



OBSERVATÓRIO NACIONAL
MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA, INOVAÇÃO E
COMUNICAÇÃO
PROGRAMA DE PÓS GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA

DOS TROIANOS AOS TRANS-NETUNIANOS:
UMA ANÁLISE OBSERVACIONAL DE
PEQUENOS CORPOS DO SISTEMA SOLAR

ANA CAROLINA DE SOUZA FELICIANO

ORIENTADOR: DR. ALVARO AUGUSTO ALVAREZ
CANDAL

RIO DE JANEIRO - RJ
2020

DOS TROIANOS AOS TRANS-NETUNIANOS: UMA ANÁLISE
OBSERVACIONAL DE PEQUENOS CORPOS DO SISTEMA SOLAR

Ana Carolina de Souza Feliciano

Tese de Doutorado apresentada ao Programa de Pós-graduação em Astronomia do Observatório Nacional/MCTI, como parte dos requisitos necessários à obtenção do Título de Doutor em Astronomia.

Orientador: Alvaro Augusto Alvarez Candal

Rio de Janeiro
Abril de 2020

DOS TROIANOS AOS TRANS-NETUNIANOS: UMA ANÁLISE
OBSERVACIONAL DE PEQUENOS CORPOS DO SISTEMA SOLAR

Ana Carolina de Souza Feliciano

TESE SUBMETIDA AO PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM
ASTRONOMIA DO OBSERVATÓRIO NACIONAL/MCTI COMO PARTE
DOS REQUISITOS NECESSÁRIOS PARA A OBTENÇÃO DO TÍTULO DE
DOUTOR EM CIÊNCIAS EM ASTRONOMIA.

Examinada por:

Dra. Daniela Lazzaro, Ph.D.

Dr. Jorge Marcio Ferreira Carvano, Ph.D.

Dr. Javier Licandro, Ph.D.

Dr. Gonzalo Tancredi, Ph.D.

RIO DE JANEIRO, RJ – BRASIL

ABRIL DE 2020

de Souza Feliciano, Ana Carolina

Dos Troianos aos trans-Netunianos: Uma Análise Observacional de Pequenos Corpos do Sistema Solar/Ana Carolina de Souza Feliciano. – Rio de Janeiro: ON/MCTI, 2020.

XVIII, 88 p.: il.; 29,7cm.

Orientador: Alvaro Augusto Alvarez Candal

Tese (doutorado) – ON/MCTI/Programa de Pós-graduação em Astronomia, 2020.

Referências Bibliográficas: p. 82 – 88.

1. Objetos trans-Netunianos. 2. Troianos de Júpiter. 3. Espectroscopia de Reflexão. 4. Fotometria Relativa. 5. Wavelets. 6. Spitzer. I. , . II. Observatório Nacional/MCTI, Programa de Pós-graduação em Astronomia. III. Título.

*A todos que ainda acreditam nos
seus sonhos.*

Agradecimentos

Ao Observatório Nacional, por oferecer a infraestrutura necessária para minha formação e realização deste trabalho. A Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior - CAPES, que financiou este trabalho e o Doutorado Sanduíche em 2018/2019.

Ao grupo de Ciências Planetárias do Observatório Nacional: a todos os professores e alunos, pela oportunidade de participar de um grupo qualificado e diversificado onde é feita uma constante discussão de diversos temas científicos.

Como diz minha avó, fui para o meu primeiro dia de aula com 2 anos e meio de idade e até hoje, com 29 anos, não deixei de estudar. Sou grata a todos que me acompanharam nesta longa trajetória, das professoras do ensino infantil até os pesquisadores da pós-graduação.

A minha família, que de perto e de longe sempre me apoiou. Vó, obrigada por estar resistindo. Você é a luz da minha vida. Mãe: sem o seu apoio eu não teria conseguido! Tias, tios, primas-irmãs (Ingrid e Catarina), primas, primos, moção e crianças: obrigada por se manterem próximos a mim mesmo quando eu estive longe.

Aos amigos e colegas de trabalho que o Observatório Nacional me deu: obrigada por compartilharem dos sufocos e tornarem essa jornada muito mais leve. Tenho medo de citar nomes e deixar alguém especial de fora mas não posso deixar de ressaltar a importância que Plícida, Shayane, Bitá, Simony, Mário, Hissa, Bruno e Hillysson tiveram em minha vida, tanto dentro como fora do Observatório.

Ao meu orientador Alvaro: muito obrigada por me orientar. Tenho orgulho de ter sido sua primeira orientada de Mestrado e ter continuado contigo no Doutorado. Obrigada por me confiar trabalhos que eu achava que não seria capaz de realizar e me guiar nesta trajetória interferindo sempre que achou necessário.

To Noemí Pinilla-Alonso: thank you so much for having me at Florida Space Institute and help me in all the situations. Thank once more for invite me again to stay with you and your team. To every people on the FSI: you are the best! Julie, you are hilarious! A special thanks to Ray Lugo for believed in my job and giving me a chance to collaborate with the FSI. Baiano, Samantha, Nico, Bitá and Mário (again): thank you so much for everything!

Resumo da Tese apresentada ao Programa de Pós-graduação em Geofísica do Observatório Nacional/MCTI como parte dos requisitos necessários para a obtenção do título de Doutor em Ciências (D.Sc.)

DOS TROIANOS AOS TRANS-NETUNIANOS: UMA ANÁLISE
OBSERVACIONAL DE PEQUENOS CORPOS DO SISTEMA SOLAR

Ana Carolina de Souza Feliciano

Abril/2020

Orientador: Alvaro Augusto Alvarez Candal

Programa: Astronomia

Com o objetivo de contribuir para uma melhor compreensão dos pequenos corpos realizamos um estudo do ponto de vista observacional de diferentes agrupamentos destes objetos.

Elaboramos um algoritmo que utiliza a técnica de wavelets para melhorar os espectros dos objetos transnetunianos no intervalo do infravermelho próximo. Este algoritmo utiliza um teste cego que leva em consideração o espectro original para escolher o par de wavelet e escala mais apropriados para a filtragem. Deste modo, conseguimos identificar indícios de bandas de absorção que outrora estavam mascaradas pelo ruído.

Utilizando espectroscopia no intervalo do visível, realizamos uma análise de cinco dos sete alvos da Missão da NASA Lucy, que irá sobrevoar um asteroide do cinturão principal e seis troianos de Júpiter. Procuramos por indícios de variação superficial e caracterizamos, pela primeira vez, o asteroide que será visitado pela missão. Nossos resultados indicam que há variação superficial no troiano 3548 Eurybates.

Juntando observações feitas de telescópios terrestres e espaciais, realizamos um estudo da composição superficial de Haumea e Varuna: dois objetos transnetunianos que têm a forma alongada e foram observados pelo telescópio espacial Spitzer em dois filtros. Neste trabalho, fomos capazes de restringir os modelos composicionais destes corpos que poderão ser confirmadas em breve, com o telescópio espacial James Webb.

Analisamos também um espectro completo (visível + infravermelho próximo) de alta resolução espectral de Makemake. Este objeto transnetuniano é conhecido por sua composição rica em metano. Neste trabalho, obtivemos indícios da presença de nitrogênio na superfície deste objeto e comparamos os resultados com Eris, outro transnetuniano dominado por metano que também possui indícios de nitrogênio.

Abstract of Thesis presented to Observatório Nacional/MCTI as a partial fulfillment of the requirements for the degree of Doctor of Science (D.Sc.)

FROM TROJANS TO TRANS-NEPTUNIAN: AN OBSERVATIONAL
ANALYSIS OF MINOR BODIES OF THE SOLAR SYSTEM

Ana Carolina de Souza Feliciano

April/2020

Advisor: Alvaro Augusto Alvarez Candal

Department: Astronomy

In order to contribute to a better understanding of small bodies, we conducted an observational study of different groups of these objects.

We developed an algorithm that uses the wavelet technique to improve the spectra of transnetunian objects in the near infrared range. This algorithm uses a blind test that takes into account the original spectrum to choose the most appropriate wavelet and scale pair for the filtering. In this way, we were able to identify hints of absorption bands that were once masked by noise.

Using spectroscopy in the visible range, we performed an analysis of five of the seven NASA Lucy mission targets. The Lucy mission will visit an asteroid in the main belt and six Jupiter Trojans. We look for evidence of surface variation and characterized, for the first time, the asteroid to be visited by the mission. Our results indicate that there is a superficial variation in the Trojan 3548 Eurybates.

Joining observations made from terrestrial and space telescopes, we conducted a study of the surface composition of Haumea and Varuna: two transnetunian objects that have an elongated shape and were observed by the Spitzer space telescope in two filters. In this work, we were able to restrict the compositional models of these bodies that can be confirmed soon, with James Webb Space Telescope.

We also analyzed the total spectrum (visible + near infrared) with high spectral resolution of Makemake. This transnetunian object is known for its methane-rich composition. In this work, we found hints of nitrogen on its surface and compared the results with Eris, another transnetunian object dominated by methane that also has hints of nitrogen.

Sumário

Lista de Figuras	xi
Lista de Tabelas	xvii
1 Introdução	1
1.1 Pequenos corpos do Sistema Solar	3
1.1.1 Asteroides	3
1.1.2 Troianos de Júpiter	5
1.1.3 Objetos trans-Netunianos	8
2 Aplicação da técnica de wavelets no estudo de espectros de objetos trans-Netunianos	10
2.1 Motivação: Espectroscopia de Reflexão de TNOs	10
2.2 Filtragem: Transformada de Fourier <i>versus</i> Técnica de wavelets	11
2.3 Figuras de mérito	13
2.4 Amostra	15
2.5 Metodologia	16
2.6 Análise e Resultados	16
2.7 Conclusão	19
2.8 Artigo: Wavelet theory applied to the study of spectra of trans-Neptunian objects	21
3 Suporte observacional a missão <i>Lucy</i>	30
3.1 Missão Lucy	30
3.2 Observação e Redução dos dados	31
3.3 Análise e Resultados	32
3.4 Discussão	35
3.5 Conclusão	37
3.6 Artigo: Analysis in the Visible Range of NASA Lucy Mission Targets: Eurybates, Polymele, Orus and Donaldjohanson.	39

4	Eris e Makemake através do X-SHOOTER	48
4.1	Observação e Redução dos dados	48
4.2	Análise e Resultados	50
4.2.1	Análise no intervalo do visível	50
4.2.2	Deslocamentos para o azul e profundidade das bandas de absorção	50
4.2.3	Composição superficial	50
4.2.4	Banda em $1.68 \mu\text{m}$	52
4.2.5	Temperaturas	53
4.3	Discussão e Conclusão	54
4.4	Artigo: The Dwarf Planet Makemake as seen by X-Shooter	57
5	Restrições das análises composicionais de Haumea e Varuna com suporte do telescópio espacial Spitzer.	68
5.1	Telescópio espacial Spitzer	68
5.2	Observação e redução dos dados	69
5.3	Análises e resultados	71
5.3.1	Estimativa do albedo	72
5.3.2	Composição superficial	73
5.4	Discussão e Conclusão	77
6	Conclusões e Considerações finais	80
	Referências Bibliográficas	82

Lista de Figuras

1.1	Gráfico de Semi-eixo maior (UA) <i>versus</i> Inclinação ($^{\circ}$) para asteroides numerados. As principais famílias de asteroides e os planetas estão identificados no gráfico. Fonte: Britt et al. (2014).	3
1.2	Taxonomia Bus-DeMeo: complexos e tipos taxonômicos no intervalo do visível ao infravermelho próximo. Fonte: DeMeo et al. (2015).	5
1.3	Representação das órbitas dos Troianos nos pontos Lagrangeanos L_4 e L_5 (frente e atrás de Júpiter, respectivamente). O Sol e as órbitas dos planetas internos também estão representadas na figura. Fonte: Astronomical Institute of CAS/Petr Scheirich.	6
1.4	Espectros médios dos grupos menos avermelhados (em preto) e mais avermelhados (em vermelho) dos Troianos. As barras cinzas próximas a 1.2, 1.4 e 1.9 μm marcam as regiões de absorção da atmosfera. Fonte: Emery et al. (2010).	6
1.5	Diagrama cor-cor mostrando a média das cores B-V e V-R (com erro de 1σ) para os Troianos de Júpiter e Netuno (em azul), grupos dinâmicos da região trans-Netuniana (em vermelho) e o Sol (em amarelo). As letras representam as regiões aproximadas dos diferentes tipos de asteroides. Fonte: Jewitt (2018).	7
1.6	Distribuição de Semi-eixo maior <i>versus</i> Inclinação para TNOs. Os pontos em amarelo representam os Centauros, em vermelho os objetos em ressonância com Netuno, em azul os TNOs considerados clássicos e em cinza, os TNOs espalhados. A escala de tamanho se encontra na figura. Fonte: http://www.statemaster.com/encyclopedia/Trans_Neptunian-object	8
2.1	Tipos de Wavelets: a) Haar b) Daubechies c) Bior1.3 d) Coiflet e) Morlet f) Mexican Hat g) Meyer h) Symlet (Kim, 2013).	12

2.2	Mapas de distribuição do bFoM comparado com o ganho em SNR após a filtragem. A figura a esquerda mostra o ganho para os espectros da amostra com SNR inicial menor que 20 enquanto a figura a direita mostra os dados com SNR de entrada maior que 20. A escala de cor é logarítmica e indica o valor da SNR inicial de cada espectro sintético.	15
2.3	Comparação entre o ganho em SNR dos espectros sintéticos de gelo de água filtrados com wavelets e com a transformada de Fourier. Os quadrados azuis mostram a razão entre o ganho de SNR da aplicação das wavelets em comparação com a transformada de Fourier e os círculos vermelhos, o ganho em SNR das wavelets em comparação com a SNR original.	15
2.4	Reflectância normalizada <i>versus</i> comprimento de onda. Os espectros foram deslocados em reflectância para melhor visualização. A região próxima a $1.85 \mu\text{m}$ foi mascarada devido a absorção da atmosfera. Em marrom é mostrado o espectro de Quaoar, em roxo, o de Orcus, em vermelho, o de 2005 RR ₄₃ , em azul, o de Haumea e em verde o de Charon. O espectro sintético de gelo de água é mostrado em preto.	18
2.5	Reflectância normalizada <i>versus</i> comprimento de onda. Os espectros foram deslocados em reflectância para melhor visualização. Em preto temos o modelo do gelo de metanol, em azul, o espectro de 2004 TY ₃₆₄ e em vermelho, o espectro de 2005 RR ₄₃ .	19
2.6	Reflectância normalizada <i>versus</i> comprimento de onda. Os espectros foram deslocados em reflectância para melhor visualização. Em preto temos o modelo do gelo de metanol, os espectros dos TNOs pequenos representados são: Crantor (marrom), Huya (roxo), 2003 QW ₉₀ (vermelho) e Pholus (azul).	19
3.1	Reflectância final dos espectros da amostra normalizados a unidade em $0.55 \mu\text{m}$. Espectro de Orus (salmon), Eurybates (laranja), Polymele (roxo) e Leucus (vermelho). Os espectros em preto representam o espectro combinado de cada objeto normalizado a unidade em $0.55 \mu\text{m}$.	33

3.2	Inclinação espectral da amostra <i>versus</i> fase rotacional. Cada ponto representa o S' do objeto com a barra de erro de $\pm 1-\sigma$. A linha tracejada em cada painel representa a inclinação espectral do espectro combinado de cada objeto. Eurybates é mostrado em círculos laranjas, Polymele em quadrados roxos, Orus em losangos salmon e Leucus em estrelas vermelhas. A inclinação espectral está em unidades de $\%/1000\text{\AA}$ e a fase rotacional numa escala arbitrária onde o ponto 0 corresponde ao primeiro espectro obtido e 1, o final do período de rotação de cada objeto.	35
3.3	<i>Painel superior:</i> Fotometria nos filtros r e i (azul) de Eurybates realizada no OASI. Os círculos representam as observações feitas no dia 3 de outubro e os quadrados, no dia 4 de outubro. Os símbolos preenchidos são de dados obtidos no filtro r e os não preenchidos no filtro i . <i>Painel inferior:</i> Diferença entre os dados obtidos nos filtros r e i (cinza). A linha preta representa a média da diferença entre os dados e as linhas vermelhas, o desvio em $3-\sigma$ s. Uma média do tipo <i>running</i> (tamanho = 3) é mostrada em azul royal. O eixo horizontal representa a fase rotacional. O ponto 0 é o mesmo das observações espectroscópicas de Eurybates e as regiões cinzas representam os intervalos cobertos pelos espectros.	36
3.4	Espectro normalizado em $0.55 \mu\text{m}$ de Donaldjohanson (azul) em comparação com os espectros médios dos asteroides tipo C presentes na família de Erigone (cinza). O ajuste feito para Donaldjohanson que foi utilizado para caracterizá-lo espectroscopicamente está representado através de pontos vermelhos e o tipo taxonômico que melhor representa-o está mostrada em preto (tipo Cg).	37
3.5	Densidade de Troianos, adaptação de De Prá et al. (2018): albedo (NEOWISE) <i>versus</i> inclinação espectral (SDSS - $\%/1000\text{\AA}$), destacados os troianos da amostra analisada. As barras de erros representam os erros sistemáticos em $\pm 1-\sigma$	38
3.6	Detecção do satélite de Eurybates pelo Hubble Space Telescope. Fonte: NASA, HST e K. Noll (https://www.swri.org/press-release/lucy-mission-trojan-asteroids-eurybates-satellite)	38

4.1	Espectro de Makemake (preto) e Eris (vermelho) obtidos no X-Shooter normalizados a unidade em $0.55 \mu\text{m}$. Eles foram deslocados em reflectância para melhor visualização. A região entre 1.4 e $1.5 \mu\text{m}$ foi mascarada devido as absorções atmosféricas nestes comprimentos de onda.	49
4.2	Painel esquerdo: Deslocamento das bandas ($\Delta\lambda$ (Å)) <i>versus</i> comprimento de onda (μm) para Makemake (estrelas pretas) e Eris (círculos vermelhos). Painel direito: Profundidade das bandas (%) <i>versus</i> comprimento de onda (μm).	52
4.3	$\Delta\lambda$ (Å) <i>versus</i> D (%) para Makemake (estrelas pretas) e Eris (círculos vermelhos).	52
4.4	Espectro normalizado de Makemake (vermelho) comparado com o espectro sintético (em azul) com as quantidades de gelo de metano descritas no texto. A diferença entre o espectro original e o sintético é mostrado em preto. A região próxima a $1.4 \mu\text{m}$ foi mascarada devido a absorções da atmosfera.	53
4.5	Espectro normalizado de Eris (vermelho comparado com o espectro sintético (em azul) com as quantidades de gelo de metano descritas no texto. A diferença entre o espectro original e o sintético é mostrado em preto. A região próxima a $1.4 \mu\text{m}$ foi mascarada devido a absorções da atmosfera.	54
4.6	Análise da banda em $1.68 \mu\text{m}$: comparação com outros materiais. Um intervalo entre 1.68 e $1.70\mu\text{m}$ nos espectros de Makemake, Eris, metano e etano é mostrada nas linhas preta, vermelha, azul e verde, respectivamente.	55
4.7	FWHM dos gelos de metano medidos em laboratório <i>versus</i> a temperatura deles em três diferentes bandas de absorção (adaptado de Grundy et al., 2002), em azul. Resultados para Makemake em vermelho e para Eris, em verde.	56
5.1	Espectros sintéticos dos materiais puros normalmente encontrados nas superfícies de TNOs. O tamanho de partícula usado para construir esses modelos é de $10 \mu\text{m}$. As barras sombreadas verticais em cinza e marrom indicam as bandas de filtro VNIR e IRAC/Spitzer, conforme rotuladas no eixo x superior. Os pontos representam as medidas espectrofotométricas dadas pela convolução de cada material sintético com o conjunto de filtros.	69

5.2	Subtração de background de observações do IRAC. Ambas as imagens mostram o mesmo campo de observação. Antes da subtração de background (A), o campo contém muitas fontes e em algumas situações, é difícil identificar o objeto. Após a subtração (B), o objeto e seu negativo são facilmente identificáveis. As setas indicam o objeto e o seu negativo.	70
5.3	Fluxo <i>versus</i> Fase rotacional. Os pontos em cinza representam os fluxos obtidos e em vermelho, o rebinning deles para Varuna e em azul, o rebinning para Haumea. A barra de erro é o desvio padrão dos pontos. A primeira coluna apresenta os fluxos de Varuna no canal 1 (cima) e 2 (baixo), respectivamente e a segunda coluna os fluxos de Haumea no canal 1 (cima) e no canal 2 (baixo).	71
5.4	Albedo <i>versus</i> Fase rotacional. Os pontos em cinza representam os valores de albedo obtidos e em vermelho, o rebinning deles para Varuna e em azul, o rebinning deles para Haumea. A barra de erro é o desvio padrão dos pontos. A primeira coluna apresenta os albedos de Varuna no canal 1 (cima) e 2 (baixo), respectivamente e a segunda coluna os albedo de Haumea no canal 1 (cima) e no canal 2 (baixo).	73
5.5	Modelos de composição superficial de Haumea. O eixo y representa o albedo geométrico e o x, o comprimento de onda. O espectro de Haumea no intervalo do VNIR (cinza) foram retirados de Pinilla-Alonso et al. (2009). A faixa cinza corresponde a margem de erro da estimativa do albedo no referido intervalo. Os albedos obtidos neste trabalho estão representados em cinza com as suas respectivas barras de erro. As quantidades de cada material utilizado está na legenda. Painel A: Modelos utilizando apenas gelo de água amorfo (AM) e cristalino (CR) com partículas de 6 μm e diferentes proporções sendo o com maior quantidade de gelo cristalino representado em vermelho e em menor quantidade, em laranja. Painel B: Modelos utilizando gelo de água amorfo (15 μm) e cristalino (30 μm) com quantidades de carbono (20 μm) variando de 5 (laranja) a 20% (vermelho). Painel C: Modelos utilizando gelo de água amorfo (25 μm), cristalino (25 μm) e Tritão tholin (150 μm) em vermelho e em azul, Titã tholin. Painel D: Modelos utilizando gelo de água amorfo (15 μm) e cristalino (25 μm) e diferentes proporções de Piroxênio sendo o com maior quantidade representado em laranja e em menor quantidade, em vermelho.	75

5.6 Modelos de composição superficial de Varuna. O eixo y representa o albedo geométrico e o x, o comprimento de onda. O espectro de Varuna no intervalo do VNIR (cinza) foram retirados de Lorenzi et al. (2014). A faixa cinza corresponde a margem de erro da estimativa do albedo no referido intervalo. Os albedos obtidos neste trabalho estão representados em cinza com as suas respectivas barras de erro. As quantidades de cada material utilizado está na legenda. **Painel A:** Modelos 1 (vermelho) e 2 (marrom) do trabalho de Lorenzi et al. (2014). **Painel B:** Modelos utilizando gelo de água amorfo, Tritão tholin e gelo de metano. O modelo com mais gelo de água é representado em vermelho e o com menos, em marrom. O modelo em azul é o que contém a quantidade de gelo de água intermediária. **Painel C:** Mesmos materiais do modelo do painel anterior com quantidades variadas de Tritão tholin. O modelo com mais Tritão tholin é representado em vermelho e o com menos, em marrom. O modelo em azul é o que contém a quantidade de Tritão tholin intermediária. **Painel D:** Modelos utilizando gelo de água amorfo, Tritão tholin e gelo de metanol. O modelo com mais gelo de metanol é representado em vermelho e o com menos, em marrom. O modelo em azul é o que contém a quantidade de gelo de metanol intermediária. Os tamanhos de partículas utilizado em cada modelo encontra-se no texto. . . . 77

Lista de Tabelas

2.1	Parâmetros espectrais dos TNOs da amostra. Os parâmetros $D_{2.0\mu m}$ e $D_{2.27\mu m}$ fornecem um indício da presença de gelo de água e gelo de metanol, respectivamente, na composição dos objetos analisados. Uma estimativa do SNR antes (SNR_i) e após (SNR_f) a filtragem é mostrada nas duas últimas colunas e, nas colunas 2 e 3, a wavelet e escala utilizada para fazer a filtragem. Legenda: Bior é a wavelet Biorthogonal, Rbio é a Reverse biorthogonal, Sym são as Symlets e Db as Daubechies.	17
2.2	Resumo dos resultados: TNOs e possíveis gelos em sua composição superficial. Os gelos marcados com (+) possuem detecções já mencionadas na literatura e, aqueles com (*), necessitam de confirmação.	20
3.1	Parâmetros físicos e orbitais da amostra: Semieixo maior (a), excentricidade (e), inclinação (i), albedo no visível (ρ_v), taxonomia (Tax.) e período rotacional (P. Rot.). Os valores de a , e , e i foram retirados de JPL Small-Body Database Browser. Referências: (+) Grav et al. (2012), (*) Mottola et al. (2016), (-) Buie et al. (2018) e (#) Masiero et al. (2011). N.D.: não determinado anteriormente.	31
3.2	Circunstâncias observacionais dos Troianos e do asteroide que serão visitados pela Lucy. Abreviações: Identificação espectral (Espec. ID), Magnitude no visível (V (mag)), Data/Tempo Universal das observações (Data/UT _{inicio}) e Tempo de exposição (T_{exp}).	31
3.3	Circunstâncias observacionais das análogas solares. Abreviações: Data/Tempo Universal das observações (Data/UT _{inicio}) e Tempo de exposição (T_{exp}).	32
3.4	Inclinações espectrais (S') de acordo com a fase rotacional de cada espectro da amostra, classificação taxonômica e estimativa da SNR de cada espectro.	34
4.1	Configurações e circunstâncias observacionais.	49

4.2	Deslocamento dos centros das bandas e a profundidade de cada uma delas. A primeira coluna mostra a posição do centro das bandas do gelo de metano puro (em μm). As colunas dois e três mostram os deslocamentos ($\Delta\lambda$ (Å)) e as profundidades (D (%)) para Makemake, e as colunas quatro e cinco, mostram os resultados de Eris. A coluna seis mostra a diferença de deslocamento entre Makemake e Eris.	51
5.1	Informações observacionais de Haumea e Varuna. O "AORKEY" é o identificador dos arquivos no banco de dados de Spitzer e T_{exp} , o tempo de exposição de cada imagem em segundos. Referências: (+) Belskaya et al. (2006) e (*) Rabinowitz et al. (2006)	70
5.2	Parâmetros físicos e orbitais de Haumea e Varuna: semieixo maior (a), excentricidade (e), inclinação (i), albedo no visível (ρ_v), distância heliocêntrica (r) e distância a Spitzer (Δ). Os dados foram retirados do JPL e do survey "TNOs are cool"	72
5.3	Resumo dos resultados: os valores de fluxo (Flx) e albedo (Alb) máximo (max.), mínimo (min.) e médios (med.) em cada canal para objeto (obj.) analisado.	73
5.4	Referências das constantes ópticas para cada modelo sintético utilizado neste trabalho. * Comunicação pessoal.	76
5.5	Fluxos médios de Haumea e Varuna comparados com a literatura. Ref. (*) Este trabalho e (#) Fernandez-Valenzuela et al., (comunicação pessoal).	78

Capítulo 1

Introdução

O Sistema Solar é composto pelo Sol e os diversos corpos que o orbitam. De acordo com a resolução B5 da *XXVI Assembléia geral da União Astronômica Internacional* (IAU, da sigla em inglês para *International Astronomical Union*), os planetas são corpos em equilíbrio hidrostático, isto é, corpos que possuem massa suficiente para que sua autogravidade supere as forças rígidas do corpo, tornando-os praticamente esféricos, e que foram capazes de esvaziar suas órbitas ao redor do Sol. De acordo com esta definição, o Sistema Solar possui 8 planetas: Mercúrio, Vênus, Terra, Marte, Júpiter, Saturno, Urano e Netuno. Além dos planetas e seus satélites, existem também os Planetas Anões que, apesar de terem formato quase esférico, não foram capazes de esvaziar a sua órbita em torno do Sol. São atualmente conhecidos como Planetas Anões: Plutão, Eris, Makemake, Haumea e Ceres. Todos os outros objetos que orbitam o Sol são referidos coletivamente como "Pequenos Corpos do Sistema Solar". Nesta categoria se encontram os Cometas, Asteroides, Meteoros, Centauros e Objetos trans-Netunianos.

Os pequenos corpos do Sistema Solar (Pequenos Corpos, de agora em diante) são formados por materiais rochosos e/ou gelo, com tamanhos que variam de poucos metros a algumas centenas de quilômetros. É aceito que os asteroides sejam resquícios dos planetesimais que não conseguiram se aglutinar para formar um planeta, sendo composto pelos mesmos componentes que formaram os planetas rochosos e os núcleos dos planetas gigantes (Michel et al., 2015). Os pequenos corpos mais primitivos possivelmente mantêm vestígios da composição original da nebulosa solar na qual os planetas se formaram. Dentre os pequenos corpos, os primitivos são os que sofreram menos alteração até os dias de hoje (De León et al., 2013). A matéria orgânica e as propriedades da água que alguns deles contém, nos fornece indícios sobre como a vida começou na Terra, sendo os cometas um dos prováveis candidatos a terem trazido a água para o nosso planeta. Além disso, alguns dos pequenos corpos estão em rota direcionada a Terra e por isso, representam risco para a humanidade. Portanto, conhecer a natureza física, distribuição, formação e evolução dos pequenos

corpos é fundamental para entender como o Sistema Solar se formou e evoluiu, a origem da vida na Terra, além de estender o nosso conhecimento a ponto de entender como os sistemas planetários são formados ao redor de outras estrelas. Devido a importância deste tema para a astronomia atual, esta tese abordará algumas das propriedades de Planetas anões e pequenos corpos do Sistema Solar.

Dentre os possíveis métodos de estudo de pequenos corpos, destacam-se: teoria, experimentos em laboratório e as observações. Do ponto de vista teórico, os modelos de formação e evolução do Sistema Solar usam a configuração observada hoje nos pequenos corpos para validação das hipóteses cogitadas. Devido ao seu grande número, os pequenos corpos são usados como partículas teste para um diverso conjunto de configurações dinâmicas que representam a evolução de populações do Sistema Solar da condição inicial até os dias de hoje (Levison et al., 2008; Lykawka and Mukai, 2007; Tsiganis et al., 2005). Além de que, a adição de informações sobre a composição dos pequenos corpos ajuda também a restringir e interpretar tais modelos dinâmicos.

Os experimentos feitos em laboratório abrangem desde a composição de meteoritos até a produção de constantes óticas de compostos de interesse para a produção de espectros sintéticos de diversos materiais em temperaturas similares as previstas nos pequenos corpos. Já as análises observacionais podem ser divididas em três grupos: observações feitas de telescópios terrestres, observações feitas por telescópios espaciais e as missões espaciais. As observações feitas a partir de telescópios terrestres se utilizam de técnicas como fotometria, espectroscopia ou radar para tentar inferir propriedades físicas e superficiais dos pequenos corpos. Contudo, limitações impostas pela atmosfera terrestre reduzem a eficácia destas técnicas. Observações feitas por telescópios espaciais não enfrentam esses obstáculos, contudo, além do alto custo de manutenção desses instrumentos e da baixa disponibilidade de tempo, esses telescópios são muito competitivos para pequenos corpos, uma vez que são objetos que não emitem luz no intervalo espectral que analisamos (apenas refletem a radiação recebida pelo Sol) e, em sua maioria, por serem considerados pequenos, possuem alta magnitude, o que demanda mais tempo de observação que objetos maiores e brilhantes. E, por último, as missões espaciais têm aumentado de maneira significativa o nosso conhecimento a respeito de pequenos corpos e alguns dos Planetas Anões. Em contra partida, o Sistema Solar tem quase 900 mil asteroides conhecidos, tornando inviável o envio de sondas a cada um deles. Contudo, a partir das características obtidas através de observações terrestres, é possível agrupá-los e utilizar o conhecimento obtido através de sondas espaciais em análises comparativas. Em suma, a abordagem utilizada nesta tese para estudar as propriedades de Planetas anões e pequenos corpos será do ponto de vista observacional, enfatizando resultados obtidos a partir de observações feitas em telescópios terrestres e espaciais.

A amostra de objetos estudadas nesta tese abrange um asteroide do cinturão principal, cinco troianos de Júpiter e 52 objetos trans-Netunianos. A seguir, falaremos detalhadamente de cada grupo de pequenos corpos analisados.

1.1 Pequenos corpos do Sistema Solar

1.1.1 Asteroides

Grande parte dos asteroides estão situados no Cinturão Principal, entre as órbitas de Marte e Júpiter. O primeiro asteroide foi descoberto em 1801 por Guiseppe Piazzi e recebeu o nome de 1 Ceres.

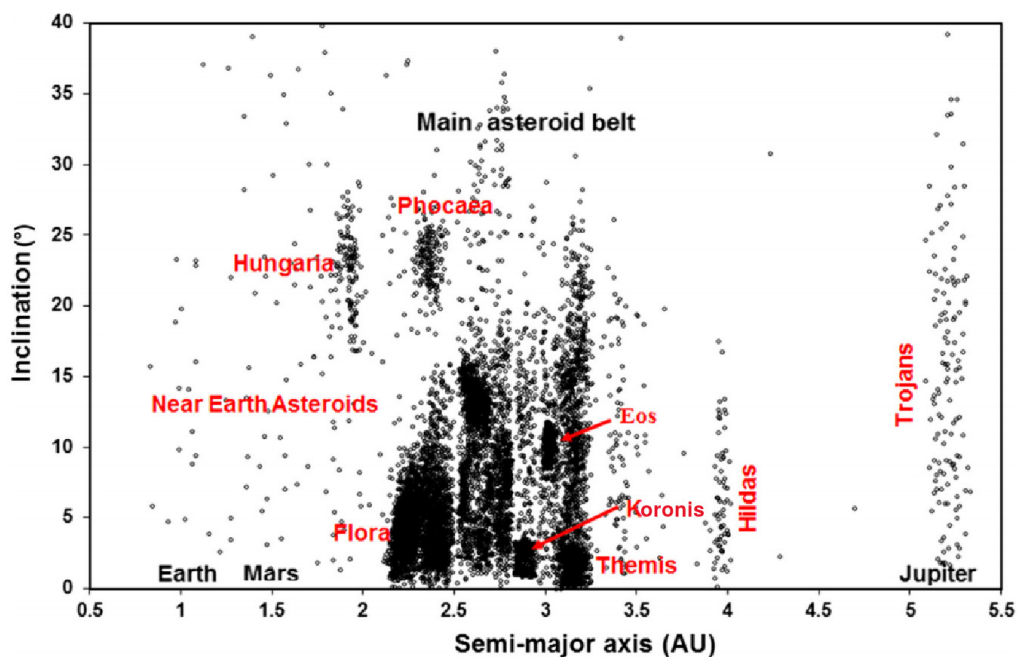


Figura 1.1: Gráfico de Semi-eixo maior (UA) *versus* Inclinação (°) para asteroides numerados. As principais famílias de asteroides e os planetas estão identificados no gráfico. Fonte: Britt et al. (2014).

Os asteroides estão agrupados ao longo do nosso sistema planetário (Fig. 1.1). Em órbitas mais próximas a Terra, com periélio menor que 1,3 Unidades Astronômicas (UA), está o grupo dos NEAs (da sigla em inglês para *Near Earth Asteroids*) que são em sua maioria fragmentos de asteroides do cinturão principal que devido a diversos processos foram ejetados para órbitas mais internas do Sistema Solar (Morbidelli et al., 2002). Na região entre 1,8 e 4 UA está o Cinturão Principal de asteroides, acredita-se que os objetos nesta região se formaram da nebulosa planetária que deu origem ao Sistema Solar. O material que estava nessa região não conseguiu acretar a ponto de formar um planeta, devido a colisões e perturbações gravitacionais geradas por Júpiter e Saturno.

O estudo dos asteroides fornece importantes informações sobre a época de formação do nosso sistema planetário. Por sua origem primordial, os asteroides estão intimamente relacionados aos corpos precursores que formaram, tanto os planetas terrestres, quanto os núcleos dos planetas gigantes. Os mais primitivos contêm um registro da composição original da nebulosa solar em que os planetas do nosso sistema se formaram. Entender como os processos colisionais e dinâmicos que eles experimentaram desde a sua formação alteraram as suas propriedades pode servir como um traçador para nos contar a história do Sistema Solar.

Com o auxílio de observações é possível realizar estudos tanto das propriedades físicas quanto das propriedades superficiais dos pequenos corpos. Através da fotometria e espectroscopia no intervalo de comprimento de onda do visível ao infravermelho próximo, obtêm-se informações acerca de período rotacional, direção de polo, magnitudes, forma e composição superficial. Através do agrupamento das propriedades de diversos asteroides, as taxonomias foram criadas e os asteroides classificados de acordo com alguns parâmetros espectrais tais como: presença/ausência de bandas de absorção, quedas em reflectância em regiões espectrais específicas e a inclinação espectral.

As taxonomias de asteroides foram se desenvolvendo com base nos dados disponíveis, sendo a utilizada atualmente a taxonomia de Bus-DeMeo (DeMeo et al., 2009). Os espectros de asteroides são divididos basicamente em 3 complexos principais: C, S e X (Fig. 1.2). O complexo C compreende os espectros de inclinação média a baixa que podem conter ou não pequenas estruturas relacionadas com absorções. O Complexo S abrange os espectros de asteroides com absorções em 1 e 2 μm e o complexo X, os espectros de inclinação moderada a alta que podem ou não conter algumas estruturas. Os complexos agrupam as classes taxonômicas que mostram características semelhantes. As classes de membros finais são as de espectros que não se enquadram nas classes já definidas. Nesta tese, abordaremos objetos dos complexos C, X e dos membros finais.

O complexo C subdivide-se em classes que abrangem os espectros sem estruturas de inclinação negativa (B), com (Ch e Cgh) e sem (Cg) bandas de absorção em 0.7 μm podendo ter uma queda na reflectância na região do ultravioleta mais (Cgh) ou menos (Ch e Cg) pronunciada. No geral, os asteroides pertencentes ao complexo C podem ser compostos por flossilicatos, carbono e materiais opacos. Já o complexo X é altamente degenerado, isto é, abrange espectros de asteroides com distintas inclinações espectrais. Os tipos taxonômicos que pertencem a esse complexo são separados pela forma que seus espectros possuem e/ou a curvatura próxima a 0.49 μm . Na classe dos membros finais, os asteroides tipo D não se enquadram em nenhum dos complexos, possuem alta inclinação espectral e geralmente baixo valor de albedo.

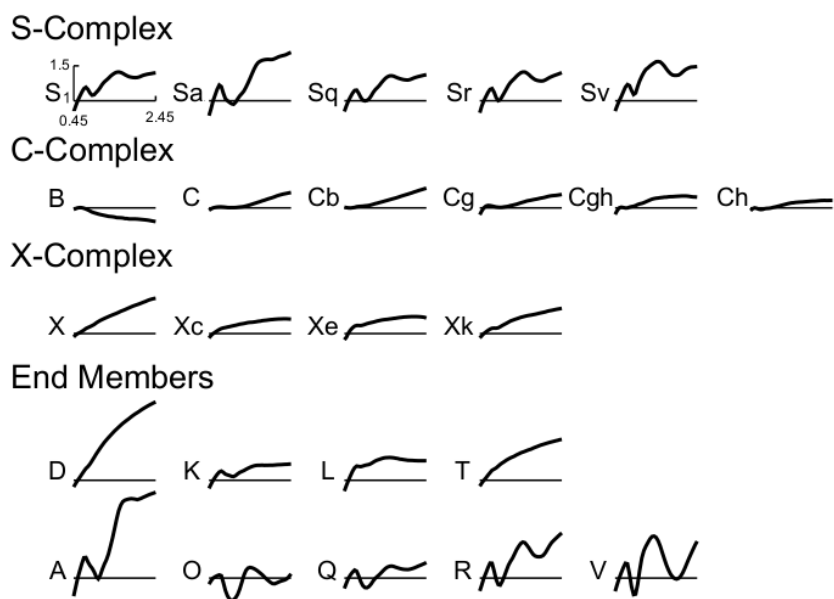


Figura 1.2: Taxonomia Bus-DeMeo: complexos e tipos taxonômicos no intervalo do visível ao infravermelho próximo. Fonte: DeMeo et al. (2015).

1.1.2 Troianos de Júpiter

Os Troianos de Júpiter (de agora em diante, Troianos) são uma população de pequenos corpos do Sistema Solar que acompanham Júpiter em sua órbita nos pontos Lagrangeanos L_4 e L_5 (Fig. 1.3). A origem e composição desses objetos ainda são temas de debate. O modelo clássico de origem dos Troianos (Marzari and Scholl, 1998a,b; Shoemaker et al., 1989) sugere que eles se formaram próximos a sua localização atual e foram capturados durante a acreção da atmosfera de Júpiter. Neste cenário, entender a composição dos Troianos nos dá informações sobre os blocos de formação dos planetas gigantes. Contudo, este modelo não consegue reproduzir a distribuição orbital desta população, em particular, as altas inclinações.

Um cenário alternativo que consegue reproduzir a distribuição orbital observada atualmente, proposto por Morbidelli et al. (2005), que faz parte do modelo de Nice (Gomes et al., 2005; Morbidelli et al., 2005; Tsiganis et al., 2005), propõe que os Troianos não foram formados próximos a Júpiter e sim, capturados da mesma região que deu origem aos objetos trans-Netunianos. O modelo de Nice postula que durante o período de migração dos planetas gigantes, os objetos da região trans-Netuniana foram espalhados pelo Sistema Solar. Nesse contexto, a população primordial de Troianos é perdida e repovoada por esses objetos. Neste caso, os Troianos representariam o acervo mais acessível da região trans-Netuniana.

Composicionalmente há indícios que dão suporte a ambos os cenários de formação. Contudo, os resultados de observações a partir de telescópios terrestres são escassos. Análise espectroscópica no visível mostra que esses objetos pertencem

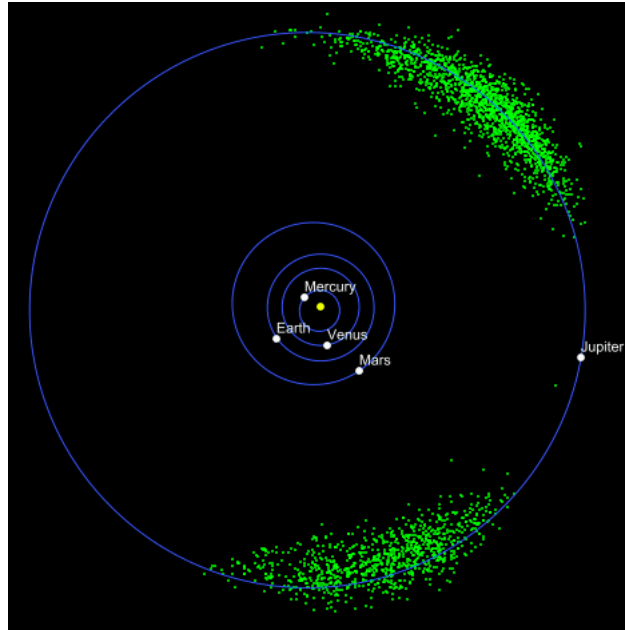


Figura 1.3: Representação das órbitas dos Troianos nos pontos Lagrangeanos L_4 e L_5 (frente e atrás de Júpiter, respectivamente). O Sol e as órbitas dos planetas internos também estão representadas na figura. Fonte: Astronomical Institute of CAS/Petr Scheirich.

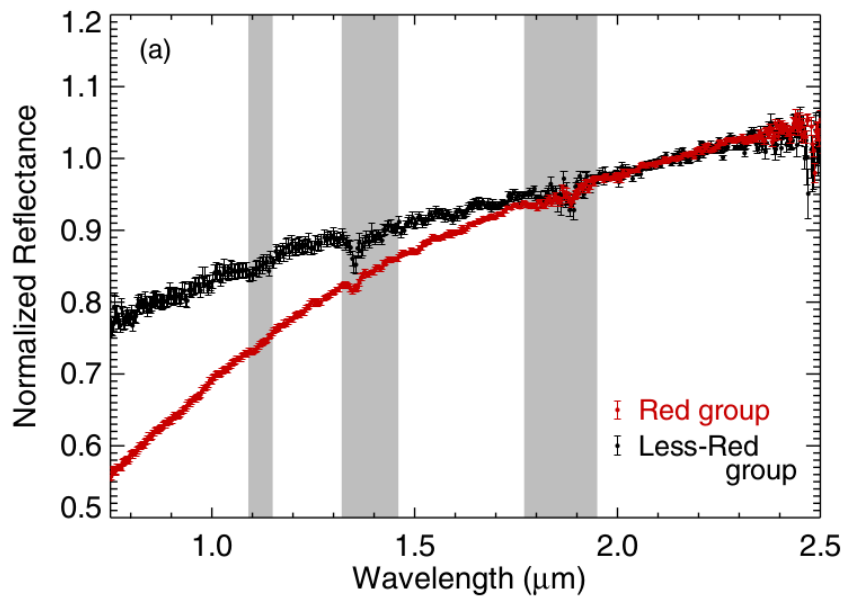


Figura 1.4: Espectros médios dos grupos menos avermelhados (em preto) e mais avermelhados (em vermelho) dos Troianos. As barras cinzas próximas a 1.2, 1.4 e 1.9 μm marcam as regiões de absorção da atmosfera. Fonte: Emery et al. (2010).

basicamente aos grupos taxonômicos D e P ¹, com uma menor fração pertencendo ao complexo C, sendo todos esses tipos espectrais correspondentes a objetos primitivos do Sistema Solar. De acordo com a inclinação espectral desses objetos, eles podem

¹O tipo taxonômico P foi definido na antiga taxonomia Tholen (1984). Atualmente este tipo pertence ao complexo X com inclinação espectral moderada e baixo valor de albedo.

ser divididos em dois grupos: um grupo com inclinação espectral mais avermelhada (pertencentes ao tipo taxonômico D, Fig. 1.4) e outro com inclinação menos avermelhada (pertencentes aos tipo P, Fig. 1.4), sendo esta a conhecida bimodalidade entre os troianos (Emery et al., 2010). Cogita-se que esses dois grupos possam abrigar objetos com distintas composições superficiais (Wong et al., 2014).

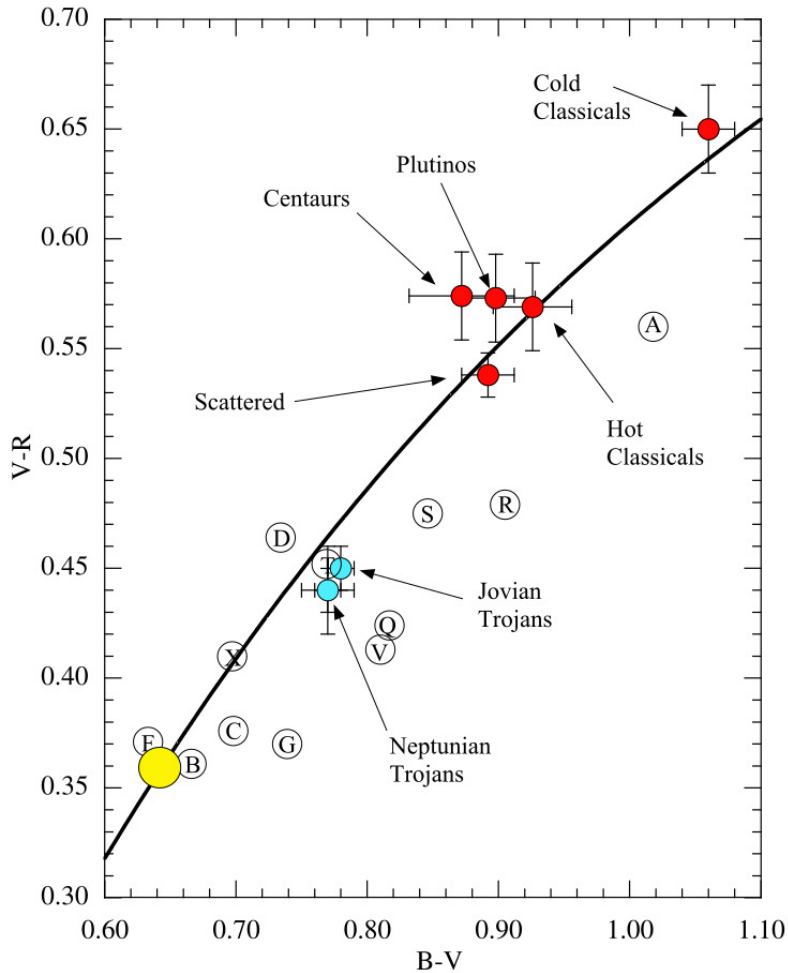


Figura 1.5: Diagrama cor-cor mostrando a média das cores B-V e V-R (com erro de 1σ) para os Troianos de Júpiter e Netuno (em azul), grupos dinâmicos da região trans-Netuniana (em vermelho) e o Sol (em amarelo). As letras representam as regiões aproximadas dos diferentes tipos de asteroides. Fonte: Jewitt (2018).

Por outro lado, os objetos trans-Netunianos são conhecidos por serem formados basicamente por gelos (Barucci et al., 2011), e até hoje, não foram detectados gelos na superfície dos Troianos (Dotto et al., 2006; Emery et al., 2006; Fornasier et al., 2007). Jewitt (2018) fez uma análise das cores das populações de Troianos de Júpiter e Troianos de Netuno (Fig. 1.5), que provavelmente possuem uma origem em comum. Estatisticamente, as cores destas duas populações são indistinguíveis, fortalecendo a hipótese de que ambas populações de troianos foram capturadas da mesma região ou, se capturadas de regiões diferentes, passaram por algum processo que tornou suas

cores semelhantes. Contudo, as cores destas populações diferem de todas as cores de outras populações de pequenos corpos e, até os dias de hoje, nenhum processo térmico conhecido é capaz de atuar da mesma maneira nas regiões de Júpiter e Netuno, que possuem temperaturas de ~ 125 K e ~ 40 K, respectivamente. Este paradoxo foi nomeado como "paradoxo dos Troianos".

1.1.3 Objetos trans-Netunianos

Os objetos trans-Netunianos (TNOs, da sigla em inglês para *trans-Neptunian objects*) são corpos originários da região além de Netuno (Fig. 1.6). O primeiro objeto descoberto nessa população (com exceção de Plutão) foi Albion (Jewitt and Luu, 1993). Hoje mais de 3500 objetos² já foram classificados dinamicamente nessa região. Devido a distância que estão do Sol, os TNOs possuem as superfícies menos alteradas termicamente dentre os grupos de pequenos corpos. Deste ponto de vista, estudar a composição superficial deles nos fornecem informações sobre o material remanescente da formação do nosso sistema planetário a grandes distâncias heliocêntricas.

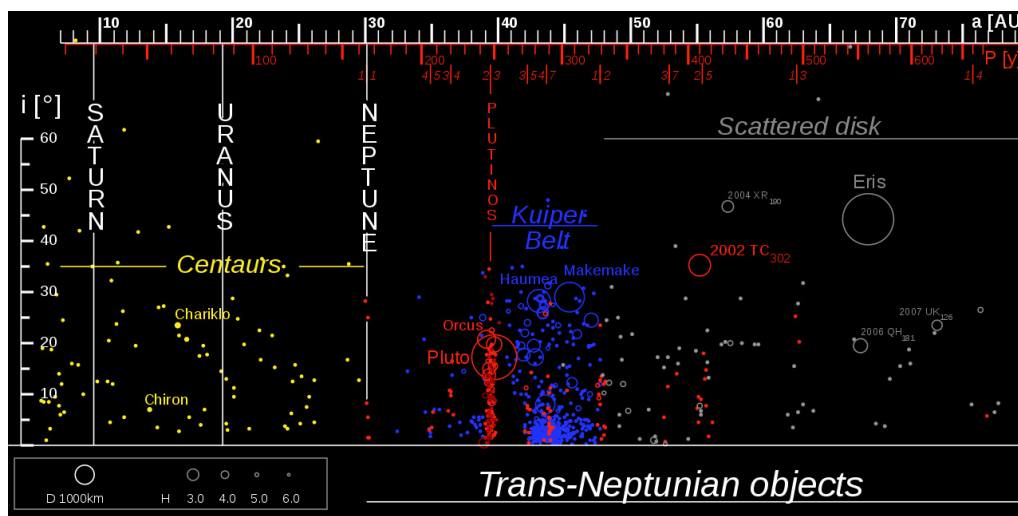


Figura 1.6: Distribuição de Semi-eixo maior *versus* Inclinação para TNOs. Os pontos em amarelo representam os Centauros, em vermelho os objetos em ressonância com Netuno, em azul os TNOs considerados clássicos e em cinza, os TNOs espalhados. A escala de tamanho se encontra na figura. Fonte: http://www.statemaster.com/encyclopedia/Trans_Neptunian-object.

Para buscar por relações entre composição e localização, os TNOs foram classificados em grupos dinâmicos. Em suma, de acordo com a classificação de Gladman et al. (2008), o grupo dos centauros abrange os objetos que estão orbitando entre os planetas gigantes. Os TNOs clássicos são aqueles com órbitas mais estáveis com

²Fonte: https://www.boulder.swri.edu/ekonews/objects/recov_stats.jpg.

baixa inclinação e excentricidade. Os objetos ressonantes são aqueles que estão presos em ressonância com Netuno e os espalhados, os que no decorrer da evolução do Sistema Solar foram enviados para órbitas mais externas devido a perturbações dinâmicas. Os destacados são os que possuem semi-eixo maior além de 48 UA e excentricidade maior que 0.24.

Por terem se formado além da linha do gelo de várias moléculas, os TNOs acretaram gelos de água e materiais voláteis, como metano, nitrogênio, monóxido e dióxido de carbono, dentre outros. O modelo de retenção de voláteis de (Schaller and Brown, 2007), propõe que TNOs com mais de 500 km de diâmetro possuem tamanho suficiente para manter os voláteis da época da acreção até os dias atuais. Do ponto de vista observacional, os maiores TNOs possuem sua superfície coberta por gelos de metano, como é o caso de Eris, Plutão e Makemake (Brown et al., 2005; Licandro et al., 2006), gelo de água no caso de Haumea e Quaoar (Jewitt and Luu, 2004; Pinilla-Alonso et al., 2009) e, dentre outros em menor quantidade, gelos de metanol, amônia e nitrogênio.

Portanto, a partir de investigação remota é possível caracterizar a superfície dos TNOs pois o intervalo espectral coberto pelos espectrógrafos abrange o intervalo do visível ao infravermelho próximo, e a maior parte dos gelos esperados na composição desses objetos tem absorções nesses comprimentos de onda. Limitações como tamanho do objeto, tamanho do telescópio e as condições observacionais interferem na relação sinal-ruído (SNR, da sigla em inglês para *signal-to-noise ratio*) do espectro obtido, muitas vezes não permitindo uma detecção e sim uma inferência para determinados componentes no espectro. Por este motivo, observações feitas de telescópios ou sondas espaciais são mais eficazes, contudo, não abarcam muitos objetos.

De maneira a abordar o tema dos pequenos corpos do Sistema Solar detalhadamente, no capítulo 2, tratamos de uma ferramenta matemática que auxilia na detecção de estruturas de absorção em espectros de pequenos TNOs, no capítulo 3, abordamos como as observações remotas podem auxiliar as missões espaciais através de espectroscopia de reflexão de alguns Troianos que são alvos da missão da NASA Lucy. No capítulo 4, abordaremos as similaridades e diferenças composicionais entre os Planetas anões Eris e Makemake através de modelos composicionais de espectros obtidos no X-Shooter. Utilizando o Telescópio Espacial Spitzer e dados já publicados, nós fizemos uma análise composicional de Haumea e Varuna. Esses resultados estão no capítulo 5. Por último, fazemos algumas considerações finais tomando em conta como este trabalho contribuiu para melhor entendimento dos pequenos corpos a partir de observações remotas (capítulo 6) e os trabalhos a serem desenvolvidos no futuro.

Capítulo 2

Aplicação da técnica de wavelets no estudo de espectros de objetos trans-Netunianos

Neste capítulo será apresentado, inicialmente, uma descrição da utilização da técnica observacional de espectroscopia de reflexão para a observação de TNOs. Em seguida, será abordada a técnica de *wavelets* para melhoria dos espectros da amostra e os critérios adotados para quantificar a melhoria obtida. Sucessivamente, mostraremos a análise dos espectros finais com suas respectivas inferências sobre a composição superficial dos TNOs analisados. Por fim é incluído o artigo que foi publicado na revista *Astronomy & Astrophysics* em 2018.

2.1 Motivação: Espectroscopia de Reflexão de TNOs

A espectroscopia de reflexão é uma excelente ferramenta para estudar a composição de pequenos corpos do Sistema Solar. Como explicitado na Seção 1.1.3, a maior parte dos gelos presentes nos TNOs possuem bandas de absorções no intervalo do visível - infravermelho próximo (VNIR). Contudo, como os TNOs estão a grandes distâncias do Sol e possuem alta magnitude, apenas os espectros dos maiores TNOs obtidos em condições observacionais ideais permitem uma análise mais detalhada.

Os espectros dos TNOs pequenos (os que possuem menos de 500km de diâmetro), até mesmo os obtidos nos maiores telescópios terrestres, possuem baixo SNR tornando um desafio diagnosticar, quando presente, as absorções em seus espectros. Nesses casos, quando determinado material está presente no TNO, nota-se uma queda no fluxo na região espectral onde a absorção deveria ocorrer.

Segundo Schaller and Brown (2007), os TNOs com menos de 500km de diâmetro

não tem tamanho suficiente para manter os voláteis acretados em sua formação até os dias de hoje, por este motivo, a detecção dessas espécimes não seria viável. Contudo, devido a queda no fluxo em regiões de absorção, existe a possibilidade da absorção estar ocorrendo e por conta do baixo SNR não ser possível detectá-la.

Visando analisar melhor esta possibilidade, no trabalho de mestrado (concluído em março de 2016) nós selecionamos uma amostra de espectros de 50 TNOs obtidos no instrumento SINFONI/VLT em 2008 (P.I.: M. A. Barucci) e comparamos a aplicação de algumas ferramentas de filtragem, tais como Rebinning, Runing box, Transformada de Fourier e Wavelets. Verificamos qualitativamente que dentre estas ferramentas, a técnica de wavelets teve um desempenho superior pois ela foi a que mais respeitou a forma, profundidade e posição das bandas de absorção nos espectros da amostra.

No trabalho descrito a seguir, fizemos uma melhoria da análise anterior. Construímos um algoritmo, com base em figuras de mérito (Meza et al., 2010), que seleciona dentre todas as wavelets e escalas disponíveis o par que melhor filtra os espectros que estão sob análise. Deste modo conseguimos desenvolver uma análise quantitativa e mensurar a melhoria obtida.

2.2 Filtragem: Transformada de Fourier *versus* Técnica de wavelets

Funções que não são periódicas podem ser expressas em termos de integrais de senos e cossenos, desde que sejam multiplicadas por um fator de peso: a transformada de Fourier. Esta técnica está dentre as mais utilizadas para filtragem de espectros. Em suma, o espectro é transformado do domínio espacial para o domínio das frequências através da transformada de Fourier e coeficientes são associados a cada uma das frequências. A filtragem é feita descartando-se os coeficientes associados as frequências mais altas, que é onde se entende que o ruído está localizado. Feito isto, aplica-se a transformada inversa de Fourier para passar o espectro do domínio da frequência para o domínio espacial.

Algumas considerações devem ser feitas antes da aplicação da transformada de Fourier, dentre elas que o ruído seja Gaussiano. E essa é uma condição que muitas vezes os espectros não satisfazem. Sendo assim, ao aplicar a transformada de Fourier, pode ocorrer a remoção de sinal e/ou alteração de estruturas importantes como as bandas de absorção que iremos analisar.

Já as wavelets são funções matemáticas de quadrado integrável ($\psi \in L^2(\mathbb{R})$) que apresentam um domínio finito e conseguem representar bem estruturas como picos e saliências, que são comuns nos espectros de TNOs. A técnica de wavelets possibilita

a decomposição do sinal, permitindo analisar os dados em diferentes domínios de frequências, com a resolução de cada componente amarrada à sua escala, por isso, a análise através das wavelets é de multi-resolução. A ideia é simples: separar a informação para ser analisada em uma parte "principal" e em outra "residual". Desta forma, as wavelets possibilitam que uma dada função seja descrita em termos que apresentam detalhes que vão desde os menos delicados aos mais finos. Na figura 2.1 mostramos algumas famílias de wavelets (Kim, 2013). Cada família é composta por funções com propriedades matemáticas similares, sendo nomeadas com o nome da família mais um número, por exemplo, *Bior 1*, *Bior 2*, e assim sucessivamente, tendo a *Bior 2* o dobro de modos de limpeza da *Bior 1*, necessitando assim de menos coeficientes para fazer a decomposição do sinal.

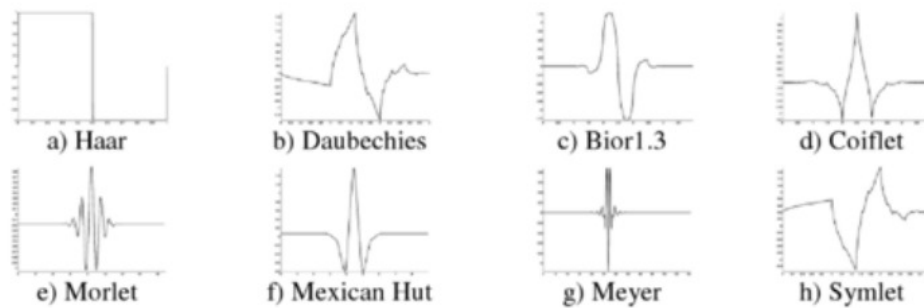


Figura 2.1: Tipos de Wavelets: a) Haar b) Daubechies c) Bior1.3 d) Coiflet e) Morlet f) Mexican Hat g) Meyer h) Symlet (Kim, 2013).

Sobre a limpeza, as wavelets não consideram que o ruído está relacionado com as altas frequências e sim a estruturas que não tem muita influência na decomposição de um determinado intervalo. No caso de um ruído Gaussiano, Donoho and Johnstone (1994) provaram que existe um determinado limite, chamado limite universal, abaixo do qual os coeficientes das wavelets tem mais probabilidade de serem compostos de ruído. Este limite universal para um sinal de dimensão N contaminado com ruído de variância de σ^2 pode ser definido como:

$$T = \sigma \sqrt{2 \log N}. \quad (2.1)$$

Para casos de variâncias desconhecidas, substitui-se o σ da equação 2.1 por:

$$\sigma = \frac{M}{0.6745}, \quad (2.2)$$

onde M é a mediana do modulo dos coeficientes das wavelets na escala 1.

Portanto, na filtragem com wavelets, o sinal é decomposto de acordo com a família de wavelets adotada, em uma determinada escala, o limite universal T é calculado e todos os coeficientes com valores menores que T são levados a zero (método

conhecido como filtro *hard*). Deste modo, pode-se garantir que as estruturas espectrais relacionadas com o sinal serão preservadas após a filtragem.

2.3 Figuras de mérito

Existem diversas wavelets que conseqüentemente produzirão distintos resultados para um determinado dado. Os critérios para escolha da melhor família de wavelets é qualitativo tendo sempre em mente que quanto mais parecida for a wavelet com o dado, melhor será o resultado. Portanto, não existe uma única possibilidade de wavelet para filtragem do espectro desejado. Por isso, tentando escolher o melhor par wavelets + escala com a menor intervenção possível do usuário, montamos um algoritmo que leva em consideração três Figuras de Mérito (FoM, da sigla em inglês para *Figure of Merit*, Meza et al. (2010)), que são testes que não recebem nenhuma informação *a priori* dos dados a serem analisados.

Definindo o dado de entrada (espectro) como $I = [I_1, \dots, I_M]$ e o dado de saída (espectro filtrado) como $F = [F_1, \dots, F_M]$, a primeira FoM está relacionada com a suavidade do dado (adaptado de Hayat et al. (1999)). Esta FoM vai priorizar wavelets que produzam espectros filtrados *suaves*, isto é, que não sejam muito oscilantes (como no caso de sinais sísmicos), uma vez que os espectros analisados não apresentam tal comportamento. Ela pode ser expressa matematicamente como:

$$\rho = \sum_{i=1}^M |[-1, 1] * F_i| / \sum_{i=1}^M |F_i|, \quad (2.3)$$

onde o asterisco significa convolução. Um sinal constante possui $\rho = 0$, enquanto que a medida que a variação pixel por pixel aumenta, ρ também aumentará. Portanto, para satisfazer a condição imposta, é desejável que o sinal filtrado tenha o menor valor de ρ possível.

A segunda FoM foi adaptada de Chen et al. (2003) e está relacionada com a redução do ruído (NR, da sigla em inglês para *noise reduction*).

$$NR = N_0/N_1, \quad (2.4)$$

onde N_0 e N_1 representam a média do espectro de potência do dado original e do dado filtrado, respectivamente. Quanto maior o NR, mais SNR terá o espectro filtrado.

A última FoM foi adaptada de Wang et al. (2008) e está relacionada com a não-uniformidade do resíduo (RNU, da sigla em inglês para *Residual Non-Uniformity*). Este parâmetro busca pelo resíduo (diferença entre o dado de entrada e o dado de saída) mais uniforme, ou seja, com a menor quantidade de estruturas possíveis.

Matematicamente ele pode ser descrito por:

$$\text{RNU} = 100/\bar{F} \sqrt{(1/M \times \sum_{i=1}^M (F_i - \bar{F})^2)}, \quad (2.5)$$

onde as quantidades sobrelinhadas se referem aos valores médios. Neste caso, quanto menor o RNU, mais uniforme será o resíduo.

Para definirmos uma métrica, primeiro invertemos o NR para buscar pelo mínimo e renormalizamos todas as FoMs para o intervalo entre 0 e 1. Deste modo, definimos nosso teste cego como a combinação das 3 FoMs (bFoM):

$$\text{bFoM} = \sqrt{\sum_{i=1}^3 (\text{FoM}_i)^2 / 3}, \quad (2.6)$$

deste modo, o melhor par wavelet + escala para filtragem dos espectros é dado pelo par que minimiza bFoM.

Antes de aplicar o algoritmo a amostra de espectros reais, nós o testamos com uma amostra de espectros sintéticos de gelo de água com SNR variando de 1 a 200 com ênfase nos espectros com SNR entre 1 e 50 para averiguarmos a aplicação do algoritmo acima descrito. O pacote *PyWavelets* do Python fornece 58 tipos diferentes de wavelets com escalas variando de 1 a 8, totalizando 464 espectros filtrados para cada espectro dado. Considerando que a amostra teste tem 41 espectros de entrada, no final, obtivemos 19024 valores de bFoM para os espectros sintéticos de gelo de água. A figura 2.2 mostra uma representação gráfica dos valores de bFoM *versus* ganho em SNR separado em duas partes: o painel a esquerda mostra os resultados para os dados de entrada com SNR menor que 20 enquanto os dados com SNR maior que 20 são mostrados no painel da direita. A SNR de 20 foi escolhida por ser a média da SNR dos espectros da amostra. Com base no gráfico, constatamos que o valor da bFoM não tem relação com a SNR do dado de entrada.

Um segundo teste foi feito comparando a aplicação da filtragem utilizando a transformada de Fourier e a técnica de wavelets (Fig. 2.3). A filtragem realizada pelo par wavelet + escala fornecido pela bFoM supera a filtragem realizada com a transformada de Fourier, até mesmo para os espectros com menor SNR inicial. Por conta disso nós utilizaremos sempre o par wavelet+escala que minimiza o valor da bFoM e faremos uma inspeção visual para verificar a qualidade da filtragem.

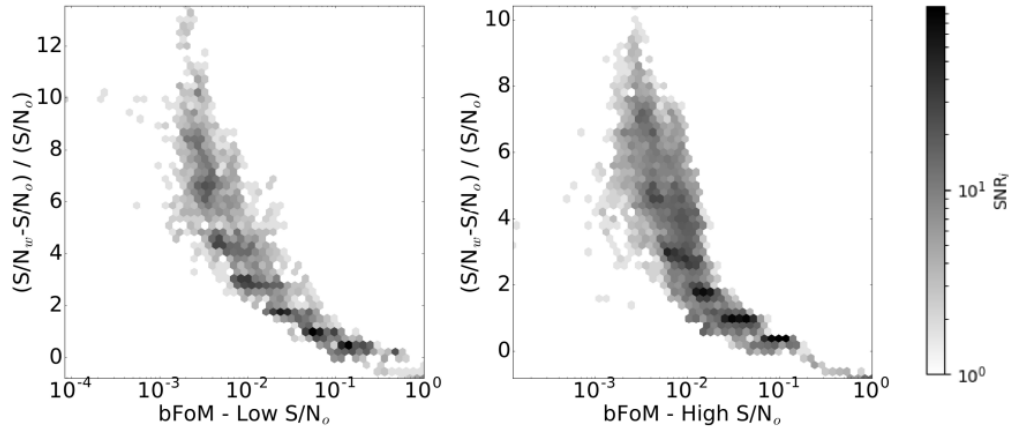


Figura 2.2: Mapas de distribuição do bFoM comparado com o ganho em SNR após a filtragem. A figura a esquerda mostra o ganho para os espectros da amostra com SNR inicial menor que 20 enquanto a figura a direita mostra os dados com SNR de entrada maior que 20. A escala de cor é logarítmica e indica o valor da SNR inicial de cada espectro sintético.

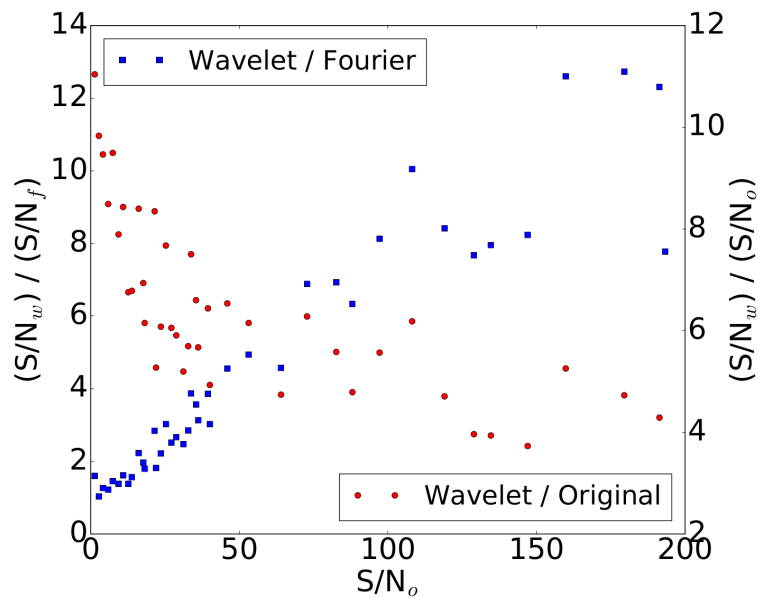


Figura 2.3: Comparação entre o ganho em SNR dos espectros sintéticos de gelo de água filtrados com wavelets e com a transformada de Fourier. Os quadrados azuis mostram a razão entre o ganho de SNR da aplicação das wavelets em comparação com a transformada de Fourier e os círculos vermelhos, o ganho em SNR das wavelets em comparação com a SNR original.

2.4 Amostra

Os espectros dos 50 TNOs utilizados neste trabalho foram obtidos com o *Spectrograph for Integral Field Observations in the Near-Infrared* (SINFONI)¹ situado na

¹<http://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/sinfoni.html>

unidade 4 do *Very Large Telescope* (VLT). Nossa amostra foi selecionada de objetos observados durante o *Large Program* entre 2007 e 2009 (P.I.: M. A. Barucci) no intervalo do NIR (bandas H+K). A lista de objetos analisados estão na tabela 2.1.

2.5 Metodologia

Para buscar por bandas de absorção de gelos de água e metanol nos TNOs da amostra, principalmente nos TNOs pequenos, nós filtramos os espectros utilizando a técnica de wavelets.

O segundo passo foi calcularmos a profundidade (D) das bandas (Merlin et al., 2012) em $2 \mu\text{m}$ e $2.27 \mu\text{m}$ para estimar a presença de gelo de água e metanol, respectivamente. De acordo com a profundidade encontrada, separamos os TNOs em candidatos a possuírem o gelo em questão em sua composição ($15 < D_{2.0,2.27\mu\text{m}} < 25\%$) e como possuidores se $D_{2.0,2.27\mu\text{m}} > 25\%$.

De acordo com as estimativas fazemos uma inspeção visual, comparando os espectros dos TNOs com os espectros obtidos em laboratório de gelo de água e metanol, separando-os em dois grupos: TNOs grandes e TNOs pequenos. A parte final é buscar na literatura a confirmação dos nossos resultados.

2.6 Análise e Resultados

O melhor par wavelet + escala fornecido pelo algoritmo foi utilizado para filtrar os espectros da amostra. Na tabela 2.1 nós indicamos qual foi o melhor par e o valor da SNR antes e depois da filtragem. O aumento da SNR dos objetos com alto SNR_i não foi significativo, uma vez que não havia muito ruído a ser removido, por outro lado, alguns dos TNOs menores que possuíam espectros com baixo SNR_i obtiveram um aumento significativo, indicando assim que as wavelets foram eficientes em melhorar os seus espectros, como proposto neste trabalho.

Com os espectros já filtrados, nós calculamos os parâmetros $D_{2.0\mu\text{m}}$ e $D_{2.27\mu\text{m}}$ que fornecem indicações da presença dos gelos de água e metanol, respectivamente, nos espectros de TNOs (Merlin et al., 2012). Os fluxos foram calculados como a mediana dos fluxos entre 1.98–2.02, 2.18–2.22 e 2.25–2.29 μm . O erro associado foi estimado com o auxílio do desvio padrão dos pontos usados para calcular a profundidade da banda em cada intervalo. Esses valores estão representados na tabela 2.1. O critério utilizado para considerar que os TNOs possuem gelo de água ou metanol em sua

¹Os diâmetros foram retirados do survey "TNOs are cool" (<http://public-tnosarecool.lesia.obspm.fr/>).

²Acredita-se que Tritão teve sua origem na região trans-Netuniana e que devido a instabilidades dinâmicas foi capturado por Netuno durante a evolução do Sistema Solar, sendo assim considerado um TNO.

Objeto	Wavelet	Escala	D _{2.0μm} (%)	D _{2.27μm} (%)	Diâmetro (km)	SNR _i	SNR _f
2060 Chiron	Bior 5.5	7	3.74 \pm 0.07	13.3 \pm 1.3	215.6	56.1	357.6
5145 Pholus	Rbio 3.9	5	7.7 \pm 0.4	33.9 \pm 9.2	119	8.5	38.2
10199 Chariklo	Bior 5.5	5	6.8 \pm 0.2	1.84 \pm 0.09	231	86.2	179.5
15874 1996 TL ₆₆	Bior 5.5	8	22.7 \pm 12.8	35.1 \pm 16.6	339	6.3	46.6
19308 1996 TO ₆₆	Bior 5.5	7	33.6 \pm 40.1	33.0 \pm 37.0	200	0.95	9.91
26375 1999 DE ₉	Bior 5.5	8	9.22 \pm 0.05	5.36 \pm 1.04	311	10.6	213.0
28978 Ixion	Rbio 3.9	7	11.5 \pm 1.5	27.9 \pm 16.8	617	16.5	92.2
32532 Thereus	Bior 5.5	8	10.0 \pm 1.0	8.9 \pm 1.9	62	15.7	122.2
38628 Huya	Bior 5.5	6	7.38 \pm 0.43	21.0 \pm 2.4	458	9.0	31.6
42355 Typhon	Bior 5.5	7	14.5 \pm 0.2	4.8 \pm 0.8	185	18.5	81.2
44594 1999 OX ₃	Rbio 3.5	8	4.15 \pm 0.85	1.46 \pm 0.43	135	15.7	270.0
47171 1999 TC ₃₆	Rbio 2.6	7	8.16 \pm 0.74	0.74 \pm 0.12	393	24.7	185.0
47932 2000 GN ₁₇₁	Rbio 2.8	6	20.0 \pm 4.0	21.7 \pm 7.40	147	9.08	34.68
50000 Quaoar	Rbio 2.8	8	28.1 \pm 0.4	11.8 \pm 0.5	1036	23.7	28.9
52872 Okyrhoe	Sym 15	8	2.57 \pm 0.07	0.72 \pm 0.01	35	56.7	180.6
54598 Bienor	Rbio 2.4	8	12.7 \pm 1.9	25.4 \pm 12.8	198	6.4	96.5
55565 2002 AW ₁₉₇	Db 2	8	13.8 \pm 7.9	21.3 \pm 6.4	768	16.4	190.2
55576 Amycus	Bior 5.5	7	12.6 \pm 0.4	13.5 \pm 2.0	104	15.2	148.8
55637 2002 UX ₂₅	Bior 5.5	7	12.4 \pm 1.3	38.0 \pm 8.8	692	7.0	11.6
55638 2002 VE ₉₅	Bior 5.5	8	10.28 \pm 0.05	11.3 \pm 1.1	250	21.4	267.4
60558 Echeclus	Bior 5.5	8	2.5 \pm 0.4	1.2 \pm 0.5	65	10.1	41.8
73480 2002 PN ₃₄	Bior 5.5	8	13.9 \pm 2.2	2.0 \pm 0.6	112	12.0	95.7
83982 Crantor	Db 18	8	14.0 \pm 1.8	34.3 \pm 11.0	59	15.8	141.9
90377 Sedna	Bior 5.5	7	25.7 \pm 10.0	30.7 \pm 6.2	906	12.5	108.6
90482 Orcus	Rbio 2.6	8	38.3 \pm 1.3	19.6 \pm 1.6	958	15.9	22.5
90568 2004 GV ₉	Rbio 2.8	7	9.1 \pm 0.2	26.2 \pm 0.5	680	14.2	101.3
95626 2002 GZ ₃₂	Rbio 2.4	7	8.27 \pm 1.25	4.87 \pm 1.38	237	11.5	433.8
119951 2002 KX ₁₄	Rbio 3.7	8	7.9 \pm 0.1	34.9 \pm 0.7	455	7.0	290.5
120061 2003 CO ₁	Rbio 2.8	7	5.16 \pm 0.33	0.42 \pm 0.21	94	29.9	52.3
120132 2003 FY ₁₂₈	Sym 13	8	28.0 \pm 6.0	10.8 \pm 13.7	460	3.0	18.0
120348 2004 TY ₃₆₄	Bior 5.5	8	2.27 \pm 0.02	0.60 \pm 0.01	512	16.0	146.8
134340 Pluto	Bior 3.1	6	4.31 \pm 0.12	76.0 \pm 17.6	2372	46.1	46.2
136108 Haumea	Rbio 3.9	5	59.8 \pm 1.8	27.0 \pm 2.6	1240	13.0	14.7
136199 Eris	Bior 5.5	6	11.6 \pm 0.8	92.4 \pm 11.6	2326	18.46	21.2
144897 2004 UX ₁₀	Rbio 2.8	6	18.5 \pm 3.3	34.6 \pm 6.9	398	11.4	63.6
145451 2005 RM ₄₃	Bior 5.5	8	21.9 \pm 1.8	22.0 \pm 1.9	252	5.4	36.1
145452 2005 RN ₄₃	Bior 5.5	8	1.08 \pm 0.06	0.94 \pm 0.01	679	18.8	126.5
145453 2005 RR ₄₃	Bior 5.5	8	76.4 \pm 2.6	17.6 \pm 0.3	670	3.6	5.2
174567 Varda	Db 20	8	7.0 \pm 0.5	9.9 \pm 1.5	792	12.5	128.5
208996 2003 AZ ₈₄	Db 4	8	20.2 \pm 3.3	16.1 \pm 6.7	727	7.7	41.0
229762 G!kún/'hõmdfímà	Rbio 2.6	8	11.9 \pm 1.1	10.8 \pm 3.1	599	10.5	95.1
250112 2002 KY ₁₄	Bior 5.5	8	5.0 \pm 0.3	7.9 \pm 0.7	47	19.8	110.1
281371 2008 FC ₇₆	Bior 5.5	8	2.88 \pm 0.02	13.3 \pm 2.8	68	10.9	231.7
307616 2003 QW ₉₀	Bior 5.5	8	3.85 \pm 0.05	12.2 \pm 1.3	366	2.05	11.0
309737 2008 SJ ₂₃₆	Bior 5.5	7	12.5 \pm 0.3	63.0 \pm 52.5	18	5.6	71.8
455502 2003 UZ ₄₁₃	Bior 5.5	8	25.0 \pm 2.2	2.6 \pm 1.8	1214	7.0	130.7
527443 2007 UM ₁₂₆	Rbio 3.7	7	7.4 \pm 0.2	19.4 \pm 6.4	42	10.4	130.0
2007 VH ₃₀₅	Rbio 2.8	6	13.2 \pm 4.6	23.9 \pm 13.8	24	5.6	39.4
Charon	Rbio 2.8	8	53.4 \pm 0.7	3.2 \pm 0.1	1212	9.8	9.8
Tritão ²	Bior 4.4	6	16.6 \pm 1.1	42.4 \pm 3.0	2706	51.4	54.0

Tabela 2.1: Parâmetros espectrais dos TNOs da amostra. Os parâmetros D_{2.0 μ m} e D_{2.27 μ m} fornecem um indício da presença de gelo de água e gelo de metanol, respectivamente, na composição dos objetos analisados. Uma estimativa do SNR antes (SNR_i) e após (SNR_f) a filtragem é mostrada nas duas últimas colunas e, nas colunas 2 e 3, a wavelet e escala utilizada para fazer a filtragem. Legenda: Bior é a wavelet Biorthogonal, Rbio é a Reverse biorthogonal, Sym são as Symlets e Db as Daubechies.

superfície foi $D_{2.0,2.27\mu\text{m}} > 25\%$ enquanto os TNOs com $15 < D_{2.0,2.27\mu\text{m}} < 25\%$ são candidatos a possuírem gelos de água.

Após a seleção dos TNOs que possuem ou são candidatos a possuírem os determinados gelos, nós utilizamos a teoria de reflectância bidirecional de Hapke (1981) para calcular o espectro de reflectância dos gelos de metanol e água com as constantes óticas de Schmitt et al. (1998) para fazermos uma inspeção visual, buscando por absorções ou queda no fluxo na região espectral correspondente. Sendo assim, consideramos os TNOs com gelo de água Quaoar, Orcus, Haumea, 2005 RR₄₃ e Charon (Fig. 2.4), todos com mais de 500 km de diâmetro. Como pode ser visto na figura 2.4, existe uma coincidência das bandas de $1.65 \mu\text{m}$ e $2.0 \mu\text{m}$ nos espectros de todos os TNOs, bandas estas que são assinaturas da presença do gelo de água na composição superficial desses objetos.

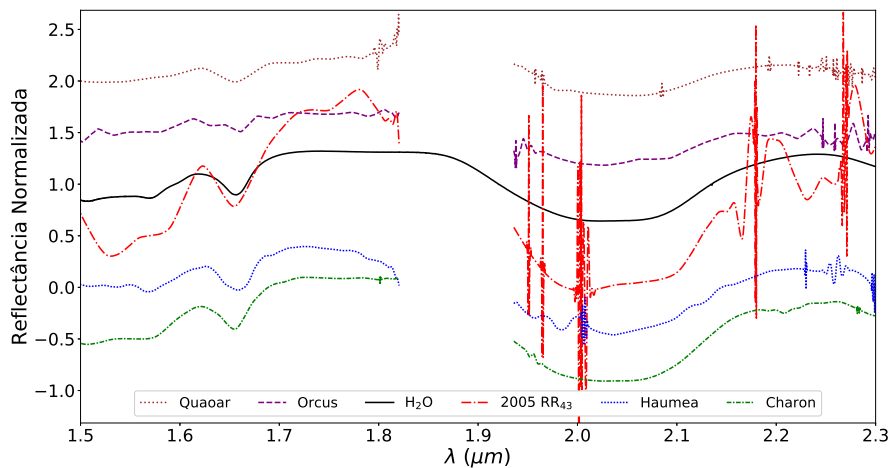


Figura 2.4: Reflectância normalizada *versus* comprimento de onda. Os espectros foram deslocados em reflectância para melhor visualização. A região próxima a $1.85 \mu\text{m}$ foi mascarada devido a absorção da atmosfera. Em marrom é mostrado o espectro de Quaoar, em roxo, o de Orcus, em vermelho, o de 2005 RR₄₃, em azul, o de Haumea e em verde o de Charon. O espectro sintético de gelo de água é mostrado em preto.

Os candidatos a possuírem o gelo de metanol são: 2004 TY₃₆₄, 2003 QW₉₀, Pholus, Huya, Crantor e 2005 RR₄₃, que estão representados nas figuras 2.5 (TNOs grandes) e 2.6 (TNOs pequenos). Nossa análise ficou concentrada na parte final do espectro, especificamente na região além de $2.0 \mu\text{m}$ pois apesar de ser uma região com bastante ruído, é nesta parte do espectro que se concentram as absorções de metanol. Em alguns casos não é possível reconhecer as bandas contudo nota-se uma queda no fluxo que poderia ser atribuída a presença do gelo de metanol na superfície do objeto.

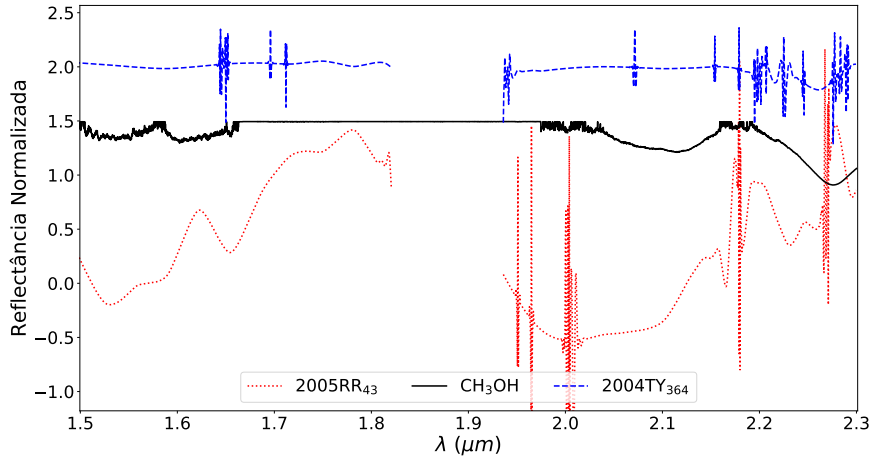


Figura 2.5: Reflectância normalizada *versus* comprimento de onda. Os espectros foram deslocados em reflectância para melhor visualização. Em preto temos o modelo do gelo de metanol, em azul, o espectro de 2004 TY₃₆₄ e em vermelho, o espectro de 2005 RR₄₃.

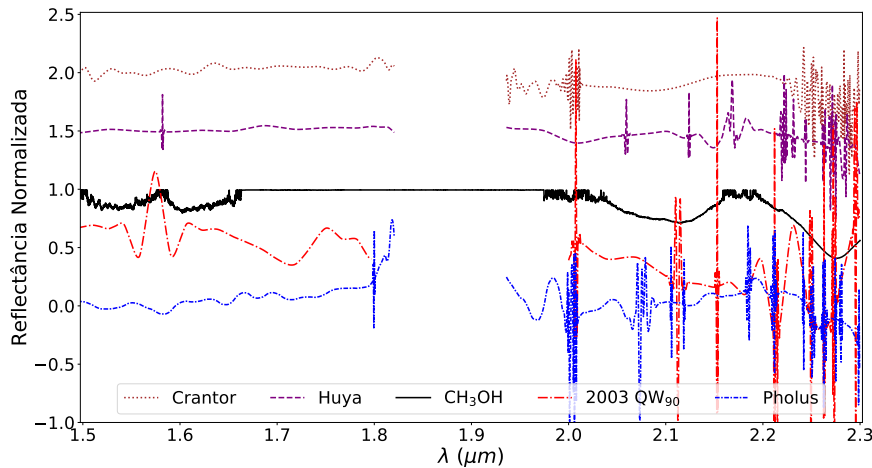


Figura 2.6: Reflectância normalizada *versus* comprimento de onda. Os espectros foram deslocados em reflectância para melhor visualização. Em preto temos o modelo do gelo de metanol, os espectros dos TNOs pequenos representados são: Crantor (marrom), Huya (roxo), 2003 QW₉₀ (vermelho) e Pholus (azul).

2.7 Conclusão

Neste trabalho nós mostramos como a aplicação da técnica de wavelets permitiu a análise dos espectros de 50 TNOs, dentre eles, espectros de objetos pequenos que devido ao baixo SNR que possuíam, muitas vezes eram até descartados das análises. Ainda assim, cuidado deve ser tomado ao analisar as regiões próximas as bordas do espectro e próximas as absorções telúricas pois em alguns casos, esses componentes não são totalmente removidos e/ou aparecem estruturas que não tem relação com absorções. No geral, a filtragem realizada melhorou o SNR dos espectros e, devido

Objeto	Gelo
5145 Pholus	Metanol+
38628 Huya	Metanol*
50000 Quaoar	Água+
83982 Crantor	Metanol+
90482 Orcus	Água+
120348 2004 TY ₃₆₄	Metanol+
136108 Haumea	Água+
145453 2005 RR ₄₃	Água+, Metanol*
307616 2003 QW ₉₀	Metanol*
Charon	Água+

Tabela 2.2: Resumo dos resultados: TNOs e possíveis gelos em sua composição superficial. Os gelos marcados com (+) possuem detecções já mencionadas na literatura e, aqueles com (*), necessitam de confirmação.

a esta melhoria, foi possível realizar a comparação deles com os espectros de gelo de água e metanol para buscar estruturas que pudessem ser consideradas indicadoras da presença desses gelos na composição superficial deles.

Alguns dos espectros utilizados nesta análise já possuíam dados publicados e serviram como validadores da metodologia adotada. A tabela 2.2 mostra uma síntese das absorções que encontramos separando as que já estavam indicadas na literatura e as que necessitam de confirmação. Portanto apesar de em alguns casos a quantidade de ruído remanescente não possibilitar a caracterização da composição superficial, como em alguns casos com SNR inicial menor que 20, onde a origem *poissonica* do ruído começar a interferir na qualidade do resultado, consideramos que a aplicação de wavelets foi bem sucedida na filtragem dos demais espectros de TNOs da nossa amostra. A seguir, anexamos o artigo que foi gerado a partir deste trabalho.

2.8 Artigo: Wavelet theory applied to the study of spectra of trans-Neptunian objects

Wavelet theory applied to the study of spectra of trans-Neptunian objects

A. C. Souza-Feliciano, A. Alvarez-Candal, and Y. Jiménez-Teja

Observatório Nacional, rua General José Cristino 77, 20921-400 Rio de Janeiro, Brazil
e-mail: carolinaastro@on.br

Received 28 June 2017 / Accepted 26 January 2018

ABSTRACT

Context. Reflection spectroscopy in the near-infrared (NIR) is used to investigate the surface composition of trans-Neptunian objects (TNOs). In general, these spectra are difficult to interpret due to the low apparent brightness of the TNOs, causing low signal-to-noise ratio even in spectra obtained with the largest telescopes available on Earth, making it necessary to use filtering techniques to analyze and interpret them.

Aims. The purpose of this paper is to present a methodology to analyze the spectra of TNOs. Specifically, our aim was to filter these spectra in the best possible way: maximizing noise removal, while minimizing the loss of signal.

Methods. We used wavelets to filter the spectra. Wavelets are a mathematical tool that decompose the signal into its constituent parts, allowing us to analyze the data in different areas of frequencies with the resolution of each component tied to its scale. To check the reliability of our method, we compared the filtered spectra with the spectra of water and methanol ices to identify some common structures between them.

Results. Of the 50 TNOs in our sample, we identify traces of water ices and methanol in the spectra of several of them, some with previous reports, while for other objects there were no previous reports.

Conclusions. We conclude that the wavelet technique is successful in filtering spectra of TNOs.

Key words. kuiper belt: general – techniques: spectroscopic – methods: data analysis

1. Introduction

Trans-Neptunian objects (TNOs) are icy relics left over from the planetary accretion disk that orbit the Sun beyond Neptune. The investigation of their properties, as remnants of the external planetesimal swarms, is essential to understanding their formation and evolution. Investigating their surfaces by spectroscopy is a tool for constraining the chemical properties and the evolution processes that occurred in the solar system (Barucci et al. 2008).

To better understand the objects in this region we rely on observations, mostly ground-based, of their surface properties. In particular, we use reflection spectroscopy in the near-infrared (NIR). In general, the NIR spectra of TNOs are difficult to interpret because of the objects' low apparent brightness, which causes a low signal-to-noise ratio (S/N) even in data obtained with the largest telescopes available on the Earth. Therefore, the spectra of these objects usually have a considerable amount of noise making it necessary to use filtering techniques to analyze and interpret them.

In signal processing, noise is defined as that undesirable, random signal that is mainly introduced by the processes of capture, storage, and transmission of the data. Although inherent to the data and thus difficult to be disentangled from them, the noise must be estimated and removed in the most efficient way without altering the real information contained in the data. Hereafter we use the term signal to indicate that part of the data containing real information, and noise to describe that artificial, random signal introduced by the mechanisms previously described.

Filters are usually applied to remove noise from signals. Due to its random nature, noise is identified with unstructured high

frequencies. Filtering techniques try to identify these frequencies and eliminate or attenuate them.

Among the most commonly used techniques are rebinning, the runing box, and the Fourier transform. However, these techniques are not completely efficient because they either decrease the spectral resolution (rebinning and runing box) or they can incorrectly remove high frequency spectral features easily confused with noise (Fourier transform). Two important problems affect this last technique: 1) the definition of “high frequency” is somewhat arbitrary, and lacks a robust definition, and 2) data are processed as a whole. In this sense, the Fourier transform provides the frequencies that globally compose the data. There is no information on the localization of these frequencies, that is, whether they appear throughout the whole signal or just in a certain interval. As they are all treated equally with this global analysis, it is difficult to determine whether a high frequency is truly related to noise or instead a real feature of the signal, thus containing information. This second problem is usually overcome by applying the Fourier transform in windows, but the arbitrary definition of the size of the window and the border effects induced by them made us choose a different technique to filter our TNO data.

Wavelets are similar to the Fourier transform since they decompose the data into the frequencies that compose them, but with the difference that these are localized (although not perfectly). The wavelets perform a multiscale analysis of the data, where the different frequencies that compose the signal are roughly located with an uncertainty that depends on the resolution of the scale. The information provided by the wavelets is thus essentially the same as that from Fourier, but detailed and

split between different scales. With this new approach, a high frequency is not immediately associated with noise, but depending on its modulus (i.e., its presence and weight in the data), it will be considered a significant piece of information or noise.

Wavelets have been used in astrophysics for various purposes: to denoise cosmological simulations (Romeo et al. 2003, 2004), to remove the background light in galaxy clusters and detect faint small objects to complete their luminosity function (Livermore et al. 2017), to identify the different scales in wavelet decomposition with luminous components in groups of galaxies (Da Rocha et al. 2008; Da Rocha & Mendes de Oliveira 2005), and to study mutual events among Galilean satellites (Ramírez et al. 2006), among others.

Here we show how the application of the wavelets to filter the data allows us to reduce the amount of noise in the spectra of 50 TNOs obtained with the instrument SINFONI at the Very Large Telescope in Cerro Paranal, Chile. We describe the sample in the Sect. 2 and the chosen filtering technique in Sect. 3. The methodology used is shown in Sect. 4 and the results are presented in Sect. 5. Finally, the conclusions are drawn in the Sect. 6.

2. Data

All spectra shown in this paper were obtained with the Spectrograph for Integral Field Observations in the Near-Infrared (SINFONI)¹ located in the Cassegrain focus of the unit 4 of the Very Large Telescope (VLT). SINFONI provides a spectroscopic imaging in 3D in the spectral range between 1.05 and 2.45 μm . This instrument has four different modes of observation, J , H , K , and $H+K$, with a spectral resolution of 1500 in the $H+K$ band. The spectra of the sample were obtained using the $H+K$ mode because it allows us to observe the H and K bands simultaneously. The spatial resolution was 0.25 arcsec/spaxels, with corresponding field of view of 8.0 arcsec.

Our sample was selected from the objects observed within an ESO Large Program carried out between 2007 and 2009 (P.I.: M. A. Barucci). The objects analyzed are listed in Table 1. Most of the spectra presented here have already been published. Details of those marked with (+) can be found in Barucci et al. (2011), with (++) in DeMeo et al. (2010), with (–) in Barucci et al. (2010), with (#) in Barucci et al. (2012), with (*) in Guilbert et al. (2009), with (–) in Alvarez-Candal et al. (2007), (***) in Merlin et al. (2007), and Pluto and Charon in Merlin et al. (2010). We note that the spectra of Chiron and 1996 TO₆₆ have not been previously published; nevertheless, the details of their reduction can be found in any of the previous references. In this way, according to the classification of Gladman et al. (2008), among the spectra in our sample are included 13 classical objects, 10 resonant objects, 16 centaurs, 4 scattering disk objects, and 5 detached objects.

The sizes of the objects range from 20 to 2700 km (see Table 1), several of which with diameters over 500 km (Pluto, Triton, Haumea, Quaoar, etc.). From a technical point of view, it is easier to detect absorption features in the spectra of the largest objects, due to their S/N and also because large objects can retain a larger reservoir of volatiles (Schaller & Brown 2007). Smaller objects, which constitute most of our sample, are more difficult to deal with because (1) they are too small to have kept the volatiles that were accreted onto them when they were formed (Schaller & Brown 2007); and/or (2) of their small sizes, their

apparent brightness is too faint and therefore the S/N is too low to detect small absorption features.

Unfortunately, nothing can be done in case (1), but we can tackle case (2) and try to work with the spectra generated by these objects through the application of techniques that improve their signal-to-noise ratios until the arrival of the next generation of telescopes. Therefore, we applied the wavelets to filter all objects in our sample. For large TNOs ($d > 500$ km) (Brown 2012), especially those that have been well studied in the literature, the goal was to verify whether the application of wavelets can be a tool for reducing the noise and for recognizing the absorption bands already reported in the literature without losing information. As the result was positive, we applied the same technique to smaller TNOs ($d < 500$ km) and tried to identify possible evidence of absorption bands of water and methanol ices that the noise could be hiding.

3. Data processing

As mentioned above, due to the overall faintness of the TNOs, their spectra usually have relatively low S/N (seldom over 20 or 30). It is therefore necessary to use a filtering technique to analyze and interpret them.

The main purpose of our study is to use the wavelets technique to reduce the maximum amount of noise without changing the shapes and positions of the possible absorption bands of the spectra, if present, in order to identify them. Once filtered, some spectral parameters are calculated to estimate the possibility of absorption detection, due to some ices of astrophysical interest such as water and methanol ices. After that, these spectra are compared to spectra calculated from optical constants measured in the laboratory for the ices mentioned. This step is necessary to link the absorptions detected in the filtered spectra with the ices we are looking for.

3.1. Wavelets

The wavelet transform is a multiresolution technique which decomposes the data into their constituent frequencies, roughly located in time (or wavelength) and frequency simultaneously. It is based on the so-called wavelet function or mother wavelet ψ , which can be any squared-integrable function with zero mean:

$$\int_{-\infty}^{+\infty} \psi(t) dt = 0. \quad (1)$$

These two simple properties guarantee that ψ has an undulating shape, and is the reason why it is called a wavelet. For each wavelet ψ , we can build its associated wavelet family, consisting of the original wavelet function ψ dilated and translated by different factors, the scale j and the translation factor k , respectively:

$$\psi_{j,k} = \frac{1}{\sqrt{2^j}} \psi\left(\frac{t - 2^j k}{2^j}\right). \quad (2)$$

It can be proved that these wavelet families are mathematically orthonormal bases of the $\{L\}^2$ -space of the squared integral functions. This means that any function (or data), provided that it is smooth enough, can be decomposed as the linear combination of the elements of the wavelet family

$$f(t) = \sum_{j=0}^{\infty} \sum_{k \in \mathbb{Z}} d_{j,k} \psi_{j,k}(t), \quad (3)$$

¹ <http://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/sinfoni.html>

Table 1. Spectral parameters of observed objects.

Number	Wavelet	Scal	$D_{2.0} \mu\text{m}$ (%)	$D_{2.27} \mu\text{m}$ (%)	Diameter (km) ¹	S/N_o	S/N_w
2060 Chiron	Bior 5.5	7	3.7 ± 0.07	13.3 ± 1.3	215.6	56.1	357.6
5145 Pholus +	Rbio 3.9	5	7.7 ± 0.4	33.9 ± 9.2	119	8.5	38.2
10199 Chariklo *	Bior 5.5	5	6.8 ± 0.2	1.84 ± 0.09	231	86.2	179.5
15874 1996 TL ₆₆ *,+	Bior 5.5	8	22.7 ± 12.8	35.1 ± 16.6	339	6.3	46.6
19308 1996 TO ₆₆	Bior 5.5	7	33.6 ± 40.1	33.0 ± 37.0	200	0.95	9.91
26375 1999 DE ₉ *	Bior 5.5	8	9.22 ± 0.05	5.36 ± 1.04	311	10.6	213.0
28978 Ixion *	Rbio 3.9	7	11.5 ± 1.5	27.9 ± 16.8	617	16.5	92.2
32532 Thereus *	Bior 5.5	8	10.0 ± 1.0	8.9 ± 1.9	62	15.7	122.2
38628 Huya –	Bior 5.5	6	7.38 ± 0.43	21.0 ± 2.4	458	9.0	31.6
42355 Typhon *	Bior 5.5	7	14.5 ± 0.2	4.8 ± 0.8	185	18.5	81.2
44594 1999 OX ₃ +	Rbio 3.5	8	4.15 ± 0.85	1.46 ± 0.43	135	15.7	270.0
47171 1999 TC ₃₆ *	Rbio 2.6	7	8.16 ± 0.74	0.74 ± 0.12	393	24.7	185.0
47932 2000 GN ₁₇₁ *	Rbio 2.8	6	20.0 ± 4.0	21.7 ± 7.40	147	9.08	34.68
50000 Quaoar *	Rbio 2.8	8	28.1 ± 0.4	11.8 ± 0.5	1036	23.7	28.9
52872 Okyrhoe ++	Sym 15	8	2.57 ± 0.07	0.72 ± 0.01	35	56.7	180.6
54598 Bienor *	Rbio 2.4	8	12.7 ± 1.9	25.4 ± 12.8	198	6.4	96.5
55565 2002 AW ₁₉₇ *	Db 2	8	13.8 ± 7.9	21.3 ± 6.4	768	16.4	190.2
55576 Amycus +	Bior 5.5	7	12.6 ± 0.4	13.5 ± 2.0	104	15.2	148.8
55637 2002 UX ₂₅ +	Bior 5.5	7	12.4 ± 1.3	38.0 ± 8.8	692	7.0	11.6
55638 2002 VE ₉₅ #	Bior 5.5	8	10.28 ± 0.05	11.3 ± 1.1	250	21.4	267.4
60558 Echeclus *	Bior 5.5	8	2.5 ± 0.4	1.2 ± 0.5	65	10.1	41.8
73480 2002 PN ₃₄ ++	Bior 5.5	8	13.9 ± 2.2	2.0 ± 0.6	112	12.0	95.7
83982 Crantor *	Db 18	8	14.0 ± 1.8	34.3 ± 11.0	59	15.8	141.9
90377 Sedna –	Bior 5.5	7	25.7 ± 10.0	30.7 ± 6.2	906	12.5	108.6
90482 Orcus *	Rbio 2.6	8	38.3 ± 1.3	19.6 ± 1.6	958	15.9	22.5
90568 2004 GV ₉ *	Rbio 2.8	7	9.1 ± 0.2	26.2 ± 0.5	680	14.2	101.3
95626 2002 GZ ₃₂ +	Rbio 2.4	7	8.27 ± 1.25	4.87 ± 1.38	237	11.5	433.8
119951 2002 KX ₁₄ *	Rbio 3.7	8	7.9 ± 0.1	34.9 ± 0.7	455	7.0	290.5
120061 2003 CO ₁ +	Rbio 2.8	7	5.16 ± 0.33	0.42 ± 0.21	94	29.9	52.3
120132 2003 FY ₁₂₈ *	Sym 13	8	28.0 ± 6.0	10.8 ± 13.7	460	3.0	18.0
120348 2004 TY ₃₆₄ +	Bior 5.5	8	2.27 ± 0.02	0.60 ± 0.01	512	16.0	146.8
134340 Pluto	Bior 3.1	6	4.31 ± 0.12	76.0 ± 17.6	2372	46.1	46.2
136108 Haumea **	Rbio 3.9	5	59.8 ± 1.8	27.0 ± 2.6	1240	13.0	14.7
136199 Eris *	Bior 5.5	6	11.6 ± 0.8	92.4 ± 11.6	2326	18.46	21.2
144897 2004 UX ₁₀ +	Rbio 2.8	6	18.5 ± 3.3	34.6 ± 6.9	398	11.4	63.6
145451 2005 RM ₄₃ +	Bior 5.5	8	21.9 ± 1.8	22.0 ± 1.9	252	5.4	36.1
145452 2005 RN ₄₃ *	Bior 5.5	8	1.08 ± 0.06	0.94 ± 0.01	679	18.8	126.5
145453 2005 RR ₄₃ +	Bior 5.5	8	76.4 ± 2.6	17.6 ± 0.3	670	3.6	5.2
174567 Varda +	Db 20	8	7.0 ± 0.5	9.9 ± 1.5	792	12.5	128.5
208996 2003 AZ ₈₄ +, *	Db 4	8	20.2 ± 3.3	16.1 ± 6.7	727	7.7	41.0
229762 2007 UK ₁₂₆ +	Rbio 2.6	8	11.9 ± 1.1	10.8 ± 3.1	599	10.5	95.1
250112 2002 KY ₁₄ +	Bior 5.5	8	5.0 ± 0.3	7.9 ± 0.7	47	19.8	110.1
281371 2008 FC ₇₆ +	Bior 5.5	8	2.88 ± 0.02	13.3 ± 2.8	68	10.9	231.7
307616 2003 QW ₉₀ *	Bior 5.5	8	3.85 ± 0.05	12.2 ± 1.3	366	2.05	11.0
309737 2008 SJ ₂₃₆ +	Bior 5.5	7	12.5 ± 0.3	63.0 ± 52.5	18	5.6	71.8
455502 2003 UZ ₄₁₃ +	Bior 5.5	8	25.0 ± 2.2	2.6 ± 1.8	1214	7.0	130.7
2007 UM ₁₂₆ +	Rbio 3.7	7	7.4 ± 0.2	19.4 ± 6.4	42	10.4	130.0
2007 VH ₃₀₅ +	Rbio 2.8	6	13.2 ± 4.6	23.9 ± 13.8	24	5.6	39.4
Charon	Rbio 2.8	8	53.4 ± 0.7	3.2 ± 0.1	1212	9.8	9.8
Triton ²	Bior 4.4	6	16.6 ± 1.1	42.4 ± 3.0	2706	51.4	54.0

Notes. This table give us an idea about the presence of methanol and/or water ices on the surface of theses objects. We took advantage of the last two columns to show the signal-to-noise ratio before and after the filtering, and in Col. 2 we show which wavelet was used to perform the filtering, where Bior is the wavelet Biorthogonal, Rbio is Reverse biorthogonal, Sym is Symlets, and Db is Daubechies. ⁽¹⁾ The diameters shown here were taken from the survey “TNOs are cool” (<http://public-tnosarecool.lesia.obspm.fr/>). ⁽²⁾ Its believed that Triton had its origin in the trans-Neptunian region, and that it was captured by Neptune during the evolution of the solar system.

where the coefficients $d_{j,k}$ are the wavelet coefficients. These coefficients are calculated according to the following expression:

$$d_{j,k} = \int_{-\infty}^{+\infty} f(t) \overline{\psi_{j,k}(t)} dt. \quad (4)$$

The wavelet coefficients are related to the details (frequencies) that compose the data. Their lower scales (j) give information on the finer details that compose the data, such as high frequency structures, pseudo-impulsive features, or noise. These fine details are very well localized in time due to the small support size of the associated wavelet functions $\psi_{j,k}$ (its width in the time space). Higher j scales tell us about coarser details, low frequency structure in the data, usually related with information. Due to the increase in the support size of the $\psi_{j,k}$, these coarse details are localized in time with a higher uncertainty. However, the support size of a function in time is inversely proportional to its support size in the Fourier domain. That means that the narrower the $\psi_{j,k}$ are, the wider their support in frequency becomes, thus increasing the uncertainty in frequency. For this reason, in the wavelet decomposition the high frequencies that compose the data are not very well identified, although exceptionally well localized in the data (i.e., we know where they are, but not who they are), whereas the low frequency structures are better defined, but we do not know exactly where they appear (i.e., we know who they are, but not where they are). So, if Fourier transform provides the exact decomposition in frequency of the data independently of its localization, the wavelet transform tells us approximately which frequencies compose the data and approximately the intervals where they appear. We lose precision in frequency to gain some information on time.

This is very useful for disentangling the noise from the signal. In the wavelet theory, the noise is no longer related to the high frequencies, but to those structures that do not have a strong weight in the decomposition in a certain time interval. For example, the high frequency components of a narrow absorption line would be kept as signal (information) since these high frequencies contain structural information of the data in that interval. However, these same high frequencies can be identified as noise in any other interval of the data where the subjacent structure is smoother, like a broad line in a noisy spectrum, since the weight of these high frequencies is small compared to that of the low frequencies. Thus, the noise will be defined as the high frequency in a certain interval which does not have a relative importance for the structure of the data in that interval, identified by the modulus of its associated wavelet coefficient $d_{j,k}$. To quantify this idea, [Donoho & Johnstone \(1994\)](#) proved that when there is Gaussian noise, there is a certain threshold (called the universal threshold) below which a wavelet coefficient has a very high statistical probability of carrying noise. This universal threshold for a signal of size N polluted with white noise of variance σ^2 is defined as

$$T = \sigma \sqrt{2 \log N}. \quad (5)$$

The only problem of the universal threshold is that it assumes the variance of the noise to be known. As this is not usually the case with real data, it can be proved that the following parameter is a robust estimator of the variance σ^2 of the noise,

$$\sigma = \frac{M}{0.6745}, \quad (6)$$

where M is the median of the absolute moduli of the wavelet coefficients in the first scale.

Thus, to filter our noisy TNO spectra we decompose them up to a certain scale j using a certain wavelet family, calculate the corresponding universal threshold T , and set to zero all the coefficients with $|d_{j,k}| < T$. This is called a “hard filter” and it guarantees that the characteristics of the signal, in our case the shape and depth of the absorption bands in our spectra, are preserved after removing the noise.

3.2. Selection of the wavelet

There are several wavelet functions (each with its associated wavelet family) that lead to different wavelet decompositions. The wavelets functions can be real or imaginary, have peaks or be smooth, be symmetric or asymmetric, be more or less oscillating, etc. Therefore, there is no “perfect” wavelet function; we must choose the one that works best for our problem according to two main criteria, the characteristics of the data and our final purpose.

As the wavelet decomposition is just the result of the convolution of the data with the mother wavelet, dilated and translated by different factors, wavelet functions that are similar to the data perform better. In this sense, if our data have symmetric features (e.g., the absorption lines in our spectra) a symmetric wavelet is preferred. A smooth, not very oscillating wavelet would also be desirable in our case, since the spectra do not present sharp peaks or highly oscillating features (e.g., a seismic signal).

The final goal of the wavelet decomposition is also very important for the selection of the wavelet. Wavelets can be used to detect singularities in the data, for instance sharp peaks, extrema, inflection points (see, e.g., [Ramírez et al. 2006](#)). For this purpose, the support size of the wavelet is crucial since wavelets with wide support introduce too much uncertainty in time, and the singularity will not be tightly identified. When we are interested in filtering the data, the support size of the wavelet is not essential (although a narrow wavelet function is always desirable), but its compression capacity is much more important. The wavelet transform keeps the energy of the data, meaning that the norm of the signal is the same as the norm of the wavelet coefficients of its decomposition. As the filtering algorithm is based on the comparison of the modulus of the wavelet coefficients carrying noise with the modulus of the coefficients associated with the signal, a large difference between these two sets would be convenient. If the energy of the signal were split into many coefficients, this comparison might not be clear and a coefficient containing signal could be misidentified as noise. However, if the energy of the information were concentrated in just a few wavelet coefficients, the filtering process would be straightforward. The concept of vanishing moments helps us know the capacity of concentration (compactness of the decomposition) that has the wavelet. In practice, the longer the number of vanishing moments that the function has, the fewer the coefficients needed in the decomposition (Eq. (3)).

Therefore, to select the wavelet that best filters our data, up to a certain scale j , we can follow two paths: (i) perform the filtering for different wavelets and different scales for each input spectrum one by one and decided manually which is the best or (ii) devise an automatic algorithm. The first case might work for one or two spectra, but it is highly inefficient for a larger number, therefore we will follow path (ii).

We devised a blind test in order to scan among the discrete wavelets offered by the PyWavelet package of Python with changing scales between 1 and 8. As a test sample, we used 41 spectra of water ice with signal-to-noise ratios ranging from about 1 to about 200, with emphasis in the range 1–50.

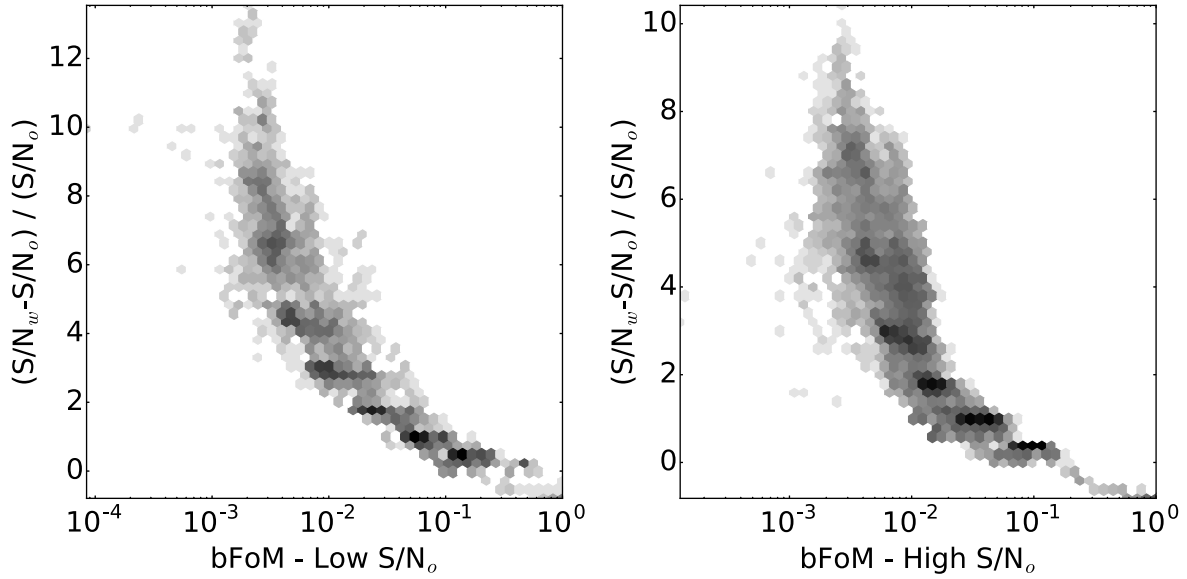


Fig. 1. Maps of the distribution of the bFoM compared to the relative gain in S/N_w . The *left panel* shows data with $S/N_o < 20$, while the *right panel* shows data with $S/N_o > 20$. (See text.)

In order to select the optimal wavelet we use a quadratic sum of three different figures of merit (FoMs, taken from [Meza et al. 2010](#)). All of them are blind, i.e., with no a priori information regarding the data (e.g., what ice lies underneath the noise.)

Before continuing we define our input spectrum (data) as $I = [I_i, \dots, I_M]$ and the filtered spectrum (signal) as $F = [F_i, \dots, F_M]$.

The first FoM is the roughness (adapted from [Hayat et al. 1999](#)),

$$\rho = \sum_{i=1}^M |[-1, 1] * F_i| / \sum_{i=1}^M |F_i|, \quad (7)$$

which measures the roughness of a signal. The asterisk stands for convolution. A constant, smooth signal will have $\rho = 0$, while increasing pixel-to-pixel variation will have larger values of ρ .

A second FoM is the noise reduction (NR, adapted from [Chen et al. 2003](#)),

$$NR = N_0/N_1, \quad (8)$$

where N_0 is the average of the power spectrum of the data and N_1 is the average of the power spectrum of the signal. The best filtering is obtained when NR is high.

The last FoM we use is the residual non-uniformity (RNU, adapted from [Wang et al. 2008](#)),

$$RNU = 100/\bar{F} \sqrt{(1/M \times \sum_{i=1}^M (F_i - \bar{F})^2)}, \quad (9)$$

where we search for the most uniform filtered signal, and therefore for low values of RNU. The overlined quantities are mean values.

In order to define our metric we first invert NR to search for its minimum and renormalize all FoMs to the interval $[0,1]$. Then we define our blind figure of merit (bFoM) as

$$bFoM = \sqrt{\sum_{i=1}^3 (FoM_i)^2 / 3}; \quad (10)$$

as such, the optimal wavelet and scale for filtering will be given by the minimum of bFoM.

By construction we know the input signal-to-noise ratio, S/N_o , of the spectra in the test sample. Each one was filtered with 58 different wavelets, in eight different scales, amounting to 454 filtered spectra per input spectrum. Considering that we have 41 modeled spectra, in the end we have 19014 filtered spectra each with a value of bFoM. To help visualize the results we created maps that show a clear trend to larger gains in S/N with decreasing values of bFoM (Fig. 1). Therefore, we adopt as our criterion for selecting the wavelet and scale the one that minimizes bFoM; as such, we are selecting the wavelet and scale that optimally balances the smoothness, uniformity, and noise removal of the data. Upon visual inspection of the signal (the filtered spectrum), the results are satisfactory.

It must be mentioned that although low values of bFoM ensure good gains in S/N , it does not necessarily maximizes it; this is a trade off between knowing a priori what the “noiseless” spectrum should look like and no a priori assumptions.

Figure 1 has been split into two panels. The left panel shows the maps for model spectra with $S/N_o < 20$, while the right panel does it for $S/N_o > 20$. We have chosen this value as the average S/N of the spectra in our sample (see Table 1) and to illustrate that the performance of bFoM is not correlated by the S/N_o of the spectrum.

We also computed the performance of a typical Fourier filtering, applying a fast Fourier transform (S/N_f), against the filtering with the optimal wavelet (S/N_w). It can be seen in Fig. 2 that the optimal wavelet clearly outperforms the Fourier filtering even for low S/N_o spectra. It is also clear that S/N_w is at least a factor of 2 better than the S/N_o .

Therefore, in what follows, we always use the wavelet and scale that minimizes the bFoM and perform a visual inspection to corroborate the quality of the filtering.

4. Methodology

We applied the algorithm mentioned above to our 50 spectra. The signal-to-noise ratio before and after the filtering are shown in Table 1.

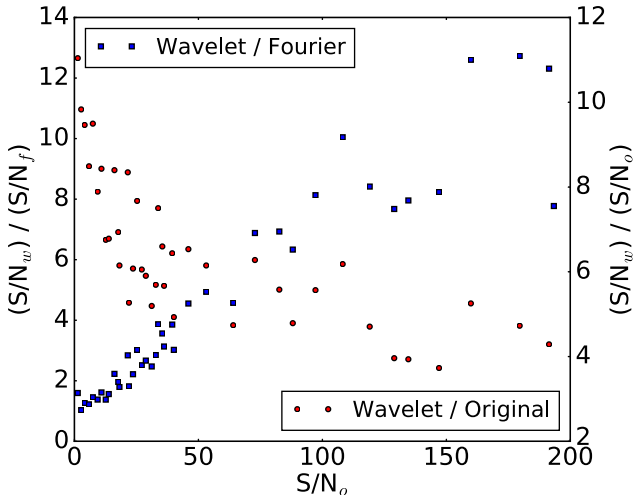


Fig. 2. Comparison between the performances of the optimal wavelet, found by our algorithm, and a Fourier filtering. The blue squares show the ratio of S/N between wavelet and Fourier filtering, while the red circles show the S/N between the wavelet filtering and the original data.

In the filtered spectra we measured two absorption band depths, the first at $2.0 \mu\text{m}$, which gives an idea about the presence of water ice, and the second at $2.27 \mu\text{m}$ related to methanol (e.g., Merlin et al. 2012). Fluxes were computed as the median value between $1.98\text{--}2.02$, $2.18\text{--}2.22$, and $2.25\text{--}2.29 \mu\text{m}$. The error assigned to each value comes directly from the standard deviation of the points used to compute the depth of the absorption band in each interval. These results are presented in Table 1.

Finally, we compare the filtered spectra with laboratory ices of water and methanol ices, obtained using the Hapke (1981) model and optical constants from Quirico & Schmitt (1997). The objective was to confirm the presence of these ices in the objects where their presence was reported, in order to validate our technique. We also looked for evidence of these ices in the spectra of TNOs that were previously neglected because of their low signal-to-noise ratios.

5. Results

5.1. Filtering

We show here two examples that are representative of our sample: a large and a small body (according to the classification of Brown 2012).

Figure 3 shows the filtering applied to the spectrum of 136108 Haumea, which is a large TNO with an apparent brightness high enough to generate a spectrum with a high signal-to-noise ratio. According to the algorithm, the wavelet that best filters this spectrum is the wavelet Reverse Bi-orthogonal 3.9 in the scale 5. The technique was successful in filtering the spectrum because the positions of the absorption bands of the original spectrum were not displaced nor were their shapes altered. Analyzing the residue distribution, we see that there are no structures or patterns, and the signal-to-noise ratio increased. Zooming into the region between 1.9 and $2.3 \mu\text{m}$ (Fig. 4) where there is absorption due to water ice, it is possible to perceive with more clarity that the technique did not alter the shape of the band. This indicates that the wavelets only removed noise while respecting the signal of the spectrum.

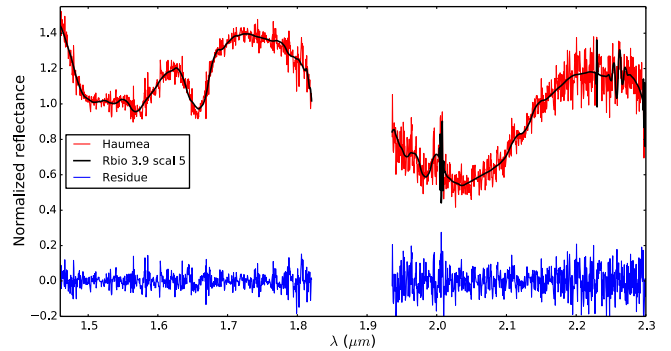


Fig. 3. Spectrum of 136108 Haumea. The original data is shown in red, the filtered spectrum with the wavelet RBio 3.9 (scale 5) is shown in black, and the difference between the original and filtered spectra is shown in blue.

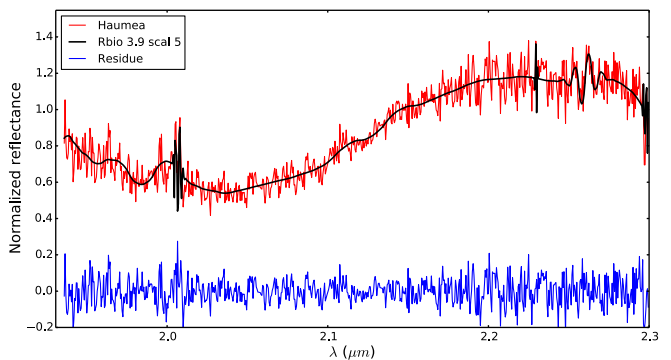


Fig. 4. A zoom-in of the region between 1.9 and $2.3 \mu\text{m}$ of the Haumea spectrum for better visualization of the filtration. The original spectrum (before filtering) is shown in red, the filtered spectrum with the wavelet RBio 3.9 (scale 5) is shown in black, and the difference between the original and filtered spectra is shown in blue.

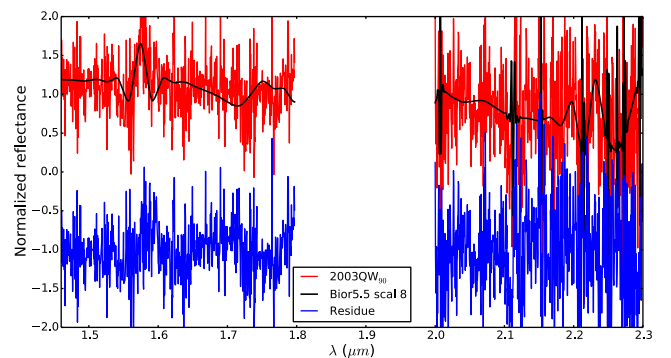


Fig. 5. Spectrum of 307616 2003 QW₉₀. The original data is shown in red, the filtered spectrum with the wavelet Bior 5.5 (scale 8) is shown in black, and the difference between the original and filtered spectra is shown in blue. The residue distribution was shifted downward by 1 unit for better visualization.

Figure 5 shows how the technique works on the spectra of smaller TNOs, for instance the spectrum of 2003 QW₉₀. In this case the optimal scale for filtering according to the algorithm is the Bi-orthogonal 5.5 in scale 8. Analyzing Fig. 5, we see that although the amount of noise is large, the technique did not insert any obvious artifact when trying to filter the spectrum. The amount of noise decreased, but some noise still remains in the spectrum. We conclude that the wavelet simple thresholding

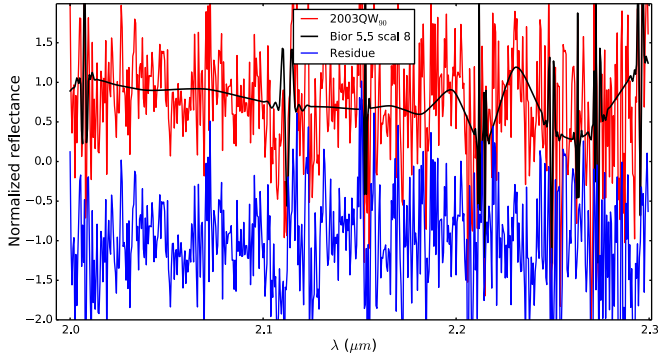


Fig. 6. Zoom-in of the region between 1.9 and 2.3 μm of TNO 2003 QW₉₀. The original data is shown in red, the filtered spectrum with the wavelet Bior 5.5 (scale 8) is shown in black, and the difference between the original and filtered spectra is shown in blue. The residue distribution was shifted downward by 1 unit for better visualization.

has a limit: it filters to the point where it is no longer possible to remove noise without removing signal from the spectrum. Analyzing the bottom box, we see that the residue is larger than in the previous case, but there are still no obvious structures or patterns in it, as can be seen in Fig. 6 where we show a zoom of the final region of the spectrum of this TNO.

5.2. Limitations

It can be seen that, whenever the spectra have high S/N_o , the absorption structures are very well respected. In the case of lower S/N_o this might not strictly be the case because the wavelets' optimal performance assume a signal that is contaminated by white (Gaussian) noise.

Our data was obtained by photon counting, and is thus contaminated by Poisson noise. This is not a big problem since in the limit of large numbers the Poisson distribution tends to the Gaussian (see [Bevington & Robinson 2003](#)). More complicated are systematic noises (instrumental and calibration), which do not necessarily follow a statistical distribution and will affect any filtering technique. Examples of this can be seen in Figs. 1 and 2 with a feature close to 2.2 μm due to incomplete removal of telluric features.

In summary, through this analysis we conclude that the application of the wavelets technique worked well to filter out TNO spectra in both cases (low and high signal-to-noise ratios); therefore, we will assume it works just as well for the intermediate cases. Now, we show the results of the comparisons between these de-noised spectra and the spectra of water and methanol ices in order to find evidence of these ices on the surfaces of these objects.

5.3. Comparison

5.3.1. Water ice

According to Table 1 the candidates in our sample that possess water ice are Quaoar, Orcus, 2003 FY₁₂₈, Haumea, Sedna, 2005 RR₄₃, and Charon (all with $D_{2.0} > 25\%$). With shallower bands we have 2003 AZ₈₄, 2005 RM₄₃, 1996 TL₆₆, 2004 UX₁₀, 2003 UZ₄₁₃, Triton, Crantor, and Huya ($15 < D_{2.0} < 25\%$). Among these, those that showed possible evidence through direct comparison with the water ice spectrum were Quaoar, Orcus, Haumea, 2005 RR₄₃, and Charon. The amount of noise remaining in the spectra of the other TNOs did not allow the identification of the possible water ice band. However, the drop

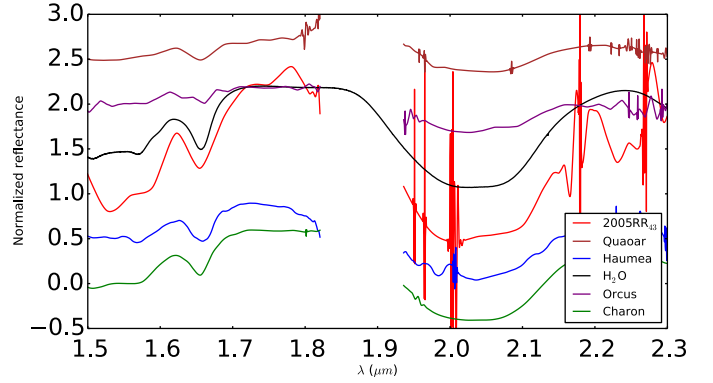


Fig. 7. Normalized reflectance vs. wavelength. The spectra were shifted in flux for better visualization. The region close to 1.85 μm was masked due to the absorptions of the atmosphere. In green the spectrum of Charon, in blue Haumea, in red 2005 RR₄₃, in purple Orcus, and in brown, Quaoar. There is a coincidence of the band at 1.65 and 2 μm in all spectra of TNOs, which are signatures of the water ice in these objects.

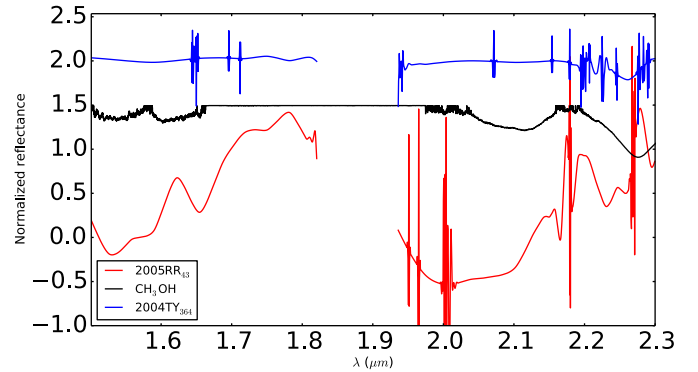


Fig. 8. Normalized flux vs. wavelength. The spectra were shifted in flux for better visualization. From top to bottom the spectra shown are 2004 TY₃₆₄ in blue, the model of methanol (CH_3OH) in black, and 2005 RR₄₃ in red.

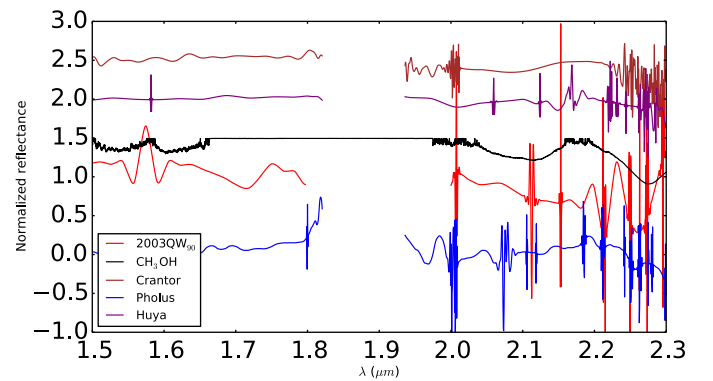


Fig. 9. Normalized flux vs. wavelength. The spectra were shifted in flux for better visualization. From top to bottom, the spectra shown are Crantor in brown, Huya in purple, the model of methanol (CH_3OH) in black, 2003 QW₉₀ in red, and Pholus in blue.

in flux in the 2 μm region is indicative that some absorption is occurring in the region. Figure 7 shows spectra of objects displaying clear water ice features.

For large TNOs we note the similarity between the water ice spectrum and the object spectra. The band at 1.65 μm is conspicuous in all spectra. This band indicates the presence of

crystalline structure ice on the surface of TNOs, which might be related to a recent exposition of the ice that has had no time to become amorphous due to space weathering. The band at $2\ \mu\text{m}$ appears in all spectra, but with different depths.

5.3.2. Methanol ice

The objects in our sample with evidence of having methanol ice, according to the criterion proposed in Merlin et al. (2012) and after comparison with the spectrum obtained in laboratory to methanol ice, are 2004 TY₃₆₄, 2003 QW₉₀, Pholus, Huya, Crantor, and 2005 RR₄₃. For the other objects in our sample it was not possible to find structures that could indicate the presence of this ice. In Fig. 8 we show the larger objects in the sample, while in Fig. 9 we show the smaller objects with possible presence of methanol in their surface composition.

Our analysis focuses on the final part of the spectrum, specifically the region beyond $2\ \mu\text{m}$. In this region the amount of noise is large and therefore it is difficult to detect methanol ice structures for any size range. However, it is possible to perceive signs as flux drop that could be associated with small and shallow absorption features. Nevertheless, care must be taken not to misinterpret some spurious features, as mentioned above.

6. Conclusions

In this paper, we show how the application of the wavelets allowed us to analyze the spectra of 50 trans-Neptunian objects with diameters between 50 and 2300 km. Some of the objects in our sample already have data available in the literature and were taken as validators of the technique. As the results were positive, we applied the technique for the rest of the objects in our sample.

We performed the filtering of the spectra of the sample in a two-step process. First we developed an algorithm that determines the best wavelet and the respective scale that optimizes the result of the filtering, and we filtered the spectra with the wavelet and scale indicated by the algorithm. After filtration, we calculated some spectral parameters to find out in which of the sample spectra there was the possibility of finding structures similar to those found in water and methanol ice spectra. We compared the filtered spectra of the candidates with the spectra calculated from optical constants measured in the laboratory for water and methanol ices. According to the similarity between the spectra, we were able to recognize the absorption bands associated with the water ice and to identify some evidence of the presence of methanol ice in some of the sample spectra. These results are summarized in Table 2.

We consider that the application of wavelets to filter the spectra was successful because it was possible to analyze TNO spectra that had previously been considered unusable due to the amount of noise they had.

We checked whether there was any relation between dynamical grouping (populations) and the possible existence of ices. We did not find any result of relevance, due to the small number statistics. Future developments will have to wait until new data becomes available, especially for smaller objects, when we will be able to apply filtering by wavelets to extract the maximum information possible.

Table 2. Summary of our results: the TNOs with the respective ices.

Name	Ices
5145 Pholus	Methanol+
38628 Huya	Methanol*
50000 Quaoar	Water+
83982 Crantor	Methanol+
90482 Orcus	Water+
120348 2004 TY ₃₆₄	Methanol+
136108 Haumea	Water+
145453 2005 RR ₄₃	Water+, Methanol*
307616 2003 QW ₉₀	Methanol*
Charon	Water+

Notes. The ices marked with + have detections in the literature, and those with * need confirmation.

Acknowledgements. This work was developed during A. C. S. F.'s M.Sc. degree at the National Observatory with financial support from CAPES. A. A. C. would like to acknowledge support from CNPq and FAPERJ. Y. J. T. acknowledges financial support from the Fundação Carlos Chagas Filho de Amparo à Pesquisa do Estado do Rio de Janeiro - FAPERJ (fellowship Nota 10, PDR-10). This research is based on observations collected at the European Organisation for Astronomical Research in the Southern Hemisphere under ESO program 178.C-0867. We thank the comments and suggestions of the referee and the editor that improved the quality of this work.

References

- Alvarez-Candal, A., Barucci, M., Merlin, F., Guilbert, A., & de Bergh C. 2007, *A&A*, 475, 369
- Barucci, M. A., Brown, M. E., Emery, J. P., & Merlin, F. 2008, *The Solar System Beyond Neptune* (Tucson: University of Arizona Press), 143
- Barucci, M., Dalle Ore, C. M., & Alvarez-Candal, A., et al. 2010, *AJ*, 140, 2095
- Barucci, M. A., Alvarez-Candal, A., & Merlin, F., et al. 2011, *Icarus*, 214, 297
- Barucci, M. A., Merlin, F., & Perna, D., et al. 2012, *A&A*, 539, A152
- Bevington, P., & Robinson, D. 2003, *Data Reduction and Error Analysis for the Physical Sciences*, (New York: McGraw-Hill Higher Education)
- Brown, M. E. 2012, *Annu. Rev. Earth Planet. Sci.*, 40, 467
- Chen, J., Shao, Y., Guo, H., Wang, W., & Zhu, B. 2003, *IEEE Trans. Geosci. Remote Sens.*, 41, 2119
- Da Rocha, C., & Mendes de Oliveira, C. 2005, *MNRAS*, 364, 1069
- Da Rocha, C., Ziegler, B. L., & Mendes de Oliveira, C. 2008, *MNRAS*, 388, 1433
- DeMeo, F., Barucci, M., & Merlin, F., et al. 2010, *A&A*, 521, A35
- Donoho, D. L., & Johnstone, I. M. 1994, *Biometrika*, 81, 425
- Gladman, B., Marsden, B. G., & VanLaerhoven, C. 2008, in *The Solar System Beyond Neptune* (Tucson: University of Arizona Press), 43
- Guilbert, A., Alvarez-Candal, A., & Merlin, F., et al. 2009, *Icarus*, 201, 272
- Hapke, B. 1981, *J. Geophys. Res.: Solid Earth*, 86, 3039
- Hayat, M. M., Torres, S. N., Armstrong, E., Cain, S. C., & Yasuda, B. 1999, *Appl. Opt.*, 38, 772
- Livermore, R. C., Finkelstein, S. L., & Lotz, J. M. 2017, *APJ*, 835, 113
- Merlin, F., Guilbert, A., & Dumas, C., et al. 2007, *A&A*, 466, 1185
- Merlin, F., Barucci, M., & de Bergh C., et al. 2010, *Icarus*, 210, 930
- Merlin, F., Quirico, E., Barucci, M., & De Bergh C. 2012, *A&A*, 544, A20
- Meza, P., San Martin, C., Vera, E., & Torres, S. 2010, in *Progress in Pattern Recognition, Image Analysis, Computer Vision, and Applications* (Berlin, Heidelberg: Springer), 285
- Quirico, E., & Schmitt, B. 1997, *Icarus*, 127, 354
- Ramírez, M., Jiménez, Y., González, M., Berrocoso, M., & Sánchez-Francisco, M. 2006, *A&A*, 448, 1197
- Romeo, A. B., Horellou, C., & Bergh, J. 2003, *MNRAS*, 342, 337
- Romeo, A. B., Horellou, C., & Bergh, J. 2004, *MNRAS*, 354, 1208
- Schaller, E. L., & Brown, M. 2007, *ApJ*, 659, L61
- Wang, B., Liu, S., & Bai, L. 2008, *Opt. Commun.*, 281, 2040

Capítulo 3

Suporte observacional a missão

Lucy

Neste capítulo abordaremos a missão da NASA Lucy, que visitará sete pequenos corpos, dentre eles um asteroide do cinturão principal e seis Troianos. Visando obter dados destes alvos e possibilitar metodologias que permitam a comparação de observações feitas a partir de telescópios terrestres com dados obtidos através do *flyby*, nós observamos cinco dos sete alvos da Lucy. Portanto, a seguir, descrevemos as observações, redução dos dados, análise e os resultados obtidos. Por fim é incluído o artigo publicado na revista Icarus com os resultados deste trabalho.

3.1 Missão Lucy

Devido a importância dos Troianos para o entendimento da evolução do Sistema Solar, tem crescido o interesse em obter informações destes objetos. Por conta disso, a NASA está planejando uma missão para estudar um grupo de 6 Troianos e um asteroide do cinturão principal: a missão Lucy. Os alvos escolhidos abrangem os tipos espectrais mais representativos dos Troianos (D, P e C) e incluem um objeto binário (617 Patroclus-Menoetius), o maior membro de uma família colisional (3548 Eurybates e seu recém descoberto satélite), um Troiano com rotação muito lenta, com mais de 500 horas de período rotacional (11351 Leucus), dois objetos de poucos quilômetros (52246 Donaldjohanson e 15094 Polymele) e (21900) Orus, que é do mesmo tipo espectral de (11351) Leucus, porém maior.

Recentemente a equipe da missão Lucy pediu a colaboração da comunidade científica na caracterização dos alvos com o objetivo de otimizar e preparar a missão. Por este motivo, nós começamos uma análise espectroscópica na região do visível usando o telescópio SOAR (Southern Astrophysical Research Telescope - Chile) para procurar por variações espectro-rotacionais nos alvos (3548) Eurybates + satélite,

(11351) Leucus, (15094) Polymele, (21900) Orus e, com o GTC (Gran Telescopio Canarias - Espanha), fizemos a caracterização espectral no visível de (52246) Donaldjohanson. Na tabela 3.1 mostramos um sumário das propriedades físicas e superficiais para os alvos da missão que analisaremos neste trabalho.

Objeto	a (UA)	e	i (°)	D (km)	ρ_ν	Tax.	P. Rot. (h)
Eurybates	5.194	0.088	8.059	63.8 ± 0.3	$0.052 \pm 0.007 +$	C	$8.702724 \pm 0.000009 *$
Polymele	5.164	0.0947	12.989	21.0 ± 0.1	$0.09 \pm 0.02 +$	P	$5.87607 \pm 0.00005 -$
Orus	5.125	0.0362	8.468	50.8 ± 0.8	$0.07 \pm 0.01 +$	D	$13.48617 \pm 0.00007 *$
Leucus	5.289	0.0637	11.555	34.15 ± 0.65	$0.079 \pm 0.013 +$	D	$445.732 \pm 0.021 -$
Donaldjohanson	2.383	0.186	4.423	3.895	$0.10 \pm 0.02 \#$	N.D.	N.D.

Tabela 3.1: Parâmetros físicos e orbitais da amostra: Semieixo maior (a), excentricidade (e), inclinação (i), albedo no visível (ρ_ν), taxonomia (Tax.) e período rotacional (P. Rot.). Os valores de a , e , e i foram retirados de JPL Small-Body Database Browser. Referências: (+) Grav et al. (2012), (*) Mottola et al. (2016), (-) Buie et al. (2018) e (#) Masiero et al. (2011). N.D.: não determinado anteriormente.

3.2 Observação e Redução dos dados

Os detalhes das condições observacionais de cada alvo está mostrado na tabela 3.2 e das análogas solares utilizadas para redução na tabela 3.3.

Objeto	Espec. ID	V (mag)	Data/UT _{inicio}	T _{exp} (s)	Massa de ar	Seeing (")
Eurybates	I	17.07	08 Julho 2018 03:00	3 x 360	1.55	0.81
	II	17.07	08 Julho 2018 06:29	3 x 360	1.01	0.89
	III	17.07	08 Julho 2018 08:32	3 x 360	1.08	0.89
Polymele	I	18.82	08 Julho 2018 02:00	3 x 600	2.00	0.79
	II	18.82	08 Julho 2018 04:36	2 x 600	1.10	0.82
	III	18.69	12 Agosto 2018 23:56	3 x 600	1.69	0.70
Orus	I	16.96	08 Julho 2018 01:10	3 x 360	1.36	1.75
	II	16.95	08 Julho 2018 03:40	3 x 360	1.09	0.90
	III	16.95	08 Julho 2018 05:56	3 x 360	1.06	0.76
	IV	16.95	08 Julho 2018 07:40	3 x 360	1.30	0.90
Donaldjohanson		19.17	26 Maio 2018 21:45	3 x 600	1.34	1.15
Leucus	I	18.59	25 Junho 2019 09:02	4 x 600	1.30	1.23
	II	18.53	02 Julho 2019 09:19	4 x 720	1.29	1.25
	III	18.42	14 Julho 2019 08:25	4 x 720	1.30	1.20

Tabela 3.2: Circunstâncias observacionais dos Troianos e do asteroide que serão visitados pela Lucy. Abreviações: Identificação espectral (Espec. ID), Magnitude no visível (V (mag)), Data/Tempo Universal das observações (Data/UT_{inicio}) e Tempo de exposição (T_{exp}).

A redução espectral foi realizada de maneira clássica utilizando o IRAF¹. Fizemos a correção das imagens com Bias, Flat field e então extraímos os espectros. Fize-

¹IRAF é distribuído pelo *National Optical Astronomy Observatories*, que é operado pela *Association of Universities for Research in Astronomy, Inc.*, sob acordo de cooperação com o *National Science Foundation*.

Estrela	Data/UT _{inicio}	T _{exp} (s)	Massa de ar
	07 Julho 2018 23:25	3 x 30	1.31
SA 107-684	08 Julho 2018 00:28	3 x 30	1.19
	13 Agosto 2018 01:30	3 x 120	1.48
	26 Maio 2018 22:16	3 x 2	1.34
SA 107-998	08 Julho 2018 00:06	3 x 40	1.22
	12 Agosto 2018 23:03	3 x 90	1.16
	13 Agosto 2018 01:17	3 x 90	1.43
	08 Julho 2018 08:09	3 x 75	2.16
SA 110-361	12 Agosto 2018 23:34	3 x 120	1.45
	13 Agosto 2018 01:44	3 x 120	1.17
HD1835	08 Julho 2018 10:06	2 x 5	1.05
SA 102-1081	26 Maio 2018 21:35	3 x 1	1.24
SA 112-1333	13 Agosto 2018 01:03	3 x 90	1.64
	02 Julho 2019 08:21	3 x 45	1.28
	25 Junho 2019 10:36	3 x 40	1.31
SA 93-101	02 Julho 2019 10:45	3 x 40	1.23
	14 Julho 2019 09:48	3 x 40	1.24
	25 Junho 2019 10:24	3 x 40	1.17
SA115271	02 Julho 2019 08:09	3 x 40	1.29
	02 Julho 2019 10:54	3 x 40	1.23
	14 Julho 2019 08:09	3 x 40	1.20
	14 Julho 2019 10:43	3 x 40	1.31

Tabela 3.3: Circunstâncias observacionais das análogas solares. Abreviações: Data/Tempo Universal das observações (Data/UT_{inicio}) e Tempo de exposição (T_{exp}).

mos a calibração em comprimento de onda utilizando lampadas de HgArNe (SOAR) e XeNeHgAr (GTC). Este procedimento foi repetido para as sub-exposições de cada objeto. No final, nós fizemos uma média das sub-exposições para obter o espectro final de cada objeto. No total, conseguimos 4 espectros de (21900) Orus, 3 espectros de (3548) Eurybates, 2 espectros de (15094) Polymele na noite de 7 de Julho e 1 espectro adicional na noite de 12 de Agosto, 1 espectro de (52246) Donaldjohanson em 26 de Maio e uma sequência de 3 espectros de (11351) Leucus (Figs. 3.1 e 3.4).

3.3 Análise e Resultados

Todos os espectros da nossa amostra são sem bandas de absorção (Fig. 3.1). Por conta disso, para procuramos por variações espectrais que possam estar relacionadas com diferenças na superfície do objeto, nós calculamos a inclinação espectral de cada espectro. Para tanto nós atribuímos um ponto zero arbitrário para o primeiro espectro de cada alvo e calibramos rotacionalmente as outras aquisições utilizando

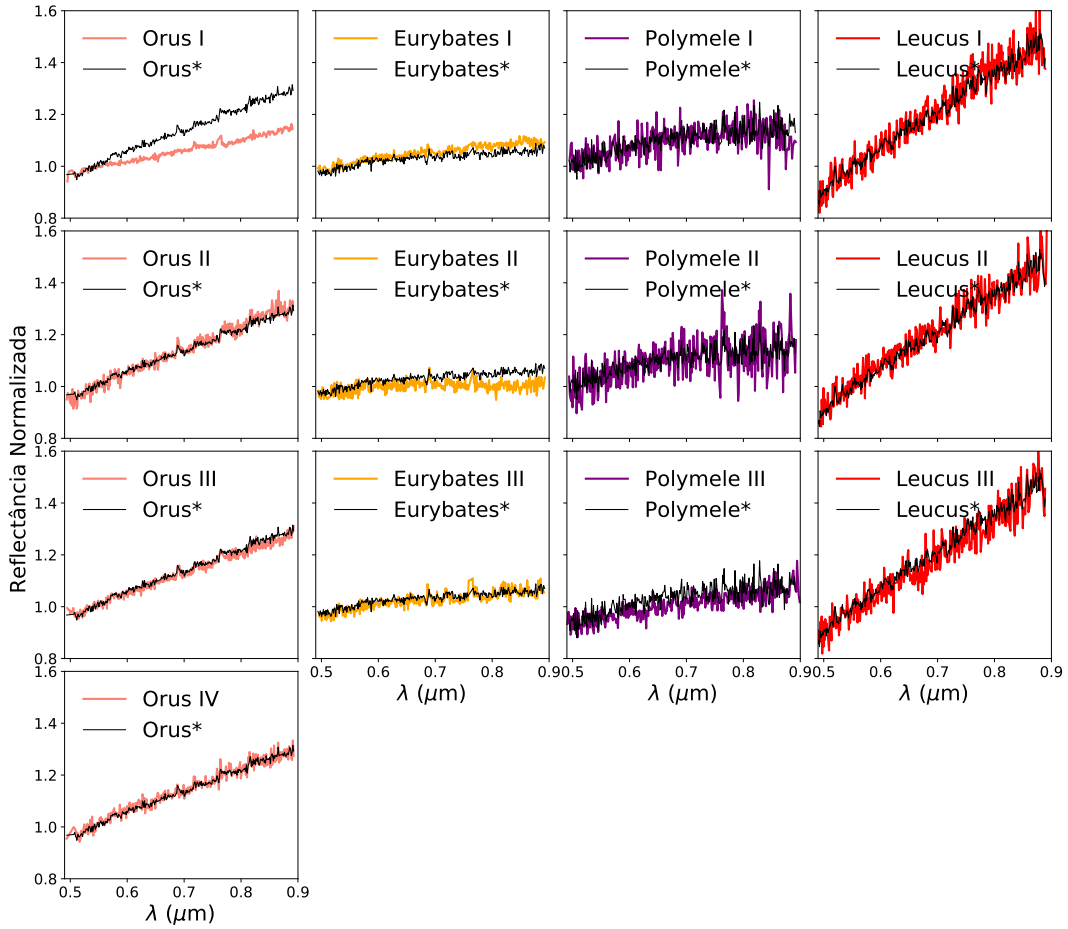


Figura 3.1: Reflectância final dos espectros da amostra normalizados a unidade em $0.55 \mu\text{m}$. Espectro de Orus (salmon), Eurybates (laranja), Polymele (roxo) e Leucus (vermelho). Os espectros em preto representam o espectro combinado de cada objeto normalizado a unidade em $0.55 \mu\text{m}$.

o período rotacional. A inclinação espectral, S' , dada pela equação:

$$S' = \frac{dS/d\lambda}{S_{0.55}} \quad (3.1)$$

foi utilizada no intervalo de 0.55 a $0.9 \mu\text{m}$, de maneira similar a feita em Jewitt and Luu (1990). Após a obtenção do S' (tab. 3.4), nós comparamos as inclinações de cada um dos objetos e consideramos que poderia haver diferenças superficiais se esta variação fosse maior que $1-\sigma$ (fig. 3.2 e tab. 3.4). Outro parâmetro adotado para procurar por diferenças nos espectros da amostra foi a taxonomia. Nós classificamos taxonomicamente cada um dos espectros da amostra utilizando o CANA (da sigla em inglês para *Codes for ANalysis of Asteroids*, Mario De Pra and Pinilla-Alonso (2018)) para verificar se também existem variações taxonômica entre os espectros.

De acordo com os parâmetros adotados, existe uma variação acima de $1-\sigma$ nos espectros de (3548) Eurybates (do segundo espectro em relação aos demais) e (21900)

Objeto	Fase rotacional	S' (%/1000Å)	Taxonomia	SNR
Eurybates-I	0.00	2.56 ± 0.84	Xc	62
Eurybates-II	0.39	0.58 ± 0.84	C	50
Eurybates-III	0.63	2.39 ± 0.84	Xc	44
Combinado		2.00 ± 0.84	X_k	91
Polymele-I	0.00	2.63 ± 0.84	X_k	23
Polymele-II	0.44	3.49 ± 0.84	X_k	18
Polymele-III	0.85	3.81 ± 1.1	X_k	31
Combinado		3.29 ± 0.92	X_k	42
Orus-I	0.00	4.40 ± 0.84	Xk	48
Orus-II	0.18	9.27 ± 0.84	D	42
Orus-III	0.35	7.84 ± 0.84	D	51
Orus-IV	0.48	8.13 ± 0.84	D	33
Combinado		8.42 ± 0.84	D	60
Donaldjohanson		0.36 ± 0.50	Cg	57
Leucus-I	0.00	15.05 ± 0.05	D	21
Leucus-II	0.38	14.2 ± 0.05	D	22
Leucus-III	1.02	14.63 ± 0.05	D	19
Combinado		14.62 ± 0.05	D	28

Tabela 3.4: Inclinações espectrais (S') de acordo com a fase rotacional de cada espectro da amostra, classificação taxonômica e estimativa da SNR de cada espectro.

Orus (do primeiro espectro em relação aos demais). No caso de (21900) Orus nós não consideramos que a variação observada é devida a heterogeneidades na superfície do objeto pois o seeing no qual o primeiro espectro foi obtido era maior que a fenda que estávamos utilizando. Portanto, consideramos que essa variação foi devida a configuração instrumental adotada. Como os espectros de (3548) Eurybates foram obtidos em condições observacionais similares, nós resolvemos investigar a possível variação com observações fotométricas utilizando dois filtros do Sloan (fig. 3.3) através do telescópio de 1-m do OASI (Observatório Astronômico do Sertão de Itaparica), de maneira similar a feita em Lacerda et al. (2008). O objetivo é buscar por diferenças de cores no intervalo no qual observamos as variações espectrais.

Como medidas simultâneas nos dois filtros não é praticável, nós interpolamos os fluxos obtidos no filtro r tomando como referência as coordenadas do filtro i e subtraímos as magnitudes relativas em cada filtro para produzir a curva de cor mostrada na figura 3.3-*painel inferior*. Infelizmente, o intervalo coberto pelas observações fotométricas não abrangem o intervalo onde detectamos uma diferença através da espectroscopia, tornando esta análise inconclusiva.

Como obtivemos apenas um espectro para Donaldjohanson, nós realizamos, pela primeira vez, a caracterização espectroscópica dele: buscamos por bandas que podem estar relacionadas com alteração aquosa, calculamos a inclinação espectral e o classificamos taxonomicamente (tab. 3.4). A figura 3.4 mostra essa análise e apesar do espectro possuir uma queda na reflectância na região abaixo de $0.5 \mu\text{m}$ e, esta

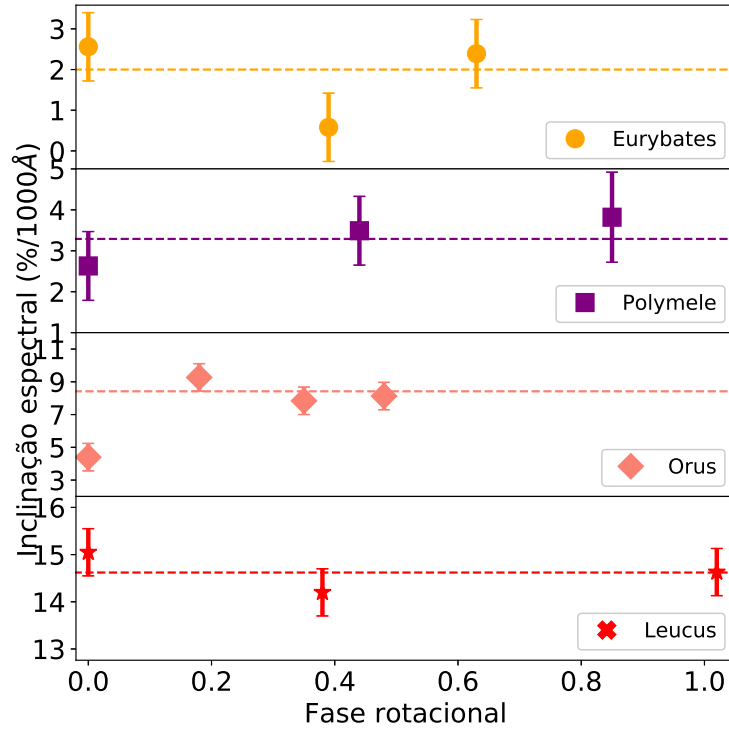


Figura 3.2: Inclinação espectral da amostra *versus* fase rotacional. Cada ponto representa o S' do objeto com a barra de erro de $\pm 1-\sigma$. A linha tracejada em cada painel representa a inclinação espectral do espectro combinado de cada objeto. Eurybates é mostrado em círculos laranjas, Polymele em quadrados roxos, Orus em losangos salmon e Leucus em estrelas vermelhas. A inclinação espectral está em unidades de $\%/1000\text{\AA}$ e a fase rotacional numa escala arbitrária onde o ponto 0 corresponde ao primeiro espectro obtido e 1, o final do período de rotação de cada objeto.

queda estar relacionada com materiais que sofreram alteração aquosa (Vilas, 1995), a outra banda que é indicativa de hidratação, em $0.7 \mu\text{m}$ não foi detectada, fazendo com que esse espectro seja pertencente ao complexo C, como mais de 40% dos membros classificados da família de Erigone (Morate et al., 2016), mais especificamente, um espectro tipo Cg.

3.4 Discussão

Os objetos analisados neste trabalho são representativos dos maiores complexos taxonômicos dentre os pequenos corpos: dois objetos tipo D (Orus e Leucus), dois pertencentes ao complexo C (Eurybates e Donaldjohanson) e um objeto tipo P (Polymele). A figura 3.5 mostra uma adaptação da Fig. 9 do trabalho de De Pré et al. (2018), onde uma compilação das informações de inclinação espectral no visível

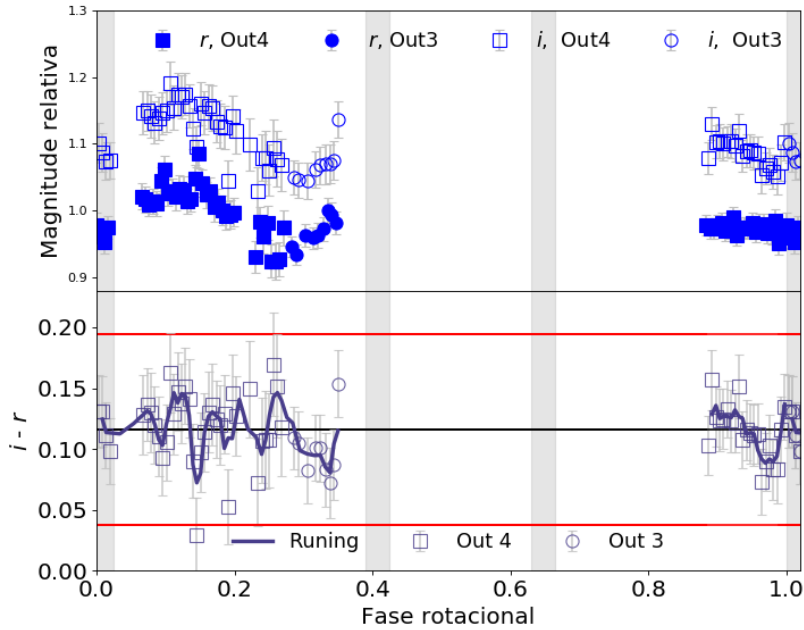


Figura 3.3: *Painel superior*: Fotometria nos filtros r e i (azul) de Eurybates realizada no OASI. Os círculos representam as observações feitas no dia 3 de outubro e os quadrados, no dia 4 de outubro. Os símbolos preenchidos são de dados obtidos no filtro r e os não preenchidos no filtro i . *Painel inferior*: Diferença entre os dados obtidos nos filtros r e i (cinza). A linha preta representa a média da diferença entre os dados e as linhas vermelhas, o desvio em $3\text{-}\sigma$. Uma média do tipo *runing* (tamanho = 3) é mostrada em azul royal. O eixo horizontal representa a fase rotacional. O ponto 0 é o mesmo das observações espectroscópicas de Eurybates e as regiões cinzas representam os intervalos cobertos pelos espectros.

e albedo utilizando dados do NEOWISE (Mainzer et al., 2016) e SDSS (Ivezic et al., 2004) para os Troianos junto com os dados obtidos neste trabalho. No caso de Eurybates representamos dois pontos: um sendo a média da inclinação espectral do primeiro e terceiro espectros e, separadamente, a inclinação espectral do segundo. No caso de Orus, descartamos a inclinação espectral do primeiro espectro para obter a média.

Ao analisar o espaço de inclinação espectral *versus* albedo, notamos que os dados de Orus e Polymele apesar de não apresentarem indícios de variações superficiais, são menos avermelhados que a maior parte dos objetos tipo D e P, respectivamente, pertencente aos Troianos. Se a diferença entre os tipos P e D forem oriundas de diferenças composicionais, Orus poderia ser um objeto intermediário interessante de ser estudado. Leucus, por outro lado, é bastante representativo dos troianos tipo D. Eurybates é o maior corpo da família colisional que nomeia. Além disso, pertence ao tipo taxonômico C, que não é tão comum entre os Troianos, sendo a maior parte destes encontrada nos corpos que pertencem a sua família. Em geral,

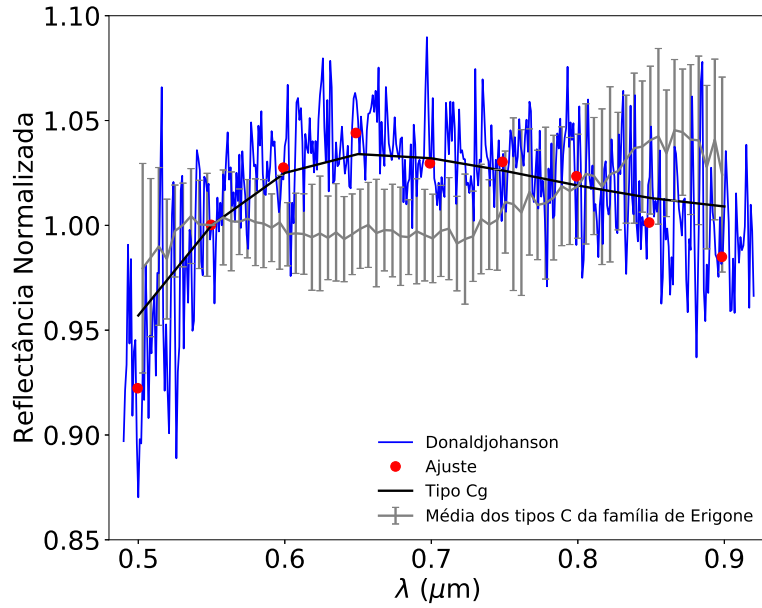


Figura 3.4: Espectro normalizado em $0.55 \mu\text{m}$ de Donaldjohanson (azul) em comparação com os espectros médios dos asteroides tipo C presentes na família de Erigone (cinza). O ajuste feito para Donaldjohanson que foi utilizado para caracterizá-lo espectroscopicamente está representado através de pontos vermelhos e o tipo taxonômico que melhor representa-o está mostrada em preto (tipo Cg).

os membros da família de Eurybates possuem inclinação espectral que vai de -0.5 a $4.6 \text{ \%}/1000\text{\AA}$. Os valores de inclinação medidos para Eurybates, pertencem a este intervalo, levantando assim a hipótese de que esta variação tem relação com o evento que originou a família. Recentemente, observações feitas com o telescópio espacial Hubble mostraram que Eurybates tem um satélite orbitando-o, podendo ser este, inclusive, um dos causadores da diferença detectada (fig. 3.6).

3.5 Conclusão

Neste trabalho nós analisamos espectros-rotacionais na região do visível de quatro troianos e, fizemos a caracterização de um asteroide, todos esses pertencentes ao grupo de pequenos corpos que serão visitados pela missão da NASA Lucy. Em geral, os espectros não apresentam bandas de absorção e, encontramos um candidato a possuir variações em sua superfície: Eurybates. Os detalhes desse trabalho estão publicados no artigo em anexo.

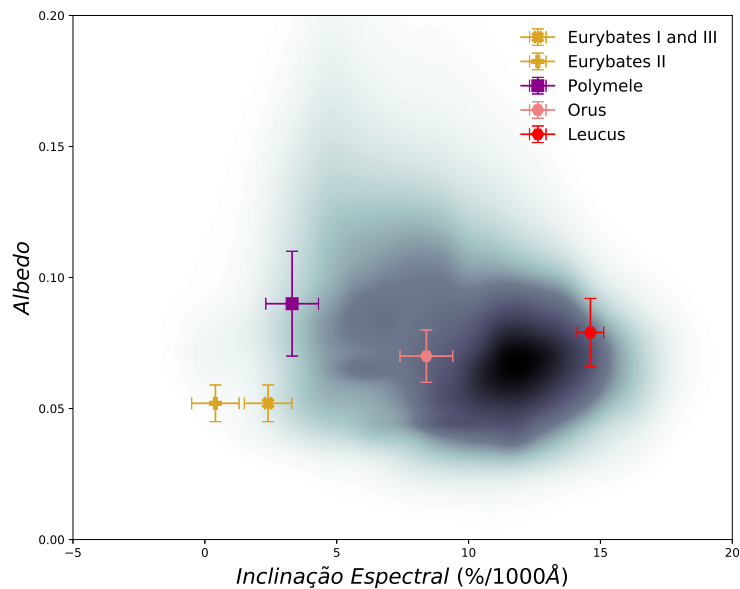


Figura 3.5: Densidade de Troianos, adaptação de De Prá et al. (2018): albedo (NEOWISE) *versus* inclinação espectral (SDSS - %/1000Å), destacados os troianos da amostra analisada. As barras de erros representam os erros sistemáticos em $\pm 1\text{-}\sigma$.

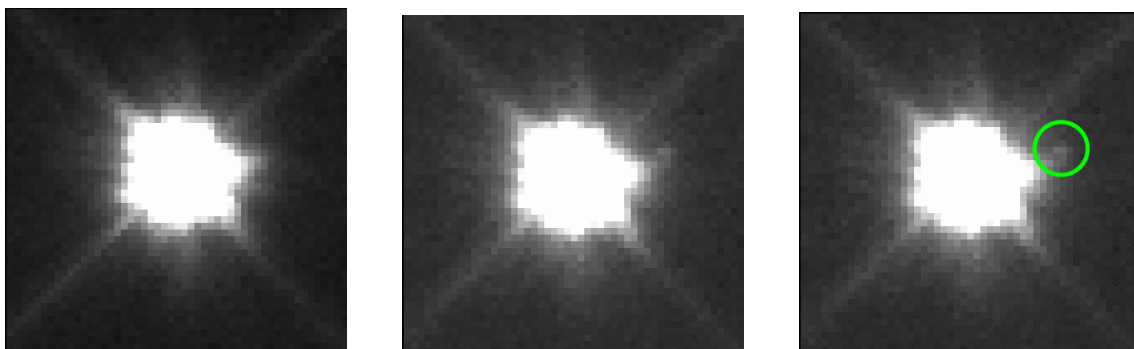


Figura 3.6: Detecção do satélite de Eurybates pelo Hubble Space Telescope. Fonte: NASA, HST e K. Noll (<https://www.swri.org/press-release/lucy-mission-trojan-asteroids-eurybates-satellite>)

3.6 Artigo: Analysis in the Visible Range of NASA Lucy Mission Targets: Eurybates, Polymele, Orus and Donaldjohanson.



Analysis in the visible range of NASA Lucy mission targets: Eurybates, Polymele, Orus and Donaldjohanson.[☆]

A.C. Souza-Feliciano^{a,b,*}, M. De Prá^b, N. Pinilla-Alonso^{b,c}, A. Alvarez-Candal^a,
E. Fernández-Valenzuela^b, J. De León^{d,e}, R. Binzel^f, P. Arcoverde^a, E. Rondón^a, M.
S Evangelista^a

^a Observatório Nacional, Rio de Janeiro 20921-400, Brazil

^b Florida Space Institute, University of Central Florida, FL, USA

^c Arecibo Observatory, University of Central Florida, HC-3 Box 53995, Arecibo 00612, Puerto Rico

^d Instituto de Astrofísica de Canarias, C/Vía Láctea s/n, La Laguna E-38205, Tenerife, Spain

^e Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, La Laguna E-38206, Tenerife, Spain

^f Department of Earth, Atmospheric, and Planetary Sciences, Massachusetts Institute of Technology, Cambridge, MA 02139, USA

ARTICLE INFO

Keywords:

Asteroids surfaces
Trojan asteroids
Spectroscopy

ABSTRACT

Jupiter Trojan asteroids are minor bodies that share Jupiter's orbit around the Sun. Although not yet well understood in origin and composition, they have surface properties that, besides being comparable with other populations of small bodies in the Solar System, hold information that may restrict models of planetary formation. Because of this, there has been a significant increase in the interest in studying this population. In this context arises the NASA Mission Lucy, with a planned launch in 2021. The Lucy Mission will be the first one to address a group of six objects (five Jupiter Trojans and one main belt asteroid) with the aim of investigating, in detail, their nature. In order to provide valuable information for mission planning and maximize the scientific return, we carried out ground based observations of four targets of the mission. Aimed at looking for variabilities on the spectra of (3548) Eurybates, (15094) Polymele and (21900) Orus, we performed rotationally resolved visible spectroscopy of them at SOAR Telescope. We also analyzed the first visible spectrum obtained for the main belt asteroid (52246) Donaldjohanson at Gran Telescopio Canarias. The spectra of (21900) Orus and (15094) Polymele present here are the first ones in the visible range and show rather homogeneous characteristics along the surfaces. Their taxa correspond with those of the two dominant Trojan populations, the P- and the D-type group of objects. Spectroscopy of (3548) Eurybates, on the other side, suggests that some variation on the characteristics of the reflectance of this body. Donaldjohanson shows hints of hydrated materials in its visible spectrum. The Lucy mission will investigate the surface composition of these targets and will shed light on their connections with other populations of minor bodies and on their role in the evolution of the Solar System.

1. Introduction

Jupiter Trojan asteroids (hereafter, JTs) are minor bodies that share Jupiter's orbit around the Sun in stable orbits over the age of the Solar System (Levison et al., 1997; Marzari et al., 2003) in two Lagrange regions, L4 and L5. Their origin and composition are a subject of current

debate. Marzari and Scholl (1998) proposed that they formed in a region close to Jupiter and hold information of the central part of the solar nebula, while Morbidelli et al. (2005) argued that they were captured from a more distant region, during a phase of the proposed planetary migration period in the early Solar System. Therefore, according to these authors, JTs should contain information from the outermost part of the

[☆] Based on observations obtained at the Southern Astrophysical Research (SOAR) telescope, which is a joint project of the Ministério da Ciência, Tecnologia, Inovação e Comunicações (MCTIC) da República Federativa do Brasil, the U.S. National Optical Astronomy Observatory (NOAO), the University of North Carolina at Chapel Hill (UNC), and Michigan State University (MSU), in observations at GTC (ORM-La Palma) and, in observations at the Observatório Astronômico do Sertão de Itaparica (OASI, Itacuruba) of the Observatório Nacional (ON/MCTIC, Brazil).

* Corresponding author at: Observatório Nacional, Rio de Janeiro 20921-400, Brazil.

E-mail address: carolofisica@gmail.com (A.C. Souza-Feliciano).

<https://doi.org/10.1016/j.icarus.2019.113463>

Received 25 July 2019; Received in revised form 27 September 2019; Accepted 2 October 2019

Available online 31 October 2019

0019-1035/© 2019 Elsevier Inc. All rights reserved.

protoplanetary disk. In this context, the study of the JTs' dynamical and physical properties can provide important clues about the history and evolution of our planetary system.

Several spectroscopic observations at the visible and near-infrared (NIR) wavelengths revealed featureless spectra (Dotto et al., 2006; Emery et al., 2010; Fornasier et al., 2007) with colors that vary from gray to red, without clear signatures of ices or hydrated silicates (De Luise et al., 2010; Yang and Jewitt, 2007, 2011). Most of the JTs could be classified in the Tholen taxonomy (Tholen, 1984) as D- or P-type (analog to X-class in the Bus-DeMeo taxonomy, see DeMeo et al. (2009) for more details), with a minor fraction of C-type. Studies on thermal wavelengths showed that they are predominantly low-albedo objects (Grav et al., 2011) similar to primitive asteroids and cometary nuclei. These similarities suggest that the JTs also have a primitive nature, having undergone little to no thermal alteration since their formation.

Further investigations revealed a bimodality in their color distribution both in visible and NIR wavelengths, with one "red" peak related to the D-type, and one less red peak, similar to P-type (Emery et al., 2010; Wong et al., 2014). This bimodality has been interpreted as the predominance of two intrinsically distinct compositional groups. This hypothesis is strengthened by the work of Brown (2016), which searched for a feature located at around 3 μm , diagnostic of water ice, and hydrated minerals, in the surfaces of JTs. The feature was identified in the spectrum of the P-type JTs, which peculiarly have a higher average albedo than other P-type in other small body populations (De Prá et al., 2018), while all D-type presented featureless spectra.

Due to the importance of the JTs in constraining dynamical models, there has been a significant increase in the interest in studying this population. In this context arises the NASA Mission Lucy, with a planned launch in 2021. The Lucy Mission will be the first one to address a group of objects with the aim of investigating their nature. The mission will perform six flybys: one on the Main Belt Asteroid (MBA) (52246) Donaldjohanson, and five on JTs (3548) Eurybates, (15094) Polymele, (11351) Leucus, (21900) Orus and the binary (617) Patroclus-Menoetius (hereafter referred to only by the objects' name). The mission targets were selected to cover a range of common taxonomic type among the JTs with distinct physical properties. Polymele is a small P-type asteroid approximately 21 km in diameter, while the binary system Patroclus-Menoetius are more than 100 km each in diameter and are also P-type objects. On the other hand, Orus and Leucus are D-type objects, with intermediate diameters (51 and 34 km, respectively) and very different rotation periods: Orus has a rotation period of ~ 14 h and Leucus almost 450 h (Buie et al., 2018). Eurybates and Donaldjohanson are both members of primitive dynamical families, the first in the L4 swarm and the other in the main belt. Eurybates is the largest member of the eponymous family with a diameter of ~ 63 km, and Donaldjohanson is a small body, ~ 4 km, of the Erigone Family (Nesvorný et al., 2015).

Aiming to provide valuable information for mission planning and to maximize the scientific return, we started an observational campaign to study all the NASA Lucy mission targets. In this work, we conducted a search for surface heterogeneity in three out of five JTs Lucy targets: Eurybates, Polymele, and Orus (Table 3), showing for the first time, visible spectra of Polymele and Orus. To ensure the robustness of our analysis, we applied two techniques: rotationally resolved spectroscopy, using the Goodman spectrograph at Southern Astrophysical Research (SOAR) Telescope, and to confirm a case of variability, we analyzed the rotational Light-Curve (LC), observed with two photometric filters using the 1-m Telescope of the Observatório Astronômico do Sertão de Itapirica (OASI). Additionally, for the first time we characterized the spectrum of the Lucy MBA target Donaldjohanson, obtained at 10.4 m Gran Telescopio Canarias (GTC).

This work is organized as follows. In Section 2, we describe the observations and data reduction process. In Section 3, we show the analysis and results of our data. In Section 4, we discuss the results and in Section 5, we present our conclusions.

2. Observation and data reduction

2.1. Spectroscopic observations

Details of spectroscopic observation conditions for each object and for solar analog stars are listed in Tables 1 and 2, respectively. The spectra of the MBA were obtained on May 26 at the 10.4 m GTC at the El Roque de Los Muchachos Observatory (ORM) in La Palma, Spain. JTs spectra were taken on July 7 and August 12 at the 4.1 m SOAR Telescope on Cerro-Pachón, Chile.

We used the Optical System for Imaging and Low Resolution Integrated Spectroscopy (OSIRIS) camera spectrograph (Cepa, 2010; Cepa et al., 2000) of GTC to observe the MBA. We utilized the R300R grisma with a slit of 1.23" and the 2×2 binning mode with a readout speed of 200 kHz, which corresponds to the standard operation mode of the instrument. In all observation nights, the slit was oriented to the parallactic angle to minimize losses due to atmospheric dispersion. We did three consecutive sub-exposures of Donaldjohanson in a range of 0.49 to 0.92 μm and shifted them along the slit direction by 10" to improve the sky subtraction and fringing correction. To observe all the JTs, we used the Red Camera of Goodman High Throughput Spectrograph (GTHS) of 4.1 m SOAR with the grating of 400 lines/mm, a slit of 1.50" with GG455 second order blocking filter, and a readout speed of 344 kHz, which provides an effective spectral interval from 5000 to 9050 \AA with a dispersion of 1.0 $\text{\AA}/\text{pix}$.

We applied standard reduction techniques using IRAF¹ routines to obtain all the spectra in our sample. Images were initially bias and flat-field corrected, and the sky background was subtracted from them. We extracted the spectra using an aperture that varied depending on the seeing of the corresponding night. The spectra were wavelength calibrated with HgArNe (SOAR data) and XeNeHgAr (GTC data) lamps.

To correct for telluric absorption and to obtain the relative reflectance, at least two solar analog stars from the Landolt list (Landolt, 1992) were observed using the same instrumental setup on each observing night, at similar airmasses to the objects (Table 2). The images of the solar analog stars were reduced with the same process that the images of the objects. We averaged in a single 1-D spectrum each three sub-exposures of each solar analog star (as indicated in Table 2). For each sub-exposure corresponding to the same rotation phase of each target, we divided the 1-D target spectra by the averaged solar analog spectra observed in the same night; these were then averaged into one final relative reflectance. Although the solar analog stars used had similar spectra, we detected small differences in their spectral slopes. We used these variations to estimate the systematic errors in the slope of our targets (explained in more details in Section 3.1). To increase the SNR of our spectra, we binned all the final spectrum with a bin size of 11 points and normalized it to unity at 0.55 μm . In total, we obtained one spectrum of Donaldjohanson, three spectra of Eurybates and Polymele, and four of Orus (Figs. 1 and 2). We also show in Fig. 1 the averaged spectrum of each target, which was obtained combining all spectra of each object, regardless of the rotation phase. We will refer to this as the combined spectrum.

2.2. Photometric observations

Photometric observations of Eurybates were obtained at the OASI, Brazil. We used the 1.0-m Telescope with a $2\text{k} \times 2\text{k}$ CCD, which provides a field of view of 11.8' and an image scale of 0.343" /pixel. Observations were performed on October 3 and 4 of 2018. The average seeing of both nights was approximately 3.5". The LCs were obtained in the *r* and *i* filters of the Sloan Digital Sky Survey (SDSS) system. We

¹ IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatories, which are operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.

Table 1

Observational circumstances of the JTs and MBA Lucy's targets. Abbreviations are defined as follows: Spectral identification (Spec. ID), Visual magnitude (V (mag)), Date/Universal time of the observation (Date/UT_{start}), and Exposure time (T_{exp}).

Object	Spec. ID	V (mag)	Date UT _{start}	T _{exp} (s)	Airmass	Seeing (")
Eurybates	I	17.07	08 July 2018 03:00	3×360	1.55	0.81
	II	17.07	08 July 2018 06:29	3×360	1.01	0.89
	III	17.07	08 July 2018 08:32	3×360	1.08	0.89
Polymele	I	18.82	08 July 2018 02:00	3×600	2.00	0.79
	II	18.82	08 July 2018 04:36	2×600	1.10	0.82
	III	18.69	12 August 2018 23:56	3×600	1.69	0.70
Orus	I	16.96	08 July 2018 01:10	3×360	1.36	1.75
	II	16.95	08 July 2018 03:40	3×360	1.09	0.90
	III	16.95	08 July 2018 05:56	3×360	1.06	0.76
	IV	16.95	08 July 2018 07:40	3×360	1.30	0.90
Donaldjohanson		19.17	26 May 2018 21:45	3×600	1.34	1.15

Table 2

Observational conditions of the solar analog stars. Abbreviations are defined as follows: Date/Universal time of the observation (Date/UT_{start}) and Exposure time (T_{exp}).

Star	Date/UT _{start}	T _{exp} (s)	Airmass
SA 107-684	07 July 2018 23:25	3×30	1.31
	08 July 2018 00:28	3×30	1.19
	13 August 2018 01:30	3×120	1.48
SA 107-998	26 May 2018 22:16	3×2	1.34
	08 July 2018 00:06	3×40	1.22
	12 August 2018 23:03	3×90	1.16
SA 110-361	13 August 2018 01:17	3×90	1.43
	08 July 2018 08:09	3×75	2.16
	12 August 2018 23:34	3×120	1.45
HD1835	13 August 2018 01:44	3×120	1.17
	08 July 2018 10:06	2×5	1.05
SA 102-1081	26 May 2018 21:35	3×1	1.24
SA 112-1333	13 August 2018 01:03	3×90	1.64

Table 3

Orbital and physical properties of the sample: semi-major axis (a), eccentricity (e), inclination (i), visible albedo (p_v), and rotation period (Rot. Period). The values of a , e , and i were taken from JPL Small-Body Database Browser. References: (+) Grav et al. (2012), (*) Mottola et al. (2016), (–) Buie et al. (2018), and (#) Masiero et al. (2011).

Object	a (AU)	e	i (°)	p_v	Rot. period (hr)	Diameter (km)
Eurybates	5.194	0.088	8.059	0.052 ± 0.007 +	8.702724 ± 0.000009 *	63.8 ± 0.3
Polymele	5.164	0.0947	12.989	0.09 ± 0.02 +	5.87607 ± 0.0005 –	21.0 ± 0.1
Orus	5.125	0.0362	8.468	0.07 ± 0.01 +	13.48617 ± 0.00007 *	50.8 ± 0.8
Donaldjohanson	2.383	0.186	4.423	0.10 ± 0.02 #	–	3.895

applied standard reduction techniques in both filters: images were bias, dark and flat-field corrected. To correct for fringing patterns, present in images taken with i filter, we performed a dithering sequence between exposures. These images were combined to build a mask that was later used to correct the individual exposures.

Relative photometry was computed to obtain the rotational LC in both filters. We tested different apertures in order to maximize the object's SNR in each night. We also tried different radius and widths for the annulus used for the background subtraction. We chose the same reference stars set during the two observing night, which minimize the estimated error. The LCs in r and i filters are presented in Fig. 4.

3. Analysis and results

We obtained four spectra of Orus, and three of Polymele and Eurybates at different phases of their rotation period. All of these spectra are reddish and featureless, as expected for primitive surfaces (see Fig. 1). For Donaldjohanson (see Fig. 2), we obtained only one spectrum.

To search for variations in the spectral characteristics of the JTs, we used the spectral slope and the taxonomical classification. Some variations in color are already suggested in the Fig. 1, which we further explore in this section. It is well known that small color differences can be intrinsic of the surface properties of the object or due to variations in the observational conditions. In the first case, the difference could be caused by several factors such as different compositions, particle sizes on the asteroid, or space weathering effects. Observational circumstances or instrumental setup could generate spectral differences that are not related to the surface of the object. To minimize these systematic effects we observed all the JTs and Solar Analogs with the same instrumental setup. In addition, we carefully inspect the results to detect when the systematics may dominate the spectral features (more details in Section 4.1).

3.1. Jupiter Trojans targets: Eurybates, Orus and Polymele

To search for rotational variability in the JTs spectra, we selected an arbitrary zero-point for the rotational phase as the first spectrum of each object. The remaining acquisitions were rotationally calibrated in comparison with the first. We measured the visible spectral slope (S') for each spectra in our sample using the definition of S' presented in Jewitt and Luu (1990) and looked for variations higher than $1-\sigma$ level. To do it, we performed a linear fit using the wavelength range between 0.5 and 0.9 μ m, where the reflectance is well represented by a line fit, and normalized it in 0.55 μ m. The values for the slope and the associated uncertainty are presented in units of %/1000 Å on Table 4 and plotted in Fig. 3 with $\pm 1-\sigma$ errorbars for each spectrum.

The errors in the slope values are computed following the law of propagation of uncertainty, taking into account the error in the fit and the error introduced by dividing by the spectra of the solar analog stars or the centering in the slit. These differences could propagate into the spectrum of the target through the reduction process. To quantify the errors, we divided the solar analog stars spectra by one that we take as the reference (the one with intermediate airmass). The result of division should be a straight line with spectral slope $S' = 0$, but the analysis shows a variation of ± 0.50 %/1000 Å for the night of May 26, ± 0.84

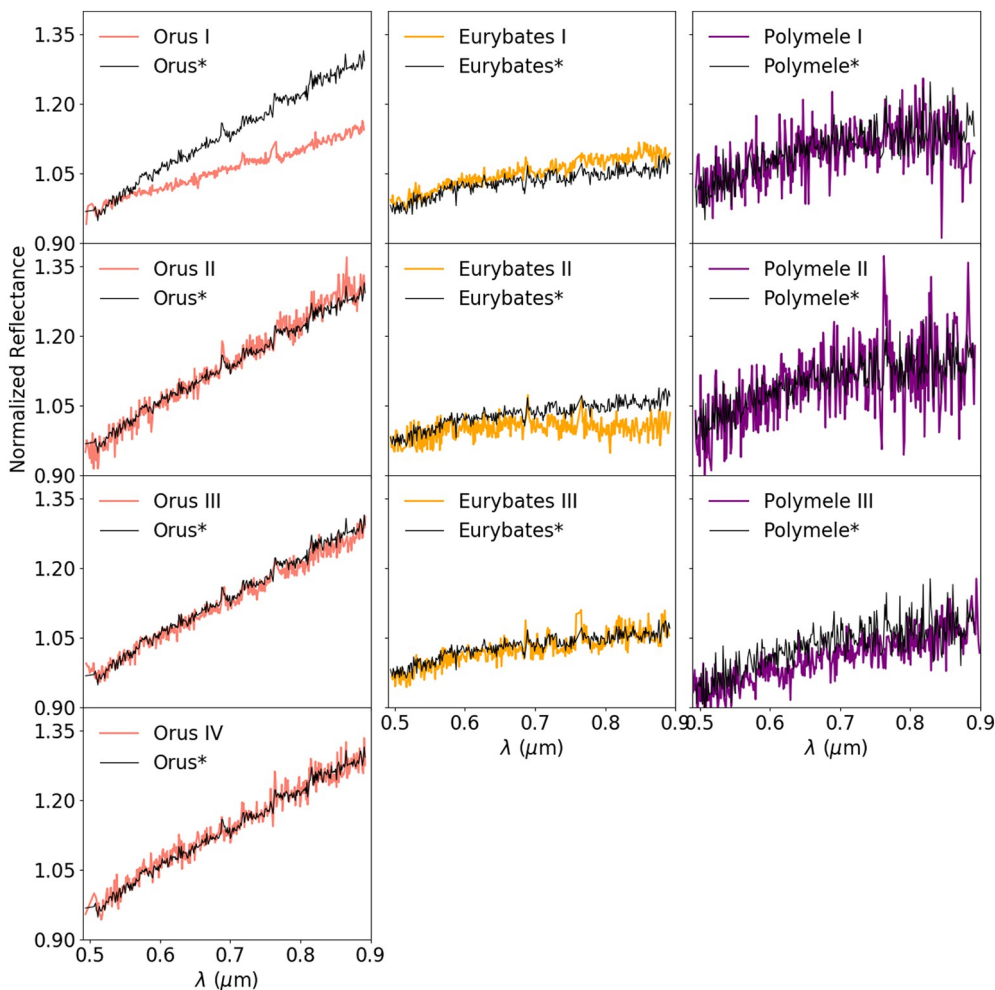


Fig. 1. The final relative reflectance spectra of our sample normalized to unity at 0.55 μm. Spectra of Orus (salmon), Eurybates (orange), and Polymele (purple). The black spectrum in each box represents the combined spectrum of each target normalized to unity at 0.55 μm. (For interpretation of the references to color in this figure legend, the reader is referred to the web version of this article.)

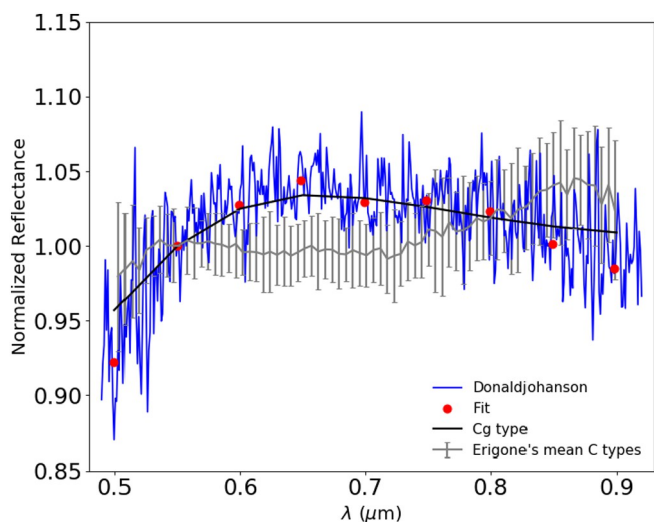


Fig. 2. Comparison of the normalized spectrum (at 0.55 μm) of Donaldjohanson (blue) with the Cg-type (black) from Bus-DeMeo taxonomy and the mean of C-type of (163) Erigone family (gray). The red dots are the fit of Donaldjohanson spectrum. (For interpretation of the references to color in this figure legend, the reader is referred to the web version of this article.)

%/1000 Å of the night of July 7 and ±1.1 %/1000 Å of the night of August 12. We took these values as systematic errors. We also evaluated the error in the fit for each phase to calculate the slope, and this error was added quadratically to the systematic error. The final error is strongly dominated by the systematic one, as shown in Table 4.

In addition to the slope, we also performed a taxonomical classification in each single spectrum and also in the combined spectrum. We used the CANA² package for this task (De Pra et al., 2018). The routine applied by CANA is based on minimizing the chi-squared between the asteroid spectrum and the taxonomy templates (DeMeo et al., 2009). Although the aforementioned taxonomic system is an extension to the NIR of the Bus and Binzel (2002) taxonomy in the visible, all the obtained classes coexist in both schema. The classification results are shown in Table 4. The authors remind the readers that the X-class in DeMeo et al. (2009) corresponds to the P-type in Tholen taxonomy (Tholen, 1984).

The spectra of all the JTs in our sample are featureless. We obtained three spectra at different phases of the rotation period of Polymele and the spectral slope variation does not exceed the 1-σ level compared with the slope of the combined spectrum of 3.29 %/1000 Å. In the case of Orus, its first spectrum shows a clear outlier spectral slope of 4.4 ±

² The CANA toolkit (Codes for ANalysis of Asteroids) is a Python package specifically developed to facilitate the study of features in asteroids spectroscopic and spectrophotometric data.

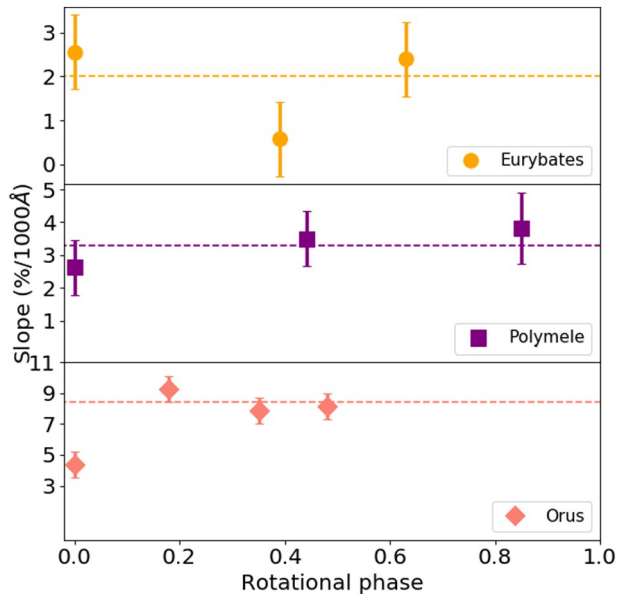


Fig. 3. Slopes of the observed objects versus rotational phase. Each point represents the slope of an object with the errorbar of $\pm 1-\sigma$ level and the dashed line in each panel represents the slope of the combined spectrum of each target. Eurybates is shown in orange circles, Polymele in purple squares and Orus in salmon diamonds. The spectral slopes are in units of $\%/1000\text{\AA}$ and the values of the rotational phase are arbitrary with 0 representing the beginning of the spectroscopic observations and 1, the end of the rotational period of the object. (For interpretation of the references to color in this figure legend, the reader is referred to the web version of this article.)

0.84%/1000 \AA , less red than the other three with values between 7.84 and 9.27 $\%/1000\text{\AA}$ (see Fig. 1 and Table 4). These three spectra and the combined are classified as D-type, meanwhile the first one is classified as X_k . In this specific case, we attribute the slope variation to instrumental setup and degraded seeing conditions in the moment of the first observation. Because of this, we don't use the first spectral slope of Orus to calculate the averaged slope. In Section 4, we discuss this in more detail. The analysis of the three spectra of Eurybates revealed that the slope of the second spectrum, classified as a C-type, deviates from the first and the third that were classified as X_c -type (see Table 4). The slope deviation is below $2-\sigma$ level. Nevertheless, we closely inspected the observational circumstances, and we find that is possible that the spectral variability corresponds to real variations on the surface of Eurybates.

To investigate this variability, we conducted a photometric analysis similar to the ones presented in Lacerda et al. (2008) and Lacerda (2009). The LCs in r and i filters, are presented separately in Fig. 4-top.

Table 4

Rotational phase (Rot. Phase), visible spectral slope (S'), taxonomy classification (Tax.), and estimated signal-noise ratio (SNR) of each spectrum of the sample and the combined spectrum of each object.

Object	Rot. phase	S' ($\%/1000\text{\AA}$)	Tax.	SNR
Eurybates-I	0.00	2.56 ± 0.84	X_c	62
Eurybates-II	0.39	0.58 ± 0.84	C	50
Eurybates-III	0.63	2.39 ± 0.84	X_c	44
Combined		2.00 ± 0.84	X_k	91
Polymele-I	0.00	2.63 ± 0.84	X_k	23
Polymele-II	0.44	3.49 ± 0.84	X_k	18
Polymele-III	0.85	3.81 ± 1.1	X_k	31
Combined		3.29 ± 0.92	X_k	42
Orus-I	0.00	4.40 ± 0.84	X_k	48
Orus-II	0.18	9.27 ± 0.84	D	42
Orus-III	0.35	7.84 ± 0.84	D	51
Orus-IV	0.48	8.13 ± 0.84	D	33
Combined		8.42 ± 0.84	D	60
Donaldjohanson		0.36 ± 0.50	Cg	57

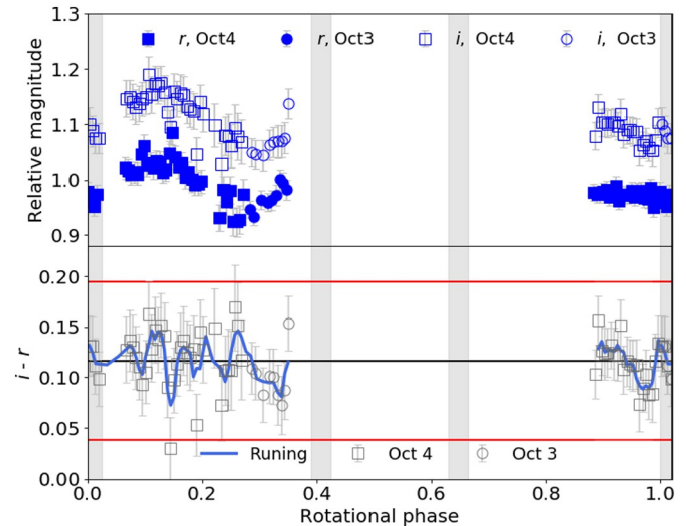


Fig. 4. Top panel: Photometry in the r and i (blue) filters of Eurybates obtained at OASI. The circles represent the objects observed in October, 3 and the squares in October, 4. The filled symbols are from data obtained at r filter and the empty in the i filter. Bottom panel: Difference between the i and r filters (grey). The black horizontal line shows the mean difference and the red ones, the $3-\sigma$ standard deviation. A running median (width = 3) is overlapped as a thick royal blue line. The horizontal axis represents the rotational phase. We choose the 0 point at the same time of the spectroscopic observations to be able to compare both results. The gray regions are the period covered by the spectroscopic data. (For interpretation of the references to color in this figure legend, the reader is referred to the web version of this article.)

Since simultaneous measurements in both filters were not possible, we cross-interpolated their fluxes of the r -band taking the i -band time coordinates as reference. We subtracted the respective magnitudes in each filter to produce the objects' color curve (Fig. 4-bottom). The resulting color curve was smoothed using a running median to search for structures that could be associated with a rotational color variability. However, we found no variation that exceeded the $2-\sigma$ level. Note that our photometric data cover $\sim 35\%$ of Eurybates' rotation period, and do not overlap the spectroscopic data. More data is needed to secure confirmation.

3.2. Donaldjohanson

In the case of Donaldjohanson, for which we obtained only one spectrum, we did not search for rotational variability. The spectrum of Donaldjohanson presented a decrease of reflectance towards the ultraviolet wavelengths (Fig. 2). This feature is commonly observed in C-type asteroids. Vilas (1995) suggested that it could be related to hydrated materials in the surface of the asteroid. We characterized the turnover region following the methodology described in De Prá et al. (2018); the turn-off point was measured by calculating the furthest point from a linear fit considering just the edges of the spectrum. In addition to the turn-off wavelength, we also measured the slope of the drop-off in reflectance on wavelengths lower than the turn-off point (near-UV slope).

We found a turn-off point at $0.6206 \pm 0.0038\text{ }\mu\text{m}$, with a near-UV slope of $9.32 \pm 0.50\%/1000\text{\AA}$. The visible slope S' is $0.36 \pm 0.50\%/1000\text{\AA}$, and is classified as a Cg-type. In Fig. 2, we show the spectrum of the object in comparison with the Cg-class template and the mean spectrum of the C-type within the Erigone family from Morate et al. (2016).

4. Discussion

4.1. The spectral properties of our sample

We observed three JTs and one MBA that are targets of NASA Mission Lucy. The sample presented in this work shows spectra compatible with primitive asteroids, with colors ranging from gray to red. We did not find any strong evidence of variability on the spectra of Polymele.

In the case of the first spectrum of Orus, which was acquired in the beginning of the night, the seeing was higher than the slit adopted (see Table 1). Spectral slope variations can arise from systematic observational effects, often related to seeing conditions (Binzel et al., 2015). Therefore, in this particular case, we consider that the variability in the associated slope could be the result of a systematic error. All of the three remaining spectra, which were observed with a considerably smaller seeing, presented a self-consistent behavior.

Fig. 5, adapted from De Prá et al. (2018), shows a compilation of NEOWISE (Mainzer et al., 2016) and SDSS (Ivezic et al., 2004) properties as visible slope and geometric albedo for JTs and the average spectral slopes of the JTs in our sample. In the case of Eurybates, we are showing the average of the first and third spectrum and the second one, while to Orus, we exclude the spectral slope of the first spectrum from the average, as explain in Section 3.1. The spectra of Orus and Polymele present rather homogeneous characteristics along the surfaces, and their taxonomy correspond, respectively, with those of the two dominant populations in the Trojans, the P-type (low-albedo X-type asteroids) and the D-type objects (see Fig. 5). These taxonomic classes are observed across the main belt, but they become predominant with increasing heliocentric distance. However, when looked closely in the Albedo versus Spectral slope (Fig. 5) space of parameters, Polymele's color is slightly less red than the average color of the P-type Trojans. Similarly, Orus, classified as a D-type, is slightly more neutral than the average D-type of Trojans, Hildas and Cybeles. If the differences between the P and D-types of trojans are due to compositional effects, this target may be an interesting transitional object.

The other two objects in our study correspond to the C-complex, a class that dominates the inner belt but that is unusual in the Trojan population. It was expected that Donaldjohanson was a C-type asteroid as it belongs to the Erigone collisional family (Nesvorný et al., 2015), a primitive family located in the inner part of the main belt that has been characterized within the PRIMITIVE Asteroids Spectroscopic Survey (PRIMASS, see Morate et al., 2016). Nearly 50% of the studied members of Erigone's family were classified as C-type asteroids, with more than

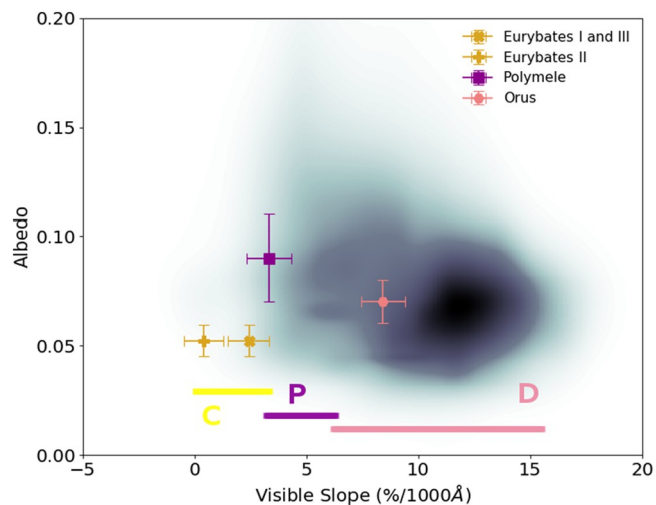


Fig. 5. Density plot of JTs adapted from De Prá et al. (2018) : albedo (NEOWISE) versus visible spectral slope (SDSS — %/1000 Å) and highlighted, the JTs in our sample. The errorbars represent the systematic error in $\pm 1\text{-}\sigma$ level.

80% of these objects presenting an absorption band in their visible spectra, centered at $0.7\ \mu\text{m}$ (Morate et al., 2016). This feature is associated with silicates that have been altered by the presence of liquid water. The spectrum of Donaldjohanson does not show such a feature. Accordingly with our analysis, it is classified as a Cg-type, a sub-type of C-complex with a pronounced UV drop-off.

Eurybates has one spectrum that was also classified as a C-type and does not show hydration band. Interestingly, the C-type spectrum of Eurybates does not show the UV drop of reflectance. Note that such a feature has been identified in four out of 17 members of the Eurybates family (Fornasier et al., 2007). This feature is detected on the spectra of many main belt C-type asteroids (Vilas, 1994, 1995), and could be related to aqueous alteration products. However, this association is yet not clearly established. While it is likely that Donaldjohanson possesses hydrated minerals on its surface, due to the association with the Erigone family, the visible's spectra of Eurybates don't show that Eurybates presents such materials. The observations that will be performed by the Lucy mission in far infrared will provide valuable knowledge on the composition of both objects and how the surface of a C-complex asteroid can vary.

4.2. Does Eurybates have an inhomogeneous surface?

Although the attempt to detect rotational color variation in Eurybates using photometric techniques was inconclusive, due to the short fraction of the rotation period that was covered, we found spectroscopic slope variation that possibly indicates variability on its surface properties. In addition to the described analysis of the Eurybates spectra acquired in this work, we also analyzed the only other spectrum in the visible available in the literature presented in Fornasier et al. (2007), which was obtained at a different phase angle. They measured a slope of $(-0.18 \pm 0.57\%/1000\ \text{Å})$. However, they used a different spectral range to calculate the spectral slope. For this reason, we recalculated the spectral slope and its error following the methodology described in Section 3. The variability in the slope presented in Table 5 is above the $1\text{-}\sigma$ deviation, considering the uncertainties.

The different slope values for Eurybates obtained in this work are not caused by phase reddening, an effect which has been deeply studied in the literature (Clark et al., 2002; Lumme and Bowell, 1981; Luu and Jewitt, 1990; Nathues, 2010; Reddy et al., 2012; Sanchez et al., 2012), because all of them were obtained at the same phase angle. This suggests that surface of Eurybates could be heterogeneous. The F07 spectrum has a slope remarkably different and also was obtained at a small phase angle. Lumme and Bowell (1981) measured a change in spectral slope of $0.15\%/1000\ \text{Å}$ per degree for a sample of C-type asteroids. If we consider this effect in the F07 spectrum its spectral slope at a phase angle 5.3° would be $0.825\%/1000\ \text{Å}$, which is compatible within the uncertainties with the slope of the second spectrum of Eurybates in this work. This reinforces the idea that the surface of Eurybates may be formed by patches of different characteristics, not being entirely homogeneous.

Eurybates is the largest body of the eponymous family, and has undergone a strong collision in the past. Fornasier et al. (2007) conducted an analysis with 17 members of the family and found that their slope

Table 5

Spectral slope (S') and phase angles (α) of Eurybates found in literature from Fornasier et al. (2007) recalculated as outlined in the text, in comparison with our results.

Eurybates	$S'(\%/1000\ \text{Å})$	$\alpha\ (^{\circ})$
F07	0.15 ± 0.50	0.79
This work I	2.56 ± 0.84	5.34
This work II	0.58 ± 0.84	5.31
This work III	2.39 ± 0.84	5.30
Combined	2.00 ± 0.84	5.32

vary from -0.5 to 4.6% / 1000 \AA , which makes the family predominantly composed by C- and P-type asteroids. The longitudinal variation in the slope of Eurybates is similar to the dispersion within the family. This result, combined with the fact that these low values of slope are not commonly observed outside of the family (De Prá et al., 2018; Fornasier et al., 2007; Wong et al., 2014), reinforces the interest in this object. Following our results, if we speculate that the parent body of the family was heterogeneous, then the disruption collision that originated this family (Brož and Rozehnal, 2011) would generate fragments with P- and C-types objects as the one observed by Fornasier et al. (2007).

Additionally to composition, other effects such as particle size, particle packing, and viewing geometry affect the reflectance spectra of carbonaceous meteorites: as the grain size of a powdered sample decreases the reddening of the spectral slope increases, even if the spectral slope may also depend on the compactness of the surface material (Cloutis et al., 2018). Particle size for instance was proposed as one of the possibilities of the spectral variation observed by ground-based telescopes in 101955 Bennu (Binzel et al., 2015). Recently, the NASA Origins, Spectral Interpretation, Resource Identification, Security-Regolith Explorer (OSIRIS-REx) mission did spectroscopy observations of Bennu and the analysis of spatially resolved data is ongoing by the mission team and will be used to confirm or refute ground-based observations of spectral slope variations (Hamilton et al., 2019; Lauretta et al., 2019). Besides that, results from JAXA's Hayabusa2 for 162173 Ryugu confirm the homogeneity suggested by ground-based observations (Barucci et al., 2019; Sugita et al., 2019), thus validating the methodology adopted in this work. Similar comparison will be possible when Lucy flyby these targets.

5. Conclusions

We obtained visible spectra of the targets of the Lucy mission, including 3 JTs with the Goodman SOAR spectrograph and one MBA with the OSIRIS instrument at GTC. In this work, we show, for the first time, a rotational spectral analysis in the visible for these JTs. For Donaldjohanson, we also performed for the first time the spectral characterization in the visible. In general, we did not find any absorption band on the analyzed spectra of our sample.

Overall, spectroscopy of the Lucy targets covered in this work show diversity in the surface properties of these primitive asteroids. No clear surface variations with rotation are detected for Polymele and Orus. The combined spectrum and albedo of these bodies show that their properties are in some way peculiar when compared with the dominant characteristics of the P- and D-dominant groups in the whole Trojan population. Spectroscopy of Eurybates, on the other side, suggests some variation on the characteristics of the reflectance of this body that is compatible with the variation detected within the family. These diversity could be related with the collisional history of the family. If this is related to its composition or to the particle size distribution is something that will be further explored by the Lucy mission, that can now plan the observational strategy to cover the different regions on the surface of Eurybates, according to our results. Finally, Donaldjohanson, the only main belt object in the group of targets, shows, according to our visible spectrum, hints of the presence of hydrated materials. This fact, could be explored with additional data in the 3-micron region from ground-based facilities or using the James Webb Space telescope instrumentation. In particular NIRSPEC will be ideal to search not only for the $-\text{OH}$ absorption band but also for the complex absorption due to organic components expected to dominate the surface of primitive objects in the Solar System (Pinilla-Alonso et al., 2019; Rivkin et al., 2016).

Acknowledgments

The authors are grateful to the IMPACTON team, in particular T. Rodrigues, D. Lazzaro, R. Souza and A. Santiago, the first two for keeping the OASI operative, the others for the technical support, and the

whole team of the SOAR and GTC Telescopes. This study was financed in part by the Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior – Brasil (CAPES) – Finance Code 001. Souza-Feliciano would like to thank Josh Emery for kindly providing some of the data used in this work. AAC acknowledges support from FAPERJ (grant E26/203.186/2016) and CNPq (grants 304971/2016-2 and 401669/2016-5). M. De Prá and E. Fernández-Valenzuela acknowledge funding through the Pre-eminent Postdoctoral Program of the University of Central Florida. NPA acknowledges support from SRI/FSI funds through the project “Earth- and Space-Based Studies in Support of NASA Space Missions”. J. de León acknowledges financial support from the projects SEV-2015-0548 and AYA2017-89090-P (MNECO). Thorough comments by a diligent reviewer are gratefully appreciated.

References

- Barucci, M., Hasselmann, P., Fulchignoni, M., Honda, R., Yokota, Y., Sugita, S., Kitazato, K., Deshpriya, J., Perna, D., Tatsumi, E., et al., 2019. Multivariable statistical analysis of spectrophotometry and spectra of (162173) Ryugu as observed by JAXA Hayabusa2 mission. *Astron. Astrophys.* 629, A13.
- Binzel, R.P., DeMeo, F.E., Burt, B.J., Cloutis, E.A., Rozitis, B., Burbine, T.H., Campins, H., Clark, B.E., Emery, J.P., Hergenrother, C.W., et al., 2015. Spectral slope variations for Osiris-rex target asteroid (101955) Bennu: possible evidence for a fine-grained regolith equatorial ridge. *Icarus* 256, 22–29.
- Brown, M.E., 2016. The 3–4 μm spectra of Jupiter Trojan asteroids. *Astron. J.* 152 (6), 159. Dec.
- Brož, M., Rozehnal, J., 2011. Eurybates—the only asteroid family among trojans? *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 414 (1), 565–574.
- Buie, M.W., Zangari, A.M., Marchi, S., Levison, H.F., Mottola, S., 2018. Light curves of Lucy targets: Leucus and Polymele. *Astron. J.* 155 (6), 245.
- Bus, S.J., Binzel, R.P., 2002. Phase II of the small main-belt asteroid spectroscopic survey: a feature-based taxonomy. *Icarus* 158 (1), 146–177.
- Cepa, J., 2010. Highlights of Spanish astrophysics V. In: *Astrophysics and Space Science Proceedings*. Springer-Verlag, p. 15.
- Cepa, J., Aguiar-Gonzalez, M., Gonzalez-Escalera, V., Gonzalez-Serrano, J.I., Joven-Alvarez, E., Cano, L.P., Rasilla, J.L., Rodriguez-Ramos, L.F., Gonzalez, J.J., Duenas, F.J.C., et al., 2000. Osiris tunable imager and spectrograph. In: *Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors*, vol. 4008. International Society for Optics and Photonics, pp. 623–632.
- Clark, B.E., Helfenstein, P., Bell III, J., Peterson, C., Veverka, J., Izenberg, N., Domingue, D., Wellnitz, D., McFadden, L., 2002. Near infrared spectrometer photometry of asteroid 433 Eros. *Icarus* 155 (1), 189–204.
- Cloutis, E.A., Pietrasz, V.B., Kiddell, C., Izawa, M.R., Vernazza, P., Burbine, T.H., DeMeo, F., Tait, K.T., Bell III, J.F., Mann, P., et al., 2018. Spectral reflectance deconstruction of the Murchison cm^2 carbonaceous chondrite and implications for spectroscopic investigations of dark asteroids. *Icarus* 305, 203–224.
- De Luise, F., Dotto, E., Fornasier, S., Barucci, M., Pinilla-Alonso, N., Perna, D., Marzari, F., 2010. A peculiar family of Jupiter trojans: the Eurybates. *Icarus* 209 (2), 586–590.
- De Prá, M., Pinilla-Alonso, N., Carvano, J., Licandro, J., Campins, H., Mothé-Diniz, T., De León, J., Ali-Lagoa, V., 2018. Primass visits Hilda and Cybele groups. *Icarus* 311, 35–51.
- De Pra, M.N., Carvano, J., Morate, D., Pinilla-Alonso, N., Licandro, J., 2018. CANA: a Python package for the analysis of hydration in asteroid spectroscopic and spectrophotometric data. In: *AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts #50. AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts*, vol. 50, p. 315.02. Oct.
- DeMeo, F.E., Binzel, R.P., Slivan, S.M., Bus, S.J., 2009. An extension of the bus asteroid taxonomy into the near-infrared. *Icarus* 202 (1), 160–180.
- Dotto, E., Fornasier, S., Barucci, M., Licandro, J., Boehnhardt, H., Hainaut, O., Marzari, F., De Bergh, C., De Luise, F., 2006. The surface composition of jupiter trojans: visible and near-infrared survey of dynamical families. *Icarus* 183 (2), 420–434.
- Emery, J.P., Burr, D.M., Cruikshank, D.P., 2010. Near-infrared spectroscopy of Trojan asteroids: evidence for two compositional groups. *Astron. J.* 141 (1), 25.
- Fornasier, S., Dotto, E., Hainaut, O., Marzari, F., Boehnhardt, H., De Luise, F., Barucci, M., 2007. Visible spectroscopic and photometric survey of Jupiter trojans: final results on dynamical families. *Icarus* 190 (2), 622–642.
- Grav, T., Mainzer, A., Bauer, J., Masiero, J., Spahr, T., McMillan, R., Walker, R., Cutri, R., Wright, E., Eisenhardt, P., et al., 2011. Wise/neowise observations of the Jovian trojans: preliminary results. *Astrophys. J.* 742 (1), 40.
- Grav, T., Mainzer, A.K., Bauer, J.M., Masiero, J.R., Nugent, C.R., 2012. Wise/neowise observations of the Jovian trojan population: taxonomy. *Astrophys. J.* 759 (1), 49.
- Hamilton, V., Simon, A., Christensen, P., Reuter, D., Clark, B., Barucci, M., Bowles, N., Boynton, W., Brucato, J., Cloutis, E., et al., 2019. Evidence for widespread hydrated minerals on asteroid (101955) Bennu. *Nat. Astron.* 3 (4), 332.
- Ivezic, Z., Juric, M., Lupton, R., Tabachnik, S., Quinn, T., SDSS Collaboration, 2004. SDSS moving object catalog v1.0. *NASA Planet. Data Syst.* 9.
- Jewitt, D.C., Luu, J.X., 1990. Ccd spectra of asteroids. II—the trojans as spectral analogs of cometary nuclei. *Astron. J.* 100, 933–944.
- Lacerda, P., 2009. Time-resolved near-infrared photometry of extreme Kuiper Belt object Haumea. *Astron. J.* 137 (2), 3404.

- Lacerda, P., Jewitt, D., Peixinho, N., 2008. High-precision photometry of extreme KBO 2003 el61. *Astron. J.* 135 (5), 1749.
- Landolt, A.U., 1992. Ubvri photometric standard stars in the magnitude range 11.5–16.0 around the celestial equator. *Astron. J.* 104, 340–371.
- Lauretta, D., DellaGiustina, D., Bennett, C., Golish, D., Becker, K., Balram-Knutson, S., Barnouin, O., Becker, T., Bottke, W., Boynton, W., et al., 2019. The unexpected surface of asteroid (101955) Bennu. *Nature* 568 (7750), 55.
- Levison, H.F., Shoemaker, E.M., Shoemaker, C.S., 1997. Dynamical evolution of Jupiter's trojan asteroids. *Nature* 385 (6611), 42.
- Lumme, K., Howell, E., 1981. Radiative transfer in the surfaces of atmosphereless bodies. I—theory. II—interpretation of phase curves. *Astron. J.* 86, 1694–1721.
- Luu, J.X., Jewitt, D.C., 1990. Charge-coupled device spectra of asteroids. I—near-earth and 3: 1 resonance asteroids. *Astron. J.* 99, 1985–2011.
- Mainzer, A., Bauer, J., Cutri, R., Grav, T., Kramer, E., Masiero, J., Nugent, C., Sonnett, S., Stevenson, R., Wright, E., 2016. Neowise diameters and albedos v1. 0. *NASA Planet. Data Syst.* 247.
- Marzari, F., Scholl, H., 1998. Capture of trojans by a growing proto-Jupiter. *Icarus* 131 (1), 41–51.
- Marzari, F., Tricarico, P., Scholl, H., 2003. Stability of Jupiter trojans investigated using frequency map analysis: the Matros project. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 345 (4), 1091–1100.
- Masiero, J.R., Mainzer, A., Grav, T., Bauer, J., Cutri, R., Dailey, J., Eisenhardt, P., McMillan, R., Spahr, T., Skrutskie, M., et al., 2011. Main belt asteroids with wise/neowise. I. preliminary albedos and diameters. *Astrophys. J.* 741 (2), 68.
- Morate, D., de León, J., De Prá, M., Licandro, J., Cabrera-Lavers, A., Campins, H., Pinilla-Alonso, N., Alf-Lagoa, V., 2016. Compositional study of asteroids in the Erigone collisional family using visible spectroscopy at the 10.4 m gtc. *Astron. Astrophys.* 586, A129.
- Morbidelli, A., Levison, H.F., Tsiganis, K., Gomes, R., 2005. Chaotic capture of Jupiter's trojan asteroids in the early solar system. *Nature* 435 (7041), 462.
- Mottola, S., Marchi, S., Buie, M.W., Hellmich, S., Di Martino, M., Proffe, G., Levison, H.F., Zangari, A.M., 2016. Ground-based characterization of Eurybates and Orus, two fly-by targets of the Lucy Discovery mission. In: AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts #48. AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts, vol. 48, p. 208.04. Oct.
- Nathues, A., 2010. Spectral study of the Eunomia asteroid family part ii: the small bodies. *Icarus* 208 (1), 252–275.
- Nesvorný, D., Brož, M., Carruba, V., et al., 2015. Identification and dynamical properties of asteroid families. In: *Asteroids IV*, pp. 297–321.
- Pinilla-Alonso, N., Stansberry, J., Holler, B., 2019. Surface properties of large TNOs: expanding the study to longer wavelengths with the James Webb Space Telescope. *arXiv e-prints*. 1905.12320. May.
- Reddy, V., Sanchez, J.A., Nathues, A., Moskovitz, N.A., Li, J.-Y., Cloutis, E.A., Archer, K., Tucker, R.A., Gaffey, M.J., Mann, J.P., et al., 2012. Photometric, spectral phase and temperature effects on 4 vesta and hed meteorites: implications for the dawn mission. *Icarus* 217 (1), 153–168.
- Rivkin, A.S., Marchis, F., Stansberry, J.A., Takir, D., Thomas, C., et al., 2016. Asteroids and the James Webb space telescope. *Publ. Astron. Soc. Pac.* 128 (959), 018003.
- Sanchez, J.A., Reddy, V., Nathues, A., Cloutis, E.A., Mann, P., Hiesinger, H., 2012. Phase reddening on near-earth asteroids: implications for mineralogical analysis, space weathering and taxonomic classification. *Icarus* 220 (1), 36–50.
- Sugita, S., Honda, R., Morota, T., Kameda, S., Sawada, H., Tatsumi, E., Yamada, M., Honda, C., Yokota, Y., Kouyama, T., et al., 2019. The geomorphology, color, and thermal properties of Ryugu: implications for parent-body processes. *Science* 364 (6437), eaaw0422.
- Tholen, D.J., 1984. Asteroid Taxonomy from Cluster Analysis of Photometry.
- Vilas, F., 1994. A quick look method of detecting water of hydration in small solar system bodies. In: *Lunar and Planetary Science Conference*, vol. 25.
- Vilas, F., 1995. Is the UB color sufficient for identifying water of hydration on solar system bodies? *Icarus* 115 (1), 217–218.
- Wong, I., Brown, M.E., Emery, J.P., 2014. The differing magnitude distributions of the two Jupiter trojan color populations. *Astron. J.* 148 (6), 112.
- Yang, B., Jewitt, D., 2007. Spectroscopic search for water ice on Jovian trojan asteroids. *Astron. J.* 134 (1), 223.
- Yang, B., Jewitt, D., 2011. A near-infrared search for silicates in Jovian trojan asteroids. *Astron. J.* 141 (3), 95.

Capítulo 4

Eris e Makemake através do X-SHOOTER

Neste capítulo analisaremos do ponto de vista da espectroscopia de reflexão no intervalo do visível ao infravermelho próximo (VNIR) dois TNOs que são considerados planetas anões: Eris e Makemake. Esses objetos tem o espectro dominado por bandas de absorção do gelo de metano. Contudo, quando comparados ao espectro do gelo de metano puro, a posição do centro das bandas de absorção está deslocado para comprimentos de onda mais curtos, sendo este deslocamento um indício de que o metano na superfície destes TNOs pode estar diluído em uma matriz de outro componente, como o nitrogênio (Quirico and Schmitt, 1997), por exemplo.

Uma vez que a banda de absorção de nitrogênio é cerca de milhares de vezes mais fraca que as bandas de metano, sua detecção direta é difícil. Por isto, neste trabalho, fazemos um estudo da composição superficial de Makemake em comparação com Eris e analisando as implicações que esta diluição traz no contexto da evolução composicional destes objetos.

4.1 Observação e Redução dos dados

Makemake foi observado no dia 26 de abril de 2013, em modo de serviço, com o espectrógrafo X-Shooter do VLT (Cerro Paranal, Chile). O X-Shooter é um espectrógrafo echelle capaz de obter um espectro entre 0.35 e 2.4 μm . O feixe de luz recebido é dividido usando dois dicróicos e redirecionado para três braços: ultravioleta (0.35-0.55 μm), visível (0.55-1.0 μm) e NIR (1.0-2.4 μm). Cada braço possui uma resolução espectral distinta sendo no ultravioleta de ~ 5400 , no visível de ~ 8900 e no NIR de ~ 5600 . Deste modo, cada braço funciona como um espectrógrafo independente, registrando uma parte diferente do espectro com média resolução. Detalhes das condições observacionais estão listados na tabela 4.1.

Objeto	Região	Modo de leitura/ Binagem	Largura da fenda (arcsec)	Tempo de exposição	Massa de ar
Makemake	UVB	100 khz / 1×2	1.0	4×480	1.761
	VIS	100 khz / 1×2	0.9	4×500	
	NIR	Não destrutivo	0.9	4×480	
HD89010	UVB	100 khz / 1×2	1.0	2×0.7	1.550
	VIS	100 khz / 1×2	0.9	2×0.7	
	NIR	Não destrutivo	0.9	2×0.7	

Tabela 4.1: Configurações e circunstâncias observacionais.

Os dados foram reduzidos usando o pipeline X-Shooter versão 2.0.0, que realiza o processo de redução: correção por bias ou darks, conforme necessário, flat fielding, identificação das ordens e calibração em comprimento de onda. A extração do espectro foi feita utilizando a tarefa `apall.iraf`, para termos mais controle sobre a SNR final do espectro. Após a extração dos espectros, dividimos o espectro de Makemake pelo da estrela de calibração, removendo a assinatura solar e corrigindo a maior parte da absorção telúrica devido à atmosfera terrestre, obtendo assim o espectro de reflectância final, que foi normalizado a unidade em $0.55 \mu\text{m}$. Como o espectro de reflectância obtido ainda continha uma quantidade de ruído e alguns pixels ruins, remanescentes do processo de redução, aplicamos a wavelet (detalhes no capítulo 2) *Coiflet 4* na escala 2 para corrigir apenas os efeitos anteriormente mencionados. O espectro que será utilizado na análise é o espectro obtido após a filtragem que está mostrado na Fig. 4.1.

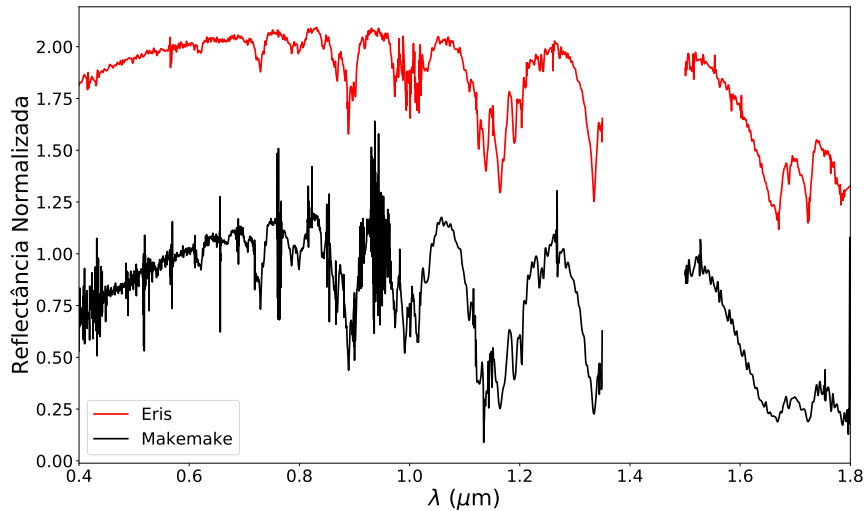


Figura 4.1: Espectro de Makemake (preto) e Eris (vermelho) obtidos no X-Shooter normalizados a unidade em $0.55 \mu\text{m}$. Eles foram deslocados em reflectância para melhor visualização. A região entre 1.4 e $1.5 \mu\text{m}$ foi mascarada devido as absorções atmosféricas nestes comprimentos de onda.

4.2 Análise e Resultados

4.2.1 Análise no intervalo do visível

De maneira análoga a feita na seção 3.3, nós calculamos a inclinação espectral de Makemake e Eris no intervalo entre 0.4 e 0.52 μm , obtendo $S'_M = 21.2 \pm 0.6 \text{ \%/1000 \AA}$ para Makemake e $S'_E = 13.5 \pm 0.2 \text{ \%/1000 \AA}$ para Eris. A hipótese mais aceita para explicar as altas inclinações no visível para Makemake e Eris é a existência de moléculas orgânicas complexas (tholins) na superfície deles (Khare et al., 1984). Portanto, uma possível explicação para esta diferença pode ser devido a Eris ter menos tholins que Makemake.

4.2.2 Deslocamentos para o azul e profundidade das bandas de absorção

O espectro de Eris utilizado na análise a seguir foi apresentado em Alvarez-Candal et al. (2011). Esse espectro foi escolhido pois foi observado com o mesmo instrumento que Makemake (Fig. 4.1). A fim de medir o deslocamento dos centros das bandas de absorção do gelo de metano, comparamos o espectro de Eris e Makemake com o espectro sintético de gelo de metano. O espectro sintético foi calculado com a teoria de reflectância bidirecional de Hapke (1981) e utilizando as constantes ópticas de Grundy et al. (2002). Mais detalhes dos modelos utilizados estão descritos na seção 4.2.3. Os deslocamentos e a profundidade de cada banda estão listados na tabela 4.2 e representados nas figuras 4.2.

Em relação ao deslocamento dos centros das bandas de absorção, Makemake e Eris apresentam comportamento similar (vide Fig. 4.2, painel esquerdo). Já em relação a profundidade, Makemake apresenta bandas mais profundas que Eris na região abaixo de 1.4 μm . Nos comprimentos de onda acima de 1.4 μm , as bandas de Makemake estão saturadas, com exceção da banda em 1.68 μm , tornando as medidas de profundidade não confiáveis. No geral, a profundidade da banda tem relação com a espessura da camada de metano na superfície do objeto, e se compararmos o deslocamento da banda de absorção com a profundidade da banda (Fig. 4.3), percebemos que há um aumento no deslocamento com o crescimento da profundidade tanto para Eris como para Makemake. As implicações desta hipótese são discutidas na seção 4.3.

4.2.3 Composição superficial

A modelagem dos espectros foi feita utilizando a teoria de Hapke com constantes ópticas de gelo de metano puro a 40K publicadas por Grundy et al. (2002). Nosso

CH ₄ λ (μm)	Makemake		Eris		M-E
	$\Delta\lambda$ (\AA)	D (%)	$\Delta\lambda$ (\AA)	D (%)	$\Delta\lambda$ (\AA)
0.62		12.4 (0.5)		5.2 (0.2)	1.7 (3.0)
0.71	-2.5 (3.4)	7.1 (0.3)	0.2 (4.2)	3.2 (0.1)	-2.7 (4.2)
0.73	-2.3 (0.7)	32.1 (1.5)	-2.5 (1.0)	16.2 (0.7)	0.2 (1.0)
0.79	-0.8 (1.2)	8.2 (0.3)	1.4 (1.9)	5.1 (0.1)	-2.2 (1.9)
0.80	-1.4 (0.9)	9.8 (0.4)	-3.8 (2.3)	4.8 (0.2)	2.5 (2.3)
0.87	-1.2 (2.1)	24.1 (1.5)	-0.1 (2.9)	14.9 (0.7)	-1.1 (2.9)
0.89	-4.4 (0.4)	37.4 (2.2)	-2.6 (0.4)	31.4 (0.7)	-1.7 (0.4)
0.97	0.6 (1.5)	28.2 (2.1)	-6.6 (1.6)	17.7 (0.9)	7.2 (1.6)
0.99	-3.4 (0.6)	31.7 (2.2)			
1.00	-6.1 (0.6)	23.0 (2.0)			
1.01	1.4 (1.5)	31.7 (1.4)			
1.16	-2.6 (1.4)	55.9 (0.8)	-2.7 (1.7)	57.7 (1.2)	0.0 (1.7)
1.19	-5.3 (1.9)	35.0 (0.7)	-4.2 (2.2)	29.3 (0.5)	-1.0 (2.2)
1.20	-3.1 (0.5)	28.3 (3.6)			
1.33	-4.8 (1.8)	44.1 (1.4)	-5.2 (1.3)	62.1 (3.4)	0.3 (1.3)
1.67	-4.6 (30.6)	49.2 (3.5)		62.7 (7.4)	
1.69	-3.7 (1.8)	16.2 (1.3)	-1.7 (1.4)	23.2 (0.2)	-2.0 (1.4)
1.72	0.1 (3.9)	42.2 (2.0)	-9.0 (1.6)	62.5 (6.6)	9.0 (1.6)
Média	-2.6 (2.1)		-3.1 (2.8)		0.8 (3.5)

Tabela 4.2: Deslocamento dos centros das bandas e a profundidade de cada uma delas. A primeira coluna mostra a posição do centro das bandas do gelo de metano puro (em μm). As colunas dois e três mostram os deslocamentos ($\Delta\lambda$ (\AA)) e as profundidades (D (%)) para Makemake, e as colunas quatro e cinco, mostram os resultados de Eris. A coluna seis mostra a diferença de deslocamento entre Makemake e Eris.

objetivo não é encontrar um modelo que descreva todas as estruturas observadas, como já foi realizado nos trabalhos de Brown et al. (2006, 2015). Nossa prioridade é encontrar modelos que apenas com o gelo de metano consigam descrever os espectros de Eris e Makemake para fins comparativos. Outrossim é que a inclinação espectral foi removida através da normalização do espectro a unidade. Este procedimento foi necessário uma vez que apenas o gelo de metano não reproduz tal inclinação, que é atribuída aos tholins.

Para compor os modelos, nós assumimos que o gelo de metano na superfície de Eris e Makemake está espacialmente segregado. Após testar vários modelos contendo diversas proporções do gelo de metano em diferentes tamanhos de partículas, o modelo que melhor ajustou o espectro de Makemake contém 50% de grãos de 1 cm, 30% de grãos com 2 cm e 20% de grãos com 0.1 cm (Fig. 4.4). Para Eris, o melhor ajuste ficou com 60% de grãos com 0.3 cm, 30% com 0.2 cm e 10% com 0.1 cm (Fig. 4.5). Em ambos os casos os modelos fornecem uma descrição razoável dos dados contudo, há diferenças notáveis entre 1.5 e 1.7 μm .

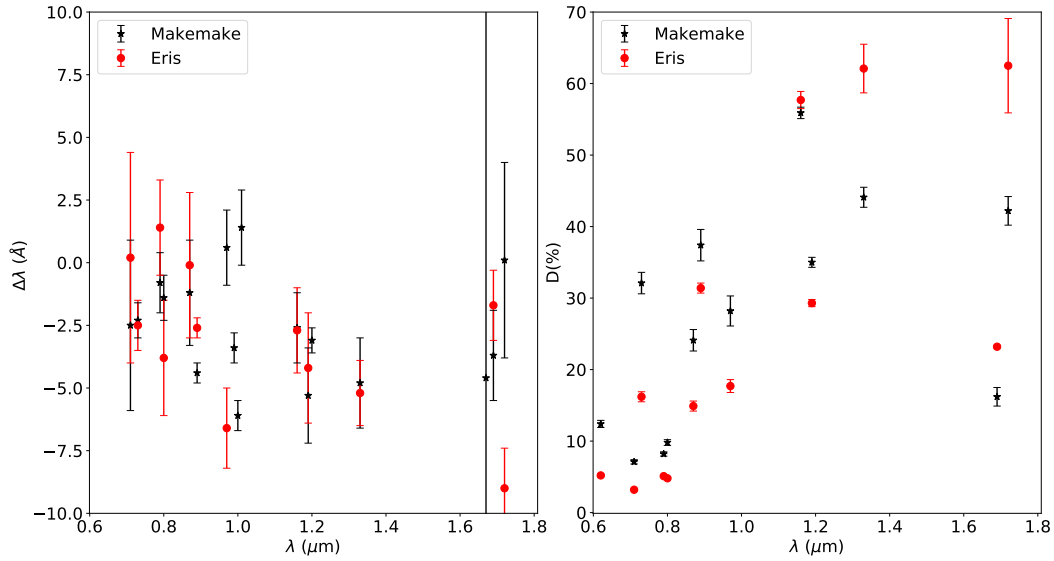


Figura 4.2: Painel esquerdo: Deslocamento das bandas ($\Delta\lambda$ (Å)) *versus* comprimento de onda (μm) para Makemake (estrelas pretas) e Eris (círculos vermelhos). Painel direito: Profundidade das bandas (%) *versus* comprimento de onda (μm).

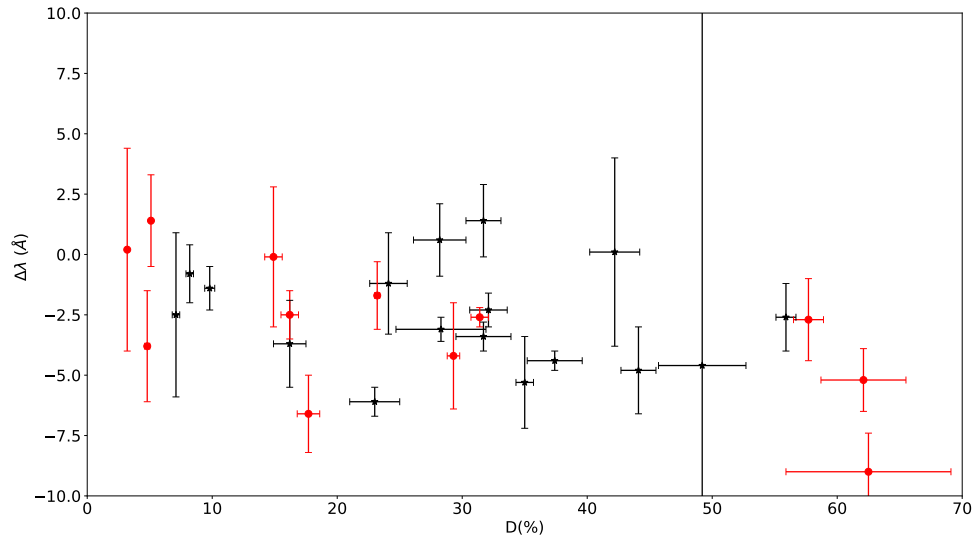


Figura 4.3: $\Delta\lambda$ (Å) *versus* D (%) para Makemake (estrelas pretas) e Eris (círculos vermelhos).

4.2.4 Banda em $1.68 \mu\text{m}$

A banda em $1.68 \mu\text{m}$ pode ser considerada uma assinatura do gelo de metano puro, uma vez que quando o metano está diluído em outros componentes, ela desaparece. Na Fig. 4.6 comparamos a banda em $1.68 \mu\text{m}$ de Makemake, Eris e o gelo de metano a 40K modelado com partículas de $1 \mu\text{m}$. Analisando a forma da banda nos espectros de Eris e Makemake notamos que ela é diferente da forma do metano puro, em particular, elas possuem um comportamento reverso: enquanto a aba esquerda

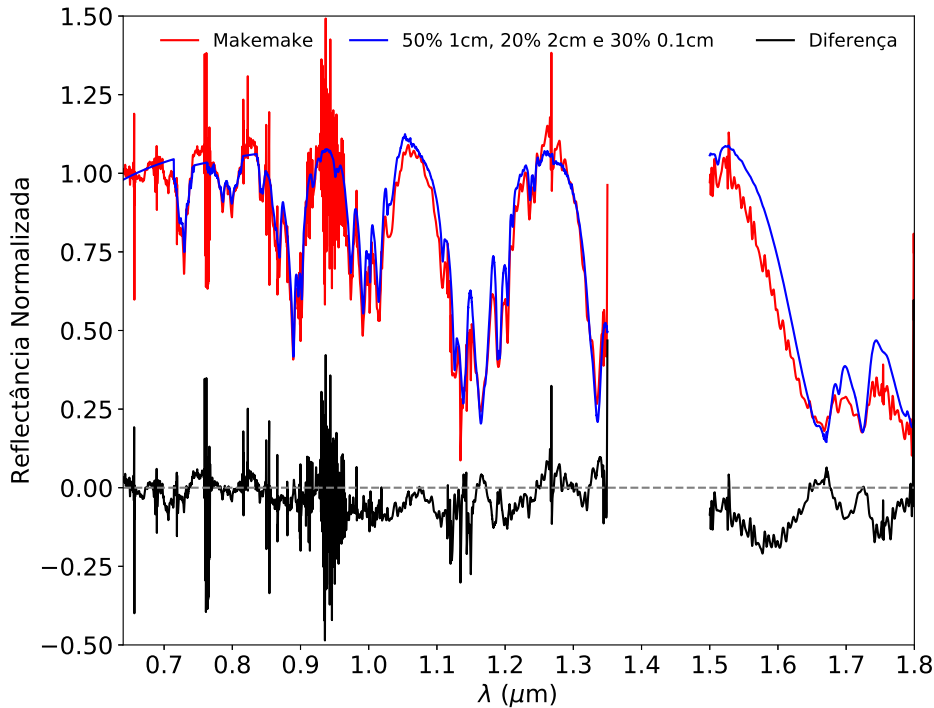


Figura 4.4: Espectro normalizado de Makemake (vermelho) comparado com o espectro sintético (em azul) com as quantidades de gelo de metano descritas no texto. A diferença entre o espectro original e o sintético é mostrado em preto. A região próxima a $1.4 \mu\text{m}$ foi mascarada devido a absorções da atmosfera.

da banda do gelo de metano puro é mais baixa que a aba direito, o contrário acontece nos TNOs. Também notamos que há um deslocamento para o azul no centro das bandas dos TNOs em comparação com a banda de gelo de metano puro (nomeado 1.69 na Tabela 4.2). Na Fig. 4.6, também plotamos o espectro de etano (C_2H_6) com partículas de $50 \mu\text{m}$ e, embora a absorção seja mais estreita em relação à observada nos dois TNOs, o centro da banda está perto de seus centros.

4.2.5 Temperaturas

Através das medições de diversos espectros sintéticos de gelo de água, Grundy et al. (2002) percebeu que a largura a meia altura (FWHM) de algumas bandas de absorção podem ser utilizadas para realizar uma estimativa da temperatura do gelo. Através da tarefa *splot* do IRAF nós medimos a FWHM de três bandas no espectro de Makemake e Eris, foram elas em $0.89 \mu\text{m}$, $1.01 \mu\text{m}$ e $1.72 \mu\text{m}$ que resultou em 30 \AA , 80 \AA , e 80 \AA , respectivamente para Makemake e 31 \AA , 52 \AA , e 59 \AA , respectivamente para Eris, indicando uma temperatura superficial entre 40 e 50 K para Makemake e de 30K para Eris (Fig. 4.7), que é consiste com a temperatura

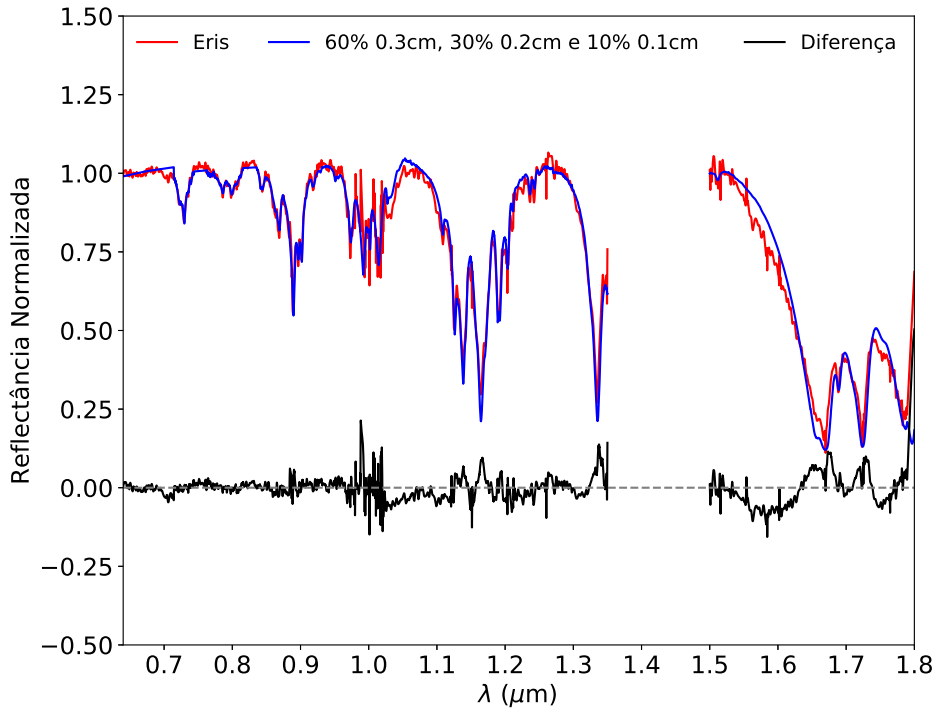


Figura 4.5: Espectro normalizado de Eris (vermelho comparado com o espectro sintético (em azul) com as quantidades de gelo de metano descritas no texto. A diferença entre o espectro original e o sintético é mostrado em preto. A região próxima a $1.4 \mu\text{m}$ foi mascarada devido a absorções da atmosfera.

reportada por Sicardy et al. (2011).

4.3 Discussão e Conclusão

Neste trabalho, apresentamos o espectro de Makemake obtido com X-Shooter com maior resolução espectral no intervalo do VNIR que os disponíveis na literatura. O espectro é comparado com o espectro sintético do gelo de metano e o espectro de Eris, obtido com o mesmo instrumento e configuração observacional semelhante.

Os espectros de Makemake e Eris são dominados pelo gelo de metano. Isto se dá porque a molécula de metano é opticamente muito ativa, portanto, a presença de outros componentes é mascarada por suas bandas de absorção. No caso de Eris, que tem um diâmetro de $\sim 2300 \text{ km}$ (Sicardy et al., 2011) e temperatura de $\sim 30\text{K}$, se sustenta a teoria da retenção de voláteis (Schaller and Brown, 2007), no entanto, nenhuma detecção direta além do gelo de metano foi possível até o momento. Considerando que Makemake tem $\sim 1400 \text{ km}$ de diâmetro e temperatura superficial entre 40 e 50K , o regime de retenção para ele é diferente do regime de retenção para Eris ou Plutão (Brown, 2012).

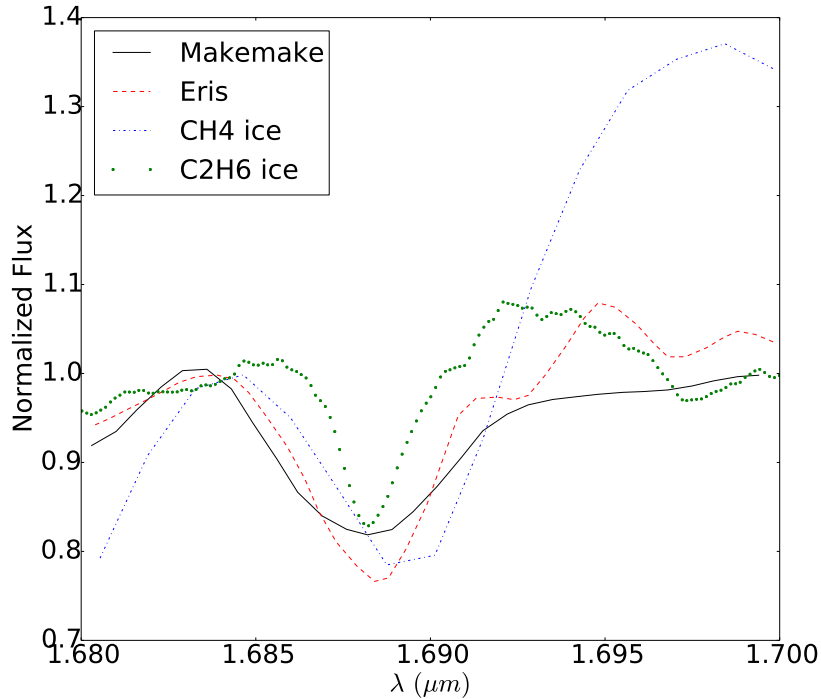


Figura 4.6: Análise da banda em $1.68 \mu\text{m}$: comparação com outros materiais. Um intervalo entre 1.68 e $1.70 \mu\text{m}$ nos espectros de Makemake, Eris, metano e etano é mostrada nas linhas preta, vermelha, azul e verde, respectivamente.

Makemake é capaz de reter gelo de metano, mas não é esperado que retenha grandes quantidades de nitrogênio, portanto a detecção direta em seu espectro no NIR é improvável (Brown et al., 2006). Contudo, existe um deslocamento para comprimentos de ondas mais curtos dos centros das bandas de absorção do gelo de metano tanto nos espectros de Eris quanto nos de Makemake, indicando que pelo menos uma parte do gelo de metano na superfície destes objetos está diluída em outro gelo, como o nitrogênio, por exemplo. E, apesar da Fig. 4.3 indicar que este deslocamento tem relação com a profundidade das bandas de absorção, mais dados são necessários para validar esta afirmação.

A modelagem espectral realizada nos dois espectros mostra grandes resíduos (figs. 4.4), especialmente no intervalo entre 1.5 e $1.7 \mu\text{m}$. Atribuímos essas diferenças a componentes menores na superfície desses objetos, conforme proposto por Brown et al. (2015). Além disso, a inclinação espectral na faixa visível de Makemake é maior que a em Eris, sugerindo que mais material processado está de fato presente na superfície de Makemake. Em relação a banda em $1.68 \mu\text{m}$, é digno de nota que ela está sistematicamente deslocada nos espectros de Eris e Makemake e que a posição de seu mínimo coincida com o mínimo de etano. Não é absurdo imaginar que esta banda possa ser relacionada não apenas ao metano puro. Esperamos que no futuro, com espectroscopia feita por telescópios espaciais, como o James Webb, os estudos

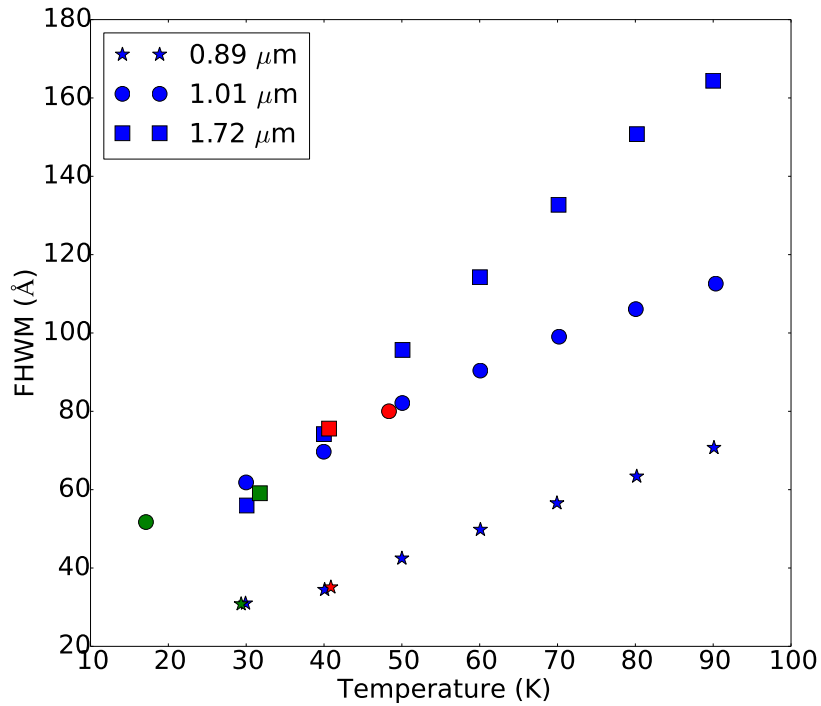


Figura 4.7: FWHM dos gelos de metano medidos em laboratório *versus* a temperatura deles em três diferentes bandas de absorção (adaptado de Grundy et al., 2002), em azul. Resultados para Makemake em vermelho e para Eris, em verde.

feitos desses objetos nos tragam as informações necessárias para desvendar estas e outras questões sobre os TNOs dominados por metano. A seguir, anexamos o artigo que foi gerado a partir deste trabalho submetido a revista Monthly Notices of the Royal Astronomical Society.

4.4 Artigo: The Dwarf Planet Makemake as seen by X-Shooter

The Dwarf Planet Makemake as seen by X-Shooter

Journal:	<i>Monthly Notices of the Royal Astronomical Society</i>
Manuscript ID	Draft
Manuscript type:	Main Journal
Date Submitted by the Author:	n/a
Complete List of Authors:	Alvarez-Candal, Alvaro; Universidad de Alicante, Instituto Universitario de Física Aplicada a las Ciencias y las Tecnologías; Observatorio Nacional Souza-Feliciano, Ana; Observatorio Nacional; University of Central Florida, Florida Space Institute Martins-Filho, Walter; Observatório Nacional, Astronomia Pinilla-Alonso, Noemi; Florida Space Institute Ortiz, Jose; Instituto de Astrofísica de Andalucía, Solar System
Keywords:	methods: observational < Astronomical instrumentation, methods, and techniques, techniques: spectroscopic < Astronomical instrumentation, methods, and techniques, Kuiper belt objects: individual:... < Planetary Systems

The Dwarf Planet Makemake as seen by X-Shooter

Alvaro Alvarez-Candal,^{1,2*} Ana Carolina Souza-Feliciano,^{2,3} Walter Martins-Filho,²
Noemí Pinilla-Alonso^{3,4} and José Luis Ortiz⁵

¹*Instituto Universitario de Física Aplicada a las Ciencias y las Tecnologías, Universidad de Alicante, San Vicent del Raspeig, E03080, Alicante, Spain*

²*Observatório Nacional / MCTIC, Rua General José Cristino 77, Rio de Janeiro, RJ, 20921-400, Brazil*

³*Florida Space Institute, University of Central Florida, FL, USA*

⁴*Arecibo Observatory, University of Central Florida, HC-3 Box 53995, Arecibo 00612, Puerto Rico*

⁵*Instituto de Astrofísica de Andalucía, CSIC, Apt 3004, E-18080 Granada, Spain*

Accepted XXX. Received YYY; in original form ZZZ

ABSTRACT

Makemake is one of the brightest known trans-Neptunian objects, as such, it has been widely observed. Nevertheless, its visible to near-infrared spectrum has not been completely observed in medium resolving power aimed at studying in detail the absorption features of CH₄ ice. In this paper we present the spectrum of Makemake observed with X-Shooter at the Very Large Telescope (Chile). We analyse the detected features, measuring their location and depth. Furthermore, we compare Makemake’s spectrum with that of Eris, obtained with the same instrument and similar setup, to conclude that the bands of the CH₄ ice in both objects show similar shifts. We use the depth of the features to estimate the temperature of the ices, obtaining between 40 and 50 K for Makemake and about 30 K for Eris.

Key words: methods: observational – techniques: spectroscopic – Kuiper belt: Make-make

1 INTRODUCTION

(136472) Makemake (just Makemake in the remaining of the text) is one of the largest trans-Neptunian objects (TNOs), having an equivalent diameter of 1,465 km and a visible albedo of 77 % (Ortiz et al. 2012). Its rotational period is estimated as 22.8 h (double peaked light-curve) with a peak-to-peak amplitude of 0.032 mags (Hromakina et al. 2019), in contrast to the value of 7.8 h (single peaked light-curve) reported by Heinze & DeLahunta (2009).

Recently, Parker et al. (2016) reported the detection of a satellite about 8 magnitudes fainter than Makemake, whose orbit remains yet to be determined. This orbit will allow to measure the mass of Makemake and, therefore, its density, which can be contrasted to different values in the literature: $(1.7 \pm 0.3) \text{ g cm}^{-3}$ from Ortiz et al. (2012), $> 1.98 \text{ g cm}^{-3}$ from Brown (2013), or $\lesssim 1.8 \text{ g cm}^{-3}$ estimated by Bierson & Nimmo (2019). Noteworthy, Hromakina et al. (2019) also suggested the existence of a second satellite, close to the primary, whose existence remains to be confirmed.

The visible to near-infrared (VNIR) spectrum of Makemake is dominated by absorption bands of CH₄ ice (Licandro et al. 2006). Their central positions are very close to

the ones of pure CH₄ ice measured on laboratory, but still slightly blue-shifted, which seem to indicate that Makemake is one of the objects with the less diluted CH₄ ice on its surface. These shifts are attributed to the dilution of CH₄ in a matrix of another ice, N₂ (Quirico & Schmitt 1997) or CO (due to the similarities between both molecules, Scott 1976). For the sake of comparison, Pluto (Merlin et al. 2010, and references therein) presents large blue-shifts (usually $> 10 \text{ \AA}$) in the spectral signatures of CH₄, interpreted as larger dilutions of CH₄ in N₂. For sake of simplicity in the rest of the text we will speak about dilution in a matrix of N₂, but the reader should keep in mind that other ices are possible as well.

Several authors have presented VNIR spectroscopy of Makemake, measuring the position and depth of the CH₄ absorption features (for example Licandro et al. 2006; Tegler et al. 2007; Lorenzi et al. 2015; Perna et al. 2017). The deep and broad absorption features (see Fig. 1) are interpreted in terms of very large slabs formed by sintering (Eluszkiewicz et al. 2007). The small blue-shift of the absorption, indicative of small dilution of CH₄ ice, is in agreement with the Schaller & Brown (2007) (updated in Brown 2012) model of volatile retention that shows Makemake on the border of N₂ ice retention region. Nevertheless, this model should be interpreted with care because the model only gives an upper limit on the survivability of the ices, furthermore, the

* E-mail: alvarez@on.br, Incoming Severo Ochoa visitor at the IAA-CSIC.

2 *A. Alvarez-Candal et al.*

Jeans escape rate has been shown to be even smaller than expected for Pluto’s atmosphere (see [Young et al. 2020](#), and references therein). Most of the measurements of the relative position of the CH₄ ice bands were performed in the visible range ($\lambda < 0.9 \mu\text{m}$) due to the usually low resolving power of the NIR spectra which precludes detailed studies of absorption features above $1.0 \mu\text{m}$. To stress the importance of mid-resolving power NIR spectroscopy, [Brown et al. \(2015\)](#) showed that irradiation products of CH₄ ice, for instance C₂H₆ ice, improve the spectral modelling of Makemake, especially for $\lambda > 1.6 \mu\text{m}$. Therefore, in this work we present mid-resolving power spectrum of Makemake in a large spectral range. The spectrum was obtained with X-Shooter @ Very Large Telescope and it has the highest SNR obtained so far simultaneously in the VNIR range.

This work is organised as follows, in the next section we describe the observations and data reduction. In Sect. 3 we show our results, while in Sect. 4 we present the discussion and in Sect. 5 the conclusions drawn from this work.

2 OBSERVATIONS AND DATA REDUCTION

Makemake was observed in service mode using X-Shooter¹, attached to the Cassegrain focus of the unit 2 of the VLT (Cerro Paranal, Chile) on April 26, 2013. X-Shooter is an echelle spectrograph able to obtain at once a complete spectrum between 0.35 and $2.4 \mu\text{m}$. The incoming beam of light is split using two dichroics and redirected into three arms: UVB ($0.35 - 0.55 \mu\text{m}$), VIS ($0.55 - 1.0 \mu\text{m}$), and NIR ($1.0 - 2.4 \mu\text{m}$). Each arm works as an independent spectrograph recording a different part of the spectrum.

We used the instrumental setup shown in Table 1. In the NIR arm we selected a restricted mode that only records the spectrum up to $1.8 \mu\text{m}$, while everything above is blocked out. The blocked region shows a very strong thermal contamination that damages the signal for faint objects, even contaminating the H region. Using this setup we obtain an increased efficiency in the $1.5 - 1.8 \mu\text{m}$ region. The observations were taken nodding on the slit following a standard ABBA pattern.

We used the star HD89010, a.k.a. 35 Leo, of spectral type G1.5IV-V, to remove the solar signature from Makemake’s spectrum and as telluric star (see Table 1).

The data were delivered via ftp package including all necessary calibration files and reduced using the X-Shooter pipeline version 2.0.0, which cares of the whole reduction process: BIAS or DARK correction, whichever is necessary, FLAT-FIELDING, order identification, rectification of the raw spectra, wavelength calibration, sky-subtraction, and merging of the orders into, first, a two-dimensional image, and then into a one-dimensional spectrum. We did not use this last spectrum, opting to make our own extraction from the 2D image using `apall.iraf`. This ensures a better control over the final signal-to-noise ratio of the spectrum.

After extraction of the spectra we divided the spectrum of Makemake by that of the star removing the solar signature and correcting most of the telluric absorption due

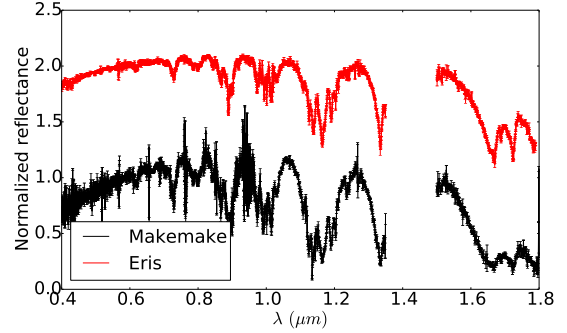


Figure 1. Spectra of Makemake, in black, and Eris, in red. Both spectra are normalised to $0.55 \mu\text{m}$, while Eris’ was shifted in the y-scale for clarity. The region between 1.4 and $1.5 \mu\text{m}$ was removed due to strong atmospheric absorption. Both spectra were obtained with X-Shooter.

to Earth’s atmosphere, obtaining our final reflectance spectrum. Finally, we normalised it to unity at $0.55 \mu\text{m}$.

2.1 Filtering

The resulting reflectance spectrum is still noisy, which makes difficult to detect where an absorption feature starts and where it ends. It also has many remaining bad pixels that were not flagged during the pipeline processing. We decided to filter the spectrum using *wavelets*, in particular the family of wavelets *Coiflet* as they showed an optimal behaviour in comparison with other families of wavelets (see [Souza-Feliciano et al. 2018](#)). We also chose to work with wavelets instead of other filtering techniques, such as re-binning, running box, or Fourier analysis because it revealed as the technique that better respected the input signal ([Souza-Feliciano et al. 2018](#)).

Wavelets de-construct the signal into two parts: one principal and one residual. The deconvolution occurs simultaneously in the spatial and frequency domains ([Starck & Murtagh 2006](#)). We used scale of 2 because we only wanted to remove bad pixels. We used the hard-filtering that removes coefficients below a certain threshold, respecting the shape of the features.

Figure 1 shows the spectrum of Makemake after the process (bottom spectrum). It is possible to see a few remaining bad pixels, which occur at the joint of the different echelle orders, especially in the VIS arm. We decided to not go further with the cleaning process to avoid the destruction of real features of the spectrum. We will use this filtered spectrum in the remaining of the work.

3 RESULTS

In this work we will use as comparison a spectrum of Eris obtained also with X-Shooter because we aim to compare spectra of similar resolving power, obtained with the same instrument. The details of Eris’ observation and data reduction can be found in [Alvarez-Candal et al. \(2011\)](#). Note that the spectrum of Eris was de-noised in the same way as

¹ <https://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/xshooter.html>

Table 1. Observational Circumstances

Object	Arm	Read Out Mode / binning	Slit (arcsec)	Exptime (s)	Airmass
Makemake	UVB	100 khz / 1 × 2	1.0	4 × 480	1.761
	VIS	100 khz / 1 × 2	0.9	4 × 500	
	NIR	Non Destructive Mode	0.9	4 × 480	
HD89010	UVB	100 khz / 1 × 2	1.0	2 × 0.7	1.550
	VIS	100 khz / 1 × 2	0.9	2 × 0.7	
	NIR	Non Destructive Mode	0.9	2 × 0.7	

described above. To make the most of the resolving power of our spectrum we will analyse first the characteristics of the absorption features, i.e., band depth (D) and wavelength shifts ($\Delta\lambda$), and then look into the possible surface composition, with special attention to the absorption band at 1.68 μm , attributed to the presence of pure, or large concentrations of, CH_4 ice.

3.1 Spectrum in the visible

An important characteristic of the spectrum is its colour in the visible range. Therefore, we measured the visible spectral slope, S' , using the CANA² package (De Pra et al. 2018), that fits a linear function between 0.4 and 0.52 μm and estimates this parameter. The spectral slope measured for Makemake is $S'_M = (21.2 \pm 0.6) \text{ \%}/1000 \text{ \AA}$ and for Eris is $S'_E = (13.5 \pm 0.2) \text{ \%}/1000 \text{ \AA}$. Notice that these values are not to be compared with others in the literature (for instance Lorenzi et al. 2016), but only within the present work. The most accepted hypothesis to explain the red colours of Makemake and Eris is the existence of complex organic molecules (tholins) formed from simple organics by photolysis (e.g. Simonia & Cruikshank 2018; Khare et al. 1984). Based on this parameter, Eris should have less tholins than Makemake.

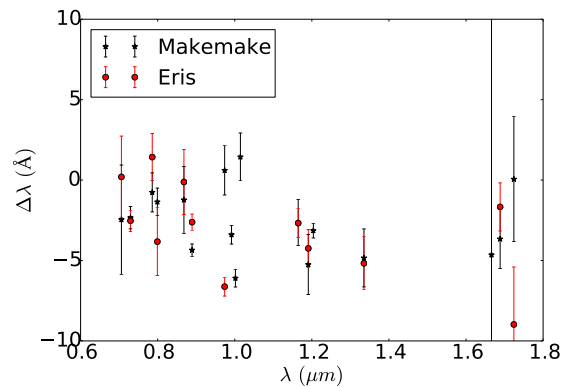
3.1.1 Subtle features

Besides the clear absorption features mentioned in Table 2, Tegler et al. (2007) reported the detection of small bands located at 0.54, 0.58, and 0.6 μm . Our spectrum of Makemake only shows a hint of an absorption at 0.54 μm with a depth of about 2 %, barely marginal over the point-to-point variation of the spectrum. Thus it is a rather unreliable detection.

3.2 Wavelength shifts

We measured wavelength shifts ($\Delta\lambda$, expressed in \AA) and depths (D , expressed in %) of the spectral features detected on the spectrum of Makemake by comparison with the spectrum of CH_4 ice obtained in laboratory. We analysed one by one several of the absorption features seen in Fig. 1 with the following procedure: (i) We determine a linear continuum around the shoulders of the band of interest and divide the spectrum by this continuum. (ii) We select a small window around the apparent minimum of the feature and fit a

² The CANA toolkit (Codes for ANalysis of Asteroids) is a Python package specifically developed to facilitate the study of features in asteroids spectroscopic and spectrophotometric data.

**Figure 2.** $\Delta\lambda$ vs. λ for Makemake (black stars) and Eris (red circles).

second degree polynomial. The position of the minimum is taken as the zero of the first derivative of the polynomial. (iii) The process is repeated 10,000 times each time modifying the normalised flux values within a normal distribution with width equal to the nominal error at that wavelength. The final position is taken as the average value and its error of the flux as the standard deviation. (iv) To compute D we used the weighed average flux, f_w , within the same window via

$$D [\%] = (1 - f_w^{-1}) \times 100. \quad (1)$$

(v) The positions of the CH_4 ice absorption bands are similarly measured. Note that, in this stage, we do not try to fit a specific model to the band of Makemake (or Eris). Instead, we use several models of CH_4 ice at 40 K (Quirico & Schmitt 1997) for different grain sizes. We remove the local continuum in the same way as for our objects' data and define a small window around the minimum of the band. We fit a second degree polynomial within the window for all the models and choose the band position as the average and its error as the standard deviation. (vi) We obtain

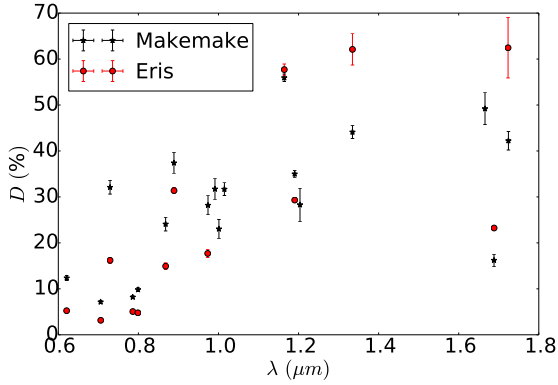
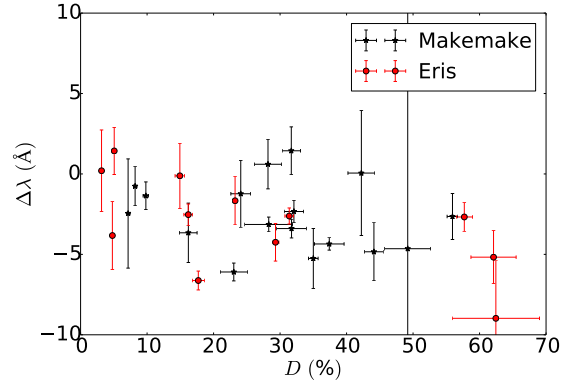
$$\Delta\lambda = \lambda_{\text{object}} - \lambda_{\text{reference}}.$$

Values of $\Delta\lambda$ and D for Makemake and Eris are shown in Table 2 and displayed in Figs. 2 and 3 as function of wavelength.

In Fig. 2 it is apparent that Makemake follows a similar trend as already seen for Eris in Alvarez-Candal et al. (2011). We have not included in this work other comparisons, as done in our previous work, because our intent was

4 *A. Alvarez-Candal et al.***Table 2.** Wavelength shifts and band depths. The first column shows the nominal central wavelength of the band, the second and third columns show the results for Makemake, the fourth and fifth for Eris, while the last columns shows the difference between Makemake and Eris.

CH ₄	Makemake			Eris			M-E
λ (μm)	$\Delta\lambda$ (\AA)	D (%)	T (K)	$\Delta\lambda$ (\AA)	D (%)	T (K)	$\Delta\lambda$ (\AA)
0.62		12.4 (0.5)			5.2 (0.2)		1.7 (3.0)
0.71	-2.5 (3.4)	7.1 (0.3)		0.2 (4.2)	3.2 (0.1)		-2.7 (4.2)
0.73	-2.3 (0.7)	32.1 (1.5)		-2.5 (1.0)	16.2 (0.7)		0.2 (1.0)
0.79	-0.8 (1.2)	8.2 (0.3)		1.4 (1.9)	5.1 (0.1)		-2.2 (1.9)
0.80	-1.4 (0.9)	9.8 (0.4)		-3.8 (2.3)	4.8 (0.2)		2.5 (2.3)
0.87	-1.2 (2.1)	24.1 (1.5)		-0.1 (2.9)	14.9 (0.7)		-1.1 (2.9)
0.89	-4.4 (0.4)	37.4 (2.2)	41	-2.6 (0.4)	31.4 (0.7)	29	-1.7 (0.4)
0.97	0.6 (1.5)	28.2 (2.1)		-6.6 (1.6)	17.7 (0.9)		7.2 (1.6)
0.99	-3.4 (0.6)	31.7 (2.2)					
1.00	-6.1 (0.6)	23.0 (2.0)					
1.01	1.4 (1.5)	31.7 (1.4)	48			17	
1.16	-2.6 (1.4)	55.9 (0.8)		-2.7 (1.7)	57.7 (1.2)		0.0 (1.7)
1.19	-5.3 (1.9)	35.0 (0.7)		-4.2 (2.2)	29.3 (0.5)		-1.0 (2.2)
1.20	-3.1 (0.5)	28.3 (3.6)					
1.33	-4.8 (1.8)	44.1 (1.4)		-5.2 (1.3)	62.1 (3.4)		0.3 (1.3)
1.67	-4.6 (30.6)	49.2 (3.5)			62.7 (7.4)		
1.69	-3.7 (1.8)	16.2 (1.3)		-1.7 (1.4)	23.2 (0.2)		-2.0 (1.4)
1.72	0.1 (3.9)	42.2 (2.0)	41	-9.0 (1.6)	62.5 (6.6)	32	9.0 (1.6)
Average	-2.6 (2.1)			-3.1 (2.8)			0.8 (3.5)

**Figure 3.** D vs. λ for Makemake (black stars) and Eris (red circles).**Figure 4.** $\Delta\lambda$ vs. D for Makemake (black stars) and Eris (red circles).

to compare data of similar quality, wavelength coverage, and resolving power.

Figure 3 shows D vs. λ . Makemake tends to have deeper absorption bands than Eris, with the exception of the region beyond $1.4 \mu\text{m}$ where the bands of Makemake are strongly saturated (except the $1.68 \mu\text{m}$ band) and, therefore, their depth becomes unreliable as, once saturated, the feature cannot grow deeper, instead its width increases. Deeper absorption features appear towards longer wavelength, which as pointed in many works (for instance Alvarez-Candal et al. 2011, and references therein) could be related to the thickness of the layer. Therefore, in Fig. 4 we report the change of $\Delta\lambda$ with respect to D . It is possible to see that there is a small increase in the blue-shift with increasing depth, noticeable both on Makemake and Eris. To test this hypothesis we ran

the Spearman test on both sets of data. The anti-correlation has a marginal statistical significance in the case of Eris, with a correlation parameter $r_s = -0.66$ and significance over 2σ . No correlation is significant in the case of Makemake. In the case of Eris we proposed that this could be indicative of a collapsed atmosphere onto its surface, could it be the same for Makemake? It seems difficult, because of its size and location which, in principle, preclude the existence of large quantities of volatile other than CH_4 .

Noteworthy is the remarkable fact that most of the $\Delta\lambda$ measured for Makemake and Eris are quite similar (Fig. 5 and Table 2). The absorption features are mostly within three standard deviations from $\Delta\lambda = 0 \text{\AA}$. We ran a 2 sample Kolmogorov-Smirnov test on the two sets, obtaining that we cannot reject the hypothesis that both $\Delta\lambda$ -distributions

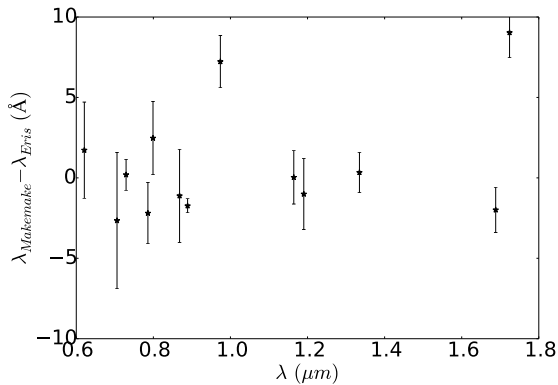


Figure 5. $\Delta\lambda$ vs. λ , comparison between Makemake and Eris.

come from the same parent distribution, with a significance over 2σ . This, certainly, does not mean that the surfaces of Makemake and Eris are identical, but it could point that, somehow, the thermodynamic conditions are such on both objects that have similar shifts with respect to pure CH_4 .

3.2.1 Cross-Correlation experiment

Aiming at double-checking our results from the previous section, we applied the cross-correlation function (Brockwell & Davis 2009), CCF, to obtain the most likely shift between Makemake and CH_4 ice. We compute the errors of the shift from the confidence interval based on a Marquardt-Levenberg Algorithm (Levenberg 1944; Marquardt 1963). We also obtain a more conservative error from a Monte Carlo Markov Chain, MCMC, of 10,000 nodes with 25% of acceptance (Foreman-Mackey et al. 2013).

We applied shifts from -25 to 25 steps in resolution bin of the spectra to obtain a measurement of the covariance between the Makemake spectra and the ice. We fit a second-degree polynomial to find the centre of the CCF, that corresponds to the maximum covariance and, therefore, to the most likely shift. We obtain the maximum CCF based on the Nelder-Mead Algorithm (Nelder & Mead 1965). We use the shift from Nelder-Mead to obtain the confidence intervals based on Marquardt-Levenberg Non-Linear Least Squares algorithm and the MCMC.

The shift between Makemake and CH_4 is -1.38 ± 0.03 Å, with a more conservative result of -1.38 ± 3.38 Å (Fig. 6). We also applied the cross-correlation analysis between Makemake and Eris. The shift with Eris is -0.11 ± 0.02 Å, and assuming a conservative statistics, the shift is -0.11 ± 3.59 Å (Fig. 7). The shift between Makemake and Eris is smaller than the variation in wavelength from each point in the resolution of Makemake spectra, which is $\Delta\lambda = 0.19$ Å. In Table 3 are summarised the results of the cross-correlation experiments.

3.3 Spectral Modelling

We created synthetic spectra of Makemake and Eris using the Hapke radiative transfer model (Hapke 1993) with op-

Table 3. Wavelength shifts from Cross-Validation Function between Makemake with our model, and Makemake with Eris.

Algorithm	$\Delta\lambda$ from Ice Å	$\Delta\lambda$ from Eris Å
Nelder-Mead	-1.38	-0.11
Marquardt-Levenberg	-1.38 ± 0.03	-0.11 ± 0.02
MCMC	-1.38 ± 3.38	-0.11 ± 3.59

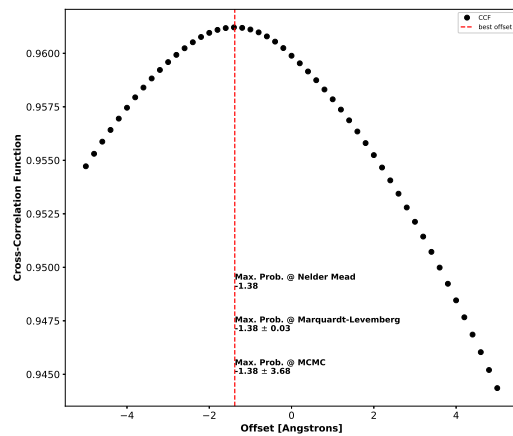


Figure 6. Makemake offset from Ice.

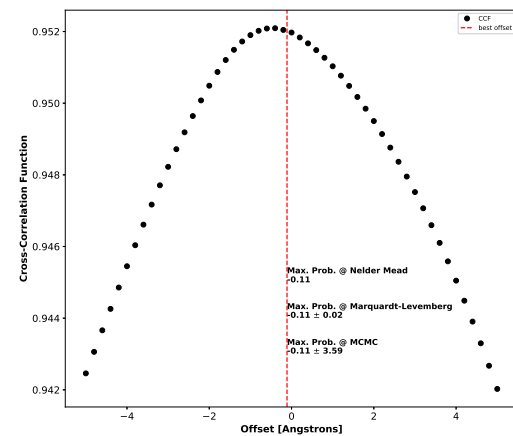


Figure 7. Makemake offset from Eris.

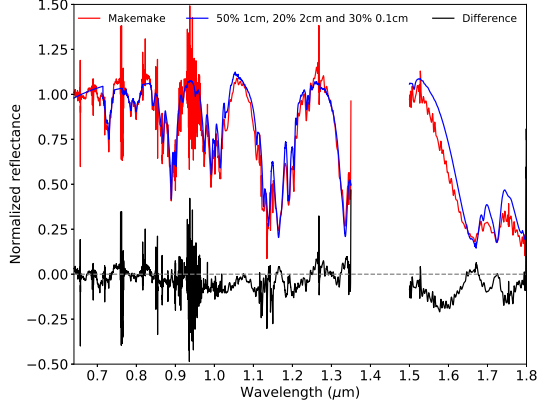


Figure 8. Normalised spectrum of Makemake (red) compared with a synthetic spectra (blue) made with different proportions and size grains of CH_4 (see the text). The difference between the original and synthetic spectra is shown in black. The region close to $1.4 \mu\text{m}$ was masked due to the absorption of the atmosphere.

tical constants of pure CH_4 ice at 40 K (Quirico & Schmitt 1997). Other scattering theories exist (e.g., Douté & Schmitt 1998; Shkuratov et al. 1999) that could provide similar quality of fits to the data as those presented here, but with different percentages and grain sizes of the components (Poulet et al. 2002). However, we decided to interpret our data with a simple model since it provides a reasonable fit to both spectra and we are not aiming at a detailed description of their surface composition, which has been extensively studied elsewhere (see references in the Sect. 1). Because our goal is to perform a comparative study between Makemake and Eris we only use different combinations of pure CH_4 ice. Also, the synthetic spectra are limited to $\lambda > 0.7 \text{ \AA}$.

For the purpose of this work, we assumed that CH_4 ice is spatially segregated on the surfaces of Makemake and Eris. The model that best fits the spectrum of Makemake contains 50% of CH_4 ice of 1 cm grains, 30% of 2 cm grains, and 20% with grains of 0.1 cm (Fig. 8). The model provides a close description of the data. However, there are some remaining differences, especially in the 1.5 to $1.7 \mu\text{m}$ range. The spectral model of Eris (Fig. 9) contains 60% of CH_4 ice with grains of 0.3 cm, 30% with 0.2 cm grains, and 10% with grains of 0.1 cm. With exception of the spectral range between 1.5 to $1.7 \mu\text{m}$, where apparently an extra absorption is needed, the model describes the properties of the reflectance of the surface satisfactorily.

3.4 NIR spectrum interpretation

The optical properties of the spectra of Makemake and Eris are dominated by CH_4 ice. In the case of Eris, its diameter ($\sim 2300 \text{ km}$, Sicardy et al. 2011) and temperature (see below) support the retention of volatile ices (Schaller & Brown 2007), however no direct detection other than CH_4 has been possible to date. In particular N_2 or CO ices might be found, but the low temperature keeps these ices in their α -state,

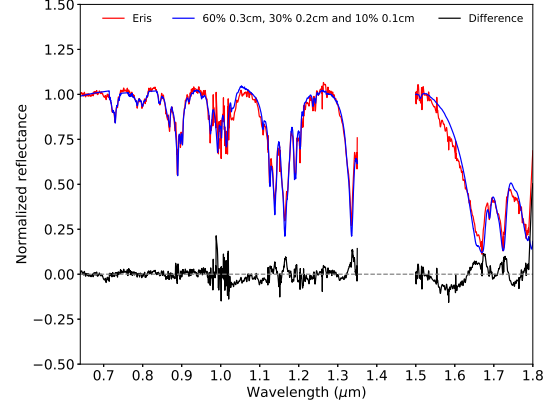


Figure 9. Normalised spectrum of Eris (red) compared with a synthetic spectra (blue) made with different proportions and size grains of CH_4 (see the text). The difference between the original and synthetic spectra is shown in black. The region close to $1.4 \mu\text{m}$ was masked due to the absorption of the atmosphere.

whose spectral features cannot be resolved by X-Shooter (see Alvarez-Candal et al. 2011). On the other hand, considering Makemake’s size ($\sim 1400 \text{ km}$) and surface temperature (see below), the retention regime for this object is different than the retention regime for Eris (Brown 2012). Makemake is capable of retaining CH_4 ice but is not expected to retain large amounts of N_2 or CO ices, so their direct detection in its near-infrared spectrum is unlikely (Brown et al. 2007).

The molecule of CH_4 ice is optically very active, therefore, the presence of other components are masked by its absorption bands. Nevertheless, Eris’ and Makemake’s CH_4 bands are seen to be partially shifted to shorter wavelengths relative to the wavelengths of pure CH_4 ice absorption bands (see Sect.3.2), indicating that at least some of the CH_4 ice on Eris and Makemake surface is diluted in some other ice.

3.5 The band at $1.68 \mu\text{m}$

One interesting feature to look in detail is the CH_4 ice absorption band at $1.68 \mu\text{m}$ which is present in the spectra of pure ice, but it disappears if CH_4 is diluted in other ice (for example N_2 , Quirico & Schmitt 1997).

In Fig. 10 we show the band for Makemake, Eris, and CH_4 ice at 40 K, with a grain size of $1 \mu\text{m}$. For visualisation purposes all spectra were normalised by the flux at the maximum of the left shoulder of the band. The maximum was computed by fitting a second degree polynomial to the shoulder. It is clear that, first, the shape of the band on both objects is different from the band in the CH_4 ice, in particular the right shoulder of the band in the ice spectrum is higher than the left shoulder, while the opposite occurs in the TNOs. Second, the band is blue shifted in the TNOs (named 1.69 in Table 2).

In Fig. 10 we also plot the spectrum of C_2H_6 with a grain size of $50 \mu\text{m}$ and, although the absorption is thinner than the one seen in both TNOs, the centre of the band is

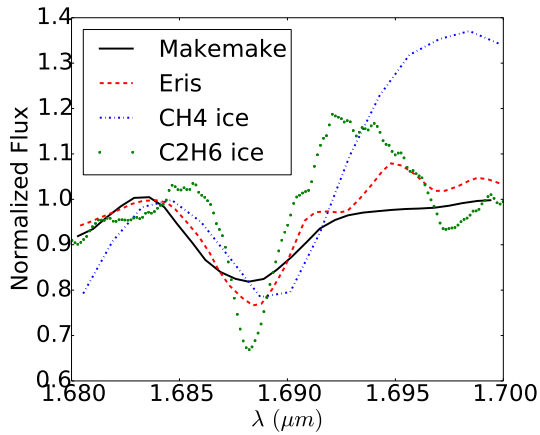


Figure 10. Analysis of the band in 1.68 μm : comparison with other materials. A range between 1.68 and 1.70 μm of Makemake, Eris, CH_4 and C_2H_6 ices are shown in black, red, blue and green lines, respectively.

suspiciously close to their centres, although the right shoulder is still higher than the left one.

3.6 Temperature

Grundy et al. (2002) measured several laboratory spectra of CH_4 and realised that the full width half maximum (FWHM) of some, relatively isolated, features could be used to estimate temperature. They also pointed that using data from one single band could provide misleading results. The signal-to-noise ratio of our spectrum and its resolving power are high enough to try to estimate the temperature of the ice.

We measured the FWHM using the task `spplot` from `iraf` of three bands in Makemake’s spectrum: 0.89 μm , 1.01 μm , and 1.72 μm which are 30 Å, 80 Å, and 80 Å, respectively. Using the data reported in Fig. 4 of Grundy et al. (2002), and adapted in our Fig. 11, we estimate a temperature of the surface between 40 and 50 K (red markers in the figure). We did the same measurements for Eris, obtaining FWHM of 31 Å, 52 Å, and 59 Å, for the 0.89 μm , 1.01 μm , and 1.72 μm absorption bands, respectively. The temperature is about 30 K, which is consistent with the temperatures reported in Sicardy et al. (2011), the equilibrium temperature, and with the non detection of N_2 ice in its α state (Alvarez-Candal et al. 2011). The band at 1.01 μm provides a much lower temperature (≈ 17 K), but that band is problematic because an artefact in one of its sides precludes a good measurement of its width, notice for instance that we could not measure its depth (Table 2).

An important caveat to keep in mind is that we do not provide errors in these measurements. There are two reasons for this: (i) Grundy et al. (2002) do not report errors in their Fig. 4, and therefore we do not know how precise is the calibration, and (ii), our measurements are intended to be more qualitative than quantitative due to the low number of absorption bands used.

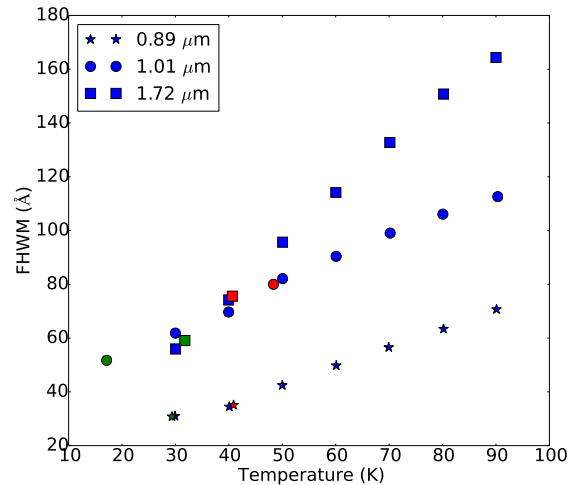


Figure 11. FWHM of CH_4 ices measured in laboratory vs. their temperature for three different absorption bands (adapted from Grundy et al. 2002), in blue markers. Results for Makemake in red markers and for Eris in green markers.

4 DISCUSSION

We cannot confirm the detection proposed by Tegler et al. (2007) of subtle absorption bands of CH_4 ice in the visible short-ward of 0.62 μm . Notice that the thorough comparison by Lorenzi et al. (2016) did not detect any of those features either. Nevertheless, these are expected to exist (e.g., Patel et al. 1980), but they would be extremely hard to detect due to the large path lengths necessary to produce them.

Our temperature estimate for Makemake is between 40 and 50 K, based on the measurements of three absorption features, one of them saturated. These numbers are a few K over the equilibrium temperature for a slow rotator of 36 K (see Ortiz et al. 2012, supplemental information), but compatible with a high-temperature darker terrain on Makemake (Lim et al. 2010). On the other hand, and for completeness, Eris’ temperature is estimated as close to 30 K, which is in agreement with the brightness temperature quoted in Sicardy et al. (2011) and other estimates (see Alvarez-Candal et al. 2011). With these values, if there exist any N_2 or CO ices left on Makemake, they will be on their β -phase, while on Eris they would be on their α -phase.

As mentioned in the Introduction, neither Lorenzi et al. (2015) nor Perna et al. (2017) detected any significant heterogeneity on the surface of Makemake. Both works used rotational resolved spectroscopy with good resolving power in the visible part. Unfortunately, we do not have rotational resolved spectra of Makemake, but we do cover a wider spectral range with higher resolving power. Our data show that the centres of the absorption features of CH_4 ice seen on the spectra of Makemake and Eris have remarkably similar blue-shifts, when compared with CH_4 ice measured in laboratory. Furthermore, Makemake’s band centres are marginally bluer than Eris’, which seemed *a priori* unlikely because Eris should have retained more volatile ices than Makemake due to its size and location, and we would expect less dilution

effects on Makemake. Nevertheless, if the ices that compose the matrix in which CH₄ is diluted, are in fact in different phases, that might explain, at least partially these shifts. In Quirico & Schmitt (1997), the shifts of the features of CH₄ ice are slightly larger if the N₂ ice is in its α -phase, as expected for Eris. Interestingly, Makemake follows a similar trend in the $\Delta\lambda$ vs. D space as Eris: deeper adsorptions show larger shifts, although with less statistical significance. We do not believe this is pointing to a collapsed frozen atmosphere on the surface of Makemake, but rather to the scatter of our data.

The spectral slope in the visible range of Makemake is larger than the Eris, suggesting that more processed material is in fact present on the surface of Makemake. The rough spectral modelling performed on both spectra show large residuals (Figs. 8 and 9), especially in the 1.5–1.7 μm . We attribute these differences to minor components on the surface of these objects, as proposed by Brown et al. (2015). They showed that high-order hydrocarbons are present in the spectrum of Makemake, in particular ethane (C₂H₆), that improve the modelling of the spectrum (see Perna et al. 2017). We do not aim at making a precise spectral modelling of our data, instead we became curious that the position of the 1.68 μm band was systematically blue-shifted, both in Makemake and in Eris. When comparing the position of the band we detect that their position match nicely the minimum of C₂H₆. Therefore, is it possible that the presence of the band is not necessarily related to pure CH₄ as it customarily assumed? Unfortunately, the data presented in this work cannot answer this question by itself.

5 CONCLUSIONS

In this work we present X-Shooter data of the dwarf planet Makemake which, to the best of our knowledge, has the greater resolving power in a large spectral range. The spectrum is compared with that of CH₄ ice and that of Eris, obtained with the same instrument and similar observational setup.

The modelling of the spectrum shows the need for more ingredients besides pure CH₄ ice, not only for the large residuals, but also for the location of the absorption bands. We obtained a surface temperature between 40 and 50 K.

Interestingly, we see that the location of the features in Makemake and Eris are remarkably similar. Furthermore, they are slightly blue-shifted instead of red-shifted, as it was usually expected. This clearly points to the need of medium-to-high resolving power spectrographs to carry out detailed studies of the absorption features.

ACKNOWLEDGEMENTS

Facilities: Based on observations collected at the European Organisation for Astronomical Research in the Southern Hemisphere under ESO programme 091.C-0381(A), P.I. AAC.

Funding: AAC acknowledges support from FAPERJ (grant E26/203.186/2016), CNPq (grants 304971/2016-2 and 401669/2016-5), and the Universidad de Alicante (contract UATALENTO18-02). ACSF and WMF acknowledge

support from CAPES. NPA acknowledges support from SRI/FSI funds through the project “Earth- and Space-Based Studies in Support of NASA Space Missions”. JLO thanks support from grant AYA2017-89637-R and from the State Agency for Research of the Spanish MCIU through the “Center of Excellence Severo Ochoa” award for the Instituto de Astrofísica de Andalucía (SEV-2017-0709).

Software: IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy (AURA) under a cooperative agreement with the National Science Foundation. <https://www.python.org/>. <https://www.scipy.org/>. Matplotlib (Hunter 2007).

REFERENCES

- Alvarez-Candal A., et al., 2011, *A&A*, **532**, A130
 Bierson C. J., Nimmo F., 2019, *Icarus*, **326**, 10
 Brockwell P. J., Davis R. A., 2009, *Time Series: Theory and Methods* (Springer Series in Statistics). Springer
 Brown M. E., 2012, *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, **40**, 467
 Brown M. E., 2013, *The Astrophysical Journal*, **767**, L7
 Brown M. E., Barkume K. M., Blake G. A., Schaller E. L., Rabinowitz D. L., Roe H. G., Trujillo C. A., 2007, *The Astronomical Journal*, **133**, 284
 Brown M. E., Schaller E. L., Blake G. A., 2015, *The Astronomical Journal*, **149**, 105
 De Pra M., Carvano J., Morate D., Licandro J., Pinilla-Alonso N., 2018.
 Douté S., Schmitt B., 1998, *J. Geophys. Res.*, **103**, 31367
 Eluszkiewicz J., Cady-Pereira K., Brown M. E., Stansberry J. A., 2007, *Journal of Geophysical Research*, **112**, E06003
 Foreman-Mackey D., Hogg D. W., Lang D., Goodman J., 2013, *PASP*, **125**, 306
 Grundy W. M., Schmitt B., Quirico E., 2002, *Icarus*, **155**, 486
 Hapke B., 1993, *Theory of reflectance and emittance spectroscopy*
 Heinze A. N., DeLahunta D., 2009, *The Astronomical Journal*, **138**, 428
 Hromakina T. A., et al., 2019, *A&A*, **625**, A46
 Hunter J. D., 2007, *Computing In Science & Engineering*, **9**, 90
 Khare B., Sagan C., Arakawa E., Suits F., Callcott T., Williams M., 1984, *Icarus*, **60**, 127
 Levenberg K., 1944, *Quarterly of Applied Mathematics*, **2**, 164
 Licandro J., Pinilla-Alonso N., Pedani M., Oliva E., Tozzi G. P., Grundy W. M., 2006, *Astronomy & Astrophysics*, **445**, L35
 Lim T. L., et al., 2010, *A&A*, **518**, L148
 Lorenzi V., Pinilla-Alonso N., Licandro J., 2015, *Astronomy & Astrophysics*, **577**, A86
 Lorenzi V., Pinilla-Alonso N., Licandro J., Cruikshank D. P., Grundy W. M., Binzel R. P., Emery J. P., 2016, *A&A*, **585**, A131
 Marquardt D. W., 1963, *Journal of the Society for Industrial and Applied Mathematics*, **11**, 431
 Merlin F., Barucci M. A., de Bergh C., DeMeo F. E., Alvarez-Candal A., Dumas C., Cruikshank D. P., 2010, *Icarus*, **210**, 930
 Nelder J. A., Mead R., 1965, *The Computer Journal*, **7**, 308
 Ortiz J. L., et al., 2012, *Nature*, **491**, 566
 Parker A. H., Buie M. W., Grundy W. M., Noll K. S., 2016, *The Astrophysical Journal*, **825**, L9
 Patel C. K. N., Nelson E. T., Kerl R. J., 1980, *Nature*, **286**, 368
 Perna D., Hromakina T., Merlin F., Ieva S., Fornasier S., Belskaya I., Mazzotta Epifani E., 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, **466**, 3594

1
2
3
4
5
6
7
8
9
10
11
12
13
14
15
16
17
18
19
20
21
22
23
24
25
26
27
28
29
30
31
32
33
34
35
36
37
38
39
40
41
42
43
44
45
46
47
48
49
50
51
52
53
54
55
56
57
58
59
60

Poulet F., Cuzzi J., Cruikshank D., Roush T., Dalle Ore C., 2002, *Icarus*, 160, 313
Quirico E., Schmitt B., 1997, *Icarus*, 127, 354
Schaller E. L., Brown M. E., 2007, *The Astrophysical Journal*, 659, L61
Scott T. A., 1976, *Phys. Rep.*, 27, 89
Shkuratov Y., Starukhina L., Hoffmann H., Arnold G., 1999, *Icarus*, 137, 235
Sicardy B., et al., 2011, *Nature*, 478, 493
Simonia I., Cruikshank D. P., 2018, *Open Astronomy*, 27, 341
Souza-Feliciano A. C., Alvarez-Candal A., Jiménez-Teja Y., 2018, *A&A*, 614, A92
Starck J.-L., Murtagh F., 2006, *Astronomical Image and Data Analysis*, doi:10.1007/978-3-540-33025-7.
Tegler S. C., Grundy W. M., Romanishin W., Consolmagno G. J., Mogren K., Vilas F., 2007, *The Astronomical Journal*, 133, 526
Young L. A., Braga-Ribas F., Johnson R. E., 2020, in Pralnik D., Barucci M. A., Young L. A., eds, , *The Trans-Neptunian Solar System*. Elsevier, pp 127 – 151, doi:https://doi.org/10.1016/B978-0-12-816490-7.00006-0, <http://www.sciencedirect.com/science/article/pii/B9780128164907000060>

This paper has been typeset from a $\text{T}_{\text{E}}\text{X}/\text{L}^{\text{A}}\text{T}_{\text{E}}\text{X}$ file prepared by the author.

Capítulo 5

Restrições das análises composicionais de Haumea e Varuna com suporte do telescópio espacial Spitzer.

Neste capítulo faremos uma análise composicional de dois TNOs, Haumea e Varuna, através da junção de dados observacionais obtidos no intervalo do VNIR disponíveis na literatura com novos dados obtidos no infravermelho médio com o telescópio espacial Spitzer. Por popularem a região transnetuniana, Haumea e Varuna são excelentes candidatos a terem retido gelos, silicatos e materiais voláteis durante seus processos de formação. Observações feitas nos canais 1 e 2 de Spitzer podem ajudar a restringir a presença desses materiais na composição superficial destes objetos (Fig. 5.1), pois, além de possuírem inclinações características no intervalo do visível e absorções no VNIR, a inclinação destes materiais no intervalo abarcado por Spitzer, torna-se mais um parâmetro para diminuir a degenerescência entre os modelos composicionais já publicados. Futuramente, utilizaremos os dados de Spitzer para desenvolver uma metodologia que analise a contribuição da forma dos objetos para tentarmos descobrir se é possível identificar alterações no albedo destes objetos que possam ser atribuídas diretamente a diferenças composicionais.

5.1 Telescópio espacial Spitzer

O telescópio espacial Spitzer (doravante, Spitzer) faz parte de um grupo de quatro telescópios espaciais da NASA, cada um deles dedicado a um intervalo de comprimento de onda, sendo Spitzer construído para observar no intervalo do infravermelho de 3.6 a 8 μm com quatro filtros centrados respectivamente em 3.6, 4.5, 5.8 e 8 μm

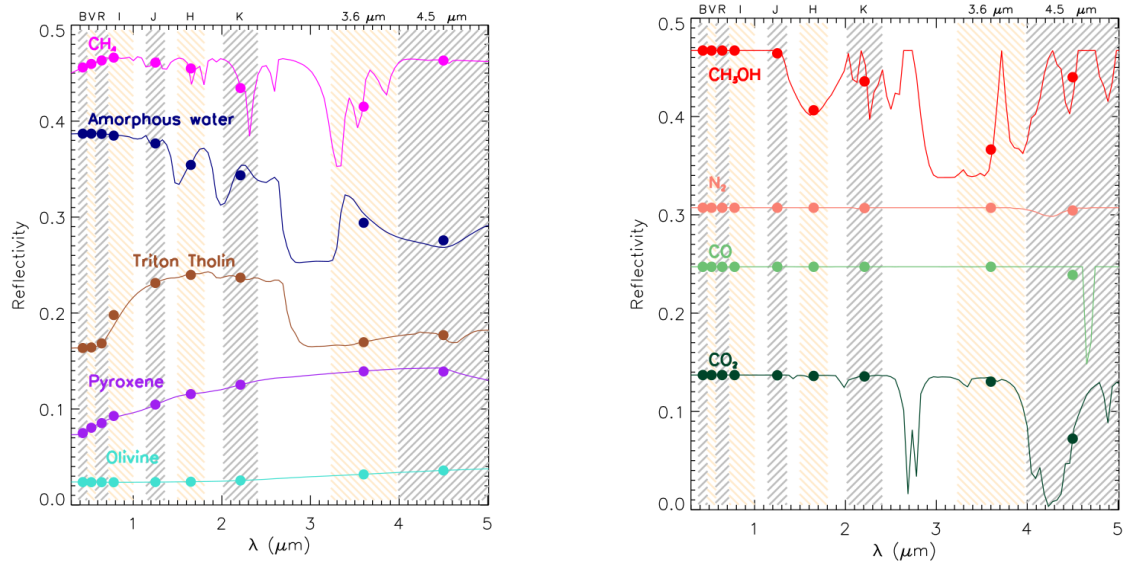


Figura 5.1: Espectros sintéticos dos materiais puros normalmente encontrados nas superfícies de TNOs. O tamanho de partícula usado para construir esses modelos é de $10 \mu\text{m}$. As barras sombreadas verticais em cinza e marrom indicam as bandas de filtro VNIR e IRAC/Spitzer, conforme rotuladas no eixo x superior. Os pontos representam as medidas espectrofotométricas dadas pela convolução de cada material sintético com o conjunto de filtros.

(canais 1, 2, 3 e 4). Este telescópio é composto basicamente por duas partes, a primeira, contém a nave em si, onde estão situados os controles, fornecedores de energia, comunicadores com a Terra e os dados científicos. A segunda parte é o conjunto dos instrumentos científicos. Spitzer foi lançado em 2003 e o projeto previa uma longevidade mínima de dois anos e meio, que conseguiu perdurar por 5 anos e meio. No ano 2009, o resfriamento do telescópio deixou de funcionar e até Janeiro de 2020, Spitzer operou no modo 'quente', dispondo apenas dos canais 1 e 2 do instrumento IRAC (da sigla em inglês para *Infrared Array Camera*), um gerador de imagens com um campo de 5.2×5.2 minutos de arco e escala de imagem de 1.2 segundos de arco por píxel.

5.2 Observação e redução dos dados

Os dados no infravermelho médio de Haumea e Varuna utilizados neste trabalho foram obtidos com os canais 1 e 2, centrados em 3.6 e $4.5 \mu\text{m}$, respectivamente, do instrumento IRAC. Os detalhes das observações podem ser vistos na tab. 5.1.

Como Haumea e Varuna tem períodos de rotação menor que 10 horas, a estratégia observacional de ambos foi a mesma. O tempo de observação total utilizado foi o necessário para cobrir uma rotação inteira de cada objeto, com as exposições sendo intercaladas nos canais 1 e 2, obtendo-se para Haumea um total de 55 imagens no canal 1 e 57 no canal dois, em um intervalo de 4 horas e 17 minutos. Para Varuna

Objeto	AORKEY	Data de observação (UT)	T_{exp} (s)	Período rotacional
Varuna	58025984	2016-01-21 18:36:55	100	6.34358 (+)
Haumea	58026240	2016-05-13 09:26:21	100	3.9154 (*)

Tabela 5.1: Informações observacionais de Haumea e Varuna. O "AORKEY" é o identificador dos arquivos no banco de dados de Spitzer e T_{exp} , o tempo de exposição de cada imagem em segundos. Referências: (+) Belskaya et al. (2006) e (*) Rabinowitz et al. (2006)

obteve-se 81 imagens no canal 1 e 82 no canal dois em 6 horas e 33 minutos de observação. A duração de cada exposição está indicada na Tab. 5.1 e o tempo aproximado entre o final de uma imagem e o início da outra (*overhead*) foi de 12 segundos.

Todas as imagens foram processadas com o pipeline desenvolvido pelo *Spitzer Science Center* (SSC). Este pipeline inclui os processos de subtração dos darks, divisão pelo flat field e calibração em fluxo ¹. Os dados de saída fornecidos pelo SSC são imagens em 2-dimensões com fluxo em unidades de micro-Jansky por esferorradiano (MJy/sr). Se após a redução as imagens ainda apresentarem algum tipo de contaminação, como linhas e colunas deslocadas, a correção é feita manualmente. Como as imagens foram tomadas em sequência, para fazer a remoção do background, nós escolhemos as 3 últimas exposições e fizemos uma mediana. Em seguida, alinhemos as demais imagens de ciência em relação a imagem combinada para realizar a subtração do background. Em exemplo é mostrado na figura 5.2. Depois deste passo, realizamos uma conversão de variação de píxel por ângulo sólido para vetor e, outra conversão para unidades de mJy/píxel.

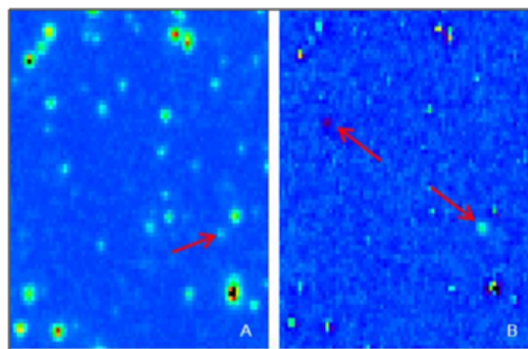


Figura 5.2: Subtração de background de observações do IRAC. Ambas as imagens mostram o mesmo campo de observação. Antes da subtração de background (A), o campo contém muitas fontes e em algumas situações, é difícil identificar o objeto. Após a subtração (B), o objeto e seu negativo são facilmente identificáveis. As setas indicam o objeto e o seu negativo.

Realizamos fotometria de abertura para estimar o fluxo dos objetos em cada

¹Manual disponível em https://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/irac/iracinstrumenthandbook/IRAC_Instrument_Handbook.pdf

canal. De acordo com o manual do telescópio, a FWHM típica nos canais 1 e 2 de Spitzer são de respectivamente 1.95 e 2.02 segundos de arco. Por conta disso nós utilizamos quatro combinações de abertura, com raio de abertura de 2 píxeis (tendo cada píxel 1.2 segundos de arco) com anéis de 2 a 6 píxeis e 10 a 20 píxeis, e para raio de abertura de 3 píxeis, com anéis de 3 a 7 píxeis e 10 a 20 píxeis, sendo considerado o fluxo do objeto o fluxo médio de todas essas medidas e o erro, o desvio padrão delas. Essas combinações de aberturas possuem fatores de correções estimados no manual do IRAC para cada canal. Uma correção por cor, para remover a contribuição solar, também foi aplicada, assumindo um valor para inclinação espectral solar em cada filtro (Smith and Gottlieb, 1974) e convolucionando-as para um valor relativo em 3.6 e 4.5 μm . Para melhor visualização do resultado, nós realizamos um rebinning (tamanho do bin ~ 0.2 períodos rotacionais) para representar o fluxo em cada canal de cada objeto 5.3.

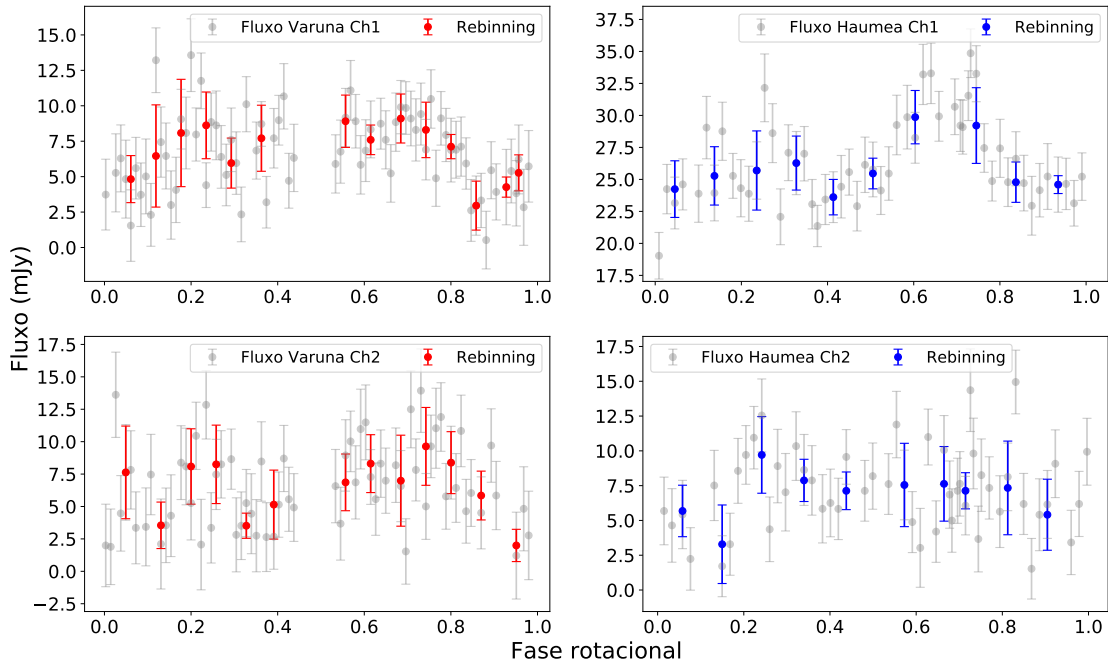


Figura 5.3: Fluxo *versus* Fase rotacional. Os pontos em cinza representam os fluxos obtidos e em vermelho, o rebinning deles para Varuna e em azul, o rebinning para Haumea. A barra de erro é o desvio padrão dos pontos. A primeira coluna apresenta os fluxos de Varuna no canal 1 (cima) e 2 (baixo), respectivamente e a segunda coluna os fluxos de Haumea no canal 1 (cima) e no canal 2 (baixo).

5.3 Análises e resultados

Para análise utilizamos as variações do fluxo de acordo com o período de rotação de cada objeto para estimar uma curva de albedo nos canais 1 e 2 de Spitzer (subseção

5.3.1). A fim de encontrar modelos composicionais para as superfícies de Haumea e Varuna, utilizamos o modelo de Shkuratov et al. (1999). Tomamos os valores máximos e mínimos de albedo apresentados em cada canal, juntamos com os dados observacionais do visível e infravermelho próximo para fazermos uma restrição dos modelos composicionais disponíveis na literatura através da adição dos dados de Spitzer (subseção 5.3.2). No futuro, utilizaremos a curva de fluxo obtida com Spitzer para desenvolver uma metodologia capaz de compará-la com as curvas de luz do visível e/ou infravermelho próximo. Além disso, buscaremos uma maneira de remover a contribuição da forma dos objetos para tentarmos descobrir se é possível identificar alterações no albedo que possam ser atribuídas diretamente a diferenças composicionais.

5.3.1 Estimativa do albedo

Para calcularmos a variação do albedo com o período rotacional do objeto utilizamos a equação 5.1:

$$\rho_\lambda = \frac{F_\lambda r_{AU}^2 \Delta^2}{F_{\odot,\lambda} \Phi R^2}, \quad (5.1)$$

onde ρ_λ , F_λ e $F_{\odot,\lambda}$ são o albedo, o fluxo do objeto e o fluxo do Sol no respectivo canal de Spitzer; r_{AU} é a distância heliocêntrica (UA), Δ é a distância a Spitzer (UA), $\Phi = 10^{\frac{-\beta\alpha}{2.5}}$ é a função de fase onde β é o coeficiente de fase (0.1 ± 0.1 mag/deg, Alvarez-Candal et al. (2016)) e α é o ângulo de fase; R é o raio do objeto (km). Os parâmetros utilizados para calcular o albedo de Haumea e Varuna são mostrados na tabela 5.3.1.

Objeto	a	e	i (°)	Diâmetro (Km)	ρ_ν	α (°)	r (AU)	Δ (AU)
Varuna	42.78	0.05	17.22	668_{-86}^{+154}	0.127 ± 0.04	1.33	43.79	43.81
Haumea	43.28	0.19	34.97	1429 ± 22	$0.804_{-0.095}^{+0.062}$	1.07	50.64	50.28

Tabela 5.2: Parâmetros físicos e orbitais de Haumea e Varuna: semieixo maior (a), excentricidade (e), inclinação (i), albedo no visível (ρ_ν), distância heliocêntrica (r) e distância a Spitzer (Δ). Os dados foram retirados do JPL e do survey "TNOs are cool".

Um resumo dos valores máximos, médios e mínimos encontrados tanto para fluxo quanto para albedo de Haumea e Varuna nos canais analisados podem ser vistos na tabela 5.3. As curvas de variação de albedo *versus* fase rotacional podem ser vistas na figura 5.4.

Canal	Obj.	Flx. max.	Flx. min.	Flx. med.	Alb. max.	Alb. min.	Alb. med.
1	Varuna	13.57 ± 2.56	0.52 ± 2.04	6.45 ± 2.14	0.20 ± 0.05	0.01 ± 0.03	0.09 ± 0.03
2	Varuna	13.93 ± 3.22	0.75 ± 2.98	6.46 ± 2.81	0.32 ± 0.08	0.02 ± 0.07	0.15 ± 0.07
1	Haumea	34.86 ± 1.9	19.03 ± 1.82	26.44 ± 2.10	0.26 ± 0.03	0.14 ± 0.02	0.20 ± 0.03
2	Haumea	14.95 ± 2.29	1.53 ± 2.17	7.21 ± 2.38	0.17 ± 0.03	0.02 ± 0.02	0.08 ± 0.02

Tabela 5.3: Resumo dos resultados: os valores de fluxo (Flx) e albedo (Alb) máximo (max.), mínimo (min.) e médios (med.) em cada canal para objeto (obj.) analisado.

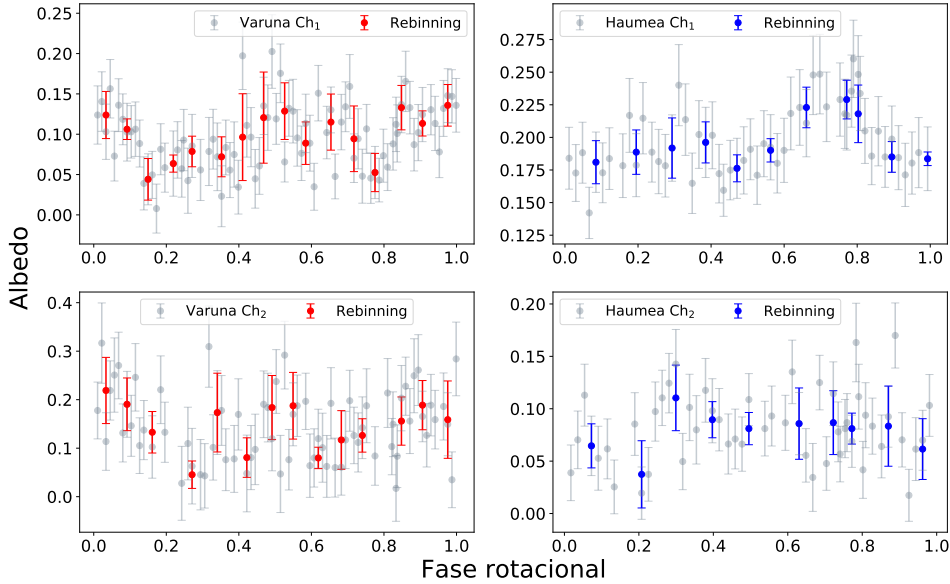


Figura 5.4: Albedo *versus* Fase rotacional. Os pontos em cinza representam os valores de albedo obtidos e em vermelho, o rebinning deles para Varuna e em azul, o rebinning deles para Haumea. A barra de erro é o desvio padrão dos pontos. A primeira coluna apresenta os albedos de Varuna no canal 1 (cima) e 2 (baixo), respectivamente e a segunda coluna os albedo de Haumea no canal 1 (cima) e no canal 2 (baixo).

5.3.2 Composição superficial

Para juntar os dados obtidos através de Spitzer com dados de espectroscopia no VNIR e obter um modelo compatível com a composição superficial de Haumea e Varuna, nós normalizamos o espectro no VNIR observado pra Haumea por Pinilla-Alonso et al. (2009) e para Varuna por Lorenzi et al. (2014) em $0.55 \mu\text{m}$ e então, o multiplicamos pelo valor do albedo geométrico na região do visível. Desta maneira, as reflectâncias relativas são aqui representadas como albedo geométrico.

Para gerar os espectros sintéticos a partir de constantes óticas obtidas em laboratório dos gelos que temos interesse, utilizamos o modelo de transferência radiativa desenvolvida por Shkuratov et al. (1999). Esta tarefa é árdua uma vez que um espectro de refletância pode ser considerado uma função não linear complexa dependente dos diferentes materiais, suas respectivas quantidades e opacidades além do tama-

nho dos grãos considerados (Poulet et al., 2002). Outrossim é que além disso, os modelos espectrais de misturas de minerais e/ou gelo raramente são únicos (Emery and Brown, 2004). Portanto, deixamos claro que nosso objetivo não é encontrar o modelo que melhor descreve os dados observacionais que estamos analisando. Nosso objetivo é encontrar um modelo de mistura íntima, ou seja, que não permita separar os componentes que estão misturados (como uma mistura de sal e pimenta) que respeite alguns parâmetros pré-estabelecidos para cada espectro no intervalo do VNIR abrangendo os dados de Spitzer, diminuindo assim, a degenerescência existente entre os atuais modelos publicados.

O espectro de Haumea mostra três características que impõem fortes restrições à sua composição superficial: a presença de duas bandas de gelo de água a 1.52 e 2.02 μm , a presença da banda de gelo cristalino a 1.65 μm e inclinação neutra no intervalo do visível. Levando estas estruturas em conta, Pinilla-Alonso et al. (2009) descobriu que a superfície deste objeto é formada basicamente por uma mistura de gelo de água nas formas amorfas e cristalinas, com alguns outros componentes em menores proporções. A análise fotométrica feita por Lacerda et al. (2008) mostrou que existe uma região mais escura e avermelhada na superfície de Haumea, que pode ter sido originada da colisão que deu origem à família a ela relacionada. Posteriormente, Gourgeot et al. (2016), utilizando uma coleção de espectros no intervalo do NIR, verificaram que modelos com gelo de água cristalina e carbono amorfo representam bem a superfície de Haumea e que, adicionando 10% de gelo de água amorfa, o ajuste espectral na região da mancha era melhorado.

Com base nestes conhecimentos prévios, o primeiro teste que fizemos foi tentar descrever a superfície de Haumea utilizando apenas gelo de água cristalino e amorfo (Fig. 5.5, painel superior esquerdo). Calculamos modelos com porcentagens variando de 10 a 90% de cada um dos referidos gelos e a conclusão que chegamos foi que eles ajustam bem a região do VNIR e, quando a quantidade de gelo de água cristalino é maior, melhor é representada a banda em 1.65 μm . De acordo com o modelo, a parte da superfície de Haumea com albedo mais alto no canal 1 é melhor representada pelo modelo com mais gelo de água amorfo. Para o canal 2, tanto os modelos com gelo de água amorfo quanto cristalino correspondem as regiões com albedo mais baixo. Ao inserir 15% de carbono amorfo no modelo (Fig. 5.5, painel superior direito), notamos que o albedo na região de Spitzer foi bem reproduzido, contudo, na região do visível, a inclinação espectral ficou um pouco mais azulada que neutra. Ao diminuir a quantidade de carbono, o modelo não ajustou mais os albedos de Spitzer, apesar de representar melhor a inclinação espectral no visível. O máximo de carbono que conseguimos adicionar a esse modelo respeitando os critérios pré-estabelecidos foi 20%. Outra tentativa de ajuste foi feita utilizando Tholins (Fig. 5.5, painel inferior esquerdo). A quantidade máxima que conseguimos adicionar foi

de 10% tanto de Tritão como de Titã tholin a mistura de gelo de água amorfa e cristalina porém estes modelos não conseguiram ajustar a parte do NIR do espectro. O último teste foi feito utilizando Piroxênio em proporções que variaram de 10 a 25%. A parte do VNIR não foi bem representada com o modelo contendo mais piroxênio, ainda assim, conseguimos encontrar um intervalo no qual a presença de piroxênios é suportada pelo modelo (Fig. 5.5, painel inferior direito).

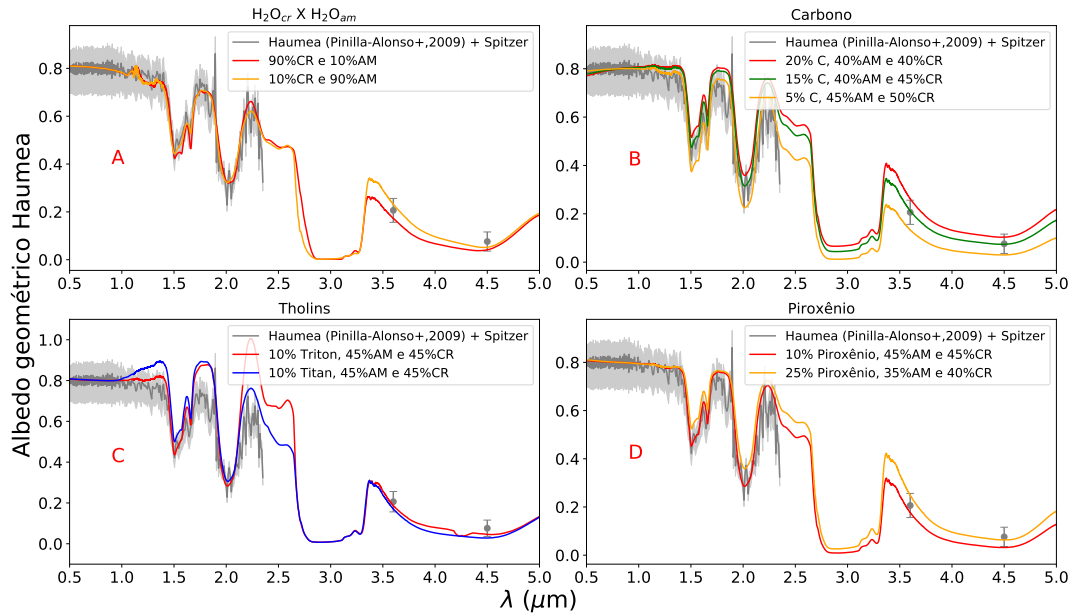


Figura 5.5: Modelos de composição superficial de Haumea. O eixo y representa o albedo geométrico e o x, o comprimento de onda. O espectro de Haumea no intervalo do VNIR (cinza) foram retirados de Pinilla-Alonso et al. (2009). A faixa cinza corresponde a margem de erro da estimativa do albedo no referido intervalo. Os albedos obtidos neste trabalho estão representados em cinza com as suas respectivas barras de erro. As quantidades de cada material utilizado está na legenda. **Painel A:** Modelos utilizando apenas gelo de água amorfo (AM) e cristalino (CR) com partículas de $6 \mu\text{m}$ e diferentes proporções sendo o com maior quantidade de gelo cristalino representado em vermelho e em menor quantidade, em laranja. **Painel B:** Modelos utilizando gelo de água amorfo ($15 \mu\text{m}$) e cristalino ($30 \mu\text{m}$) com quantidades de carbono ($20 \mu\text{m}$) variando de 5 (laranja) a 20% (vermelho). **Painel C:** Modelos utilizando gelo de água amorfo ($25 \mu\text{m}$), cristalino ($25 \mu\text{m}$) e Tritão tholin ($150 \mu\text{m}$) em vermelho e em azul, Titã tholin. **Painel D:** Modelos utilizando gelo de água amorfo ($15 \mu\text{m}$) e cristalino ($25 \mu\text{m}$) e diferentes proporções de Piroxênio sendo o com maior quantidade representado em laranja e em menor quantidade, em vermelho.

A composição superficial de Varuna já foi bastante estudada através de espectros no VNIR (Barkume et al., 2007; Licandro et al., 2001; Lorenzi et al., 2014). De acordo com os modelos propostos na literatura, o espectro de Varuna é compatível com a presença de gelo de água, orgânicos, silicatos e em pequenas quantidades, gelo de metano (Lorenzi et al., 2014) (embora a incerteza no albedo deste objeto dificulte a restrição dos modelos composicionais). Por conta disto, reproduzimos os dois modelos elaborados por Lorenzi et al. (2014) para verificar se eles são compatíveis com os dados de Spitzer (Fig. 5.6, painel superior esquerdo). O modelo 1 é composto por 25% de gelo de água amorfo ($17 \mu\text{m}$), 15% de olivina ($50 \mu\text{m}$), 10% piroxênio ($50 \mu\text{m}$), 35% Tritão tholin ($6 \mu\text{m}$) e 15% de carbono amorfo ($100 \mu\text{m}$) enquanto

Material	Referência
Água amorfa	Warren (1984)
Água cristalina	Mastrapa et al. (2009) e Grundy and Schmitt (1998)
Carbono amorfo	Rouleau and Martin (1991)
Tritão tholin	Khare et al. (1994)
Metano	Grundy et al. (2002)
Metanol	Robert Brown*
Olivina	Dorschner et al. (1995)
Piroxênio	Dorschner et al. (1995)

Tabela 5.4: Referências das constantes ópticas para cada modelo sintético utilizado neste trabalho. * Comunicação pessoal.

o modelo 2, faz uma alteração nas quantidades do modelo 1 e acrescenta 10% de gelo de metano ($20 \mu\text{m}$). Estes modelos ajustam de maneira razoável a parte do VNIR porém não correspondem aos albedos no canal 1 de Spitzer. Por isso, fizemos alguns testes com menos componentes e variando a quantidade deles para verificar se conseguiríamos um modelo que contemplasse todo o intervalo de estudo levando em consideração a inclinação espectral no intervalo do visível e a profundidade da banda em $2 \mu\text{m}$. O primeiro teste que fizemos foi utilizando gelo de água amorfo (AM), Tritão tholin e gelo de metano (Fig. 5.6, painel superior direito). Inserindo 40% de gelo de metano já é possível ajustar os pontos de Spitzer, contudo, apesar de na região do VNIR o modelo estar dentro da margem de albedo, a banda em $2 \mu\text{m}$ possui profundidade maior que o observado. Aumentando a quantidade de gelo de metano, comprovamos que o modelo o suporta até 75%, que é quando passa a não conter o albedo do canal 2 de Spitzer. Com esses materiais, consideramos que a quantidade ideal é composta por 10% de gelo de água amorfo ($50 \mu\text{m}$), 20% de Tritão tholin ($15 \mu\text{m}$) e 70% de gelo de metano ($70 \mu\text{m}$). O segundo teste que fizemos foi com esses mesmos materiais fixando a quantidade de gelo de água e variando o Tritão tholin com o gelo de metano (Fig. 5.6, painel inferior esquerdo). A partir de 30% de Tritão tholin, o modelo não representa mais o albedo do canal 2 de Spitzer e, com menos de 10% desta quantidade, alcançamos o limite inferior do albedo no visível. Desta maneira, a quantidade de 20% de Tritão tholin, como fixada no teste anterior, representa o melhor dos casos. Um quarto material que testamos para a composição de Varuna foi o gelo de metanol (CH_3OH). Com o metanol conseguimos compor um modelo para Varuna que não necessita do gelo de metano (Fig. 5.6, painel inferior direito). O melhor ajuste com o gelo de metanol é composto por 20% dele ($15 \mu\text{m}$), 50% de gelo de água ($20 \mu\text{m}$) e 30% de Tritão tholin ($20 \mu\text{m}$).

Na tabela 5.4 encontra-se as referências das constantes ópticas utilizadas neste trabalho.

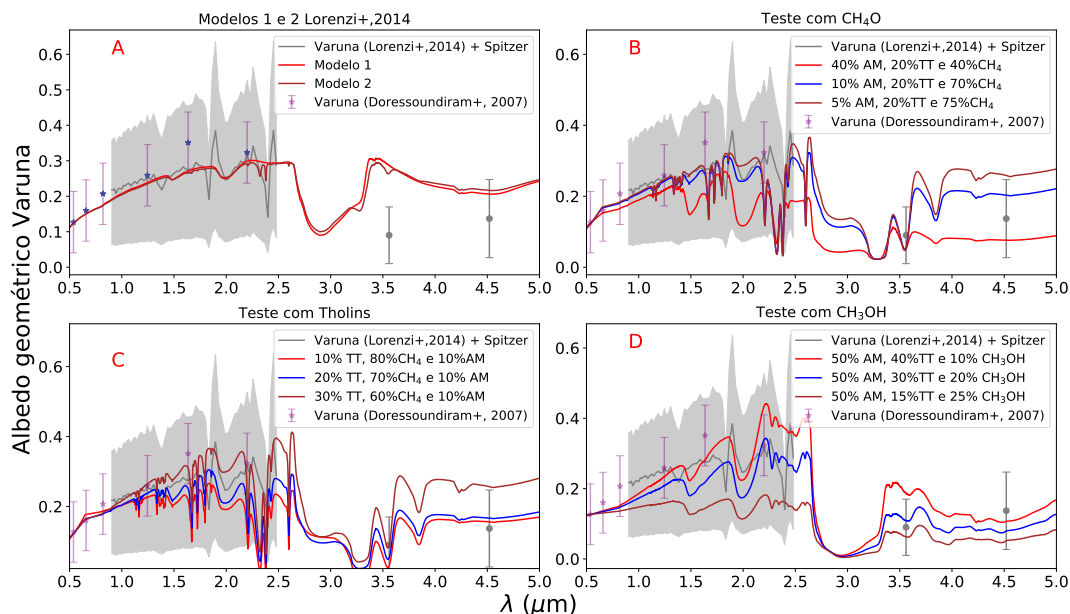


Figura 5.6: Modelos de composição superficial de Varuna. O eixo y representa o albedo geométrico e o x, o comprimento de onda. O espectro de Varuna no intervalo do VNIR (cinza) foram retirados de Lorenzi et al. (2014). A faixa cinza corresponde a margem de erro da estimativa do albedo no referido intervalo. Os albedos obtidos neste trabalho estão representados em cinza com as suas respectivas barras de erro. As quantidades de cada material utilizado está na legenda. **Painel A:** Modelos 1 (vermelho) e 2 (marrom) do trabalho de Lorenzi et al. (2014). **Painel B:** Modelos utilizando gelo de água amorfo, Tritão tholin e gelo de metano. O modelo com mais gelo de água é representado em vermelho e o com menos, em marrom. O modelo em azul é o que contém a quantidade de gelo de água intermediária. **Painel C:** Mesmos materiais do modelo do painel anterior com quantidades variadas de Tritão tholin. O modelo com mais Tritão tholin é representado em vermelho e o com menos, em marrom. O modelo em azul é o que contém a quantidade de Tritão tholin intermediária. **Painel D:** Modelos utilizando gelo de água amorfo, Tritão tholin e gelo de metanol. O modelo com mais gelo de metanol é representado em vermelho e o com menos, em marrom. O modelo em azul é o que contém a quantidade de gelo de metanol intermediária. Os tamanhos de partículas utilizado em cada modelo encontra-se no texto.

5.4 Discussão e Conclusão

Os fluxos médios obtidos nos canais 1 e 2 de Spitzer para Haumea e Varuna (tab. 5.4) são compatíveis com os valores disponíveis na literatura. Analisando os valores de albedo de Haumea no infravermelho médio, eles são menores que o valor do albedo no visível. De acordo com a figura 5.1, esse comportamento é esperado para objetos dominados por gelo de água. No caso de Varuna, que além de possuir albedo com alto valor de erro no visível e apresentar uma composição superficial mista, os valores de fluxo obtidos por Spitzer concordam com os valores da literatura e, consequentemente, os de albedo também.

A espectroscopia no VNIR combinada com dados do infravermelho médio é uma ferramenta poderosa para o estudo da composição superficial de pequenos corpos. Em geral, os espectros no visível de TNOs não dominados por metano são sem estruturas, com inclinações espectrais que vão do neutro (caso de Haumea) ao avermelhado (caso de Varuna). Contudo, utilizando apenas a inclinação espectral não é

Objeto	Fluxo médio canal 1	Fluxo médio canal 2
	26.44 ± 2.10 *	7.21 ± 2.38 *
Haumea	28.1 ± 0.7 #	8.2 ± 0.8 #
	27.0 ± 0.7 #	7.3 ± 0.5 #
	6.45 ± 2.14 *	6.46 ± 2.81 *
Varuna	7.7 ± 0.5 #	6.9 ± 0.8 #
	8.6 ± 0.5 #	6.0 ± 0.5 #

Tabela 5.5: Fluxos médios de Haumea e Varuna comparados com a literatura. Ref. (*) Este trabalho e (#) Fernandez-Valenzuela et al., (comunicação pessoal).

possível derivar modelos composicionais. Adicionando as informações do NIR, conseguimos identificar bandas de absorção dos gelos mais presentes nos TNOs, como o gelo de água, por exemplo. Todavia, nem sempre as absorções identificadas são diagnósticas, uma vez que elas podem ocorrer na mesma região do espectro, tornando a forma e a profundidade suas assinaturas, contudo com menor precisão. Adicionando informação do infravermelho médio esse conflito diminui, dado que com mais parâmetros as coincidências são menores.

Haumea possui um espectro no visível que é neutro. Espectros neutros no visível são bem representados por carbono amorfo. No NIR, as bandas de absorção de gelo de água são dominantes. Pinilla-Alonso et al. (2009) conseguiu descrever bem o espectro no VNIR utilizando apenas gelo de água amorfo e cristalino, colocando um limite de 8% para a presença de carbono amorfo. A análise de Gourgeot et al. (2016), conseguiu incluir quase 11% de carbono amorfo. Incluindo as informações no infravermelho médio, nós chegamos em um limite de 15% da presença de carbono nos modelos de Haumea e, que não mais que 25% de silicatos pode ser ajustado em sua superfície. Através de observações com *James Webb Space Telescope*, que poderão ir de 0.6 a 28 μm , a presença de silicatos poderá ser confirmada na superfície deste objeto.

O espectro de Varuna no visível é bastante avermelhado e este objeto possui baixo albedo. Essas características são frequentemente associadas a presença de materiais orgânicos (ricos em carbono) na superfície do objeto. Em geral, os orgânicos são oriundos de moléculas simples contendo carbono (metano, metanol...) que sob irradiação cósmica perdem o hidrogênio (ou álcool) e evoluem para um resíduo orgânico (Brunetto et al., 2006). No caso de Varuna, sem a presença de material orgânico (nos nossos testes, Tritão tholin) não seria possível ajustar nenhum dos modelos. Licandro et al. (2001) já havia mostrado que o espectro de Varuna possuía indicações de gelo de água e uma inclinação espectral bastante avermelhada. Em análise posterior, Barkume et al. (2007) não encontrou indícios de gelo de água. Lorenzi et al. (2014) conseguiu modelar o espectro de Varuna com mistura contendo gelo de água, complexos orgânicos e alguns silicatos, aceitando até pequenas quantidades de gelo

de metano. O modelo aqui apresentado, incluindo dados no infravermelho médio aponta para uma composição superficial mista, podendo conter gelos de metano, metanol, água e complexos orgânicos, indicando que Varuna pode ter sido mais processado que Haumea, por exemplo.

Futuramente utilizaremos os dados de Spitzer juntamente com análises já desenvolvidas com o telescópio *Herschel* para desenvolver uma metodologia que analise a contribuição da forma dos objetos no albedo. O objetivo é utilizarmos modelos térmicos para tentarmos descobrir se é possível identificar alterações no albedo destes objetos que possam ser atribuídas diretamente a diferenças composicionais. Também pretendemos comparar as curvas de variação de fluxo com o período rotacional obtidos com Spitzer com as curvas em outros comprimentos de onda disponíveis na literatura. Pretendemos ver como se relacionam as amplitudes e comportamentos para cada objeto, em particular, Haumea. Desejamos primeiramente identificar a região da mancha nos dados de Spitzer e verificar se o comportamento dela é em comprimentos de onda mais distantes.

Capítulo 6

Conclusões e Considerações finais

Em suma, o trabalho desenvolvido nesta tese abordou pequenos corpos desde um asteroide do cinturão principal até os planetas anões da região transnetuniana. As técnicas aqui desenvolvidas e as metodologias utilizadas são totalmente reproduzíveis e capazes de gerar novos resultados no futuro, contribuindo não apenas para este doutorado mas para a ciência em geral.

No capítulo 2 mostramos uma metodologia capaz de melhorar os espectros no NIR de TNOs através da técnica de wavelets. Desenvolvemos um algoritmo que escolhe com base em testes cegos o par wavelet + escala mais apropriado para cada espectro analisado. Como consequência, conseguimos identificar indícios de absorções em espectros de TNOs, inclusive dos menores, que são os mais difíceis de analisar.

De posse dessa ferramenta, filtramos os espectros de Eris e Makemake, dois planetas anões da região transnetuniana que são ricos em metano, porém nossos dados mostram que os desvios em Makemake e Eris são comparáveis, e ligeiramente maiores em Makemake, como indicam os pequenos desvios para o azul nos centros das bandas de absorção. Através de observações realizadas com o mesmo instrumento e de modelagem utilizando apenas o gelo de metano, estudamos no capítulo 4 a superfície de Makemake em comparação com a superfície de Eris, a fim de entender as semelhanças e diferenças na formação e evolução desses objetos.

Neste trabalho utilizamos também a espectroscopia no intervalo do visível para procurar por variações superficiais em quatro dos sete alvos que serão visitados pela missão da NASA Lucy. Os resultados apresentados no capítulo 3 mostraram que existem indícios de variação superficial no Troiano Eurybates. Observações mais recentes feitas com o telescópio espacial Hubble encontraram um satélite orbitando-o, levantando a possibilidade de que este seja o responsável pela variação anteriormente mencionada. Também fizemos a caracterização do menor objeto a ser visitado pela missão: Donaldjohanson, que apesar de pertencer a uma família de asteroides no cinturão principal onde quase 90% dos objetos pertencentes ao complexo C possuem

bandas relacionadas a hidratação, ele não possui.

Utilizando dados do telescópio espacial Spitzer, restringimos os modelos composicionais de dois TNOs. Além disso, cogitamos a hipótese da presença de silicatos em Haumea e do gelo de metanol em Varuna. Futuramente, pretendemos estudar os efeitos de forma nos dados de Spitzer para identificar variações que possam ser diretamente atribuídas a diferenças composicionais.

As observações com o *James Webb Space Telescope* e a visita da Lucy poderão confirmar nossas previsões e resultados. Até lá, aplicaremos a metodologia desenvolvida com Haumea e Varuna a uma amostra maior de TNOs que possuem dados obtidos com Spitzer. E, enquanto o *flyby* não ocorre, continuaremos observando os alvos de Lucy para que quando os resultados da missão estejam disponíveis, possamos criar uma metodologia que permita estender o conhecimento destes objetos a outros que talvez não sejam visitados por sondas espaciais e desta maneira contribuir para o aumento do conhecimento sobre os pequenos corpos do sistema solar.

Referências Bibliográficas

- Alvarez-Candal, A., Pinilla-Alonso, N., Licandro, J., Cook, J., Mason, E., Roush, T., Cruikshank, D., Gourgeot, F., Dotto, E., and Perna, D. (2011). The spectrum of (136199) eris between 350 and 2350 nm: results with x-shooter. *Astronomy & Astrophysics*, 532:A130.
- Alvarez-Candal, A., Pinilla-Alonso, N., Ortiz, J. L., Duffard, R., Morales, N., Santos-Sanz, P., Thirouin, A., and Silva, J. (2016). Absolute magnitudes and phase coefficients of trans-neptunian objects. *Astronomy & Astrophysics*, 586:A155.
- Barkume, K., Brown, M., and Schaller, E. (2007). Near-infrared spectra of centaurs and kuiper belt objects. *The Astronomical Journal*, 135(1):55.
- Barucci, M., Alvarez-Candal, A., Merlin, F., Belskaya, I., De Bergh, C., Perna, D., DeMeo, F., and Fornasier, S. (2011). New insights on ices in centaur and transneptunian populations. *Icarus*, 214(1):297–307.
- Belskaya, I., Ortiz, J., Rousselot, P., Ivanova, V., Borisov, G., Shevchenko, V., and Peixinho, N. (2006). Low phase angle effects in photometry of trans-neptunian objects: 20000 varuna and 19308 (1996 to66). *Icarus*, 184(1):277–284.
- Britt, D. T., Guy Consolmagno, S., and Lebofsky, L. (2014). Main-belt asteroids. In *Encyclopedia of the Solar System*, pages 583–601. Elsevier.
- Brown, M., Barkume, K., Blake, G., Schaller, E., Rabinowitz, D., Roe, H., and Trujillo, C. (2006). Methane and ethane on the bright kuiper belt object 2005 fy9. *The Astronomical Journal*, 133(1):284.
- Brown, M., Schaller, E., and Blake, G. (2015). Irradiation products on dwarf planet makemake. *The Astronomical Journal*, 149(3):105.
- Brown, M. E. (2012). The compositions of kuiper belt objects. *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, 40:467–494.

- Brown, M. E., Trujillo, C., and Rabinowitz, D. (2005). Discovery of a planetary-sized object in the scattered kuiper belt. *The Astrophysical Journal Letters*, 635(1):L97.
- Brunetto, R., Barucci, M., Dotto, E., and Strazzulla, G. (2006). Ion irradiation of frozen methanol, methane, and benzene: Linking to the colors of centaurs and trans-neptunian objects. *The Astrophysical Journal*, 644(1):646.
- Buie, M. W., Zangari, A. M., Marchi, S., Levison, H. F., and Mottola, S. (2018). Light curves of lucy targets: Leucus and polymele. *The Astronomical Journal*, 155(6):245.
- Chen, J., Shao, Y., Guo, H., Wang, W., and Zhu, B. (2003). Destriping cmodis data by power filtering. *IEEE Transactions on Geoscience and remote sensing*, 41(9):2119–2124.
- De León, J., Lorenzi, V., Alí-Lagoa, V., Licandro, J., Pinilla-Alonso, N., and Campins, H. (2013). Additional spectra of asteroid 1996 fg3, backup target of the esa marcopolo-r mission. *Astronomy & Astrophysics*, 556:A33.
- De Prá, M., Pinilla-Alonso, N., Carvano, J., Licandro, J., Campins, H., Mothé-Diniz, T., De León, J., and Alí-Lagoa, V. (2018). Primass visits hilda and cybele groups. *Icarus*, 311:35–51.
- DeMeo, F., Alexander, C., Walsh, K., Chapman, C., and Binzel, R. (2015). The compositional structure of the asteroid belt. *Asteroids IV*, 1:13.
- DeMeo, F. E., Binzel, R. P., Slivan, S. M., and Bus, S. J. (2009). An extension of the bus asteroid taxonomy into the near-infrared. *Icarus*, 202(1):160–180.
- Donoho, D. L. and Johnstone, J. M. (1994). Ideal spatial adaptation by wavelet shrinkage. *biometrika*, 81(3):425–455.
- Dorschner, J., Begemann, B., Henning, T., Jaeger, C., and Mutschke, H. (1995). Steps toward interstellar silicate mineralogy. ii. study of mg-fe-silicate glasses of variable composition. *Astronomy and Astrophysics*, 300:503.
- Dotto, E., Fornasier, S., Barucci, M., Licandro, J., Boehnhardt, H., Hainaut, O., Marzari, F., De Bergh, C., and De Luise, F. (2006). The surface composition of jupiter trojans: Visible and near-infrared survey of dynamical families. *Icarus*, 183(2):420–434.
- Emery, J. and Brown, R. H. (2004). The surface composition of trojan asteroids: constraints set by scattering theory. *Icarus*, 170(1):131–152.

- Emery, J., Cruikshank, D., and Van Cleve, J. (2006). Thermal emission spectroscopy (5.2–38 μm) of three trojan asteroids with the spitzer space telescope: detection of fine-grained silicates. *Icarus*, 182(2):496–512.
- Emery, J. P., Burr, D. M., and Cruikshank, D. P. (2010). Near-infrared spectroscopy of trojan asteroids: Evidence for two compositional groups. *The Astronomical Journal*, 141(1):25.
- Fornasier, S., Dotto, E., Hainaut, O., Marzari, F., Boehnhardt, H., De Luise, F., and Barucci, M. (2007). Visible spectroscopic and photometric survey of jupiter trojans: Final results on dynamical families. *Icarus*, 190(2):622–642.
- Gladman, B., Marsden, B. G., and VanLaerhoven, C. (2008). Nomenclature in the outer solar system. *The Solar System Beyond Neptune*, 43.
- Gomes, R., Levison, H. F., Tsiganis, K., and Morbidelli, A. (2005). Origin of the cataclysmic late heavy bombardment period of the terrestrial planets. *Nature*, 435(7041):466–469.
- Gourgeot, F., Carry, B., Dumas, C., Vachier, F., Merlin, F., Lacerda, P., Barucci, M., and Berthier, J. (2016). Near-infrared spatially resolved spectroscopy of (136108) haumea’s multiple system. *Astronomy & Astrophysics*, 593:A19.
- Grav, T., Mainzer, A. K., Bauer, J. M., Masiero, J. R., and Nugent, C. R. (2012). Wise/neowise observations of the jovian trojan population: taxonomy. *The Astrophysical Journal*, 759(1):49.
- Grundy, W. and Schmitt, B. (1998). The temperature-dependent near-infrared absorption spectrum of hexagonal h₂o ice. *Journal of Geophysical Research: Planets*, 103(E11):25809–25822.
- Grundy, W., Schmitt, B., and Quirico, E. (2002). The temperature-dependent spectrum of methane ice i between 0.7 and 5 μm and opportunities for near-infrared remote thermometry. *Icarus*, 155(2):486–496.
- Hapke, B. (1981). Bidirectional reflectance spectroscopy: 1. theory. *Journal of Geophysical Research: Solid Earth*, 86(B4):3039–3054.
- Hayat, M. M., Torres, S. N., Armstrong, E., Cain, S. C., and Yasuda, B. (1999). Statistical algorithm for nonuniformity correction in focal-plane arrays. *Applied optics*, 38(5):772–780.

- Ivezic, Z., Juric, M., Lupton, R., Tabachnik, S., Quinn, T., Collaboration, S., et al. (2004). Sdss moving object catalog v1. 0. *NASA Planetary Data System*, 9.
- Jewitt, D. (2018). The trojan color conundrum. *The Astronomical Journal*, 155(2):56.
- Jewitt, D. and Luu, J. (1993). Discovery of the candidate Kuiper belt object 1992 QB1. *Nature*, 362(6422):730.
- Jewitt, D. C. and Luu, J. (2004). Crystalline water ice on the kuiper belt object (50000) quaoar. *Nature*, 432(7018):731.
- Jewitt, D. C. and Luu, J. X. (1990). Ccd spectra of asteroids. ii-the trojans as spectral analogs of cometary nuclei. *The Astronomical Journal*, 100:933–944.
- Khare, B., Sagan, C., Arakawa, E., Suits, F., Callcott, T., and Williams, M. (1984). Optical constants of organic tholins produced in a simulated titanian atmosphere: From soft x-ray to microwave frequencies. *Icarus*, 60(1):127–137.
- Khare, B., Sagan, C., Heinrich, M., Thompson, W., Arakawa, E., Tuminello, P., and Clark, M. (1994). Optical constants of triton tholin: Preliminary results. In *Bulletin of the American Astronomical Society*, volume 26, page 1176.
- Kim, C. S. M. S.-W. (2013). Progress in Pattern Recognition, Image Analysis, Computer Vision, and Applications.
- Lacerda, P., Jewitt, D., and Peixinho, N. (2008). High-precision photometry of extreme kbo 2003 el61. *The Astronomical Journal*, 135(5):1749.
- Levison, H. F., Morbidelli, A., VanLaerhoven, C., Gomes, R., and Tsiganis, K. (2008). Origin of the structure of the kuiper belt during a dynamical instability in the orbits of uranus and neptune. *Icarus*, 196(1):258–273.
- Licandro, J., Grundy, W., Pinilla-Alonso, N., and Leisy, P. (2006). Visible spectroscopy of 2003 ub313: Evidence for n2 ice on the surface of the largest tno? *Astronomy & Astrophysics*, 458(1):L5–L8.
- Licandro, J., Oliva, E., and Di Martino, M. (2001). Nics-tng infrared spectroscopy of trans-neptunian objects 2000 eb173 and 2000 wr106. *Astronomy & Astrophysics*, 373(3):L29–L32.

- Lorenzi, V., Pinilla-Alonso, N., Licandro, J., Dalle Ore, C., and Emery, J. (2014). Rotationally resolved spectroscopy of (20000) varuna in the near-infrared. *Astronomy & Astrophysics*, 562:A85.
- Lykawka, P. S. and Mukai, T. (2007). Origin of scattered disk resonant tnos: Evidence for an ancient excited kuiper belt of 50 au radius. *Icarus*, 186(2):331–341.
- Mainzer, A., Bauer, J., Cutri, R., Grav, T., Kramer, E., Masiero, J., Nugent, C., Sonnett, S., Stevenson, R., and Wright, E. (2016). Neowise diameters and albedos v1. 0. *NASA Planetary Data System*, 247.
- Mario De Pra, Jorge Carvano, D. M. J. L. and Pinilla-Alonso, N. (2018). Cana: An open-source python tool to study hydration in the solar system.
- Marzari, F. and Scholl, H. (1998a). Capture of Trojans by a growing proto-Jupiter. *Icarus*, 131(1):41–51.
- Marzari, F. and Scholl, H. (1998b). The growth of Jupiter and Saturn and the capture of Trojans. *Astronomy and Astrophysics*, 339:278–285.
- Masiero, J. R., Mainzer, A., Grav, T., Bauer, J., Cutri, R., Dailey, J., Eisenhardt, P., McMillan, R., Spahr, T., Skrutskie, M., et al. (2011). Main belt asteroids with wise/neowise. i. preliminary albedos and diameters. *The Astrophysical Journal*, 741(2):68.
- Mastrapa, R., Sandford, S., Roush, T., Cruikshank, D., and Dalle Ore, C. (2009). Optical constants of amorphous and crystalline h2o-ice: 2.5-22 μm (4000-455 cm^{-1}) optical constants of h2o-ice. *The Astrophysical Journal*, 701(2):1347.
- Merlin, F., Quirico, E., Barucci, M., and De Bergh, C. (2012). Methanol ice on the surface of minor bodies in the solar system. *Astronomy & Astrophysics*, 544:A20.
- Meza, P., San Martin, C., Vera, E., and Torres, S. (2010). A quantitative evaluation of fixed-pattern noise reduction methods in imaging systems. *Progress in Pattern Recognition, Image Analysis, Computer Vision, and Applications*, pages 285–294.
- Michel, P., DeMeo, F. E., and Bottke, W. F. (2015). Asteroids: recent advances and new perspectives. *Asteroids IV*, 1(3):1.

- Morate, D., de León, J., De Prá, M., Licandro, J., Cabrera-Lavers, A., Campins, H., Pinilla-Alonso, N., and Alí-Lagoa, V. (2016). Compositional study of asteroids in the erigone collisional family using visible spectroscopy at the 10.4 m gtc. *Astronomy & Astrophysics*, 586:A129.
- Morbidelli, A., Bottke, W., Froeschlé, C., Michel, P., et al. (2002). Origin and evolution of near-earth objects. *Asteroids iii*, 409.
- Morbidelli, A., Levison, H. F., Tsiganis, K., and Gomes, R. (2005). Chaotic capture of jupiter’s trojan asteroids in the early solar system. *Nature*, 435(7041):462.
- Mottola, S., Marchi, S., Buie, M. W., Hellmich, S., Di Martino, M., Proffe, G., Levison, H. F., and Zangari, A. M. (2016). Ground-based characterization of Eurybates and Orus, two fly-by targets of the Lucy Discovery mission. In *AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts #48*, volume 48 of *AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts*, page 208.04.
- Pinilla-Alonso, N., Brunetto, R., Licandro, J., Gil-Hutton, R., Roush, T., and Strazzulla, G. (2009). The surface of (136108) haumea (2003 el61), the largest carbon-depleted object in the trans-neptunian belt. *Astronomy & Astrophysics*, 496(2):547–556.
- Poulet, F., Cuzzi, J., Cruikshank, D., Roush, T., and Dalle Ore, C. (2002). Comparison between the shkuratov and hapke scattering theories for solid planetary surfaces: Application to the surface composition of two centaurs. *Icarus*, 160(2):313–324.
- Quirico, E. and Schmitt, B. (1997). Near-infrared spectroscopy of simple hydrocarbons and carbon oxides diluted in solid n₂ and as pure ices: Implications for triton and pluto. *Icarus*, 127(2):354–378.
- Rabinowitz, D. L., Barkume, K., Brown, M. E., Roe, H., Schwartz, M., Tourtellotte, S., and Trujillo, C. (2006). Photometric observations constraining the size, shape, and albedo of 2003 el61, a rapidly rotating, pluto-sized object in the kuiper belt. *The Astrophysical Journal*, 639(2):1238.
- Rouleau, F. and Martin, P. (1991). Shape and clustering effects on the optical properties of amorphous carbon. *The Astrophysical Journal*, 377:526–540.
- Schaller, E. L. and Brown, M. (2007). Volatile loss and retention on kuiper belt objects. *The Astrophysical Journal Letters*, 659(1):L61.

- Schmitt, B., Quirico, E., Trotta, F., and Grundy, W. (1998). Optical properties of ices from uv to infrared. In *Solar System Ices*, pages 199–240. Springer.
- Shkuratov, Y., Starukhina, L., Hoffmann, H., and Arnold, G. (1999). A model of spectral albedo of particulate surfaces: Implications for optical properties of the moon. *Icarus*, 137(2):235–246.
- Shoemaker, E. M., Shoemaker, C. S., and Wolfe, R. F. (1989). Trojan asteroids: populations, dynamical structure and origin of the L4 and L5 swarms. In Binzel, R. P., Gehrels, T., and Matthews, M. S., editors, *Asteroids II*, pages 487–523.
- Sicardy, B., Ortiz, J., Assafin, M., Jehin, E., Maury, A., Lellouch, E., Hutton, R. G., Braga-Ribas, F., Colas, F., Hestroffer, D., et al. (2011). A pluto-like radius and a high albedo for the dwarf planet eris from an occultation. *Nature*, 478(7370):493–496.
- Smith, E. V. and Gottlieb, D. M. (1974). Solar flux and its variations. *Space Science Reviews*, 16(5-6):771–802.
- Tholen, D. J. (1984). Asteroid taxonomy from cluster analysis of photometry.
- Tsiganis, K., Gomes, R., Morbidelli, A., and Levison, H. F. (2005). Origin of the orbital architecture of the giant planets of the solar system. *Nature*, 435(7041):459–461.
- Vilas, F. (1995). Is the ub color sufficient for identifying water of hydration on solar system bodies? *Icarus*, 115(1):217–218.
- Wang, B., Liu, S., and Bai, L. (2008). An enhanced non-uniformity correction algorithm for irfpa based on neural network. *Optics Communications*, 281(8):2040–2045.
- Warren, S. G. (1984). Optical constants of ice from the ultraviolet to the microwave. *Applied optics*, 23(8):1206–1225.
- Wong, I., Brown, M. E., and Emery, J. P. (2014). The differing magnitude distributions of the two jupiter trojan color populations. *The Astronomical Journal*, 148(6):112.