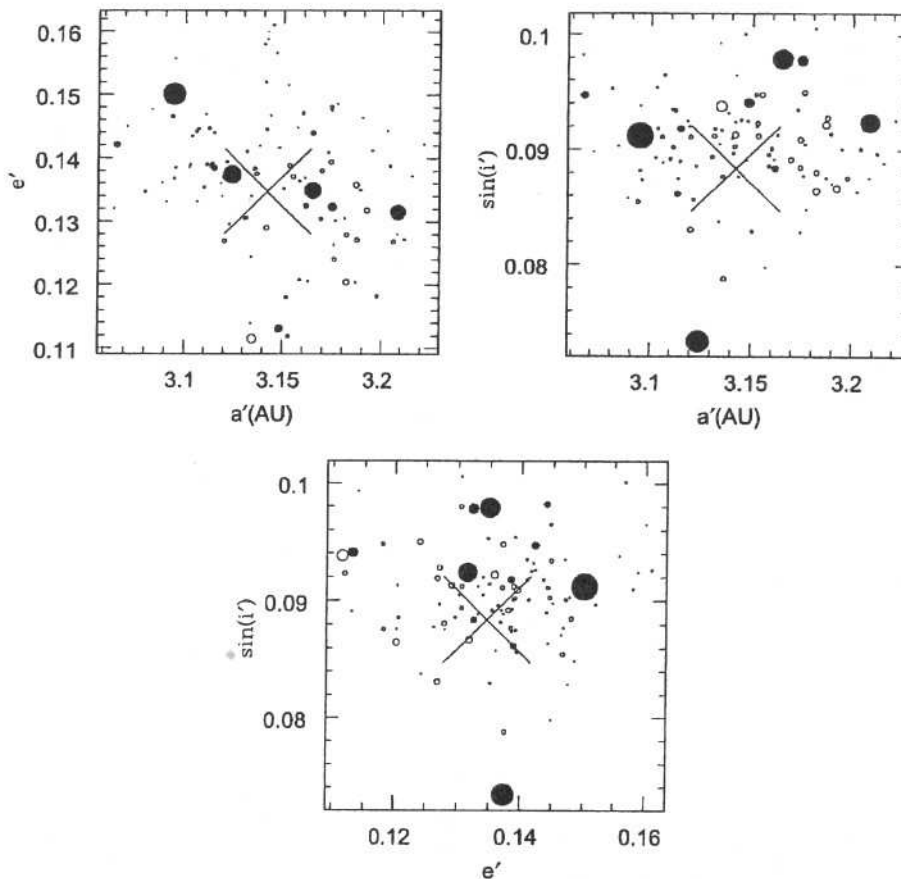


FIG. 3. Distribution of the Hygiea family in the proper element space where the filled circles indicate the observed objects in the present work. The diameter of the circles is proportional to the diameter of the objects, and the big asteroid 10 Hygiea is represented as an "X."

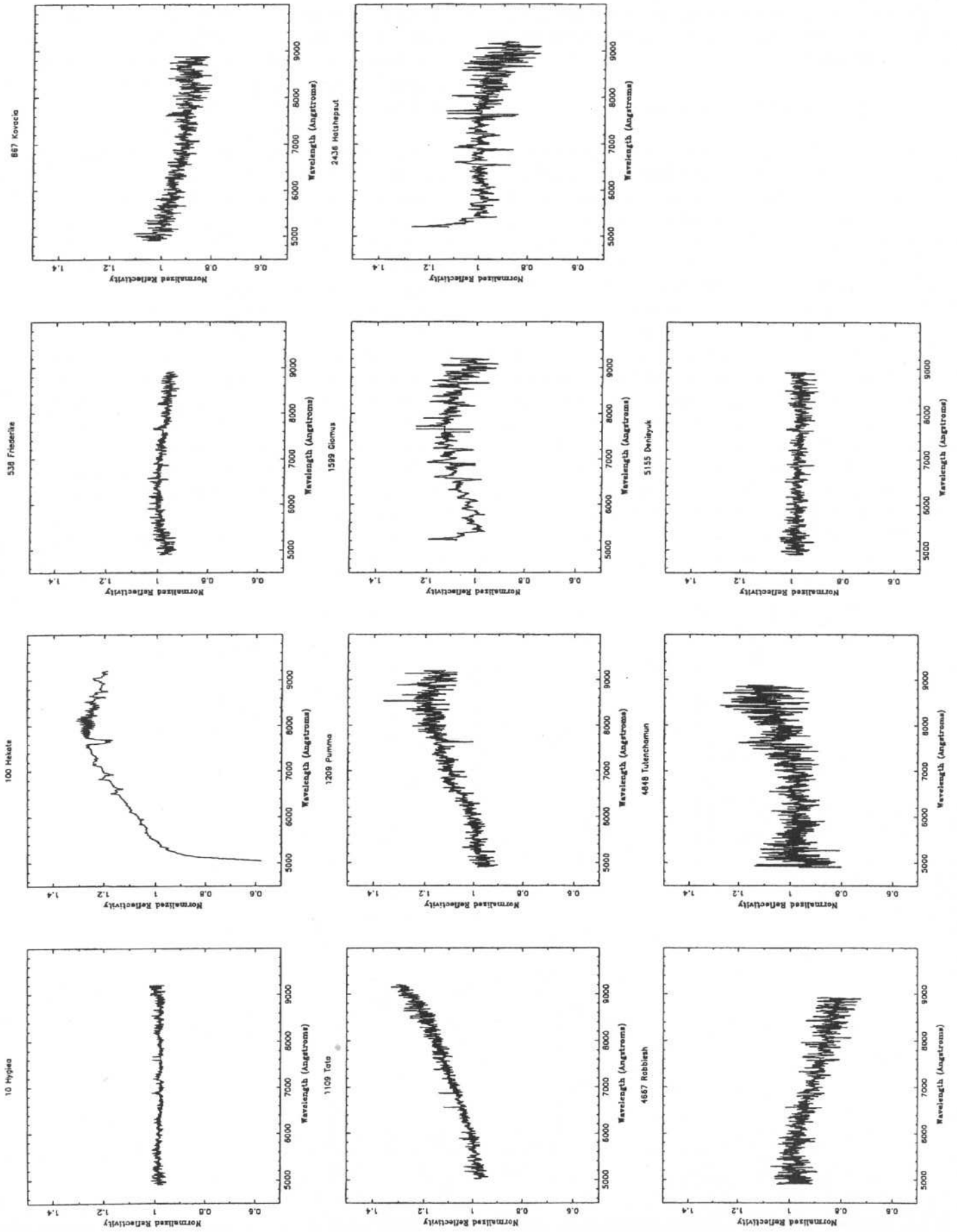


FIG. 4. Reflectance spectra of the observed asteroids normalized at 5500 Å and presented by increasing asteroid number.

TABLE III  
Proper Orbital Elements, Physical Parameters, Taxonomy and the *Random Level* of All the Members of the Hygiea Family Observed So Far<sup>a</sup>

Object	$a'$	$e'$	$\sin(i')$	$p_v$	$D$ (km)	$2\sigma_D$	Class.	RL
10	3.142280	0.13470	0.08840	0.0717	407.23	2.6098	C	90 m/s
100	3.094530	0.15010	0.09120	0.1922	88.66	1.9477	S*	140 m/s
333	3.124160	0.13740	0.07340	0.0475	73.33	1.8653	C:	150 m/s
538	3.164920	0.13490	0.09790	0.0641	66.10	1.8202	B*	110 m/s
1109	3.208640	0.13150	0.09240	0.0378	62.35	1.7949	D*	120 m/s
1599	3.134920	0.11150	0.09380	0.0450	36.06	1.5570	S*	150 m/s
1209	3.174620	0.13230	0.09780	0.0787	32.79	1.5157	S*	110 m/s
4848	3.148350	0.11310	0.09410	0.0787	26.05	1.4157	C*	150 m/s
867	3.066150	0.14210	0.09470	0.0923	21.93	1.3410	B*	150 m/s
5155	3.114770	0.13840	0.09180	0.0787	18.87	1.2757	B*	100 m/s
2436	3.169470	0.13800	0.08920	0.0787	16.43	1.2157	B*	100 m/s
4667	3.113550	0.13880	0.08620	0.0787	15.69	1.1957	B*	100 m/s

<sup>a</sup> The objects are ordered by their diameters.

Hygiea family are featureless, showing a decreasing reflectance at the red end of the spectrum. We compared each spectrum with the average spectrum of each of the Tholen classes and noticed that four of the Hygiea members show a spectral trend which is very similar to that of B-type asteroids. These objects are 538 Friederike, 867 Kovacia, 2436 Hatshepsut, 4667 Robbiesh, and 5155 Denisyuk. In Table III we list all the members of the family with a known taxonomic type. We also list in this table the objects' proper elements, their physical parameters, and their random level (RL), or the level of distance at which each object joined the family during the process of identification of the groupings. Those asteroids with an asterisk were observed

in this survey. The Tholen class is presented for the asteroids 10 Hygiea, 100 Hekate, and 333 Badenia. For the other objects the class refers to our classification, made by a visual inspection of our spectra and the mean spectrum of each of the Tholen classes. Among the remaining objects, 4848 Tutenchamun was classified as a C-type, and 1209 Pumma and 1599 Giomus, which have spectra similar to those of some of the S-type asteroids, were placed in the S-class together with 100 Hekate. The asteroid 1109 Tata had been previously classified by Tholen as an FC-type based on two color indexes. For this asteroid we have three spectra; two of them—obtained in two different observing runs (1997 and 1999)—present a steep, reddish trend typical of a

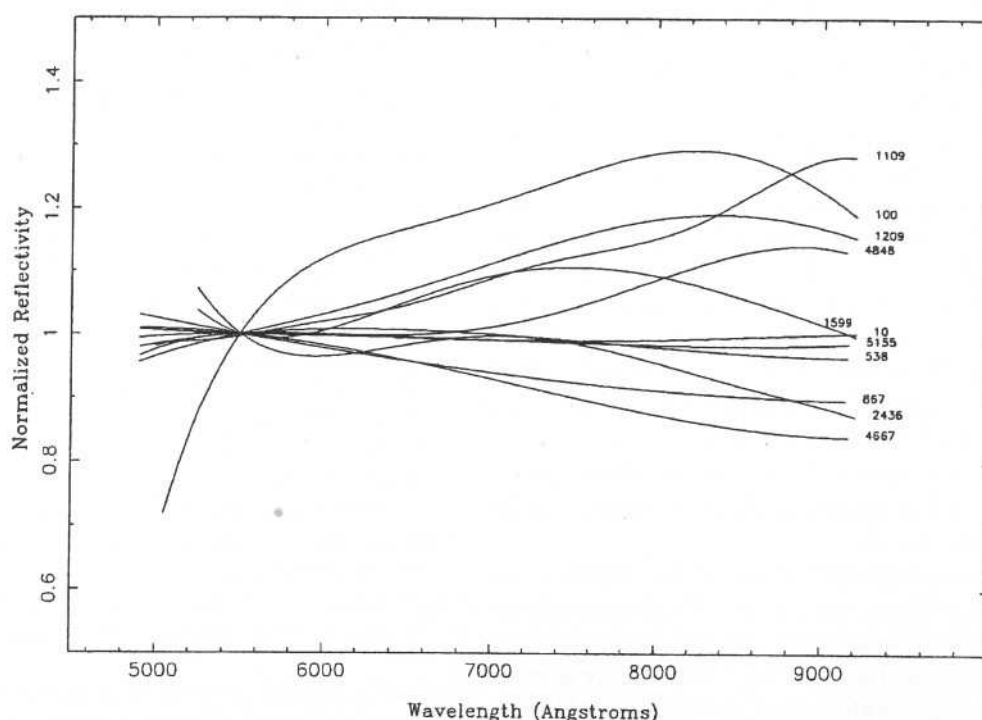


FIG. 5. Spectra of Hygiea family members presented in this work normalized at 5500 Å and fitted by a polynomial for comparison with the Eight-Color Asteroid Survey (ECAS) data.



D-type asteroid, and the other one is somewhat less reddish, but still much more so than a typical C- or F-type. Regarding the albedo, 1109 is very dark, also compatible with the low albedos of the D-type asteroids. For these reasons this asteroid has been listed as D-type in Table III.

In order to check the consistency of the family, we compared all the spectra available in our survey (Fig. 5) with the set of the eight-color spectra (Zellner *et al.* 1985) of the asteroids of the spectral class B and with those of the background of the family. The background available is composed of objects with diameters on the order of tens of kilometers but with no significant number of classified objects smaller than 30 km. For diameters greater than 30 km, the objects of the family are not distinguishable from the background. However, almost all of them belong to the S or D taxonomic classes and probably are not real members of the family but interlopers. The question of interlopers in asteroid families was addressed in a quantitative way by Migliorini *et al.* (1995) who derived a number of about six interlopers with sizes less than the completeness limit of 25 km, meaning a percentage of nearly 7% of the total quantity of objects in this size range. Two interlopers are expected in the size range between 25 and 65 km, corresponding to a much greater percentage, 25% of the total. The spectra of the smaller asteroids of the family are consistent with the spectra of the B class. It is important to note that a spectroscopic survey at small sizes in the vicinity of the family is required to provide a proper comparison with the background.

## 5. DISCUSSION

We presented in this paper the rotationally resolved spectra of 10 Hygiea plus the spectra of 10 members of the Hygiea family in the visible wavelength range. Within the criteria adopted in this work to detect variations we can say that if there are variations, they are smaller than 3%. None of the spectra of the different phases of 10 Hygiea presents significant variation from the comparison spectrum, which means that Hygiea has a fairly homogeneous surface in terms of spectral reflectance properties. In addition, we found no hydration band around 7000 Å. Several authors (Vilas 1994, Rivkin 1997, Howell *et al.* 1999) have been studying absorption bands at both 0.7 μm and 3.0 μm in the spectrum of Hygiea. The depth of both bands varies from spectrum to spectrum and in some of them the bands are not seen. Comparing our data with those of Vilas and Rivkin, we find no correlation between the presence or absence of the bands and the aspect angle of the asteroid at the epoch of observations.

Concerning family membership, four B-types, three C-types, three S-types and one D-type are present. The B-types are believed to be C-type objects that have experienced some alteration from mild heating episodes (Gaffey *et al.* 1993). We are tempted to conjecture that the heat produced by the collision might be responsible for such small alterations. Another possible reason for the existence of many B-types in a family in which the greater fragment is a C-type is the presence of inhomogeneities in the

original parent body. This hypothesis is not supported by the nondetection of variation in the spectra of 10 Hygiea, but it cannot be promptly discarded since we have not covered the entire surface of the object. We believe that the three S-types and the single D-type are probably interlopers in the family, accounting for 36.4% of our sample. Three of them are in the size range from 25 to 65 km, a range whose objects have all been observed. No possible interloper has yet been found in the size range below the completeness limit of the family, for which we observed only three objects.

## ACKNOWLEDGMENTS

We express our sincere thanks to referees Andy Rivkin and anonymous for helpful suggestions, Dr. Alberto Cellino for some suggestions and a critical reading of early versions of the manuscript, Dr. Ronald Drimmel for remarks concerning the writing, and Jorge M. F. Carvano for helpful discussions. We acknowledge the technical staff of ESO for their prompt help whenever needed. The portions of this work which were carried out by T. Mothé-Diniz were supported by a grant from the Brazilian agency "CAPES foundation" in the program of doctorate "sandwich."

## REFERENCES

- Barucci, M. A., M. T. Capria, A. Corradini, and M. Fulchignoni 1987. Classification of asteroids using G-mode analysis. *Icarus* **72**, 304–324.
- Blanco, C., and D. Riccioli 1998. Pole coordinates and shape of 30 asteroids. *Astron. Astrophys. Supp. Ser.* **131**, 385–394.
- Bus, S. J. 1999. *Compositional Structure in the Asteroid Belt: Results of a Spectroscopic Survey*. Ph.D. thesis, Massachusetts Institute of Technology, Cambridge, MA.
- Gaffey, M. J., T. H. Burbine, and R. P. Binzel 1993. Asteroid spectroscopy: Progress and perspectives. *Meteoritics* **28**, 161–187.
- Hardorp, J. 1978. The sun among the stars. I—A search for solar spectral analogs. *Astron. Astrophys.* **63**, 383–390.
- Hirayama, K. 1918. Groups of asteroids probably of common origin. *Astron. Astrophys.* **31**, 185–188.
- Howell, E. S., A. S. Rivkin, A. Soderberg, F. Vilas, and A. L. Cochran 1999. *Aqueous Alteration of Asteroids: Correlation of the 3 μm and 0.7 μm Hydration Bands*. American Astronomical Society, DPS meeting No. **31**, 04.01
- Johnston, K. J., E. J. Lamphear, W. J. Webster, P. D. Lowman, P. K. Seidelman, G. H. Kaplan, C. M. Wade, and R. W. Hobbs 1989. The microwave spectra of the asteroids Pallas, Vesta, and Hygiea. *Astrophys. J.* **98**, 335–340.
- Knežević, Z. and A. Milani 1994. Asteroid proper elements: The big picture. In *Asteroids, Comets, and Meteors* (A. Milani, M. Di Martino, and A. Cellino, Eds.), IAU Symp. No. **160**, pp. 143–158. Kluwer Academic, Dordrecht/Norwell, MA.
- Lebofsky, L. A., M. V. Sykes, I. G. Nolt, J. V. Radostitz, G. J. Veeder, D. L. Matson, P. A. R. Ade, M. J. Griffin, and W. K. Gear 1985. Submillimeter observations of the asteroid 10 Hygiea. *Icarus* **63**, 192–200.
- Migliorini, F., V. Zappalà, R. Vio, and A. Cellino 1995. Interlopers within asteroid families. *Icarus* **118**, 271–291.
- Mothé-Diniz, T., D. Lazzaro, J. M. Carvano, and M. Florckzak 2000. Rotationally resolved spectra of some S-type asteroids. *Icarus* **48**, 494–507.
- Rivkin, A. S. 1997. *Observations of Main-Belt Asteroids in the 3-micron Region*. Ph.D. thesis, University of Arizona, Tucson.
- Tanga, P., A. Cellino, P. Michel, V. Zappalà, P. Paolicchi, and A. Dell'oro 1999. On the size distribution of asteroid families: The role of geometry. *Icarus* **141**, 65–78.



- Tholen, D. J. 1989. Asteroid taxonomic classifications. In *Asteroids II* (R. P. Binzel, T. Gehrels, and M. S. Matthews, Eds.), pp. 1139–1150. Univ. of Arizona Press, Tucson.
- Vilas, F. 1994. A cheaper, faster, better way to detect water hydration on Solar System bodies. *Icarus* **111**, 456–467.
- Zappalà, V., and A. Cellino 1994. Asteroid families. In *Asteroids, Comets, and Meteors 1993* (A. Milani, M. Di Martino, and A. Cellino, Eds.), pp. 395–414. Lunar Planet. Inst., Houston.
- Zappalà, V., P. Bendjoya, A. Cellino, P. Farinella, and C. Froschlé 1995. Asteroid families: Search of a 12487 asteroid sample using two different clustering techniques. *Icarus* **116**, 291–314.
- Zappalà, V., P. Bendjoya, A. Cellino, M. Di Martino, A. Doressoundiram, A. Manara, and F. Migliorini 2000. Fugitives from the Eos Family: First spectroscopic confirmation. *Icarus* **145**, 4–11.
- Zellner, B., D. J. Tholen, and E. F. Tedesco 1985. The eight-color asteroid survey: Results for 589 minor planets. *Icarus* **61**, 355–416.

## Capítulo 4

# A distribuição de Composições no Cinturão Principal

Na mesma medida em que se busca uma relação entre as classes taxonômicas de asteróides e sua composição mineralógica, ao longo dos anos têm-se procurado estudar o modo de distribuição e abundância das mesmas com a distância heliocêntrica. Como dito anteriormente, uma vez estabelecida a relação entre a classe espectral de um asteróide e sua composição, é possível inferir sob que condições térmicas este se formou e evoluiu ao longo dos 4,5 bilhões de anos de existência do Sistema Solar. Dessa forma, disporíamos de modelos melhores para o estudo da formação do mesmo e, em última análise, do próprio Sistema Solar.

Neste trabalho procuramos primeiramente estabelecer a distribuição composicional dos asteróides a partir da análise de sua distribuição em classes taxonômicas. Para tal são utilizados os dois maiores conjuntos de dados espectroscópicos existentes: o S3OS2 e o SMASSII. A seguir, fazemos a mesma análise em uma subdivisão “espacial” do cinturão, separando-o no que contém objetos com altas excentricidades ou inclinações (alto cinturão) dos objetos restantes (baixo cinturão). Os resultados são então comparados com resultados de estudos anteriores. Vale ser ressaltado que este trabalho encontra-se submetido para publicação na revista *Icarus* (Mothé-Diniz et al. 2001b) estando, no momento desta escrita, em fase de análise por parte dos revisores.

## 4.1 Estudos anteriores

### 4.1.1 Estudos sobre distribuição taxonômica

Em todos os trabalhos que citaremos abaixo, a menos que seja dito o contrário, foi aplicado algum tipo de correção das tendências observacionais, de modo a procurar minimizar o efeito de fatores que podem estar atuando no processo de amostragem, como a tendência a observar objetos mais brilhantes, por exemplo. Outros fatores de tendência nos dados serão discutidos mais adiante. De modo geral, todos fizeram uma divisão do cinturão principal em zonas relacionadas com a magnitude (visual ou absoluta) e com a distância heliocêntrica dos objetos. Para cada zona foi calculado um fator de correção diferente, dado pela razão entre o número de objetos então numerados e o número de objetos com classificação taxonômica.

Estudos sobre a distribuição taxonômica foram feitos por Zellner (1979) e posteriormente por Gradie e Tedesco (1982). Estes últimos autores usaram dados de 656 objetos, como o albedo calculado a partir de observações fotométricas em 10 e  $20\mu m$  e a espectrofotometria de banda larga em oito filtros, para estudar a distribuição heliocêntrica das classes S, C, E, R, M, F, T e P. Os resultados mostram uma maior concentração de asteróides tipo S a 2,3 U.A. com uma porcentagem de 40% do total, enquanto que os do tipo C apresentam maior abundância a 3,0 U.A., representando 80% do total nesta região. Estes resultados podem ser vistos na figura 4.1.

Anos mais tarde, Chapman (em trabalho nunca publicado, veja em Gradie et al. 1989) utilizou seu próprio sistema taxonômico de 18 classes, baseado em albedos IRAS e um conjunto de observações disponíveis, para estudar sua distribuição heliocêntrica. Este encontrou uma queda muito mais acentuada da abundância dos tipos S do que aquela obtida por Gradie e Tedesco. Chapman observou ainda que a abundância dos asteróides tipo C era menor do que aquela do trabalho anterior. Os resultados desta análise são apresentados em um gráfico da abundância de cada um dos tipos mais importantes em função do semi-eixo (figura 4.2).

Além destes trabalhos, podemos citar ainda o estudo feito por Bus (1999), utilizando sua própria taxonomia. Neste trabalho os asteróides do Complexo S têm distribuição

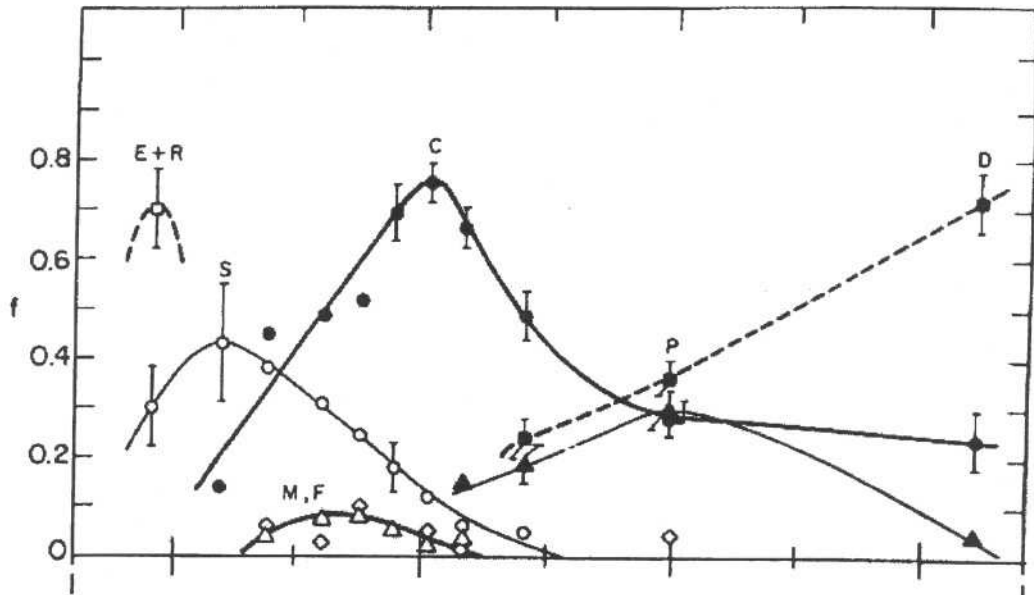


Figura 4.1: Distribuição relativa da amostra corrigida de tendências, dos tipos taxonômicos E, R, S, M, F, C, P e D definidos por Gradie e Tedesco (1982). O eixo das abscissas representa a distância heliocêntrica (Gradie & Tedesco, 1982).

similar à dos tipos S de Chapman, mas os do Complexo C apresentam uma abundância bem maior após 3,0 U.A. (figura 4.3).

Vale ressaltar que existe boa compatibilidade entre os grandes grupos taxonômicos (S, C e X) nas diversas classificações, isto é, a chance de um objeto do Complexo S de Bus não pertencer à classe S de Tholen ou à classe S de qualquer outro sistema de classificação é praticamente nula. Para as classes C e X podem existir eventuais divergências entre as classificações, contudo, a grande maioria dos objetos de cada um destes tipos taxonômicos é classificada da mesma forma nas várias taxonomias. Portanto, comparações diretas entre as diversas aproximações ao problema da distribuição taxonômica no cinturão são possíveis.

#### 4.1.2 Estudos sobre a distribuição composicional

Para estabelecer a distribuição de composições no Cinturão de Asteróides é preciso primeiro fixar conexões claras entre taxonomia e mineralogia. Para tal, a comparação direta entre espectros de asteróides e de meteoritos tem sido adotada e tem revelado algumas

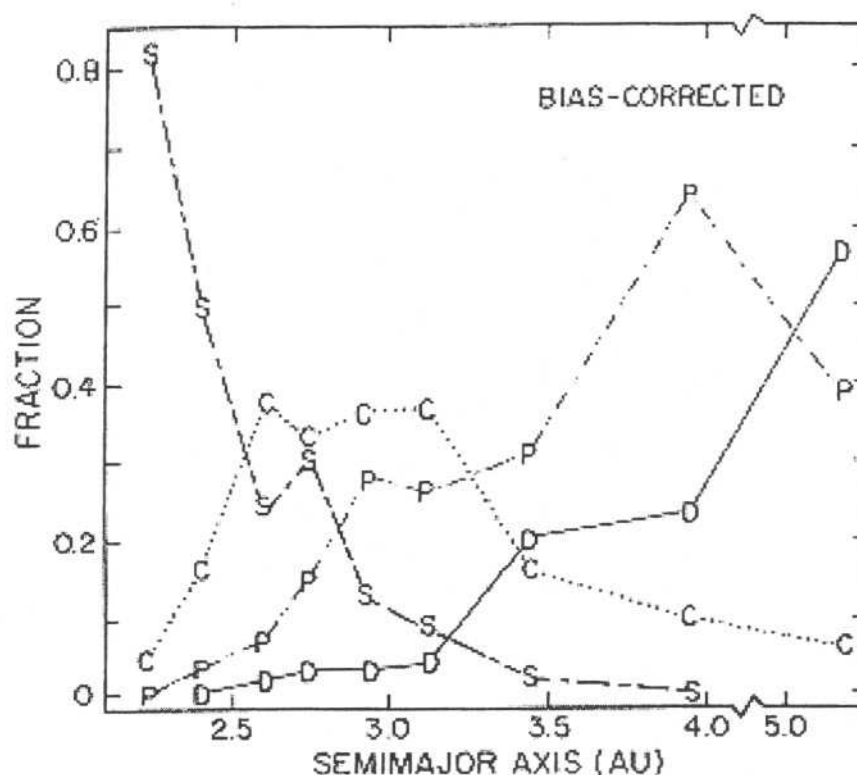


Figura 4.2: Porcentagem dos asteroides corrigidos de tendências como função do semi-eixo maior de 2,1 a 5,2 U.A. para as classes C, S, P e D como definidas por Chapman. As porcentagens são para o número cumulativo de objetos com diâmetros maiores que o limite de completude do total de asteroides numerados, para albedos de cerca de 3%, para cada zona de magnitude e distância heliocêntrica (Gradie et al. 1989).

inconsistências. Como exemplo, podemos citar a escassez de análogos meteoríticos para algumas classes de asteroides e vice-versa.

No sentido de unir interpretações mineralógicas à distribuição das classes taxonômicas, o trabalho mais ousado foi o de Bell e colaboradores (1989), com sua "Big Picture". Na década de 1980, os asteroides S eram associados aos meteoritos palasitos (férreo-pedregosos compostos de olivina misturada a metal), londranitos (objetos de textura acondrítica, mas de composição semelhante à dos condritos) e ferrosos. Os objetos da classe C eram associados a meteoritos condritos carbonáceos CI-CM. Ao realizar um estudo da distribuição taxonômica - não corrigida das tendências observacionais - dos objetos classificados por Tholen, Bell e colaboradores notaram que os asteroides tipo S estavam fortemente con-

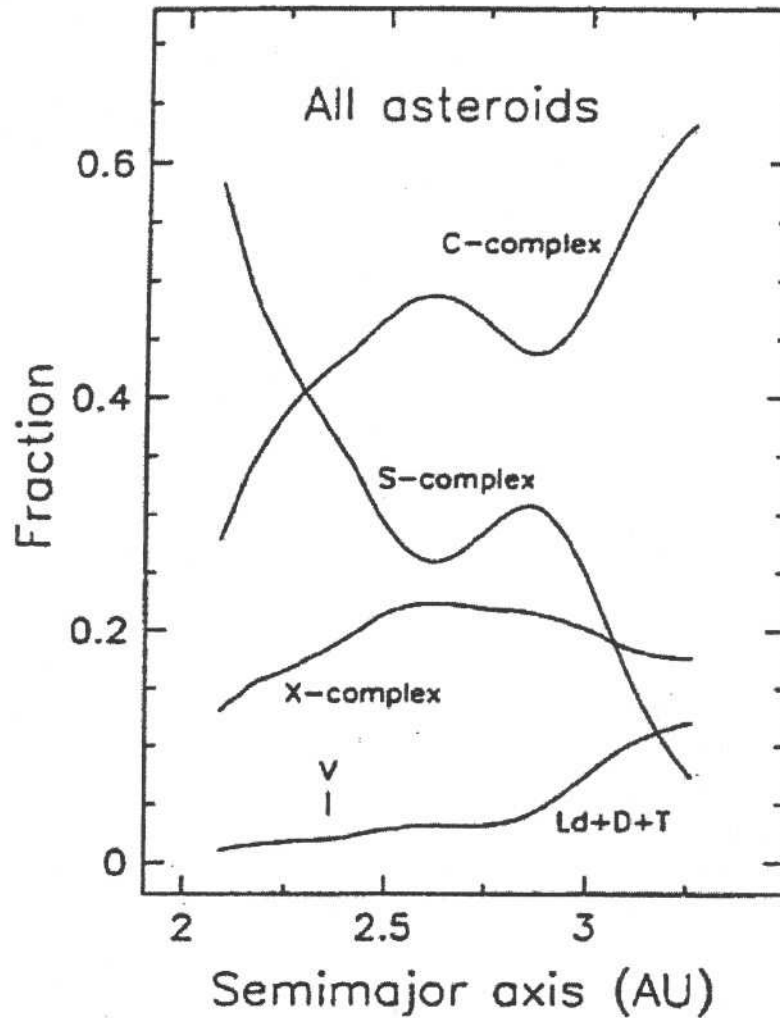


Figura 4.3: Distribuição relativa dos complexos S, X, C e das classes V, Ld+D+T (Bus 1999).

centrados na parte interna do cinturão, ao contrário do que acontecia com os do tipo C, que eram mais abundantes na parte intermediária do mesmo e dos objetos do tipo P e D cuja maior concentração estava na parte externa. Dessa forma, Bell separou as classes de Tholen em três grandes grupos, ou “super-classes” de acordo com o suposto grau de aquecimento que seus objetos teriam sofrido supondo um gradiente térmico.

Como pode ser visto na figura 4.4, no primeiro grupo, ocupando toda a região após 3,4 U.A., estariam os objetos tidos como primitivos, que sofreram pouco ou nenhum aque-



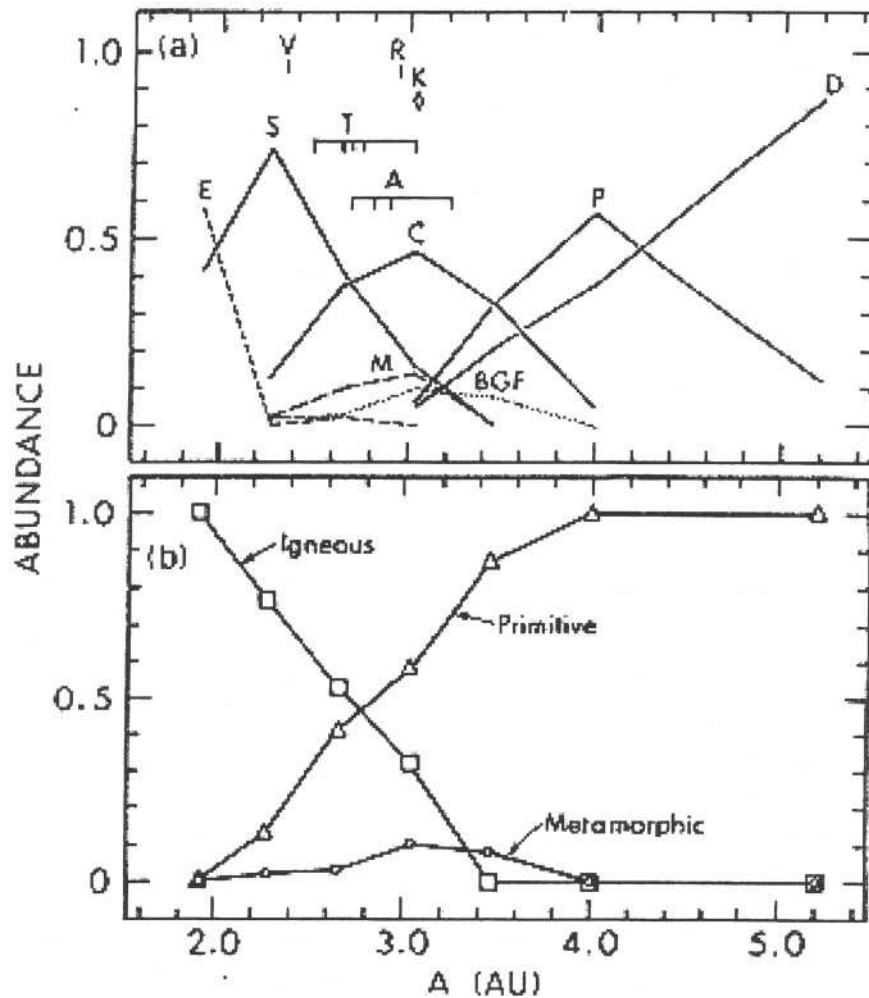


Figura 4.4: (a) Distribuição dos tipos taxonômicos de Tholen acrescidos da classe K de Bell (1988) no cinturão principal. (b) Distribuição das superclasses de Bell (1986) no cinturão principal (Bell et al. 1989).

te através do arrasto advindo da presença de gás no disco proto-planetário, atualmente discutem-se mecanismos que seriam capazes de alterar o semi-eixo após a dissipação do gás, como o efeito Yarkovsky, o cruzamento de ressonâncias de altas ordens, migração planetária, etc. Nesse sentido, usando um modelo de Wetherill (1992), Petit e colaboradores (2001) propuseram que a presença de embriões de alta massa durante a formação do Sistema Solar poderia causar uma mistura significativa de asteróides em semi-eixo.

## 4.2 Revisando a distribuição das classes taxonômicas

Com o objetivo de reestudar o problema da distribuição taxonômica ao longo do cinturão, decidimos analisar esta distribuição, sob uma correção eficiente das tendências observacionais. Isto principalmente em vista do fato de que dispomos de um conjunto muito maior de objetos classificados (1980 asteróides), bem como de um conjunto maior de asteróides numerados.

Neste trabalho, a menos que seja explicitado de outra forma, todas as análises foram feitas com objetos na faixa de semi-eixo de 2,064 até 3,276 U.A., isto é, o Cinturão Principal, e cujas magnitudes absolutas fossem menores do que 13.

### 4.2.1 As campanhas S3OS2 e SMASSII

Dos 1980 objetos utilizados neste trabalho, 734 pertencem ao S3OS2: *Small Solar System Objects Spectroscopic Survey* (Lazzaro et al. 2001) obtidos dentro do acordo ON/ESO. Estes espectros vêm sendo obtidos desde 1996 no telescópio de 1,52m do ESO e cobrem a faixa espectral de 0,5 a 0,92  $\mu\text{m}$ . A distribuição espacial global do S3OS2 abrange a faixa de 1,5 a 5,2 U.A. em semi-eixo maior, de 0 a 0,55 em excentricidade e de aproximadamente  $0^\circ$  até  $40^\circ$  em inclinação. No que se refere ao tamanho dos objetos, os diâmetros vão de 2km para objetos observados na parte mais interna do cinturão até o maior objeto, 1 Ceres, com 848 km. A maior parte dos asteróides observados possui, entretanto, diâmetros entre 15 e 80 km.

Os demais objetos utilizados no presente trabalho pertencem ao SMASSII: *Second Phase of the Small Main-belt Asteroids Spectroscopic Survey* (Binzel e colaboradores, 2001) e cobrem a faixa espectral de 0,44 a 0,92  $\mu\text{m}$ . Esta campanha foi iniciada em 1990 no MIT (Michigan Institute of Technology) com o objetivo de obter espectros CCD para um número substancial de objetos pequenos ( $D < 20\text{km}$  em geral).

Ambas as campanhas fizeram um mapeamento relativamente tendencioso do cinturão. O S3OS2 concentrou-se principalmente em algumas das grandes famílias e grupos dinâmicos tais como as famílias de Themis, Eunomia, Flora, os grupos de Hungaria e Phocaea, além da região onde se encontra o asteróide Magnya. Já o SMASSII concentrou-se na

região de 2,2 a 2,75 U.A. devido à intenção de bem amostrar as pequenas famílias dinâmicas existentes nesta região. É importante notar que, as tendências dos dois mapeamentos são, de certa forma, complementares e o seu uso em conjunto, além de aumentar a estatística dos objetos no cinturão como um todo, também minimiza os efeitos de tendências em algumas regiões do mesmo.

Todos os espectros do S3OS2 foram classificados segundo o algoritmo descrito por Bus (1999) para classificação espectral. Alguns dos objetos foram observados por ambas as campanhas e, dadas a relativa subjetividade do método e as pequenas variações que podem ocorrer no espectro de um asteroide (pequenas variações advindas do instrumental utilizado ou da própria superfície do objeto - vide o capítulo anterior), por vezes nos deparamos com uma pequena divergência entre as classificações. Nestes casos optamos pela classificação obtida no S3OS2. Ressaltamos que estas pequenas diferenças não são suficientes para alterar os resultados deste trabalho, pois utilizamos sempre os “complexos” taxonômicos de Bus ao invés de classes individuais. Desta forma, a menos que um objeto tenha classes taxonômicas completamente distintas e incompatíveis segundo as duas classificações, qualquer que seja a divergência encontrada, o objeto fará parte de um mesmo complexo.

#### 4.2.2 A correção das tendências observacionais

Dentre os principais fatores passíveis de afetar de modo tendencioso um mapeamento observacional, temos, em primeiro lugar, a própria incompleteza do conjunto de asteroides numerados. Segundo Jedicke e Metcalfe (1998), a incompleteza do cinturão principal começa a magnitudes absolutas  $H$  maiores que 12,75 na parte interna do cinturão (de 2,0 a 2,6 U.A.), a  $H = 12,25$  na parte intermediária (de 2,6 a 3,0 U.A.) e  $H=11,75$  na parte mais externa do cinturão (de 3,0 a 3,5 U.A.). Neste estudo fizemos uma restrição em magnitudes e utilizamos apenas objetos com  $H < 13$ . Não foram feitas correções correspondentes à incompleteza do catálogo de objetos numerados, já que a incompleteza do conjunto de asteroides numerados é provavelmente equivalente à dos asteroides classificados. Esta afirmação toma por base uma tentativa de correção feita por Bus (1999) que fez uma extrapolação dos número de asteroides para as magnitudes onde o catálogo era incompleto baseado em um fator de correção determinado pelo *Palomar-Leiden Survey* (PLS) (van

Houten et al. 1970). Para semi-eixos maiores que 2,5 U.A., Bus não conseguiu valores satisfatórios para o fator de correção, e teve que fazer estimativas do mesmo. Nossos valores, calculados como descrito nas próximas seções e apresentados na tabela 4.1, são muito próximos aos estimados por Bus para as mesmas regiões, ainda que não tenhamos realizado a extrapolação no conjunto de asteróides numerados.

Procuramos corrigir outros fatores de tendências, advindos principalmente, de observações em regiões específicas do Cinturão. Para realizar tal correção, utilizamos a população de 22.248 objetos numerados até maio de 2001 (Bowell, T. <ftp://ftp.lowell.edu/pub/elgb/astorb.html>), na mesma faixa de semi-eixo e magnitude citados. Tomando por base os trabalhos realizados por Zellner (1979) e Bus (1999), dividimos o cinturão principal em diversas zonas, definidas tanto em semi-eixo quanto em magnitude. Para as magnitudes, tomamos faixas de meia-magnitude desde  $H=3.0$  até  $H<13$ . O semi-eixo, foi inicialmente dividido de acordo com a localização das ressonâncias de movimento médio 3:1 e 5:2. Esta primeira tentativa de correção de tendências mostrou que apenas a divisão do cinturão nas regiões de ressonâncias não era suficiente para produzir uma correção efetiva. Após alguns testes, escolhemos 2,7 U.A. e 3,08 U.A. para representarem outras duas linhas divisórias do cinturão em semi-eixo. Estes valores foram os que nos forneceram a melhor correção das tendências com o método utilizado. As diversas regiões  $(a, H)$  podem ser vistas na tabela 4.1.

Para cada região  $(a, H)$ , definimos um fator de correção de tendências,  $f(a, H)$ , dado pela razão entre o número de asteróides numerados e o de asteróides classificados na mesma região. Assim, para cada asteróide  $A$  em uma dada região e com uma certa classe espectral, existem outros  $f-1$  objetos na mesma região  $(a, H)$  e com a mesma classe espectral de  $A$ . A fim de evitar o acúmulo artificial de objetos em um mesmo ponto, decidimos distribuir os  $f - 1$  objetos de modo normal em torno do semi-eixo do objeto  $A$  com um desvio  $\sigma$  segundo a expressão:

$$\sigma = \begin{cases} 0,008 \times f & \text{se } 0,008 \times f \leq \frac{1}{6}\Delta a \\ \frac{1}{6}\Delta a & \text{caso contrário.} \end{cases}$$

O fator multiplicativo 0,008 e a fração  $\frac{1}{6}$  foram escolhidos de modo a minimizar os efeitos dos fatores de correção  $f(a,H)$  muito grandes devido à baixa concentração de asteróides classificados em algumas das regiões, espalhando os  $f - 1$  objetos por uma faixa

Tabela 4.1: Para cada faixa de semi-eixo maior e magnitude, a primeira coluna representa a quantidade de asteroídes numerados, a segunda coluna o número de asteroídes classificados a partir do seu espectro e a terceira o fator de correção  $f(a, H)$ .

*	$2.064 \leq a < 2.50$	$2.50 \leq a < 2.70$	$2.70 \leq a < 2.823$	$2.823 \leq a < 2.956$	$2.956 \leq a < 3.08$	$3.08 \leq a < 3.276$
$3.0 \leq H < 03.5$	1	1	1	-	-	-
$3.5 \leq H < 04.0$	-	-	-	-	-	-
$4.0 \leq H < 04.5$	-	-	1	-	-	-
$4.5 \leq H < 05.0$	-	-	-	-	-	-
$5.0 \leq H < 05.5$	-	2	1	-	-	1
$5.5 \leq H < 06.0$	2	1	1	2	1	-
$6.0 \leq H < 06.5$	2	1	1	1	-	2
$6.5 \leq H < 07.0$	3	1	1	1	1	4
$7.0 \leq H < 07.5$	9	1	1	4	3	7
$7.5 \leq H < 08.0$	9	1.12	15	3	11	14
$8.0 \leq H < 08.5$	5	1.25	18	5	6	31
$8.5 \leq H < 09.0$	18	1.20	21	6	12	26
$9.0 \leq H < 09.5$	13	1.18	25	16	20	49
$9.5 \leq H < 10.0$	11	1.22	19	23	33	64
$10.0 \leq H < 10.5$	20	1.17	32	19	37	81
$10.5 \leq H < 11.0$	29	1.23	43	35	64	119
$11.0 \leq H < 11.5$	35	1.23	71	37	137	193
$11.5 \leq H < 12.0$	88	2.00	165	83	180	292
$12.0 \leq H < 12.5$	186	2.48	327	132	238	417
$12.5 \leq H < 13.0$	450	4.54	509	175	329	545

maior em semi-eixo. Da mesma forma, quando os fatores de correção são pequenos, da forma como foi definido o  $\sigma$ , os objetos serão tanto menos espalhados em semi-eixo quanto menores forem os fatores  $f$ . Exemplificando, dado que a base dos retângulos dos histogramas construídos medem 0,025 U.A. e o menor dos intervalos de semi-eixo é de 0,123 U.A., se  $f=1$ , isto significa que todos os objetos na região em questão foram observados, convindo mantê-los todos em suas localizações originais. Desta forma, como  $\sigma$  é igual a  $0,008(0,008 \times 1)$ , e como supomos uma distribuição normal, temos 98% dos objetos no intervalo  $(-3 \times \sigma, 3 \times \sigma)$ , de comprimento 0,24 U.A. que é menor que a base do retângulo: 0,25 U.A., garantindo que estes objetos não serão espalhados indevidamente. Da mesma forma, se o fator  $f$  for muito grande, limitando  $\sigma$  em, no máximo  $\frac{1}{6}$  do intervalo de semi-eixo no qual se está calculando o fator de correção ( $\Delta a$ ), fazemos com que os objetos não sejam demasiadamente espalhados para regiões com fatores de correção distintos.

O resultado da correção aplicada pode ser visto comparando as figuras 4.5 e 4.6. Na primeira está representada a população de asteróides classificados contra a de asteróides numerados antes da correção, e na segunda encontram-se as mesmas populações após a correção. Podemos notar que a correção foi apropriada, e as grandes diferenças, principalmente na parte externa do cinturão, causadas por uma baixa amostragem de certas regiões, praticamente desapareceram.

### 4.2.3 O “novo” Cinturão Principal

Daqui por diante os termos interno, intermediário e externo do cinturão, serão referentes respectivamente às regiões entre as ressonâncias 4:1 e 3:1 (de 2,064 a 2,5 U.A.), 3:1 e 5:2 (de 2,5 a 2,823 U.A.), e 5:2 e 2:1 (de 2,823 a 3,276 U.A.). Vale notar que esta denominação é diferente da de Jedicke e Metcalfe (1998) citada na seção anterior.

Toda a discussão a seguir estará centrada nos principais tipos taxonômicos: S, C e X. Os demais tipos não são suficientemente numerosos na faixa de semi-eixo considerada e, portanto, ao serem analisados, nos levariam a uma “estatística de pequenos números”. Por esta mesma razão, e para que a visualização das diferenças entre as abundâncias dos complexos se faça de modo mais claro, daqui por diante todos os gráficos serão apresentados de tal modo que o total dos complexos perfaz 100%.



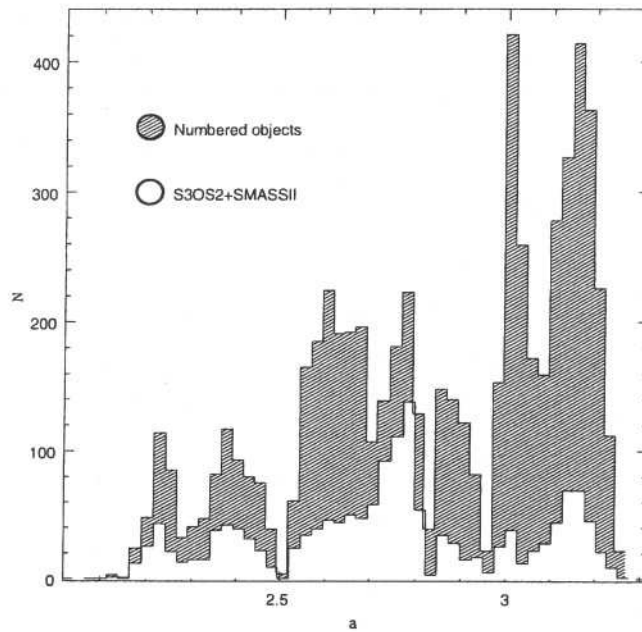


Figura 4.5: *Histograma representativo dos 1.748 objetos do S3OS2 e SMASSII contra 6.337 asteróides numerados na mesma faixa de semi-eixo antes da correção das tendências observacionais. “N” é o número de objetos e “a” é o semi-eixo maior em unidades astronômicas.*

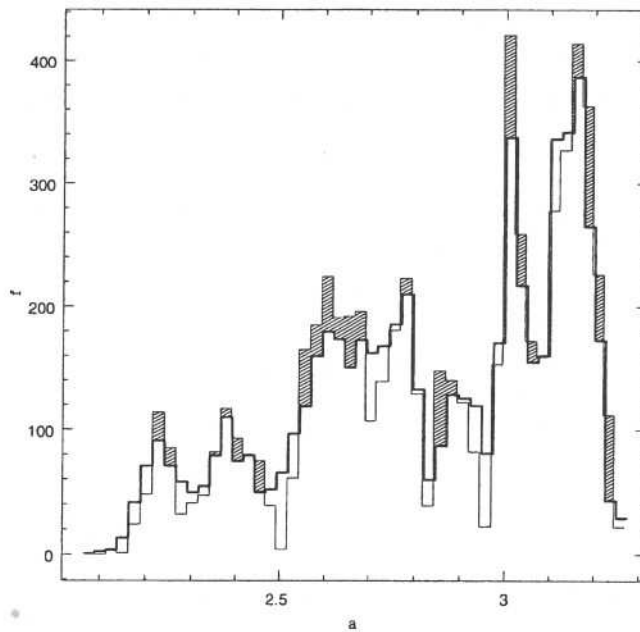


Figura 4.6: *Como na figura 4.5, após aplicação do fator de correção das tendências observacionais como descrito no texto.*

### Distribuição heliocêntrica

Uma vez feita a correção das tendências observacionais, nosso objetivo é analisar como as classes taxonômicas se distribuem ao longo do semi-eixo maior. Neste sentido, a figura 4.7 representa a distribuição de frequência dos asteróides classificados antes de aplicar a correção, enquanto que na figura 4.8 pode-se ver sua distribuição após a correção das tendências observacionais. Podemos observar que a correção, como esperado, causa um decréscimo na abundância de objetos nas partes interna e intermediária do cinturão e um acréscimo na parte externa. Note-se que foi utilizado um tipo de linha diferente para cada complexo taxonômico para melhor acompanhamento visual das distribuições. O mesmo padrão é mantido em todos os demais histogramas apresentados neste capítulo.

Para verificar a distribuição de cada complexo em relação aos demais, observamos a distribuição relativa dos complexos, dividindo, para cada complexo, o número de objetos no complexo em cada intervalo de 0,025 U.A. pelo número total de objetos no mesmo intervalo. O gráfico da distribuição relativa dos complexos pode ser visto na figura 4.9. Desta distribuição retiramos que, em contraste com os trabalhos anteriores de Gradie e Tedesco, Chapman e Bell, (vide figuras 4.1, 4.2, 4.4) a classe taxonômica S aparenta ser a mais abundante em todo o cinturão de asteróides, atingindo desde porcentagens próximas a 95% no cinturão interno até 80% no início do externo. Já a classe C apresenta sua distribuição mais concentrada na parte externa do cinturão, a partir de 3,05 U.A., chegando a representar 70% dos asteróides desta região. Apresenta ainda dois picos, nas partes interna e intermediária do cinturão, um imediatamente antes da ressonância 3:1 e o outro em 2,75 U.A. A distribuição desta classe é mais próxima da distribuição do tipo C de Gradie e Tedesco. Finalmente, o complexo X é o menos abundante em todo o cinturão, apresentando uma distribuição quase constante até 2,9 U.A., então representando cerca de 20% do total, com um pico em torno de 3,0 U.A. com 60%, e voltando em seguida a um comportamento constante de cerca de 30% do total.

Uma comparação direta com a distribuição apresentada por Bus, (figura 4.3), só pode ser feita se, como este, limitarmos o diâmetro mínimo dos objetos em 20km. Fazendo esta limitação em diâmetros, estamos, por um lado, evitando a tendência a observar preferencialmente os asteróides mais brilhantes que estão a distâncias heliocêntricas maiores,

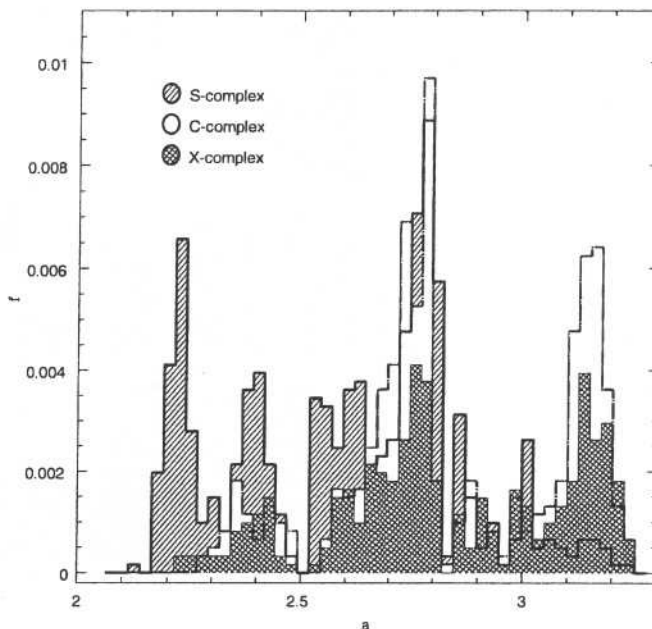


Figura 4.7: Histograma de frequências representativo da distribuição em semi-eixo maior dos três grandes complexos taxonômicos como definidos por Bus(1999) antes da correção pelo fator  $f$ .

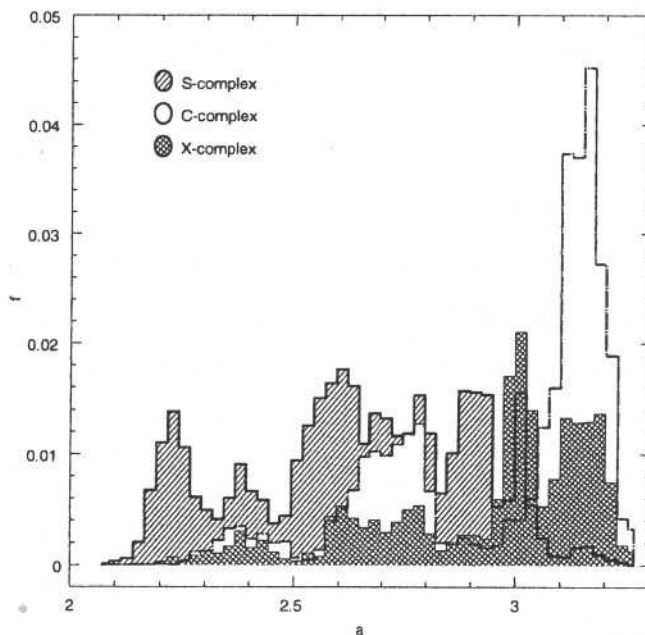


Figura 4.8: Como na figura 4.7, mas após a correção das tendências.

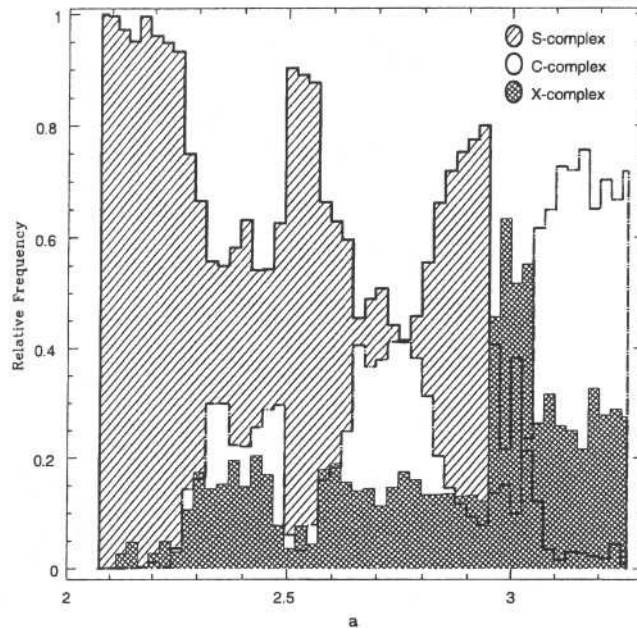


Figura 4.9: Histograma representativo da distribuição relativa dos complexos taxonômicos em semi-eixo maior. Para cada faixa do histograma, a quantidade de objetos de cada complexo é dividida pelo número total de objetos na mesma faixa.

mas, por outro lado, imbutimos um erro na distribuição ao estimar o diâmetro da maior parte dos asteróides. É importante lembrar que a maior parte dos asteróides pequenos não tem seu diâmetro calculado pelo IRAS. A forma comumente utilizada para estimá-lo é através do albedo médio da classe à qual o asteróide pertence utilizando a relação  $\log D = 3,12 - 0,5 \log A - 0,2H$ , onde  $D$  é o diâmetro em quilômetros,  $A$  o albedo utilizado e  $H$  a magnitude absoluta do objeto. O problema é que, para a maioria das classes espectrais há variações muito grandes de albedos entre os asteróides e o albedo médio pode ser afetado por valores extremos do albedo de uns poucos objetos. A título de exemplo podemos citar que, segundo Bus (1999), o albedo mínimo da classe S é 0,02 e o máximo é 0,44, o que fornece, respectivamente diâmetros entre 23km e 5km a uma magnitude absoluta igual a 13. O albedo médio aqui utilizado foi de 0,22.

Experimentamos fazer a análise anterior segundo a proposta de Bus (1999), isto é, eliminando do conjunto inicial a ser corrigido de tendências todos os asteróides com diâmetros menores que 20km (diâmetro IRAS ou diâmetro calculado pelo albedo médio da classe).

A figura 4.10 representa o resultado. Vemos um aumento na abundância do complexo C, principalmente nas partes interna e intermediária do cinturão, e esta classe passa a ter uma distribuição quase constante desde 2,2 até 2,8 U.A., representando até 65% dos asteróides nestas zonas. Já a classe S sofre um decréscimo significativo, com respeito à distribuição observada na figura 4.9, mas continua presente até parte do cinturão externo, chegando a representar 50% dos asteróides localizados a 3,0 U.A. A classe X mantém seu comportamento constante como antes, agora com o pico próximo a 3,0 U.A. bastante suavizado.

A distribuição dos complexos apresentou-se, na nossa análise, significativamente diferente daquela apresentada por Bus (figura 4.3). Este comportamento pode ser explicado pela maior quantidade de objetos agora analisados e também por diferenças no método de correção das tendências, principalmente no que se refere à divisão das regiões. A realização de testes com a correção usada por Bus nos mostrou que a mesma não era eficiente em diversas regiões do cinturão, gerando valores irrealis para o fator de correção  $f$ .

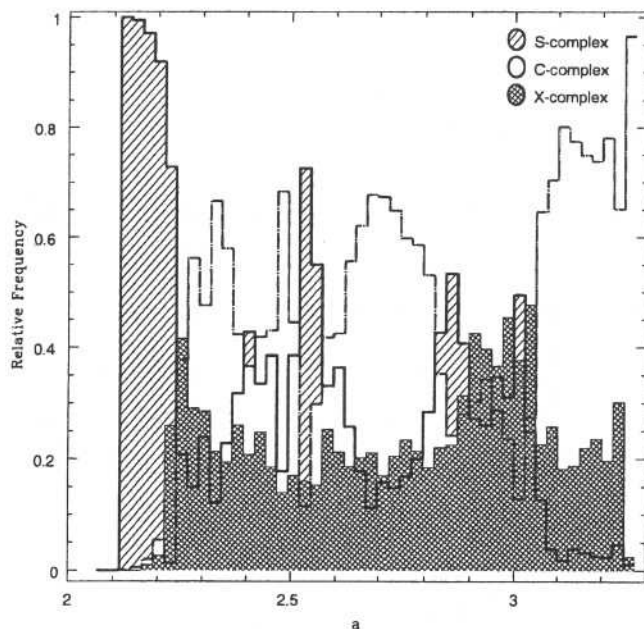


Figura 4.10: Como na figura 4.9, mas apenas para objetos com diâmetro maior que 20km.

Ainda que em menores proporções, mesmo fazendo uma limitação em diâmetros (to-

mando apenas asteróides maiores que 20km) temos uma representação do cinturão de asteróides que é diferente daquelas de trabalhos anteriores - mesmo o recente trabalho de Bus (1999). Isto se deve, em grande parte, ao grande número de objetos utilizados na análise, principalmente aqueles que estão localizados na parte mais externa do cinturão, que foi bem coberta pelo S3OS2. O que é mais importante nesta nova distribuição das classes no cinturão é a abundância da classe S, que passa a representar uma parte significativa da população de asteróides a grandes distâncias heliocêntricas. Em trabalhos anteriores notava-se uma queda muito acentuada na abundância desta classe logo após 2,3 U.A., sendo esta classe então associada com frequência à diferenciação. Nosso trabalho mostra que os asteróides S também se formaram (ou foram transportados) a grandes distâncias do Sol. Tal fato, aliado ao já citado trabalho de Gaffey e colaboradores (1993a) e aos novos resultados de Burbine (2000), que apontam para diversos meteoritos condritos ordinários como análogos para grande parte da amostra de asteróides S, sugerem que o cenário proposto por Bell e colaboradores (1989), ou seja, a Big Picture, não se sustenta. Em resumo, a partir dos resultados anteriores e dos aqui apresentados, não é mais possível associar a classe S a uma única idéia de diferenciação ou não-diferenciação.

#### Distribuição espacial

A fim de verificar se a distribuição espacial seguia os mesmos padrões da distribuição heliocêntrica, dividimos a amostra inicial em dois grupos. O primeiro foi denominado Alto Cinturão Principal (ACP daqui por diante) sendo composto por objetos com excentricidades,  $e$ , maiores ou iguais a 0.15 ou inclinações,  $i$  maiores ou iguais a 15. Este grupo contém 58% do total de objetos da amostra. O segundo grupo foi denominado de Baixo Cinturão Principal (ou BCP) sendo composto pelo restante dos objetos.

As figuras 4.11 e 4.12 mostram as distribuições relativas dos complexos S, C e X respectivamente para o ACP e para o BCP. Não foram feitas restrições de diâmetro dos objetos neste ponto do trabalho. Podemos observar a grande diferença entre as duas distribuições. No BCP há uma maior abundância dos tipos S, muito similar a quando consideramos ambos o ACP e BCP juntos. Já no ACP a queda desta classe é extremamente acentuada, assimilando-se àquela vista nos trabalhos de Gradie e, principalmente, de Chapman (figuras 4.1 e 4.2). Já os asteróides da classe C e da classe X curiosamente



apresentam um comportamento inverso, com suas abundâncias no ACP muito semelhantes às mesmas da distribuição total (figura 4.9).

Visando testar se o comportamento destas distribuições é influenciado por algum tipo de tendência em albedo, refizemos a análise para os objetos com diâmetro maior que 20km, obtendo resultados muito semelhantes aos acima descritos para a classe S. Os asteróides tipo S são mais abundantes no BCP, chegando a representar 80% do total em 3,0 U.A. Isto significa que a maior concentração dos tipo S no baixo cinturão não é apenas um efeito proveniente da grande concentração de pequenos objetos (porém mais brilhantes e mais observados do que os de mesmo tamanho e mais escuros, como os tipos C ou X) desta classe nessa região. Nas figuras 4.13 e 4.14 encontram-se as distribuições relativas respectivamente no ACP e BCP para os objetos com diâmetros maiores que 20km. A classe C aparece agora em maior quantidade na parte interna do ACP, com uma distribuição que se assemelha à da figura 4.10, assim como acontece também com a classe X. Isto reforça a tendência observada anteriormente, da distribuição total do asteróides S estar bem reproduzida no BCP, enquanto que a dos tipos C e X no ACP.

Uma vez obtidas distribuições espaciais semelhantes entre a amostra com e sem asteróides pequenos, poderíamos pensar que grandes acúmulos de uma classe em dada região do espaço (no caso, no ACP ou no BCP) poderiam estar direta ou indiretamente relacionados à presença de grandes famílias de asteróides, aí acarretando um acúmulo "artificial" de certa(s) classe(s) espectral(is). Dado que uma família representa o resultado da quebra de um corpo progenitor de maiores dimensões, podemos nos questionar acerca de qual seria a distribuição das classes se as colisões que originaram as grandes famílias não houvessem ocorrido. Refizemos assim, uma vez mais, toda a análise, desta vez retirando tanto da amostra total de asteróides classificados, quanto do conjunto de objetos numerados todos os objetos neles presentes que pertencessem às famílias de Eos, Eunomia, Flora, Koronis e Themis. Foram deixados apenas os objetos espectroscopicamente incompatíveis com os demais objetos das famílias, bem como o asteróide tido como progenitor da mesma, em geral o maior objeto da família. Todos os fatores de tendências foram recalculados e a correção foi refeita. Os resultados são apresentados nas figuras 4.15 e 4.16 que contêm as distribuições relativas dos complexos para o ACP e BCP, respectivamente. Uma vez mais observamos a mesma tendência para todos os complexos: os asteróides S se distribuem a

maiores distâncias no BCP do que no ACP, os tipos C são mais abundantes no ACP. A única diferença mais significativa foi um acréscimo de 25% na abundância de objetos do tipo X a 3,0 U.A. no BCP com respeito à distribuição deste mesmo tipo quando consideramos todos os objetos das famílias. Isto é devido à pouca quantidade de objetos nesta região que, antes da retirada das famílias, era povoada pela família de Eos, composta preferencialmente por objetos do complexo S.

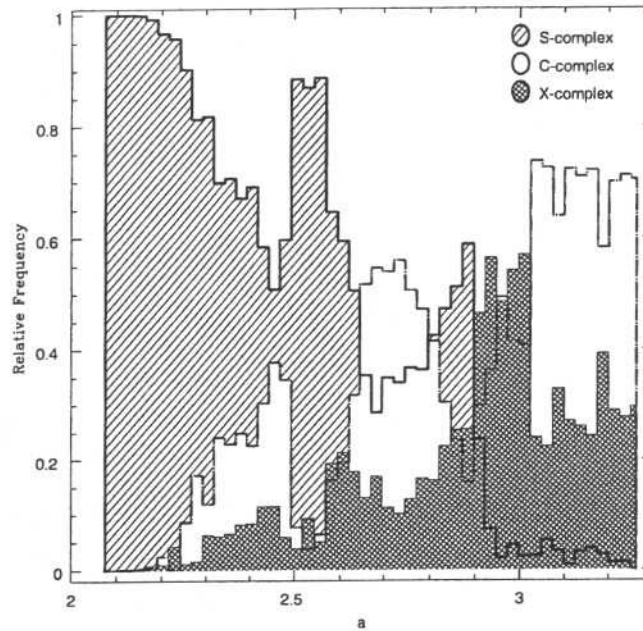


Figura 4.11: Histograma mostrando a distribuição relativa dos complexos com objetos cujas excentricidades são maiores ou iguais a 0,15 ou cujas inclinações são maiores que 15 (ACP).

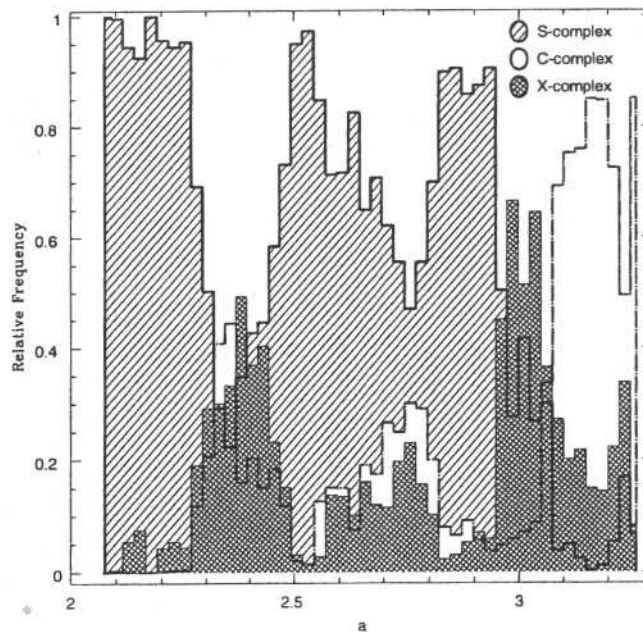


Figura 4.12: Como na figura 4.11, para o restante dos objetos (BCP)

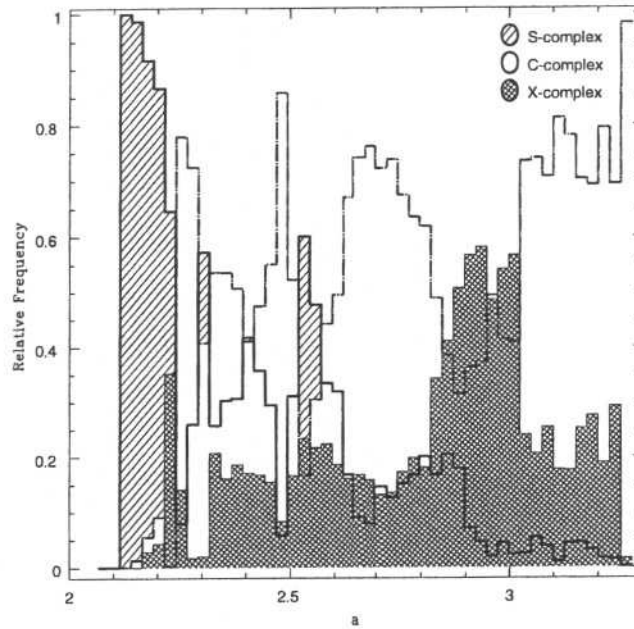


Figura 4.13: Histograma mostrando a distribuição relativa dos complexos no ACP para objetos com diâmetros maiores do que 20km.

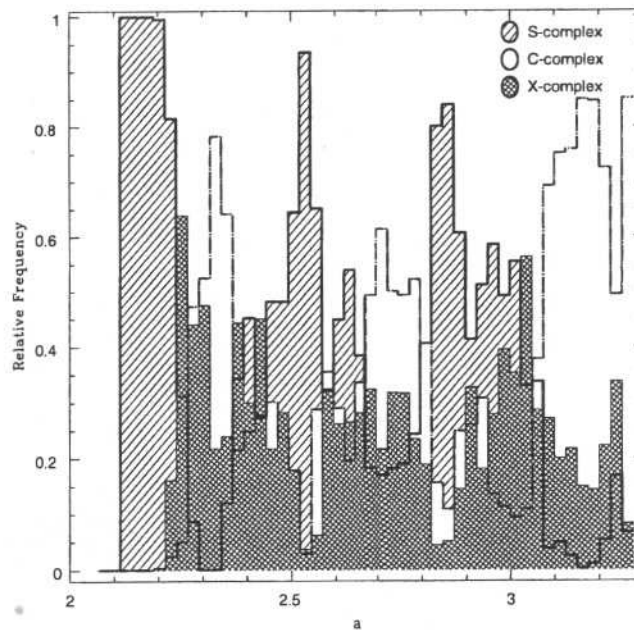


Figura 4.14: Como na figura 4.13, para os objetos no BCP.

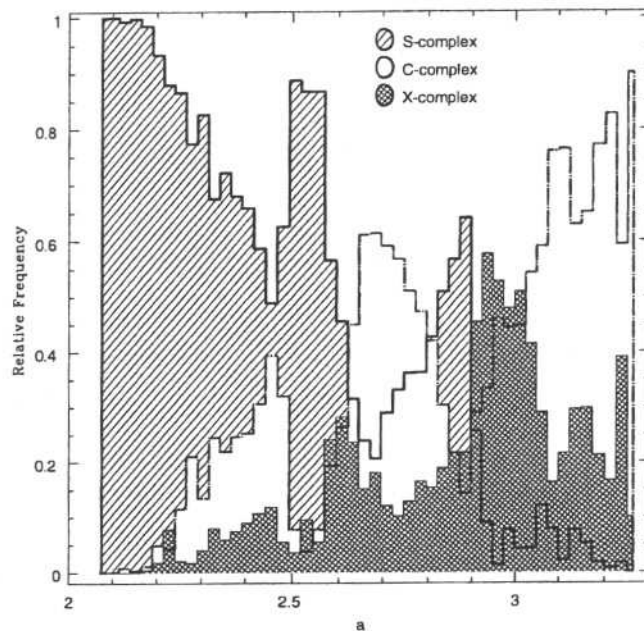


Figura 4.15: Histograma mostrando a distribuição relativa dos complexos no ACP após a retirada dos objetos das famílias de Eos, Eunomia, Flora, Koronis e Themis.

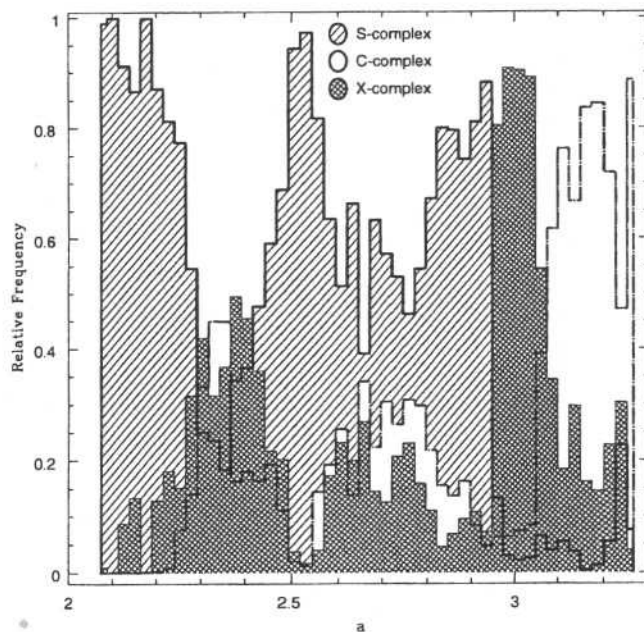


Figura 4.16: Como na figura 4.15, para o BCP.

## Capítulo 5

# Perspectivas Futuras

Neste trabalho procuramos tratar o problema da caracterização mineralógica do cinturão de asteróides através de vários estudos independentes, sob diversos pontos de vista. Pretendemos dar continuidade a este trabalho, abordando com maior detalhe alguns pontos em cada um dos tópicos aqui discutidos visando uma melhor caracterização do cinturão.

Com relação ao estudo das variações na superfície de um asteróide ao longo de um período de rotação, entendemos que observações no visível impõem limitações na interpretação mineralógica. Podemos dizer, em alguns casos, se existem ou não variações. Em outros, é muito difícil separar o que é uma variação real de uma variação causada por fatores externos ao objeto, como fatores instrumentais ou atmosféricos. Neste sentido, pretendemos aproveitar a experiência adquirida para aprimorarmos o processo de obtenção dos dados no visível, procurando corrigir possíveis efeitos “externos” que possam vir a interferir na análise do espectro rotacional. É nossa intenção também iniciar um programa de observação no infra-vermelho próximo de asteróides de tipo S. Desta forma poderemos caracterizar mineralogicamente objetos desta classe, preferencialmente aqueles que se encontram em localizações favoráveis ao transporte de meteoritos à Terra. Poderemos também procurar por correlações entre o espectro no NIR e o espectro no visível a fim de podermos inferir a mineralogia de um objeto apenas através de seu espectro no visível.

Continuaremos também o estudo das famílias de asteróides. Analisaremos, mais especificamente, o problema dos asteróides intrusos. Com a grande base de dados espectroscópicos de que dispomos nos sentimos estimulados a abordar o problema da seleção



dos membros “verdadeiros” de famílias, ou seja, aqueles provenientes da quebra de um mesmo asteróide-progenitor.

Com respeito à distribuição das classes taxonômicas no cinturão, procuraremos nos aprofundar no estudo da distribuição mineralógica. Pretendemos focalizar os asteróides de tipo S e sua problemática realizando comparações entre os espectros do S3OS2 e os de meteoritos obtidos em laboratório. Isto com o intuito de estabelecer correlações entre asteróides em localizações específicas do cinturão e meteoritos. Procuraremos por regiões de maior densidade de objetos com uma certa mineralogia e esperamos encontrar concentrações proporcionalmente maiores de análogos a meteoritos condritos ordinários próximo a ressonâncias do que em outras regiões do cinturão. Vale lembrar que grande parte dos asteróides classificados como S(IV) por Gaffey et al. (1993) está concentrada próxima à ressonância 3:1, em 2,5 U.A.

Finalizando, gostaríamos de ressaltar que todos os estudos aqui apresentados e os que pretendemos ainda realizar, têm como objetivo um melhor entendimento da composição dos asteróides e dos processos térmicos, colisionais e dinâmicos pelos quais estes corpos menores do Sistema Solar evoluíram desde sua formação até o presente.

## Referências Bibliográficas

- Arnold, J.R. 1969. Asteroid families and "jet streams". *Astron. J.* **74**, 1235-1242.
- Barucci, M.A., Capria, M.T., Corradini, A., Fulchignoni, M. 1987. Classification of asteroids using G-mode analysis. *Icarus* **72**, 304-324.
- Beaugè, C., Roig, F. 2001. A semianalytical model for the motion of the Trojan asteroids: proper elements and families. *Icarus* **153**, 391-415 .
- Bell, J.F., 1986. Mineralogical evolution of meteorite parent bodies. *Lunar and Planet. Sci.* **XVII**, 985-986 (abstract).
- Bell, J.F., 1988. A probable asteroidal parent body for the CV or CO chondrites. *Meteoritics* **23**, 256-257 (abstract).
- Bell, J.F., D.R. Davis, W.K. Hartmann, M.J. Gaffey, 1989. Asteroids: the big picture. In *Asteroids II* (R.P.Binzel, T. Gehrels and M.S.Matthews, Eds.), pp. 921-945. Univ. of Arizona Press, Tucson, Arizona.
- Bendjoya, Ph., Slezak, E., Froeschlé, Cl. 1991, The wavelet transform: a new tool for asteroid family determination. *Astron. Astrophys.* **251**, 312-330.
- Bendjoya, Ph., Cellino, A., Froeschlé, Cl., Zappalà, V. 1993. Asteroid dynamical families: a reliability test for two identification methods. *Astron. Astrophys.* **272**, 651-670.
- Binzel, R.P., Xu, S. 1993. Chips of asteroid 4 Vesta: evidence for the parent body of basaltic achondrite meteorites. *Science* **260**, 186-191.

- Binzel, R.P., Xu, S., Bus, S.J. 1993. Spectral variations within the Koronis family: possible implications for the surface colors of asteroid 243 Ida. *Icarus* **106**, 608-611.
- Binzel, R.P., Bus, S.J., Burbine, T.H.Jr., Rivkin, A.S. 2001. Announcing the availability of the MIT SMASS and SMASSIR data sets (resumo). *Asteroids 2001: from Piazzi to the 3<sup>rd</sup> millennium*. pp. 155-156. Palermo, Italy.
- Bowell, E., Chapman, C.R., Gradie, J.C., Morrisson, D., Zellner, B., 1978. Taxonomy of asteroids. *Icarus* **35** 313-335.
- Bowell, E., Lumme, K. 1979. Colorimetry and magnitudes of asteroids. In *Asteroids*. (T. Gehrels, Ed.), pp. 132-169. Univ. of Arizona Press, Tucson, Arizona.
- Bobrovnikoff, N.T. 1929. The spectra of minor planets. *Lick Obs. Bull.* **14**, 18-27.
- Brower, D. 1951. Secular variations of the orbital elements of minor planets. *Astron. J.* **56**, 9-32.
- Burbine, T.H., Gaffey, M.J., Bell, J.F. 1992. S-asteroids 387 Aquitania and 980 Anacostia: Possible fragments of the breakup of a spinel-bearing parent body with CO3/CV3 affinities. *Meteoritics* **27**, 424-434.
- Burbine, T.H., Meibom, A., Binzel, R.P. 1996. Mantle material in the main belt: Battered to bits? *Meteoritics Planet. Sci.* **31**, 607-620.
- Burbine, T.H.Jr. 2000. *Forging asteroid-meteorite relationships through reflectance spectroscopy*. PhD Dissertation. Massachusetts Institute of Technology.
- Bus, B. 1999. *Compositional structure in the asteroid belt: results of a spectroscopic survey*. PhD Dissertation. Massachusetts Institute of Technology.
- Carpino, M., Gonczi, R., Farinella, P., Froeschlè, Ch., Froeschlè, Cl., Paolicchi, P., Zappalà, V. 1986. The accuracy of proper orbital elements and

- the properties of asteroid families - Comparison with the linear *Icarus* **68**, 55-76.
- Carusi, A., Massaro, E. 1978. Statistics and mapping of asteroid concentrations in the proper elements' space. *Astron. Astrophys. Suppl.* **34**, 81-90.
- Carvano, J.M., Lazzaro, D., Mothé-Diniz, T., Angeli, C.A., Florczak, M. 2001. Spectroscopic survey of the Hungaria and Phocaea dynamical groups. *Icarus* **149**, 173-189.
- Cellino, A. Zappalà, V., Doressoundiram, A., Di Martino, M., Bendjoya, P., Dotto, E., Migliorini, F. 2001. The puzzling case of the Nysa-Polana family. *Icarus*, no prelo.
- Cellino, A. Bus, S. J., Doressoundiram, A., Lazzaro, D. 2002. Spectroscopic properties of asteroid families. In *Asteroids III* (R.P. Binzel, A. Cellino, B. Botke, Eds.) Univ. of Arizona Press, Tucson, Arizona (no prelo).
- Chapman, C.R., 1976. Asteroids as meteorite parent bodies: The astronomical perspective. *Geochim. Cosmochim. Acta* **40**, 701-719.
- Chapman, C.R., 1996. S-type asteroids, ordinary chondrites, space weathering: The evidence from Galileo's fly-bys of Gaspra and Ida. *Meteoritics Planet. Sci.* **31**, 699-725.
- Chapman, C.R., Johnson, T.V., McCord, T.B., 1972. A review of spectrophotometric studies of asteroids. In *Physical Studies of Minor Planets* (ed. T. Gehrels), pp. 51-65. NASA Special Publication 267.
- Chapman, C.R., Morrisson, D., Zellner, B., 1975. Surface properties of asteroids: A synthesis of polarimetry, radiometry and spectrophotometry. *Icarus* **25**, 104-130.
- Chapman, C., Gaffey, M.J. 1979. Reflectance spectra for 277 asteroids. In *Asteroids* (T. Gehrels and M.S. Matthews, Eds.), pp. 655-687. Univ. of Arizona Press, Tucson, Arizona.

- Clark, B. 1996. New News and the Competing Views of Asteroid Belt Geology (abstract). *Lunar Planet. Sci.*, **XXVII**, 225-226.
- Clark, B.E., Fanale, F.P., Salisbury, J.W. 1992. Meteorite-asteroid spectral comparison - The effects of comminution, melting, recrystallization. *Icarus* **97**, 288-297.
- Cloutis, E., Gaffey, M.J., Jackowski, T.L., Reed, K.L. 1986. Calibration of phase abundance, composition, particle size distribution for olivine-orthopyroxene mixtures from reflectance spectra. *J. Geophys. Res.* **91**, 11641-11653.
- Di Martino, M., Migliorini, F., Zappalà, V., Manara, A., Barbieri, C. 1997. Veritas asteroid family: remarkable spectral differences inside a primitive parent body. *Icarus* **127**, 112-120.
- Doressoundiram, A., Barucci, A., Fulchignoni, M. 1998a. Eos family: A spectroscopic study. *Icarus* **131**, 15-31.
- Doressoundiram, A., Cellino, A., Di Martino, M., Migliorini, F., Zappalà, V. 1998b. The puzzling case of the Nysa-Polana family finally resolved? *B.A.A.S.* **30**, 505.
- Farinella, P., Davis, D.R., Cellino, A., Zappalà, V. 1992. From clusters to families: a proposal for a new nomenclature. In *Asteroids, Comets, Meteors 1991*, (A.W.Harris, E.Bowell, Eds.), 165-166. L.P.I., Houston.
- Florczak, M., Barucci, M.A., Doressoundiram, A., Lazzaro, D., Angeli, C.A., Dotto, E. 1998. A visible spectroscopic survey of the Flora clan. *Icarus* **133**, 233-246.
- Florczak, M., Lazzaro, D., Mothé-Diniz, T., Angeli, C.A., Betzler, A., 1999. A Spectroscopic study of the Themis family, *Astron. Astrophys., Suppl. Ser.* **134**:463-471.
- Florczak, M., Lazzaro, D., Duffard, R. 2001. Discovering new vestoids. *Icarus* (submetido).

- Gaffey, M., Bell, R., Brown, R., Burbine, T. Piatek, J. Reed, K., Chaky, D. 1993a. Mineralogic variations within the S-type asteroid class. *Icarus*, **106**, 573-602.
- Gaffey, M., Burbine, T., Binzel, R. 1993b. Asteroid spectroscopy: Progress and perspectives. *Meteoritics* **28**, 161-187.
- Gradie, J., Tedesco, E.F. 1982. Compositional structure of the asteroid belt. *Science* **216**, 1405-1407.
- Gradie, J., Chapman, C.R., Tedesco, E.F. 1989. Distribution of taxonomic classes and the compositional structure of the asteroid belt. In *Asteroids II* (R.P.Binzel, T. Gehrels and M.S.Matthews, Eds.), pp. 316-335. Univ. of Arizona Press, Tucson, Arizona.
- Hapke, B., 1971. Inferences from optical properties concerning the surface texture and composition of asteroids. In *Physical Studies of Minor Planets* (ed.Gehrels), pp. 67-77. NASA Special Publication 267.
- Hirayama, K. 1918. Groups of asteroids probably of common origin. *Astron. and Astrophys.*, **31**, 185-188.
- Howell, E. S.; Merenyi, E.; Lebofsky, L. A. 1994. Classification of asteroid spectra using a neural network. *J. Geophys. Res.* **99** no. E5, 10.847-10.865
- Jedicke, R.; Metcalfe, T. S. 1998. The Orbital and Absolute Magnitude Distributions of Main Belt Asteroids. *Icarus* **131**, 245-260.
- Johnston, K. J., Lamphear, E.J. Webster, W.J. Lowman, P.D. Seidelman, P.K. Kaplan, G.H., Wade, C.M., Hobbs, R.W. 1989. The microwave spectra of the asteroids Pallas, Vesta, Hygiea. *Astrophys. J.* **98**, 335-340.
- Jones, T. D., Lebofsky, L. A., Lewis, J. S., Marley, M. S. 1990. The composition and origin of the C, P, D asteroids: water as a tracer of thermal evolution in the outer belt. *Icarus* **88**, 172-192.



- King, T.V.V. 1986. Contributions toward a quantitative understanding of reflectance spectroscopy: Phyllosilicates, olivine, shocked materials. Ph.D. Thesis, Univ. of Hawaii, 230pp.
- King, T.V.V., Clark, R.N. 1989. Spectral characteristics of clorites and Mg-serpentines using high-resolution reflectance spectroscopy. *J. Geophys. Res.* **94**, 13997-14008.
- Kitamura, M. 1959. Photoelectric study of colors of asteroids and meteorites. *Publ. Astron. Soc. Japan* **11**, 79-89.
- Kuiper, G.P. 1950. The origin of asteroids. *Astron. J.* **55**, 164.
- Lazzaro, D., Mothé-Diniz, T., Carvano, J. M., Angeli, C., Betzler, A. S., Florczak, M. A, Cellino, A., Di Martino, M., Doressoundiram, A., Barucci, A., Dotto, M. A., Benjoya, M., 1999. The Eunomia family: a visible spectroscopic survey . *Icarus* **142**, 445-453.
- Lazzaro, D. J.M. Carvano, T. Mothé-Diniz, C. Angeli, M. Florczak, 2001. S3OS2: A visible spectroscopic survey of around 800 asteroids (abstract). *Asteroids 2001: from Piazzzi to the 3<sup>d</sup> millennium*. pp. 174. Palermo, Italy.
- Lebofsky, L.A., M.V. Sykes, I.G. Nolt, J.V. Radostitz, G.J. Veeder, D.L. Matson, P.A.R. Ade, M.J. Griffin, W.K. Gear 1985. Submillimeter observations of the asteroid 10 Hygiea. *Icarus* **63**, 192-200.
- Lindblad, B.A., Southworth, R.B. 1971. In *Physical Studies of Minor Planets*, ed. T. Gehrels, NASA SP-267, pp.337-352.
- McCord, T.B., Chapman, C.R., 1975. Asteroids: Spectral reflectance and color characteristics. *Astrophys. J.*, **195**, 553-562.
- Migliorini, F., Zappalà, V., Vio, R., Cellino, A. 1995. Interlopers within asteroid families. *Icarus* **118**, 271-291.
- Migliorini, F., Manara, A., Di Martino, M. Farinella, P. 1996. The Hoffmeister family: inferences from physical data. *Astron. Astrophys.* **310**, 681-685.

- Milani, A. 1993. The Trojan asteroid belt: Proper elements, stability, chaos and families. *Celest. Mech. Dynam. Astron.* **57**, 59-94.
- Milani, A., Knežević, Z. 1994. Asteroid proper elements and the dynamical structure of the asteroid belt. *Icarus* **107**, 219-254.
- Moroz, L.V., Fisenko, A.V., Semjonova, L.F., Pieters, C.M., Korotaeva, N.N., 1996. Optical effects of regolith processes on S-asteroids as simulated by laser shots on ordinary chondrite and other mafic materials. *Icarus* **122**, 366-382.
- Morrisson, D., 1974. Radiometric diameters and albedos of 40 asteroids. *Astrophys. J.* **194**, 203-212.
- Mothé-Diniz, T., Lazzaro, D., Carvano, J. M. F., Florczak, M. A, 2000. Rotationally resolved spectra of some S-type asteroids. *Icarus* **148**, 494-507.
- Mothé-Diniz, T., Di Martino, M., Bendjoya, P., Doressoundiram, A., Migliorini, F. 2001a. Rotationally resolved spectra of 10 Hygiea and a spectroscopic study of the Hygiea Family. *Icarus* **152**, 117-126.
- Mothé-Diniz, T., Carvano, J.M., Lazzaro. 2001b. Distribution of taxonomic classes in the Main-Belt of Asteroids. *Icarus* (submetido).
- Petit, J-M., A. Morbidelli, J. Chambers, 2001. The primordial excitation and clearing of the asteroid belt. *Icarus* (submetido).
- Rivkin, A.S. 1997. *Observations of Main-Belt Asteroids in the 3-micron Region*. PhD Dissertation. The University of Arizona. 163 pp.
- Sansaturio, M.E., Milani, A. 2001. On asteroid identifications: the algorithms and the computational procedure (abstract). *Asteroids 2001: from Piazzi to the 3<sup>rd</sup> millennium*. pp. 174. Palermo, Italy.
- Sasaki, S., Nakamura, K., Hamabe, Y., Kurahashi, E., Hiroi, T. 2001. *Nature* **410**, 6828, 555-557.

- Sawyer, S.R. 1991. A high resolution CCD spectroscopic survey of low albedo Main Belt asteroids. PhD. dissertation. University of Texas.
- Stuhlinger, E., Alfvén, H., Arrhenius, G., Bourke, R., Doe, B., Dwornik, S., Friedlander, A., Gehrels, T., Guttman, C., Strangway, D., Whipple, F. 1972. *Comets and Asteroids: A Strategy for Exploration*, NASA TM X-64677.
- Tanga, P., Cellino, P., Michel, V., Zappalà, P., Paolicchi, and A. Dell'oro 1999. On the size distribution of asteroid families: the role of geometry. *Icarus* **141**, 65-78.
- Tedesco, E.F., Williams, J.G., Matson, D.L., Veeder, G.J., Gradie, J.C., Lebofsky, L.A. 1989. Three-parameter asteroid taxonomy classifications. In *Asteroids II*, pp. 1151-1161. Univ. of Arizona Press, Tucson.
- Tholen, D. 1984. *Asteroid taxonomy from cluster analysis of photometry*. Ph.D. Thesis, Univ. of Arizona.
- Valsecchi, G.B., Carusi, A., Knežević, Z., Kresák, J.R., Williams, J.G. 1989. Identification of asteroid dynamical families. In *Asteroids II* (R.P. Binzel, T. Gehrels, M.S. Matthews, Eds.), pp. 368-387. Univ. of Arizona Press, Tucson.
- van Houten, C.J., van Houten-Groeneveld, I., Herget, P., Gehrels, T. 1970. The Palomar-Leiden Survey of faint minor planets. *Astron. Astrophys. Sup.* **2**, 339-448.
- Vilas, F. 1994. A cheaper, faster, better way to detect water hydration on Solar System bodies. *Icarus* **111**, 456-467.
- Vilas, F. e Smith, B.A. 1985. Reflectance spectrophotometry (about 0.5-1.0 micron) of outer-belt asteroids - Implications for primitive, organic solar system material. *Icarus* **64**, 503-516.
- Wetherill, G.W. 1992. An alternative model for the formation of asteroids. *Icarus* **100**, 307-325.

Williams, J.G. 1979. Proper elements and family membership of the asteroids. In *Asteroids*, (T. Gehrels, Ed.), pp. 1040-1063. Univ. of Arizona Press, Tucson, Arizona.

Williams, J.G., 1989. Asteroid family identifications and proper elements. In *Asteroids II* (R.P. Binzel, T. Gehrels, M.S. Matthews, Eds.), pp. 1034-1072. Univ. of Arizona Press, Tucson.

Williams, J.G., 1992. Asteroid families - An initial search. *Icarus* **96**, 251-280.

Wood, X.H.J., Kuiper, G. P. 1963. Photometric Studies of Asteroids. *Astrophys. J.* **137**, 1.279-1.285.

Yuasa, M. 1973. Theory of secular perturbations of asteroids including terms of higher order and higher degree. *Publ. Aston. Soc. Jpn.* **25**, 399-445.

Zappalà, V., Cellino, A., Farinella, P., Knežević, Z. 1990. Asteroid families.I. Identification by hierarchical clustering and reliability assessment. *Astron. J.* **100**, 2030-2046.

Zappalà, V., Cellino, A. 1994. Asteroid families. In *Asteroids, Comets and Meteors 1993* (A. Milani, M. Di Martino, A. Cellino, Eds.), pp 395-414. Lunar Planetary Institute, Houston.

Zappalà, V., Cellino, A. 1996. Main Belt asteroids: present and future inventory. In *Completing the inventory of the Solar System* (T.W. Rettig, J.M.Hahm, Eds.), pp.29-44.A.S.P. Conference Series 107.

Zappalà, V., Bendjoya, P. Cellino, A., Farinella, P., Froeschlé, C. 1995. Asteroid families: a search for 12,487-asteroid sample using two different clustering techniques. *Icarus* **106**, 291-314.

Zappalà, V., Cellino, A., Di Martino, M., Migliorini, F., Paolicchi, P. 1997. Maria's family: Physical structure and possible implications for the origin of the giant NEAs. *Icarus* **129**, 1-20.

Zappalà, V., Bendjoya, P., Cellino, A., Di Martino, Doressoundiram, A., Manara, A. Migliorini, F. 1999. Fugitives from Eos family: first spectroscopic confirmation. *Icarus* **145**, 4-11.

Zellner, B. 1979. Asteroid taxonomy and the distribution of compositional types. In *Asteroids*, (T. Gehrels, Ed.), pp. 783-806. Univ. of Arizona Press, Tucson, Arizona.

Zellner, B.; Gehrels, T.; Gradie, J. 1974. Minor planets and related objects. XVI - Polarimetric diameters. *Astron. J.* **79**, 1.100-1.110.

Zellner, B. 1979. Asteroid taxonomy and the distribution of compositional types. In *Asteroids*, (T. Gehrels, Ed.), pp. 783-806. Univ. of Arizona Press, Tucson, Arizona.

Zellner, B.D., Tholen, D.J., Tedesco, E.F. 1985. The eight-color asteroid survey: Results for 589 minor planets. *Icarus* **61**, 355-416.