Diego Moral Pombo

Mid-infrared spectroscopy of primitive asteroids in the outer edge of the main belt

Trabajo Fin de Máster

para obtener el Título de Máster Universitario en Astrofísica

por la

Universidad de La Laguna

Tutor

Dr. Javier Licandro

Instituto de Astrofísica de Canarias

San Cristóbal de La Laguna, Julio 2019

Abstract

The present work aims at the characterisation of a group of fourteen asteroids observed by the CanariCam instrument, mounted on the Gran Telescopio Canarias. These objects have been observed both photometrically and spectroscopically, in the wavelength range of mid infrared, using specifically the 10 μm atmospheric window. There are two ultimate goals of this project. The first one, to obtain values for their size (diameter) and geometric visible albedo through the application of a simple thermal model (the NEATM); and the second one, to look for spectral features in their emissivity spectra that might suggest some surface structure in these objects.

First of all, a brief description of the different kind of small bodies of the solar system is presented. The most common "minor objects" in the Solar System are briefly explained, and a short summary of the following work is shown. This includes comets, trans-neptunian objects (TNOs), Centaurs, and, above all, asteroids. Additionally, the main structures in which these minor objects populate the Solar System (the main belt, the transneptunian belt and the Oort cloud) are described. After that, we focus on the characteristics of the two specific asteroids populations studied in this work, which are the dynamical groups of Cybele and Hilda, and their corresponding collisional families. This subsection comprises the definition of the orbital elements, proper and osculating, as well as a summary of the hierarchical distribution of asteroids, including some well known families and dynamical groups.

As part of the introduction still, a more detailed description on the primitive asteroids is shown. These are thought to correspond to the populations studied in this work. The reasons for this hypothesis will be addressed in more detail in the last section of the work. Moreover, the goals of the project, as well as the scientific justification of the specific research of these asteroids populations, are discussed.

The second section describes the methodology followed during the whole work, using the specific example of an asteroid and its calibration star to illustrate it with an example when needed. Firstly, a technical description of the instrument used for the observations, its optical layout, its detector and its different modes of use (direct imaging, spectroscopy, polarimetry and coronagraphy) is done. Then, the peculiarities of the astronomical observation in the mid infrared are described, in order to understand the biggest issues of this wavelength range. After a theoretical introduction, the observing techniques of chopping and nodding are illustrated.

Next, it is described how and when the observations were made, including a detailed table with all ephemeris of the objects, their observing dates and their exposition times. After that is when the proper data reduction section starts, taking asteroid (334) Chicago (and its calibration standard star) as an example. All the process is described step by step, trying to keep it as short as possible but keeping in mind that

it constituted most of the time consumed in the development of the work. The main stages of this reduction are the stacking of the images and spectra, the extraction of the spectra, their wavelength calibration (using several atmospheric lines), their flux calibration (including telluric corrections) and the correction for slit-losses.

After explaining both the photometric and spectroscopic data reduction, thermal models are addressed. Firstly, a general introduction to the radiometry concept is done. Secondly, the two oldest and simplest thermal models, the Standard Thermal Model (STM) and the Fast Rotating Model (FRM) are shortly explained. It is then described and justified the model used in this work, the Nearth-Earth Asteroid Thermal Model (NEATM), as well as its constrains and application on these data. Finally, a description of the emissivity spectrum and its most remarkable features in the 10 μm region is made (with special attention to the emission plateau).

The third and last section includes the presentation of the results, the conclusions obtained and a short discussion of them. In the first place, numeric results for the diameter, albedo and beaming parameter (η) are shown in a table, and values for the contrast of the plateau in the emissivity spectra are displayed in another table. Then, each asteroid is discussed individually, since their specific results vary substantially from one to another. The values obtained for the size and albedo for most of the observed objects are coherent with the previous literature, and in some cases precision is improved.

On the other hand, in most of them (in fact, in all of them that have a sufficient SNR), the emissivity spectrum shows the expected emission plateau with a high contrast, higher than those of inner main belt asteroids, like the Themis family. This fact points at the presence of fine dust, made mainly of silicates, on the asteroids surface, which is a remarkable conclusion. This fine regolith would be similar to that existent on the surface of Trojan asteroids or the dust comae of comets, held by a yet unknown mechanism. Several of the studied possibilities for this mechanism are briefly discussed. In the last place, some future work on the data is reflected upon, with the ultimate goal of writing a refereed scientific paper based on these results, by adding just a few corrections and improvements to them.

Last but not least, I would like to thank my tutor Javier Licandro Goldaracena for the opportunity of working on this interesting project, and for all the help provided during these months. I have also to thank Carlos Álvarez Iglesias for his disinterested support and valuable assistance during the data reduction.

This work is fundamentally based on observations made with the Gran Telescopio Canarias, located on the island of La Palma, at the Observatorio del Roque de los Muchachos, and operated by the Instituto de Astrofísica de Canarias.

Índice

Abstract **i**

1 Introducción **1**
1.1 Cuerpos menores del Sistema Solar 1
1.1.1 Los asteroides 2
1.1.2 El cinturón principal de asteroides 2
1.1.3 El cinturón transneptuniano 4
1.1.4 La nube de Oort 4
1.1.5 Cometas 4
1.1.6 Las poblaciones Cybele e Hilda de asteroides 5
1.2 Asteroides primitivos 7
1.3 Objetivos del trabajo 8
1.4 Justificación científica 9

2 Metodología **10**
2.1 El instrumento: CanariCam 10
2.1.1 Diseño óptico 11
2.1.2 Modos de observación 12
2.1.3 Detector 13
2.2 La observación astronómica en IR medio 13
2.2.1 Fundamentos teóricos 13
2.2.2 *Chopping* y *nodding* 13
2.3 Observaciones 14
2.4 Reducción de los datos 15
2.4.1 Espectroscopía 17
2.4.2 Fotometría 24
2.5 Radiometría de los asteroides 26
2.5.1 Modelos térmicos: STM, FRM 26
2.5.2 Aplicación del NEATM 28
2.5.3 Espectro de emisividad 28

3 Conclusiones y resultados **30**
3.1 Resultados 30
3.2 Discusión de resultados 35
3.3 Conclusiones 35
3.4 Trabajo futuro 37

Bibliografía **43**

Lista de figuras

1.1 Clasificación espectral Bus-DeMeo 2
1.2 Cinturón de asteroides 3
1.3 Familias colisionales de asteroides 6
1.4 Espectro tipo C 7
1.5 Espectros emisividad troyano y (65) Cybele 8

2.1 Plano de CanariCam 11
2.2 Esquema *chopping* y *nodding* 14
2.3 Extracción del espectro 18
2.4 Traza del espectro extraído 18
2.5 Espectro tras extracción 19
2.6 Principales líneas telúricas 19
2.7 Espectro de poliestireno de muestra 20
2.8 Identificación de líneas telúricas 21
2.9 Resultado de *standard* 21
2.10 *Calibrate* de la estrella y del asteroide 21
2.11 Normalización del continuo 22
2.12 *Telluric* de la estrella 23
2.13 *Slit losses* 23
2.14 Cálculo de la FWHM 24
2.15 Esquemas STM y FRM 27

3.1 Estructura superficial 36
3.2 Espectros de asteroides 65, 76, 107, 153, 168, 225, 260, 334 39
3.3 Espectros de asteroides 536, 713, 721, 748, 790, 909 40
3.4 Espectros de emisividad de asteroides 65, 76, 107, 153, 168, 225, 260, 334 41
3.5 Espectros de emisividad de asteroides 536, 713, 721, 748, 790, 909 . . 42

1 Introducción

Pese a ser unos objetos bien conocidos y caracterizados desde prácticamente los inicios de la astrofísica moderna, los asteroides cuentan con una diversidad y una complejidad que los convierte en una pieza aún no resuelta del puzle de nuestro Sistema Solar. De hecho, debido a esta enorme pluralidad en su composición y su posición dentro del Sistema Solar, así como a su antigüedad, los asteroides se encuentran entre los objetos que más información nos pueden aportar acerca de la formación y la evolución temprana de éste. Además, en el caso particular de la Tierra, estudiar su composición, distribución y dinámica también puede servir para arrojar luz sobre la propia formación de nuestro planeta y procesos relativos a ésta, como la procedencia del agua terrestre e incluso el origen y evolución de la vida.

En este trabajo se estudiarán los tamaños y propiedades superficiales de una serie de asteroides de las poblaciones Cybele e Hilda a partir de su emisión térmica observada con el instrumento Canaricam instalado en el telescopio GTC. La estructura del trabajo es la siguiente. En la presente Sección 1 se procede a comentar la importancia del estudio de los asteroides primitivos del borde exterior del cinturón y específicamente se detallan las poblaciones estudiadas en este trabajo. Se justifica el interés científico de estos objetos y se enumeran los objetivos del presente estudio. En la Sección 2 se expone la metodología empleada, desde el instrumento utilizado hasta el modelo térmico aplicado, pasando por la toma, reducción y calibración de los datos. Por último, en la Sección 3 se presentan los resultados obtenidos, se comparan con la literatura existente y se discuten las conclusiones extraídas.

1.1 Cuerpos menores del Sistema Solar

A continuación se describirá brevemente todo el panorama de los denominados cuerpos menores del Sistema Solar y su distribución espacial en éste. Por cuerpo menor, o pequeño, se entiende, según la definición de la Unión Astronómica Internacional: 'todo aquel objeto que no sea planeta, ni planeta enano, ni satélite, y que orbite alrededor del Sol'. En la práctica esto incluye básicamente a los asteroides, los cometas, los objetos transneptunianos (TNOs) y los Centauros. Sin embargo, hay que apuntar que las fronteras entre esas categorías se van difuminando a medida que se estudian más objetos. Ahí están, por ejemplo, los recientemente descubiertos objetos transicionales, a medio camino entre asteroides y cometas (Licandro et al., 2008 y Jewitt et al., 2015).

1.1.1 Los asteroides

Los asteroides son los residuos más prístinos a nuestro alcance de los materiales del Sistema Solar que dieron lugar a la formación de los planetas. Por su pequeño tamaño, su gran número y su ubicación relativamente protegida, el material que los compone ha sufrido muchos menos procesos metamórficos que el que compone los planetas. Sin embargo, entre los propios asteroides la diversidad de formas, tamaños, composiciones mineralógicas y edades es enorme. Una primera aproximación al conocimiento de la composición de los asteroides proviene de clasificación taxonómica de sus espectros, como la de Bus-De Meo (DeMeo et al., 2009) mostrada en la Fig. 1.4. Ésta se basa en el estudio de sus espectros en los rangos visible e infrarrojo cercano, dividiéndolos en clases de manera análoga a la clasificación espectral de las estrellas.

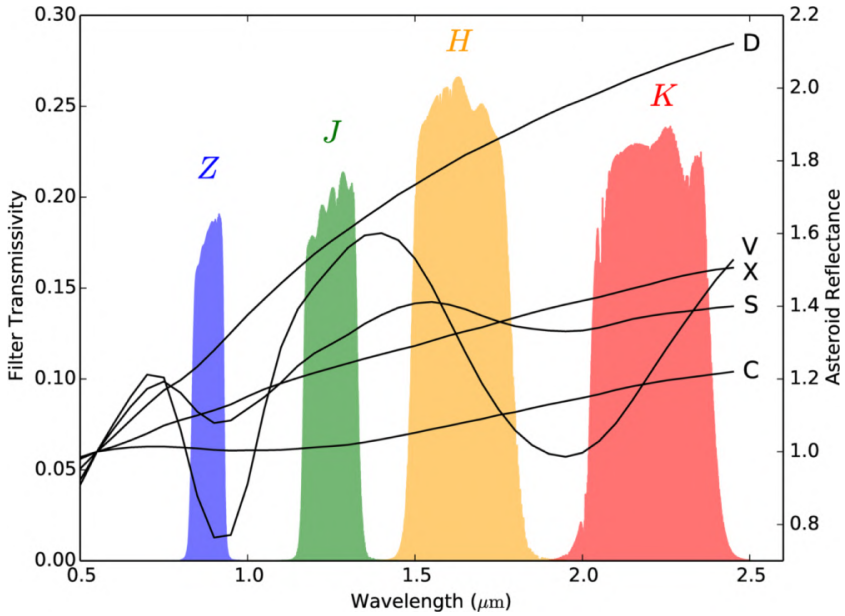

Figura 1.1: Clasificación espectral Bus-DeMeo de asteroides para los tipos más comunes, en visible e infrarrojo cercano. Crédito: Mommert et al., 2016.

1.1.2 El cinturón principal de asteroides

La mayor parte de los asteroides conocidos se concentran en una zona conocida como el cinturón principal. El cinturón principal de asteroides comprende una región con forma de anillo situada entre aproximadamente 2.1 y 3.3 UA, entre Marte y Júpiter. Según los modelos más aceptados de formación del Sistema Solar, el cinturón debe su existencia a la atracción gravitatoria de Júpiter, que impidió que se formara un planeta en esa región y de paso barrió del cinturón entre un 50 y un 90% de su masa original (Walsh et al., 2011) durante la fase de bombardeo pesado tardío. De hecho, la frontera superior del núcleo denso del cinturón viene delimitada por la resonancia orbital 2:1 con Júpiter, que da lugar a un "vacío" de asteroides, debido al potencial gravitatorio que tienen que superar los objetos internos para atravesarla hacia fuera y viceversa. Este vacío, denominado hueco de Hecuba, se encuentra a

3.27 UA del Sol, y es solo uno más de los varios huecos de Kirkwood presentes en el cinturón. Estos huecos, o brechas en el cinturón, están asociados a resonancias con el gigante gaseoso (3:1, 5:2, 7:3) y en ellos la densidad de asteroides cae prácticamente a cero (ver Fig. 1.2).

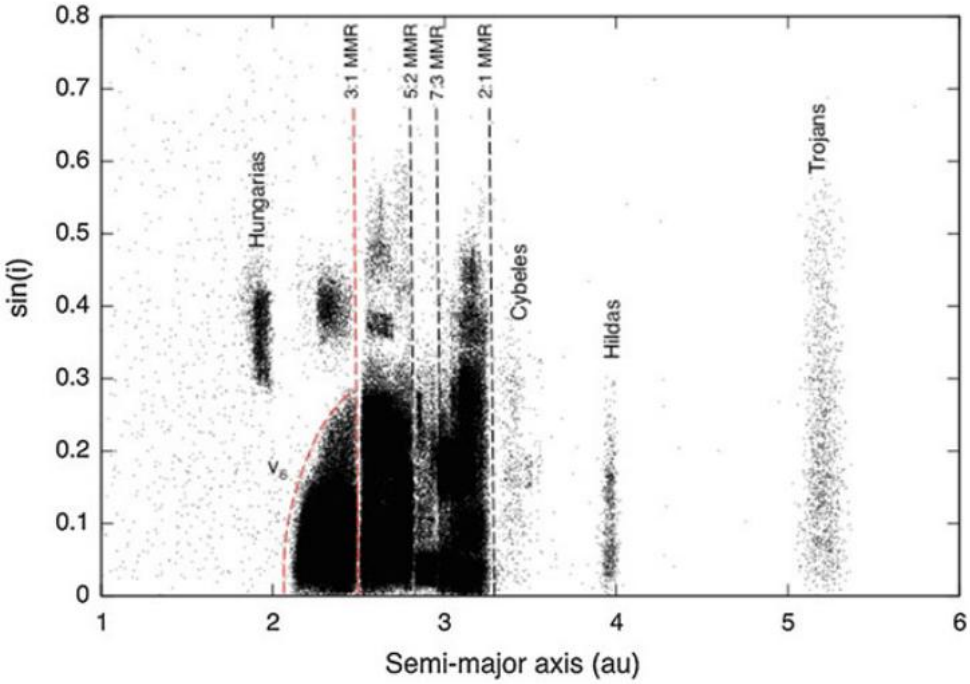

Figura 1.2: Distribución de los 200.000 primeros asteroides descubiertos en función de su inclinación (eje vertical) y de su semieje mayor (eje horizontal). Los principales huecos de Kirkwood aparecen señalados, así como algunos grupos dinámicos de interés, incluyendo los Cybeles y los Hildas.

Los asteroides que sobrevivieron al barrido de Júpiter se han visto inmersos en procesos de mezcla, fusiones, colisiones y eyecciones durante prácticamente toda la historia del Sistema Solar, con lo cual la información que pueden aportar sobre la formación de éste es limitada. Sin embargo, entre la miríada de asteroides que forman parte del cinturón, los más alejados han sufrido con menor intensidad procesos como interacciones, choques y sublimación de material, por recibir menor radiación solar y haber evolucionado en una región con menor densidad de objetos. Así, habrían conservado mejor sus propiedades originales, siendo capaces de arrojar algo de luz sobre este tema. Aunque el Cinturón Principal se defina normalmente entre los semiejes mayores de 2.1 y 3.27 UA antes mencionados, lo cierto es que más allá del hueco de Hecuba existen numerosos objetos, si bien en una densidad mucho menor que en el interior de éste. Concretamente los grupos Hilda y Cybele, situados entre 3.3 y 4.5 UA, más allá del hueco de Hecuba, serán los objetivos de este trabajo.

Hay que hacer una última mención a un grupo de asteroides muy estudiado y bien caracterizado pese a ser todavía más lejano: los Troyanos de Júpiter. Este numeroso grupo se concentra en torno a los dos puntos L4 y L5 de Lagrange de la órbita joviana. Su origen no está claro, pero modelos como el de Niza apuntan a que serían asteroides capturados en las etapas iniciales del Sistema Solar durante el

desplazamiento de Júpiter desde su posición de formación original hasta su órbita actual.

1.1.3 El cinturón transneptuniano

El cinturón transneptuniano, o de Kuiper, es la región también aproximadamente plana comprendida entre 30 y 48 UA y que alberga una densidad importante de cuerpos menores. Estos cuerpos reciben el nombre de objetos transneptunianos, precisamente por hallarse más allá de la órbita de Neptuno (cuyo radio es de 30 UA). Los TNOs tienen una composición diferente a la de los asteroides del cinturón principal, compuestos básicamente de roca y metal. Los TNOs son menos rocosos y tienen una alta proporción de hielo (de agua, metano o nitrógeno, principalmente). Por su enorme distancia al Sol, hasta el momento sólo se han podido observar directamente algunos de los más grandes de entre los centenares de miles de objetos que se estima forman el cinturón.

Además, el cinturón transneptuniano alberga subgrupos clasificados por sus diferentes órbitas. Entre ellos destacan los plutinos, llamados así por el más grande de ellos, Plutón, que orbitan en la resonancia 3:2 con la órbita de Neptuno, o los objetos del disco disperso (SDOs), que cuentan con una inclinación y excentricidad especialmente elevadas. Entre estos últimos destaca el planeta enano Eris. Por último, y a medio camino entre el cinturón de Kuiper y la siguiente región, la nube de Oort, están los objetos transneptunianos extremos (ETNOs), con una órbita $>$ 150 UAs en su semieje mayor, ya completamente desacoplados de la interacción con los gigantes gaseosos.

1.1.4 La nube de Oort

La nube de Oort es una región con forma aproximada de cascarón esférico situada en los confines del Sistema Solar, con unos radios interno y externo de 2.000 y 200.000 UA respectivamente (unas tres cuartas parte de la distancia a Proxima Centauri). En esta zona, no observada directamente excepto por cometas de largo periodo procedentes de ella, se supone que existe del orden del billón de objetos de tamaños superiores a 1 kilómetro, de composición similar a los TNOs y cometas, y con una masa total estimada del orden de magnitud de la masa de la Tierra (Weissman, 1983). Estos objetos entran dentro de la categoría de TNOs.

1.1.5 Cometas

Los cometas son cuerpos compuestos en un 50% de hielo (en masa) y un 50% de silicatos (polvo y rocas) mezclados. Provienen de la parte externa del Sistema solar (las regiones del Cinturón transneptuniano y nube de Oort ya comentadas) y probablemente se formaron en el disco a distancias heliocéntricas iguales y mayores que las de los planetas gigantes. En la parte más cercana al Sol de sus órbitas, normalmente muy excéntricas, subliman parte del hielo, y el gas arrastra las particulas de polvo formando la coma y cola de polvo que les identifica.

La relevancia respecto de este trabajo es que, debido a su actividad, rápidamente forman mantos de polvo superficial que, si es suficientemente espeso, puede llegar a aislar térmicamente a los hielos y "desactivar" al cometa. Mientras la órbita sea estable y no cambie (de modo que el objeto se acerque más al Sol), el cometa permanece inactivo. A esos objetos se les conoce como ACOs (asteroides en órbitas cometarias) y sólo han comenzado a ser estudiados recientemente (Licandro et al., 2018).

1.1.6 Las poblaciones Cybele e Hilda de asteroides

Los asteroides pueden agruparse según sus propiedades orbitales en diferentes poblaciones y familias. Una familia de asteroides es un conjunto específico de estos objetos que cuenta con elementos orbitales propios similares que apuntan, en principio, a un origen común. Los elementos orbitales de un objeto son los parámetros que definen matemáticamente su órbita. Éstos pueden ser de dos tipos: osculantes y propios. Los elementos osculantes son los seis parámetros que determinan la órbita en un momento concreto (época) y que varían a lo largo del tiempo, generalmente de forma periódica, en función de las interacciones gravitatorias del objeto con otros cuerpos del Sistema Solar distintos al Sol. Por su parte, los elementos propios son tres parámetros constantes (semieje mayor, excentricidad e inclinación propias) que definen la órbita sin tener en cuenta esas perturbaciones. Estos elementos son los que deben ser compartidos, con cierta dispersión, por los diferentes objetos de una misma familia de asteroides (Fig. 1.3). Para más información sobre los elementos orbitales, ver Knezevic et al. (2002), y las referencias en él.

En la actualidad se conocen algo más de un centenar de estas familias, de muy diverso tamaño, siendo la mayoría de ellas resultado del desgarramiento total o parcial de su progenitor por colisión con otros objetos. Debido a este origen, normalmente los asteroides de una misma familia comparten también su composición mineralógica, al proceder de la rotura parcial o total del objeto progenitor. En cualquier caso, hay excepciones destacadas, como el caso de la familia de Vesta, procedente de un cuerpo diferenciado químicamente. De los más de 700.000 asteroides conocidos del cinturón, en torno a una cuarta parte han sido identificados como pertenecientes a alguna de esas familias (Nesvorný et al., 2015), siendo las más importantes en número Nysa-Polana (19073 miembros), Vesta (15252) y Flora (13786).

Un escalón por encima de las familias en la distribución jerárquica de los asteroides se encuentran los grupos dinámicos, que agrupan normalmente a varias familias y se caracterizan únicamente por sus propiedades orbitales, sin contar con un origen común para todo el grupo. Estas agrupaciones se producen porque estos objetos suelen quedar atrapados en regiones específicas limitadas por diferentes tipos de resonancias orbitales con los planetas gigantes (fundamentalmente Júpiter). Un ejemplo típico es el ya citado de los asteroides Troyanos agrupados en los puntos L4 y L5 de Lagrange de la órbita joviana. Nuestro estudio se centrará en dos de esos grupos, pertenecientes, como ya se ha mencionado, a la región más externa del cinturón: los de Cybele y los de Hilda, llamados así según las directrices de

la IAU por sus miembros más grandes: los asteroides (65) Cybele y (153) Hilda. Los asteroides de ambas poblaciones tienen tipos espectrales correspondientes a los llamados "asteroides primitivos" (tipos espectrales B-, C-, X- y D-).

Cybele

La población de asteroides Cybele se caracteriza por tener un radio orbital medio entre 3.27 y 3.7 UAs, una inclinación menor de 25º y una excentricidad menor a 0.3. La región a la que se encuentran limitados viene dada por las resonancias 2:1 y 5:3 impuestas por Júpiter. Cuenta con unos 2000 asteroides conocidos y, como mínimo, cuatro familias colisionales: Sylvia, Huberta, Ulla y Helga. Objetos pertenecientes a las tres primeras han sido estudiados en este trabajo.

Hilda

El grupo dinámico de Hilda se sitúa a una distancia entre 3.7 y 4.2 UAs, con una excentricidad menor a 0.3 y una inclinación menor a 20º. Son objetos establecidos en la resonancia 3:2 con respecto a Júpiter. Además, cuenta con 4042 objetos (según el Minor Planet Center) y dos familias colisionales identificadas, la de Hilda y la de

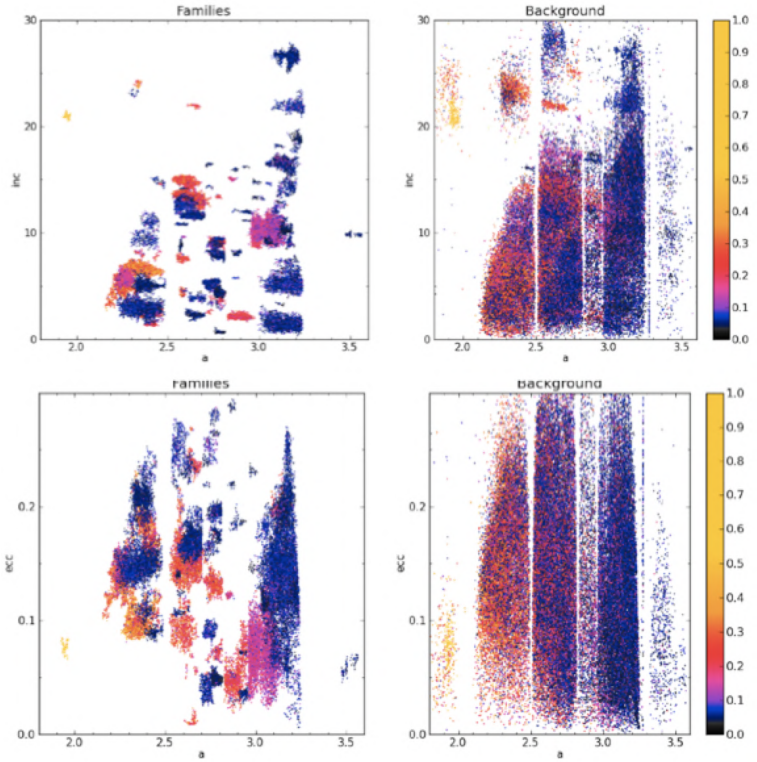

Figura 1.3: Diagramas de elementos orbitales propios "i vs. a" y "e vs. a". A la izquierda se muestran los asteroides que pertenecen a familias colisionales, y a la derecha, los que no. Obsérvese que las familias se pueden identificar porque se concentran en grupos con parámetros orbitales semejantes. Crédito: Grav et al., 2012.

Schubart. Sólo de la primera se han estudiado tres asteroides en este trabajo: (153) Hilda, (334) Chicago y (748) Simeisa.

1.2 Asteroides primitivos

Los asteroides situados en el borde exterior del cinturón principal se cuentan entre los objetos que menos cambios físico-químicos han sufrido desde las etapas tempranas de la formación del Sistema Solar hasta nuestros días. Su estudio no resulta sencillo, pues son objetos lejanos y sumamente débiles en brillo, alcanzando únicamente los de mayor tamaño $V < 16$, y siendo la magnitud típica $V > 18$. Por esa razón, los asteroides del borde exterior han sido estudiados en menor medida que el resto del cinturón, a pesar de su enorme potencial científico intrínseco.

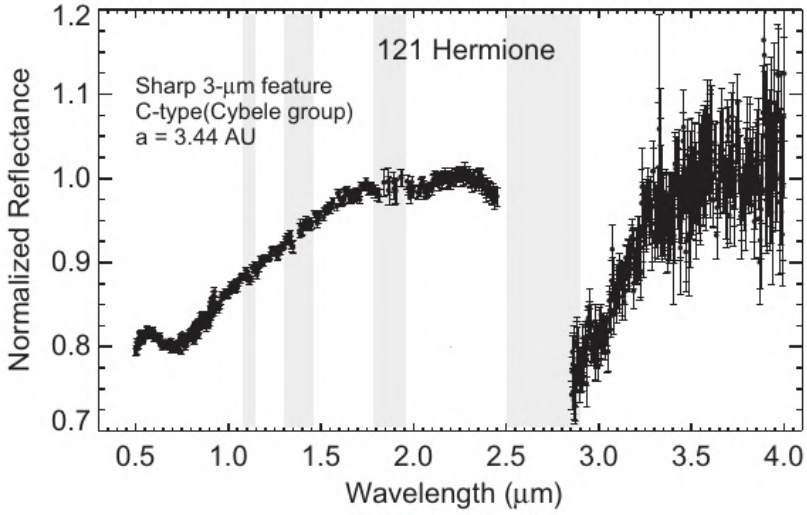

Figura 1.4: Espectro del asteroide tipo C (121) Hermione en el rango 0.5–4.0 μm. Destaca la banda de absorción en 3 μm debida a la presencia de silicatos hidratados que es característica en estos objetos. Crédito: Takir et al. (2012).

Los asteroides considerados primitivos tienen ciertos rasgos característicos destacables. Entre ellos, una baja reflectividad (con un albedo óptico geométrico $p_v < 0.15$), un espectro visible sin líneas ni bandas destacadas y pertenencia a la clase espectral B-, C-, P- o D- en la clasificación de Tholen (Campins et al., 2018). Además, cuentan con profundas bandas de absorción en la banda L, en torno a 3 μm (ver Fig.1.4), que se relacionan con silicatos hidratados, moléculas orgánicas y hielo (Licandro et al., 2012). Otro de los rasgos espectrales más destacados de algunos asteroides primitivos es que muestran un aumento de emisividad en torno a las 10 μm en forma de meseta, o *plateau*, atribuible a la absorción vibracional del SiO (ver Fig.1.5). Por último, como explica Delbo et al. (2017), hay un componente de tamaño importante en la identificación de los asteroides primitivos, ya que es esperable que los asteroides más pequeños sean producto de colisiones y otros fenómenos de mezcla, mientras que los más grandes permanezcan relativamente intactos.

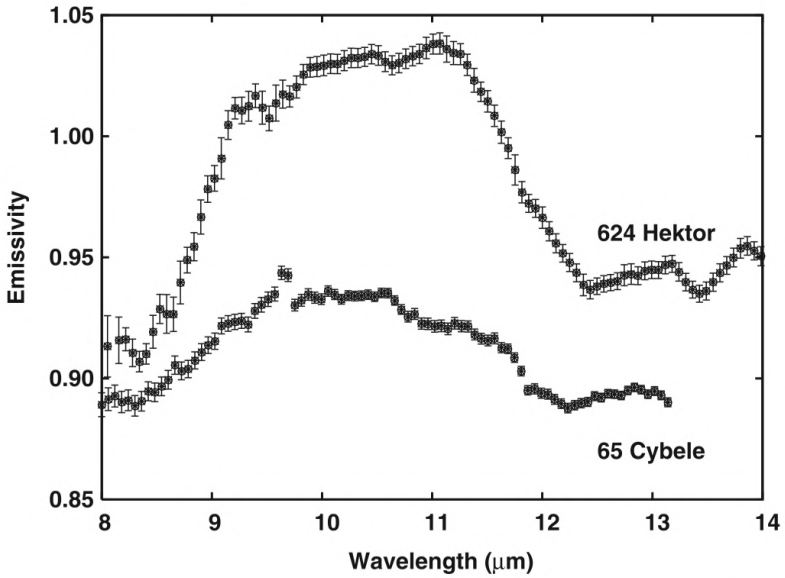

Figura 1.5: Espectro de emisividad de los asteroides (65) Cybele y el Troyano (624) Hektor (desplazado en el eje de emisividad por claridad). Destaca el plateau de emisión debido a granos finos de silicatos en ambos espectros, siendo menor el de (65) Cybele. Crédito: Licandro et al. (2011)

1.3 Objetivos del trabajo

Debido a su bajísima temperatura superficial, dada por su lejanía al Sol, la observación de la emisión propia de los asteroides del borde exterior del cinturón en el rango visible del espectro electromagnético es imposible. De ahí surge la necesidad de estudiarlos en longitudes de onda más largas (y por tanto más próximas a sus máximos de emisión). Concretamente el objetivo principal de este trabajo es usar la ventana atmosférica existente en el infrarrojo medio en torno a 10 μm, para observar una serie de asteroides de la región más periférica del cinturón de asteroides. Específicamente se obtendrán valores para el albedo y el diámetro de dichos asteroides, así como un parámetro (η, o "parámetro de beaming") que utiliza el modelo térmico que se usará para obtenerlos, como se explica en la Sección 2.5.

Posteriormente se analizarán los datos y los resultados aquí presentados se compararán con la literatura existente. La observación en este rango, al combinarse con medidas de su magnitud visible, que se relaciona directamente con la luz reflejada por el objeto, aporta información muy valiosa sobre sus características. Entre estas características se encuentran su tamaño, albedo y, con suficientes datos, propiedades térmicas de sus materiales superficiales y composición.

En esta observación se utilizarán dos estrategias de partida distintas, que se combinarán para reforzar la solidez del análisis posterior. Por un lado, se usará fotometría en dos o tres filtros diferentes, que servirá como referencia de calibración para la segunda estrategia: el estudio espectroscópico entre aproximadamente 8 y 12.5 μm de los mismos asteroides. De esta forma el bajo número de puntos fotométricos (generalmente dos por objeto) se verá compensado al contar con espectros completos en un rango relativamente amplio, mientras que la difícil

calibración del flujo absoluto de los espectros se verá mejorada con los puntos fotométricos, considerablemente más fiables.

También se obtendrán sus denominados espectros de emisividad, producto de dividir los espectros tomados entre los modelos generados por NEATM para sus características físicas. Dado que en el modelo NEATM se asume que la emisividad es constante con la longitud de onda ($\epsilon = 0.9$) lo que se estudia así es cómo varía la emisividad en el espectro. De esta manera, se podrá comprobar la existencia de rasgos espectrales de emisividad con un cierto contraste, que son típicos de los materiales superficiales que se pueden encontrar en estos objetos y de su grado de porosidad superficial, como se ha hecho anteriormente con otros grupos dinámicos y familias de asteroides, como Themis (Licandro et al., 2011), Psyche (Landsman et al., 2018) o Veritas (Landsman et al., 2016).

Para ello, se usarán observaciones tomadas en distintas solicitudes de tiempo de GTC, concretamente con su instrumento de infrarrojo medio CanariCam. En el proceso, y como primero de los objetivos secundarios, se aprenderá a realizar toda la reducción y calibración de las imágenes previa al análisis de los resultados. Otro de los objetivos complementarios será la comprensión y aplicación a los resultados obtenidos de un modelo térmico en particular, el NEATM, que se detallará en la Sección 2.5.

1.4 Justificación científica

Por su amplia órbita, que marca el final del cinturón principal de asteroides, y las dificultades observacionales antes mencionadas, estos grupos dinámicos han sido objeto de un estudio menos intensivo que sus compañeros más internos y, por tanto, próximos a la Tierra. Sin embargo, recientes estudios basados en modelos dinámicos (Walsh et al., 2011) apuntan a que estos grupos serían los más primitivos del cinturón, habiéndose originado al menos una fracción importante de sus miembros en el disco transneptuniano primigenio. Además, se podría decir que su posición es privilegiada en el sentido de que los materiales de sus superficies son más prístinos. Por todo ello se justifica un estudio más exhaustivo de estos objetos.

Este trabajo resulta pionero en la aplicación del NEATM para numerosos asteroides de los grupos de Hilda y Cybele. Si bien todos ellos tenían valores estimados de diámetro y albedo en la literatura previa, este trabajo los ha determinado usando un método, unas observaciones y una región del espectro totalmente independientes, lo cual mejora la precisión y exactitud general de sus valores. Además, el análisis de su espectro de emisividad, explicado en la Sección 3, no existía en la mayoría de casos, siendo éste el primer trabajo en estudiar ese aspecto de un conjunto amplio de asteroides de estas poblaciones.

2 Metodología

En este apartado se procede a describir paso a paso el método utilizado para la obtención, reducción y calibración de los datos usados en el trabajo. Se comenzará con una descripción técnica del instrumento utilizado (CanariCam) y los fundamentos básicos de las observaciones en el infrarrojo medio. Para explicar la reducción y calibración de los datos en detalle se utilizará el caso concreto de uno de los asteroides observados (concretamente (334) Chicago) y su estrella de calibración (HD219449), pues el proceso fue idéntico para todos ellos. Por último se explicarán los conceptos de modelo térmico, con especial énfasis en el NEATM, y espectro de emisividad.

2.1 El instrumento: CanariCam

Todos los datos e imágenes que han servido como material fundamental del presente proyecto han sido tomados con el instrumento CanariCam, utilizado en el Gran Telescopio Canarias, situado a su vez en el Observatorio del Roque de los Muchachos y operado por el Instituto de Astrofísica de Canarias. Todas las imágenes y espectros fueron tomados por los astrónomos de soporte en el modo de colas del telescopio. Sin entrar en detalles técnicos que exceden los objetivos de este trabajo, se procede a realizar a continuación una descripción sucinta de este instrumento.

Instalado en 2011 en uno de sus focos Cassegrain en el GTC y funcionando de manera intermitente hasta el presente, CanariCam destaca especialmente por dos rasgos característicos. El primero y fundamental es su rango espectral. Se trata de un instrumento diseñado para trabajar en el infrarrojo medio, concretamente entre 7.5 y 25 μm. El segundo es su versatilidad, siendo capaz de funcionar a priori en tres modos distintos: modo de imagen directa; modo de espectroscopía con rendija larga de baja resolución, y modo de polarimetría, que incluye una variante de espectropolarimetría que combina los dos modos anteriores. A ellos habría que añadir un futurible modo coronagráfico que, si bien aparece en el manual del instrumento, no se llegó a implementar en él en su primera estancia en el GTC.

El diseño y manufactura de CanariCam se llevó a cabo a través de un consorcio en el que el actor principal fue la Universidad de Florida, que hizo el diseño óptico y llevó a cabo el desarrollo del instrumento. El Instituto de Astrofísica de Canarias se encargó de la coordinación científica del instrumento, las universidades de Hawaii y Michigan (MTU) del modo coronagráfico, y la Universidad de Herfordshire, del modo polarimétrico.

El objetivo fundamental con el que se crea CanariCam es el de tener un instrumento multiusos en una región del espectro poco estudiada, como es el infrarrojo medio.

Además, se fijaron unos puntos clave sobre los que podría arrojar luz, a modo de metas científicas a cumplir. El primero es el de ampliar el conocimiento existente sobre las propiedades de AGNs y cuásares. Más concretamente, sobre los toros de polvo que parecen rodearlos según los modelos actuales más aceptados: su naturaleza, la relación de sus propiedades con la luminosidad y el tipo del agujero negro, y el papel de los estallidos de *starburst* en cuanto a su retroalimentación u oscurecimiento.

Las enanas marrones, y de modo más general, los objetos a mitad de camino entre los planetas y las estrellas, también son una prioridad observacional para CanariCam. El tercer objetivo de prioridad es la observación de discos circunestelares alrededor de objetos de todo tipo, especialmente protoestrellas muy masivas y que podrían tener campos magnéticos intensos.

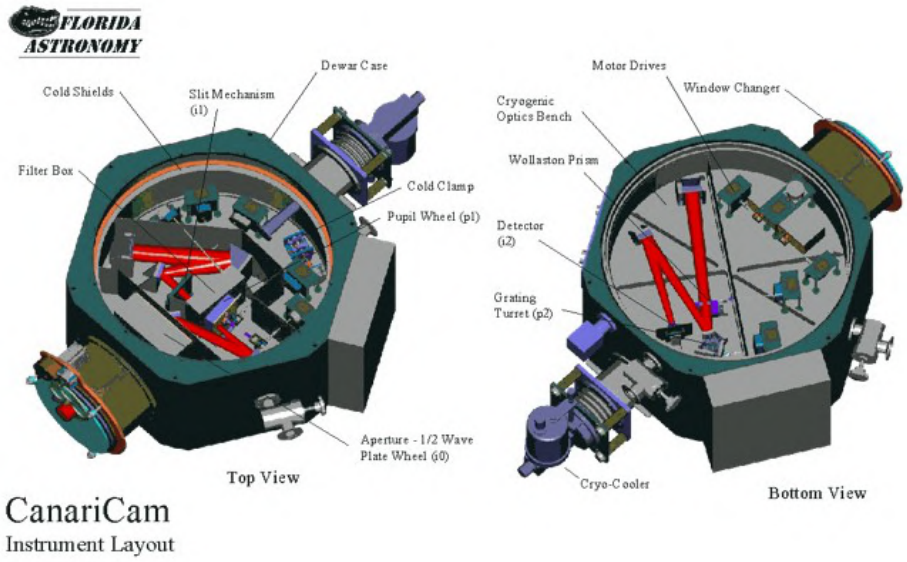

Figura 2.1: Plano de CanariCam. Crédito: University of Florida

2.1.1 Diseño óptico

El diseño óptico del instrumento pretende ser lo más compacto posible (ver Fig. 2.1). Como CanariCam trabaja en IR medio, cualquier cuerpo a una temperatura ambiente emite una gran cantidad de radiación, contaminando cualquier observación que se quiera hacer (más información en la Sección 2.2). Por ello es fundamental mantenerlo criogenizado, y de ahí que se hayan usado espejos planos para plegar sobre sí mismo el camino óptico y reducir su volumen. En total cuenta con nueve espejos, tres de ellos accionados (el que recoge la imagen de la pupila de entrada, el colimador y la cámara) y seis planos, todos recubiertos de oro, debido a su alta reflectividad.

Entre otros elementos ópticos importantes hay que mencionar el prisma Wollaston (utilizado para polarimetría) y las ruedas de espectroscopía y de filtros fotométricos. En la rueda de filtros también se encuentra la de Lyot, con máscaras con la forma

de la pupila del telescopio, para optimizar la apertura y evitar que llegue al detector emisión térmica proveniente de la estructura de araña del espejo secundario. Finalmente hay una torreta con las rejillas de espectroscopía y un espejo para el modo de imagen.

2.1.2 Modos de observación

Imagen directa

El uso principal de CanariCam es el de una cámara limitada por difracción, y no por *seeing*, en todo su rango espectral y a lo largo de todo el detector. Cuenta con dieciocho filtros, tanto estrechos como medios y anchos. Además del modo de imagen de observación científica, tiene otros dos submodos, útiles sobre todo en la calibración y alineación del instrumento (ya que está diseñado para poder ser colocado en cualquiera de los focos del telescopio).

Espectroscopía

En segundo lugar, el modo de espectroscopía cuenta a su vez con dos variantes: una de baja resolución, con un poder espectral entre 120 y 175, y uno de resolución ligeramente superior pero con un ancho de banda más limitado, que no cubre las dos ventanas de 10 y 20 μm en su totalidad. En las observaciones usadas por este trabajo, se utilizó el modo de baja resolución que cubre toda la ventana de 10 μm. CanariCam cuenta además con nueve rendijas de distinta anchura disponibles, para adaptarse a las exigencias de observación y condiciones de la noche.

Polarimetría

La polarimetría dual es la tercera de las capacidades de CanariCam. Usando una lámina de media onda, una máscara y un prisma Wollaston se consigue obtener una medida relativamente precisa de la polarización lineal. Hay que tener en cuenta que no todo el campo de visión es aprovechable al analizar la polarimetría. El último de los modos que permitió CanariCam cuando estuvo instalada en el GTC fue el de espectropolarimetría, que combina simultáneamente estos dos últimos modos.

Coronagrafía

A modo de mención, hay una cuarta herramienta que no se ha llegado a utilizar en CanariCam, pero que aparecía en la descripción inicial del instrumento. Con ella se pretendía poder observar objetos débiles adyacentes a fuentes puntuales brillantes, como los discos protoplanetarios alrededor de estrellas en formación antes mencionados, a través del uso de unas máscaras que ocultasen esa fuente. Este modo coronagráfico no ha llegado a ser implementado en CanariCam hasta la fecha.

2.1.3 Detector

El detector es una matriz IBC (Impurity Band Conductor) de Silicio dopado con Arsénico (Si:As), de 26 por 19 arco segundos, con una escala de placa de 0.08" y optimizada para el rango de infrarrojo medio mediante medidas como la lectura rápida, la elección de materiales para maximizar el rendimiento, el criostato que lo cubre, etc. Por su propia construcción y la complejidad de observar en el IR medio, el detector sufre una serie de aberraciones sistemáticas bien conocidas (llamadas *drooping* o *level drop*), que son corregidas en el proceso de lectura del detector usando el método de Muestreo Correlacionado Cuádruple (S1R3).

2.2 La observación astronómica en IR medio

2.2.1 Fundamentos teóricos

La observación astrofísica en el rango de longitud de onda del infrarrojo medio (definido aproximadamente como la región comprendida entre 3 y 30-40 μm) impone unas condiciones muy particulares que se traducen en la práctica en una serie de técnicas observacionales específicas. Hay dos causas principales de estas peculiaridades.

La primera es la absorción molecular por parte de la atmósfera en este intervalo de longitudes de onda, que bloquea prácticamente el 100% de la luz procedente de estos objetos en buena parte de este rango. Este grave inconveniente del IR medio sólo tiene dos posibles soluciones. La primera y más costosa económicamente es la observación desde fuera de la atmósfera, donde la transmisión no se ve mermada, mediante telescopios espaciales. La segunda consiste en aprovechar ciertas ventanas de transmisión en este rango para la observación con telescopios terrestres, como el GTC. Destacan la banda Q, en torno a 20 μm, y la N, en torno a 10 μm, utilizada en el presente trabajo.

La segunda problemática asociada al infrarrojo medio tiene que ver con la emisión tanto de la atmósfera como del propio instrumental de observación. Las bajas temperaturas a las que equivalen estas longitudes de onda según la ley de Planck son muy cercanas a la temperatura ambiente, por lo que en absoluto se puede despreciar la contribución tanto del telescopio como de la atmósfera a la imagen observada. De hecho, el contraste con el que se puede observar un objeto a, por ejemplo, 10 μm, es aproximadamente 1000 veces menor que el valor de esta emisión de fondo. Para terminar de complicar las cosas, este *background* térmico no es constante, sino que tiene una rápida variabilidad temporal, que impide que sea sustraído de la imagen final de manera directa.

2.2.2 Chopping y nodding

Existen dos técnicas de observación que se utilizan para salvar este segundo obstáculo, independientes entre sí pero con ciertas similitudes. Se trata del *chopping*

y el *nodding*. El *chopping* consiste, a grandes rasgos, en movimientos pequeños y rápidos (del orden del Hz) del espejo secundario apuntando alternativamente al objeto deseado y a una región cercana de cielo. De esta manera se puede restar la contribución de la atmósfera a la imagen obtenida, para obtener una imagen en la que sólo aparezca el objeto científico. Por su parte, el *nodding* consiste en repetir este proceso en otra dirección de apuntado, de manera que el objeto que se siga viendo en una de las dos nuevas posiciones de chopping, como se muestra en la Figura 2.2. El ritmo de *nodding* es más lento, típicamente de una vez por minuto, y repite las posiciones con dos tipos de patrones: AB-BA o AB-AB.

Con la combinación de ambas técnicas se consigue un seguimiento de la variación temporal del cielo, con lo que se puede extraer, si lo hubiese, cualquier gradiente temporal que afectase a la observación. En el caso de CanariCam se opta por el patrón AB-BA ya que tiene la ventaja de no observar siempre las posiciones en el mismo orden, lo cual implicaría que la aparición de una nube pudiese malinterpretarse como una variación temporal del fondo. En el caso de que no exista una variación temporal importante del cielo (como por ejemplo sucede en las bandas L y M, a 3.5 y 5 μm respectivamente), se puede prescindir del *chopping*.

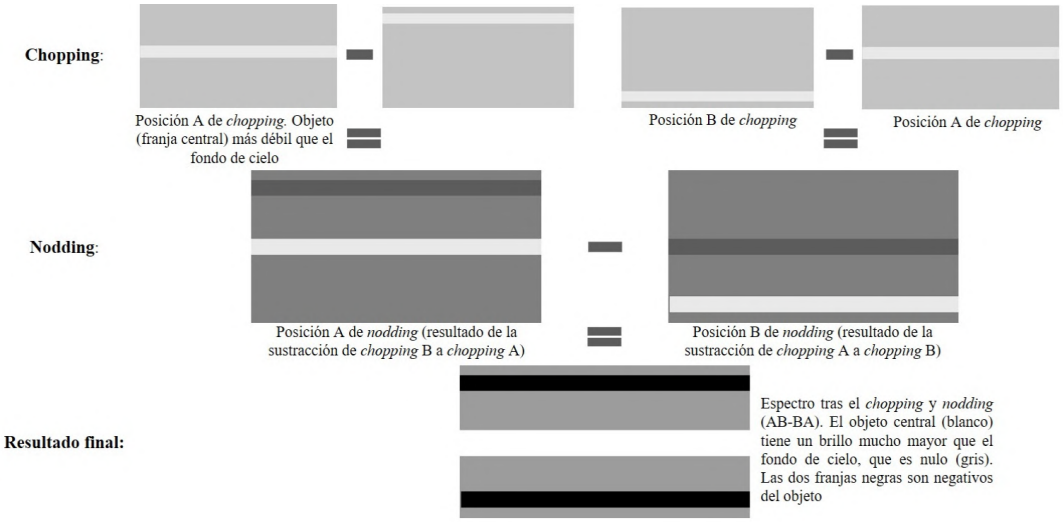

Figura 2.2: Esquema de la sustracción de fondo de cielo usando las técnicas de *chopping* y *nodding* sobre un espectro en IR medio

2.3 Observaciones

Los catorce asteroides estudiados en este trabajo fueron observados como parte de tres solicitudes de tiempo de observación, en tres semestres distintos (GTC36-14A, GTC40-13A, GTC51-15A) entre 2013 y 2015. Aunque varios asteroides comparten noches en las que fueron observados, en general su observación se hizo a lo largo de los tres semestres de manera dispersa. En la tabla 2.1 se halla un resumen de dichas observaciones, las distancias geo y helioocéntrica y el ángulo de fase de los objetos en las fechas de observación, sus tiempos de exposición y las estrellas de calibración asociadas a cada uno.

Asteroide	Fecha (UT)	Δ (UA)	r (UA)	α (º)	$t_{exposición}$ (s)	Estrella de calibración
(65) Cybele	28 julio, 2015	3.205	2.226	5.8	235.8	HD200914
(76) Freia	29 marzo, 2015	3.119	2.239	10.2	943.2	HD87837
(107) Camilla	4 junio, 2015	3.585	2.639	7.0	648.5	HD219449
(153) Hilda	26 mayo, 2014	3.648	2.928	12.4	825.3	HD116870
(168) Sibylla	28 marzo, 2015	3.422	3.150	16.8	943.2	HD48433
(225) Henrietta	27 junio, 2013	2.588	1.683	12.7	176.9	HD151217
(260) Huberta	27 junio, 2013	3.309	2.309	3.5	825.3	HD152880
(334) Chicago	28 julio, 2015	3.858	3.136	11.8	943.2	HD132833
(536) Merapi	10 mayo, 2014	3.796	3.328	14.5	943.2	HD108381
(713) Luscinia	27 junio, 2013	3.044	2.135	10.2	707.4	HD196321
(721) Tabora	7 abril, 2014	3.629	3.235	15.4	943.2	HD80493
(748) Simeisa	12 mayo, 2014	3.513	3.563	16.4	707.4	HD74442
(790) Pretoria	29 julio, 2015	2.989	2.180	13.9	943.2	HD201298
(909) Ulla	7 abril, 2014	3.834	3.022	9.9	825.3	HD146791

Tabla 2.1: Detalles de las observaciones realizadas con GTC: fecha de observación, r (distancia heliocéntrica), Δ (distancia geocéntrica), α (ángulo de fase solar) y $t_{exposición}$ (tiempo de exposición total del espectro combinado).

El tiempo de observación para cada objeto es relativamente pequeño, pues se trata, como se verá posteriormente, de objetos muy brillantes en las longitudes de onda usadas. En el caso de los asteroides, el tiempo de exposición típico para la fotometría es de 60-70 segundos, mientras que para los espectros es más variable y prolongado, situándose entre 3 y 15 minutos. Para las estrellas de calibración asociadas (una por asteroide), los tiempos de exposición son todos de 66.2 o 69.5 segundos, tanto en fotometría como en espectroscopía.

Como característica a mencionar de la fotometría hay que decir que el primer bloque de observación, GTC40-13A, cuenta con observaciones en tres filtros estrechos distintos: Si-2, Si-4 y Si-6, centrados en 8.7, 10.3 y 12.5 μm respectivamente. En los otros dos bloques sin embargo, sólo se usaron los dos últimos, con el fin de reducir el tiempo de exposición de cada uno y aumentar así el número de objetos totales observados.

Por último, hay que añadir que durante la toma de estas imágenes se produjeron tres errores. El primero de ellos es la observación por duplicado en un único filtro, Si-4, de uno de los objetos, (168) Sibylla, en lugar de usar dos filtros distintos. El segundo es similar, habiendo observado (260) Huberta dos veces en el filtro Si-6 y ninguna en el Si-4. Y el tercero y último es una serie de observaciones incompletas de objetos en el bloque GTC40-13A, que han imposibilitado el análisis para los mismos pese a que aparecían en el bloque de observación y de hecho se observaron sus estrellas de calibración. Estos objetos son (570) Kythera y (334) Chicago (observado posteriormente en el bloque GTC51-15A).

2.4 Reducción de los datos

El proceso de reducción de los espectros tomados por CanariCam fue, con diferencia, la tarea que más tiempo llevó de cara a la elaboración de este trabajo. Pese a ello, se trata de exponer a continuación de la manera más resumida, clara y directa posible

este proceso. CanariCam cuenta con una *pipeline* directa, aunque no muy extendida ni fácil de instalar: RedCan (González-Martín et al., 2013). Sin embargo, hay dos razones principales por las que se optó por no utilizar RedCan para reducir los espectros del trabajo.

La razón primera y fundamental era que se prefirió optar por una reducción paso a paso utilizando IRAF debido a una cuestión meramente didáctica, de manera que se tuviese control sobre todos los pasos del proceso posibles y se aprendiese en el mismo. RedCan actúa como una caja negra, devolviendo los resultados pedidos pero sin posibilidad de conocer cómo realiza la reducción. La segunda razón fue que de hecho RedCan se encontró durante el desarrollo de este trabajo en un proceso de actualización que ocasionó algunos problemas en su instalación y funcionamiento. Aun así, la intención del autor es utilizar RedCan en el futuro para verificar y comparar sus resultados con los obtenidos en el presente trabajo, de cara a un futuro artículo. La herramienta principal utilizada en esta reducción es por tanto el *software* IRAF.

Además, es conveniente remarcar que el proceso de reducción que se describe a continuación arroja unos resultados muy similares a los preliminares obtenidos por Álvarez-Iglesias (2012) utilizando unas rutinas implementadas por él mismo y basadas en la *pipeline* de GEMINI-MIDIR. Esta comprobación sirve de garantía de la bondad de la reducción realizada.

Stacking

El primer paso en la reducción de los datos consiste en el *stacking*, o suma de las diferentes imágenes de cada objeto. Como se ha explicado anteriormente, las técnicas de *chopping* y *nodding* resultan en una serie de imágenes ligeramente diferentes en su apuntado en lugar de una sola, así que hay que agruparlas antes de continuar. Este *stacking* es realizado automáticamente por una *pipeline* integrada en el *software* del propio GTC, corrida por los astrónomos de soporte durante la verificación de las imágenes observadas. Así, GTC proporciona al usuario tanto las imágenes en bruto como este *stacking* automático.

Con el fin doble de entender cómo funcionaba dicha *pipeline* y de comprobar que las imágenes resultantes dadas por el telescopio eran correctas, se procedió a realizar esta misma tarea de manera manual, usando para ello el paquete GEMINI-MIDIR de IRAF. Este paquete fue desarrollado específicamente para la reducción de datos de los instrumentos en IR medio T-ReCS y Michelle, situados en los telescopios gemelos Gemini Sur y Norte respectivamente. Sin embargo, con la colaboración de Carlos Álvarez se modificaron algunos parámetros de las tareas de dicho paquete para poder utilizarse con datos en bruto de CanariCam. Este proceso es común para las imágenes de fotometría y los espectros, por tanto se describirá brevemente una sola vez.

Fundamentalmente se trata de aplicar los dos pasos descritos en la Figura 2.2. Para ello lo primero es aplicar la tarea *tprepare* sobre las imágenes "en bruto", esto es, los diferentes fotogramas en cada posición de chopping (en el caso de estas observaciones, ocho). Esta tarea simplemente modifica el formato interno de las imágenes para las tareas posteriores. A continuación, la tarea *imstack* realiza

ambas combinaciones y sustracciones de las distintas imágenes de una sola vez, agrupándolas y dando como resultado una única imagen con su cabecera. Esta tarea, que es la que verdaderamente realiza el *stacking*, puede realizarse tanto sumando directamente los flujos de todas las imágenes iniciales como promediándolos. El resultado variará en el supuesto en que haya poco flujo, pero en nuestro caso no hay diferencias apreciables al comparar ambas técnicas.

El resultado final fue idéntico al proporcionado directamente por el GTC para el mismo objeto. Una vez comprobado esto, se procedió a utilizar las imágenes ya combinadas por GTC como materia prima para el trabajo. Es reseñable el buen trabajo realizado por el *software* del telescopio en este sentido, ahorrando una cantidad de tiempo no desdeñable en la reducción de las imágenes.

2.4.1 Espectroscopía

Extracción del espectro

Una vez se cuenta con las imágenes y espectros listos, se puede comenzar la reducción en sí de los mismos. El primer paso en la reducción de los espectros consiste en extraer el espectro de las imágenes. Para ello hay que modificar la cabecera de las mismas indicando el eje sobre el que está tomado el espectro. Esto se hace con la indicación *hedit imXY.fits DISPAXIS 1 add+*. A continuación se utiliza la tarea *apall* para extraer el espectro de la imagen. En este caso se ha optado por ejecutar la tarea de la manera más interactiva posible, sin predefinir aperturas ni perfiles de referencia. En la Fig. 2.3 se puede ver la pantalla en la que se modifican los límites superior e inferior de la apertura seleccionada (en forma de barra blanca encima del pico). También se pueden observar a sus lados y debajo las regiones delimitadas en las que identificar el fondo de cielo, si bien como se ha explicado antes, este valor no se utilizará posteriormente.

En la Fig. 2.4 se ve el ajuste automáticamente realizado a la traza del espectro, con el fin de reducir las diferencias de sensibilidad entre píxeles del detector a un primer orden. Para ello se ajustan los puntos de flujo acumulado de todas las columnas a una recta, eliminando en el camino los puntos más desviados de la misma (tachados en la imagen). El resultado final del espectro extraído es el que se representa en la Fig. 2.5. Este proceso se realiza exactamente de la misma manera tanto para los espectros de los asteroides como para los espectros de las estrellas de calibración (en este caso, HD219449, de tipo espectral K1 y clase de luminosidad III).

Calibración en longitud de onda

Una vez el espectro está extraído, el siguiente paso es calibrarlo correctamente en longitud de onda. Para ello se suelen utilizar las llamadas lámparas de arco, con líneas de emisión muy bien definidas y conocidas a partir de las cuales se realiza la calibración de todo el espectro. Sin embargo, en infrarrojo medio se puede realizar una calibración más precisa utilizando la emisión de la propia atmósfera en ciertas líneas para este propósito (ver Fig. 2.6). Hay que mencionar que en el primer bloque

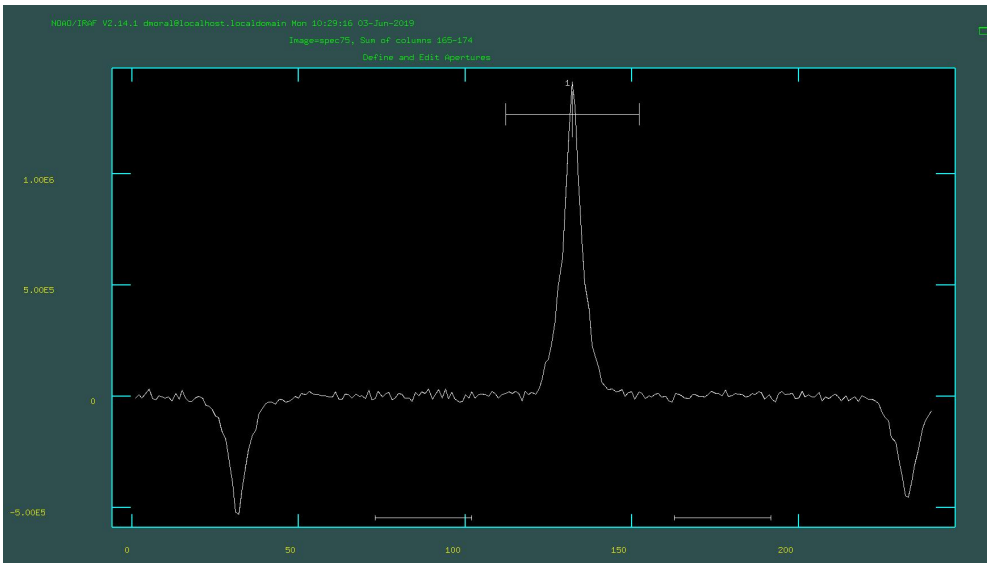

Figura 2.3: Extracción del espectro de (334) Chicago por la tarea *apall*. Se muestra el corte transversal al espectro, mostrando en el centro el flujo sumado del objeto en las diferentes posiciones de *chopping-nodding*. Las depresiones de los extremos corresponden al negativo de dicho objeto (ver Fig.2.2).

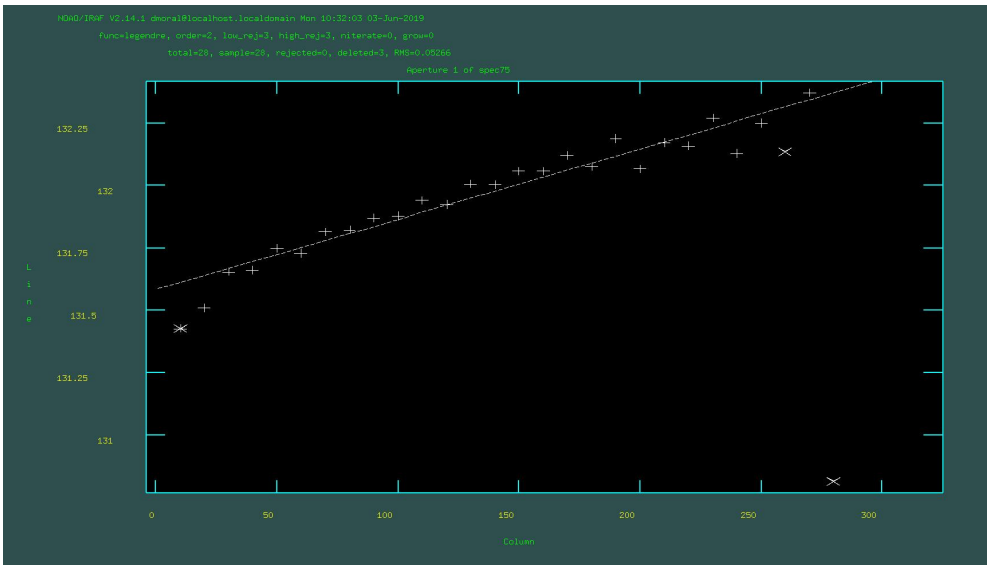

Figura 2.4: Resultado de la traza derivada de la extracción del espectro del asteroide (334) Chicago, presentando el ajuste lineal para la sensibilidad.

de observación (GTC40-13A) se realizó una prueba observando alternadamente una muestra de poliestireno, para ver si la precisión de la calibración mejoraba. El poliestireno tiene unas líneas muy características y estrechas en el rango de longitudes de onda observado (ver Fig. 2.7), pero tras comparar las calibraciones realizadas con y sin líneas de poliestireno se llegó a la conclusión de que éstas no mejoraban los resultados.

El procedimiento es el siguiente: primero se identifica una sección de la imagen en la que no esté el objeto de ciencia, sino sólo el fondo de cielo. Para ello se puede

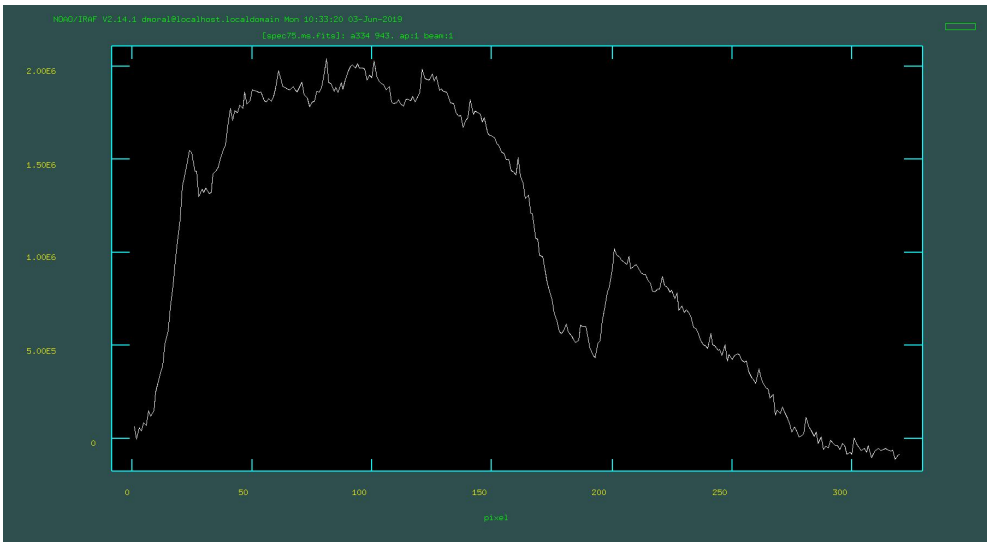

Figura 2.5: Espectro "en bruto" extraído del asteroide (334) Chicago, antes de realizar ninguna calibración ni corrección.

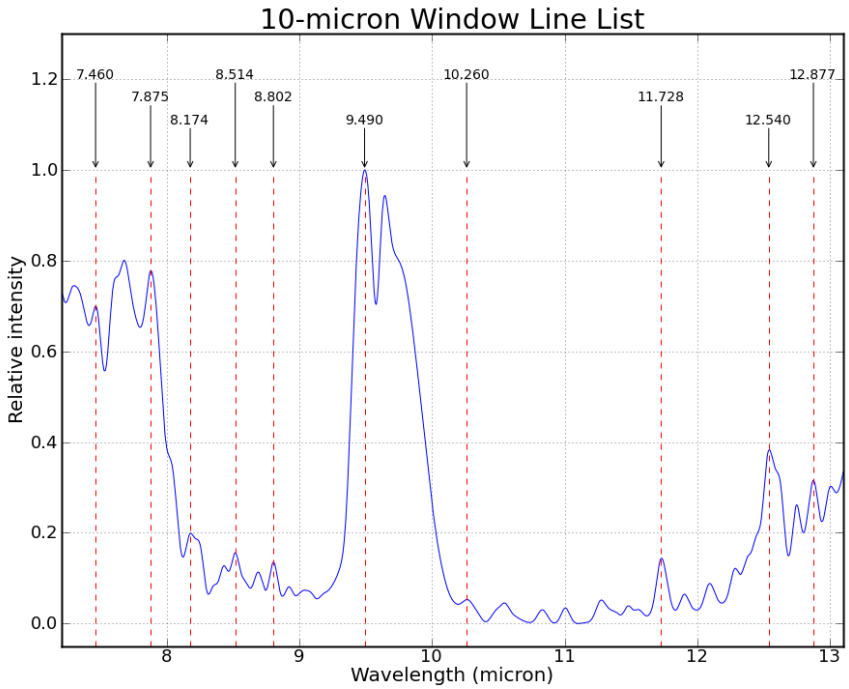

Figura 2.6: Principales líneas telúricas utilizadas para la calibración en longitud de onda en el intervalo 7–13 μm. Crédito: GTC-IAC.

utilizar una imagen suelta cualquiera de las previas al *stacking*, añadiendo por ejemplo el sufijo [1] a su nombre. A continuación se identifican en un espectro (extraído con *apall*) de esta imagen todas las líneas de cielo posibles de la Fig. 2.8 mediante el uso de la tarea *identify*. Concretamente se identificaban típicamente dos de las líneas más destacadas, preferiblemente en los extremos del intervalo, y se aplica un ajuste lineal en el que la tarea usa automáticamente un fichero de texto, skylines.dat, para localizar todas las demás líneas en el espectro de referencia. Tras

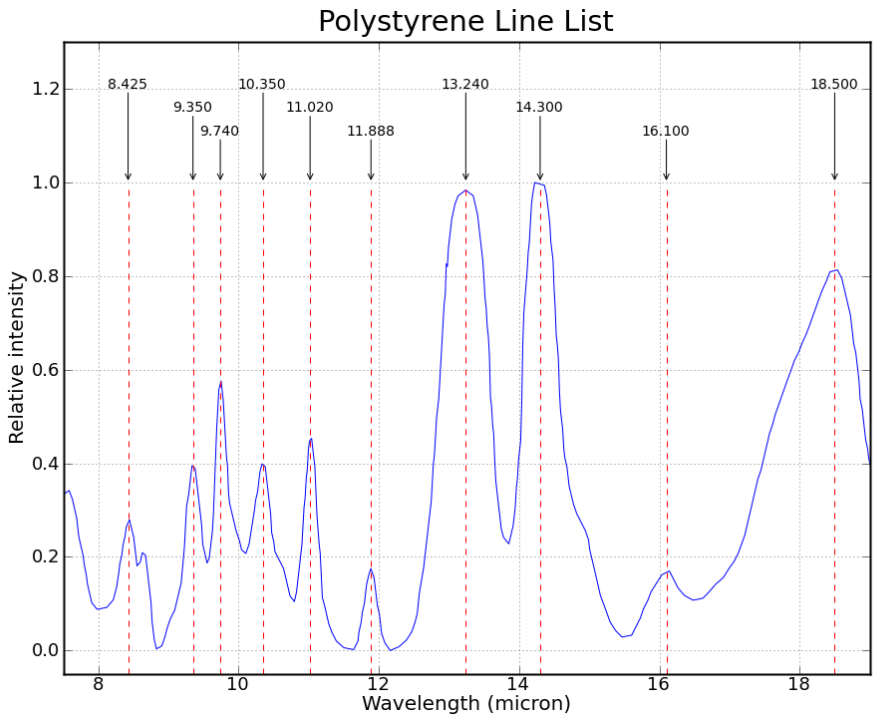

Figura 2.7: Espectro de poliestireno de muestra en el intervalo 7–20 μm. Crédito: GTC-IAC.

ello se comprueba que el ajuste a estas líneas es bueno (que la RMS del conjunto de puntos se encuentra por debajo de 100), y se descarta alguno si está muy desviado. El resultado es el mismo espectro de cielo guardado ya calibrado. Para aplicar esta calibración a los espectros de objeto (sea estrella o asteroide), basta añadirle a la cabecera de dichos espectros la referencia al espectro de cielo calibrado, mediante *hedit spec334.ms REFSPEC1 sky add+* y a continuación crear un nuevo espectro que incluya esta calibración, usando para ello la tarea *dispcor*.

Calibración en flujo

El siguiente punto de la calibración de las imágenes es la determinación del flujo espectral medido en cada longitud de onda. Para ello se utilizará una serie de tareas de IRAF y unos *templates* espectrales de las estrellas de calibración que servirán de referencia para los asteroides. Antes de comenzar se deben localizar dichos *templates* (disponibles en la biblioteca de Cohen et al. (1999)) y convertirlos a las unidades que IRAF interpreta correctamente, esto es, pasar de unidades físicas de densidad flujo ($W/cm^2/\mu m$) a magnitudes.

En primer lugar, se debe generar un fichero de texto que asocie nuestro espectro de la estrella de calibración con su template correspondiente, corrigiéndolo de paso de diferencias en la sensibilidad del detector y de extinción. La corrección por extinción no se ha implementado en el este trabajo por dos razones: la primera es puramente práctica y es que no mejoraba en absoluto la reducción, y la segunda es que esto puede deberse a que ninguno de los dos objetos se ven verdaderamete afectados por la extinción. El asteroide por estar a una distancia muy pequeña no se ve afectado

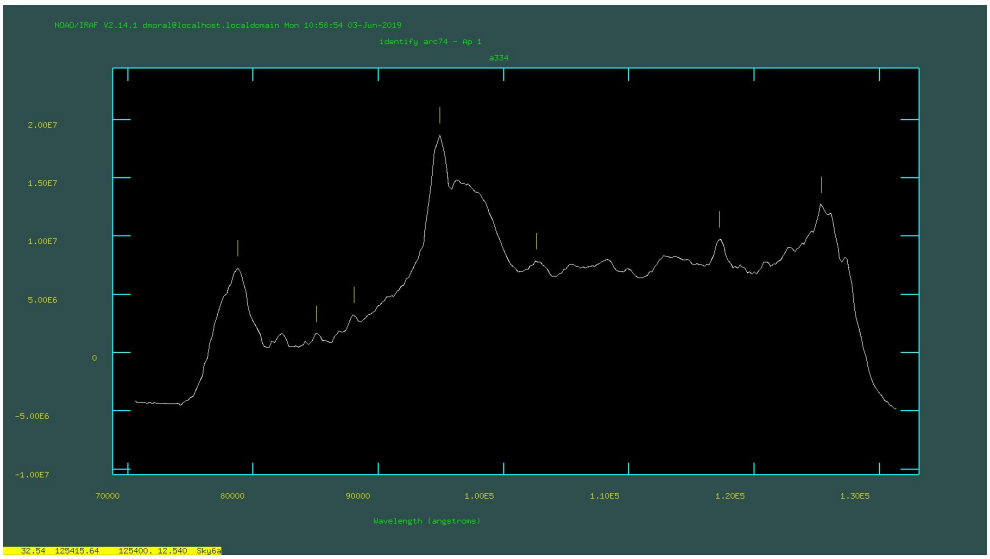

Figura 2.8: Identificación de las principales líneas telúricas para la calibración en longitud de onda mediante la tarea *identify*.

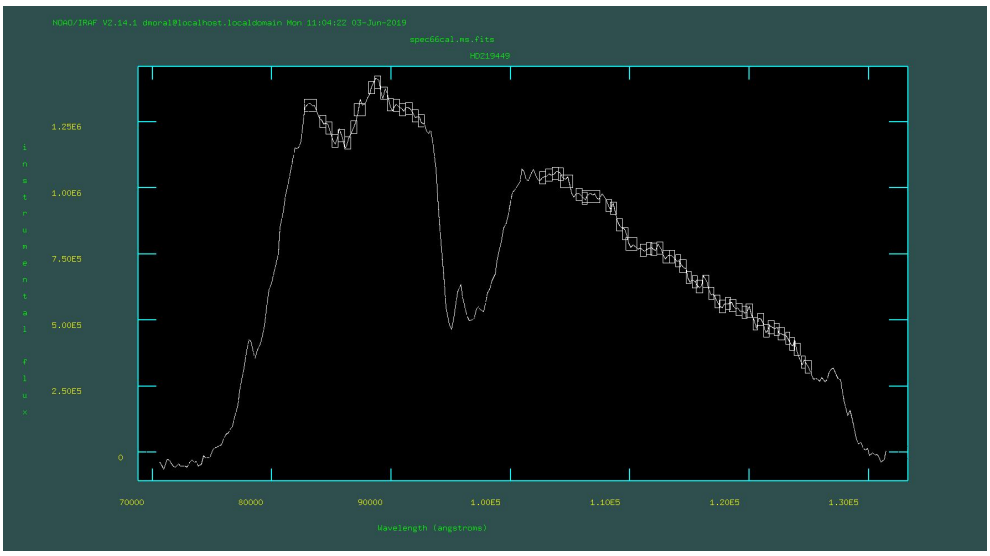

Figura 2.9: Regiones del espectro de la estrella de calibración HD219449 seleccionadas como válidas para *standard*.

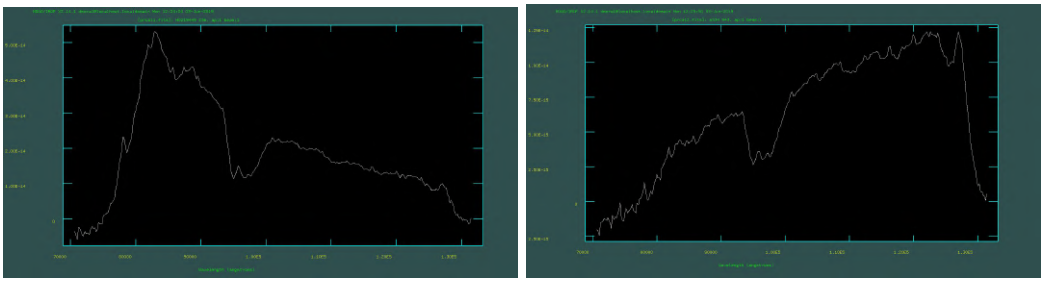

Figura 2.10: Resultado de aplicar *calibrate* a la estrella (izq.) y el asteroide (dcha.).

por la extinción por polvo galáctico, y la estrella de calibración es lo suficientemente brillante como para poder despreciarlo. La tarea *standard* (Fig. 2.9) será la encargada por tanto de esa corrección de sensibilidad, mientras que *sensfunc* usará el output de aquella para convertirlo en una función de sensibilidad. Función que convolucionará tanto el espectro de la propia estrella como el del asteroide a través de una tercera tarea, *calibrate*, cuyo resultado se muestra en las Figs. 2.10.

La cuarta tarea a utilizar es *continuum*, que sirve para normalizar el continuo espectral de la estrella de calibración. Esto se hará ajustando dicho continuo a una función de manera interactiva (Fig. 2.11), que en nuestro caso será un polinomio de tipo Legendre de orden 3, por ser el que mejor resultado y menor RMS daba tras probar diferentes funciones y órdenes disponibles. Finalmente, se usará la tarea *telluric* (Fig. 2.12) para corregir posibles diferencias en la absorción telúrica entre la observación del asteroide y de la estrella de calibración. Con este fin desplaza horizontalmente y escala ligeramente el continuo utilizando para ello las bandas de absorción telúricas presentes en el espectro, siendo especialmente destacada la banda de ozono situada en torno a 9.5 μm (Fig. 2.12).

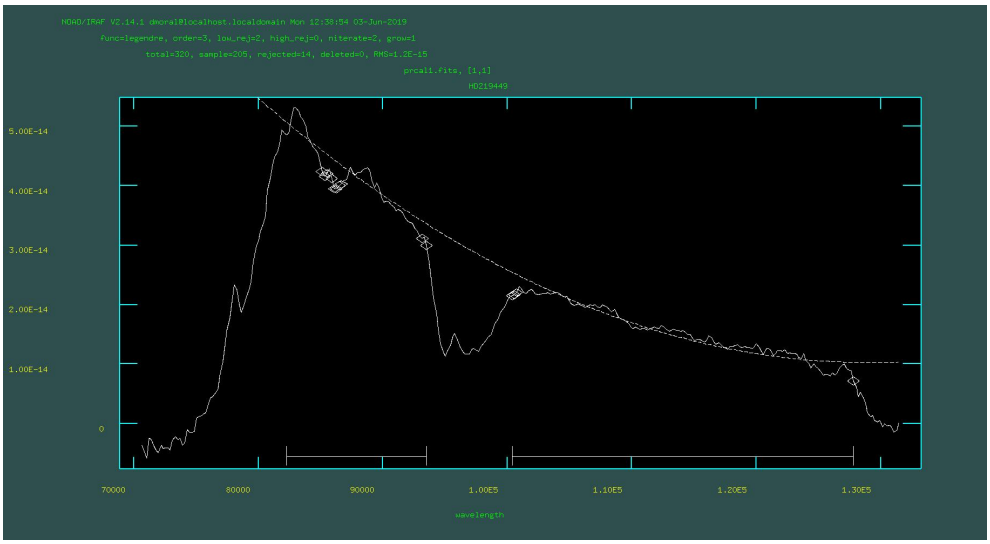

Figura 2.11: Ajuste del continuo de la estrella de calibración HD219449 a un polinomio de Legendre de orden 3.

Reescalado y corrección de pérdidas por rendija

El resultado de la calibración anterior dista mucho de ser válido. Para empezar, representa F_ν, en lugar de F_λ, para lo cual basta con usar la tecla "n" para realizar la transformada de Fourier sobre el espectro abierto con *splot* y guardar el nuevo espectro, ahora sí, como F_λ. A continuación, pese a ser la magnitud adecuada, las unidades del eje y representadas son $erg/cm^2/s/Hz$. Para pasar a Janskys, unidad mucho más manejable, basta multiplicar el espectro por un factor 10^{23}. Además, como se observa en la Fig. 2.12 (y así ocurre para todos los demás espectros), conviene recortar el espectro por debajo de 7.8 y por encima de 12.5 μm, dada la pérdida de calidad de los datos y la gran presencia de bandas telúricas que contaminan el continuo.

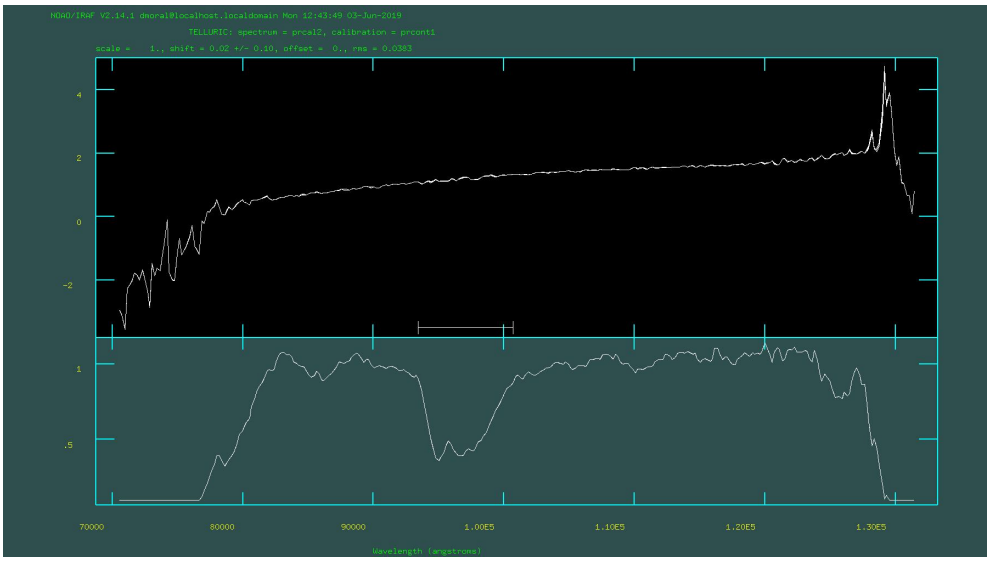

Figura 2.12: Ajuste fino y reescalado en función de la posición de las líneas telúricas sobre el espectro de (334) Chicago usando la tarea *telluric*.

Por último, falta realizar la corrección de *slit losses*, o pérdidas por rendija. Este fenómeno, típico en la espectroscopía con rendija larga, consiste fundamentalmente en que exista una diferencia en el flujo que entra por la misma de la estrella y del asteroide. Si uno de los dos objetos está peor centrado que el otro en la rendija, o con distinto *seeing*, o la orientación de la rendija no es la adecuada, puede darse que su flujo se desparrame más que el otro antes de entrar en la rendija. De este modo el porcentaje del flujo total de la luz del asteroide y la estrella que se mide es diferente y necesita ser corregido. El resultado es que no se obtienen dos espectros perfectamente comparables a partir de los que realizar la calibración en flujo.

Afortunadamente, este efecto tiene solución, para lo que hay que utilizar las imágenes existentes de centrado, donde se ve todo el objeto, y de verificación del centrado, en la que se ha introducido la rendija y se ve sólo la luz del objeto y el fondo que la atraviesan. Ambas se pueden comparar para obtener la fracción de luz perdida por la rendija. Esto se hace tanto para el asteroide como para la estrella, y así se corrige el resultado por las diferencias de este efecto entre ambos objetos. El

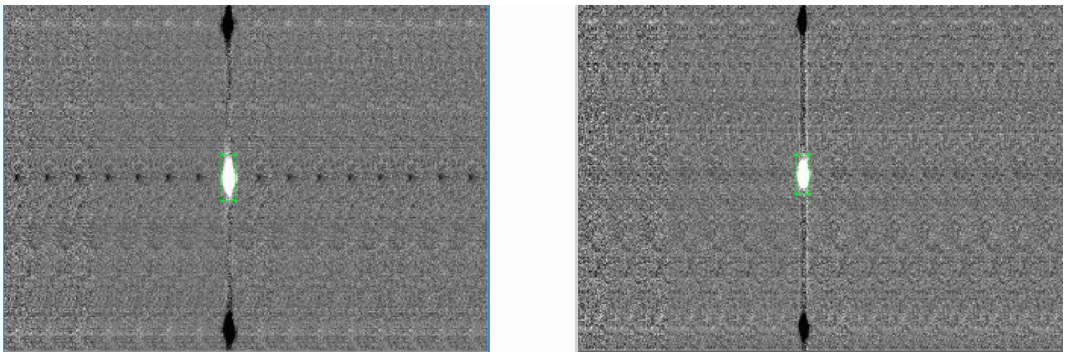

Figura 2.13: Regiones seleccionadas de las imágenes de rendija de la estrella de calibración (izquierda) y el asteroide (derecha) para calcular el factor de *slit-losses*.

proceso detallado consiste en seleccionar una región rectangular que abarque aproximadamente el objeto en la rendija (ver Fig. 2.13). A continuación, usar la tarea *imstat* para ver el flujo medio por píxel, así como su área total, para poder obtener un valor del flujo medio en dicha región. El cociente entre el flujo real medido de ese objeto haciendo la fotometría de la imagen de centrado, y ese valor obtenido en la imagen con la rendija se guarda como valor de *slit loss*.

Al dividir los valores de *slit loss* de asteroide y estrella se obtiene el factor corrector de pérdidas por rendija, que en cualquier caso se ha comprobado que está entre 0.7 y 1.3 para todos los pares de objetos. Se multiplica ese factor corrector por el espectro del asteroide y de esta manera se tiene el espectro ya corregido de este efecto.

2.4.2 Fotometría

La reducción de las imágenes de fotometría de los asteroides objeto de este estudio fue considerablemente más sencilla y corta que la de la espectroscopía, como por otro lado es lógico al comparar la complejidad de unos y otros datos. Básicamente el proceso se reduce, valga la redundancia, al *stacking* automático realizado por GTC, y lo que resta es realizar el análisis fotométrico y algunas correcciones de calibración que se describen a continuación.

El primer paso en la fotometría consiste en analizar visualmente las imágenes. Utilizando el visualizador de imágenes DS9 y el análisis radial de la tarea *imexam*, se obtiene y anota el valor del FWHM de la PSF del objeto, sea éste el asteroide o la estrella de calibración (Fig. 2.14). En la misma imagen, usando DS9, se procederá a guardar el centro del objeto como región, con terminación ".reg". Es importante guardar dichas coordenadas en formato X-Y.

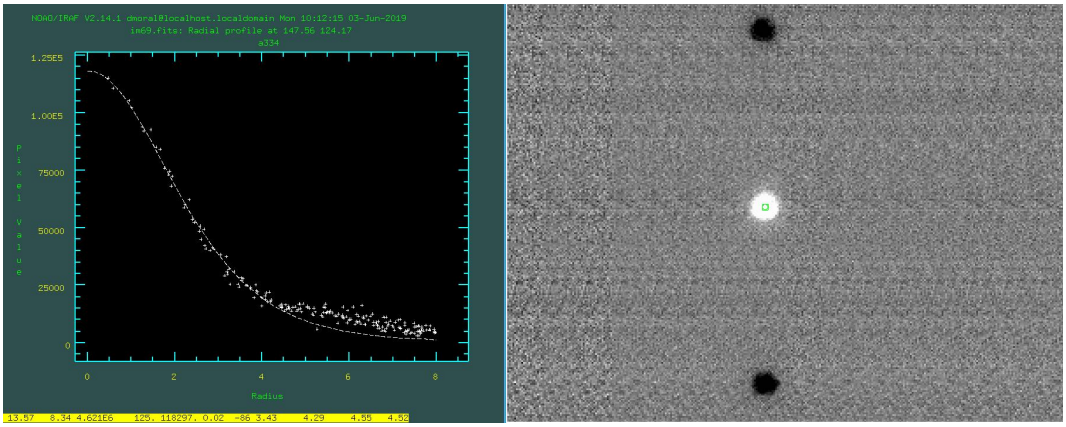

Figura 2.14: Izquierda: Distribución radial de brillo del asteroide, resultado de aplicar *imexam* al asteroide (imagen de la derecha). El último dato de la línea amarilla es la FWHM estimada. El círculo inscrito en un cuadrado verde de la imagen de la derecha es la región de las coordenadas usadas en *qphot*.

Tanto el valor de FWHM como ese archivo de la región guardada serán *inputs* necesarios en la siguiente tarea, *qphot*, que es la fundamental en el análisis fotométrico de estos objetos. Concretamente se utilizará una apertura de tres veces

el valor de FWHM, aunque a la hora de introducir el parámetro de *input* en qphot se optó por apuntar una serie de varias aperturas entre 1 y 4 FWHM, con pasos de 0.5 FWHM, con el fin de comprobar como iba variando el flujo a medida que aumentaba su radio, hasta estabilizarse precisamente en torno a 3 FWHM. Otros parámetros necesarios para ejecutar esta tarea son, evidentemente, la imagen sobre la cual realizarla y el radio del anillo del que se tomará el fondo de cielo. Sin embargo, esta sustracción del fondo de cielo no ha sido utilizada en el presente trabajo, por no aportar ninguna información valiosa. La sustracción fundamental ya ha sido realizada durante la fase de *stacking*, con lo cual el cielo que queda es nulo en promedio. Realizar una segunda sustracción en este paso únicamente agregaría ruido a la imagen sin mejorarla.

La tarea *qphot* da como resultado un fichero de texto, con el prefijo mag, con el flujo fotométrico con y sin extracción de cielo en los diferentes radios de apertura indicados, además de otros datos útiles como el área de la apertura en píxeles o el flujo convertido a magnitud, con su error correspondiente. Llegados a este punto se cuenta con el flujo fotométrico medido en cuentas, con lo cual es necesaria una conversión a una unidad física, que en este caso serán los Janskys. Para ello antes se debe obtener el flujo en cuentas por segundo, de manera que sea independiente del tiempo de exposición. Esta es una operación sencilla que resultará de dividir el flujo total (sin extracción de cielo) entre el parámetro EXPTIME de la cabecera de cada objeto, estrella o asteroide. Este y otros valores de la cabecera se explorarán mediante la tarea *imhead*.

Una vez se tiene el flujo por segundo es donde entran en juego las estrellas de calibración, de manera análoga a como sucedió en la espectroscopía. Sus flujos en los tres filtros utilizados en nuestras observaciones (ver Cuadro 2.2) son conocidos y tomados de la base de datos de Cohen. De esta manera se puede relacionar linealmente el flujo en cuentas por segundo medido para estas estrellas con el flujo en Janskys de la literatura. De ahí se obtendrá el factor de conversión necesario para convertir el flujo instrumental medido por segundo de los asteroides en Janskys. Este valor para la fotometría de los objetos asociado a cada filtro se guardará en un fichero de texto. Ese fichero, cuyas tres columnas serán la longitud de onda central de cada filtro usado, el flujo en Jy medido en él y su error asociado, será lo que necesite la tarea *fittm* para aplicar el modelo térmico NEATM descrito en la sección siguiente, y que nos proporcionará el diámetro y albedo del asteroide, entre otras cosas.

Filtro	$\lambda_{central}$ (μm)	Anchura (μm)	Transmisión media	Transmisión máxima
Si-2	8.7	1.1	>60%	88.0%
Si-4	10.3	0.9	>60%	91.6%
Si-6	12.5	0.7	>60%	81.5%

Tabla 2.2: Tabla resumen con las características técnicas de los filtros utilizados.

2.5 Radiometría de los asteroides

En esta sección se procede a detallar la denominada técnica radiométrica para la determinación del tamaño y el albedo de asteroides. Esta técnica hace uso de observaciones en el infrarrojo térmico combinadas con el brillo del objeto en el rango visible para derivar estimaciones de los valores de diámetro (D) y albedo geométrico visible (p_v). Posteriormente se describirán brevemente los distintos modelos térmicos más usuales, haciendo especial hincapié en el NEATM, por ser el utilizado en este trabajo. Para más información, se recomienda acudir a la tesis doctoral de Delbo, 2004.

La técnica de radiometría para la medición de tamaños y albedos de asteroides se puede reducir, *grosso modo*, a abordar el sistema de ecuaciones termodinámicas que gobiernan el flujo emitido por el asteroide desde dos ángulos. En primer lugar se utilizan las aproximaciones de cuerpo negro y de equilibrio termodinámico local entre cada elemento de superficie del asteroide y la radiación solar que recibe. La ecuación de equilibrio térmico se puede utilizar para obtener la distribución de temperatura en la superficie del objeto. Una vez conocida esta distribución, ésta se puede integrar sobre cada elemento de superficie visible para el observador de manera que se obtenga una relación directa entre el diámetro efectivo del asteroide y el flujo IR medido para el mismo. Esta relación se presenta en la ecuación siguiente, en la que Δ es la distancia del observador al objeto, ϵ la emisividad (se toma como = 0.9 para λ entre 5 y 20 μm), S el área total proyectada en la línea de visión del observador, B la radiación según la fórmula de Planck y $d\Omega$, el elemento de área proyectado.

$$D_{eff}^2 = F_{medido}(\lambda)\frac{\Delta^2}{\epsilon(\lambda)}\int\int_S B(\lambda, T)d\Omega$$

La segunda pieza de este método aprovecha la magnitud absoluta de un asteroide (H), medida en la banda V, a un ángulo de fase $\alpha = 0$ y a unas distancias geo y heliocéntricas de 1 UA. Esta magnitud absoluta se relaciona directamente con el diámetro efectivo y el albedo geométrico visible, que se define como la fracción de brillo real entre el brillo ideal de un cuerpo del mismo tamaño totalmente reflectante, medido en el rango visible, a través de la siguiente ecuación empírica:

$$D_{eff} = \frac{1329}{\sqrt{p_v}}10^{-H/5}$$

2.5.1 Modelos térmicos: STM, FRM

El Standard Thermal Model (STM) es el progenitor directo del NEATM. Este modelo asume los asteroides como esferas uniformes y en equilibrio térmico instantáneo con la radiación solar incidente, considerando nula la emisión del lado nocturno (ver Fig.2.15a). Así, el STM sólo cuenta con dos parámetros libres: un factor de escala directamente relacionado con el radio del asteroide y la distancia geocéntrica, y su temperatura superficial en el punto subsolar. Este es el modelo térmico aplicado a

asteroides más antiguo y extendido. La versión que se toma habitualmente de él es aquella desarrollada por Lebofsky y Spencer en 1989, y explicada por Harris, 1998, que añadió el denominado "parámetro de beaming", η.

Este parámetro tiene en cuenta todos los efectos adicionales que alteran la distribución de temperaturas sobre la que se basa el STM. Así, η toma en consideración desde el aumento de la emisión térmica por la rugosidad del terreno (cráteres, p.ej.) hasta la rotación, que implica emisión en el lado nocturno. En el STM, el valor de η queda fijado en 0.756. En cuanto al ángulo de fase solar, que se toma como 0 en un primer momento, se aplica una corrección de 0.01 magnitudes/grado de fase (denominada coeficiente infrarrojo de fase), hasta un máximo de 30º a partir del cual el modelo deja de ser válido.

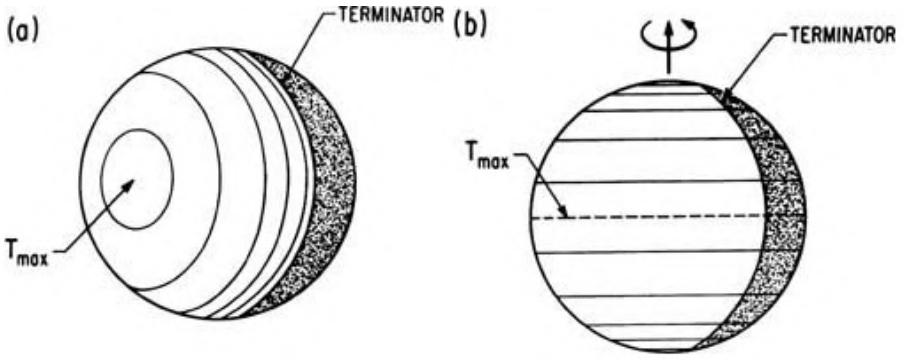

Figura 2.15: Esquema de los dos modelos térmicos presentados: (a) STM, donde T_{max} es la temperatura superficial en el punto subsolar; (b) FRM, con la temperatura dependiente únicamente de la latitud. Crédito: Lebofsky L.A. (1997). 'Asteroid: Thermal infrared studies'. Springer, Dordrecht.

Otro modelo térmico ampliamente utilizado es el Fast Rotating Model (FRM), especialmente en asteroides cercanos a la Tierra (NEAs, por sus siglas en inglés). Estos asteroides tienden a ser más pequeños e irregulares que los del cinturón, y a menudo son observados a ángulos de fase solar mayores a 30º. Esto hace que el STM en general subestime sus tamaños y sobreestime sus albedos (Harris et al., 2002). De esa necesidad surge el FRM, adecuado para asteroides con rotación rápida o una alta inercia térmica superficial, en los que la emisión térmica del lado nocturno no es en absoluto despreciable. Sin entrar en detalles matemáticos, basta decir que el FRM divide el objeto esférico en elementos de superficie según su latitud, y les adjudica una distribución de temperatura en función de esa latitud (ver Fig. 2.15b).

Por último comentar que estos modelos, así como el NEATM explicado en el siguiente apartado, se basan en simplificaciones tanto de los parámetros físicos de los asteroides como de los procesos físicos a los que están sometidos, lo cual evidentemente limita sus capacidades, especialmente cuando se cuenta con datos de alta resolución. Por ello existe una categoría de modelos más refinados y complejos, denominados modelos termofísicos, que dan cuenta de algunos de esos fenómenos físicos, como la conducción térmica y la rugosidad del terreno (Spencer, 1990 y Lagerros, 1998). El problema de los modelos termofísicos es que requieren más observaciones en el IR medio que el NEATM y mayor conocimiento de parametros físicos del asteroide como su forma, período de rotación y orientación del eje polar,

que normalmente no están disponibles. Para más información, consultar Delbo et al. (2015).

2.5.2 Aplicación del NEATM

El tercer modelo térmico, y el usado en el presente trabajo, parte de dos modificaciones pequeñas pero fundamentales del STM. La primera consiste básicamente en dejar como un tercer parámetro libre el parámetro de *beaming* η, en lugar de fijado en 0.756. De esta forma el parámetro se ajusta de forma iterativa hasta encontrar el modelo que mejor se ajuste a los datos. Así, se varía la distribución de temperaturas al escalar por el factor η la temperatura subsolar de la que ésta depende. El segundo cambio con respecto al STM es que el coeficiente infrarrojo de fase (IPC) deja de ser 0.01 mag/^{o}, pasando a ser calculado numéricamente a partir de la aplicación de un modelo Lambertiano de emisión al flujo térmico real.

El origen del NEATM está, como su propio nombre indica, en la mala aplicabilidad del STM a los asteroides cercanos a la Tierra. Estos cuerpos cuentan en general con una inercia térmica superficial mucho mayor a la mayoría de asteroides del cinturón. Sin embargo, por su propia naturaleza el NEATM resulta en una mejoría general de los resultados para todo tipo de asteroides, al aumentar los grados de libertad del ajuste y permitir mayor flexibilidad teniendo en cuenta esta inercia térmica. Por ello y pese a lo limitante de su nombre, no supone ningún problema aplicar el NEATM a objetos tan lejanos a la Tierra como los asteroides de los grupos Hilda y Cybele que estudia este trabajo.

En este trabajo se usa una rutina de ajuste del modelo NEATM al espectro en flujo observado escrita por Marco Delbo. Ésta minimiza el chi^2 de la distancia entre el espectro observado y el espectro que calcula el modelo NEATM para las condiciones de observación del asteroide (distancias geocéntricas, heliocéntricas y ángulo de fase) variando el diámetro y el parámetro η, y obtiene de este modo el valor de D y η que mejor se ajustan a los datos. Utilizando además la magnitud absoluta del asteroide (H) que se obtiene del JPL Small Bodies Node (https://ssd.jpl.nasa.gov/sbdb.cgi) y el Diámetro efectivo obtenido, calcula el albedo a partir de la ecuación descrita en la subsección 2.5.

2.5.3 Espectro de emisividad

El espectro de emisividad muestra cuánto se aparta el espectro real de emisión del asteroide de la asunción de que la emisividad es constante ($\epsilon = 0.9$) en esta región espectral. Estos rasgos espectrales permiten obtener información de los materiales superficiales que recubren el objeto y de su grado de porosidad, y se resumen en un aumento de la emisividad por encima del modelo térmico en la región ocupada entre 9 y las 11.5 μm. Este pico en la emisión es muy ancho, de ahí el nombre de plateau de emisividad. La amplitud (altura) de ese plateau es un indicador de la porosidad de la superficie (Vernazza et al. (2012)). El plateau se debe a la presencia de polvo muy fino (de tamaños menores a la longitud de onda de la emisión).

Cuando la porosidad es alta (polvo en suspensión) cada partícula emite de manera individual, no emitiendo por tanto en longitudes de onda mayores que su tamaño. Esto produce un exceso de emisión en esa región espectral. En espectros de alta SNR podría incluso obtenerse información sobre el tipo y composición de los silicatos. No es el caso de nuestros espectros. Dicho plateau ha sido observado previamente en asteroides como los Troyanos de Júpiter (Emery et al., 2006), los de la familia de Themis (Licandro et al., 2012), de Veritas (Landsman et al., 2016), e incluso en (65) Cybele (Licandro et al., 2011), pero no en un número significativo de asteroides pertenecientes a los grupos de Hilda o Cybele.

Tras la obtención del espectro de emisividad, se ha realizado un sencillo ajuste polinómico del mismo a una función de grado 3, con el fin de obtener una medida de la altura (o contraste) del plateau más sólida que la simple diferencia entre el máximo de emisividad calculado (demasiado fluctuante) y el continuo fijado para la emisividad en 0.9.

3 Conclusiones y resultados

En primer lugar se procederá a presentar los resultados extraídos, incluyendo algunos comentarios con respecto de sus procesos de reducción y obtención. A continuación y de manera individualizada para cada asteroide, se realizará una comparativa de los resultados aportados por el NEATM con respecto de los valores de diámetro y albedo preexistentes en la literatura, y se analizarán sus espectros de emisividad, con especial atención a la presencia del plateau de emisión. Posteriormente se señalarán algunos comentarios generales de los resultados obtenidos y se presentarán las principales conclusiones del trabajo. Por último se indicarán algunas posibles mejoras del estudio con la idea de que los resultados puedan ser debidamente presentados en una publicación científica arbitrada por pares.

3.1 Resultados

La primera cuestión a señalar es que los resultados de los espectros tomados por CanariCam mostraron, en algunos casos, diferencias importantes en su calibración en flujo respecto de los puntos fotométricos. Esta diferencia entre el flujo calculado mediante la fotometría (a priori más precisos porque las medidas están menos afectadas por errores sistemáticos observacionales) y los flujos de los espectros a las longitudes de onda de los filtros es muy variada, siendo muy dispar en algunos objetos y dentro de los márgenes de error en otros.

Sin embargo, el mayor número de los primeros, sumado a que el factor de la fotometría con respecto a la espectroscopía varía entre 1 y 4, hace que no se pueda pasar por alto dicha diferencia ni atribuirse a un simple error en la calibración en flujo. La hipótesis que aquí se plantea, a pesar de que no se puede comprobar, es que los asteroides con mayor diferencia entre fotometría y espectroscopía sufrieron de un desalineamiento de la rendija en su observacion espectroscópica. Esto habría impedido que se sumase todo el flujo apropiado para el espectro, y de ahí la diferencia con los puntos fotométricos. Dicho desalineamiento sería posterior a la imagen de centrado del objeto en la rendija, con lo cual no se vería corregido por la corrección de *slit-losses*.

En las figuras 3.2 y 3.3 se muestran simultáneamente los puntos fotométricos medidos (en negro), incluyendo su barra de error vertical (en flujo) y la anchura de su filtro (como una banda oscura), y los espectros de los asteroides superpuestos y escalados a dichos puntos fotométricos (en marrón). Además se han dibujado los modelos térmicos devueltos por NEATM (concretamente los que usan todo el espectro) que se han utilizado para el cálculo de los tamaños y albedos de los asteroides, así como de sus espectros de emisividad (en verde).

Asteroide	$D_{phot}(km)$	$p_{v_{phot}}$	η_{phot}	$D_{spec}(km)$	$p_{v_{spec}}$	η_{spec}	$D_{WISE}(km)$	$p_{v_{WISE}}$	η_{WISE}
65*	278.4 ± 40.0	0.051 ± 0.016	0.983 ± 0.180	281.4 ± 5.9	0.050 ± 0.002	1.052 ± 0.025	237.3 ± 4.2	0.071 ± 0.003	1.0
76	162.8 ± 58.5	0.046 ± 0.048	0.625 ± 0.328	169.0 ± 0.5	0.043 ± 0.000	0.7 (FIJO)	145.4 ± 1.3	0.058 ± 0.004	0.847 ± 0.008
107	247.1 ± 31.1	0.043 ± 0.014	1.089 ± 0.166	219.2 ± 0.5	0.054 ± 0.000	1.0 (FIJO)	210.4 ± 8.3	0.059 ± 0.012	0.990 ± 0.097
153	219.3 ± 28.6	0.037 ± 0.010	0.933 ± 0.152	250.6 ± 6.6	0.029 ± 0.002	1.101 ± 0.031	170.6 ± 3.3	0.062 ± 0.002	1.035 ± 0.015
168	153.8 ± 168.7	0.050 ± 0.043	0.870 ± 0.964	154.7 ± 0.5	0.049 ± 0.000	0.9 (FIJO)	145.4 ± 3.2	0.056 ± 0.012	0.913 ± 0.053
225	135.2 ± 6.5	0.031 ± 0.003	1.192 ± 0.077	107.0 ± 2.1	0.050 ± 0.002	0.887 ± 0.023	95.9 ± 1.3	0.062 ± 0.008	0.882 ± 0.020
260	164.0 ± 11.6	0.017 ± 0.002	1.396 ± 0.116	156.3 ± 2.9	0.019 ± 0.001	1.279 ± 0.027	101.5 ± 0.9	0.044 ± 0.010	1.211 ± 0.027
334	212.1 ± 25.0	0.033 ± 0.007	0.997 ± 0.147	239.7 ± 4.4	0.026 ± 0.001	1.169 ± 0.021	198.8 ± 5.6	0.041 ± 0.007	1.107 ± 0.031
536	178.01 ± 20.1	0.029 ± 0.006	0.868 ± 0.128	207.6 ± 4.1	0.022 ± 0.001	1.277 ± 0.027	147.1 ± 5.5	0.048 ± 0.005	0.886 ± 0.085
713	106.2 ± 4.8	0.040 ± 0.004	1.046 ± 0.058	99.3 ± 2.9	0.046 ± 0.003	1.014 ± 0.036	98.0 ± 0.9	0.048 ± 0.005	0.952 ± 0.019
721	86.1 ± 8.1	0.047 ± 0.008	0.920 ± 0.109	87.6 ± 1.9	0.046 ± 0.002	0.930 ± 0.023	86.3 ± 3.0	0.047 ± 0.010	0.819 ± 0.014
748	120.7 ± 11.8	0.030 ± 0.007	1.240 ± 0.151	123.8 ± 12.5	0.029 ± 0.006	1.280 ± 0.154	103.7 ± 1.1	0.041 ± 0.007	0.789 ± 0.010
790*	139.8 ± 15.4	0.057 ± 0.013	0.730 ± 0.121	139.0 ± 3.0	0.058 ± 0.003	0.714 ± 0.020	170.4 ± 2.6	0.038 ± 0.001	0.90
909*	90.9 ± 10.4	0.056 ± 0.013	0.762 ± 0.114	93.04 ± 0.22	0.054 ± 0.000	1.0 (FIJO)	116.4 ± 2.4	0.034 ± 0.001	1.0

Tabla 3.1: Resumen de los parámetros físicos obtenidos mediante NEATM: D_{phot} (diámetro calculado usando puntos fotométricos), $p_{v_{phot}}$ (albedo geométrico visible calculado usando puntos fotométricos), η_{phot} (parámetro de beaming estimado por NEATM para el ajuste a puntos fotométricos), lo mismo para NEATM usando todo el espectro ($_{spec}$) y los resultados preexistentes de WISE (o IRAS en su defecto, indicados con *).

En la mayor parte de casos estos modelos se ajustaron dejando η como un parámetro libre, de manera que se calculase minimizando χ^2 mediante mínimos cuadrados. Sin embargo, en los casos en que el resultado de η o bien se apartaba mucho de los valores típicos (entre 0.7 y 1.4), lo que redunda en valores de albedo muy diferentes de la media de los asteroides primitivos, situada entre 0.02-0.05, o bien arrojaba unos valores de diámetro muy diferentes de los publicados en la literatura, se optó por repetir la aplicación del NEATM dejándolo como parámetro fijo y tomando valores entre 0.7 y 1.2. De esa manera se seleccionó el resultado que aportase un diámetro y albedo más similares a los preexistentes dados por WISE o IRAS, o, en su defecto, los de $\eta = 1$, por ser el valor más común en poblaciones similares a las estudiadas (Grav et al., 2012). Esto sucedió en 76, 107, 168 (que sólo contaba con un punto fotométrico) y 909, con un espectro muy ruidoso. Por ello esos son los modelos que peor se ajustan a los espectros en las figuras 3.2 y 3.3.

La tabla 3.1 muestra todos los resultados de los parámetros físicos (D, p_v y η) obtenidos por NEATM, tanto utilizando sólo los puntos fotométricos como usando los espectros escalados a esos puntos y recortados entre $8y12\mu m$. También muestra los valores para esos mismos datos obtenidos previamente por WISE/NEOWISE (o IRAS, en caso de que no existiesen datos de WISE).

En las figuras 3.4 y 3.5 se presentan los espectros de emisividad de todos los asteroides calculados tal y como se ha explicado en la Sección 2.5.3. Están normalizados al valor asumido de emisividad, $\epsilon = 0.9$, en $\lambda = 12\mu m$ para facilitar su comparación y la identificación del plateau de emisión. Por su parte, la tabla 3.2 resume los contrastes calculados tras el ajuste polinómico a dichos espectros de emisividad, así como la longitud de onda a la que éste alcanzaba su máximo. A continuación se comentan los resultados obtenidos para cada asteroide de manera individualizada.

Asteroide	Contraste (%)	$\lambda_{max}(\mu m)$
(65) Cybele	5.7	9.20
(76) Freia	12.5	9.49
(107) Camilla	16.7	9.47
(153) Hilda	7.3	9.68
(168) Sybilla	–	–
(225) Henrietta	8.3	9.56
(260) Huberta	14.5	9.63
(334) Chicago	11.0	9.59
(536) Merapi	9.3	9.42
(713) Luscinia	8.5	9.71
(721) Tabora	10.9	9.19
(748) Simeisa	–	–
(790) Pretoria	–	–
(909) Ulla	–	–

Tabla 3.2: Contraste de los plateaus calculados utilizando un ajuste polinómico de orden 3, y longitud de onda del máximo de dicho ajuste. Los asteroides sin valores de contraste y $\lambda_{central}$ no muestran plateau de emisión en su espectro dentro de la SNR de los mismos (ver discusión de cada asteroide individual).

(65) Cybele

(65) Cybele es de los pocos objetos de los que ya existía un espectro de emisividad previo a este trabajo. El resultado aquí obtenido de 6% para su contraste espectral se asemeja al 5% obtenido por Licandro et al. (2011). Es de destacar la fuerte contaminación de la banda telúrica del ozono entre 9.5 y 10 μm, que empeora el espectro de emisividad. Por ello, esa región se ha evitado en el ajuste polinómico del plateau de emisión. En cuanto a los resultados de tamaño y albedo obtenidos, son extremadamente coherentes con lo derivado por Müller et al. (2004) usando un modelo termofísico (tamaño: 302 x 290 x 232 km, $p_v = 0.050 \pm 0.005$).

(76) Freia

El espectro de emisividad de (76) Freia es paradigmático del plateau de emisión, siendo uno de los mejores ejemplos del aumento en la emisividad y con un contraste mayor, del 12%. Con respecto a su tamaño y albedo, los resultados obtenidos ($D = 166km, p_v = 0.045$) son compatibles con los calculados por WISE/NEOWISE.

(107) Camilla

El caso de (107) Camilla es algo peculiar, puesto que se trata de un asteroide triple, formado por un cuerpo principal y dos satélites menores. Por este motivo ha sido ya estudiado por Hargrove et al. (2012), que lo asemeja espectralmente con (24) Themis y (65) Cybele. Además, pertenece a la familia colisional de (87) Sylvia, dentro del grupo dinámico de Cybele.

El plateau de emisión de (107) Camilla es el que muestra un mayor contraste de todos los objetos aquí estudiados, superior al 15%. Hay que apuntar que es un contraste considerablemente mayor que el obtenido por Hargrove. En cuanto a su diámetro y albedo obtenidos por NEATM, éstos son consistentes con los resultados de WISE, y muy similares a los obtenidos en dicho artículo usando un método similar con observaciones independientes en la misma región espectral: $D = 243 \pm 12$, $p_v = 0.043 \pm 0.001$.

(153) Hilda

(153) Hilda también cuenta con un plateau claramente visible y con un contraste relativamente alto (7%), si bien de nuevo su espectro de emisividad se ve empeorado por la banda telúrica del ozono. Su tamaño y albedo derivados del NEATM son algo diferentes de los de WISE, mostrándose como un caso extremo de la tónica general de los resultados de este trabajo que dan, para los objetos medidos, un diámetro algo mayor y un albedo consecuentemente menor que los publicados.

(168) Sibylla

El espectro de emisividad de (168) Sibylla no es concluyente. Debido a un error en la toma de imágenes ya comentado, sólo se cuenta con un único punto fotométrico. Esto ha lastrado todo el análisis posterior, mostrando como se puede ver en la Figura 3.4 superior derecha un espectro de emisividad excesivamente alto (alcanzando incluso un factor 2) y con una línea telúrica muy marcada. En general el espectro por debajo de $8.8\mu m$ y en la banda de ozono ($9.5 - 9.8\mu m$) es problemático (ver Fig.3.2), y por tanto no se puede hablar de plateau de emisividad. En cuanto a su diámetro y albedo geométrico, sus valores coinciden con los de NEOWISE.

(225) Henrietta

(225) Henrietta es otro de los asteroides cuyo espectro de emisividad muestra un plateau más claro y con mayor contraste (8%). Al contar con tres puntos fotométricos, en general es uno de los objetos mejor caracterizados en este trabajo y con menores incertidumbres. Su diámetro y albedo obtenidos a partir de los puntos fotométricos difieren de los calculados por WISE, mientras que los derivados usando los espectros son muy similares. Cabe añadir que, pese a ser considerado en general como un asteroide perteneciente al grupo de Cybele, lo peculiar de su órbita lo convertiría también, según Licandro et al. (2008), en un asteroide con órbita cometaria (ACO).

(260) Huberta

(260) Huberta, miembro principal de la familia homónima perteneciente al grupo de los Cybeles, muestra un espectro de emisividad muy ruidoso, lo cual matiza el alto contraste que parece mostrar su plateau de emisión (15%) y se refleja en que es el asteroide cuyos parámetros físicos derivados por NEATM más difieren de los

de la literatura previa. Pese a ello y a nivel puramente cualitativo, al margen de su contraste real, su espectro de emisividad (Fig. 3.4) muestra claramente un plateau de emisión.

(334) Chicago

El asteroide de la familia de Hilda (334) Chicago es otro buen ejemplo de plateau de emisión, en este caso con un contraste de nuevo elevado, en torno al 10%. Por ser uno de los pocos asteroides estudiados de dicha familia y por el poco ruido de su espectro, se trata de uno de los resultados más interesantes del trabajo. Su diámetro y albedo derivados del NEATM coinciden con los de WISE.

(536) Merapi

(536) Merapi, perteneciente al grupo de Cybele pero no asociado a ninguna familia conocida, muestra también un plateau claro con un contraste algo menor, del 8%. Su albedo es considerablemente inferior al estimado por WISE.

(713) Luscinia

El caso de (713) Luscinia es poco claro, pues parece mostrar un cierto aumento de la emisividad en la región esperada, con un contraste del 8% según el ajuste, pero los picos de emisividad que aparecen en torno a 8.2 y 11-12 μm indican un espectro demasiado ruidoso como para obtener conclusiones definitivas. Los valores devueltos por NEATM para su tamaño y albedo geométrico coinciden con los de WISE.

(721) Tabora

El espectro de emisividad de (721) Tabora contiene demasiado ruido como para mostrar indicio alguno de plateau entre 9 y 11 μm. Con toda seguridad, esta baja SNR se relaciona directamente con el hecho de que (721) Tabora, junto con (748) Simeisa y (909) Ulla, son los objetos más débiles observados, con flujos por debajo de 1 Jy a 10μm. Pese a ello, el diámetro y el albedo inferidos en este trabajo de nuevo son prácticamente idénticos a los de la literatura.

(748) Simeisa

Como se ha comentado ya, no hay conclusiones que extraer con respecto a la emisividad de (748) Simeisa, perteneciente a la familia de Hilda. Su tamaño y albedo calculados por NEATM (especialmente los que utilizaron todo el espectro) coinciden con los obtenidos por WISE.

(790) Pretoria

De nuevo, no se pueden obtener conclusiones de la emisividad de (790) Pretoria debido al alto ruido de su espectro, pese a contar con un brillo muy superior al de Tabora, Simeisa y Ulla. En cuanto a sus parámetros físicos (790) Pretoria es el único asteroide, junto a (909) Ulla, que da un valor de albedo considerablemente superior al estimado previamente por WISE, y por consiguiente un diámetro menor.

(909) Ulla

Desafortunadamente (puesto que es el principal asteroide de la familia a la que da nombre) el espectro de emisividad de (909) Ulla es tremendamente ruidoso. Si bien el ajuste muestra un plateau con un contraste del 12%, las incertidumbres son demasiado grandes como para afirmar que dicho plateau exista. Al igual que (790) Pretoria, NEATM da unos valores de diámetro inferior y albedo superior a los de la literatura.

3.2 Discusión de resultados

El análisis de todos los resultados en su conjunto permite llegar a algunas conclusiones. Para empezar, queda claro que el plateau de emisividad está presente en todos los asteroides con un espectro de emisividad suficientemente bueno (con alta SNR). Por otro, y pese a ser un ajuste muy simple, es destacable la uniformidad de la anchura y posición de dichos plateaus, que en promedio aparecen centrados en $\lambda_{max} = 9.5 \pm 0.2$ y muestran un decrecimiento fuerte a partir de 11 μm, pese a contar con formas y amplitudes diversas.

En cuanto a los parámetros físicos derivados de NEATM, los resultados obtenidos tanto usando los puntos fotométricos en exclusiva como todo el espectro son coherentes (como no podía ser de otra manera tras el escalado de los espectros). La diferencia media entre los resultados de diámetro alcanzados por este trabajo y los previamente logrados en la misión WISE/NEOWISE dados por Grav et al. (2012) está en torno a un 14%, mientras que las mismas diferencias en albedo son en promedio de un -17%, con una varianza grande (34%).

Por último, una estimación realista de la incertidumbre asociada al cálculo de los contrastes situaría ésta en torno a un 30%, teniendo en cuenta que además del error asociado al ajuste polinómico hay que tener en cuenta el de la calibración del espectro (tanto en λ como en flujo) y el de los puntos fotométricos a los que se ha escalado.

3.3 Conclusiones

Del presente trabajo se pueden extraer dos conclusiones fundamentales. En primer lugar, que observaciones en el infrarrojo medio combinadas con la aplicación de

un modelo térmico relativamente sencillo como el NEATM arrojan unos resultados muy válidos e interesantes para la determinación del diámetro y el albedo de asteroides. En segundo lugar, la conclusión de mayor valor que se extrae del estudio de estos catorce objetos es que todos los asteroides con una SNR suficientemente alta observados, tanto Cybeles como Hildas, parecen estar recubiertos de una capa de polvo fino, probablemente compuesto mayoritariamente de silicatos.

Sin embargo, el alto contraste de los plateaus de los Cybeles aquí estudiados con suficiente SNR ($10.8 \pm 3.5\%$) los asemeja más a los Troyanos de Júpiter ($10 - 15\%$, Emery et al., 2006) que a asteroides del cinturón principal más internos como Veritas (Landsman et al., 2016) o Themis (Licandro et al., 2012), que cuentan con contrastes del 2-3%. De hecho, el plateau de esos Troyanos se parece más al de la coma de polvo de los cometas que al de una superficie sólida. Esto, unido a las evidencias de porosidad superficial estudiadas por Vernazza et al. (2012) en el asteroide de ese grupo (624) Hektor (con un plateau de emisión muy similar, aunque mejor delimitado, que los aquí estudiados), revelan que la superficie de estos asteroides parece cubierta de un regolito fino y muy poco denso. Esta es una característica ya observada en estos (Licandro et al., 2011) y otros asteroides del cinturón principal considerados primitivos.

El mecanismo subyacente a la estructura poco densa de esta capa superficial no está bien identificado aún (ver Fig. 3.1). Algunos de los modelos propuestos incluyen que el polvo estuviera imbuido en una matriz transparente (similar a los estudios hechos en laboratorio con polvo de meteorito mezclado en KBr) o la presencia de fuerzas cohesivas (de presión de radiación solar, electrostáticas o de Van der Waals). Con el concepto de estructura de "castillo de hadas" que se usa para describir este escenario, Emery et al. (2006) hace referencia al agrupamiento muy poco denso de este regolito fino en la superficie, sin ahondar en su origen.

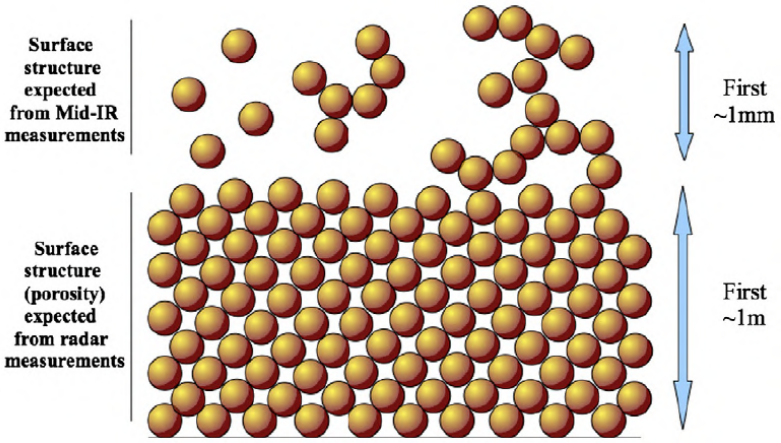

Figura 3.1: Esquema de la estructura superficial granular esperada en los asteroides en base a su espectro de emisividad (el primer mm) y observaciones de su superficie con radar (primer metro). Arriba a la izquierda se presenta el supuesto de granos finos imbuidos en una matriz transparente, y a la derecha de fuerzas cohesivas (Van der Waals, electrostática...). Crédito: Vernazza et al. (2012).

En el caso de los cometas, el polvo en la superficie se debe a la actividad del propio cometa. La sublimación de los volátiles de su interior arrastra el polvo formando las

conocidas comas y colas cometarias. Parte de ese polvo se queda en la superficie, dando lugar a un extenso manto que la cubre. Con el tiempo éste puede ser tan extenso que actúe como aislante térmico, evitando que los hielos que lo subyacen lleguen a alcanzar temperaturas de sublimación. De esta forma, el cometa queda inactivo. La presencia de una cobertura de polvo en estas poblaciones de asteroides similar a la observada en los cometas puede indicar un mecanismo análogo. Esto sugiere que estos asteroides pueden tener una cantidad notable de volátiles que en el pasado sublimaron y dieron lugar a un manto de polvo como el observado. Estos resultados y el hecho de que pueden tener un origen en la misma región del disco pre-solar, apuntan a que Hildas y Cybeles podrían tener una composición similar a los cometas.

3.4 Trabajo futuro

Los interesantes resultados obtenidos en este trabajo son suficientemente sólidos como para servir de base para un futuro artículo científico arbitrado. Para terminar, se apuntan algunas ideas que se tratarán de implementar y refinar de cara a la elaboración del mismo.

El principal añadido futuro será la incorporación de más asteroides ya observados con el mismo programa de CanariCam, con el fin de ampliar la base estadística y mejorar la solidez de las conclusiones obtenidas sobre estas familias y grupos dinámicos. Otra de las mejoras que se tratarán de aplicar con los datos con los que se cuenta es una mejor corrección de sus bandas telúricas (especialmente la de ozono). Concretamente se pretende recortar los espectros desde el inicio de la reducción al rango útil 8-12 μm, de manera que la contaminación de las regiones $< 8\mu m$ y $> 12\mu m$ se evite al realizar la corrección de flujo de *telluric*, lo que permitiría visualizar mejor el resultado de aplicar las correcciones en la banda telúrica que afecta al plateau. Por último, se pretende repetir la reducción utilizando la *pipeline* propia del instrumento, RedCan, con el fin de intentar mejorar aquellos espectros más ruidosos.

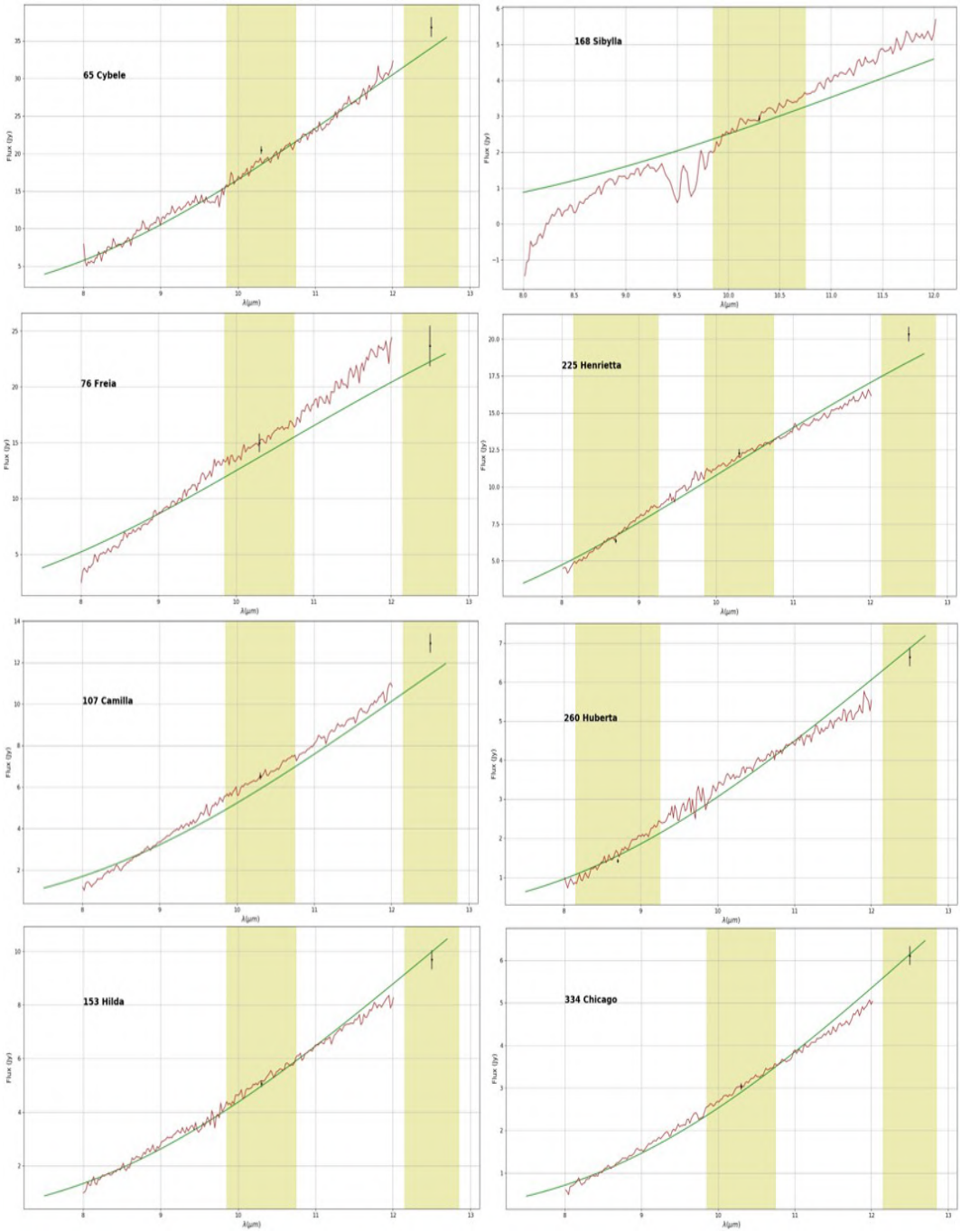

Figura 3.2: Espectros de densidad de flujo de ocho de los asteroides observados (rojo) escalados a los puntos fotométricos (negro) obtenidos utilizando los filtros Si-2, Si-4 y Si-6 (bandas oscuras). En verde, los modelos de NEATM usados para el espectro de emisividad.

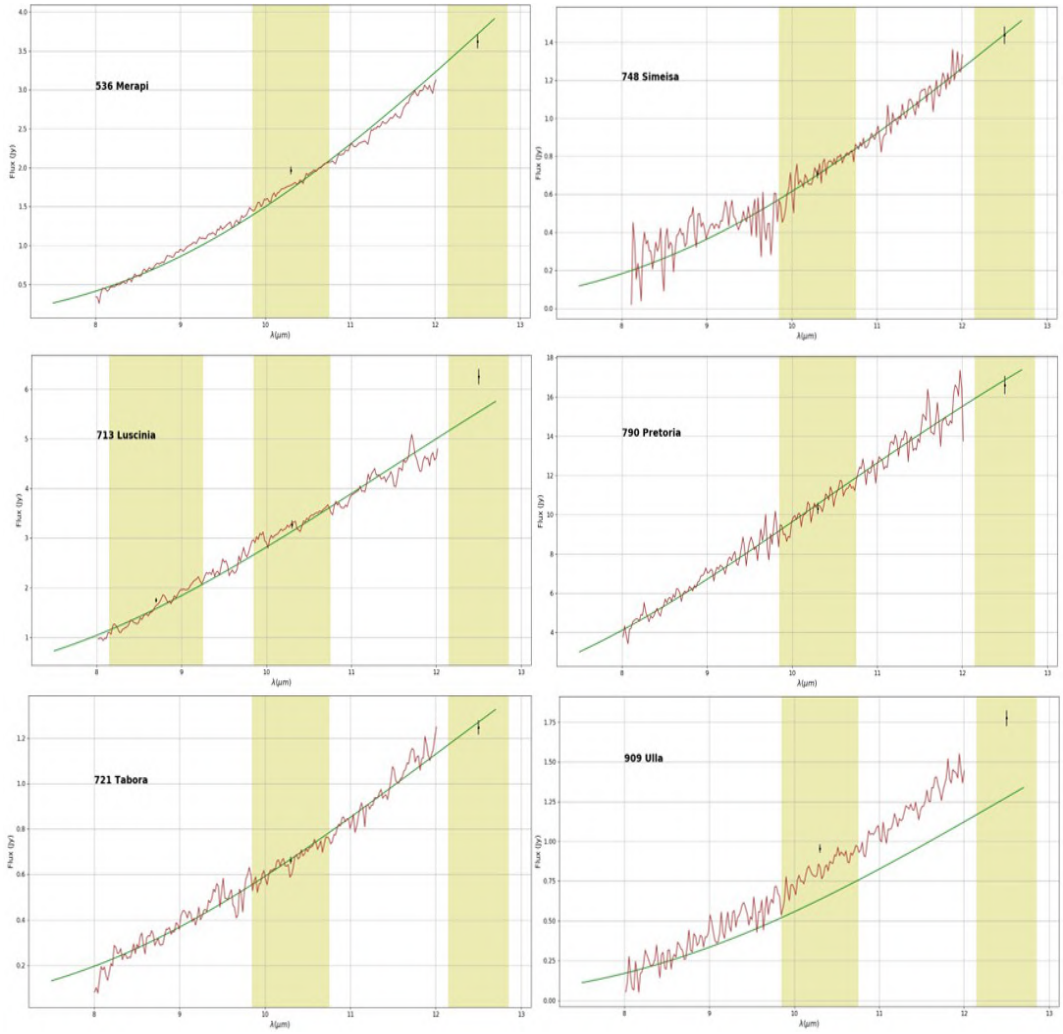

Figura 3.3: Espectros de densidad de flujo de los otros seis asteroides observados (rojo) escalados a los puntos fotométricos (negro) obtenidos utilizando los filtros Si-2, Si-4 y Si-6 (bandas oscuras). En verde, los modelos de NEATM usados para la obtención del espectro de emisividad.

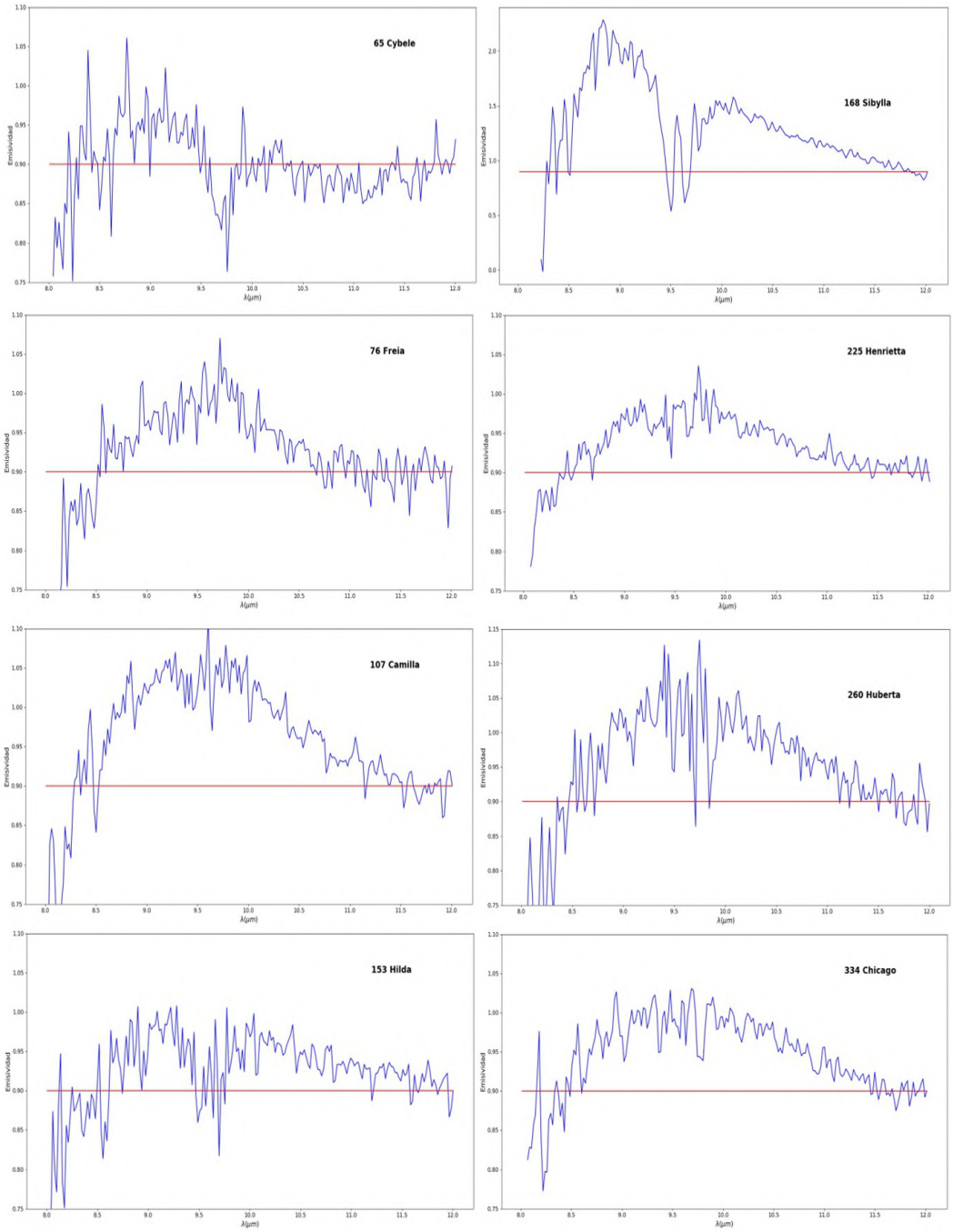

Figura 3.4: Espectros de emisividad de ocho de los asteroides observados, normalizado a 0.9 para $\lambda = 12\mu m$. Pese a lo ruidoso de los espectros y la absorción telúrica presente en torno a $9.7\mu m$, resulta especialmente interesante el plateau de emisión situado entre 9 y 11 μm.

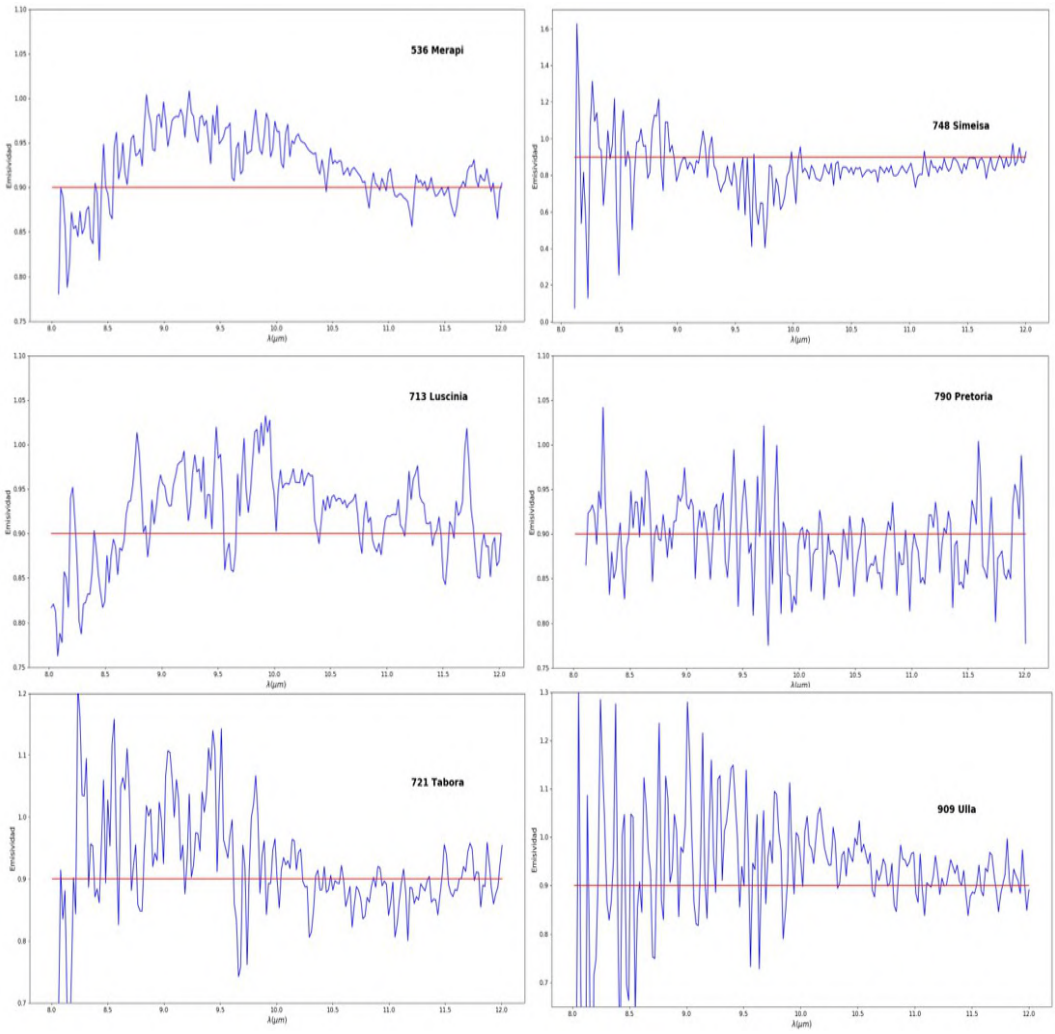

Figura 3.5: Espectros de emisividad de los otros seis asteroides observados, normalizado a 0.9 para $\lambda = 12\mu m$. En general se trata de espectros con menor SNR y sin un plateau de emisión tan marcado (a excepción de (536) Merapi).

Bibliografía

Álvarez-Iglesias, Carlos (2012). *CC Imaging and Spectroscopy Data Reduction with GEMINI-IRAF* (cit. on p. 16).

Campins, Humberto et al. (2018). "Primitive Meteorites and Asteroids, Physical, Chemical, and Spectroscopic Observations Paving the Way to Exploration". In: ed. by Neyda Abreu. Elsevier. Chap. Compositional Diversity Among Primitive Asteroids (cit. on p. 7).

Cohen, Martin, Russell G. Walker, and Brian Carter (1999). "Spectral irradiance calibration in the infrared. X. A self-consistent radiometric all-sky network of absolutely calibrated stellar spectra". In: *The Astronomical Journal* 117 (cit. on p. 20).

Delbo, Marco (2004). "The nature of Near-Earth Asteroids from the study of their thermal infrared emission". PhD thesis. Universität Berlin (cit. on p. 26).

Delbo, Marco et al. (2015). "Asteroids IV". In: ed. by Patric Michel, Francesca E. DeMeo, and William F. Bottke. University of Arizona Press. Chap. Asteroid thermophysical modeling (cit. on p. 28).

Delbo, Marco et al. (2017). "Identification of a primordial asteroid family constrains the original planetesimal population". In: *Science* 357, pp. 1026–1029 (cit. on p. 7).

DeMeo, Francesca E., Richard P. Binzel, and Setphen M. Slivan (2009). "An extension of the Bus asteroid taxonomy into the near-infrared". In: *Icarus* 202, pp. 160–180 (cit. on p. 2).

Emery, J.P., D.P. Cruikshank, and J. Van Cleve (2006). "Thermal emission spectroscopy (5.2–38 *mum*) of three Trojan asteroids with the Spitzer Space Telescope: Detection of fine-grained silicates". In: *Icarus* 182, pp. 496–512 (cit. on pp. 29, 36).

González-Martín, Omayra, T. Díaz-Santos, and J.M. Rodríguez-Espinosa (2013). *REDCAN: The pipeline for the spectroscopic mode of CanariCam/GTC* (cit. on p. 16).

Grav, T. et al. (2012). "WISE/NEOWISE observations of the Hilda population: preliminary results". In: *ApJ* 744, p. 199 (cit. on pp. 6, 31, 35).

Hargrove, Kelsey et al. (2012). "Asteroids (65) Cybele, (107) Camilla and (121) Hermione: Infrared spectral diversity among the Cybeles". In: *Icarus* 221, pp. 453–455 (cit. on p. 32).

Harris, Alan W. (1998). "A Thermal Model for Near-Earth Asteroids". In: *Icarus* 131, pp. 291–301 (cit. on p. 27).

Harris, Alan W. and Johan S.V. Lagerros (2002). In: ed. by W.F. Bottke and Francesca E. DeMeo. University of Arizona Press. Chap. Asteroids in the Thermal Infrared (cit. on p. 27).

Jewitt, David, Henry Hsieh, and Jessica Agarwal Agarwal (2015). "Asteroids IV". In: ed. by Patric Michel, Francesca E. DeMeo, and William F. Bottke. University of Arizona Press. Chap. The active asteroids (cit. on p. 1).

Knezevic, Zoran, A. Lemaître, and A. Milani (2002). In: ed. by W.F. Bottke and Francesca E. DeMeo. University of Arizona Press. Chap. The determination of asteroid proper elements (cit. on p. 5).

Lagerros, Johan S.V. (1998). "Thermal physics of asteroids". In: *A&A* 332, pp. 1123–1132 (cit. on p. 27).

Landsman, Zoe A., Joshua Emery, and Humberto Campins (2018). "Asteroid (16) Psyche: evidence for a silicate regolith from Spitzer Space Telescope spectroscopy". In: *Icarus* 304 (cit. on p. 9).

Landsman, Zoe A. et al. (2016). "The Veritas and Themis asteroid families: 5–14 μm spectra with the Spitzer Space Telescope". In: *Icarus* 269, pp. 62–74 (cit. on pp. 9, 29, 36).

Licandro, Javier et al. (2008). "Spectral properties of asteroids in cometary orbits". In: *A%A* 481, pp. 861–877 (cit. on pp. 1, 33).

Licandro, Javier et al. (2011). "(65) Cybele: detection of small silicate grains, water-ice and organics". In: *A&A* (cit. on pp. 8, 9, 29, 32, 36).

Licandro, Javier et al. (2012). "5–14 m Spitzer spectra of Themis family asteroids". In: *A&A* 537 A73 (cit. on pp. 7, 29, 36).

Licandro, Javier et al. (2018). "The visible and near-infrared spectra of asteroids in cometary orbits". In: *A&A* 618 (cit. on p. 5).

Mommert, M. et al. (2016). "First results from the rapid-response spectrophotometric characterization of Near-Earth Objects using UKIRT". In: *ApJ* 151, pp. 1162–1172 (cit. on p. 2).

Müller, T.G. and J.A.D.L. Blommaert (2004). "65 Cybele in the thermal infrared: Multiple observations and thermophysical analysis". In: *A&A* 418, pp. 347–356 (cit. on p. 32).

Nesvorný, David, Miroslav Broz, and Valerio Carruba (2015). "Asteroids IV". In: ed. by Patric Michel, Francesca DeMeo, and William F. Bottke. University of Arizona Press. Chap. Identification and Dynamical Properties of Asteroid Families (cit. on p. 5).

Spencer, John R. (1990). "A rough-surface thermophysical model for airless planets". In: *Icarus* 83, pp. 27–38 (cit. on p. 27).

Takir, Driss and Joshua Emery (2012). "Outer Main Belt asteroids: Identification and distribution of four 3 μm spectral groups". In: *Icarus* 219 (cit. on p. 7).

Vernazza, Pierre et al. (2012). "High surface porosity as the origin of emissivity features in asteroid spectra". In: *Icarus* 221, pp. 1162–1172 (cit. on pp. 28, 36).

Walsh, Kevin J. et al. (2011). "A low mass for Mars from Jupiters early gas-driven migration". In: *Nature* 475 (cit. on pp. 2, 9).

Weissman, P.R. (1983). "The mass of the Oort cloud". In: *A&A* 118, pp. 90–94 (cit. on p. 4).