

Hissa Maria Lúcio Medeiros



Observatório Nacional

Programa de Pós-Graduação

Observatório Nacional

Ministério da Ciência, Tecnologia, Inovação e Comunicações

Propriedades Físicas de Asteroides

Orientador: Dra. Daniela Lazzaro

Rio de Janeiro

25 de Novembro de 2019

Hissa Maria Lúcio Medeiros

Propriedades Físicas de Asteroides

Tese de Doutorado apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Astronomia do Observatório Nacional, como requisito para a obtenção do grau de Doutor em Astronomia.

Programa de Pós-Graduação

Observatório Nacional

Ministério da Ciência, Tecnologia, Inovação e Comunicações

Orientador: Dra. Daniela Lazzaro

Rio de Janeiro

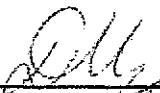
25 de Novembro de 2019

"PROPRIEDADES FÍSICAS DE ASTEROIDES "

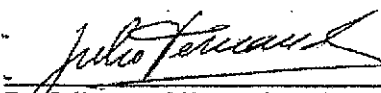
HISSA MARIA LÚCIO MEDEIROS

TESE SUBMETIDA AO CORPO DOCENTE DO PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA DO OBSERVATÓRIO NACIONAL COMO PARTE DOS REQUISITOS NECESSÁRIOS PARA A OBTENÇÃO DO GRAU DE DOUTORA EM ASTRONOMIA.

Aprovada por:



Dra. Daniela Lazzari - ON/MCTIC
(Orientadora)



Dr. Julio Angel Fernandez Alves - UDELAR
/MONTEVIDEO



Dr. Rene Duffard - IAA - Espanha



Dr. Jorge Marcio Ferreira Carvano - ON



Dr. Fernando Virgilio Roig - ON

RIO DE JANEIRO - BRASIL

25 DE NOVEMBRO DE 2019

Agradecimentos

- Em primeiro lugar quero agradecer a Deus.
- Agradecer à minha orientadora Dra. Daniela Lazzaro, pelo suporte, pelas suas correções, incentivos e paciência (muita!!!);
- ao Dr. Takeshi Kodama e à Dra. Julia de León pela oportunidade e apoio na elaboração dos trabalhos feitos em colaboração e apresentados nesta tese;
- Obrigada à minha mãe, Everarda, minhas irmãs, Shirley e Suelem, aos meus cunhados, Rodrigo e Davi, e sobrinhos, Davi, Lucas e Matheus, que nos momentos de minha ausência, sempre fizeram entender que o futuro é feito a partir da constante dedicação no presente!!
- Quero agradecer em especial a meu namorado, Alejandro, por seu cuidado e paciência nesse período turbulento da finalização do doutorado. Te quero!!
- Quero agradecer ao apoio dado pelas pessoas que eu tive o prazer de compartilhar uma casa, Camila, Rodrigo, Rafael, Joãooooo, Walter e Carol II. Obrigado por toda a ajuda e energia positiva!!
- Obrigada a todos envolvidos com o projeto IMPACTON, Daniela, Teresinha, Carvano, Roberto, Eduardo, Plícida, Filipe, Marçal, Wesley, Jhonatan e Santiago.
- Queria agradecer à Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior (CAPES) pela concessão da bolsa de estudos durante o doutorado. Queria agradecer também ao Conselho Nacional de Desenvolvimento e Tecnológico (CNPq) pela concessão da bolsa de estudos dentro do programa Ciências sem Fronteiras durante o período do doutorado sanduíche.
- Obrigada Carol I por todas as conversas e conselhos nos momentos difíceis e também por todos os momentos alegres que tivemos juntas.
- Queria agradecer aos amigos que em tempos difíceis me deram forças e me ensinaram que tudo passa, Sandro, Cíntia, Ximena e Paola.
- Queria agradecer a todos os professores e funcionários do Observatório Nacional.
- Me gustaría hacer un agradecimiento especial, en español, a Julia, Antonio y Anita por toda la atención y cuidado que tuvieron conmigo en mi estancia en La Palma. También quiero agradecer a todos los compañeros que trabajan en el CALP, en especial a Rocío, Agustín, Raquel y Yanira. Ustedes hicieron que el tiempo lejos de casa fuera más fácil.
- Por fim, obrigada a todos os familiares e amigos que, de alguma forma, ajudaram na construção desse trabalho.

"Que a Força esteja com você!"

Sumário

1	INTRODUÇÃO	15
2	PROPRIEDADES ROTACIONAIS	17
2.1	Análise estatística da rotação de asteroides	17
2.1.1	Artigo: Spin distribution of asteroids - Statistical model revisited	20
3	PROPRIEDADES COMPOSICIONAIS	29
3.1	Material Basáltico no Cinturão Principal	29
3.2	Distribuição dos asteroides do tipo-V	30
3.2.1	Artigo: Basaltic material in the main belt: a tale of two (or more) parent bodies?	32
3.3	Caracterização mineralógica de candidatos a tipo-V	41
3.3.1	Artigo: Compositional characterization of V-type candidate asteroids identified using the MOVIS catalogue	43
4	PROPRIEDADES SUPERFICIAIS	55
4.1	Polarimetria e fotometria de asteroides do tipo-V	55
4.2	Curvas de fase	58
4.3	Observações e redução dos dados	63
4.4	Resultados e discussão	65
5	CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS	73
	Referências	77

Lista de ilustrações

Figura 1 – Histograma da frequência de rotação (Freq) para diferentes intervalos de tamanho de asteroides com índice de confiabilidade igual a 3 (em azul). No caso dos asteroides com $D > 200$ km foram utilizados índices 2 e 3. Em vermelho temos as distribuições Maxwellianas ajustadas.	18
Figura 2 – $SlopeA$ versus profundidade aparente para asteroides do tipo-V (em vermelho) e do tipo-S (em azul), do levantamento levantamento S ³ OS ²	31
Figura 3 – Parte da figura 15 de Popescu et al. (2016), onde são apresentados os gráfico do tipo cor-cor do catálogo MOVIS-C. Na esquerda está as cores de asteroides que possuem tipo taxonômico definido a partir dos espectros. No centro as cores calculadas para os <i>templates</i> das diferentes classes taxonômicas definidas por DeMeo et al. (2009) comparada com os dados do MOVIS-C (em azul) com erros das cores menores que 0,033. Na direita os dados do MOVIS-C obtidos com erros das cores menores que 0,1 comparado com as cores do Sol (ponto amarelo). . . .	41
Figura 4 – Figuras retirada de Gil-Hutton et al. (2017) onde em verde é apresentado o melhor ajuste à curva de fase polarimétrica de (4) Vesta.	56
Figura 5 – Ajuste de mínimos quadrados (linhas) para as curvas de fase de asteroides do tipo-C (24) Themis (acima) e do asteroide tipo-E (44) Nysa (abaixo) utilizando as funções de fase H, G ₁ , G ₂ (esquerda) e H-G (direita). Figura do artigo Muinonen et al. (2010).	61
Figura 6 – Poder de predição da magnitude a partir da função de fase de H-G ₁₂ para (1862) Apollo e (419) Aurelia: as observações são ilustradas com pontos pretos e são utilizadas no ajuste, enquanto que as observações ilustradas com sinal de adição serve como pontos de controle para o poder de predição. As linhas tracejadas são os envelopes de erro de 99.7% para as predições. Figura do artigo Muinonen et al. (2010).	62
Figura 7 – Curva de fase do objeto (44) Nysa. Os dados originais são do trabalho de Harris et al. (1989) (pontos em vermelho) e o ajuste foi feito com o MAGRED _{CF} (linha tracejada em azul).	65
Figura 8 – Curvas de fase do asteroide (4038) Kristina. Os pontos em vermelhos são as magnitudes reduzidas observadas.	67
Figura 9 – Valores de Centro da Banda II e Centro da Banda I para o asteroide (4038) Kristina, ponto roxo, obtidos de Ieva et al. (2016). Em azul, vermelho e preto são dadas as regiões, calculadas por Moskovitz et al. (2010), para os Howadites, Eucrites e Diogenites, respectivamente. A elipse hachurada representa a região de valores da superfície de Vesta como medidos pela sonda Dawn (De Sanctis et al., 2013).	68

Figura 10 – Curva de fase do asteroide (357439) 2004 BL86. As linhas vermelha e a linha tracejada representam o ajuste das funções H-G e Schevchenko, respectivamente. As legendas exibem os filtros que foram observados cada ponto. Figura retirada de Reddy et al. (2015).	70
Figura 11 – Curva de fase do asteroide 2005 TF. A linha pontilhada preta representa o ajuste das magnitudes observadas, já a curva sólida em vermelho aquele das magnitudes corrigidas pela rotação. Nos dois casos a curva central representa o melhor ajuste e as linhas superiores e inferiores o envelope de erro. (Figura 10 retirada de Rondón et al. (2019)).	71

Lista de tabelas

Tabela 1 – Valores obtidos segundo nossa análise e em Binzel et al. (1989). Na primeira coluna temos os intervalos de tamanho, em \mathbf{N} temos o número de asteroides, σ é o sigma da Maxwelliana ajustada, χ^2 é o valor do teste feito para o ajuste, depois o nível de confiabilidade do ajuste e por último a interpretação em relação ao ajuste da distribuição Maxwelliana.	19
Tabela 2 – Valores de magnitude reduzida e erro obtidos em diferentes ângulos de fase para o asteroide (4038) Kristina.	65
Tabela 3 – Compilação de parâmetros superficiais encontrados neste trabalho para o asteroide (4038) Kristina e os obtidos da literatura, nos diferentes filtros e modelos de ajuste. Esses valores foram retirados de: (1) Hasegawa et al. (2014), (2) Li et al. (2013), (3) Oszkiewicz et al. (2011), (4) Reddy et al. (2015) e (5) Rondón et al. (2019).	68

Resumo

Com o objetivo de contribuir para uma melhor compreensão da origem e evolução de diferentes populações de pequenos corpos, realizamos estudos sobre algumas propriedades físicas tanto obtidas da literatura quanto através de novas observações.

Inicialmente foi estudada a distribuição de frequências rotacionais de asteroides, do Cinturão Principal e da população dos objetos em órbitas próximas da Terra (NEA), pois esta poderia fornecer indícios sobre os processos de formação e evolução dos corpos. Contrariamente ao atualmente aceito, de que a distribuição dos objetos maiores segue uma distribuição tridimensional Maxwelliana, indicativa de um sistema evoluído colisionalmente, encontramos que a dimensionalidade da distribuição é mais complexa. No caso dos menores a distribuição é compatível com a dimensão dois, enquanto para as maiores nenhuma conclusão é possível. Os NEAs, por outro lado, são melhor ajustados por uma distribuição Maxwelliana unidimensional. Sugerimos que no caso dos asteroides maiores a bidimensionalidade pode estar associada à formação no disco protoplanetário enquanto para os NEAs, de pequeno tamanho, suas rotações são afetadas pelo efeito YORP.

Um segundo estudo foi feito objetivando um melhor entendimento da origem dos pequenos asteroides basálticos encontrados ao longo de todo o Cinturão Principal, através de um aumento no número de objetos com propriedades espectrais conhecidas. Primeiramente foram obtidos espectros no visível para 18 asteroides da região intermediária e externa do Cinturão Principal, candidatos a terem uma composição basáltica. Os parâmetros espectrais obtidos parecem indicar que os asteroides da região interna e da família dinâmica de Vesta, tem uma mineralogia distinta daquela dos objetos das demais regiões. Alguns desses asteroides são membros da família dinâmica de (221) Eos, sugerindo que este asteroide seria diferenciado, possibilidade já levantada por outros autores.

Em um outro estudo obtivemos espectros no visível e infravermelho próximo para seis asteroides candidatos a serem basálticos, ou do tipo-V, fora da família dinâmica de Vesta e identificados através das cores ($Y - J$) e ($J - Ks$) do catálogo MOVIS. Foram determinados seus parâmetros espectrais e comparados com aqueles dos meteoritos HED, de (4) Vesta e de (159) Magnya, o primeiro asteroide basáltico descoberto na região externa. A maioria dos asteroides apresenta parâmetros espectrais semelhantes aos dos meteoritos HED e de (4) Vesta, e apenas (2452) Lyot, localizado na região externa exibe quantidades de [Wo] e [Fs] menores, inclusive de (1459) Magnya. Também percebemos que os valores das razões das áreas mudam se são calculados após a remoção do contínuo ou não.

Continuando o estudo da população dos asteroides do tipo-V, visando impor vínculos sobre sua origem, passamos ao estudo das propriedades superficiais obtidas através de suas curvas de fase. Iniciamos o estudo por um asteroide membro da família de Vesta o qual, por ser pequeno assim como os demais objetos basálticos presentes no cinturão, poderia definir os parâmetros da superfície de objetos originários de (4) Vesta. Esses parâmetros seriam então comparados com aqueles do próprio (4) Vesta e de asteroides do tipo-V de outras regiões do cinturão encontrados na literatura. Entretanto, essa comparação se mostrou muito complexa tanto em vista das poucas curvas de fase

disponíveis na literatura quanto aos diversos modelos utilizados pelos distintos autores. A curva de fase aqui obtida para o asteroide (4308) Kristina, também se mostrou sem a completeza necessária para determinar de forma segura os parâmetros superficiais do asteroide.

Abstract

In order to contribute to a better understanding of the origin and evolution from different populations of small bodies, we did studies about some physical properties both obtained and from our observations.

Initially, it was studied the rotational frequency distributions of the asteroids, from both populations Main Belt and the near-Earth regions (NEA), because it could provide evidence regarding the formation and evolution process of them. Opposed to the currently accepted, that the distributions of the biggest follow a tridimensional Maxwellian distribution, indicative of the system collisionally evolved, we find that the distribution dimensionality is more complex. In the case of smaller the distribution is consistent with dimensionality two, while to the bigger is not possible reach conclusion. The best fit to the NEAs, on the other hand, is a Maxwellian unidimensional distribution. We suggest that in the case of the biggest asteroids the bidimensionality could be associated with the formation in the protoplanetary disk, while for the NEAs, of the smaller size, your rotations are affected by YORP effect.

A second study was in order a better understanding of the origin of the small basaltic asteroids found along Main Belt through the increase of the spectral properties known. Initially, we obtained spectra in the visible to 18 asteroids in the middle and out Main Belt regions, which are candidates for basaltic composition. The spectral parameters obtained look like to indicate that the asteroids from the internal region and from the Vesta family have distinct mineralogical composition than the objects from other regions. Some of these asteroids are members of the (221) Eos dynamical family, suggesting that this asteroid would be differentiated, the possibility has already been raised by other authors.

In another study, we obtained spectra in the visible and in the near-infrared for six asteroids candidates to basaltic composition, or V-type, outside Vesta family and identified by colors ($Y - J$) e ($J - Ks$) from MOVIS catalog. We determined your spectral parameters and we compare with parameters of the HED meteorites, (4) Vesta and (1459) Magnya, the first basaltic asteroid in the outer Main Belt region. Most asteroids show spectral parameters similar to the HED meteorites and (4) Vesta, and only (2452) Lyot, located at the outer region, exhibit molar contents [Wo] and [Fs] lower, even from (1459) Magnya. We noted also that the values of the band area ratio change if, before the computation, we remove or not the continuum.

Going on the study of the V-type asteroid population, aiming to impose bonds about your origin, we move to study the superficial properties obtained from phase curves. We began the study by an asteroid member of the Vesta family the wich because of the small size like the other basaltic objects in the Main Belt, could be to define the superficial parameters from the objects originating from (4) Vesta. These parameters would be compared to those (4) Vesta and V-type asteroids of the other Main Belt regions from literature. However, this comparison indicated to be very complex that both in the case of there are few phase curves available in the literature and the various models utilized

by distinct authors. The phase curve obtained in this work to asteroid (4038) Kristina also have not completeness necessary to determine with accuracy the superficial parameters to the asteroid.

1 Introdução

As observações de asteroides começaram em 1801 com a descoberta de (1) Ceres feita por Guseppe Piazzi. Em seguida, foram descobertos (2) Palas, (3) Juno e, em 1807, Olbers observou (4) Vesta pela primeira vez. Apesar dessas descobertas terem sido feitas a mais de 200 anos apenas nas últimas ~ 4 décadas os asteroides vem sendo caracterizados fisicamente. Nos últimos anos com o desenvolvimento tecnológico, os grandes levantamentos e a soma dos esforços individuais uma grande quantidade de propriedades físicas dos asteroides tem sido determinadas. Com essa quantidade de dados é possível conjecturar sobre algumas questões antigas e, a partir dos resultados encontrados, identificar questões novas. Além disso, o surgimento de corpos com propriedades físicas distintas e observadas pela primeira vez, como o 11/'Oumuamua e o 2I/Borisov, também traz novas descobertas e abre novos questionamentos.

A única coisa que se pode medir de um asteroide, a partir da Terra, é a reflexão da luz solar. As diferentes propriedades são obtidas devido à medidas com a utilização de diferentes detectores, tais como fotômetros, espectrógrafos e polarímetros e através de diferentes estratégias observacionais. No caso da fotometria, a quantificação e padronização desse brilho é feito a partir da conversão para magnitude reduzida, que é a magnitude que o objeto teria a uma distância de 1 ua da Terra e do Sol. Utilizando a variação da magnitude com o tempo temos a curva de luz e com o ângulo de fase (ângulo entre o objeto, a Terra e o Sol) a curva de fase. No caso da espectroscopia medimos a refletância em função do comprimento de onda, ou seja, o espectro. Com a análise dos parâmetros espectrais inferimos a composição mineralógica de um asteroide. O grau de polarização da luz em diferentes ângulos de fase nos permite obter a curva de fase polarimétrica.

A maioria dos asteroides está localizada na região entre Marte e Júpiter, conhecida como Cinturão Principal. Esperava-se que esses objetos seguissem uma distribuição de composição uniforme, ou seja, que os pobres em materiais voláteis estivessem na região mais interna e os ricos em materiais voláteis na região mais externa próxima a linha do gelo. Com a determinação das propriedades composicionais desses objetos foi possível ver que há diferentes frações de mistura de composições em todo o Cinturão Principal. Essa mistura vem sendo utilizada como uma das restrições para os novos modelos de formação do Sistema Solar, juntamente com a excitação das órbitas e o esvaziamento de material na região ([Gomes et al., 2005](#); [Strom et al., 2005](#); [Morbidelli et al., 2010](#); [Walsh et al., 2012](#)).

(4) Vesta é um asteroide diferenciado, ou seja, um asteroide que foi aquecido e teve seu material separado em um núcleo metálico, um manto ultramáfico e uma crosta basáltica. Com a determinação das propriedades composicionais para asteroides cada vez mais pequenos foi possível identificar um grupo de objetos próximo a (4) Vesta com composição basáltica similar a superfície deste asteroide, definidos como membros da família de Vesta, também identificada dinamicamente. Com o aumento da eficiência e qualidade na identificação mineralógica asteroides basálticos foram encontrados em todas as regiões do Cinturão Principal, levantando assim questões sobre a origem e evolução desses objetos fora da família de Vesta.

Todos os diferentes corpos do Sistema Solar possuem rotação, a qual pode ser primordial ou resultante da evolução colisional. No caso dos asteroides as propriedades físicas que podem ser inferidas a partir da rotação estão relacionadas à sua forma, estrutura interna e evolução colisional. A rotação de um asteroide é medida a partir do ajuste da curva de luz por uma série de Fourier. O parâmetro obtido é o período de rotação que corresponde ao intervalo de tempo em que o asteroide apresenta a mesma face duas vezes. Com o período de rotação podemos ter uma estimativa da sua força de coesão interna [Holsapple \(2007\)](#) e por conseguinte da estrutura interna. Os estudos estatísticos das distribuições rotacionais só se tornaram possíveis graças à grande quantidade de períodos de rotação determinados. Além do mais, a partir das distribuições de rotação é possível compreender melhor a evolução colisional dos corpos.

As curvas de fase fotométricas e polarimétricas são obtidas a partir da observação de asteroides em diferentes ângulos de fase. Para o caso da fotometria as curvas são caracterizadas pelos parâmetros de funções de fase que fornecem dados do brilho intrínseco do asteroide e a forma da curva. A partir desses parâmetros é possível inferir o diâmetro, albedo e a distribuição de grãos na superfície. As curvas de fase polarimétrica, por outro lado, são caracterizadas pelo ponto mínimo de polarização e pelo ângulo de inversão. Ambas as curvas fornecem dados sobre as propriedades da superfície dos asteroides. Devido principalmente à necessidade de um longo tempo de observação para cobrir uma grande quantidade de ângulos de fase existem poucas curvas de fase em comparação com outras propriedades determinadas para os asteroides.

Com o objetivo de contribuir para uma melhor compreensão da origem e evolução de diferentes populações de pequenos corpos, no presente trabalho realizamos análises estatísticas de dados obtidos da literatura e também determinamos, e analisamos, novas propriedades físicas de objetos selecionados.

No capítulo 2 apresentamos o estudo das propriedades rotacionais dos asteroides do Cinturão Principal (no que segue MBA, de *Main Belt Asteroids*) e dos asteroides próximos à Terra (NEAs, de *Near-Earth Asteroids*) através de uma análise estatística das distribuições de rotação considerando diversos intervalos de diâmetro. Um estudo sobre as propriedades composicionais é apresentada no capítulo 3. Nesse caso estudamos as propriedades espectrais de diferentes grupos dinâmicos de asteroides do tipo-V no intuito de melhor compreender sua origem e evolução. No capítulo 4 seguimos estudando os diferentes grupos dinâmicos de asteroides do tipo-V, mas agora através da perspectiva de suas propriedades superficiais. Aqui foi construída uma curva de fase fotométrica e comparada com os dados disponíveis na literatura visando contribuir no problema da origem e evolução desses asteroides. Por fim, no capítulo 5 são resumidas algumas conclusões do presente estudo e discutidas perspectivas futuras.

2 Propriedades Rotacionais

2.1 Análise estatística da rotação de asteroides

A partir do fim da década de 80 o aumento significativo no número de períodos de rotação de asteroides tornou possível realizar estudos estatísticos robustos visando um melhor entendimento das distribuições e suas causas. Em trabalhos como de [Binzel et al. \(1989\)](#) e [Pravec et al. \(2002\)](#) as análises são realizadas na tentativa de entender quais são os fenômenos e mecanismos físicos estatísticos associados à taxa de rotação dos asteroides. Em [Binzel et al. \(1989\)](#), utilizando 375 dados para MBAs e 28 NEAs, foi encontrado que a distribuição de rotação de asteroides com diâmetro $D > 125$ km pode ser descrita por uma distribuição Maxwelliana. Sendo assim, os autores concluíram que os asteroides grandes devem consistir em uma população colisionalmente evoluída. Os asteroides com $D < 125$ km, por outro lado exibem um excesso de rotadores lentos e não podem ser descritos por uma Maxwelliana indicando que outros processos, não apenas as colisões, devem ter moldado as rotações destes objetos.

Posteriormente [Pravec et al. \(2002\)](#) analisaram novamente as distribuições de rotação com uma amostra maior, de 984 asteroides. Nesse trabalho os objetos são divididos e analisados em diversos intervalos de tamanhos, mas os mais significativos são $D > 40$ km, $10 < D < 40$ km, $0.15 < D < 10$ km e $D < 0.15$ km. O primeiro grupo é classificado como o dos grandes asteroides, o segundo dos de transição entre grandes e pequenos, o terceiro dos pequenos e o último dos muito pequenos. Eles encontraram quase os mesmos resultados que [Binzel et al. \(1989\)](#), onde os grandes podem ser descritos por uma distribuição Maxwelliana, mas os pequenos não. A única exceção é de que os asteroides cujo período de rotação pode ser descrito por uma Maxwelliana chega até o tamanho de 40 km.

Inicialmente tomamos estes trabalhos como exemplo, e tentamos encontrar a distribuição que melhor descreve a taxa de rotação de asteroides do Cinturão Principal para entender a física por trás dessa distribuição. Reproduzimos primeiramente o trabalho de [Binzel et al. \(1989\)](#) com dados mais recentes. Foram utilizados 1246 valores de frequência rotacional obtidos do *Asteroid Lightcurve Database (LCDB)*¹. Diferentemente do trabalho de [Binzel et al. \(1989\)](#) que utilizou índices 2 e 3 nós utilizamos só índices de confiabilidade 3. Esses índices indicam a qualidade da medida dos períodos de rotação. O valor 1 é dado quando o valor pode estar completamente errado, o 2 quando há uma precisão na determinação do período de 20% devido a ambiguidades na medida do período e 3 quando não há significativa ambiguidade.

Posteriormente separamos os objetos, assim como em [Binzel et al. \(1989\)](#), em intervalos de diâmetros de $D \geq 200$ km, $125 \leq D < 200$ km, $50 \leq D < 125$ km e $D < 50$ km. Após essa separação

¹ <http://www.minorplanet.info/lightcurvedatabase.html>

tentamos ajustar a cada grupo a distribuição Maxwelliana descrita pela equação:

$$F(\Omega) = \sqrt{\frac{2}{\pi}} \frac{N\Omega^2}{\sigma^3} \exp\left(\frac{-\Omega^2}{2\sigma^2}\right). \quad (2.1)$$

Para fazer uma análise do ajuste e saber se a distribuição se ajustou ou não utilizamos o teste de qui-quadrado (χ^2) e comparamos com os ajustes do trabalho de [Binzel et al. \(1989\)](#). Os ajustes podem ser vistos na figura 1.

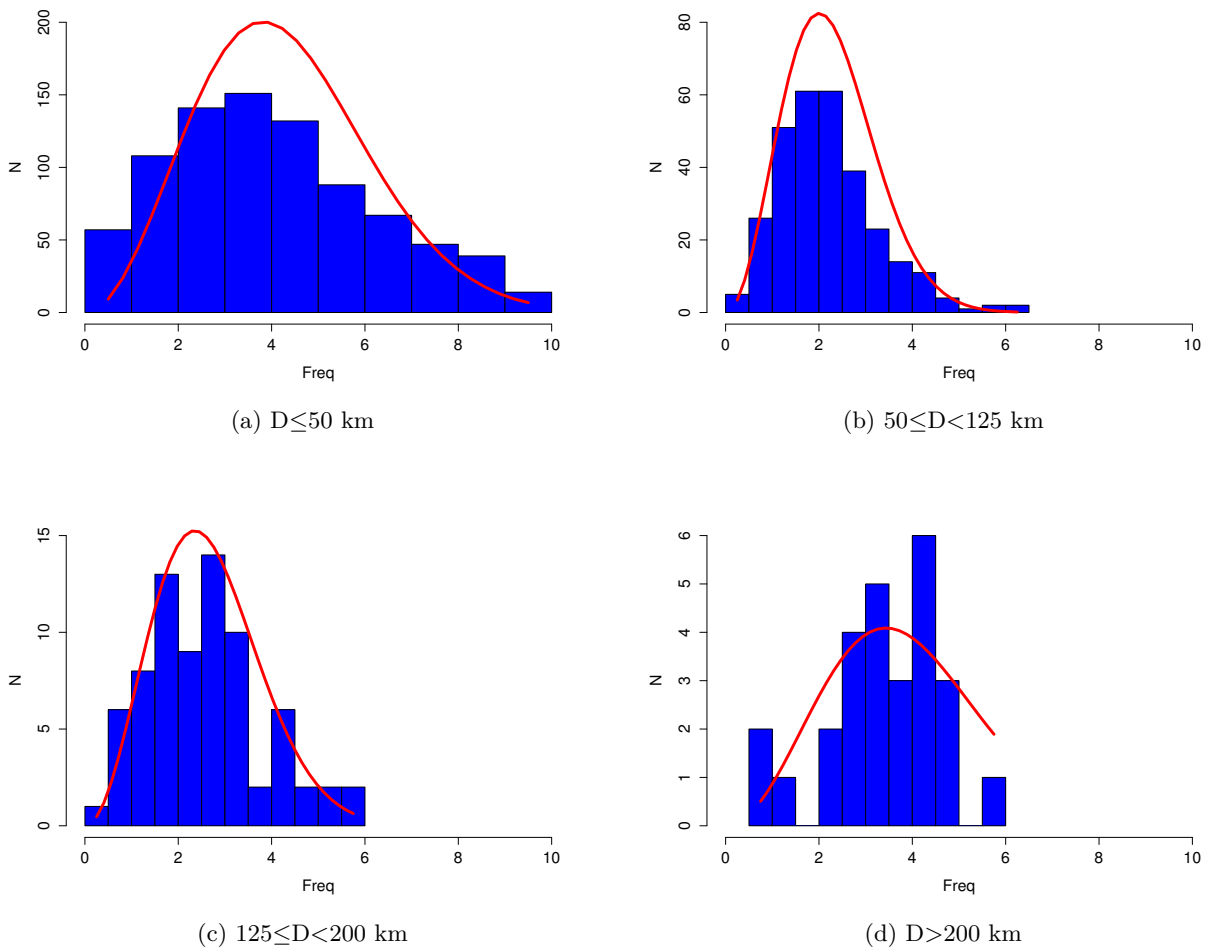


Figura 1 – Histograma da frequência de rotação (Freq) para diferentes intervalos de tamanho de asteroides com índice de confiabilidade igual a 3 (em azul). No caso dos asteroides com $D > 200$ km foram utilizados índices 2 e 3. Em vermelho temos as distribuições Maxwellianas ajustadas.

Os resultados obtidos foram semelhantes aos de [Binzel et al. \(1989\)](#), conforme pode ser visto na tabela 1. A distribuição dos asteroides com $D > 125$ km se ajusta bem a uma Maxwelliana enquanto os objetos com $D < 125$ km não. Isso pode ser devido ao fato de serem fragmentos colisionais e suas taxas de rotação não conseguiram chegar a valores tão altos apenas por colisões.

Para aprimorar esse estudo, utilizamos então as taxas de rotação com índices de confiabilidade $Q = 2$ e 3, obtendo assim 13 546 taxas de rotação de asteroides do cinturão principal e 1 082 asteroides

Amostra	N	σ	χ^2	Nível de Confiabilidade	Interpretação
$D \leq 50$ km	844	2.7	348.7	> 99%	rejeita
$50 \leq D < 125$ km	300	1.42	65.2	> 99%	rejeita
$125 \leq D < 200$ km	75	1.66	13.14	< 90% (~ 72%)	não rejeita
$D > 200$ km	27	2.43	12.0	< 90% (~ 71%)	não rejeita
Resultados obtidos por Binzel et al. (1989)					
$D \leq 50$ km	134	1.734	158.0	> 99%	rejeita
$50 \leq D < 125$ km	136	1.325	27.2	> 99%	rejeita
$125 \leq D < 200$ km	75	1.622	9.9	< 90%	não rejeita
$D > 200$ km	30	2.179	8.6	< 90%	não rejeita

Tabela 1 – Valores obtidos segundo nossa análise e em Binzel et al. (1989). Na primeira coluna temos os intervalos de tamanho, em **N** temos o número de asteroides, σ é o sigma da Maxwelliana ajustada, χ^2 é o valor do teste feito para o ajuste, depois o nível de confiabilidade do ajuste e por último a interpretação em relação ao ajuste da distribuição Maxwelliana.

próximos a Terra. A partir da análise similar, descrita acima, notamos a presença de subestruturas na função de distribuição e na forma do final da distribuição sugerindo ser esta afetada por vieses dinâmicos e observacionais. Assim, ao invés de usar a função de distribuição diferencial dN/df , utilizamos a distribuição Maxwelliana cumulativa correspondente (integrada) em 1, 2 e 3 dimensões.

As distribuições cumulativas foram escolhidas porque exibem uma estrutura estável e sistemática, em particular, a existência de um domínio onde se comportam de forma linear para baixas frequências. Assim, podemos associar a parte linear à dimensionalidade do vetor espaço de fase. Realizado os ajustes vimos que nenhuma dessas curvas tem inclinação próxima a dimensão 3 ($N_{\text{dim}} = 3$). Em vez disso, a maioria das curvas dos objetos do Cinturão Principal mostram dimensionalidade menor do que 2, exceto para os objetos no intervalo, $50 \leq D < 125$ km, onde a inclinação fica quase exatamente em $N_{\text{dim}} = 2$. As distribuições cumulativas para o caso dos asteroides próximos a Terra com diâmetro $D \geq 0.1$ km e também para todos tem uma região de f ($0.1 < f < 10$) que possui uma dependência quase linear, que é consistente com um espaço de fase rotacional unidimensional.

Esse estudo sugere fortemente que a origem da rotação dos asteroides do cinturão principal ocorreu com a transferência de torques em um plano bidimensional. Para que isso se confirme precisamos de um estudo mais aprofundado para esclarecer porque há uma redução da dimensionalidade na distribuição de rotação. A falta de eixos de rotação paralelos ao plano equatorial do Sistema Solar observada (La Spina et al., 2004; Hanuš et al., 2011; Kryszczyńska et al., 2007; Silva et al., 2016) é consistente com os resultados aqui obtidos. Para os pequenos objetos, com diâmetros $D < 20$ km por exemplo, a dimensionalidade do vetor rotação no espaço de fase é mais consistente com $N_{\text{dim}} = 1$. Para esses objetos, incluindo os próximos a Terra, os efeitos de colisão e radiação solar (YORP) são relevantes e sendo responsáveis pela distribuição observada. Os resultados desse trabalho foram publicados em Medeiros et al. (2018) o qual é dado a seguir.

2.1.1 Artigo: Spin distribution of asteroids - Statistical model revisited

Artigo

Spin distribution of asteroids - Statistical model revisited

H., Medeiros; D., Lazzaro; T., Kodama

Planetary and Space Science 160 (2018) 77–83



Contents lists available at ScienceDirect

Planetary and Space Science

journal homepage: www.elsevier.com/locate/pss

Spin distribution of asteroids - Statistical model revisited

H. Medeiros^{a,*}, D. Lazzaro^a, T. Kodama^{b,c}^a Observatório Nacional, Rua Gal. José Cristino 77, 20921-400, Rio de Janeiro, Brazil^b Instituto de Física, Universidade Federal do Rio de Janeiro, Cx.P.68528, 21945-970, Brazil^c Instituto de Física, Universidade Federal Fluminense, Av. Milton Tavares de Souza s/n, Niterói, 24201-271, Brazil

ARTICLE INFO

Keywords:
Asteroid
Spin
Statistical aspects

ABSTRACT

The distribution of the rotational frequencies of asteroids is believed to carry important information on their formation and the subsequent evolutionary processes (Burns, 1975). In particular, it is commonly considered that during their formation stage the larger asteroids in the Main Belt have attained a statistical equilibrium (canonical ensemble) in the 3-dimensional isotropic velocity vector space. Subsequently, especially the smaller objects, suffered from various dynamical processes, such as collisions, fragmentation and YORP effect, for example, which modified their spin velocity and direction. In this work we re-examine the spin distribution of asteroids using more recent data and focusing on its statistical aspects, in particular, the dimensionality of the phase space. We find that the presently observed spin distribution of asteroids of any diameter bin is clearly consistent with a 2-dimensional phase space, or even less for the smaller objects. This is true also for those objects with diameter larger than 50 km, whose distribution is usually believed to be consistent with isotropic 3-dimensional Maxwellian. The present result casts open questions on the origin of the asteroids spin.

1. Introduction

The spin distribution of asteroids should carry important information on their formation, as well as on their collisional evolution. The initial works on the topic analyzed the angular momentum distribution of a small sample of asteroids (just 27) showing that it followed the same trend as the planets (Hartmann and Larson, 1967; Fish, 1967). Later on, the increase in the dataset of rotational periods, allowed further confirmation of this result (Burns, 1975). In their seminal work, Harris and Burns (1979) studied the spin distribution of 182 asteroids claiming to be in excellent agreement with a three-dimensional Maxwellian distribution which would suggest that they are interacting with one another. Farinella et al. (1981), however, cautioned that this simple "kinetic" model of a population of collisionally interacting bodies which exchange angular momentum through purely random processes might not be correct. Indeed, they showed that the Maxwellian curve was not a satisfactory representation of the data due to a strong overabundance of slow rotators compensated by a depletion of objects at the Maxwellian peak.

In Pravec and Harris (2000) an even larger dataset, with spins for 750 asteroids, was used to further investigate their distribution. The data was divided in three subsamples of large, intermediate and small objects, and

the limits between large and small asteroids being 40 and 10 km, respectively. Their results indicate that the spin distribution of the large asteroids follow a Maxwellian distribution, while significant deviations occur for the other size-intervals. The authors argue that the differences between large and small asteroids is due to the action of different processes affecting the spin and that the intermediate size range would be a "transition zone" including objects from both populations. They also identified a lack of objects, larger than a few hundred meters, rotating faster than 2.2 h and concluding that this would be an indication that larger asteroids are mostly loosely bound, gravity-dominated aggregates (or "rubble piles"). Smaller asteroids, on the other hand, would be mostly monoliths or with considerable internal strength. The presence of a "spin barrier", as it is currently known, has ever since been confirmed with increasingly larger datasets.¹ Further analysis of the spin distribution of small asteroids indicated (Pravec et al., 2008) that the observed distribution appears to be controlled by the YORP effect. We refer to the Asteroid book series for complete reviews on the topic (Binzel et al., 1989; Pravec et al., 2002; Durech et al., 2015; Vokrouhlický et al., 2015; Bottke et al., 2015).

Moreover, the increasingly large number of available spin direction of asteroids, allowed the analysis of their distribution (La Spina et al., 2004;

* Corresponding author.

E-mail address: hissamedeiros@on.br (H. Medeiros).¹ <http://alcddef.org/>.<https://doi.org/10.1016/j.pss.2018.04.002>

Received 21 November 2017; Received in revised form 8 February 2018; Accepted 3 April 2018

Available online 7 April 2018

0032-0633/© 2018 Elsevier Ltd. All rights reserved.

Hanuš et al., 2011). Their results indicate that the pole latitude distribution for Main Belt (MB) asteroids, as well as for near-Earth asteroids (NEAs), is not symmetric. In the case of MB asteroids it is observed that there are up to 10% more prograde rotators than retrograde, although the larger ones have only a moderate excess of prograde. This excess seems to be in agreement with theoretical arguments (Davis et al., 1989; Johansen and Lacerda, 2010) speculating that the prograde rotation of large asteroids, similarly to that of the planets, is primordial due to accretion of pebbles in a gaseous environment. The smaller asteroids show a more clear excess of prograde rotators in the case of MB asteroids and of retrograde rotators among NEAs. Moreover, a lack of pole vector close to the ecliptic plane is observed in both populations. These observations are in agreement with the dominance of the YORP effect on the rotational state of small asteroids (Vokrouhlický et al., 2015).

In this paper we revisit these analyses, particularly focusing on the global statistical aspects of the spin distribution taking advantage of the increasingly large dataset of objects with known rotational properties. On the other hand, due to systematic uncertainties derived from observational biases or the existence dynamical effects such as the spin barrier, the angular momentum drain, etc., it is still not easy to determine a precise form of differential distribution of the spin for each diameter interval independently. A simple fitting approach of the histogram assuming a-priori the form of the differential distribution function based on some statistical hypothesis, may introduce a prejudice, masking the true nature of the spin distribution. Therefore, in order to extract a solid conclusion on the general nature of the spin distribution, we rather use the cumulative distributions instead of differential distributions. We argue that this approach reveals in a model independent way the dimensionality of the angular phase space in an indubitable way.

In what follows we will construct the spin cumulative distributions for MB and NEAs separately (section 2.1 and 2.2, respectively). The obtained results, summarized and discussed in section 3 clearly indicates that the dimensionality (N_{dim}) of the spin space is at most 2, or even less, and definitely not 3 for any diameter interval. That is, this is true also for the larger asteroids (diameter $D > 50$ km) which are commonly believed to be consistent with a 3-dimensional Maxwellian distribution ($N_{dim} = 3$).

2. Cumulative distribution analysis

The present work is based on data from the Asteroid Lightcurve Database² (LCDB), in November 2017 release, and contains 13,546 spin rates of Main Belt asteroids and 1,082 near-Earth asteroids. Only spins with the quality code $Q = 2$ and 3 are used in the following analysis.

2.1. Main Belt Asteroids

In Fig. 1, we show the scattered plot for the MB asteroids in the (D, f) plane, where D ($D \leq 300$ km) is the diameter in km and f the frequency in day^{-1} . The colors used to indicate the different diameter range are the same as those that will be used in Fig. 3b (see below).

Now, for a given color bin, which we consider as a statistical ensemble of spins, we would like to determine the form of the differential distribution dN/df as a function of the frequency f . When we know a-priori that the distribution should obey some given statistical law, e.g., an isotropic Maxwellian distribution in 3-dimensional spin vector space, we would have

$$\frac{dN}{df} = Af^2 e^{-\beta f^2}, \quad (1)$$

where A is a constant, and we could just determine the two parameters, A and β by a χ^2 – fit to the data, for example. However, when we don't know a-priori the functional form of the distribution, a direct attempt to

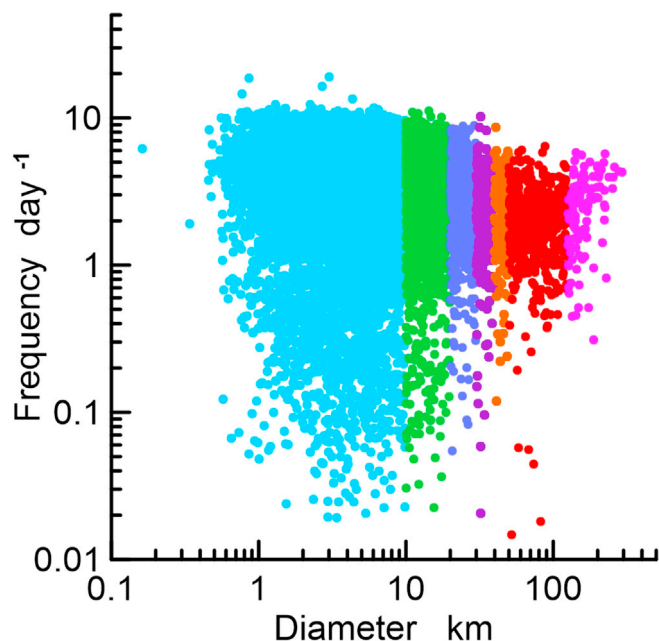


Fig. 1. Scattered plot in $D - f$ plane for Main Belt asteroids. Each color indicates a different size (D) bin. (For interpretation of the references to color in this figure legend, the reader is referred to the Web version of this article.)

determine dN/df from the observed abundance is not trivial and even dangerous, particularly when the real distribution presents some unknown substructures and also contains systematic errors from unknown origin. Furthermore, it is clear from Fig. 1 that the high end of the distribution is affected by the so-called spin barrier, near $f \simeq 10 day^{-1}$, so the way how the distribution ends depends crucially on the dynamical and observational biases near this barrier.

In Fig. 2a below, we show an example of the distribution function dN/df expressed in terms of a B-spline curve, defined as

$$\frac{dN(f)}{df} = \sum_{i=1}^{N_{Tot}} W(f - f_i; h), \quad (2)$$

where N_{Tot} is the total number of objects in the bin, and $W(x; h)$ is the third order B-spline function with h being the smoothing (coarse-graining) parameter, satisfying,

$$\begin{aligned} W(x; h) &\geq 0, & -2h \leq x \leq 2h \\ W(x; h) &= 0, & |x| > 2h \end{aligned}$$

and

$$\int W(x; h) dx = 1.$$

W is essentially the Gaussian distribution with the standard deviation $\sigma^2 = h^2/2^{3/2}$.

In Fig. 2a and 2b, we notice clearly the presence of substructures in the distribution function and the form of end-tail seems to be affected by dynamical and/or observational biases. Therefore, a simple fit supposing a-priori, for example, a 3-dimensional Maxwellian may mask unexpected properties of the distribution. In fact, we will show that, although the Maxwellian distribution given in Eq. (1) (Binzel et al., 1989; Fulchignoni et al., 1995; Pravec and Harris, 2000; Pravec et al., 2002) may give a reasonable fit for Fig. 2b, such a fit may introduce a prejudice which is not necessarily correct (Farinella et al., 1981).

Instead of the differential distribution function dN/df , let us introduce the corresponding cumulative (integrated) distribution,

² <http://www.minorplanet.info/lightcurvedatabase.html>.

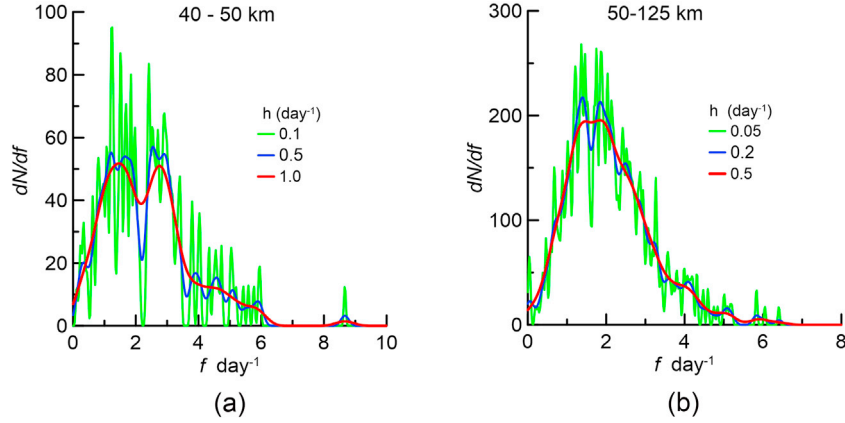


Fig. 2. (a) Spline representation of the differential distribution dN/df for the MB asteroids with diameter bin of $40 < D < 50$ km. Results for three different values of the smoothing parameter h are shown. (b) The same as (a) for the diameter bin of $50 < D < 125$ km.

$$N(f) \equiv \int_{-\infty}^f \frac{dN(f)}{df} df. \quad (3)$$

If the spin variables are vectors in an N_{dim} dimensional vector space, then the above integral should be generalized as

$$N(f) \equiv \int_{|\vec{f}| \leq f} \frac{dN(\vec{f})}{d\vec{f}} d^{(N_{\text{dim}})} \vec{f}, \quad (4)$$

where $d^{(N_{\text{dim}})} \vec{f}$ is a volume element of the N_{dim} dimensional vector space. When it is safe to assume the isotropy of the spin vectors in this space, the angular part can be integrated out and we have

$$d^{(N_{\text{dim}})} \vec{f} = S_{N_{\text{dim}}-1} f^{N_{\text{dim}}-1} df,$$

where f is the modulus of the vector \vec{f} and $S_{N_{\text{dim}}-1}$ is the surface area of a unit sphere in the $N_{\text{dim}} - 1$ dimensional space.

For the following discussion, we use this assumption of isotropy basically, because we are testing the validity of a statistical equilibrium in spin variables where the Maxwellian distribution has the form

$$\frac{dN(\vec{f})}{d^{N_{\text{dim}}} \vec{f}} \simeq \text{Const.} \times e^{-\alpha E_{\text{rot}}(f)},$$

where $E_{\text{rot}}(f) \sim f^2$ is the rotational energy and α is proportional to the inverse of the average rotational energy.

In practice, observed spins are not continuous variables. Instead, we have the discrete observed frequencies $\{f_i, i = 1, \dots, n\}$ of a given ensemble of asteroids. Thus we define

$$N(f) \equiv \sum_{k=1}^{f_k \leq f} 1, \quad (5)$$

that is, $N(f)$ is a set of step functions, increasing by a unit at each f_i . In fact, Eq. (5) corresponds to Eq. (4) where the differential distribution is given as the vanishing limit of h in Eq. (2) since in this limit, $W(x, h)$ tends to the Dirac δ -function.

If $dN/d^{N_{\text{dim}}} \vec{f}$ obeys the Maxwellian isotropic distribution $\propto e^{-\beta f^2}$ in the N_{dim} -dimensional vector space, $\{\vec{f}\}$, the above integral Eq. (4) reduces to

$$\begin{aligned} N^{(N_{\text{dim}})}(f) &= A \int_0^f f^{N_{\text{dim}}-1} e^{-\beta f^2} df \\ &= C \left\{ \Gamma\left(\frac{N_{\text{dim}}}{2}\right) - \Gamma\left(\frac{N_{\text{dim}}}{2}, x^2\right) \right\} e^{-x^2}, \end{aligned} \quad (6)$$

where $x = \sqrt{\beta}f$, while $\Gamma(a)$ and $\Gamma(a, x)$ are Gamma function and incom-

plete Gamma function, respectively. In particular, for $N_{\text{dim}} = 1, 2,$ and $3,$ we have

$$N^{(1)}(f) = A \int_0^f e^{-x^2} dx = \frac{C}{2} \sqrt{\pi} \text{erf}(f), \quad (7)$$

$$N^{(2)}(f) = A \int_0^f x e^{-x^2} dx = \frac{C}{2} (1 - e^{-f^2}), \quad (8)$$

and

$$N^{(3)}(f) = A \int_0^f x^2 e^{-x^2} dx = C \left(\frac{1}{4} \sqrt{\pi} \text{erf}(f) - \frac{1}{2} f e^{-f^2} \right). \quad (9)$$

Note that in these cases the distributions are completely specified by two parameters C and β . An important point here is that they can be absorbed completely in the scales of variables N and f . This means that, in the log-log plot, the different values of these parameters correspond just to the parallel transport in the f and N directions, without changing the form of the curve. In Fig. 3a, we show the plots of Eqs. (7)–(9), where the two parameters are chosen in such a way that each curve reaches 95% of the total number (here taken as 500) at $f \simeq 2$. As we see from this figure, for each curve, we can identify clearly the existence of a domain where the curve behaves almost as a straight line, indicated by colored lines. These lines correspond to pure power dependences in f as indicated in the figure. We see that deviations from the true curves are almost invisible for $N(f) \leq 150$ which is more than 30% of the saturation value (500). The inclination of the line indicates the dimensionality of the spin vector space, if the distribution is Maxwellian. As emphasized above, changes of values in the two parameters just correspond to parallel translations of the curve without changing its form, so that the inclination remains invariant. That is, the dimensionality of the spin vector space can be identified in a model independent way, if in a log-log plot of $N(f)$ vs. f there exist a clear linear dependence.

In Fig. 3b, we plotted the cumulative distributions given by Eq. (5) for each diameter bins of our data set. The color convention for each bin is the same as that of Fig. 1. As expected, the cumulative distributions in this plot exhibit a very stable and systematic structure, in particular, the existence of a domain where they behave approximately linear for lower frequencies (excluding extremely low frequencies, say $f < 0.1 \text{ day}^{-1}$). Thus, we may safely associate the linear part to the dimensionality of the spin vector space.

A striking fact is that none of these curves has inclination close to that of $N_{\text{dim}} = 3$. Rather, most of the curves show the dimensionality lower than 2, except for the case of objects in the interval, $50 \leq D < 125$, where the inclination is almost exactly equal to that of $N_{\text{dim}} = 2$. Definitely, not 3!

Another interesting aspect that we note from this figure is that except

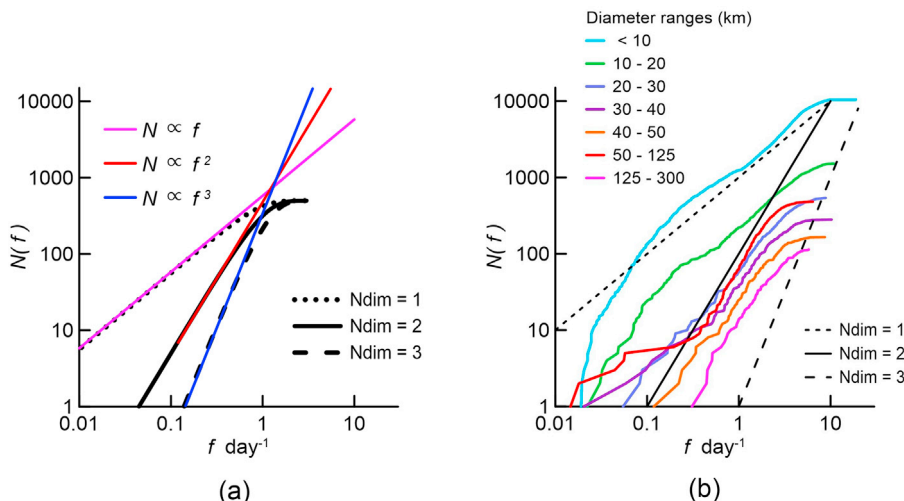


Fig. 3. (a) Log-Log plots of the cumulative functions of the Maxwell distribution for $N_{dim} = 1, 2$ and 3 . Changes in the two parameters, normalization factor A and width parameter β simply correspond to a the parallel translation of the lines. (b) Cumulative distributions of the rotational frequency f for MB asteroids. The color specification corresponds to the size bin indicated in Fig. 1. Dashed lines are from Fig. 3a for $N_{dim} = 1, 2$ and 3 . (For interpretation of the references to color in this figure legend, the reader is referred to the Web version of this article.)

for the bins $30 \leq D < 40$, $40 \leq D < 50$ and $50 \leq D < 125$, the rest do not show a clear saturation at the end point. In other words, they do not attain a flat tail. This fact indicates that, in these cases, the data at the end tail of the distribution are far from sufficient to determine the precise form of the differential distributions quantitatively.

It might be somewhat unexpected that $N_{dim} = 2$, or even smaller, for asteroids larger than 50 km since the general belief is that they are supposed to obey the isotropic Maxwellian distribution in 3 dimensional spin space (Binzel et al., 1989; Pravec and Harris, 2000; Pravec et al., 2002). The curve 125 – 300 does not show the saturation and a clear linear dependence, so that it is inadequate to assume any statistical equilibrium for these asteroids. On the other hand, the bin 50 – 125 has a very clear linear portion, with inclination very close to 2. Since the bin width is rather large, let us take a closer look at this ensemble. In Fig. 4, we show 3 curves of cumulative distributions constructed from Eq. (5)

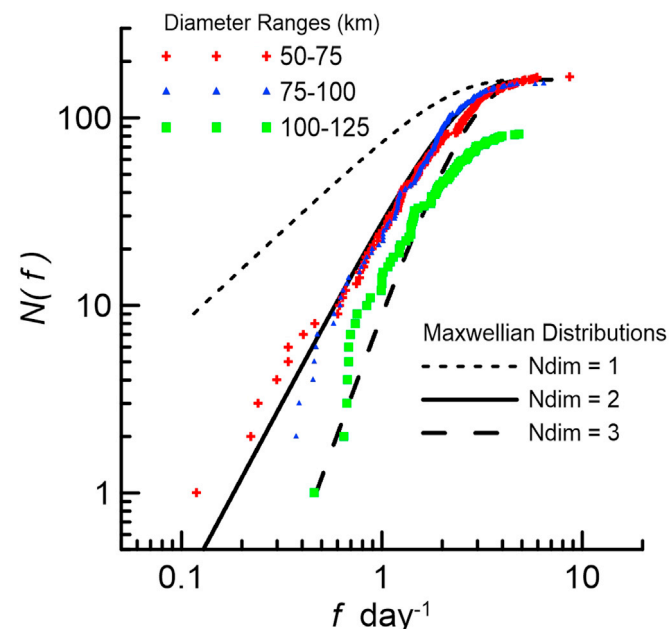


Fig. 4. Cumulative distributions for the MB asteroids with $50 \leq D < 125$ km, decomposed into 3 sub-intervals. Red crosses are for $50 \leq D < 75$, blue triangles for $75 \leq D < 100$ and green boxes are for $100 \leq D < 125$. Black curves are calculated Maxwellian distribution for $N_{dim} = 1, 2$ and 3 . (For interpretation of the references to color in this figure legend, the reader is referred to the Web version of this article.)

corresponding to the sub intervals, $50 \leq D < 75$, $75 \leq D < 100$, and $100 \leq D < 125$.

The Fig. 4 shows very clearly that the cumulative distributions for $50 \leq D < 75$ and $75 \leq D < 100$ are perfectly consistent with the 2– dimensional Maxwellian distribution of spin given by Eq. (8). In particular, note that the $75 \leq D < 100$ curve and the black solid curve computed using Eq. (8) are undistinguishable in this figure. The diameter range $100 \leq D < 125$ has much less asteroids compared to the former two ranges, but we can see an approximately linear dependence whose inclination is close to $N_{dim} = 2$ (or even less) except for the first 6 points which may suffer from large observational systematic uncertainties. Note that the deficit of asteroids in this range for $f > 5 \text{ day}^{-1}$ may be related to the “angular momentum drain” proposed by Dobrovolskis and Burns (1984).

We are well aware of possible systematic biases in the data due to the observational limitations and also to dynamical effects which may affect the properties mentioned above. On the other hand, it is striking that the general statistical aspects of the dimensionality of the spin space for MB asteroids is clearly seen as a very well-defined linear dependence of $N(f)$ with f in the log-log plane, without visible fluctuations. However, the cumulative distribution is not adequate to see the structure of the differential distribution for the higher frequency part, say, in the domain of f where $N(f) > 0.3N_{max}$, where N_{max} is the saturation value of $N(f)$.

To see more in detail the form of the distribution, we plot the B-spline representation of the differential distribution of asteroids in the diameter range, 50 – 75 km in Fig. 5a.

In this figure, the solid and dashed curves are the 2– and 3– dimensional Maxwellian distributions, respectively, with an appropriate set of parameters (not necessarily the best χ^2 fit). As pointed out before, the differential distributions are very sensitive to fluctuations in the data, even for the largest smoothing parameter case (red curve). It is obvious that the deficit at $f \simeq 2 \text{ day}^{-1}$ should be associated to observational biases. Thus, it seems that the both curves fit reasonably well the distributions and the dimensionality of the distribution is not so clear in this figure. Nevertheless, one might argue that we should determine a suitable set of parameters quantitatively using, for example by the χ^2 – fit, to settle this question.

However, when we plot in log-log scale, as shown in Fig. 5b, we see more clearly that the global structure of the B-spline curves is characterized by an inverse parabola form with different apertures and inclinations. From this figure, the data irrefutably favors the 2– dimensional Maxwellian distribution. Note that in this plot the curves characteristics are invariant under the change of fitting parameters as is the case of the cumulative distribution. $N_{dim} = 3$ curve is clearly narrower than those of B-spline curves which are perfectly consistent with $N_{dim} = 2$. We verified that the same situation occurs for the diameter range 75 – 100 km.

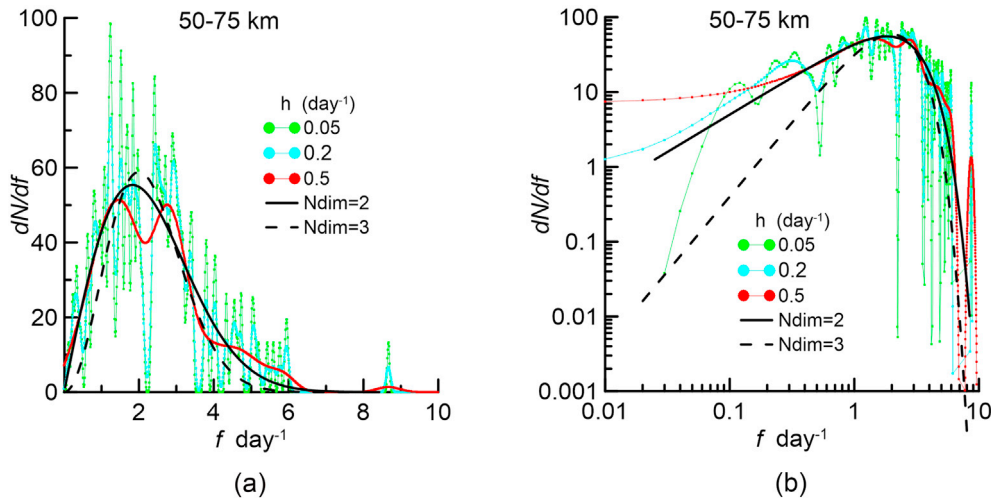


Fig. 5. (a) B-spline representation of the differential spin distribution dN/df for asteroids in the diameter range 50 – 75 km. Colored points are obtained using three different values of the smoothing parameter h . Black solid and dashed curves are Maxwellian distributions for $N_{dim} = 2$ and 3, respectively. (b) The same as Fig. 5a in log-log scale.

A most important conclusion of the present analysis is that the dimensionality of the spin space is smaller than or equal to 2 when the Maxwellian statistical equilibrium is assumed. None of the curves exceeds the inclination 2. Even for the asteroid size of $50 < D < 125$ km, which plot has the highest inclination (Fig. 3a) and have been considered to be well represented by a 3-dimensional Maxwell distribution (Binzel et al., 1989; Pravec and Harris, 2000; Pravec et al., 2002), the inclination clearly matches $N_{dim} = 2$ and not $N_{dim} = 3$.

Another remark is that, in general, the larger the asteroid diameter is, the larger the inclination of the cumulative distribution becomes (Fig. 3b). The smallest two bins are consistent with $N_{dim} \approx 1$ although the linear dependence can be seen only in an approximately way as a general tendency. See the discussion below.

2.2. Near Earth Asteroids

The near-Earth asteroids are known to have a different dynamical history compared to those in MB (Morbidelli et al., 2002). In Fig. 6, we show the scattered plot of diameter versus rotational frequency of NEAs. We note here too, the presence of the spin barrier at $f \approx 10 \text{ day}^{-1}$ for $D \geq 0.1$ km probably related to a rather loosely cohesive structures (there are few objects above $f \approx 10$ for $D \geq 0.1$, which might represent internal strongly cohesive objects).

The cumulative distributions for these NEAs are shown in Fig. 7. Due to the clear appearance of the spin barrier mentioned above, the two domains are also shown separately.

It is interesting to observe that the cumulative distributions for $D \geq 0.1$ km (green points) and also for all NEAs (blue points) have a substantial domain of f (say, $0.1 < f < 10$) having almost a linear

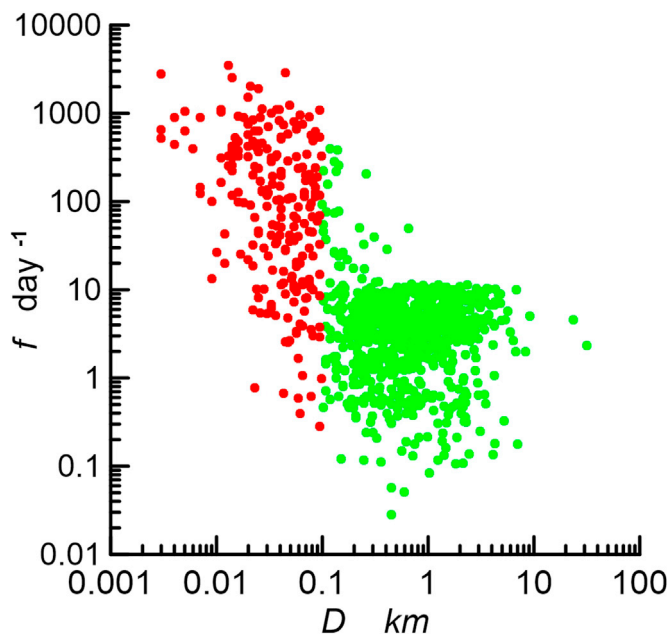


Fig. 6. Scattered plot in (D, f) plane for near-Earth asteroids displayed in the two diameter ranges, $D < 0.1$ (red) and $0.1 \leq D < 10$ (green). (For interpretation of the references to color in this figure legend, the reader is referred to the Web version of this article.)

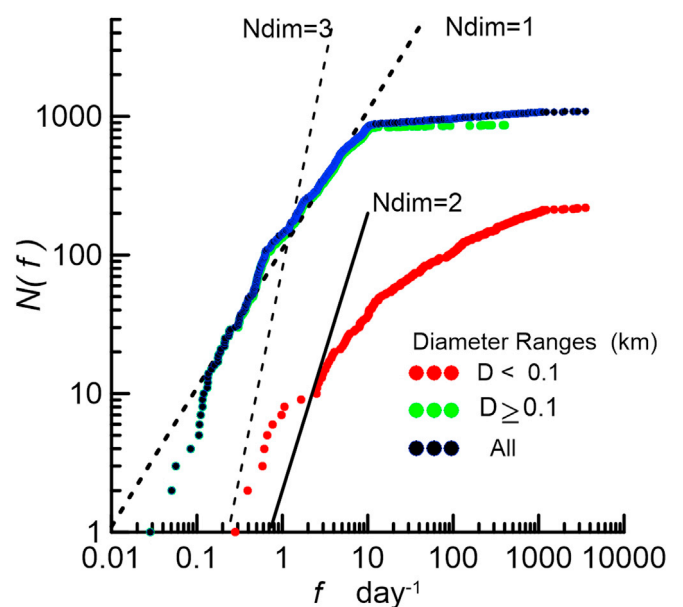


Fig. 7. Cumulative distributions in spin frequency of NEAs. The red and green dots are for those with diameter $D < 0.1$ km, and $D \geq 0.1$ km, respectively. The blue dots are for the sum of the two. Inclination lines for different dimensionalities are also indicated. (For interpretation of the references to color in this figure legend, the reader is referred to the Web version of this article.)

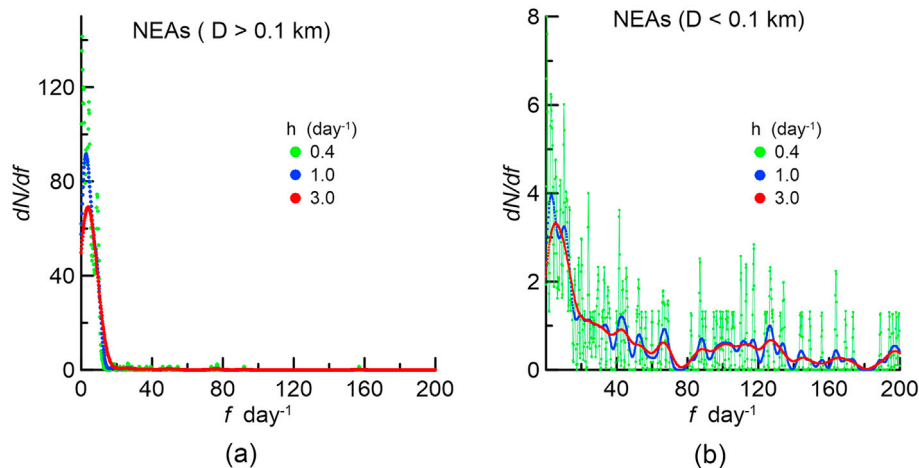


Fig. 8. (a) Spline representations of the differential frequency distribution of NEAs with $D > 0.1$ km for different values of smoothing parameter. The green dots are for $h = 0.4$ day $^{-1}$ blue are for 1.0 day $^{-1}$ and red are for 3.0 day $^{-1}$. Here only NEAs with $f < 200$ are shown. (b) Spline representations of NEA asteroids with $D < 0.1$ km. Color specification is the same as 8a.

dependence, which is consistent with the one-dimensional rotational phase space. Another point is that in the range of frequencies larger than that of the spin barrier, $f \gtrsim 10$ day $^{-1}$ the distribution becomes an almost flat line. This means that the differential distribution of the spin frequency is almost a Gaussian distribution centered at $f \sim 0$, with a sudden transition at $f > 10$ day $^{-1}$ to a very low-valued long tail which behaves as $\sim 1/f^{1+\epsilon}$, where $\epsilon \sim 0.05$ or less. In fact such a property is easily seen in Fig. 8a, where three B-spline representations of the differential distribution dN/df with different smoothing parameter h are shown. This suggests that among the NEAs, there exist two distinct groups, which probably have different origins. The asteroids in the first group have a somewhat fragile internal structure which suffers the limitation of the spin barrier mechanism. Spins of these asteroids seem to obey the one-dimensional Maxwellian distribution, indicating a statistical equilibrium formed under the presence of one-dimensional external torque. On the other hand, asteroids in the other group have more strongly cohesive, monolith-type structure, and their differential distribution in frequency obeys as f^{-m} where m is slightly larger than 1. This strongly indicates that they were not formed in a process described by a statistical equilibrium.

The cumulative distribution for $D < 0.1$ km apparently do not show a clear linear structure, but for $f < 10$ day $^{-1}$ it is still consistent with $N_{dim} = 1$ indicating the existence of the first group described above, together with a considerable contribution from the non-equilibrium part, the other group. The B-spline representation of the differential distribution for these asteroids is shown in Fig. 8b.

3. Summary and discussions

In this work, we studied the general aspects of the spin distribution of asteroids from a statistical point of view, and based on the most recent data. Considering the existence of possible observational and dynamical biases, we concentrated in analyzing the general features of the cumulative distribution instead of the differential distribution especially in the lower frequency region and for different bins of asteroid diameter. We have shown that, for MB asteroids, the log-log plot of the cumulative distribution (Fig. 3b) exhibits clearly the dimensionality of the associated rotational vector space as a straight line whose inclination is 2 or even less, and definitely not 3 even for the larger asteroids (e.g. $D > 50$ km). In particular, those in the diameter range $50 < D < 125$ were analyzed in detail and clearly confirm that the dimensionality of the spin vector space is 2. Therefore, if the spin distribution of asteroids has its origin as a statistical equilibrium of collisional processes, these collisions exchange torques in a 2-dimensional spin vector space and not isotropic 3-

dimensional vector space. It should be emphasized that this conclusion is very robust, since it is not model-dependent, and no parameter-fit was introduced.

The present analysis strongly suggests that the origin of the spin of these asteroids occurred with the transfer of torque in a bi-dimensional plane. A further study is necessary to clarify why such a reduction of the dimensionality occurs in the spin distribution. One caveat: The present analysis focuses mainly on the lower frequency domain of the distribution, and from the cumulative distribution it is not possible to clarify the whole information on the differential distributions. On the other hand, the observed deficit of spin directions parallel to the equatorial plane of the Solar System (La Spina et al., 2004; Hanaš et al., 2011; Kryszczyńska et al., 2007; Silva et al., 2016) seems to be consistent with the present results.

For smaller objects, for example with $D < 20$ km, the dimensionality of the spin vector space is more consistent with $N_{dim} = 1$. For these objects, including the near-Earth asteroids, the effects of collisions and solar radiation (YORP) are relevant and this is confirmed by our analysis.

The NEAs show the existence of two distinct populations, probably related to their origin. Besides a bulk of NEAs, which obey approximately the one-dimensional Maxwellian distribution, there exists another group whose spin formation apparently has a different origin. These objects have a spin distribution decreasing very slowly as $dN/df \sim f^{-m}$ with m slightly larger than 1. Such kind of power-law suggests some fragmentation origin. A more detailed study is required to clarify this point.

In resume, we presented a systematic study of the spin distribution of asteroids using their cumulative distribution. Considering that the spin distribution, particularly in its lower frequency domain, attained a statistical equilibrium during the collisional evolution, we identified the dimensionality in a model-independent way. We found that such dimensionality of the spin vector space of larger asteroids is 2 rather than 3, as usually believed. Our results cast interesting open questions on the origin of asteroid rotation.

Acknowledgements

The authors appreciate enlightening discussion with Prof. T. Koide of the Federal University of Rio de Janeiro, as well as the comments by Prof. J. Fernandez and by Alan W. Harris. This work has been supported by CAPES, FAPERJ (No. E-26/102.967/2011) and CNPq (No. 305409/2016-6, 303896/2014-0). A part of this work has been done under the auspices of project INCT-FNA, Proc. No. 464898/2014-5.

References

- Binzel, R.P., Farinella, P., Zappala, V., Cellino, A., 1989. In: Binzel, R.P., Gehrels, T., Matthews, M.S. (Eds.), *Asteroid Rotation Rates - Distributions and Statistics. Asteroids II*. Univ. of Arizona, pp. 416–441.
- Bottke, W.F., Brož, M., O'Brien, D.P., Campo Bagatin, A., Morbidelli, A., Marchi, S., 2015. The Collisional Evolution of the Main Asteroid Belt, pp. 701–724.
- Burns, J.A., Aug. 1975. The angular momenta of solar system bodies - implications for asteroid strengths. *Icarus* 25, 545–554.
- Davis, D.R., Weidenschilling, S.J., Farinella, P., Paolicchi, P., Binzel, R.P., 1989. Asteroid collisional history - effects on sizes and spins. In: Binzel, R.P., Gehrels, T., Matthews, M.S. (Eds.), *Asteroids II*, pp. 805–826.
- Dobrovolskis, A.R., Burns, J.A., Mar. 1984. Angular momentum drain - a mechanism for despinning asteroids. *Icarus* 57, 464–476.
- Durech, J., Carry, B., Delbo, M., Kaasalainen, M., Viikinkoski, M., 2015. Asteroid Models from Multiple Data Sources, pp. 183–202.
- Farinella, P., Paolicchi, P., Zappala, V., Dec. 1981. Analysis of the spin rate distribution of asteroids. *A&A* 104, 159–165.
- Fish, F.F., 1967. Angular momenta of the planets. *Icarus* 7, 251–256.
- Fulchignoni, M., Barucci, M.A., di Martino, M., Dotto, E., Jul. 1995. On the evolution of the asteroid spin. *A&A* 299, 929.
- Hanuš, J., Durech, J., Brož, M., Warner, B.D., Pilcher, F., Stephens, R., Oey, J., Bernasconi, L., Casulli, S., Behrend, R., Polishook, D., Henych, T., Lehký, M., Yoshida, F., Ito, T., Jun. 2011. A study of asteroid pole-latitude distribution based on an extended set of shape models derived by the lightcurve inversion method. *A&A* 530, A134.
- Harris, A.W., Burns, J.A., Oct. 1979. Asteroid rotation. I - tabulation and analysis of rates, pole positions and shapes. *Icarus* 40, 115–144.
- Hartmann, W.K., Larson, S.M., 1967. Angular momenta of planetary bodies. *Icarus* 7, 257–260.
- Johansen, A., Lacerda, P., May 2010. Prograde Rotation of Protoplanets by Accretion of Pebbles in a Gaseous Environment, pp. 475–485. *MNRAS* 404.
- Kryszczyńska, A., La Spina, A., Paolicchi, P., Harris, A.W., Breiter, S., Pravec, P., Dec. 2007. New findings on asteroid spin-vector distributions. *Icarus* 192, 223–237.
- La Spina, A., Paolicchi, P., Kryszczyńska, A., Pravec, P., Mar. 2004. Retrograde spins of near-Earth asteroids from the Yarkovsky effect. *Nature* 428, 400–401.
- Morbidelli, A., Bottke Jr., W.F., Froeschlé, C., Michel, P., Mar. 2002. Origin and Evolution of Near-earth Objects, pp. 409–422.
- Pravec, P., Harris, A.W., Nov. 2000. Fast and slow rotation of asteroids. *Icarus* 148, 12–20.
- Pravec, P., Harris, A.W., Michalowski, T., 2002. In: Bottke Jr., W.F., Cellino, A., Paolicchi, P., Binzel, R.P. (Eds.), *Asteroid Rotations. Asteroids III*. Univ. of Arizona, pp. 113–122.
- Pravec, P., Harris, A.W., Vokrouhlický, D., Warner, B.D., Kušnirák, P., Hornoch, K., Pray, D.P., Higgins, D., Oey, J., Galád, A., Gajdoš, Š., Kornoš, L., Világi, J., Husárik, M., Krugly, Y.N., Shevchenko, V., Chiorny, V., Gaftonyuk, N., Cooney, W.R., Gross, J., Terrell, D., Stephens, R.D., Dyvig, R., Reddy, V., Ries, J.G., Colas, F., Lecacheux, J., Durkee, R., Masi, G., Koff, R.A., Gonçalves, R., Oct. 2008. Spin rate distribution of small asteroids. *Icarus* 197, 497–504.
- Silva, J.S., Lazzaro, D., Rodrigues, T., Carvano, J.M., Roig, F., Souza, R., Jan. 2016. The IMPACTON project: pole and shape of eight near-earth asteroids. In: Chesley, S.R., Morbidelli, A., Jedicke, R., Farnocchia, D. (Eds.), *Asteroids: New Observations, New Models*. Vol. 318 of IAU Symposium, pp. 181–184.
- Vokrouhlický, D., Bottke, W.F., Chesley, S.R., Scheeres, D.J., Statler, T.S., 2015. The Yarkovsky and YORP Effects, pp. 509–531.

3 Propriedades composicionais

3.1 Material Basáltico no Cinturão Principal

Material basáltico é o resultado do esfriamento de um magma dentro de um processo denominado de diferenciação. Por este processo o material condritico, acretado nas fases primordiais do Sistema Solar, é aquecido até sua fusão parcial ou total sendo que posteriormente o material mais pesado vai migrar para o centro enquanto o mais leve para a superfície. A fonte de calor responsável pela diferenciação no Sistema Solar tem sido relacionada à presença e posterior decaimento de elementos radioativos, em particular o ^{26}Al e ^{60}Fe (Russell et al., 1996). Devido à meia-vida desses elementos acredita-se que este processo deva ter ocorrido nas fases iniciais de formação do Sistema Solar e apenas na região interna do cinturão de asteroides (Bottke et al., 2006). Mais ainda, deve ocorrer apenas em corpos grandes devido ao calor necessário para derreter o material condritico (Ruzicka et al., 1997). De fato, o único grande corpo no cinturão de asteroides com superfície basáltica é (4) Vesta, com mais do que 400km de diâmetro.

Até a descoberta da superfície basáltica de (1459) Magnya (Lazzaro et al., 2000), um asteroide na região externa do Cinturão Principal ($a = 3.15$ ua), só haviam sido observados corpos com a mesma composição na região interna e se acreditava que estes seriam fragmentos de (4) Vesta. Além disso, devido às semelhanças espectroscópicas entre (4) Vesta e os meteoritos acondritos basálticos Howardite, Eucrite e Diogenites (coletivamente denominados de HED), era assumido que (4) Vesta seria o único progenitor destes meteoritos (Drake, 2001; De Sanctis et al., 2012). Estudos mais recentes, entretanto, indentificaram diferenças na composição isotópica de oxigênio dos meteoritos HED indicando que embora a maioria possa ser relacionada a um único corpo parental, vários devem ter tido uma origem distinta (Scott et al., 2009; Barrett et al., 2017; Wimpenny et al., 2019). Além disso, inúmeros pequenos asteroides basálticos têm sido descobertos ao longo de todo o Cinturão Principal (embora não exaustiva, uma compilação recente de todos esses objetos pode ser encontrada em Ieva et al. (2016)).

Dificuldades em explicar através da dinâmica o transporte de (1459) Magnya da região de Vesta até sua atual localização tem levantado a possibilidade da existência de outros objetos grandes diferenciados no Cinturão Principal os quais teriam se fragmentado (Michtchenko et al., 2002; Carruba et al., 2007, 2014). Diferenças na composição mineralógica de (1459) Magnya também tem reforçado essa ideia (Hardersen et al., 2004). Uma possibilidade seria a formação desses corpos na região interna do cinturão e sua posterior ejeção para a parte externa devido à migração planetária (Morbidelli et al., 2007; Nesvorný & Morbidelli, 2012). Num estudo recente, entretanto, Brasil et al. (2017) mostram que para implantar na região externa asteroides com o tamanho de (1459) Magnya seria necessário que existissem vários corpos do mesmo tamanho na região interna, o que não é observado.

3.2 Distribuição dos asteroides do tipo-V

Asteroides basálticos são classificados como do tipo-V nas diversas taxonomias (Tholen & Barucci, 1989; Bus & Binzel, 2002; DeMeo et al., 2009) devido à sua semelhança espectroscópica com (4) Vesta. Em um estudo recente, Ieva et al. (2016) analisaram a distribuição dos parâmetros espectrais de toda a amostra disponível na literatura de asteroides do tipo-V, visando identificar a origem das diferentes sub-populações, em particular aquelas sem relação dinâmica com (4) Vesta. Os autores utilizaram 190 espectros, no visível e/ou infravermelho próximo, de 117 asteroides classificados como do tipo-V. Essa amostra foi então dividida em seis sub-populações a partir de seus parâmetros orbitais, conforme a seguir:

- (i) Vestoides - membros da família dinâmica de Vesta (foi utilizada a classificação de Nesvorný et al. (2015));
- (ii) Fugitivos - seguindo Nesvorný et al. (2008) são asteroides com $a < 2.3$ ua e com e e i semelhantes aos da família de Vestas;
- (iii) *Low inclination*(Low- i) - seguindo Nesvorný et al. (2008), são asteroides com $i < 6^\circ$ e $2.3 < a < 2.5$ ua;
- (iv) *Inner others*(IO) - são asteroides no cinturão interno não pertencentes a nenhuma das classes acima;
- (v) NEAs - asteroides com $q < 1.3$ ua;
- (vi) *Middle Outer V-types*(MOVs) - asteroides com $a > 2.5$ ua.

Foram então analisados e comparados os parâmetros espectrais para 44 Vestoids, 15 fugitivos, 23 Low- i , 9 IOs, 4 MOVs e 22 NEAs. Para os espectros na região do visível foram computados três parâmetros: *SlopeA*, *SlopeB* e *Apparent Depth*. Os dois primeiros são definidos como a inclinação do espectro entre $0.5 - 0.75\mu\text{m}$ e entre $0.8 - 0.92\mu\text{m}$, respectivamente, enquanto o terceiro é a razão da reflectância em 0.75 e $0.9\mu\text{m}$. Esses parâmetros, foram escolhidos por poderem caracterizar a posição e forma da banda em $0.9\mu\text{m}$. No caso dos espectros no infravermelho próximo foram computados e analisados também três parâmetros: mínimo das bandas em $0.9e1.9\mu\text{m}$ (BI minimum e BII minimum, respectivamente) e a separação das bandas BI e BII (*band separation*).

Os resultados mostraram que os asteroides do tipo-V exibem incinações espectrais no visível maiores que os meteoritos HED, mas exibem profundidades de banda compatíveis com os Eucrites e Howardites com tamanho de grão de $< 25 \mu\text{m}$. Os tipo-V na parte interna do Cinturão Principal (fugitivos, baixa inclinação e IOs) possuem parâmetros espectrais compatíveis com os da família de Vesta, apontando assim Vesta como seu possível corpo parental, embora suas frações de ortopiroxênio e clinopiroxênio mostrem grandes variações. No caso dos NEAs e MOVs os parâmetros espectrais são ligeiramente diferentes daqueles que são membros da família de Vesta.

Em vista do pequeno número de asteroides MOVs no estudo acima, decidimos aumentar a amostra observando e analisando o espectro na região do visível de um conjunto de candidatos a tipo-V na região do cinturão intermediário e externo. Os objetos foram selecionados de diversos

catalogos de "putative V-type" identificados através de cores fotométricas (Roig & Gil-Hutton, 2006; Masi et al., 2008; Carvano et al., 2010; Oszkiewicz et al., 2014). Assim, foram obtidos e analisados 18 MOVs, observados no TNG (Espanha) e ESO-NTT (Chile) entre 2015 e 2016, utilizando os mesmos parâmetros já utilizados em Ieva et al. (2016).

Entre as diversas análises realizadas, particularmente interessante foi a que comparou os parâmetros espectrais dos asteroides do tipo-V com os de objetos do tipo-S. Vale lembrar que esta classe taxonômica também apresenta uma banda de absorção entre $0.9 - 1.0\mu\text{m}$. Foram utilizados os 205 asteroides do tipo-S do levantamento S^3OS^2 (Lazzaro et al., 2004) e os parâmetros determinados foram comparados com os do tipo-V, tanto dos 18 novos quanto da amostra do trabalho de Ieva et al. (2016). Na figura 2 é mostrada a distribuição $\text{Slope}A \times$ profundidade da banda para os asteroides do tipo-V (vermelho) e do tipo-S (azul). Nota-se claramente que a profundidade da banda é menor para os asteroides do tipo-S. Separando apenas os tipo-V da família de Vesta e os MOVs (figura 3 do artigo) nota-se também que os MOVs possuem profundidade aparente maior do que os asteroides da família de Vesta. Esse resultado pode ser interpretado como representando mineralogias distintas. Por outro lado, nota-se que tanto os Vestoides quanto os MOV apresentam o mesmo intervalo de valores de $\text{Slope}A$ o que pode indicar que ambas as populações sofreram o mesmo grau de intemperismo espacial.

O artigo completo é apresentado a seguir.

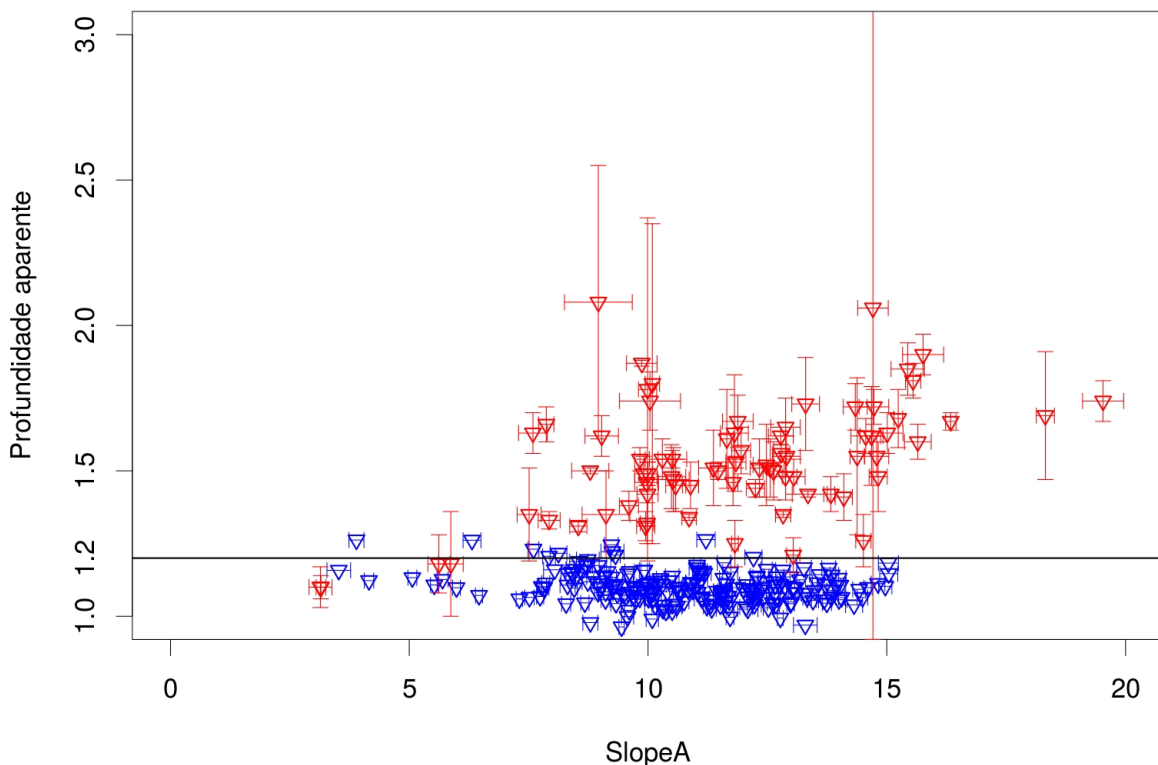


Figura 2 – $\text{Slope}A$ versus profundidade aparente para asteroides do tipo-V (em vermelho) e do tipo-S (em azul), do levantamento S^3OS^2 .

3.2.1 Artigo: Basaltic material in the main belt: a tale of two (or more) parent bodies?

Artigo

Basaltic material in the main belt: a tale of two (or more) parent bodies?

S. Ieva, E. Dotto, D. Lazzaro, D. Fulvio, D. Perna, E. Mazzotta Epifani, H. Medeiros e M. Fulchignoni

MNRAS 479, 2607–2614 (2018)

Basaltic material in the main belt: a tale of two (or more) parent bodies?

S. Ieva,¹★ E. Dotto,¹ D. Lazzaro,² D. Fulvio,³ D. Perna,^{1,4} E. Mazzotta Epifani,¹
H. Medeiros² and M. Fulchignoni⁴

¹INAF - Osservatorio Astronomico di Roma, via Frascati 33, I-00078 Monteporzio Catone (Roma), Italy

²Observatorio Nacional, R. Gen. José Cristino, 77 - São Cristóvão, Rio de Janeiro - RJ, 20921-400, Brazil

³Departamento de Física, Pontifícia Universidade Católica do Rio de Janeiro, Rua Marques de São Vicente 225, 22451-900 Rio de Janeiro, Brazil

⁴LESIA, Observatoire de Paris, PSL Research University, CNRS, Univ. Paris Diderot, Sorbonne Paris Cité, UPMC Univ., Paris 06, Sorbonne Université, 5 Place J. Janssen, Meudon Cedex F-92195, France

Accepted 2018 June 11. Received 2018 June 07; in original form 2018 April 6

ABSTRACT

The majority of basaltic objects in the main belt are dynamically connected to Vesta, the largest differentiated asteroid known. Others, due to their current orbital parameters, cannot be easily dynamically linked to Vesta. This is particularly true for all the basaltic asteroids located beyond 2.5 au, where lies the 3:1 mean motion resonance with Jupiter. In order to investigate the presence of other V-type asteroids in the middle and outer main belt (MOV_s) we started an observational campaign to spectroscopically characterize in the visible range MOV candidates. We observed 18 basaltic candidates from TNG and ESO-NTT between 2015 and 2016. We derived spectral parameters using the same approach adopted in our recent statistical analysis and we compared our data with orbital parameters to look for possible clusters of MOV_s in the main belt, symptomatic for a new basaltic family. Our analysis seemed to point out that MOV_s show different spectral parameters respect to other basaltic bodies in the main belt, which could account for a diverse mineralogy than Vesta; moreover, some of them belong to the Eos family, suggesting the possibility of another basaltic progenitor. This could have strong repercussions on the temperature gradient present in the early Solar system, and on our current understanding of differentiation processes.

Key words: methods: data analysis – methods: observational – techniques: spectroscopic – minor planets, asteroids: individual: 4 Vesta – minor planets, asteroids: individual: basaltic.

1 INTRODUCTION

The study of basaltic asteroids in the main belt has been a powerful tool to constrain the presence and frequency of differentiated material in the early Solar system. These asteroids, classified as V-type in all the latest taxonomies (Tholen & Barucci 1989; Bus & Binzel 2002; DeMeo et al. 2009) are thought to represent the crust of planetesimals that undergo a complete metal-silicate differentiation: iron core, olivine mantle, and basaltic crust. The spectrum of a basaltic asteroid can be easily identified by the presence of two deep absorption bands, near 0.9 and 1.9 μm . The same spectrum has been also identified in a type of achondrite meteorites: the Howardites, Eucrites, and Diogenites (collectively known as HED meteorites) for which Vesta, the first basaltic asteroid identified by McCord, Adams & Johnson (1970), has been considered the parent body.

The identification of several basaltic V-type asteroids in orbits close to Vesta (Binzel & Xu 1993) and the discovery of a giant

crater in the south pole of Vesta (Thomas et al. 1997) completed the picture. The classical scenario foresees that one or more impacts on the surface of Vesta created a swarm of basaltic fragments (i.e. the *vestoids*), forming the Vesta dynamical family. Some of them, injected into strong resonances, became Near-Earth Asteroids (NEAs, Cruikshank et al. 1991) and finally collide with our planet, being recovered as HED meteorites.

The discovery of V-type asteroids with no dynamical link with Vesta, beyond the 3:1 mean motion resonance with Jupiter (Lazzaro et al. 2000; Binzel, Masi & Foglia 2006; Duffard & Roig 2009) raised doubts if all the basaltic asteroids in the Solar system come from Vesta. Dynamical simulations show that the probability for an asteroid of a $D > 5$ km to evolve from the Vesta family and cross over the 3:1 resonance, reaching a stable orbit in the middle belt, is almost 1 per cent (Roig et al. 2008). Moreover, laboratory studies on meteorites (Bland et al. 2009; Scott et al. 2009) and dynamical considerations (Carruba et al. 2014) suggest that several large asteroids ($D \sim 150\text{--}300$ km) should have been differentiated in the early Solar system. The inconclusive search of these bodies lead to the idea that these basaltic progenitors were battered to bits;

* E-mail: simone.ieva@inaf.it

Table 1. Observational conditions for 18 MOVs considered in this work.

Object	Date	α	Telescope/Instrument	$T_{exp}(s)$	Airmass	Solar analogue (Airm.)
10769	14/04/2015	4.6	TNG/DOLORES	3x300	1.32	SA107-998 (1.34)
14447	09/04/2016	7.8	ESO-NTT/EFOSC2	1200	1.18	SA107-684 (1.18)
14562	09/04/2016	2.2	ESO-NTT/EFOSC2	300	1.31	SA98-978 (1.24)
22308	09/04/2016	8.1	ESO-NTT/EFOSC2	600	1.22	SA98-978 (1.24)
23321	14/04/2015	20.0	TNG/DOLORES	3x600	1.54	SA102-1081 (1.52)
24264	14/04/2015	5.9	TNG/DOLORES	3x500	1.37	SA107-998 (1.34)
27219	28/04/2015	19.9	TNG/DOLORES	3x300	1.18	SA102-1081 (1.18)
41243	09/04/2016	17.2	ESO-NTT/EFOSC2	1200	1.29	SA98-978 (1.24)
44496	09/04/2016	13.6	ESO-NTT/EFOSC2	180	1.44	SA107-998 (1.51)
46245	09/04/2016	6.0	ESO-NTT/EFOSC2	600	1.15	SA107-684 (1.18)
47063	14/04/2015	7.0	TNG/DOLORES	3x600	1.48	BS4486 (1.53)
48448	09/04/2016	9.3	ESO-NTT/EFOSC2	300	1.26	SA98-978 (1.24)
52002	14/04/2015	7.9	TNG/DOLORES	3x500	1.49	BS4486 (1.53)
63256	14/04/2015	20.9	TNG/DOLORES	1200	1.50	SA102-1081 (1.52)
77695	09/04/2016	4.8	ESO-NTT/EFOSC2	600	1.11	SA102-1081 (1.15)
81854	09/04/2016	5.4	ESO-NTT/EFOSC2	900	1.45	SA107-998 (1.51)
87128	09/04/2016	8.3	ESO-NTT/EFOSC2	900	1.20	SA98-978 (1.24)
114544	09/04/2016	11.0	ESO-NTT/EFOSC2	300	1.27	SA98-978 (1.24)

Note: α is the phase angle.

or that maybe our understanding of differentiation processes is not complete (Lazzaro 2009).

At the moment, only five Middle and Outer belt V-types (MOVs) have been characterized with both visible and near-infrared spectroscopic observations. Our recent statistical analysis on the largest sample of V-type spectra available in literature (Ieva et al. 2016) has pointed out that MOVs have spectral parameters that seem to differ from basaltic objects linked to Vesta. Furthermore, spectral parameters for at least two MOVs (Magnya and Panarea) doesn't fit in the complete spectral characterization of Vesta retrieved by the DAWN mission (Ammannito et al. 2013). Finally, these two MOVs present a size that seem incompatible with an excavation from the basin found on the south pole of Vesta (Marchi et al. 2012).

In order to characterize via visible spectroscopy basaltic candidates in the middle/outer main belt we conducted two observational campaigns at Telescopio Nazionale Galileo (TNG) in 2015 and at ESO-New Technology Telescope (NTT) in 2016. The observed objects were identified among the SDSS-Moving Object Catalog (MOC), making the assumption that candidates with photometric colours and albedo indicative of a basaltic composition are indeed basaltic asteroids. They were selected among different data bases of putative V-type asteroids (Roig & Gil-Hutton 2006; Masi, Foglia & Binzel 2008; Carvano et al. 2010; Oszkiewicz et al. 2014).

The paper is organized as follows: in Section 2 we report the instrumental setup and the reduction process; in Section 3 we show our data analysis, obtained using spectral parameters and orbital elements; finally, in Section 4 we interpret our results in the light of the recent advancements in the field and we expose our conclusions.

2 OBSERVATIONS AND DATA REDUCTION

At TNG, data were obtained using the DOLORES instrument, equipped with the LR-R grism (0.45–1.00 μm range) and the 2 arcsec slit, oriented along the parallactic angle to avoid atmospheric differential refraction. At ESO-NTT, spectra were acquired using the EFOSC2 instrument, equipped with the grism #1 (covering the 0.32–1.09 μm range) and the 2 arcsec slit, also oriented along the parallactic angle.

Data reduction was performed with ESO-MIDAS software using standard procedures (see e.g. Ieva et al. 2014):

- (i) raw flux exposures were bias-subtracted and flat-field corrected;
- (ii) spectra were integrated along the spatial axis between 1.5 and 2 FWHM, and corrected for the sky contribution;
- (iii) spectra were calibrated in wavelength using several spectral lines obtained from calibration lamps;
- (iv) spectra were corrected for extinction of the observing site and normalized at 0.55 μm ;
- (v) finally, the reflectivity for the asteroids was obtained by dividing the spectrum of each target by the spectrum of one solar analogue (usually the one with the closest airmass of the object).

We spectroscopically characterized 18 MOV candidates in the visible range (See Table 1 for the observational conditions). Objects were classified as V-type objects using the M4AST tool,¹ which uses a standard curve-matching technique to compare the input spectrum to all the taxonomic classes considered in the latest taxonomy (DeMeo et al. 2009). In Fig. 1 we report the obtained spectra, along with the normalized reflectance derived from the asteroid g r i z photometry, taken from the SDSS-MOC catalogue. As can be noted, some of the spectra show a great fringing beyond 0.8 μm and their classification as V-type must be taken with care, since it relies only on the linear part and not on the presence and position of the 0.9 μm absorption band.

3 DATA ANALYSIS

3.1 Spectral parameters

In order to characterize the spectral behaviour of our sample of 18 MOVs and compare the results with our previous statistical analysis (Ieva et al. 2016) we decided to use the same approach and computed three spectral parameters: reflectivity gradients between 0.5–0.75 μm (*slopeA*) and 0.8–0.92 μm (*slopeB*) and the reflectance ratio

¹<http://m4ast.imcce.fr/index.php/index/start>

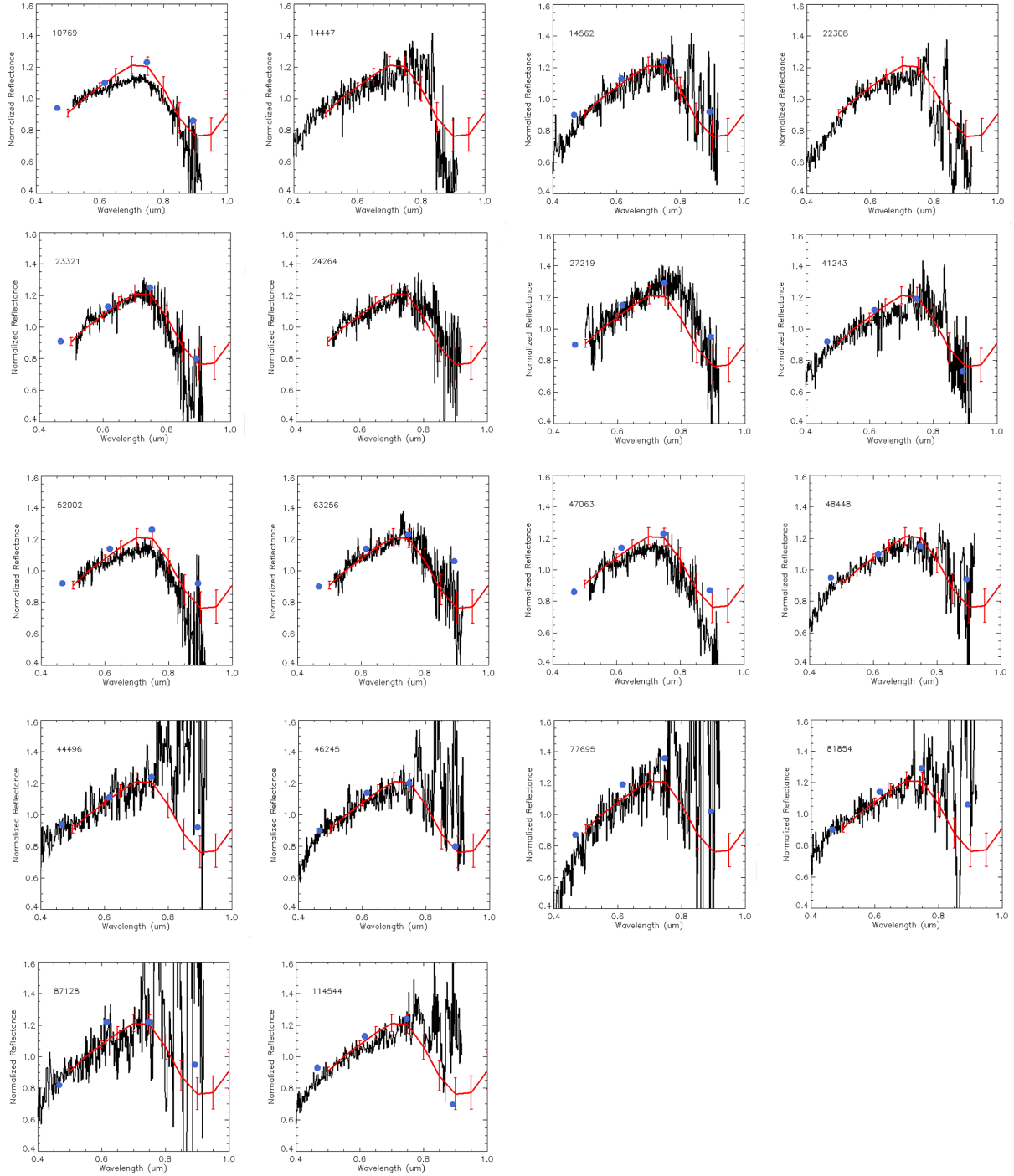


Figure 1. Visible spectra for our sample of MOVs characterized at TNG and ESO-NTT. The data has been median filtered and normalized at $0.55 \mu\text{m}$, with the DeMeo et al. (2009) V-type taxonomy template overplotted in red along with the normalized $g r i z$ reflectance (blue dots) at 0.467 , 0.616 , 0.748 , and $0.893 \mu\text{m}$, respectively. Spectra for 6 objects (44496, 46245, 77695, 81854, 87128, 114544) suffer from a great fringing beyond $0.8 \mu\text{m}$. For these objects we were able to characterize only their reflectivity gradient between $0.5\text{--}0.75 \mu\text{m}$ (*slopeA* in the text).

$0.75/0.9 \mu\text{m}$ (*apparent depth*, hereafter simply *depth*). For more details see Lazzaro et al. (1999).

The obtained spectral parameters are reported in Table 2. As mentioned above, some spectra show great fringing afterwards $0.8 \mu\text{m}$, making rather challenging the retrieval of *slopeB* and *depth*. For these asteroids (44496, 46245, 77695, 81854, 87128, and 114544) we were able to derive with enough confidence only the *slopeA* parameter; they are therefore excluded from the subsequent analysis.

While a steeper *slopeA* could be indicative of weathered surfaces (Fulvio et al. 2012; Fulvio et al. 2016), it is known that different taxonomic classes show a different increase of the visible slope going to higher phase angles α (Barucci et al. 2017), and targets observed at $\alpha > 20^\circ$ can be affected by a moderate reddening. For this reason, we report in Fig. 2(a) *slopeA* versus phase angle obtained for MOV asteroids considered in this work, together with data reported in literature for V-type asteroids and computed in Ieva

Table 2. Spectral and orbital parameters for our sample of MOVs characterized in this work. For completeness, we also reported MOVs previously analysed in Ieva et al. (2016), together with average values for MOVs belonging to the three dynamical regions defined in Section 3.2, the whole sample of MOVs, Vesta family objects, and S-type bodies computed from Lazzaro et al. (2004).

Object	SlopeA (%/10 ³ Å)	Depth	SlopeB (%/10 ³ Å)	SlopeAcorr (%/10 ³ Å)	<i>a</i> (au)	<i>e</i>	<i>i</i> (deg)
MOVs in Ieva et al. (2016)							
1459 ¹	15.55 ± 0.16	1.81 ± 0.06	−32.48 ± 0.60	11.92	3.15	0.21	15.37
10537	8.79 ± 0.39	1.50 ± 0.01	−28.23 ± 0.58	12.69	2.85	0.10	6.32
21238	10.09 ± 0.15	1.80 ± 0.25	−23.83 ± 1.30	13.09	2.54	0.13	10.76
40521 ²	9.99 ± 0.19	1.78 ± 0.29	−26.55 ± 1.66	10.59	2.53	0.05	12.46
MOVs featured in this work							
10769 ³	6.42 ± 0.26	1.82 ± 0.14	−45.24 ± 1.73	10.67	3.07	0.07	9.27
14447 ³	9.90 ± 0.88	2.22 ± 0.29	−29.15 ± 6.01	11.14	3.01	0.26	8.62
14562 ¹	12.04 ± 0.60	1.49 ± 0.31	−30.71 ± 6.83	10.31	3.12	0.18	16.34
22308 ²	9.95 ± 0.50	2.00 ± 0.24	−29.14 ± 7.05	11.19	2.77	0.11	12.23
23321 ²	11.08 ± 0.30	1.88 ± 0.19	−47.88 ± 2.84	12.96	2.77	0.12	13.58
24264	9.03 ± 0.44	1.74 ± 0.15	−31.29 ± 3.03	10.86	2.77	0.14	9.00
27219 ¹	16.41 ± 0.48	1.83 ± 0.22	−55.15 ± 2.68	12.95	3.12	0.19	16.75
41243 ³	8.98 ± 0.65	1.82 ± 0.31	−32.07 ± 5.32	12.54	2.99	0.08	10.95
44496	11.67 ± 0.87	–	–	12.01	3.09	0.09	13.93
46245	10.32 ± 0.62	–	–	10.87	3.09	0.08	10.42
47063	9.19 ± 0.66	1.82 ± 0.13	−48.00 ± 1.95	11.02	2.91	0.06	2.14
48448	10.03 ± 0.55	1.58 ± 0.10	−36.73 ± 6.52	11.37	2.54	0.24	7.48
52002 ³	7.89 ± 0.24	2.43 ± 0.20	−51.50 ± 2.66	11.16	3.00	0.08	10.28
63256 ²	12.71 ± 0.31	1.59 ± 0.14	−37.33 ± 2.99	13.09	2.77	0.17	12.64
77695	13.25 ± 0.77	–	–	10.70	3.17	0.08	11.54
81854	10.32 ± 0.72	–	–	10.78	2.57	0.17	9.52
87128	13.58 ± 1.37	–	–	11.22	2.61	0.19	5.79
114544	11.26 ± 0.40	–	–	14.62	2.61	0.02	14.16
¹ Magnya region	14.67 ± 2.32	1.71 ± 0.19	−39.45 ± 13.63	11.73 ± 1.33			
² Eunomia region	10.93 ± 1.30	1.81 ± 0.17	−35.23 ± 9.61	11.96 ± 1.26			
³ Eos region	8.30 ± 1.50	2.07 ± 0.30	−39.49 ± 10.63	11.38 ± 0.81			
All MOVs	10.75 ± 2.30	1.82 ± 0.25	−39.52 ± 9.49	11.72 ± 1.12			
Vesta family	11.46 ± 2.65	1.48 ± 0.14	−23.82 ± 3.59	11.60 ± 1.06			
S-type asteroids	10.78 ± 2.18	1.10 ± 0.05	−8.25 ± 3.37	10.79 ± 0.46			

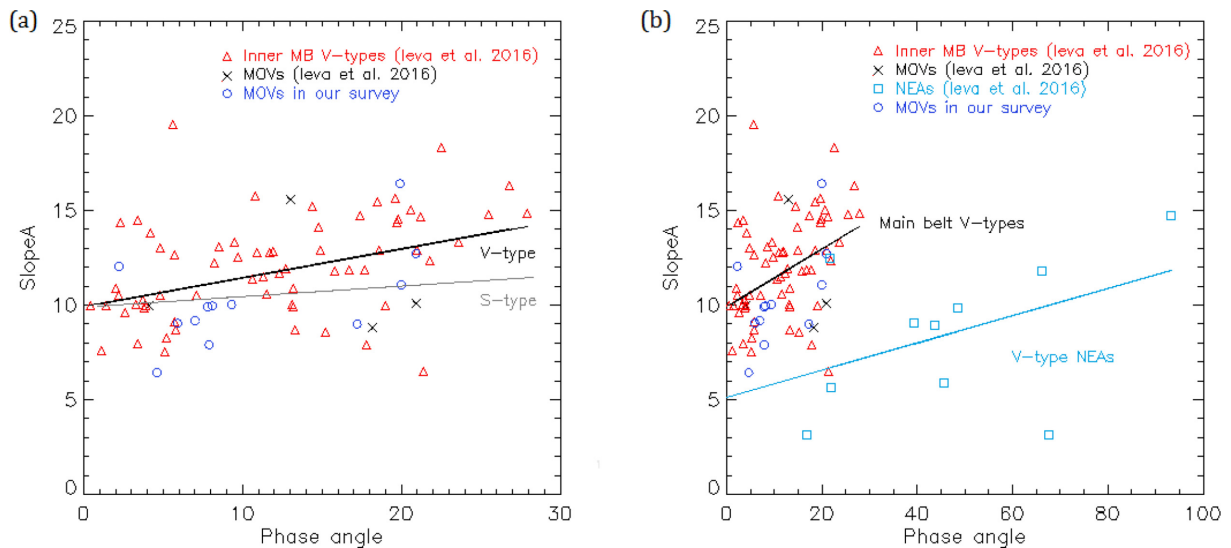


Figure 2. (a) The reflectivity gradient between 0.5–0.75 μm (*slopeA*) as a function of the phase angle. The black line represent the linear fit obtained using all the basaltic asteroids considered here and in Ieva et al. (2016), while the grey line represent the linear fit computed for 205 S-type asteroids reported in Lazzaro et al. (2004). It is possible to see that MOVs in our survey fit coherently among the V-type population. (b) The same parameters compared with V-type NEAs. The latter show a less pronounced reddening due to the phase angle effect. This could be an indirect proof of their rejuvenated surfaces.

et al. (2016). We found that there is a correlation between $slopeA$ and phase angle for basaltic main belt asteroids, and that MOV targets seem to fit coherently inside this scenario. For comparison, we computed the linear correlation for 205 S-type objects of the S3OS2 survey (Lazzaro et al. 2004): the reddening effect seems in this case less pronounced, and the residuals obtained applying this linear relation to our MOV sample are higher, suggesting a worse fit. We also discovered that V-type NEAs show a different and milder linear trend than vestoids and MOVs (Fig. 2b). This could be a consequence of the tidal perturbations induced by close encounters with terrestrial planets and already invoked to explain the “fresh” unweathered surface grains shown by V-type NEAs with respect to all other V-types (Fulvio et al. 2016). However, it should be reminded that there are only a handful of V-type NEAs with visible spectra, and further data for this class of V-types are required.

Our recent statistical analysis (Ieva et al. 2016) has pointed out that the $depth$ computed for MOVs confirmed in literature is higher than objects belonging to the Vesta family, which can be interpreted as a different mineralogy (Cloutis et al. 2013). In order to confirm if our final sample of 12 MOVs with computed $depth$ has a mineralogy compatible with Vesta and the Vesta family, first we used the relation obtained in Fig. 2(a) to correct the computed $slopeA$ for phase angle effects. Then, in Fig. 3(a) we reported $slopeA$ and $depth$ for MOV targets and the same parameters obtained for Vesta family objects, the ones that are physically and dynamically connected with Vesta. It is possible to see that vestoids and MOVs show a similar range of variation for $slopeA$, suggesting that they seem to have experienced similar amount of space weathering. However, MOVs analysed in our survey show a higher $depth$ than vestoids, in agreement with MOVs previously analysed, although few targets could be compatible with Vesta family, considering the large error bar in depth determination. For completeness, we also reported in Fig. 3(a) the region occupied by the same spectral parameters computed for the sample of S-type objects from the S3OS2 survey (Lazzaro et al. 2004). The S-type population seem to occupy a different region in the diagram, showing an even lower $depth$, which again is symptomatic for a different mineralogy.

The differences among Vesta family and MOVs are also shown in Fig. 3(b), where we reported the histogram distributions for the $depth$ parameter of MOVs, vestoids, and the whole population of non-vestoids analysed in our previous statistical work: fugitives, inner others (IOs), and low- i . For the description of these dynamical groups, we refer the reader to Ieva et al. (2016). Without making any theoretical assumption, we may say that the MOV distribution is more skewed towards higher values of $depth$ compared to the Vesta family and non-vestoids distribution.

In order to quantify the difference between $depth$ values for the dynamical populations considered above we decided to apply a non-parametric statistical test. Values for Vesta family and non-vestoids were taken among V-type objects considered in Ieva et al. (2016) with available visible spectra and computed $depth$. The Kolmogorov–Smirnov test seems more suitable due to the small size of the samples (33 objects for the Vesta family, 34 for the non-vestoid sample, 16 for MOVs). We used an online tool² to compute the probability of the null hypothesis of no difference between the aforementioned data sets. Results, reported in Table 3, show that the probability associated with this event is extremely small for both Vesta family and non-vestoids (less than 0.1 per cent), meaning that we have a 99.9 per cent confidence level that the differences we

see between the MOV population and other V-types are real. The same result happens if we confront the MOV sample with fugitives and low- i . No conclusion has been reached when comparing MOVs with IOs due to the limited sample of this dynamical group (only six objects).

3.2 Orbital analysis

Basaltic material in the main belt is extremely spread in the orbital plane. While the majority of V-type asteroids belong to the Vesta family, the presence of a cluster of basaltic material in a region dynamically inaccessible from Vesta (the middle and outer main belt) is a possible clue for the presence of other differentiated family(ies). The search of another basaltic progenitor has been inconclusive so far, although other dynamical families have been associated with basaltic material and differentiation, like Eunomia (Carruba, Michtchenko & Lazzaro 2007; Nathues 2010) and Eos (Mothé-Diniz et al. 2008; Huaman, Carruba & Domingos 2014).

We report in Fig. 4 the proper semimajor axis a versus the proper inclination i for the Vesta, Eunomia, and Eos family, MOVs analysed in Ieva et al. (2016), MOVs featured in this article, and MOV candidates selected from various works (Masi et al. 2008, Oszkiewicz et al. 2014).

Three MOV targets presented in this work (48448, 24264, and 47063, respectively A, E, and F in Fig. 4) have orbital elements isolated from all the MOVs featured in our sample. To look for a possible cluster of MOVs, we identified three dynamical regions with a higher concentration of MOVs, obtained considering MOVs featured in this work and MOVs reported in Ieva et al. (2016). We found:

- (i) four objects in the proximity of the Eunomia family (22308, 23321, 40521, 63256), with a semimajor axis $2.5 < a < 2.8$ and inclination $11^\circ < i < 15^\circ$;
- (ii) four objects in the proximity of the Eos family (10769, 14447, 41243, 52002), with semimajor axis $a > 2.95$ and inclination $i < 12^\circ$;
- (iii) two objects in the proximity of Magnya (14562, 27219) and Magnya itself, with semimajor axis $a > 2.95$ and inclination $i > 14^\circ$.

Using the asteroid families computed on AstDyS³ (Milani et al. 2014) with the Hierarchical Clustering Method (HCM), we identified that three new MOVs in the Eunomia region (23321, 63256, and 22308, respectively B, C, and D in Fig. 4) do not belong to the Eunomia family, while three out of four newly basaltic objects identified in the proximity of Eos region (41243, 52002, and 10769, respectively G, H, and J in Fig. 4) do belong to the Eos family. No asteroidal family seems to be associated with Magnya. However, among the two MOVs in its proximity, 27219 seems to belong to the Klumpkea/Tirela family, while 14562 seems to be a background object (K and L in Fig. 4).

We computed the average spectral parameters for MOVs belonging to those regions. Results, reported in Table 2, show that the three dynamical regions have similar $slopeA$ and $slopeB$, with slight changes in the $depth$. Finally, we stress that although new observations of MOVs in those dynamical ranges are desired to enlarge the statistical sample, both $depth$ and $slopeB$ values computed for the MOV population are systematically higher than those obtained for the Vesta family.

²<http://www.physics.csbsju.edu/stats/>

³<http://hamilton.dm.unipi.it/astdys/>

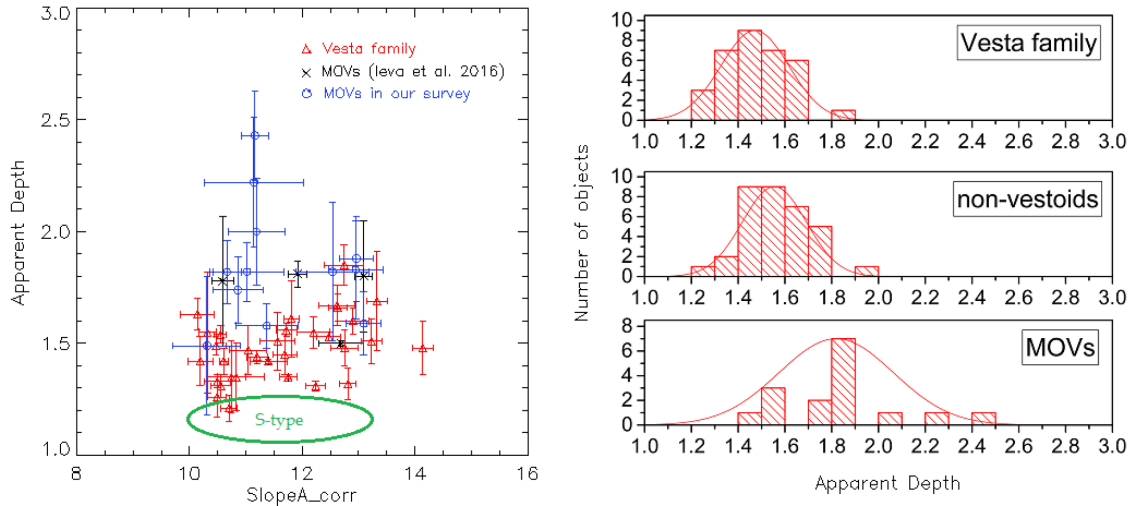


Figure 3. (a) The reflectivity gradient between 0.5–0.75 μm (*slopeA*) versus the reflectance ratio at 0.75/0.9 μm (*depth*) for asteroids belonging to the Vesta family and MOVs reported in Ieva et al. (2016), together with spectral parameters computed for MOV objects in our sample using the same approach. We also reported in green the region occupied by the same spectral parameters computed for S-type asteroids. (b) Histogram distribution of the *depth* parameter for the three main populations considered in our statistical analysis: Vesta family, non-vestoids and MOVs. While the distributions for vestoids and non-vestoids seem to be centred at lower mean *depth*, the MOV distribution is shifted towards higher *depth*. The curves superimposed are the normal distributions with the same mean and standard deviation of the corresponding set of data.

Table 3. Kolmogorov–Smirnov test performed between the depth values computed for the MOV sample, and other dynamical groups of V-type asteroids in the main belt: Vesta family objects and fugitives, IOs, and low-i, collectively called as non-vestoids. For an explanation of these groups, see Ieva et al. (2016).

MOVs vs	D	<i>p</i>
Vesta family (33)	0.7197	<0.001
Fugitives (14)	0.6786	0.001
Low i (14)	0.6875	0.001
Non-vestoids (34)	0.6618	<0.001

Note: *p* is the probability, under the null hypothesis, of no difference between the two data sets. The smaller the *p*, the more significant the test is. For 6 objects belonging to IOs no conclusion has been reached due to the limited size sample.

4 DISCUSSION AND CONCLUSIONS

In our survey we have obtained new visible spectra for 18 MOV candidates. All of them reside beyond 2.5 au, in a region dynamically inaccessible for objects escaped from the Vesta family. We have retrieved spectral parameters using the same approach adopted in our previous statistical analysis. Our analysis has shown that the differences between MOVs and vestoids seem to be more evident comparing *depth*, with the MOV population having the most extreme spectral parameters of the sample. MOVs show in particular a greater *depth* than the Vesta family and S-type asteroids. While several authors (Burbine et al. 2001, Florczak, Lazzaro & Duffard 2002) have already discussed that non-vestoids in the inner main belt seem to present a deeper 0.9 μm band, we point out that the average *depth* computed for the MOV population (1.82) indicate an even deeper band. Moreover, this value is still higher than those computed in Ieva et al. (2016) for the different non-vestoid populations: fugitives (1.62), IOs (1.53), and low-i (1.52). These differences are also clearly shown when we compared the histogram distributions for MOVs, vestoid, and non-vestoid populations, with MOVs showing a distribution shifted towards higher *depth*. Finally,

we performed a statistical test to quantify the differences between those dynamical groups. Our results suggest, with a 99.9 per cent level of confidence, that the differences we see between MOVs and Vesta family (and also non-vestoids) are not due to chance.

The presence of a cluster of basaltic objects with similar spectral parameters, but different than Vesta’s, could be a strong indicator of the presence of another differentiated family. The analysis of the spectral parameters in three different regions of the main belt with a high concentration of MOVs has shown that the *depth* is always higher than the Vesta family. Moreover, three out of four MOVs in the proximity of Eos belong to the Eos family. Mothé-Diniz et al. (2008) mineralogically characterized members of the Eos family, concluding that they could be consistent with a partially differentiated body. Burbine et al. (2017) suggested that the finding of basaltic asteroids in the Eos family could imply that Eos underwent a significant degree of differentiation. While the possibility for these objects to be interlopers of the family cannot be excluded, their presence is a further evidence toward the presence of another differentiated family in this region.

On the contrary, three MOVs in the proximity of Eunomia do not belong to its dynamical family. This could be correlated to the respective age of the Eunomia and Eos family, with the first being older and more disperse in the orbital space (Spoto, Milani & Knežević 2015). Or these MOVs could be the remnants of another basaltic progenitor.

The presence of other differentiated families could alter our vision on the frequency of these processes in the early Solar system. Differentiation was most likely driven by the presence of ^{26}Al and ^{60}Fe , two radioactive isotopes. Bottke et al. (2006), based on the ^{26}Al and ^{60}Fe half-life period and their original location in the solar nebula, theorized that early differentiation could have been occurred only in the inner main belt ($a < 2$ au). The proof of the existence of (an)other basaltic parent body beyond the 3:1 resonance could alter the current paradigm of differentiation processes, implying that the extension of the temperature gradient in the protosolar nebula at the epoch of planetary formation was different than always thought, in order to reach the right amount of heat able to sustain

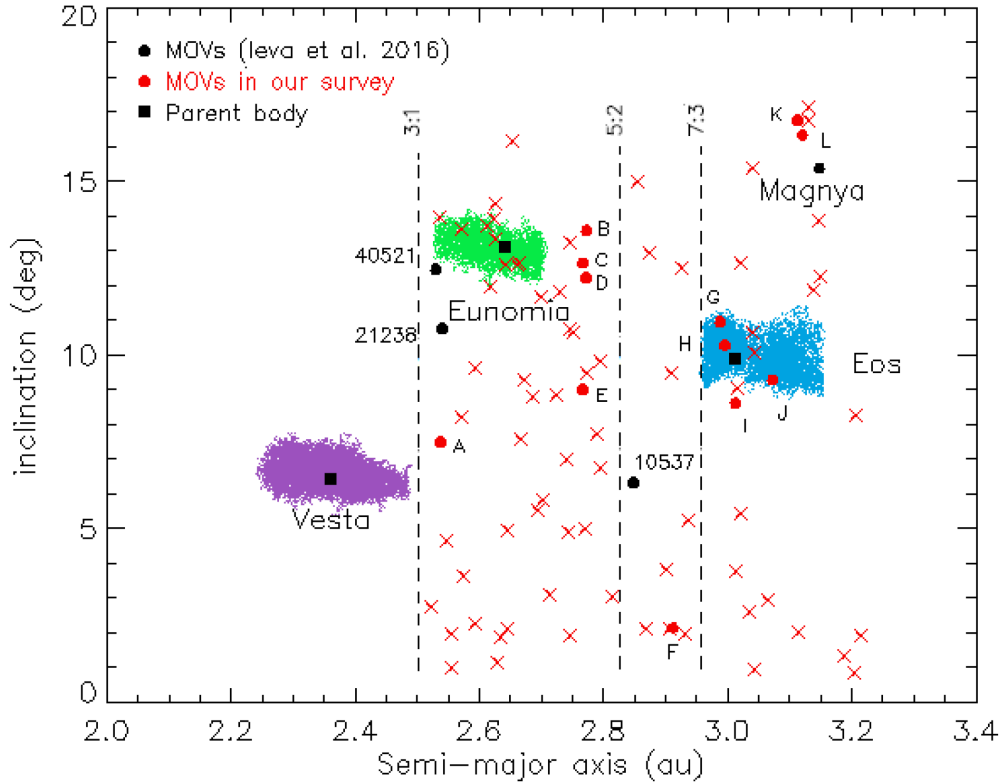


Figure 4. Proper semimajor axis versus proper inclination for objects belonging to Vesta (purple), Eunomia (green), and Eos family (cyan), together with MOV candidates (x) selected from several works (Masi et al. 2008, Oszkiewicz et al. 2014); MOVs with spectra available in literature and analysed in Ieva et al. (2016) are reported with a black filled dot, while MOVs spectra analysed in our work are indicated with a red filled dot. Legend: A) 48448, B) 23321, C) 63256, D) 22308, E) 24264, F) 47063, G) 41243, H) 52002, I) 14447, J) 10769, K) 27219, L) 14562.

differentiation at solar distances $a > 2.5$ au. Another possibility is that basaltic progenitors have formed inward and then scattered further away from the Sun.

Recent dynamical simulation (Brasil et al. 2017 and references therein) pointed out that, considering the effect of a “jumping jupiter” instability, it is indeed possible to implant basaltic material from Vesta to the middle and outer main belt in the early stages of Solar system. However, the implantation probability seem to be very low (~ 10 per cent in the middle belt and ~ 1 per cent in the outer belt). Moreover, the authors don’t seem to have an explanation for the current position of Magnya, whose origin still remain unknown.

With our survey we increase the number of basaltic objects identified in the middle and outer main belt by a factor 2. The sample of MOV candidates characterized is still limited to a few dozens, and the number of MOVs with a NIR spectroscopic characterization is even lower: only five. New observations of MOV candidates, identified through the visible SDSS catalogue or in the NIR range, like the VISTA catalogue (Licandro et al. 2017) are extremely needed, particularly in the NIR range, in order to improve the current statistics on the MOV sample and better constrain the mineralogy. The incredible spectral resolution achieved by the DAWN mission on Vesta offer a suitable benchmark to compare its and MOVs NIR spectral parameters. At the same time, new dynamical simulations are needed to confirm or reject the Vesta paternity of the MOV population.

ACKNOWLEDGEMENTS

Support by Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq) (305409/2016-6) and Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado do Rio de Janeiro (FAPERJ) (E-26/201.213/2014) is acknowledged by DL. DF thanks the Brazilian foundation CNPq for financial support (“Bolsa de Produtividade em Pesquisa, PQ 2015” - Processo: 309964/2015-6 - and “Chamada Universal 2016” - Processo: 426929/2016-0). DP has received funding from the European Union’s Horizon 2020 research and innovation programme under the Marie Skłodowska-Curie grant agreement n. 664931. We finally thank Ricardo Gil-Hutton for his useful and precious comments.

REFERENCES

- Ammannito E. et al., 2013, *Meteorit. Planet. Sci.*, 48, 2185
 Barucci M. A. et al., 2017, *Eur. Planet. Sci. Congr.*, 11, EPSC2017
 Binzel R. P., Xu S., 1993, *Science*, 260, 186
 Binzel R. P., Masi G., Foglia S., 2006, in *AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts #38*, id. 71.06, Vol. 38, *Bulletin of the American Astronomical Society*, p. 627
 Bland P. A. et al., 2009, *Science*, 325, 1525
 Bottke W. F., Nesvorný D., Grimm R. E., Morbidelli A., O’Brien D. P., 2006, *Nature*, 439, 821
 Brasil P. I. O., Roig F., Nesvorný D., Carruba V., 2017, *MNRAS*, 468, 1236
 Burbine T. H., Buchanan P. C., Binzel R. P., Bus S. J., Hiroi T., Hinrichs J. L., Meibom A., McCoy T. J., 2001, *Meteorit. Planet. Sci.*, 36, 761

- Burbine T. H., DeMeo F. E., Rivkin A. S., Reddy V., 2017, Evidence for Differentiation among Asteroid Families, Cambridge Univ. Press, Cambridge. p. 298
- Bus S. J., Binzel R. P., 2002, *Icarus*, 158, 146
- Carruba V., Michtchenko T. A., Lazzaro D., 2007, *A&A*, 473, 967
- Carruba V., Huaman M. E., Domingos R. C., Santos C. R. D., Souami D., 2014, *MNRAS*, 439, 3168
- Carvano J. M., Hasselmann P. H., Lazzaro D., Mothé-Diniz T., 2010, *A&A*, 510, A43
- Cloutis E. A. et al., 2013, *Icarus*, 223, 850
- Cruikshank D. P., Tholen D. J., Bell J. F., Hartmann W. K., Brown R. H., 1991, *Icarus*, 89, 1
- DeMeo F. E., Binzel R. P., Slivan S. M., Bus S. J., 2009, *Icarus*, 202, 160
- Duffard R., Roig F., 2009, *Planet. Space Sci.*, 57, 229
- Florczak M., Lazzaro D., Duffard R., 2002, *Icarus*, 159, 178
- Fulvio D., Brunetto R., Vernazza P., Strazzulla G., 2012, *A&A*, 537, L11
- Fulvio D., Perna D., Ieva S., Brunetto R., Kanuchova Z., Blanco C., Strazzulla G., Dotto E., 2016, *MNRAS*, 455, 584
- Huaman M. E., Carruba V., Domingos R. C., 2014, *MNRAS*, 444, 2985
- Ieva S. et al., 2014, *A&A*, 569, A59
- Ieva S., Dotto E., Lazzaro D., Perna D., Fulvio D., Fulchignoni M., 2016, *MNRAS*, 455, 2871
- Lazzaro D., 2009, in Magris G., Bruzual G., Carigi L., eds, XII Latin American IAU Regional Meeting. Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series, Vol. 35. p. 1
- Lazzaro D. et al., 1999, *Icarus*, 142, 445
- Lazzaro D. et al., 2000, *Science*, 288, 2033
- Lazzaro D., Angeli C. A., Carvano J. M., Mothé-Diniz T., Duffard R., Florczak M., 2004, *Icarus*, 172, 179
- Licandro J., Popescu M., Morate D., de León J., 2017, *A&A*, 600, A126
- Marchi S. et al., 2012, *Science*, 336, 690
- Masi G., Foglia S., Binzel R. P., 2008, in Asteroids, Comets, Meteors 2008 LPI Contribution no. 1405 paper id. 8065. p. 8065
- McCord T. B., Adams J. B., Johnson T. V., 1970, *Science*, 168, 1445
- Milani A., Cellino A., Knežević Z., Novaković B., Spoto F., Paolicchi P., 2014, *Icarus*, 239, 46
- Mothé-Diniz T., Carvano J. M., Bus S. J., Duffard R., Burbine T. H., 2008, *Icarus*, 195, 277
- Nathues A., 2010, *Icarus*, 208, 252
- Oszkiewicz D. A., Kwiatkowski T., Tomov T., Birlan M., Geier S., Penttilä A., Polińska M., 2014, *A&A*, 572, A29
- Roig F., Gil-Hutton R., 2006, *Icarus*, 183, 411
- Roig F., Nesvorný D., Gil-Hutton R., Lazzaro D., 2008, *Icarus*, 194, 125
- Scott E. R. D., Greenwood R. C., Franchi I. A., Sanders I. S., 2009, *Geochim. Cosmochim. Acta*, 73, 5835
- Spoto F., Milani A., Knežević Z., 2015, *Icarus*, 257, 275
- Tholen D. J., Barucci M. A., 1989, in Binzel R. P., Gehrels T., Matthews P. S., eds, Asteroids II, University of Arizona Press. p. 298
- Thomas P. C., Binzel R. P., Gaffey M. J., Storrs A. D., Wells E. N., Zellner B. H., 1997, *Science*, 277, 1492

This paper has been typeset from a $\text{\TeX}/\text{\LaTeX}$ file prepared by the author.

3.3 Caracterização mineralógica de candidatos a tipo-V

O VHS (*VISTA Hemisphere Survey*) é um levantamento de todo o céu com o telescópio VISTA (*Visible and Infrared Survey Telescope for Astronomy*), localizado no ESO (Cerro Paranal, Chile), e utilizando os filtros Y, J, H e Ks. A partir do terceiro *release* de dados do levantamento VISTA-VHS, Popescu et al. (2016) compilaram os dados deste levantamento em três catálogos, chamados MOVIS (*Moving Objects VISTA Survey*). Os catálogos foram o MOVIS-D, que é o catálogo de detecção, MOVIS-M, o de magnitudes e MOVIS-C o de cores.

A compilação para o catálogo MOVIS-C feita por Popescu et al. (2016) contém 34998 asteroides e suas cores ($Y - J$), ($Y - H$), ($Y - Ks$), ($J - H$), ($J - Ks$) e ($H - Ks$). Foram então utilizados gráficos do tipo cor-cor para identificar aglomerações assim como para comparar com *templates* (ou modelos) de espectros da classificação de DeMeo et al. (2009) no intuito de associar as diferentes aglomerações com tipos taxonômicos. Um primeiro resultado foi de que os gráficos de ($Y - J$) versus ($Y - Ks$) e ($Y - J$) versus ($J - Ks$) exibem uma separação dos complexos S e C. Além disso, os tipo-V também aparecem em uma região bem definida no gráfico, com $(Y - J) \geq 0.5$ e $(J - Ks) \leq 0.3$ (Figura 3, reproduzida de Popescu et al. (2016)).

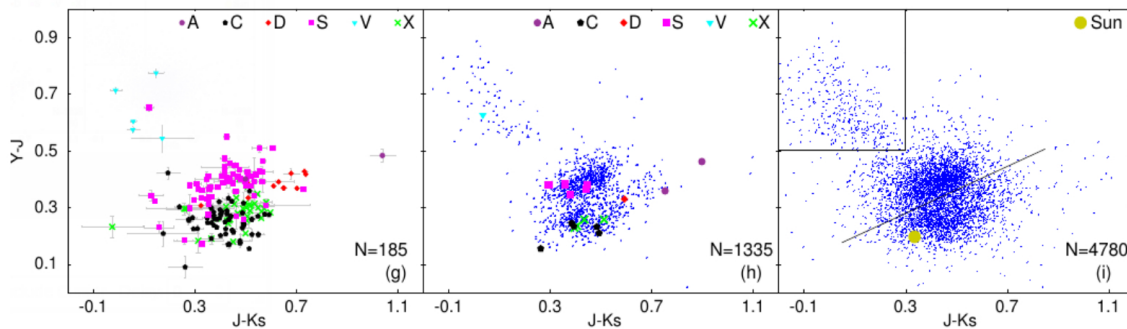


Figura 3 – Parte da figura 15 de Popescu et al. (2016), onde são apresentados os gráficos do tipo cor-cor do catálogo MOVIS-C. Na esquerda está as cores de asteroides que possuem tipo taxonômico definido a partir dos espectros. No centro as cores calculadas para os *templates* das diferentes classes taxonômicas definidas por DeMeo et al. (2009) comparada com os dados do MOVIS-C (em azul) com erros das cores menores que 0,033. Na direita os dados do MOVIS-C obtidos com erros das cores menores que 0,1 comparado com as cores do Sol (ponto amarelo).

A partir da separação dos candidatos a tipo-V bem definida pelas cores do catálogo MOVIS, Licandro et al. (2017) utilizaram dados do *release* VHSv20160114 do catálogo MOVIS-C para identificar novos asteroides basálticos e estudar a distribuição de cores no infravermelho próximo de asteroides da família de Vesta. No total foram utilizados 477 candidatos, sendo 233 da família de Vesta. Licandro et al. (2017) utilizaram o *template* espectral para os asteroides do tipo-V da taxonomia Bus-DeMeo (DeMeo et al., 2009) e a partir da comparação com as cores notaram que a cor ($Y - J$) é determinada pela primeira banda de absorção em $\sim 1\mu\text{m}$ e ($J - Ks$) pela segunda em $\sim 2\mu\text{m}$. Também encontraram que as cores dos tipo-V deveriam ser, de $(Y - J) = 0.625 \pm 0.095$, $(Y - H) = 0.708 \pm 0.095$, $(Y - Ks) = 0.660 \pm 0.095$, $(J - H) = 0.082 \pm 0.095$, $(J - Ks) = 0.035 \pm 0.111$, $(H - Ks) = -0.047 \pm 0.050$, sendo esses valores próximos ao centro da região definida para os tipo-V nos gráficos do tipo cor-cor de Popescu et al. (2016).

Nesse trabalho também foram analisados separadamente os candidatos a tipo-V, no gráfico de cores $(Y - J)$ versus $(J - Ks)$, que estão na região da família de Vesta ou não e percebendo que exibem uma ligeira diferença. A fim de visualizar melhor essa diferença, são feitos histogramas das cores $(Y - J)$ e $(J - Ks)$ para os dois grupos notando assim que a distribuição das cores $(Y - J)$ dos candidatos na região da família de Vesta é mais estreita daquela dos demais. Além disso, realizaram um teste Kolmogorov-Smirnov para saber se a distribuição de cores dos grupos são estatisticamente diferentes e encontraram uma resposta que concorda com a suposição feita. Esses resultados foram interpretados como podendo indicar:

1. uma diferente composição basáltica, dando suporte a uma origem diferente de (4) Vesta;
2. um grau de intemperismo espacial distinto que poderia afetar a inclinação espectral ou a profundidade de banda;
3. um grau diferente de contaminação de duas amostras por indentificação incorreta dos tipo-V feita utilizando as cores do MOVIS.

A principal conclusão desse trabalho foi a necessidade de um estudo espectroscópico detalhado dos candidatos do tipo-V identificados, para poder confirmar sua natureza basáltica e realizar comparações robustas entre os membros das diversas sub-populações de asteroides do tipo-V. Foi essa a motivação para desenvolvemos um estudo de candidatos a tipo-V do catálogo MOVIS que estão localizados fora da família de Vesta. Para tanto, obtivemos espectros no visível e infravermelho próximo para seis desses asteroides utilizando diversos observatórios e telescópios. Cinco asteroides foram confirmados como basálticos, exibindo assim uma taxa de sucesso de cerca de 83% na classificação de asteroides do tipo-V com cores do catálogo MOVIS-C. Vale ressaltar que o valor obtido é muito próximo daquele encontrado por [Licandro et al. \(2017\)](#) que foi de cerca de 87%. Também fizemos uma análise dos parâmetros espectrais e comparamos com os dados de (4) Vesta ([De Sanctis et al., 2013](#)), dos não vestoides ([Lazzaro et al., 2000](#); [Hardersen et al., 2004](#); [Ieva et al., 2016](#)) e dos meteoritos HED ([Drake, 2001](#); [De Sanctis et al., 2012](#)).

O artigo completo é apresentado a seguir.

- 3.3.1 Artigo: Compositional characterization of V-type candidate asteroids identified using the MOVIS catalogue

Artigo

Compositional characterization of V-type candidate asteroids identified using the MOVIS catalogue

H. Medeiros, J. de León, D. Lazzaro, M. Popescu, V. Lorenzi, N. Pinilla-Alonso, Z. Landsman, J. L. Rizos e D. Morate

MNRAS 488, 3866–3875 (2019)

Compositional characterization of V-type candidate asteroids identified using the MOVIS catalogue

H. Medeiros,^{1,2★} J. de León,^{2,3} D. Lazzaro,¹ M. Popescu¹,^{2,4} V. Lorenzi,^{2,5}
N. Pinilla-Alonso,⁶ Z. Landsman,⁶ J. L. Rizos¹,^{2,3} and D. Morate¹

¹*Observatório Nacional, Rua Gal. José Cristino 77, 20921-400, Rio de Janeiro, Brazil*

²*Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC), C/Vía Láctea s/n, E-38205, La Laguna, Spain*

³*Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, E-38206, La Laguna, Spain*

⁴*Astronomical Institute of the Romanian Academy, 5 Cușitul de Argint, 040557 Bucharest, Romania*

⁵*Fundación Galileo Galilei - INAF, Rambla José Ana Fernández Pérez 7, E-38712 Breña Baja, Tenerife, Spain*

⁶*Florida Space Institute, 12354 Research Parkway Partnership 1 Building, Suite 214 Orlando, FL 32826-0650, USA*

Accepted 2019 July 11. Received 2019 June 22; in original form 2019 April 3

ABSTRACT

The main objective of this work is to compositionally analyse the visible to near-infrared spectra of a total of six V-type candidates identified using the MOVIS (*Y-J*) versus (*J-Ks*) colour–colour plot and located outside the Vesta collisional family. We obtained visible and near-infrared spectra of these asteroids using the 2.54m Isaac Newton Telescope, the 2.5m Nordic Optical Telescope, and the 3.58m Telescopio Nazionale Galileo, all located at the El Roque de Los Muchachos Observatory (La Palma, Spain), as well as the 3.0m NASA Infrared Telescope Facility, located at the Mauna Kea Observatory in Hawaii. We computed several diagnostic spectral parameters (slopes, band centres, band depths, band area ratio, or BAR) and compared them to the ones known for HED meteorites and (4) Vesta. The taxonomic classification confirmed five out of the six candidates as V-types, leading to an identification success rate about 83 percent. In general, the spectral parameters obtained for the five V-types are in good agreement with those of HED meteorites and (4) Vesta. The exception is asteroid (2452) Lyot, a V-type in the outer belt, located very close to (1459) Magnya, but showing distinct [Wo] and [Fs] molar contents both from Magnya and Vesta, pointing toward a diogenitic composition. We also studied the dependency of the BAR parameter on the way it is computed (removing or not the continuum), the spectral slope, and the last point used to delimit the right wing of the absorption band at 2 μm .

Key words: methods: observational – techniques: spectroscopic – planets and satellites: composition.

1 INTRODUCTION

V-type asteroids are composed mainly of pyroxene and are believed to compositionally represent the crust of large differentiated bodies: iron-rich nucleus, olivine-dominated mantle, and basaltic crust (Gaffey et al. 2002). They receive their classification from asteroid (4) Vesta, first to be identified as basaltic back in the 1970s (McCord, Adams & Johnson 1970; Larson & Fink 1975; McFadden, Pieters & McCord 1977). V-type asteroids present visible and near-infrared spectra that show two diagnostic absorption bands, centred around 1 and 2 μm , and associated with the presence of pyroxene. Their spectra resemble those of basaltic achondrites, also known as Howardite–Eucrite–Diogenite meteorites or HEDs. These

meteorites are therefore considered as originating in Vesta (Drake 2001; De Sanctis et al. 2012).

Most of the V-type asteroids belong to the Vesta collisional family, located in the inner part of the main asteroid belt (2.1–2.5 au). Although other basaltic asteroids had been well identified beyond the nominal borders of the family (Binzel & Xu 1993), it was not until the discovery of asteroid (1459) Magnya (Lazzaro et al. 2000), located at 3.14 au, that models explaining the origin of basaltic asteroids and HEDs had to be revisited (Michtchenko et al. 2002). The presence of a small basaltic asteroid in the outer main belt implies the existence of at least another large differentiated object (Ruzicka, Snyder & Taylor 1997) which fragmented in that region, since no dynamical mechanism is known that can transport pieces of Vesta across the strong 3:1 resonance at 2.5 au (Roig et al. 2008). In addition, compositional characterization of Magnya ‘preclude it from being a fragment from Vesta’ (Hardersen et al. 2014). Since

* E-mail: hissamedeiros@on.br

then, other basaltic asteroids have been discovered and characterized both in the middle (2.5–2.8 au) and outer (2.8–3.3 au) belt (Duffard et al. 2004; Duffard & Roig 2009; Moskovitz et al. 2010; Ieva et al. 2016; Leith et al. 2017; Migliorini et al. 2018). These findings point towards the existence of several large differentiated bodies in those regions. Nevertheless, recently dynamical simulations suggest that some V-types outside the Vesta family could have been scattered by jumping Jupiter instability and, therefore, could be genetically related to Vesta, but not with its current family (Brasil et al. 2017).

In this paper, we use the near-infrared colours of asteroids observed during the VISTA survey and collected in the Moving Objects VISTA Catalogue (Popescu et al. 2016) to identify V-type candidates that are outside the Vesta family, and in particular those that are located in the middle and outer main belt (Section 2). These candidates were then spectroscopically observed in the visible and near-infrared wavelengths, in order to confirm/reject their classification as V-types (Section 3). For the confirmed objects, we perform a compositional analysis by computing several spectral parameters that are diagnostic of their mineralogy (Section 4). The results are compared to those obtained for other non-Vesta family objects and published in the literature, in particular with (1459) Magnya (Section 5). Conclusions are finally presented in Section 6.

2 V-TYPE ASTEROIDS SELECTION FROM MOVIS CATALOGUE

In an effort to increase the information about near-infrared colours from small bodies, Popescu et al. (2016) compiled the colours and the magnitudes of a total of 39 947 objects observed by the Visible and Infrared Survey Telescope for Astronomy Hemisphere Survey (VISTA-VHS) in its third data release. This resulted in a set of three catalogues called Moving Objects from VISTA survey (MOVIS). The catalogues are MOVIS-D (detections catalogue), MOVIS-M (magnitudes catalogue) and MOVIS-C (colours catalogue). The VISTA-VHS survey observes the sky in four near-infrared filters: Y (1.02 μm), J (1.25 μm), H (1.65 μm), and K_s (2.15 μm).

As described in Popescu et al. (2016), some of the colour–colour plots generated using MOVIS-C data presented clusters that can be associated with different taxonomic classes. In particular, the (Y – J) versus (J – K_s) colour–colour plot showed to be very efficient in the identification of V-type candidates. In the work from Licandro et al. (2017), the authors used MOVIS-C data to obtain a list of potential V-type candidates, isolated in a region of the colour–colour plot identified by $(Y-J) \geq 0.5$ and $(J-K_s) \leq 0.3$. About half of these asteroids are not members of the Vesta dynamical family. We used that list to select our candidates, focusing on those objects located in the middle and the outer parts of the main belt. The dynamical and physical properties of the analysed asteroids in this paper are shown in Table 1. The information includes semimajor axis (a), eccentricity (e), sine of inclination (i), absolute magnitude (H), visible albedo (p_V), diameter (D), and near-infrared colours. The proper orbital elements were obtained from the AstDyS webpage¹ (Knežević & Milani 2003), while the rest of the physical parameters were extracted from the JPL Small-Body Database Browser.²

¹<http://hamilton.dm.unipi.it/astdys/index.php?pc=0>

²<https://ssd.jpl.nasa.gov/sbdb.cgi>

3 OBSERVATIONS AND DATA REDUCTION

Visible spectra of the targets were obtained using IDS instrument mounted on the 2.54m Isaac Newton Telescope (INT), as part of standard program C97/2015A, and ALFOSC camera-spectrograph at the 2.5m Nordic Optical Telescope (NOT) under service program SST2016-346, both located at the El Roque de Los Muchachos Observatory (ORM), in La Palma (Canary Islands, Spain). Near-infrared spectra were obtained using NICS at the 3.58m Telescopio Nazionale Galileo (TNG), located also at the ORM, and SpeX instrument at the 3.0m NASA Infrared Telescope Facility (IRTF) in Mauna Kea Observatory (Hawaii). A summary of the observational circumstances for each asteroid studied in this work is presented in Table 2. The information includes the date and the starting time (UT) of the observations, the exposure time (in seconds), the airmass for both the target and solar analogue stars observed, the phase angle (α), distance to the Sun (r) and to the Earth (Δ), and apparent visual magnitude (m_V) of the asteroid at the time of observation.

To create the final visible to near-infrared composite spectrum of each asteroid, acquired, and reduced as described in the following, we joined the visible and the near-infrared parts using the common wavelength interval 0.8–0.9 μm (~ 0.8), and normalized the result to unity at 0.55 μm . The resulting spectra are shown in Fig. 1.

3.1 Visible spectroscopy

3.1.1 IDS at the INT – ORM

To get visible spectra with the IDS spectrograph, we used the RED+2 CCD detector with the low-resolution R150V grating to cover the 0.40–0.95 μm spectral interval. A 1.2 arcmin slit was employed, oriented along parallactic angle to correct for differential refraction effects. The tracking was at the asteroid’s proper motion, extracted from the corresponding ephemeris. The objects were identified as moving targets at the predicted position and with the predicted proper motion. To increase the quality of the spectra, three acquisitions were obtained and subsequently averaged.

The visible spectra were reduced using a new pipeline dedicated to INT/IDS instrument and developed by Popescu et al. (2019). This pipeline uses standard IRAF procedures for spectral data reduction in conjunction with OCTAVE to generate the corresponding IRAF scripts. The first step of the pipeline consists of bias and flat field corrections. Then, the one-dimensional spectra are automatically extracted and wavelength calibrated using the CuAr+CuNe lamps. For each asteroid at least one solar analogue star was observed during the night, at a similar airmass (see Table 2). Finally, the spectrum of the asteroid is divided by that of the solar analogue to remove solar contribution and obtain the asteroid reflectance spectrum.

3.1.2 ALFOSC at the NOT – ORM

Observations with the ALFOSC spectrograph were done in Service mode. We used the CCD#14, a 2048x2064 back illuminated detector providing a 0.214 arcmin/pixel scale, together with Grism#4 (0.32–0.91 μm) and the GG420 second-order blocking filter to avoid contamination at red wavelengths (this set-up covered a wavelength range from 0.42 to 0.91 μm). A 2.5 arcmin slit was used, oriented in the parallactic angle. As in the case of the INT observations, the tracking was at the asteroid’s proper motion and the objects were identified as moving targets at the predicted position. We obtained three spectra of each asteroid, with an offset of 10 arcmin in the slit

Table 1. Orbital elements, physical properties, colours from MOVIS-C catalogue, and taxonomic classification for the asteroids presented in this work.

Asteroid	a (au)	e	sine (i)	H	p_V	D (km)	$Y - J$	$J - K_s$	Taxonomy	
									M4A	BDM
2452	3.157	0.155	0.203	11.3	0.379 ± 0.063	11.85 ± 0.24	0.548 ± 0.006	0.216 ± 0.017	V	V
3882	2.251	0.136	0.093	12.8	0.325 ± 0.068	5.86 ± 0.09	0.789 ± 0.007	-0.082 ± 0.015	V	V(w)
6046	2.299	0.111	0.129	13.6	0.187 ± 0.068	5.336 ± 0.363	0.794 ± 0.014	0.038 ± 0.028	V	V
7459	2.598	0.187	0.088	13.0	0.411 ± 0.026	5.449 ± 0.146	0.789 ± 0.011	0.125 ± 0.019	V	V
19281	2.287	0.138	0.134	13.5	0.316 ± 0.097	4.51 ± 0.24	0.857 ± 0.017	-0.089 ± 0.037	V	V
21130	2.529	0.255	0.185	14.7	–	–	0.524 ± 0.072	0.126 ± 0.157	Sr	Sr

Table 2. Observational circumstances for asteroids presented in this work.

Visible spectroscopy											
Asteroid	Telescope	Date	UT start	Exp. time (s)	Airmass	SA	SA airmass	α (°)	r (au)	Δ (au)	m_V
2452	INT	23/05/15	22:37	3x300	1.87	HD123385	1.81	8.3	2.851	1.896	15.6
3882	INT	24/05/15	01:53	3x300	1.38	HD151450	1.41	5.1	2.144	1.141	15.2
6046	INT	27/05/15	04:15	3x300	1.34	HD170717	1.40	17.6	2.000	1.093	16.2
7459	NOT	24/01/17	00:27	3x600	1.34	SA98–978	1.76	9.1	2.758	1.841	17.1
						SA102–1081	1.36				
19281	INT	24/05/15	04:48	1x900	1.54	HD189499	1.40	23.9	2.041	1.283	16.8
21130	NOT	24/01/17	02:12	3x600	1.06	SA98–978	1.76	16.5	2.007	1.122	17.3
						SA102–1081	1.36				
Near-infrared spectroscopy											
Asteroid	Telescope	Date	UT start	Exp. time (s)	Airmass	SA	SA airmass	α (°)	r (au)	Δ (au)	m_V
2452	TNG	15/12/18	03:15	8x360	1.22–1.48	SA98–978	1.16	5.1	3.300	2.347	16.3
						SA102–1081	1.33				
3882	TNG	06/06/15	01:09	2x320	1.37	SA107–998	1.25	5.1	2.136	1.131	15.1
						P041C	1.41				
6046	TNG	02/02/17	20:12	8x360	1.05	SA98–978	1.25	19.3	2.605	1.981	18.1
						SA93–101	1.25				
						SA102–1081	1.23				
7459	TNG	31/01/17	00:28	6x360	1.20–1.09	SA102–1081	1.28	8.0	2.754	1.820	17.1
						SA98–978	1.16				
19281	IRTF	15/06/15	12:04	120	1.29	SA107–998	1.29	16.6	1.997	1.073	16.1
						SA110–361	1.06				
						SA112–1333	1.07				
21130	TNG	01/02/17	00:59	8x360	1.15–1.03	SA93–101	1.03	12.0	2.013	1.077	17.1
						SA98–978	1.15				

direction between them, that were averaged to increase the quality of the final spectrum. At least one solar analogue star was observed at the same airmass as that of the asteroid. Data reduction followed standard procedures and was done using IRAF tasks.

The spectra were bias and flat field corrected before extracted and collapsed to one dimension. We wavelength calibrated both the spectra of the asteroid and solar analogue using ThAr+Ne+He lamps. In a final step, we divided the spectrum of the asteroid by the spectrum of the solar analogue to obtain the asteroid reflectance spectrum. When more than one star was observed, we averaged the result.

3.2 Near-infrared spectroscopy

3.2.1 NICS at the TNG – ORM

Near-infrared spectra at the TNG were obtained using the low-resolution mode of NICS, based on a HgCdTe Hawaii 1024x1024

detector and providing a 0.25 arcmin/pixel scale. We used the Amici prism disperser (0.80–2.5 μm) and the 1.5 arcmin slit oriented in the parallactic angle. Images through the J_s filter at the asteroid's proper motion were taken to identify the asteroid in the field of view at the predicted position and with the predicted motion. The acquisition consisted of a series of short exposures (ranging from 30 to 90 s,³ depending on the apparent magnitude of the asteroid) in position *A*, then offsetting the telescope by 10 arcmin in the slit direction (position *B*) and acquisition of another series of images. This was repeated and a number of *ABBA* cycles were obtained.

Once the images were flat field corrected, we subtracted consecutive *A* and *B* images and then extracted the one-dimensional spectrum from each *A–B* pair. Wavelength calibration of each

³According to our experience and the TNG staff, exposure times longer than 90 s are not recommended due to the low-resolution mode of the Amici disperser and the saturation regime of the detector.

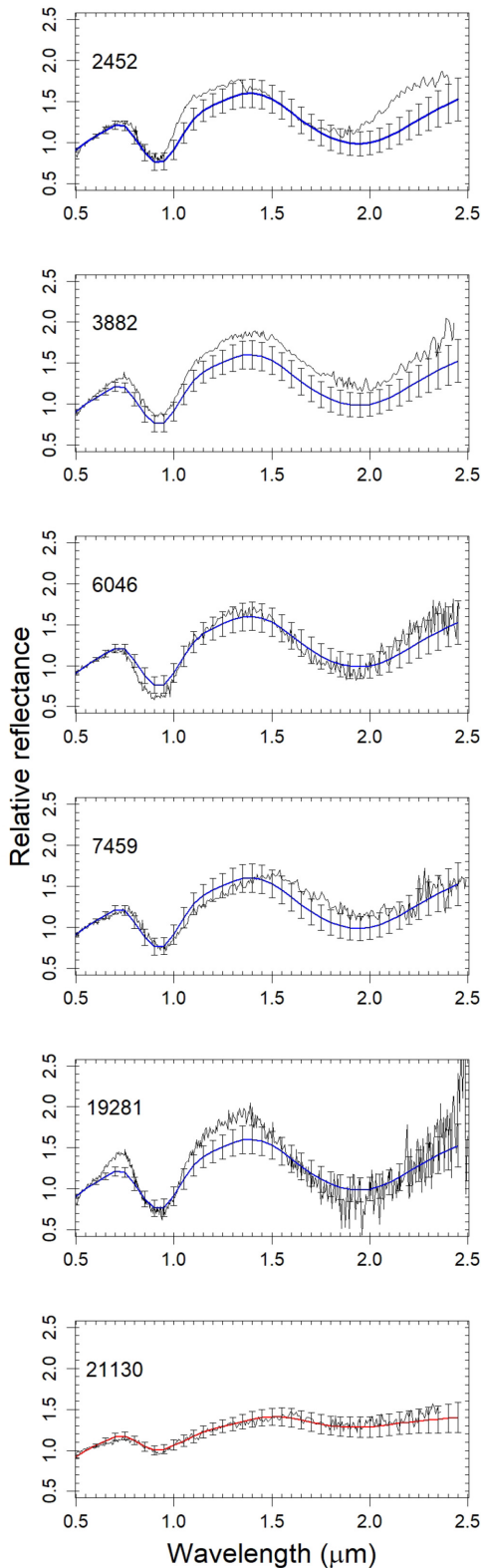


Figure 1. Visible and near-infrared spectra (black lines) of the asteroids studied in this work. Spectra are normalized to unity at $0.55 \mu\text{m}$. The blue and red curves correspond to the V-type and Sr-type taxonomic classes, respectively (average spectrum and standard deviation) as defined by DeMeo et al. (2009).

extracted spectrum was done using a look-up table⁴ based on the theoretical dispersion predicted by ray-tracing and adjusted to fit observed telluric absorptions. The division of the spectrum of the asteroid by the spectrum of the solar analogue star and the wavelength calibration were performed using a specific program in PYTHON provided by the telescope staff and available upon request. The outcome of this program is the reflectance spectrum of the asteroid calibrated in wavelength.

3.2.2 SpeX at the IRTF – Mauna Kea

We used the SpeX instrument to obtain the near-infrared spectrum of one of the targets (see Table 2). Data acquisition and reduction followed the same procedure as that described in DeMeo et al. (2009). Asteroid and a standard star (HD189893) were observed near the meridian to minimize their differences in airmass and match their parallactic angle to the fixed north/south alignment of the slit. Frames were taken so that the object was alternated between two different positions (*A* and *B*) on a $0.8 \text{ arcmin} \times 15 \text{ arcmin}$ slit aligned north/south. The asteroid spectrum was divided by the spectrum of several solar analogue stars, giving relative reflectance. Two sets of one spectra per set were taken for the asteroid, each with exposure time of 120 s. Reduction was done using a combination of routines within IRAF and IDL. We used a software called ‘autospeX’ to streamline reduction procedures. This tool corrects images from bias and flat field, performs sky subtraction between *AB* image pairs, registers the spectra in both the wavelength and spatial dimensions, co-adds the spectral images for individual objects, and then applies the final wavelength calibration. Using IDL, an absorption coefficient based on the atmospheric transmission (ATRAN) model by Lord (1992) is determined for each object and star pair that best minimizes atmospheric water absorption effects for that pair. The final IDL step averages all the object and standard pairs to create the final reflectance spectrum for each object.

4 SPECTRAL ANALYSIS

In this section, we present the spectral analysis we have performed to the composite visible to near-infrared spectra of the asteroids. This analysis includes a taxonomic classification to confirm/discard objects being V-types, as well as the computation of several spectral parameters that are diagnostic of mineralogical composition, like the spectral slope, the wavelength position of the centres of the absorption bands, their depths, or the ratio of their areas.

4.1 Taxonomic classification

Taxonomic classification was made using two online tools publicly available. The first one is the M4AST⁵ on-line tool, created for modelling asteroid spectra (Popescu, Birlan & Nedelcu 2012). The M4AST tool fits a polynomial curve to the spectrum of the asteroid and then compares this curve to each of the taxonomic classes defined by DeMeo et al. (2009), selecting the ones producing the smallest standard deviation in the error. The second tool is the one based on the Bus-DeMeo taxonomy and provided at the webpage of the Planetary Spectroscopy group of the MIT.⁶ The tool follows the same classification scheme as that described in DeMeo et al. (2009):

⁴http://www.tng.iac.es/instruments/nics/files/amici_wlcal.dat

⁵<http://cardamine.imcce.fr/m4ast/>

⁶<http://smass.mit.edu/>

it applies a spline fit to smooth the data and sample the 0.45–2.45 μm region into 41 data points (increment of 0.05 μm), computes and removes the spectral slope, and applies Principal Component Analysis (PCA).

The results of our taxonomic classification are shown in the last column of Table 1, where M4A corresponds to results obtained using M4AST tool, and BDM refers to the results obtained using the second method. Note that all V-type candidates identified from their near-infrared colours are confirmed as V-types spectroscopically, with the exception of asteroid 21130, that has been classified as an Sr-type. This was somehow expected, as the near-infrared colours of this object have large errors and place it in the transition region between V- and S-types of the (*Y-J*) versus (*J-Ks*) colour–colour plot (Popescu et al. 2016). As a visual aid, we have overplotted the corresponding spectral class for each object using different colours in Fig 1. In the following section, we compute several spectral parameters for those asteroids that have been spectroscopically confirmed as V-types: 2452, 3882, 6046, 7459, and 19281. We also compute the same spectral parameters for asteroid (1459) Magnya, using the average reflectance spectra from Hardersen, Gaffey & Abell (2004) and the albedo value from Delbo et al. (2006).

4.2 Spectral parameters

Our main mineralogical analysis of the composite visible and near-infrared spectra of the targets was done using the method outlined in Cloutis et al. (1986) and Gaffey et al. (1993). This method computes several spectral parameters, which are correlated to the surface mineralogy: (1) the wavelength position of the minima of the two absorption bands, referred to as Band I and Band II; (2) Slopes I and II, defined as straight lines tangent to the relative maxima between 0.7 and 1.4–1.7 μm , and between 1.4–1.7 and 2.4–2.5 μm , respectively, and used to remove the continuum of the spectra; (3) the wavelength position of the minima of the two absorption bands after removing the continuum (Band I and Band II centres); (4) the ratio between the areas of the first and second absorption bands (band area ratio, BAR); (5) the depth of the absorption bands.

The relative maxima of the bands from the reflectance spectra were computed by fitting a second order polynomial function to the reflectances around 0.7, 1.4–1.7, and 2.4–2.5 μm . These values were then used to delimit the extension of the two absorption bands and to compute both Slope I and II. Due to the limited sensitivity of the majority of the detectors beyond 2.4 μm , Cloutis et al. (1986) decided to select this wavelength value as a fixed point to delimit the right-half part of Band II for their computations. However, it has been commonly agreed that whenever useful data are available beyond 2.4 μm it should be used, in order to have a Band II as complete as possible. The wavelengths corresponding to the last data points used to define Band II for each asteroid are: 2.370 μm for (2452), 2.430 μm for (3882), 2.425 μm for (6046), 2.455 μm for (7459), and 2.455 μm for (19281).

After finding the relative maxima of the bands, we removed the continuum from the reflectance spectra and calculated the centres, depths, and areas of the bands. The centres were computed by a second-order polynomial fit and the depths, as defined in Sanchez et al. (2012), were simply the difference between the reflectance at the continuum (equal to unity after division) and the reflectance at the centre of the band, in percentage. The error in the position of the centres was obtained by propagating the errors of the individual points.

As a final step, we applied a temperature correction to the computed spectral parameters, in order to properly compare to

those of HED meteorites, which are measured in laboratory at room temperature (300 K). The temperature corrections were computed following the methodology of Burbine et al. (2009). The mean surface temperature of an asteroid is approximated by the following equation for energy conservation:

$$T = \left[\frac{(1 - A)L_0}{16\eta\varepsilon\sigma\pi r^2} \right]^{\frac{1}{4}}, \quad (1)$$

where A is the albedo, L_0 is the solar luminosity (3.827×10^{26} W), η is the thermal beaming parameter (assumed to be unity), ε is the asteroid's infrared emissivity (assumed to be 0.9), σ is the Stefan–Boltzmann constant ($5.67 \times 10^{-8} \text{ J s}^{-1} \text{ m}^{-2} \text{ K}^{-4}$) and r is the asteroid's heliocentric distance. Then, the position of the centres (in μm) of Band I and Band II are corrected by an amount that relates to the asteroid temperature by the following expressions:

$$\Delta\text{BI} = (5.05 \times 10^{-3}) - (1.70 \times 10^{-5})T \quad (2)$$

$$\Delta\text{BII} = (5.44 \times 10^{-2}) - (1.85 \times 10^{-4})T. \quad (3)$$

These equations were derived by Burbine et al. (2009) from linear fits to the measurements of the band centres on the laboratory spectra of two pyroxenes at various temperatures (Moroz, Schade & Wäsch 2000). The temperature correction for the Band I centres is almost negligible: $\sim 0.002 \mu\text{m}$ for V-types in Moskovitz et al. (2010) and $\sim 0.003 \mu\text{m}$ for near-Earth asteroids in Sanchez et al. (2012). In the case of Band II centres, this correction is about 1 order of magnitude larger and the values indicated in Table 3 already include it. We used the computed Band I and Band II centres to obtain the molar contents of calcium (Wollastonite, [Wo]) and iron (Ferrosilite, [Fs]), following the equations developed by Burbine et al. (2009) from the original Gaffey et al. (2002) set of equations but for the very restricted pyroxene mineralogies found in HEDs:

$$\text{Fs}(\pm 3) = 1023.4 \times \text{BI}(\mu\text{m}) - 913.82 \quad (4)$$

$$\text{Fs}(\pm 3) = 205.86 \times \text{BII}(\mu\text{m}) - 364.3 \quad (5)$$

$$\text{Wo}(\pm 1) = 396.13 \times \text{BI}(\mu\text{m}) - 360.55 \quad (6)$$

$$\text{Wo}(\pm 1) = 79.905 \times \text{BII}(\mu\text{m}) - 148.3. \quad (7)$$

The computed Band I and Band II centres, the corresponding temperature corrections for Band II centre, and the molar contents of calcium ([Wo]) and iron ([Fs]) are shown in Table 3 for each asteroid.

According to the original paper by Cloutis et al. (1986), the band area is defined as the area enclosed by the spectral curve and a straight line tangent to the relative maxima that define the band, and so, the band area ratio is computed without continuum removal. Although this initial definition is clear, and has been followed by some authors (Gaffey et al. 1993; Moskovitz et al. 2010), we have also found many examples in the literature where the authors remove the continuum before computing the band areas (Duffard, Lazzaro & de León 2005; Sanchez et al. 2012; Hardersen et al. 2014; Lindsay et al. 2015; Hardersen et al. 2018). Interestingly, we found that the computed BAR values change significantly depending on the way they are computed, i.e. with or without continuum removal.

Table 3. Spectral parameters following Cloutis et al. (1986) and Gaffey et al. (1993) for the V-type asteroids presented in this work: Band I and Band II centres (Band II centre value includes temperature correction Δ BII), depths and slopes, band area ratio after removing the continuum (BARr) and without removing the continuum (BAR), and the molar Ca [Wo] and Fe [Fs] contents. Asteroid (1459) Magnya has been included for comparison.

Asteroid	2452	3882	6046	7459	19281	1459
Band I centre (μm)	0.916 ± 0.002	0.931 ± 0.006	0.921 ± 0.002	0.942 ± 0.006	0.931 ± 0.002	0.935 ± 0.003
Δ BII (μm)	0.029	0.022	0.023	0.025	0.020	0.030
Band II centre (μm)	1.873 ± 0.010	2.002 ± 0.018	1.928 ± 0.019	2.012 ± 0.029	1.935 ± 0.004	1.964 ± 0.006
Band I depth (%)	45.1 ± 0.1	40.3 ± 2.4	54.5 ± 2.0	43.2 ± 1.7	51.9 ± 1.0	53.2 ± 2.0
Band II depth (%)	40.2 ± 1.0	39.1 ± 3.6	45.3 ± 5.3	29.3 ± 2.8	45.7 ± 5.6	56.5 ± 9.0
Slope I (μm^{-1})	0.84	0.90	0.88	0.60	0.86	0.76
Slope II (μm^{-1})	0.10	0.10	0.09	-0.08	0.15	0.19
BARr	2.556 ± 0.017	2.358 ± 0.058	2.043 ± 0.019	1.631 ± 0.028	2.769 ± 0.062	2.623 ± 0.027
BAR	3.251 ± 0.026	3.049 ± 0.097	2.595 ± 0.035	1.951 ± 0.043	3.469 ± 0.095	3.492 ± 0.039
[Wo]	[1.4–2.3]	[8.2–11.7]	[3.9–4.3]	[10.5–12.6]	[6.3–8.2]	[6.3–9.8]
[Fs]	[21.3–23.6]	[39.0–47.8]	[27.9–28.7]	[44.7–50.2]	[34.0–39.0]	[34.0–43.1]

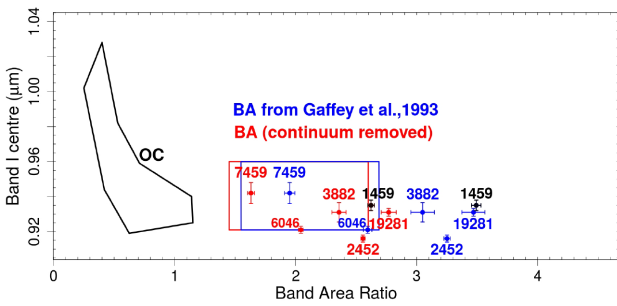


Figure 2. Band area ratio (BAR) versus Band I centre. We have modified the original plot from Gaffey et al. (1993) to include only the ordinary chondrites (OC) and the basaltic achondrites (BA) regions. We show here the original BA region computed by Gaffey et al. (1993) using BAR values without continuum removal (blue line) and the new BA region from this work using BARr values after continuum removal (red line). In the same way, blue and red dots are the values of BAR and BARr, respectively, for the V-type asteroids presented in this work and asteroid (1459) Magnya (black dots).

4.3 Remove or not the continuum to compute the BAR parameter

We noticed that the computed values for the parameter after continuum removal (BARr) were systematically smaller than those obtained without removing the continuum (BAR). This can be seen in Table 3 and also in Fig. 2, where we have used colours blue (BAR) and red (BARr) to better visualize the shift in BAR values. This causes problems in the interpretation of our results if using the BAR versus Band I centre plot from Gaffey et al. (1993), where the basaltic achondrite (BA) region was defined using BAR values computed without removing the continuum. Therefore, for a proper interpretation, we reconstructed the BA region from Gaffey et al. (1993), using the same HED spectra but computing the BARr values after continuum removal. The resulting region is shown in red in Fig. 2.

The BA region is shifted to lower values of BAR, but this shift is not as big as the one observed for the asteroids. Maybe the most evident difference between the spectra of meteorites and the spectra of asteroids, is that the latter typically show higher spectral slopes (Fulvio et al. 2018). As the BAR values are significantly different if computed with or without removing the continuum, and that continuum is basically what we define as Slope I and Slope II, we searched for any trend between slopes and the shift in the BAR (Δ BAR = BAR – BARr). The results are shown in Fig. 3:

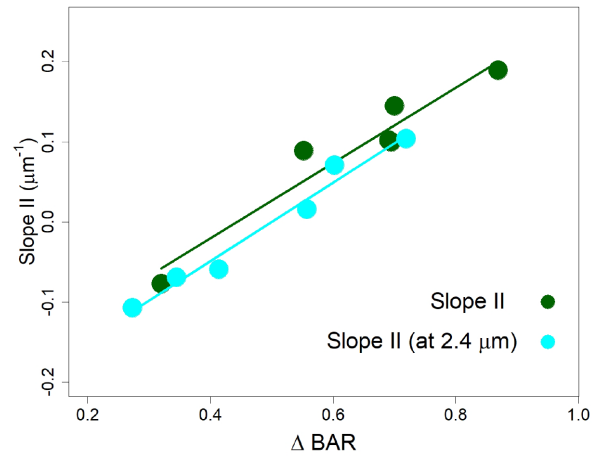


Figure 3. Difference between BAR values (Δ BAR = BAR – BARr) versus Slope II in units of μm^{-1} . The straight lines are linear fits to the data showing the correlation between the two parameters. This correlation exists independently of using the last data point to compute Slope II (green) or adopting $2.4 \mu\text{m}$ (blue).

while we did not find any significant trend for Slope I, the larger the Slope II, the higher the shift to lower values of BARr computed after removing the continuum (green points).

Another important issue that can affect both Slope II and BAR values is the last point used to delimit the Band II. Although it is not explicitly said in their paper, Gaffey et al. (1993) mention that ‘(...) A linear continuum was fitted to points on the spectral curve outside the absorption band being characterized.’. We reproduced their computations and confirmed that the authors used all the available points for the meteorite spectra (up to $2.5 \mu\text{m}$) defining Band II in order to compute the slope, the band centre and the band area. As a comparison, we followed the procedure by Cloutis et al. (1986) and computed the Slope II and the BAR parameters using $2.4 \mu\text{m}$ as the last point to delimit Band II (blue points in Fig. 3). The obtained shifts for the BAR are slightly smaller than those previously obtained, but the observed trend with Slope II does not change.

We have shown here that the BAR parameter is very sensitive to the way it is computed, in particular, values can significantly change if they are computed before or after the continuum removal, and this change is larger as the slope of the second absorption band is steeper. Although we have no explanation for this observed trend,

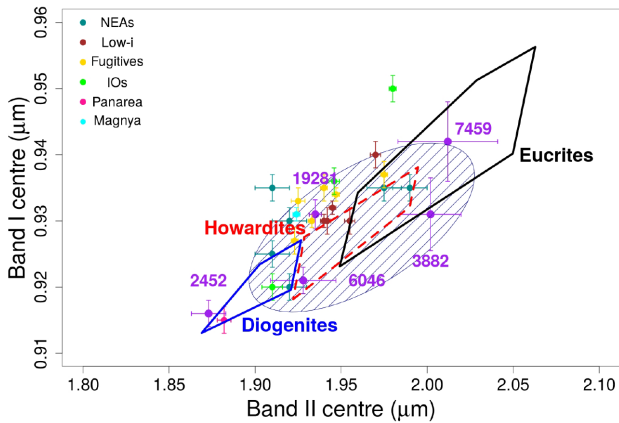


Figure 4. Band II centre versus Band I centre for the V-types studied in this work (purple symbols). Regions outlined by the values computed for Howardites, Euclrites, and Diogenites by Moskovitz et al. (2010) are also included. Colour points correspond to different groups of non-vestoids as defined by Ieva et al. (2016), including V-type NEAs and V-type Panarea. The ellipse represents the region occupied by the surface of Vesta as measured by the Dawn mission (De Sanctis et al. 2013).

it is evident that the step of removing the continuum is affecting the area of the second absorption band. Therefore, caution should be taken when using the BAR versus Band I centre plot for V-types, in particular when they are located outside the BA region: this cannot be simply interpreted as the objects having different mineralogical composition than HEDs or other V-types that lie within the BA region.

Compositional interpretations should therefore rely on other diagnostic plots that do not suffer from this dependency on the spectral slope, such as the Band II centre versus Band I centre (see Fig. 4). The computed values for the Band I and Band II centres of the V-types analysed in this work are shown in purple, while the region outlined by euclrites and diogenites are shown with black and blue solid lines, respectively. The region outlined by howardites is shown in red-dashed line. We have also included the colour points from Ieva et al. (2016) of different populations of non-vestoides V-type asteroids, as well as the values obtained from the Vesta surface by the observations with VIR instrument of the Dawn mission (De Sanctis et al. 2013) and outlined by an ellipse.

5 RESULTS AND DISCUSSION

The taxonomic classification applied to the visible and near-infrared spectra of the six V-type candidates identified using MOVIS has confirmed the V-type nature for five of them. Although we are aware of the low-number statistics, this result points towards a success rate of about 83 per cent, as predicted by Licandro et al. (2017). From the five confirmed V-types, we have three asteroids located in the inner belt, one in the middle belt, and one in the outer belt.

5.1 Asteroids in the inner main belt

According to the definition by Nesvorný et al. (2008), there are two dynamical groups of V-types in the inner part of the main belt, excluding those that are members of the Vesta dynamical family: fugitives ($a < 2.3$ au, e and i values similar to those of the Vesta family members) and low inclination ($i < 6^\circ$ and $2.3 < a < 2.5$ au). Ieva et al. (2016) and Fulvio et al. (2016) defined a third group of V-types in the inner main belt outside the two dynamical groups cited

previously and outside Vesta dynamical family, the Inner Others (IOs).

(i) (3882) Johncox. Due to its orbital parameters (see Table 1), this V-type asteroid can be included in the low- i dynamical group. This kind of V-types may have been liberated from Vesta in the very early epochs of the formation of our Solar system and have achieved their low- i orbits during the Late Heavy Bombardment (Nesvorný et al. 2008). From its computed spectral parameters, 3882 is located in the Euclrites region (Fig. 4), i.e. it might have been originated from the topmost layers of Vesta, supporting its formation hypothesis. In a more recent work, Brasil et al. (2017) analysed the effect of jumping Jupiter instability in the formation of the low- i group. They concluded that the instability can explain the population of V-types with low inclination in the inner main belt. As it can be seen from the last columns in Table 1, asteroid 3882 is the only object assigned to the somehow particular class V(w). According to DeMeo et al. (2009) the letter ‘w’ was introduced to designate objects exhibiting large values of spectral slope within its taxonomic class, but do not represent a separate taxonomy. Interestingly, 3882 shows the highest value of Slope I ($0.90 \mu\text{m}^{-1}$) among the five studied V-types.

(ii) (6046) 1991 RF₁₄. This V-type has a semimajor axis $a < 2.3$ au and e and i values comparable to those of the Vesta family members, so it can be included in the dynamical group of fugitives. According to Nesvorný et al. (2008), fugitives reached their current orbits by both the Yarkovsky and resonant effects. Asteroid 6046 is located in the Howardite region of Fig. 4, well in the ellipse that outlines the composition found on the surface of Vesta by the Dawn mission. This supports its origin as a fragment of Vesta that has drifted away from the family (due the Yarkovsky effect) enough for the family computation methods not to consider it a member of Vesta.

(iii) (19281) 1996 AP₃. This asteroid, also classified as a V-type from its visible to near-infrared spectrum, has a semimajor axis of $a < 2.3$ au, but its eccentricity is larger than those of the Vesta family members. Therefore, it is assigned the IOs dynamical group. Following its spectral parameters, the object lies in the Vesta ellipse, slightly outside the Howardites region of Fig. 4. As in the case of 6046, this result strongly supports its origin in the Vesta family creation event, and its subsequent lost of any dynamical connection with the family.

As it was show by Ieva et al. (2016) and is clearly seen in Fig. 4, non-vestoids are spread over the regions occupied by HEDs and Vesta itself. Most of the non-vestoids are located within the ellipse outlined by Vesta, suggesting a similar composition. The results obtained for the three V-types located in the inner main belt are in good agreement with this behaviour.

5.2 Asteroids in the middle main belt

The remaining groups of V-type asteroids according to Ieva et al. (2016) and Fulvio et al. (2016) are those in the near-Earth region and those in the middle and outer main belt, the so-called MOVs, with $a > 2.5$ au. In this work we separate the MOVs in two groups: middle belt V-types ($2.5 < a < 2.8$) and outer belt V-types ($a > 2.8$ au).

(i) (7459) Gilbertofranco. This is the only asteroid in our study located in the central part of the main asteroid belt. It is unambiguously classified as a V-type according to its visible to near-infrared spectrum. Compositionally, it is located inside the Euclrites region

(Fig. 4), supporting a possible connection to Vesta. According to Roig et al. (2008), having a diameter slightly larger than 5 km, it is highly improbable, but not impossible that this V-type asteroid originated in the Vesta family and reached its current orbit. This possibility is also supported by Brasil et al. (2017). An interesting fact is that (7459) also has a low inclination ($i < 5.05^\circ$), as in the case of the low- i dynamical group in the inner belt. In addition, this is the only V-type among the five asteroids studied in this work that has a BAR value that lies inside the basaltic achondrites region (see Fig. 2), independently on the way we computed this parameter, reinforcing its possible connection to the HEDs and to Vesta.

Apart from (7459), there are four V-type asteroids with published visible and/or near-infrared spectra and located in the middle belt: (21238) Panarea at $a = 2.54$ au (de Sanctis et al. 2011; Ieva et al. 2016; Leith et al. 2017), (22308) 1990 UO₄ at $a = 2.77$ au and (40521) 1999 RL₉₅ at $a = 2.53$ au (Leith et al. 2017), and (36118) 1999 RE₁₃₅ at $a = 2.71$ au (Hardersen et al. 2018). In the case of (21238), Ieva et al. (2016) computed the Band I and Band II centres using the same procedure as the one used in this work, and obtaining values of Band I centre = $0.915 \pm 0.002 \mu\text{m}$ and Band II centre = $1.882 \pm 0.004 \mu\text{m}$. Contrary to what we found for (7459), asteroid Panarea is located in the low-calcium end of the HEDs region ([Wo] = 2, [Fs] = 22.86), just in the limits of the Diogenites, and close to outer-belt V-type (2452) Lyot. However, Leith et al. (2017) obtained new spectra in the near-infrared for (21238) Panarea and used a different method to compute the centres, the MGM or Modified Gaussian Model (Sunshine, Pieters & Pratt 1990; Sunshine & Pieters 1993). This method deconvolves absorption features into individual modified Gaussian distributions (characterized by a centre, a width and a strength) and a linear continuum in the logarithmic space. The values of the centres for (21238) obtained by Leith et al. (2017) using the MGM are $0.929 \pm 0.000 \mu\text{m}$ and $1.934 \pm 0.005 \mu\text{m}$, slightly larger than those from Ieva et al. (2016). These values locate asteroid (21238) Panarea in the Howardites region of their MGM-derived Band II centre versus Band I centre plot (see their fig. 8), corresponding to an average iron content of [Fs] = 34 ± 5 .

In the case of asteroids (22308) and (40521), the values found by Leith et al. (2017) for the band centres are $0.930 \pm 0.000 \mu\text{m}$ and $1.852 \pm 0.001 \mu\text{m}$ for (22308) and $0.931 \pm 0.000 \mu\text{m}$ and $1.941 \pm 0.003 \mu\text{m}$ for (40521). Asteroid (22308) lies quite above the HED region defined by the authors using the MGM method, extremely close to the area inhabited by Acapulcoites, implying the presence of olivine and a low Fs number. Asteroid (40521) is located close to (21238) Panarea, in the Howardites region. The remaining middle belt V-type, asteroid (36118), presents a composition similar to that of Howardites ([Wo] = 13–17, [Fs] = 40–49).

5.3 Asteroids in the outer main belt

V-type asteroids located in the outer regions of the main asteroid belt ($a > 2.8$ au) are maybe the most interesting cases. At these distances it is extremely hard to find efficient mechanisms to transport fragments from the Vesta region to their current location, having to cross several strong gravitational resonances. In addition to asteroid (2452) Lyot, presented in this work, there are three other V-type asteroids with visible and/or near-infrared published spectra, and located in the outer belt: (1459) Magnya at $a = 3.15$ au (Hardersen et al. 2004), (105041) 2000 KO₄₁ at $a = 3.04$ au (Leith et al. 2017), and (34698) 2001 OD₂₂ at $a = 3.17$ au (Hardersen et al. 2018). According to Ieva et al. (2016), there was at least another

potential V-type asteroid in the outer belt, (10537) 1991 RY₁₆ ($a = 2.85$ au), but published visible and near-infrared spectra of this asteroid by Moskovitz et al. (2008) and Leith et al. (2017) rejected its classification as a V-type.

(i) (2452) Lyot. Asteroid (2452) Lyot is classified as a V-type and is located in the outer belt ($a = 3.15$ au), actually very close to Magnya. Interestingly, it is the only one out of the V-types studied in this work that is located outside any of the compositional regions outlined by either HEDs or Vesta itself in Fig. 4. According to its band parameters, this asteroid is located slightly outside the Diogenites region, mainly due to its low value for the Band II centre. The asteroid also shows the lowest [Wo] and [Fs] molar contents (Table 3).

According to Leith et al. (2017), asteroid (105041) presents low values of the centres of the two absorption bands, $0.907 \pm 0.000 \mu\text{m}$ and $1.866 \pm 0.002 \mu\text{m}$, that place it well outside their HED region and provide low iron content ([Fs] = 19 ± 4). Although not computed by the authors, the low value obtained for the centre of the second absorption band of (105041) suggests also a low calcium content. In the case of (34698), Hardersen et al. (2018) computed its Band I and II centres in the same way as in this work. The results plot slightly above the HED region, and the derived pyroxene chemistry ([Wo] = 8, [Fs] = 33) suggest a howardite-like composition enriched with a diogenite component (low-calcium). It is interesting to note here that these three V-type asteroids present a pyroxene chemistry with a low-calcium content and their near-infrared spectra show a second absorption band with a steep spectral slope. We now analyse how these results compare to asteroid Magnya.

We used the all-night average spectrum of Magnya from Hardersen et al. (2004) to compute the same spectral parameters as for the rest of the V-type asteroids in this work. The results are shown in the last column of Table 3. The temperature-corrected Band I and Band II centres ($0.935 \pm 0.003 \mu\text{m}$ and $1.964 \pm 0.006 \mu\text{m}$, respectively) are in very good agreement with the values obtained by Moskovitz et al. (2010) using the same average spectrum from Hardersen et al. (2004): $0.934 \mu\text{m}$ and $1.957 \mu\text{m}$. These spectral parameters place Magnya right in the centre of the region outlined by (4) Vesta in Fig. 4. However, in their original paper, Hardersen et al. (2004) obtained significant compositional differences between Vesta and Magnya, claiming for a different origin. The main differences were 1) the position of the Band I and Band II centres and 2) the BAR value. The values for the band centres were significantly lower than those obtained for the available spectra of (4) Vesta at that time, and also lower than the ones obtained by Moskovitz et al. (2010) and this work (see Table 3). Differences in Band II centre can be explained with the different temperature corrections. Hardersen et al. (2004) report a temperature correction for Band II centre of only $0.008 \mu\text{m}$, obtained from the calibrations presented in Singer & Roush (1985). In our case, as in the case of Moskovitz et al. (2010), we used the calibrations from Burbine et al. (2009), which provide a temperature correction of the order of $0.020 \mu\text{m}$. From a measured, uncorrected position of $1.938 \mu\text{m}$ for Band II centre, Hardersen et al. (2004) get to a temperature-corrected position of $1.946 \mu\text{m}$, while with our correction it will be $1.968 \mu\text{m}$, in agreement with the values we obtained. In the case of the Band I centre, the temperature corrections are of the same order in all cases (0.002 – $0.003 \mu\text{m}$). Considering our error bars and Band I centre being much more sensitive to small shifts in wavelength than Band II centre, we can conclude that the results obtained by Hardersen et al. (2004), Moskovitz et al. (2010), and this work, agree

well within the uncertainties. Regarding the BAR value for (1459) Magnya, Moskovitz et al. (2010) obtained a value of $\text{BAR} = 3.395$, computing the areas without the continuum removal. In agreement with their results, we obtained a value of $\text{BAR} = 3.351 \pm 0.026$ from the same average spectrum of (1459) Magnya. Although Moskovitz et al. (2010) claimed in their paper that their obtained BAR value for Magnya was in agreement with that from Hardersen et al. (2004), we remark here that Hardersen et al. (2004) computed the BAR after continuum removal. If we remove the continua from the two absorption bands of the average spectrum of (1459) Magnya before computing the BAR, the obtained value is significantly lower ($\text{BAR} = 2.623 \pm 0.027$). This value is similar to that obtained for (2452) Lyot ($\text{BAR} = 2.556 \pm 0.017$), just in the limits of the BA region. Considering that the BAR parameter depends strongly on the way it is computed, on the spectral slope, and on the last point selected to delimit Band II, we cannot make any conclusion regarding composition using this parameter.

Assuming a similar composition between Magnya and Vesta, one should find a suitable transport mechanism to end up with a fragment of Vesta in the outer belt. Brasil et al. (2017) concluded that the jumping Jupiter instability could be capable of scattering some of the V-type asteroids from the inner belt to the outer belt regions. In the case of (1459) Magnya, with a diameter of $D \sim 15$ km, this is not enough to explain its origin. According to Brasil et al. (2017) to implant a Magnya-like asteroid in the outer belt it should have been several tens of V-type asteroids with $D \sim 20$ km in the original source, and this is not supported by observations. This applies also to asteroid (2452) Lyot, having a diameter of $D \sim 12$ km. Therefore, considering the compositional difference found in this work between Lyot and Vesta, we can use the original argument from Michtchenko et al. (2002) used in the case of Magnya, but for Lyot: it might be the fragment from a differentiated parent body that broke up in the outer belt. Asteroid (2452) Lyot shows a diogenite-like composition, similar to that observed for (105041) and (34698): the three outer-belt V-types present Band II centres that are significantly low compared to those of HEDs or Vesta itself and to other V-types in the inner and/or middle belt, as well as steep slopes for Band II.

As an extra argument in favour of a different origin for the outer belt V-types, Ieva et al. (2018) computed spectral parameters from the visible spectra of a total of 18 MOVs. Their results point out to differences between MOVs and other basaltic asteroids in the main belt, in particular in the Band I depth, suggesting other diverse mineralogies than that of Vesta.

6 CONCLUSIONS

In this work, we present visible and near-infrared spectra of a total of six V-type candidates identified by Licandro et al. (2017) using their MOVIS-C near-infrared colours (Popescu et al. 2016). In the attempt to determine the efficiency of MOVIS-C catalogue to identify V-type candidates, Licandro et al. (2017) found that 15 V-type candidates from MOVIS had spectral data and 13 of them were already classified as V-types. Thus, using only MOVIS-C catalogue, they found an identification success rate of ~ 87 per cent. Five out of the six observed objects in our work were confirmed as V-types from their obtained spectra, leading to a success rate of ~ 83 per cent, in good agreement with that of the survey. The only object not confirmed as a V-type, asteroid (21130), had (Y - J) and (J - K_s) colours just in the transition region between V- and S-types in the colour–colour plot.

We computed spectral parameters for the five V-type asteroids, including spectral slopes, band centres, and band area ratios or BAR. Regarding the BAR parameter, there are some authors that compute it before removing the continuum, and others that do it after continuum removal. We have found that BAR values computed after continuum removal are systematically smaller than those computed without removing the continuum, and that these shifts in BAR are significantly correlated to Slope II: the higher the spectral slope, the larger the shift in BAR. This applies also when using $2.4 \mu\text{m}$ as the last point to delimit Band II and perform the computations. Our conclusion is that caution should be taken when using BAR values to infer basaltic mineralogies.

From the location of the five V-type asteroids studied in this work in the Band II centre versus Band I centre plot, we conclude that almost all objects present a mineralogy in good agreement with what is found for HED meteorites. The three V-types in the inner asteroid belt, this is, one fugitive (6046), one low- i (3882), and one IO (19281) are all located in the region outlined by Howardites and by Vesta itself, suggesting a similar composition to that of Vesta, and so supporting their origin in the Vesta family. Another V-type asteroid is located in the middle belt (7459), and shows an eucrite-like composition, suggesting a potential origin in the outer-most regions of Vesta. The only asteroid of this study located in the outer belt, (2452) Lyot, has a significantly different composition compared to that of Vesta or (1459) Magnya, and similar to the other V-type asteroids in the outer belt with visible and near-infrared spectra published so far: Lyot presents a diogenite-like composition, having a very low calcium content ($[\text{Wo}] = 1.4 - 2.3$). Such a different composition, together with its diameter (12 km) and its location in the outer belt point towards a different parent body for Lyot, in agreement with the recent findings by Ieva et al. (2018), who suggest the existence of at least another differentiated body apart from Vesta to explain current distribution of V-types in the belt.

ACKNOWLEDGEMENTS

The authors thank O. Vaduvescu, I. Ordonez-Etxeberria, and R. Errmann for their valuable help with the observations. HM acknowledges financial support of the project 200012/2018-5 from CNPq (Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico) – Brazil and of the research project AYA2017-89090-P (MINECO, Spain). JdL acknowledges financial support from the Spanish Ministry of Economy and Competitiveness (MINECO) under the 2015 Severo Ochoa Program MINECO SEV-2015-0548 and research project AYA2017-89090-P. DL acknowledges support from FAPERJ (Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado do Rio de Janeiro)/CNE (No. E-26/202.841/2017) and CNPq (No.305409/2016-6). MP acknowledges support from the AYA2015-67772-R (MINECO, Spain). JLR acknowledges support from the project AYA2015-67772-R. DM acknowledges the CNPq - Brazil for the support in form of a PDJ grant. The INT is operated on the island of La Palma by the Isaac Newton Group of Telescopes in the Spanish Observatorio del Roque de los Muchachos (ORM) of the Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC). Based on observations made with the Nordic Optical Telescope (NOT) and the Italian Telescopio Nazionale Galileo (TNG), operated by the Nordic Optical Telescope Scientific Association and the Fundación Galileo Galilei of the INAF (Istituto Nazionale di Astrofisica), respectively, both at the ORM (IAC). We thank the Director of TNG for allocation of Director’s Discretionary Time at the Telescopio Nazionale Galileo. This work is based in part

on archival data obtained with the NASA Infrared Telescope Facility, which is operated by the University of Hawaii under a contract with the National Aeronautics and Space Administration. This work was carried out with the support of CNPq (Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico) – Brazil.

REFERENCES

- Binzel R. P., Xu S., 1993, *Science*, 260, 186
- Brasil P. I. O., Roig F., Nesvorný D., Carruba V., 2017, *MNRAS*, 468, 1236
- Burbine T. H., Buchanan P. C., Dolkar T., Binzel R. P., 2009, *Meteorit. Planet. Sci.*, 44, 1331
- Cloutis E. A., Gaffey M. J., Jackowski T. L., Reed K. L., 1986, *J. Geophys. Res.*, 91, 11
- De Sanctis M. C. et al., 2012, *Science*, 336, 697
- De Sanctis M. C. et al., 2013, *Meteorit. Planet. Sci.*, 48, 2166
- de Sanctis M. C., Migliorini A., Luzia Jasmin F., Lazzaro D., Filacchione G., Marchi S., Ammannito E., Capria M. T., 2011, *A&A*, 533, A77
- Delbo M. et al., 2006, *Icarus*, 181, 618
- DeMeo F. E., Binzel R. P., Slivan S. M., Bus S. J., 2009, *Icarus*, 202, 160
- Drake M. J., 2001, *Meteorit. Planet. Sci.*, 36, 501
- Duffard R., Roig F., 2009, *Planet. Space Sci.*, 57, 229
- Duffard R., Lazzaro D., Licandro J., De Sanctis M. C., Capria M. T., Carvano J. M., 2004, *Icarus*, 171, 120
- Duffard R., Lazzaro D., de León J., 2005, *Meteorit. Planet. Sci.*, 40, 445
- Fulvio D., Perna D., Ieva S., Brunetto R., Kanuchova Z., Blanco C., Strazzulla G., Dotto E., 2016, *MNRAS*, 455, 584
- Fulvio D., Ieva S., Perna D., Kanuchova Z., Mazzotta Epifani E., Dotto E., 2018, *Planet. Space Sci.*, 164, 37
- Gaffey M. J., Burbine T. H., Piatek J. L., Reed K. L., Chaky D. A., Bell J. F., Brown R. H., 1993, *Icarus*, 106, 573
- Gaffey M. J., Cloutis E. A., Kelley M. S., Reed K. L., 2002, in Bottke W. F., Jr., Cellino A., Paolicchi P., Binzel R. P., eds, *Asteroids III*. Univ. Arizona Press, Tucson, p. 183
- Hardersen P. S., Gaffey M. J., Abell P. A., 2004, *Icarus*, 167, 170
- Hardersen P. S., Reddy V., Roberts R., Mainzer A., 2014, *Icarus*, 242, 269
- Hardersen P. S., Reddy V., Cloutis E., Nowinski M., Dievendorf M., Genet R. M., Becker S., Roberts R., 2018, *AJ*, 156, 11
- Ieva S., Dotto E., Lazzaro D., Perna D., Fulvio D., Fulchignoni M., 2016, *MNRAS*, 455, 2871
- Ieva S., Dotto E., Lazzaro D., Fulvio D., Perna D., Mazzotta Epifani E., Medeiros H., Fulchignoni M., 2018, *MNRAS*, 479, 2607
- Knežević Z., Milani A., 2003, *A&A*, 403, 1165
- Larson H. P., Fink U., 1975, *Icarus*, 26, 420
- Lazzaro D. et al., 2000, *Science*, 288, 2033
- Leith T. B., Moskovitz N. A., Mayne R. G., DeMeo F. E., Takir D., Burt B. J., Binzel R. P., Pefkou D., 2017, *Icarus*, 295, 61
- Licandro J., Popescu M., Morate D., de León J., 2017, *A&A*, 600, A126
- Lindsay S. S., Marchis F., Emery J. P., Enriquez J. E., Assafin M., 2015, *Icarus*, 247, 53
- Lord S. D., 1992, Technical report, A new software tool for computing Earth's atmospheric transmission of near- and far-infrared radiation. National Aeronautics and Space Administration, CA, USA
- McCord T. B., Adams J. B., Johnson T. V., 1970, *Science*, 168, 1445
- McFadden L. A., Pieters C., McCord T. B., 1977, *Icarus*, 31, 439
- Michtchenko T. A., Lazzaro D., Ferraz-Mello S., Roig F., 2002, *Icarus*, 158, 343
- Migliorini A., De Sanctis M. C., Lazzaro D., Ammannito E., 2018, *MNRAS*, 475, 353
- Moroz L., Schade U., Wäsch R., 2000, *Icarus*, 147, 79
- Moskovitz N. A., Lawrence S., Jedicke R., Willman M., Haghighipour N., Bus S. J., Gaidos E., 2008, *ApJ*, 682, L57
- Moskovitz N. A., Willman M., Burbine T. H., Binzel R. P., Bus S. J., 2010, *Icarus*, 208, 773
- Nesvorný D., Roig F., Gladman B., Lazzaro D., Carruba V., Mothé-Diniz T., 2008, *Icarus*, 193, 85
- Popescu M. et al., 2016, *A&A*, 591, A115
- Popescu M. et al., 2019, *A&A*, 627, 21, ,
- Popescu M., Birlan M., Nedelcu D. A., 2012, *A&A*, 544, A130
- Roig F., Nesvorný D., Gil-Hutton R., Lazzaro D., 2008, *Icarus*, 194, 125
- Ruzicka A., Snyder G. A., Taylor L. A., 1997, *Meteorit. Planet. Sci.*, 32, 825
- Sanchez J. A., Reddy V., Nathues A., Cloutis E. A., Mann P., Hiesinger H., 2012, *Icarus*, 220, 36
- Singer R. B., Roush T. L., 1985, *J. Geophys. Res.*, 90, 12
- Sunshine J. M., Pieters C. M., 1993, *J. Geophys. Res.*, 98, 9075
- Sunshine J. M., Pieters C. M., Pratt S. F., 1990, *J. Geophys. Res.*, 95, 6955

This paper has been typeset from a $\text{\TeX}/\text{\LaTeX}$ file prepared by the author.

4 Propriedades superficiais

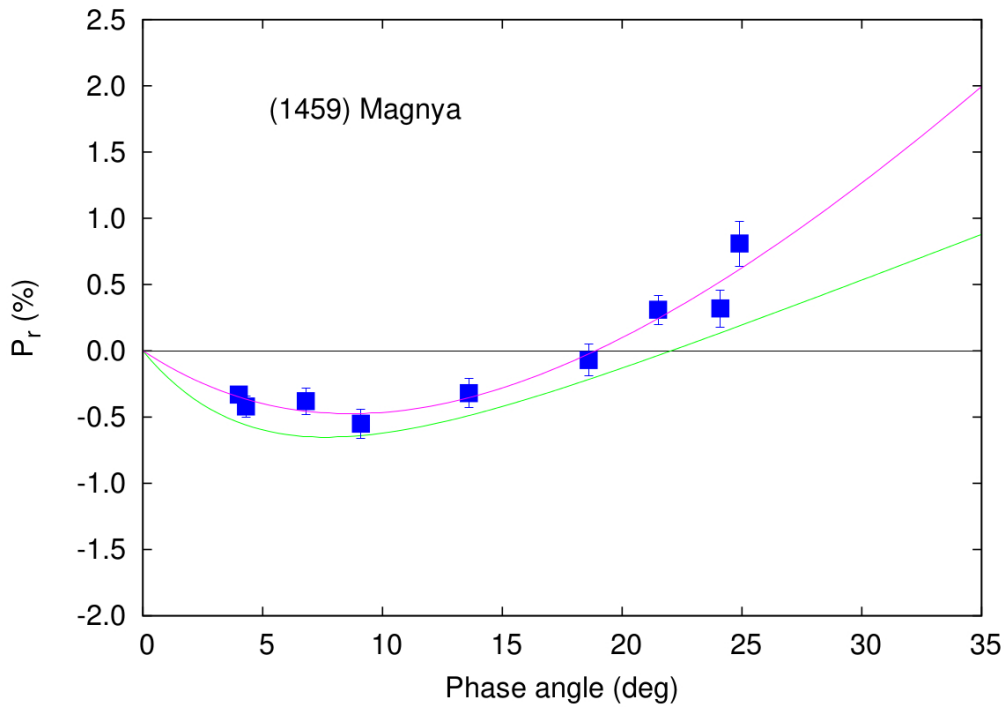
4.1 Polarimetria e fotometria de asteroides do tipo-V

Conforme descrito no capítulo anterior (3), as diferentes populações de asteroides do tipo-V no Cinturão Principal não apresentam propriedades espectroscópicas e composicionais que permitam identificar de forma segura sua origem a partir de um único corpo parental (Vesta) ou de diversos. Da mesma forma, estudos da evolução dinâmica de objetos, ou populações, do tipo-V não pertencentes à família dinâmica de Vesta, não conseguem indicar de forma definitiva a possível origem desses objetos (Michtchenko et al., 2002; Nesvorný et al., 2008; Brasil et al., 2017). O estudo das propriedades superficiais desses corpos poderia, por outro lado, levar à obtenção de novos vínculos que ajudem a resolver o problema.

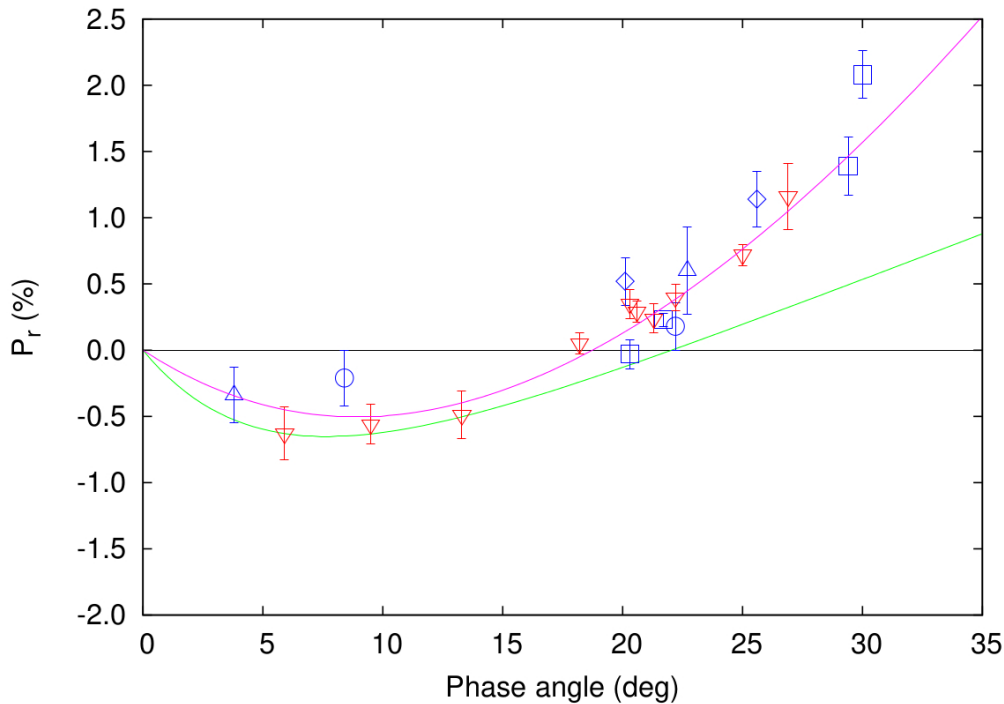
Nessa direção, o trabalho de Gil-Hutton et al. (2017) procurou obter as propriedades polarimétricas de 28 asteroides do tipo-V no Cinturão Principal a partir do estudo de suas curvas de fase. Dentre as curvas de fase polarimétricas obtidas, particular destaque foi dado às de (1459) Magnya, asteroide na região externa do cinturão, e de (4) Vesta. A comparação entre as duas curvas (reproduzida na figura 4a) mostrou que os dois asteroides possuem distintas propriedades polarimétricas sendo que (1459) Magnya apresenta um mínimo mais raso e um ângulo de inversão menor do que (4) Vesta. Os autores indicam que essas diferenças podem ser atribuídas à distintas propriedades superficiais, como o tamanho da camada de regolitos, ou à mineralogia dos asteroides, conforme já proposto no trabalho de Hardersen et al. (2004).

Nesse mesmo trabalho, foi então realizada uma comparação entre as curvas de fase polarimétricas de (1459) Magnya e (4) Vesta com as de outros 11 asteroides do tipo-V, sendo 10 da região interna e 1 da intermediária do Cinturão Principal (figura 4b). Aqui, a maioria dos asteroides estudados apresentaram propriedades polarimétricas mais próximas de (1459) Magnya do que de (4) Vesta. Os demais 16 objetos, segundo os autores, apresentam curvas similares à de (4) Vesta. De acordo com os autores, isso poderia ser resultante da diferença nos tamanhos dos asteroides estudados. Vale lembrar que, enquanto (4) Vesta tem diâmetro superior a 400km, todos os demais são pequenos, com tamanho variando de ~ 15 km para (1459) Magnya (Delbo et al., 2006) e ~ 4 km para (6406) Mikejura (Masiero et al., 2012). A conclusão do trabalho foi de que a população de asteroides basálticos, ou do tipo-V, mostra uma variedade de propriedades polarimétricas sendo necessários novos estudos para uma melhor compreensão da origem das diferenças observadas.

Por outro lado, as propriedades superficiais dos asteroides também podem ser obtidas da análise de como o brilho varia com o ângulo de fase, ou seja, de como a variação no ângulo de incidência da luz solar modifica a quantidade de luz refletida e observada. O ajuste das curvas de fase fotométricas permite caracterizar as diferentes propriedades superficiais através de funções de fase obtidas de modelos teóricos sobre a reflexão da luz por uma superfície recoberta por partículas de diferentes tamanhos. Atualmente os modelos mais utilizados são denominados de H-G (Bowell et al., 1989), H-G₁-G₂ e H-G₁₂ (Muinonen et al., 2010). Esses modelos serão descritos em maior



(a) Para o asteroide (1459) Magnya são apresentados os pontos obtidos das observações, em azul, e o melhor ajuste à curva de fase, em rosa.



(b) Em azul, os quadrados representam os dados de (809) Lundia, os círculos de (2468) Rapin, os triângulos (2795) Lepage e os losangos (4005) Dyagilev. Em vermelho, os triângulos invertidos representam os asteroides (956) Elisa, (1946) Walraven, (2432) Soomana, (2590) Mourao, (3657) Ermolova, (6976) Kanatsu e (7302) 1993 CQ. O melhor ajuste encontrado para os dados é dado pela linha rosa.

Figura 4 – Figuras retirada de [Gil-Hutton et al. \(2017\)](#) onde em verde é apresentado o melhor ajuste à curva de fase polarimétrica de (4) Vesta.

detalhe na próxima sessão, mas basicamente H define a magnitude absoluta (magnitude do objeto em ângulo de fase zero) enquanto os demais parâmetros caracterizam a forma das curvas de fase e estão relacionadas às propriedades das partículas que recobrem a superfície.

As primeiras curvas de fase fotométricas de asteroides do tipo-V foram obtidas para o único objeto basáltico conhecido à época, (4) Vesta, e apresentadas em uma série de trabalhos entre o final da década de 80 e inícios da de 90 (Lagerkvist & Williams, 1987; Lagerkvist et al., 1988, 1989; Lagerkvist & Magnusson, 1990). A partir de diferentes intervalos de ângulos de fase observados foi encontrada uma certa variabilidade tanto na magnitude absoluta, H , quanto no parâmetro de inclinação G . Esses valores variavam entre 3.25 e 3.40, para H , e entre 0.33 e 0.47 para G . Nesses trabalhos também foram determinados valores médios de G para os diferentes tipos taxonômicos. No caso dos asteroides do tipo-V, entretanto, o valor médio foi obtido apenas das diferentes curvas de fase de (4) Vesta.

De forma similar, Harris et al. (1989) fizeram ajustes da função de fase H - G em dados de asteroides do Cinturão Principal, incluindo (4) Vesta, e encontrando o valor de $G = 0.38 \pm 0.003$ para este. Esses autores também tentaram determinar valores médios de G para os diferentes tipos taxonômicos, mas utilizando os do tipo-E, -R e -V conjuntamente, sendo ainda (4) Vesta o único representante do tipo-V. Em seguida, Piironen et al. (1997) fizeram observações fotométricas de 74 asteroides encontrando para (4) Vesta os valores de 3.19 ± 0.06 e 0.32 ± 0.06 , para H e G respectivamente. Nesse caso foram utilizadas 12 magnitudes obtidas em ângulos de fase variando de $4.9 - 25.3^\circ$. Também foram, mais uma vez, determinados os valores médios de G para os diferentes tipos taxonômicos, continuando sendo (4) Vesta o único do tipo-V e a média determinada incluindo os asteroides do tipo-E e -R.

Mais recentemente, com o objetivo obter uma curva de fase fotométrica completa para (4) Vesta, em particular em ângulos de fase menores que 1.0° , Hasegawa et al. (2009) realizaram observações do asteroide nos filtros B e R do sistema Johnson-Cousins e z' do sistema SSDS. Conseguiram assim magnitudes em ângulos de fase entre 0.12° e 23.79° , encontrando os seguintes valores: $H = 3.93 \pm 0.01$ e $G = 0.24 \pm 0.01$ no filtro B, $H = 2.77 \pm 0.01$ e $G = 0.21 \pm 0.01$ no filtro R e $H = 2.95 \pm 0.02$ e $G = 0.20 \pm 0.01$ no filtro z' . Posteriormente, Fornasier et al. (2011) utilizaram os dados dessa curva de fase (no filtro R) acrescentando mais uma magnitude em ângulo de fase de $\sim 52^\circ$. Esse valor foi determinado com o sistema ótico OSIRIS a bordo da sonda Rosetta. Incluindo esse novo ponto o ajuste da função de fase H - G forneceu os valores de $H = 2.80 \pm 0.01$ e $G = 0.27 \pm 0.01$, no filtro R.

Oszkiewicz et al. (2012) ao determinarem o parâmetro G_{12} para um grande conjunto de asteroides, encontraram homogeneidade entre os membros de uma mesma família e de que existe uma forte correlação entre esse parâmetro e a taxonomia. No caso dos asteroides do tipo-V, foram utilizadas 35 curvas de fase permitindo determinar que a família de Vesta apresenta uma distribuição bastante ampla nos valores desse parâmetro, a qual é similar à distribuição de outros tipos taxonômicos. Vale notar que no artigo não são apresentadas as curvas de fase utilizadas para calcular a média. No mesmo ano, Reddy et al. (2012) realizaram um estudo sobre a influência do ângulo de fase e da temperatura na fotometria e espectroscopia de (4) Vesta, com vistas a um aperfeiçoamento dos dados que seriam obtidos pela missão Dawn. Nesse estudo foram utilizadas cópias dos sete filtros

que estariam a bordo da sonda e (4) Vesta foi observado no intervalo de ângulos de fase $3.8 - 25.7^\circ$. Os valores de H e G foram determinados em diferentes filtros, com o valor de G variando entre $0.22 - 0.37$.

A partir dos fotométricos obtidos pela sonda Dawn, [Li et al. \(2013\)](#) apresentaram a curva de fase de (4) Vesta com magnitudes determinadas no intervalo de ângulos de fase entre $\sim 23^\circ$ e 108° . O resultado mais interessante foi de que a função de fase do modelo H-G ajusta bem os dados para ângulos de fase menores do que $< 80^\circ$, fornecendo os valores de $H = 3.2$ e $G = 0.28$. No entanto, no caso dos dados obtidos em ângulos de fase maiores, a magnitude observada de (4) Vesta é maior daquela prevista pelo ajuste. Os autores sugerem que essa discrepância possa ser devida à alguma limitação do modelo H-G. Mais recentemente, [Hasegawa et al. \(2014\)](#) construíram curvas de fase para (4) Vesta nos filtros B, Rc e z' complementando os dados já apresentados em [Hasegawa et al. \(2009\)](#) com novas observações. Foram encontrados diversos valores para H e G nos três filtros, sendo que nos filtros B e z' foram obtidos os valores de $H_B = 3.96 \pm 0.01$ e $G_B = 0.30 \pm 0.02$, $H_{z'} = 3.08 \pm 0.02$ e $G_{z'} = 0.25 \pm 0.01$. No caso do filtro R (de Cousin) os valores para H variaram entre 2.81 e 2.87 e os de G entre 0.27 e 0.39 dependendo do intervalo de ângulos de fase.

Pelo descrito acima, muitos trabalhos foram realizados visando obter propriedades superficiais do (4) Vesta através da análise de sua curva de fase fotométrica, entretanto pouco existe sobre os demais asteroides do tipo-V. Nesse sentido uma análise mais completa se faz necessária, inclusive para complementar os resultados obtidos através da espectroscopia. Portanto, decidimos realizar um estudo comparativo entre objetos das diversas populações de asteroides do tipo-V visando contribuir para uma melhor compreensão da origem desses corpos. No que segue vamos primeiramente fazer um pequeno resumo dos modelos de ajuste de curvas de fase fotométricas e em seguida descrever tanto as observações por nos realizadas quanto a comparação, quando possível, dos resultados obtidos com os disponíveis na literatura.

4.2 Curvas de fase

O brilho de um asteroide como determinado por um observador na Terra varia dependendo de diversos fatores, tais como a distância à Terra e ao Sol, a forma, a orientação do eixo de rotação em relação à linha de visada, o ângulo no qual sua superfície é iluminada pelo Sol, entre outros. Por esse motivo, diversas magnitudes são definidas sendo que apenas a Magnitude Absoluta, H, quantifica o brilho característico de um asteroide. Define-se como magnitude absoluta o valor da magnitude reduzida no ângulo de fase zero e no filtro V do sistema Johnson. A magnitude reduzida, por sua vez, é a magnitude observada (calibrada) que o objeto teria se estivesse localizado a uma distância unitária do Sol e da Terra. Uma limitação na determinação da magnitude absoluta dos asteroides é que nem todos são observados próximo ao ângulo de fase zero. Segundo [Muinonen et al. \(2010\)](#) muitos asteroides do Cinturão Principal não são observados em ângulos de fase menores do que $< 10^\circ$. Para conhecer a magnitude absoluta, nestes casos, é necessário extrapolar os valores desde o ângulo observado até 0° . Isso pode ser feito através do ajuste de uma função de fase nas magnitudes obtidas em diferentes ângulos de fase.

No caso de maioria dos corpos do Sistema Solar a curva de fase tem um comportamento linear com a magnitude diminuindo com o ângulo de fase. Em ângulos de fase muito pequenos ($< 7^\circ$),

entretanto, surge uma diminuição acentuada (não linear) na magnitude, conhecido como efeito de oposição. O nome dado para esse fenômeno deriva do fato que o ângulo de fase é zero quando o objeto se encontra em oposição astronômica, ou seja, existe o alinhamento Sol, Terra e asteroide. Esse efeito foi observado pela primeira vez por [Seeliger \(1887\)](#) no espalhamento da luz produzido nos anéis de Saturno e foi posteriormente observado também no asteroide (20) Massalia ([Gehrels, 1956](#)). O efeito de oposição nas curvas de fase no caso dos asteroides é assumido como sendo resultante de mecanismos de sombreamento e retroespalhamento coerente ([Muinonen et al., 2010](#); [Oszkiewicz et al., 2011, 2012](#)).

Em 1985 a Comissão da União Astronômica Internacional (UAI) adotou o sistema de magnitude H-G, descrito por [Bowell et al. \(1989\)](#), para definir as magnitudes absolutas dos asteroides. Nesse sistema, H corresponde à magnitude absoluta e G é chamado de parâmetro de inclinação responsável por descrever a forma da curva de fase. Quando o parâmetro de inclinação tem valores $G \approx 0$ as curvas de fase exibem uma queda íngreme e geralmente são associadas a objetos com baixo albedo, por outro lado, quando $G \approx 1$ as curvas de fase são pouco profundas e são associadas a objetos com alto albedo. A equação 4.1 define a função de fase do sistema H-G,

$$V(\alpha) = H - 2,5 \log[(1 - G) - \phi_1(\alpha) + G\phi_2(\alpha)], \quad (4.1)$$

onde V são as diferentes magnitudes reduzidas observadas em diferentes ângulos de fase α . Para determinar os valores de H e G se utiliza as seguintes expressões:

$$\begin{aligned} \phi_i &= W\phi_{iS} + (1 - W) - \phi_{iL}; \quad i = 1, 2 \\ W &= \exp \left[-90,56 \tan^2 \left(\frac{\alpha}{2} \right) \right] \\ \phi_{iS} &= 1 - \frac{C_i}{0,119 + 1,341 \sin(\alpha) - 0,754 \sin^2(\alpha)} \\ \phi_{iL} &= \exp \left[-A_i \tan \left(\frac{\alpha}{2} \right)^{B_i} \right] \\ A_1 &= 3,332 & A_2 &= 1,862 \\ B_1 &= 0,631 & B_2 &= 1,218 \\ C_1 &= 0,986 & C_2 &= 0,238. \end{aligned}$$

O sistema H-G embora seja um bom modelo para ajustar as curvas de fase depende de uma boa cobertura em ângulos de fase para fornecer resultados robustos. O problema é que para a grande maioria dos asteroides não se tem dados em vários ângulos de fase, o que impossibilita o cálculo dos parâmetros H-G. Nesses casos, o valor de H é obtido da equação 4.1 fixando-se o valor de G em 0.15 e, obviamente, o valor derivado desta forma tem uma baixa precisão. Além disso, o sistema H-G apresenta problemas no ajuste de objetos com alto e baixo albedo. Como descrito em [Muinonen et al. \(2010\)](#) há pelo menos três níveis de precisão necessária para H:

1. da ordem de centésimos de magnitude para estudos físicos detalhados, tais como determinação da forma, e modelos termofísicos;
2. $\sim 0.1 - 0.2$ mag para estudos físicos estatísticos (por exemplo [Medeiros et al. \(2018\)](#));
3. $\sim 0.2 - 0.5$ mag para estudos astrométricos, tais como planejamento para observações de seguimento e caracterização.

Utilizando as condições (1) e (2) citadas acima e os melhores dados de curvas de fase disponíveis, [Muinonen et al. \(2010\)](#) desenvolveram um novo modelo com o propósito de melhorar a determinação da magnitude absoluta. Inicialmente tentaram encontrar melhores expressões para $\phi_1(\alpha)$ e $\phi_2(\alpha)$, em particular, utilizando uma *spline* cúbica e um ajuste dos coeficientes numéricos das funções bases. Descobriram, entretanto, que estas modificações não levaram a uma precisão suficiente concluindo que um ajuste de alta qualidade com dados de fase fotométrica só pode ser obtido adicionando mais parâmetros. A decisão por um terceiro parâmetro se deve ao fato de representar uma mudança mínima para a função de fase do sistema H-G de dois parâmetros. Então a nova função de fase H, G_1 , G_2 para asteroides é dada por,

$$V(\alpha) = H - 2.5 \log[G_1\phi_1(\alpha) + G_2\phi_2(\alpha) + (1 - G_1 - G_2)\phi_3(\alpha)] \quad (4.2)$$

onde $\phi_1(0) = \phi_2(0) = \phi_3(0) = 1$. As funções ϕ_1 , ϕ_2 e ϕ_3 foram definidas em termos de *splines* cúbicas e descritas como sendo

$$\phi_1 = 1 - \frac{6\alpha}{\pi}, \quad (4.3)$$

$$\phi_2 = 1 - \frac{9\alpha}{5\pi}, \quad (4.4)$$

$$\phi_3 = \exp\left(-4\pi \tan^{\frac{2}{3}}\frac{1}{2}\alpha\right). \quad (4.5)$$

No trabalho de [Muinonen et al. \(2010\)](#) foram apresentados os ajustes assim como as comparações das funções de fase dos modelos H-G e H- G_1 - G_2 . Conforme mostrado na figura 5 os ajustes obtidos com os dois modelos dependem de diferentes valores de rms (*root mean square*). A partir desses resultados foi concluído que a função de fase com três parâmetros consegue um melhor ajuste para asteroides com alto e baixo albedo, de forma que, em 2012 a União Astronômica Internacional (UAI) passou a adotar o sistema H- G_1 - G_2 para a determinação das magnitudes absolutas.

[Muinonen et al. \(2010\)](#) também buscaram uma função de fase com dois parâmetros que pudesse fornecer valores confiáveis de magnitude absoluta nos casos onde a amostra de dados para a curva de fase é escasso. A função de fase foi chamada de H- G_{12} , onde os parâmetros G_1 e G_2 são substituídos por um simples parâmetro de inclinação G_{12} análogo ao sistema H-G, mas não exatamente correspondente. Utilizando curvas de fase bem definidas foram fixadas as funções ϕ_1 , ϕ_2

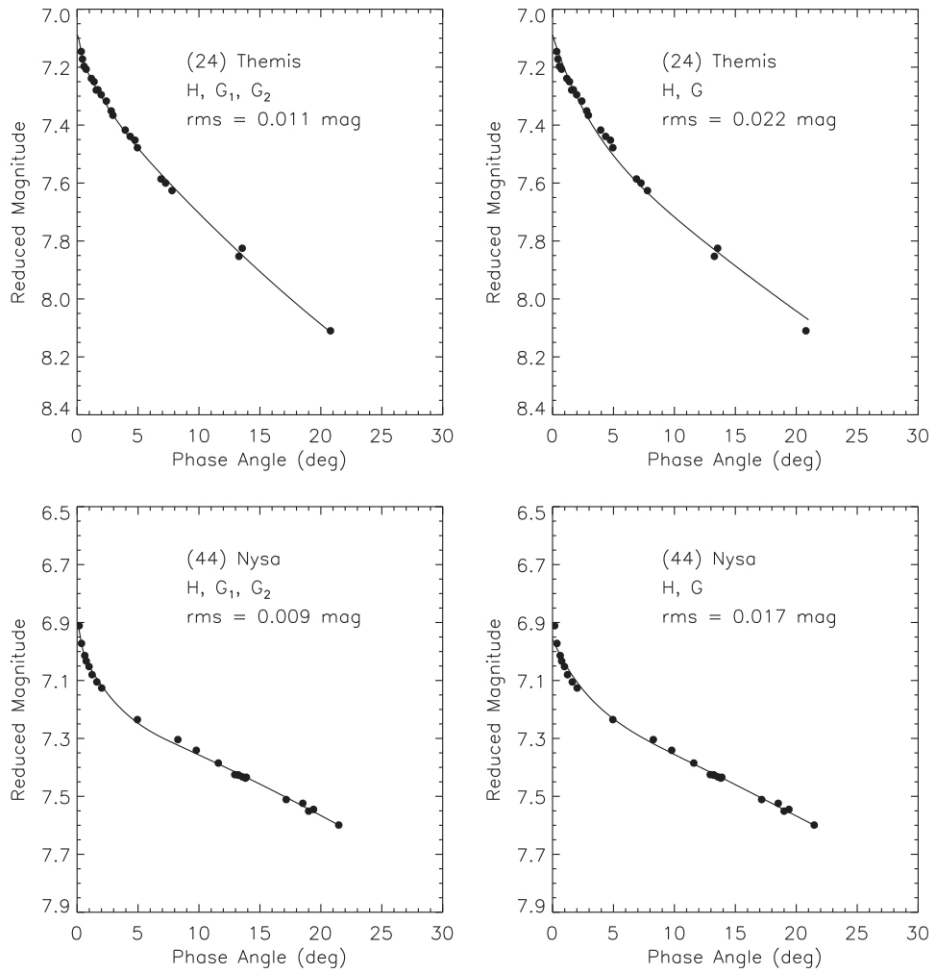


Figura 5 – Ajuste de mínimos quadrados (linhas) para as curvas de fase de asteroides do tipo-C (24) Themis (acima) e do asteroide tipo-E (44) Nysa (abaixo) utilizando as funções de fase H, G_1 , G_2 (esquerda) e H-G (direita). Figura do artigo [Muinonen et al. \(2010\)](#).

e ϕ_3 e estimado os coeficientes L_0 e G_{12} por mínimos quadrados. Assim, a função de fase H- G_{12} é descrita como,

$$10^{-0.4V(\alpha)} = L_0[G_1\phi_1(\alpha) + G_2\phi_2(\alpha) + (1 - G_1 - G_2)\phi_3(\alpha)] \quad (4.6)$$

onde os parâmetros G_i possuem as seguintes relações com G_{12} ,

$$G_1 = \begin{cases} 0.7527G_{12} + 0.06164 & G_{12} < 0.2, \\ 0.9529G_{12} + 0.02162 & G_{12} \geq 0.2, \end{cases} \quad (4.7)$$

$$G_2 = \begin{cases} -0.9612G_{12} + 0.06270 & G_{12} < 0.2, \\ -0.6125G_{12} + 0.5572 & G_{12} \geq 0.2. \end{cases} \quad (4.8)$$

Para verificar o poder de ajuste da função de fase H- G_{12} eles utilizaram a curva de fase de (1862) Apollo e (419) Aurelia, os quais tem dados cobrindo intervalos de fase de quase zero até 90° , no caso do primeiro, e 15° no caso do segundo. O teste constituiu em analisar se o ajuste conseguiria

obter valores similares aos reais utilizando apenas partes destes. O bom resultado pode ser visto na figura 6, no qual foram utilizados pequenos ângulos para prever os valores para ângulos maiores que já eram conhecidos e vice versa.

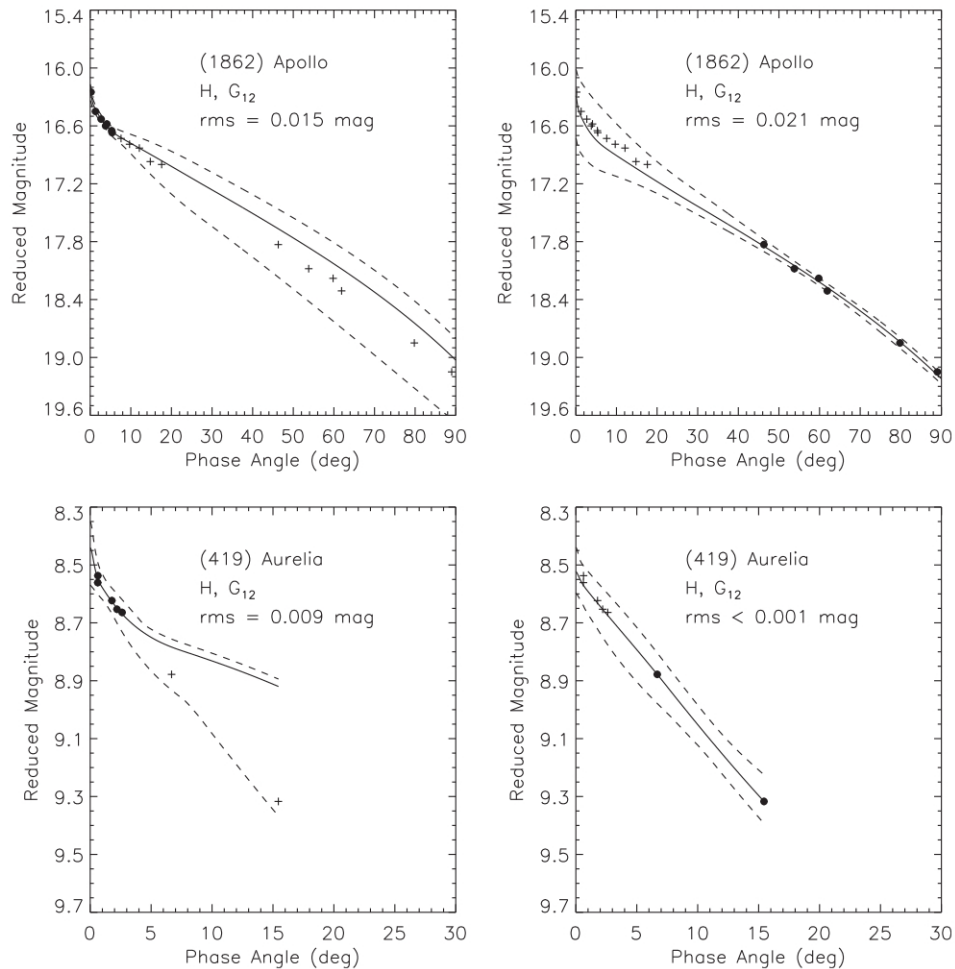


Figura 6 – Poder de predição da magnitude a partir da função de fase de H-G₁₂ para (1862) Apollo e (419) Aurelia: as observações são ilustradas com pontos pretos e são utilizadas no ajuste, enquanto que as observações ilustradas com sinal de adição serve como pontos de controle para o poder de predição. As linhas tracejadas são os envelopes de erro de 99.7% para as predições. Figura do artigo [Muinonen et al. \(2010\)](#).

Apesar dos bons resultados obtidos por [Muinonen et al. \(2010\)](#) para a utilização da função de fase H-G₁₂ em curvas de fase com poucos dados, [Penttilä et al. \(2016\)](#) notaram que mesmo essa função não é tão confiável com poucos dados e que em muitos casos o G₁₂ vem sendo utilizado com valor fixo. Como solução, [Penttilä et al. \(2016\)](#) ofereceram uma melhoria para o ajuste com uma pequena quantidade de dados. Eles promoveram uma atualização dos algoritmos que são usados para o ajuste da função de fase H-G₁-G₂ a partir de ajustes de mínimos quadrados não lineares e uma seleção automática do modelo usando critério de informação bayesiano. Assim, a função H-G₁-G₂ pode ser usada em dados com poucas observações e o ajuste pode ser feito na plataforma online chamada *Online calculator for H, G₁, G₂ photometric system*¹.

¹ <http://www.helsinki.fi/project/psr/HG1G2/>

4.3 Observações e redução dos dados

Inicialmente planejamos obter curvas de fase de asteroides do tipo-V das diversas sub-populações descritas na seção 3.2 com o objetivo de comparar os parâmetros de suas superfícies e verificar se existem diferenças que possam ser associadas a origens distintas. Os objetos a serem observados foram selecionados a partir dos trabalhos de Ieva et al. (2016) e Gil-Hutton et al. (2017) entre aqueles que tinham uma classificação taxonômica segura, ou seja, com espectro no visível e no infravermelho próximo. Outros critérios consideraram a “observabilidade” dos objetos com o telescópio do Observatório Astronômico do Sertão de Itaparica (OASI), ou seja, que tivessem uma magnitude aparente menor de 18 e que fossem observáveis cobrindo um intervalo do ângulo de fase entre próximo de 0° até 30° . Assim, foram selecionados 13 asteroides sendo: seis Vestoides, dois Fugitivos, três Low-*i*, um Outer Belt e um NEA (a definição de cada população é dada na seção 3.2).

Prioridade foi dada à caracterização de um vestoide, no caso (4038) Kristina, pois sendo dinamicamente e espectroscopicamente ligado a (4) Vesta poderia ser utilizado como “padrão” de fragmentos oriundos deste asteroide. Por ser pequeno, assim como os demais asteroides do tipo-V, mesmo que suas características superficiais fossem diferentes das de (4) Vesta estas não poderiam ser atribuídas a uma diferente mineralogia ou origem. Resolvemos então nos concentrar na caracterização deste “padrão” e realizar comparações com curvas de fase, tanto de (4) Vesta quanto de asteroides do tipo-V, dadas na literatura. Desta forma, o presente trabalho, apenas apresenta os resultados referentes ao estudo sobre a possibilidade de estabelecer um “padrão” de curva de fase fotométrica pra objetos originários de (4) Vesta. Vale também aqui ressaltar que para objetos do Cinturão Principal, e principalmente da região externa, são necessários vários meses de observação para se obter um bom intervalo em ângulos de fase. Problemas técnicos e meteorológicos ainda não ter permitido realizar a caracterização dos demais objetos selecionados.

As observações foram realizadas no OASI que possui um telescópio de 1m de diâmetro com montagem Alto-Azimutal equipado com câmeras CCDs (charge-coupled devices) com resfriamento termoelétrico. Estão disponíveis dois CCD, um de 2048×2048 pixels e o outro de 1024×1024 pixels, cobrindo uma área do céu de $11,80' \times 11,80'$ e de $5,90' \times 5,90'$, respectivamente. Além disso, existe uma roda de filtros dupla que permite a utilização tanto dos filtros U-B-V-R-I do sistema Johnson-Cousins quanto u-g-r-i-z, do sistema do Sloan Digital Sky Survey (SDSS). As observações do presente trabalho foram realizadas entre julho e outubro de 2016. Foram utilizadas as efemérides geradas no *Minor Planet Center*² e as observações foram feitas com *tracking* diferencial (acompanhando o movimento do objeto). Para fins de calibração das magnitudes, foram também realizadas observações de estrelas do catálogo *Landolt*³.

Para a redução dos dados utilizamos os pacotes do IRAF para o processamento inicial, ou seja, as correções com Dark, Bias e Flat. Posteriormente utilizamos o pacote phot para obter a magnitude instrumental, e seu erro, a partir das imagens de ciência. Para a obtenção das magnitudes reduzidas e o ajuste da curva de fase foi desenvolvido o programa MAGRED_{CF}, escrito em linguagem R, o qual é dividido em três blocos que serão descritos no que segue.

O primeiro bloco (b01) consiste na obtenção das magnitudes instrumentais e erros a partir

² <https://www.minorplanetcenter.net/>

³ <https://www.eso.org/sci/observing/tools/standards/Landolt.html>

das tabelas que são geradas pelo IRAF. Para cada grupo de imagens é gerado um grupo de tabelas correspondentes, em geral com extensão *.mag.1*. Utilizando o grupo de tabelas o bloco b01 seleciona e salva em uma nova tabela a lista de magnitudes instrumentais e em outra seus respectivos erros. Os dados de magnitude instrumental com os erros das imagens dos asteroides e estrelas padrão são transferidos para a tabela da noite juntamente com a massa de ar, que é obtida com o pacote *hselect* com o IRAF.

No segundo bloco (b02), utilizando a tabela da noite, o programa resolve inicialmente a equação 4.9 com as magnitudes instrumentais e erros da estrela padrão. Determina-se então o valor da extinção atmosférica no filtro R (K_R) e a magnitude que observaríamos fora da atmosfera da Terra, M_{atm} .

$$M_{\text{inst}} = M_{\text{atm}} + K_R M_{\text{ar}} \quad (4.9)$$

onde M_{inst} é a magnitude instrumental determinada pelo IRAF e M_{ar} é a massa de ar definida como a quantidade de ar ao longo da linha de visada dividida pela quantidade de ar na vertical. Após determinar o coeficiente de extinção da noite, o programa determina o ponto zero da noite,

$$\text{PZ} = M_{\text{atm}}^* - M_{\text{tab}}^*, \quad (4.10)$$

onde M_{tab} é o valor tabelado da magnitude da estrela padrão. Utilizando novamente a equação 4.9 a magnitude do asteroide fora da Terra, M_{atm} e a magnitude observada M_{obs} a partir da relação:

$$M_{\text{obs}} = M_{\text{atm}} - \text{PZ}. \quad (4.11)$$

Por fim, a magnitude reduzida do asteroide, definida como a magnitude que seria observada se este estivesse a uma distância padrão de 1 ua da Terra e do Sol, é obtida através da relação

$$M_{\text{red}} = M_{\text{obs}} - 5 \log(r\Delta), \quad (4.12)$$

onde r é a distância do asteroide ao Sol e Δ do asteroide a Terra. Os valores de r e Δ são obtidos do *Minor Planet Center*⁴.

Com os valores de magnitude reduzida de cada noite observada e seus respectivos ângulos de fase, o terceiro bloco (b03) é responsável por construir o gráfico e fazer o ajuste da função de fase do sistema H-G (Bowell et al., 1989). Para testar o ajuste da função de fase de H-G a partir do MAGRED_{CF} comparamos os resultados do nosso ajuste aos obtidos por Harris et al. (1989) para o asteroide (44) Nysa, utilizando o mesmo conjunto de dados. Na figura 7, podemos ver que nossa função de fase (curva azul tracejada) ajusta bem os dados (pontos vermelhos). Os valores obtidos para a magnitude absoluta e o parâmetro de inclinação foram $H = 6.957$ e $G = 0.512 \pm 0.011$, comparáveis aos valores obtidos por Harris et al. (1989): $H = 6.958$ e $G = 0.513 \pm 0.012$. Esse teste nos deu confiança para utilizar o programa de ajuste das curvas de fase pelo modelo H-G nos dados

⁴ <https://www.minorplanetcenter.net/iau/mpc.html>

obtidos no presente trabalho. Além deste programa, a função de fase do modelo H-G1-G2 também foi utilizada através da plataforma descrita em Penttilä et al. (2016) e mencionada na seção 4.2. Dadas as magnitudes reduzidas e ângulos de fase, esta plataforma seleciona a melhor função de fase e faz o ajuste dos parâmetros.

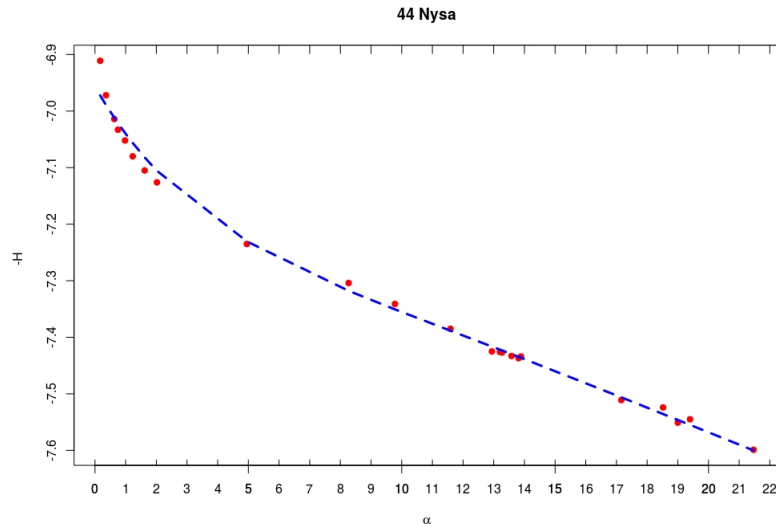


Figura 7 – Curva de fase do objeto (44) Nysa. Os dados originais são do trabalho de Harris et al. (1989) (pontos em vermelho) e o ajuste foi feito com o MAGRED_{CF} (linha tracejada em azul).

Na Tabela 2 abaixo são dados os valores da magnitude reduzida e ângulo de fase obtidas para (4038) Kristina, enquanto os gráficos dos ajustes, tanto com o programa MAGRED_{CF} quanto a plataforma, serão apresentados na próxima sessão.

Magnitude reduzida	erro	α
12.94	0.19	2.5
13.33	0.12	3.6
13.66	0.11	15.3
13.67	0.27	16.1
13.84	0.38	17.7
13.76	0.07	24.5
14.01	0.15	25.8
13.98	0.06	26.1

Tabela 2 – Valores de magnitude reduzida e erro obtidos em diferentes ângulos de fase para o asteroide (4038) Kristina.

4.4 Resultados e discussão

Com os valores das magnitudes reduzidas, no filtro R obtidas em oito ângulos de fase entre 2.5 – 26.1°, construímos então a curva de fase do vestoide (4038) Kristina. Utilizando o programa MAGRED_{CF} encontramos os valores de $H_R = 12.851 \pm 0.111$ e $G = 0.195 \pm 0.101$. O ajuste obtido pode ser visto na figura 8a onde notamos uma certa oscilação das magnitudes em relação a curva

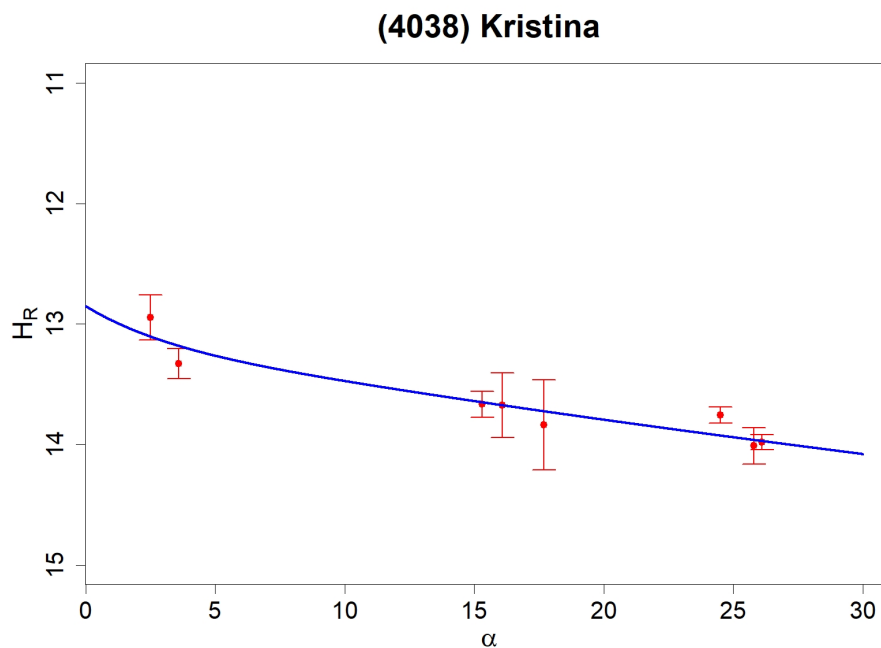
ajustada e isso pode indicar uma grande amplitude da curva de luz como consequência da geometria de observação e da forma do asteroide. Embora em [Rondón et al. \(2019\)](#) tenhamos apresentado a metodologia para realizar essa correção, no caso de (4038) Kristina isso não é possível por não termos sua curva de luz.

No caso do ajuste feito utilizando a plataforma online, o melhor ajuste para os nossos dados é dado pela função de fase $H-G_1-G_2$ e os valores encontrados foram $H_R = 12.810 \pm 1.300$ e $G_1 = 0.2588$ e $G_2 = 0.3721$ (figura 8b).

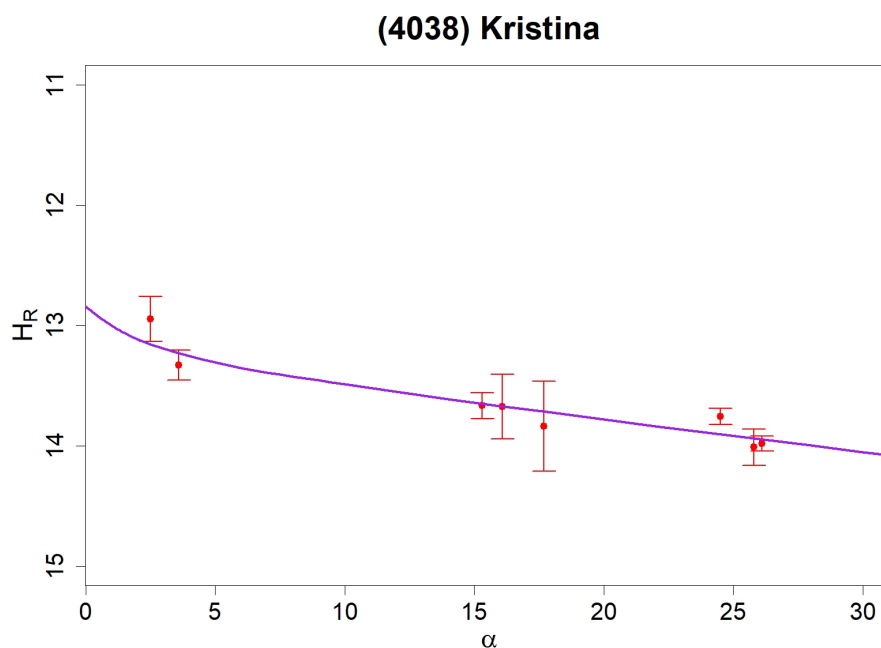
Vale lembrar de que o asteroide (4038) Kristina foi selecionado para este estudo por ser membro da família de Vesta e, também, por apresentar características espectrais dentro das observadas para a superfície de (4) Vesta. Isso pode ser comprovado através da figura 9 onde são dados os valores de centro da Banda I e Banda II de (4038) Kristina, assim como os intervalos destes valores medidos pela sonda Dawn para a superfície de (4) Vesta e para os meteoritos HED. É fácil de ver que (4038) Kristina apresenta valores compatíveis tanto com (4) Vesta quanto os meteoritos Howardites e Eucrites.

Tendo a curva de fase e os parâmetros da superfície de um pequeno vestoide, passamos então para a fase de comparação. Uma procura na literatura revelou a existência de poucas outras curvas de luz e parâmetros da superfície de asteroides do tipo-V (conforme já mencionado na seção 4.1). Na tabela 3 reproduzimos todos os valores dos parâmetros da superfície encontrados e uma análise rápida já permite ver a dificuldade da tarefa. Primeiramente existem dois modelos de ajuste utilizados pelos diferentes autores e onde os parâmetros derivados por cada um não são facilmente comparáveis. Além do mais, embora formalmente os valores de H e G (ou G_1-G_2 , ou G_{12}) deveriam ser dados no filtro V, cada autor (nós inclusive!) utiliza um filtro diferente. Às vezes é feita a transformação entre o filtro utilizado na observação e o filtro V de Johnson, mas deve ser lembrado que cada transformação entre diferentes sistemas fotométricos introduz erros que nem sempre são devidamente explicitados. Na tabela cada coluna apresenta dados de um mesmo objeto, cujo número ou denominação provisória é dada na primeira linha. Na segunda linha é dado o grupo, ou sub-população a que pertence o objeto, na terceira o intervalo em ângulos de fase sobre o qual foi feito o ajuste, na quarta e quinta linha são dados primeiro os valores do modelo $H-G$ e depois os de $H-G_1-G_2$ nos filtros R e V, respectivamente. Notar que no caso de (4) Vesta, onde são apresentados parâmetros obtidos por diversos autores, o intervalo de ângulo de fase dado é apenas àquele do trabalho de [Hasegawa et al. \(2014\)](#). O parâmetro H é apresentado apenas para fins de comparação entre os valores obtidos com diversos modelos/autores para um mesmo objeto.

No caso do modelo $H-G$, os valores de G obtidos para (4038) Kristina somente podem ter comparação direta com aqueles dados por [Li et al. \(2013\)](#) para (4) Vesta. Embora esses valores sejam bem diferentes, 0.195 para o primeiro, e 0.29 para o segundo, deve ser notado que o erro no nosso ajuste é bastante significativo. Considerando os erros máximo e mínimo obtemos 0.296 e 0.094, respectivamente. Portanto, o valor máximo do parâmetro de inclinação de (4038) Kristina se encontraria muito próximo ao de (4) Vesta. Esse resultado estaria dentro do esperado, pois de acordo com alguns trabalhos [Harris et al. \(1989\)](#); [Lagerkvist & Magnusson \(1990\)](#) o parâmetro G teria um valor médio para cada classe taxonômica. Se a diferença for real, entretanto, poderia estar associada ao distinto tamanho dos objetos, lembrando que (4) Vesta tem diâmetro superior a 400km enquanto



(a) Em azul é o ajuste da função de fase do modelo H-G obtida utilizando $MAGRED_{CF}$



(b) Em lilás é o ajuste da função de fase do modelo H-G₁-G₂, obtida através da plataforma de [Penttilä et al. \(2016\)](#).

Figura 8 – Curvas de fase do asteroide (4038) Kristina. Os pontos em vermelhos são as magnitudes reduzidas observadas.

(4038) apenas da ordem de 7km. É de se esperar que os regolitos sejam distintos, como foi observado no caso das propriedades polarimétricas por [Gil-Hutton et al. \(2017\)](#). Todavia, infelizmente, uma conclusão mais robusta somente poderá ser alcançada obtendo mais e melhores dados para (4038) Kristina assim como para outros vestoides membros da família de Vesta. Analisando a figura 8a,

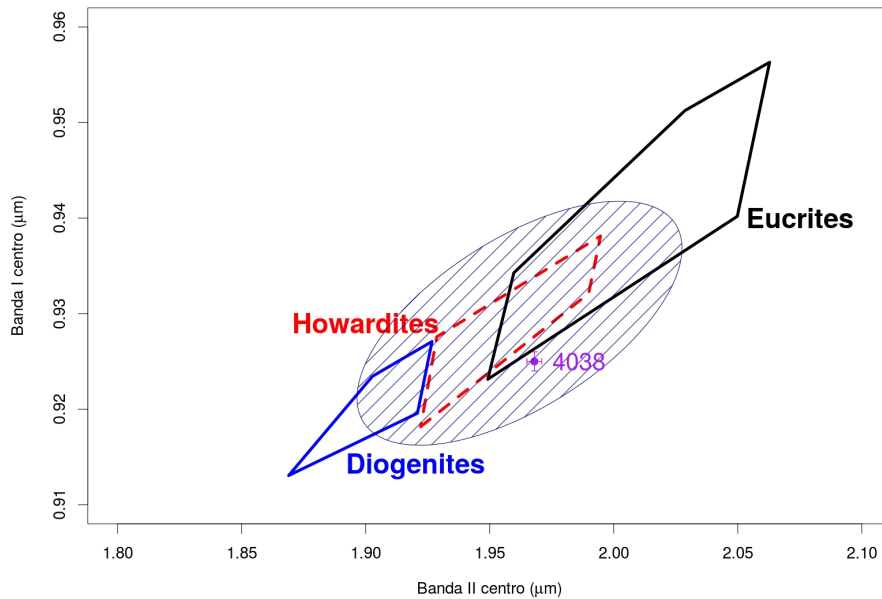


Figura 9 – Valores de Centro da Banda II e Centro da Banda I para o asteroide (4038) Kristina, ponto roxo, obtidos de Ieva et al. (2016). Em azul, vermelho e preto são dadas as regiões, calculadas por Moskovitz et al. (2010), para os Howardites, Eucrites e Diogenites, respectivamente. A elipse hachurada representa a região de valores da superfície de Vesta como medidos pela sonda Dawn (De Sanctis et al., 2013).

		4038	4	357439 ⁴	2005 TF ⁵
Grupo		Vestoide	Vesta	NEA	NEA
α		2.65 - 27.6	0.12-108	1.5 - 49.6	4.4 - 13.5
R	H	12.851 ± 0.111	2.82 ± 0.01^1	-	-
	G	0.195 ± 0.101	0.29 ± 0.01^1	-	-
	H	12.810 ± 1.300	-	-	18.56 ± 0.15
	G ₁	0.2588	-	-	0.0258
	G ₂	0.3721	-	-	0.09948
V	H	-	3.2^2	19.510 ± 0.02	-
	G	-	0.28^2	0.340 ± 0.02	-
	H	-	2.96^3	-	18.99
	G ₁	-	0.38^3	-	0.0258
	G ₂	-	0.41^3	-	0.09948

Tabela 3 – Compilação de parâmetros superficiais encontrados neste trabalho para o asteroide (4038) Kristina e os obtidos da literatura, nos diferentes filtros e modelos de ajuste. Esses valores foram retirados de: (1) Hasegawa et al. (2014), (2) Li et al. (2013), (3) Oszkiewicz et al. (2011), (4) Reddy et al. (2015) e (5) Rondón et al. (2019).

notamos que existem apenas dois pontos (e com erros relativamente grandes) em ângulos de fase menores do que 4° . No caso do ajuste de (4) Vesta dado na tabela 3, este foi realizado em magnitudes de alta precisão num intervalo entre $0.12 - 108^\circ$, inclusive com dados da sonda Dawn.

Na literatura encontramos outro pequeno asteroide do tipo-V, o NEA (357439) 2004 BL86, com curva de fase obtida por Reddy et al. (2015). Este objeto, um PHA (Potentially Hazardous

Asteroid), foi observado durante um encontro próximo com a Terra utilizando uma rede de telescópios com o objetivo de obter uma completa caracterização tanto de suas propriedades fotométricas quanto espectrais. As observações espectroscópicas foram realizadas no telescópio IRTF (NASA, Hawaii) mostrando tratar-se de um asteroide basáltico, com parâmetros espectrais consistentes com meteoritos Eucritos, em particular Bereba. As observações fotométricas foram realizadas entre de 26 de janeiro e 02 de fevereiro de 2015, período no qual o ângulo de fase variou entre um mínimo de 1.5° , em 27 de janeiro, até um máximo de 49.6° , em 2 de fevereiro. As curvas de luz obtidas indicaram a possibilidade de tratar-se de um asteroide binário, o que foi posteriormente confirmado por imagens radar (Pollock et al., 2015). Essas observações conseguiram, inclusive, determinar que o primário deveria ter 300m de tamanho e o secundário entre 50 e 100 m. As observações fotométricas foram realizadas utilizando diferentes filtros e depois convertidas para o filtro V de Johnson. O ajuste da função de fase do modelo H-G forneceu os valores de $H = 19.510 \pm 0.02$ e $G = 0.340 \pm 0.02$. Se compararmos estes valores com os de (4) Vesta obtidos por Hasegawa et al. (2014) notamos que são um pouco superiores. Entretanto, o fato do asteroide (357439) 2004 BL86 ser um binário complica qualquer comparação já que não existem estudos sobre como isso pode afetar os parâmetros derivados da curva de fase. Além disso, os próprios autores sugerem que o modelo H-G não parece ajustar bem os dados obtidos e sugerem que um ajuste com o modelo de Shevchenko (Shevchenko, 1996) seria mais adequado. Nesse caso o valor de H passaria para 19.03 ± 0.07 , mas os demais parâmetros do modelo não permitem uma comparação direta com os do modelo H-G. Analisando a curva de fase publicada e reproduzida na figura 10 abaixo, nota-se que os ajustes com os dois modelos diferem essencialmente na região do efeito de oposição. Nota-se também que o ponto em menor ângulo de fase, 1.5° (quadrado verde), e que não é bem ajustado pelo modelo H-G, tem um erro maior do que os demais apresentados na figura. Além do mais, uma outra magnitude obtida pelo mesmo observador/telescópio (Garlitz) em ângulo de fase aproximadamente 4° também é maior daquela obtida por outros observadores (Kaye e Gary). Por outro lado, a magnitude obtida em aproximadamente $9 - 10^\circ$ de ângulo de fase, coincide com a de outros observadores. De qualquer forma, os dados deste asteroide do tipo-V são muito importantes e esforços deverão ser feitos no sentido de também obtermos parâmetros no filtro V de boa qualidade para realizar comparações robustas.

Por fim, dentro de outro projeto de caracterização fotométrica de NEAs, encontramos o asteroide 2005 TF cujo espectro fotométrico sugere ser possivelmente do tipo-V Rondón et al. (2019). Esse artigo foi dedicado especificamente a mostrar como uma caracterização fotométrica dos objetos é importante. No que tange ao estudo das curvas de fase é mostrado como a amplitude da curva de luz afeta o ajuste. No caso do asteroide 2005 TF a curva de luz tem pequena amplitude, de forma que não afeta muito as magnitudes nem os parâmetros obtidos pelo ajuste que foi realizado utilizando o modelo H-G₁-G₂. A curva de fase obtida no trabalho é apresentada na figura 11, onde os pontos em preto são as magnitudes obtidas e em vermelho aquelas corrigidas pela amplitude da curva de luz, que no caso era de 0.22 com um período de rotação de 2.7122 horas. Notar que as magnitudes foram obtidas no filtro R e depois transformadas para o filtro V. O ajuste neste caso foi feito através de um programa em linguagem Python da plataforma descrita por Penttilä et al. (2016), ao qual foi implementado um envelope de erro. Esse envelope pode ser visto na figura 11 como a linha pontilhada preta e a contínua vermelha. Pela figura é fácil de notar que o grande erro

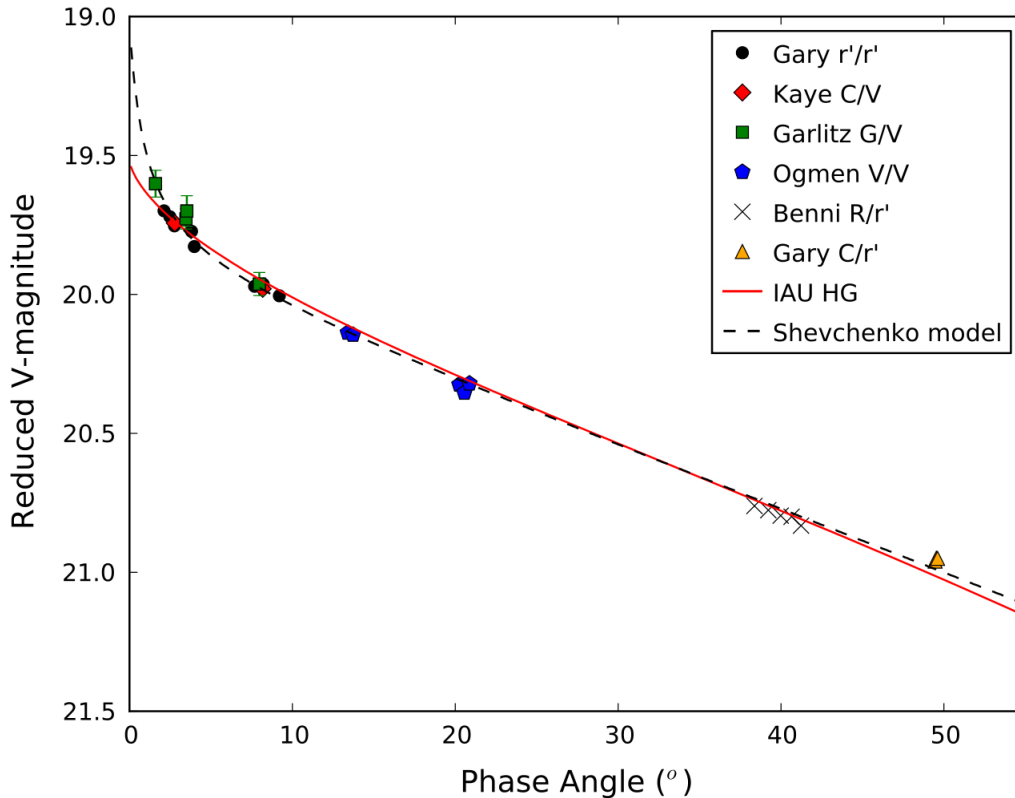


Figura 10 – Curva de fase do asteroide (357439) 2004 BL86. As linhas vermelha e a linha tracejada representam o ajuste das funções H-G e Schevchenko, respectivamente. As legendas exibem os filtros que foram observados cada ponto. Figura retirada de [Reddy et al. \(2015\)](#).

nas magnitudes obtidas em ângulos de fase maiores do que 10° , leva um maior erro no ajuste. É importante também notar que os poucos pontos, tanto na região do efeito de oposição quanto na região linear, devem estar afetando o ajuste e serem responsáveis pela impossibilidade que tivemos em determinar os parâmetros com precisão no nosso programa $MAGRED_{CF}$ devido à limitação do modelo H-G. Os parâmetros obtidos por [Rondón et al. \(2019\)](#) para o asteroide 2005 TF podem ser comparados com aqueles de (4) Vesta, obtidos por [Oszkiewicz et al. \(2011\)](#) e com (4038) Kristina. Isso é possível porque a conversão das magnitudes reduzidas do filtro R para V é apenas uma soma e não muda a inclinação da curva. Infelizmente, a única afirmação que é possível aqui fazer é de que os parâmetros G_1 - G_2 dos três objetos são muito diferentes! Em vista dos problemas descritos acima quanto à curva de fase do objeto 2005 TF e os parâmetros dela derivados, achamos desnecessário nos aprofundamos nas possíveis causas de uma diferença que pode até não existir.

Finalizando, podemos dizer que embora o objetivo proposto inicialmente, o de obter um bom “padrão” para as curvas de fase de um pequeno fragmento de (4) Vesta, não tenha sido alcançado, o resultado do presente estudo pode ser considerado bastante positivo. Em primeiro lugar, ficou claro que o problema abordado é importante e que os dados da literatura são muito escassos, não uniformes e de uma qualidade longe do desejado. Por outro lado, também identificamos onde residem os problemas de forma a poder ajustar nossa metodologia de observação e análise dos dados para ter resultados confiáveis e comparáveis. Esperamos que isso permita de fato avançar na caracterização da superfície de asteroides do tipo-V e que esta possa servir para identificar as diferentes origens

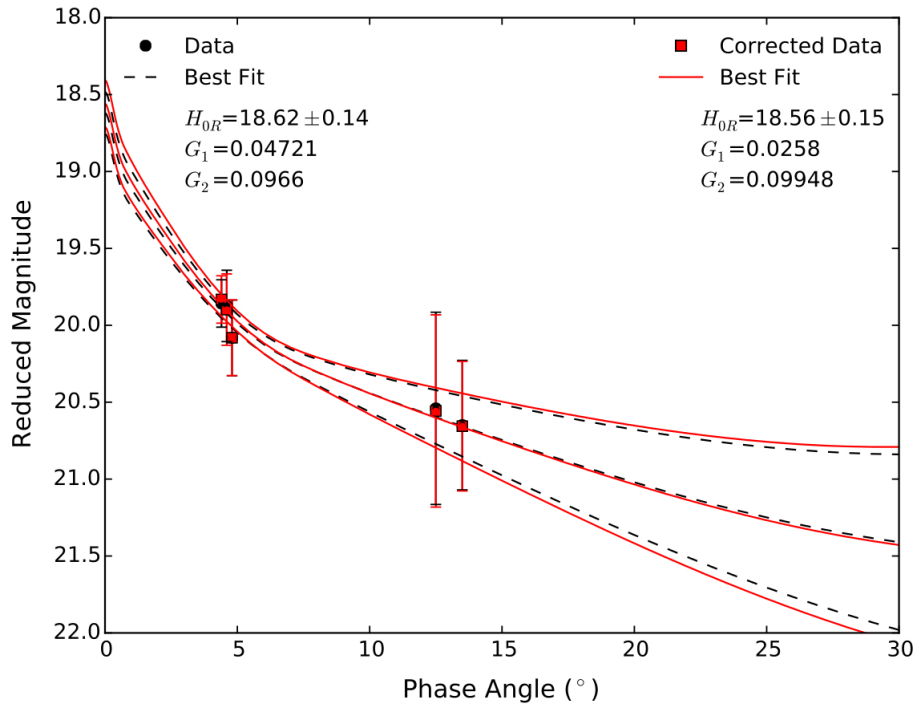


Figura 11 – Curva de fase do asteroide 2005 TF. A linha pontilhada preta representa o ajuste das magnitudes observadas, já a curva sólida em vermelho aquele das magnitudes corrigidas pela rotação. Nos dois casos a curva central representa o melhor ajuste e as linhas superiores e inferiores o envelope de erro. (Figura 10 retirada de [Rondón et al. \(2019\)](#)).

desses corpos.

5 Conclusões e perspectivas

A partir dos resultados encontrados no trabalho apresentado na seção 2 vimos que as distribuições das frequências de rotação não podem ser descritas por uma distribuição Maxwelliana tridimensional. Sendo assim, discutimos algumas possibilidades para a origem do desvio de uma Maxwelliana tridimensional, como seria esperado para um sistema evoluído colisionalmente, tais como:

1. algum viés causando uma falha na distribuição dos dados e acarretando uma estatística errônea;
2. um viés nos processos de determinação do período de rotação;
3. o espaço de fase onde ocorre o processo colisional não é tridimensional isotrópico, e as colisões ocorrem num plano.

Dentro das possibilidades apresentadas a hipótese 1 é rejeitada, pois aparentemente os erros estatísticos são suficientemente menores e permitem distinguir a inclinação da distribuição cumulativa nos gráficos. A hipótese 2 é interessante, pois sabemos que um objeto com o momento de inércia triaxial exibe frequentemente um comportamento rotacional bastante irregular. Para testar a segunda hipótese pretendemos estudar se o método de determinação do período a partir da análise da curva de luz, pode causar algum viés na distribuição. No caso da confirmação da hipótese 3 poderemos concluir que a rotação dos asteroides carrega informações provenientes da sua formação. Isso indicaria que a origem da rotação dos asteroides maiores seria a mesma que causa a rotação dos planetas e seria devido ao disco proto-planetário, e por isso as colisões ocorreriam em duas dimensões. Para verificar a hipótese 3, devemos realizar cálculos de simulação numérica análogo ao caso 2, mas restringindo a distribuição à objetos que colidem num espaço bidimensional. Desta forma, esperamos que os momentos angulares transferidos possam refletir a dimensionalidade do espaço onde as partículas colisionais se localizam, no caso, num espaço bi-dimensional.

Quanto aos NEAs, aparentemente podem ser subdivididos em dois grupos como demonstrado na Fig.7 de [Medeiros et al. \(2018\)](#). Uma obedece a distribuição rotacional no espaço unidimensional (ou seja, a distribuição se comporta como uma simples Gaussiana) enquanto a outra não. Aparentemente a parte Gaussiana deve ser consequência do efeito YORP, mas a parte da cauda que obedece à lei de potências possivelmente tem origem em outro processo, por exemplo, de fragmentos de um processo colisional. No futuro, utilizando o código desenvolvido em trabalho anterior do grupo [Roig et al. \(2003\)](#), devemos também estudar a distribuição rotacional de fragmentos oriundos de colisões violentas.

No capítulo 3 apresentamos duas análises composicionais de asteroides do tipo-V. A primeira (seção 3.2) discussão foi feita a partir do estudo de espectros no visível de asteroides do tipo-V nas regiões intermediária e externa do Cinturão Principal. A partir da determinação de parâmetros espectrais *SlopeA*, *SlopeB* e profundidade aparente, pode-se notar uma diferença na profundidade aparente da banda dos asteroides tipo-S, do tipo-V da família de Vesta e os MOVs, a qual associamos

a uma possível diferença na mineralogia. Além disso, cogitamos a possibilidade desses asteroides serem fragmentos de Eunomia na região intermediária e Eos na região externa. O caso de Eunomia é descartado já que os asteroides não se encontram dentro da região da família e provavelmente possuem outro corpo parental. Alguns trabalhos cogitam que Eos possa ser parcialmente diferenciado (Mothé-Diniz et al., 2008), podendo ser a fonte de asteroides do tipo-V na região externa. O principal problema que nos impede de fazer uma conclusão mais segura é que a quantidade de asteroides do tipo-V conhecidos nas regiões intermediárias e externa ainda é pequena e os objetos aqui estudados possuem espectro apenas no visível.

Na seção seguinte (3.3) apresentamos espectros no visível e infravermelho próximo para uma amostra de seis candidatos a tipo-V a partir de cores do catálogo MOVIS-C. Cinco dos seis objetos observados e apresentados no trabalho são asteroides do tipo-V. O objeto (21130) é um tipo-S e suas cores estão na região de transição entre tipos-V e -S no gráfico de cor-cor apresentado na figura 3. Verificamos que a eficiência do catálogo MOVIS em detectar tipo-V é muito boa, cerca de ($\sim 83\%$) de acordo com a prevista por Licandro et al. (2017) por notar que 13 dos 15 asteroides que já possuíam classificação prévia eram do tipo-V. Foram determinados parâmetros espectrais para os cinco asteroides do tipo-V, tais como inclinação, centro e razão das áreas das bandas (*band area ratio*- BAR). Notamos que alguns autores calculam os valores de BAR antes de remover o continuum enquanto outros calculam depois. Encontramos valores de BAR menores quando o continuum é removido antes do cálculo das áreas em relação aos calculados sem a remoção deste. Além disso, também notamos uma correlação da variação do BAR com a inclinação da Banda II, mesmo que o limite seja tomado como o último ponto ou $2.4\mu\text{m}$. Concluímos então que o parâmetro BAR deve ser analisado de forma cautelosa quando os valores forem utilizados para inferir a mineralogia basáltica.

Quase todos os cinco asteroides aqui estudados apresentam boa concordância com os valores de centros de Banda I e II dos meteoritos HED. Os três asteroides na região interna – (3882) Johncox, um low-*i*, (6046) 1991 RF14, um fugitivo e (19281) 1996 AP3, um IO – estão dentro da região dos Howardites e daquela definida para a superfície de (4) Vesta, indicando assim que este deve ser seu corpo parental. O asteroide da região intermediária, (7459) Gilbertofranco, apresenta uma composição similar àquela dos Eucrites, sugerindo uma origem das camadas mais superficiais de (4) Vesta. O único objeto na região externa, o asteroide (2452) Lyot, exibe uma composição próxima àquela da região dos Diogenites, mas com muito baixo conteúdo de Cálcio. Acreditamos que devido a sua composição diferente e ao seu tamanho ($\sim 12\text{km}$) o asteroide (2452) Lyot possua um corpo parental diferente de Vesta. Em relação a comparação com (1459) Magnya, os dois corpos podem ter uma origem comum, mas de diferentes regiões de um corpo que sofreu uma quebra completa.

Diante dos resultados apresentados no capítulo 3 concluímos que observações de mais asteroides candidatos a tipo-V e observações complementares na região do infravermelho próximo são necessárias para entender o comportamento dos parâmetros espectrais, tais como a variação do BAR, para compreender a origem e evolução desses corpos e para confirmar ou não as idéias apresentadas nos diferentes trabalhos. Atualmente há um pedido de tempo em *NASA Infrared Telescope Facility* (IRTF) para as observações complementares no visível e infravermelho próximo do trabalho Ieva et al. (2018). Da pesquisa desenvolvida em Medeiros et al. (2019) possuímos dados no visível de novos candidatos do catálogo MOVIS e pretendemos também obter espectros no infravermelho próximo para esses asteroides.

Por fim, no capítulo 4, foi feito um estudo visando determinar os parâmetros superficiais para um pequeno asteroide cujas propriedades, tanto dinâmicas quanto espectroscópicas, não colocassem dúvida quanto à sua origem de (4) Vesta. O asteroide selecionado foi (4038) Kristina, e sua curva de fase foi obtida a partir de observações realizadas com o telescópio do Observatório Astronômico do Sertão de Itaparica, do projeto IMPACTON (www.on.br/impacton). A curva e parâmetros obtidos foram então comparados com os poucos disponíveis na literatura. Esse estudo mostrou que tanto a curva de fase obtida é ainda muito aquém do necessário para obter uma boa determinação dos parâmetros da superfície do asteroide, quanto que a comparação com outros objetos é extremamente complexa. Em primeiro lugar, porque existem dois modelos de ajuste que não permitem uma fácil comparação entre si e, em segundo, porque os dados disponíveis são em número muito pequeno para permitir conclusões seguras. Planejamos continuar na tentativa de obter mais curvas de fase de asteroides do tipo-V e das diferentes sub-populações com o objetivo de verificar se existem propriedades que permitam identificar diferentes origens dos corpos. Sobre a metodologia observacional sabemos, a partir desse primeiro exemplo, de que não apenas é necessária uma boa cobertura em ângulos de fase mas também a determinação simultânea da curva de luz do objeto é fundamental para poder corrigir as magnitudes pela amplitude da rotação.

Como conclusão do presente trabalho podemos dizer que parâmetros físicos de pequenos corpos são ferramenta poderosa para alcançar um melhor entendimento da formação e evolução de populações específicas de pequenos corpos. Acreditamos ter contribuído nessa direção abrindo também novas frentes de pesquisa que poderá retornar resultados científicos relevantes.

Referências

- Barrett, T. J., Mittlefehldt, D. W., Greenwood, R. C., et al. 2017, *Meteoritics and Planetary Science*, 52, 656, doi: [10.1111/maps.12818](https://doi.org/10.1111/maps.12818)
- Binzel, R. P., Farinella, P., Zappala, V., & Cellino, A. 1989, in *Asteroids II*, ed. R. P. Binzel, T. Gehrels, & M. S. Matthews, Univ. of Arizona, 416–441
- Bottke, Jr., W. F., Vokrouhlický, D., Rubincam, D. P., & Nesvorný, D. 2006, *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, 34, 157, doi: [10.1146/annurev.earth.34.031405.125154](https://doi.org/10.1146/annurev.earth.34.031405.125154)
- Bowell, E., Hapke, B., Domingue, D., et al. 1989, in *Asteroids II*, ed. R. P. Binzel, T. Gehrels, & M. S. Matthews, 524–556
- Brasil, P. I. O., Roig, F., Nesvorný, D., & Carruba, V. 2017, *MNRAS*, 468, 1236, doi: [10.1093/mnras/stx529](https://doi.org/10.1093/mnras/stx529)
- Bus, S. J., & Binzel, R. P. 2002, *Icarus*, 158, 146, doi: [10.1006/icar.2002.6856](https://doi.org/10.1006/icar.2002.6856)
- Carruba, V., Huaman, M. E., Domingos, R. C., Santos, C. R. D., & Souami, D. 2014, *MNRAS*, 439, 3168, doi: [10.1093/mnras/stu192](https://doi.org/10.1093/mnras/stu192)
- Carruba, V., Michtchenko, T. A., & Lazzaro, D. 2007, *A&A*, 473, 967, doi: [10.1051/0004-6361:20077349](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20077349)
- Carvano, J. M., Hasselmann, P. H., Lazzaro, D., & Mothé-Diniz, T. 2010, *A&A*, 510, A43, doi: [10.1051/0004-6361/200913322](https://doi.org/10.1051/0004-6361/200913322)
- De Sanctis, M. C., Ammannito, E., Capria, M. T., et al. 2012, *Science*, 336, 697, doi: [10.1126/science.1219270](https://doi.org/10.1126/science.1219270)
- De Sanctis, M. C., Ammannito, E., Capria, M. T., et al. 2013, *Meteoritics and Planetary Science*, 48, 2166, doi: [10.1111/maps.12138](https://doi.org/10.1111/maps.12138)
- Delbo, M., Gai, M., Lattanzi, M. G., et al. 2006, *Icarus*, 181, 618, doi: [10.1016/j.icarus.2006.01.001](https://doi.org/10.1016/j.icarus.2006.01.001)
- DeMeo, F. E., Binzel, R. P., Slivan, S. M., & Bus, S. J. 2009, *Icarus*, 202, 160, doi: [10.1016/j.icarus.2009.02.005](https://doi.org/10.1016/j.icarus.2009.02.005)
- Drake, M. J. 2001, *Meteoritics and Planetary Science*, 36, 501, doi: [10.1111/j.1945-5100.2001.tb01892.x](https://doi.org/10.1111/j.1945-5100.2001.tb01892.x)
- Fornasier, S., Mottola, S., Barucci, M. A., Sierks, H., & Hviid, S. 2011, *A&A*, 533, L9, doi: [10.1051/0004-6361/201117600](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201117600)
- Gehrels, T. 1956, *ApJ*, 123, 331, doi: [10.1086/146166](https://doi.org/10.1086/146166)
- Gil-Hutton, R., López-Sisterna, C., & Calandra, M. F. 2017, *A&A*, 599, A114, doi: [10.1051/0004-6361/201628485](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201628485)
- Gomes, R., Levison, H. F., Tsiganis, K., & Morbidelli, A. 2005, *Nature*, 435, 466, doi: [10.1038/nature03676](https://doi.org/10.1038/nature03676)
- Hanuš, J., Ďurech, J., Brož, M., et al. 2011, *A&A*, 530, A134, doi: [10.1051/0004-6361/201116738](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201116738)
- Hardersen, P. S., Gaffey, M. J., & Abell, P. A. 2004, *Icarus*, 167, 170, doi: [10.1016/j.icarus.2003.09.022](https://doi.org/10.1016/j.icarus.2003.09.022)
- Harris, A. W., Young, J. W., Contreiras, L., et al. 1989, *Icarus*, 81, 365, doi: [10.1016/0019-1035\(89\)90057-2](https://doi.org/10.1016/0019-1035(89)90057-2)
- Hasegawa, S., Miyasaka, S., Tokimasa, N., et al. 2009, in *Lunar and Planetary Science Conference*, 1503
- Hasegawa, S., Miyasaka, S., Tokimasa, N., et al. 2014, *PASJ*, 66, 89, doi: [10.1093/pasj/psu065](https://doi.org/10.1093/pasj/psu065)
- Holsapple, K. A. 2007, *Icarus*, 187, 500, doi: [10.1016/j.icarus.2006.08.012](https://doi.org/10.1016/j.icarus.2006.08.012)
- Ieva, S., Dotto, E., Lazzaro, D., et al. 2018, *MNRAS*, 479, 2607, doi: [10.1093/mnras/sty1565](https://doi.org/10.1093/mnras/sty1565)
- Ieva, S., Dotto, E., Lazzaro, D., et al. 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 455, 2871, doi: [10.1093/mnras/stv2510](https://doi.org/10.1093/mnras/stv2510)
- Kryszczyńska, A., La Spina, A., Paolicchi, P., et al. 2007, *Icarus*, 192, 223, doi: [10.1016/j.icarus.2007.06.008](https://doi.org/10.1016/j.icarus.2007.06.008)
- La Spina, A., Paolicchi, P., Kryszczyńska, A., & Pravec, P. 2004, *Nature*, 428, 400, doi: [10.1038/nature02411](https://doi.org/10.1038/nature02411)
- Lagerkvist, C. I., & Magnusson, P. 1990, *A&AS*, 86, 119
- Lagerkvist, C. I., Magnusson, P., Williams, I. P., Buon-tempo, M. E., & Gibbs, P. 1988, *A&AS*, 73, 395
- Lagerkvist, C. I., Magnusson, P., Williams, I. P., et al. 1989, *A&AS*, 78, 519
- Lagerkvist, C. I., & Williams, I. P. 1987, *A&AS*, 68, 295
- Lazzaro, D., Angeli, C. A., Carvano, J. M., et al. 2004, *Icarus*, 172, 179, doi: [10.1016/j.icarus.2004.06.006](https://doi.org/10.1016/j.icarus.2004.06.006)

- Lazzaro, D., Michtchenko, T., Carvano, J. M., et al. 2000, *Science*, 288, 2033, doi: [10.1126/science.288.5473.2033](https://doi.org/10.1126/science.288.5473.2033)
- Li, J.-Y., Le Corre, L., Schröder, S. E., et al. 2013, *Icarus*, 226, 1252, doi: [10.1016/j.icarus.2013.08.011](https://doi.org/10.1016/j.icarus.2013.08.011)
- Licandro, J., Popescu, M., Morate, D., & de León, J. 2017, *A&A*, 600, A126, doi: [10.1051/0004-6361/201629465](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201629465)
- Masi, G., Foglia, S., & Binzel, R. P. 2008, in *Asteroids, Comets, Meteors 2008*, Vol. 1405, 8065
- Masiero, J. R., Mainzer, A. K., Grav, T., et al. 2012, *ApJ*, 759, L8, doi: [10.1088/2041-8205/759/1/L8](https://doi.org/10.1088/2041-8205/759/1/L8)
- Medeiros, H., Lazzaro, D., & Kodama, T. 2018, *Planet. Space Sci.*, 160, 77, doi: [10.1016/j.pss.2018.04.002](https://doi.org/10.1016/j.pss.2018.04.002)
- Medeiros, H., de León, J., Lazzaro, D., et al. 2019, *MNRAS*, 488, 3866, doi: [10.1093/mnras/stz2001](https://doi.org/10.1093/mnras/stz2001)
- Michtchenko, T. A., Lazzaro, D., Ferraz-Mello, S., & Roig, F. 2002, *Icarus*, 158, 343, doi: [10.1006/icar.2002.6871](https://doi.org/10.1006/icar.2002.6871)
- Morbidelli, A., Brasser, R., Gomes, R., Levison, H. F., & Tsiganis, K. 2010, *AJ*, 140, 1391, doi: [10.1088/0004-6256/140/5/1391](https://doi.org/10.1088/0004-6256/140/5/1391)
- Morbidelli, A., Tsiganis, K., Crida, A., Levison, H. F., & Gomes, R. 2007, *AJ*, 134, 1790, doi: [10.1086/521705](https://doi.org/10.1086/521705)
- Moskovitz, N. A., Willman, M., Burbine, T. H., Binzel, R. P., & Bus, S. J. 2010, *Icarus*, 208, 773, doi: [10.1016/j.icarus.2010.03.002](https://doi.org/10.1016/j.icarus.2010.03.002)
- Mothé-Diniz, T., Carvano, J. M., Bus, S. J., Duffard, R., & Burbine, T. H. 2008, *Icarus*, 195, 277, doi: [10.1016/j.icarus.2007.12.005](https://doi.org/10.1016/j.icarus.2007.12.005)
- Muñonen, K., Belskaya, I. N., Cellino, A., et al. 2010, *Icarus*, 209, 542, doi: [10.1016/j.icarus.2010.04.003](https://doi.org/10.1016/j.icarus.2010.04.003)
- Nesvorný, D., Brož, M., & Carruba, V. 2015, *Identification and Dynamical Properties of Asteroid Families*, 297–321
- Nesvorný, D., & Morbidelli, A. 2012, *AJ*, 144, 117, doi: [10.1088/0004-6256/144/4/117](https://doi.org/10.1088/0004-6256/144/4/117)
- Nesvorný, D., Roig, F., Gladman, B., et al. 2008, *Icarus*, 193, 85, doi: [10.1016/j.icarus.2007.08.034](https://doi.org/10.1016/j.icarus.2007.08.034)
- Oszkiewicz, D. A., Bowell, E., Wasserman, L. H., et al. 2012, *Icarus*, 219, 283, doi: [10.1016/j.icarus.2012.02.028](https://doi.org/10.1016/j.icarus.2012.02.028)
- Oszkiewicz, D. A., Kwiatkowski, T., Tomov, T., et al. 2014, *A&A*, 572, A29, doi: [10.1051/0004-6361/201323250](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201323250)
- Oszkiewicz, D. A., Muñonen, K., Bowell, E., et al. 2011, *J. Quant. Spec. Radiat. Transf.*, 112, 1919, doi: [10.1016/j.jqsrt.2011.03.003](https://doi.org/10.1016/j.jqsrt.2011.03.003)
- Penttilä, A., Shevchenko, V. G., Wilkman, O., & Muñonen, K. 2016, *Planet. Space Sci.*, 123, 117, doi: [10.1016/j.pss.2015.08.010](https://doi.org/10.1016/j.pss.2015.08.010)
- Piironen, J., Magnusson, P., Lagerkvist, C. I., et al. 1997, *A&AS*, 121, 489, doi: [10.1051/aas:1997325](https://doi.org/10.1051/aas:1997325)
- Pollock, J., Pravec, P., Oey, J., et al. 2015, *Central Bureau Electronic Telegrams*, 4063, 1
- Popescu, M., Licandro, J., Morate, D., et al. 2016, *ArXiv e-prints*. <https://arxiv.org/abs/1605.05594>
- Pravec, P., Harris, A. W., & Michalowski, T. 2002, in *Asteroids III*, ed. W. F. Bottke, Jr., A. Cellino, P. Paolicchi, & R. P. Binzel, Univ. of Arizona, 113–122
- Reddy, V., Sanchez, J. A., Nathues, A., et al. 2012, *Icarus*, 217, 153, doi: [10.1016/j.icarus.2011.10.010](https://doi.org/10.1016/j.icarus.2011.10.010)
- Reddy, V., Gary, B. L., Sanchez, J. A., et al. 2015, *ApJ*, 811, 65, doi: [10.1088/0004-637X/811/1/65](https://doi.org/10.1088/0004-637X/811/1/65)
- Roig, F., Duffard, R., Penteado, P., Lazzaro, D., & Kodama, T. 2003, *Icarus*, 165, 355, doi: [10.1016/S0019-1035\(03\)00216-1](https://doi.org/10.1016/S0019-1035(03)00216-1)
- Roig, F., & Gil-Hutton, R. 2006, *Icarus*, 183, 411, doi: [10.1016/j.icarus.2006.04.002](https://doi.org/10.1016/j.icarus.2006.04.002)
- Rondón, E., Arcoverde, P., Monteiro, F., et al. 2019, *MNRAS*, 484, 2499, doi: [10.1093/mnras/stz024](https://doi.org/10.1093/mnras/stz024)
- Russell, S. S., Srinivasan, G., Huss, G. R., Wasserburg, G. J., & MacPherson, G. J. 1996, *Science*, 273, 757, doi: [10.1126/science.273.5276.757](https://doi.org/10.1126/science.273.5276.757)
- Ruzicka, A., Snyder, G. A., & Taylor, L. A. 1997, *Meteoritics and Planetary Science*, 32, 825, doi: [10.1111/j.1945-5100.1997.tb01573.x](https://doi.org/10.1111/j.1945-5100.1997.tb01573.x)
- Scott, E. R. D., Greenwood, R. C., Franchi, I. A., & Sanders, I. S. 2009, *Geochim. Cosmochim. Acta*, 73, 5835, doi: [10.1016/j.gca.2009.06.024](https://doi.org/10.1016/j.gca.2009.06.024)
- Seeliger, H. 1887, *Zur Theorie der Beleuchtung der großen Planeten, insbesondere des Saturn, Abhandlungen d. math.-phys. Cl. d. kgl. bayer. Akad. d. Wiss.* 16, 2 (Verlag d. K. Akad.). <https://books.google.com.br/books?id=tW1gugEACAAJ>
- Shevchenko, V. G. 1996, in *Lunar and Planetary Inst. Technical Report*, Vol. 27, Lunar and Planetary Science Conference

- Silva, J. S., Lazzaro, D., Rodrigues, T., et al. 2016, in IAU Symposium, Vol. 318, Asteroids: New Observations, New Models, ed. S. R. Chesley, A. Morbidelli, R. Jedicke, & D. Farnocchia, 181–184
- Strom, R. G., Malhotra, R., Ito, T., Yoshida, F., & Kring, D. A. 2005, *Science*, 309, 1847, doi: [10.1126/science.1113544](https://doi.org/10.1126/science.1113544)
- Tholen, D. J., & Barucci, M. A. 1989, in Asteroids II, ed. R. P. Binzel, T. Gehrels, & M. S. Matthews, 298–315
- Walsh, K. J., Morbidelli, A., Raymond, S. N., O'Brien, D. P., & Mandell, A. M. 2012, *Meteoritics and Planetary Science*, 47, 1941, doi: [10.1111/j.1945-5100.2012.01418.x](https://doi.org/10.1111/j.1945-5100.2012.01418.x)
- Wimpenny, J., Sanborn, M. E., Koefoed, P., et al. 2019, *Geochim. Cosmochim. Acta*, 244, 478, doi: [10.1016/j.gca.2018.10.006](https://doi.org/10.1016/j.gca.2018.10.006)