

DEPARTAMENTO DE ASTROFISICA

Universidad de La Laguna

**CARACTERIZACIÓN MINERALÓGICA DE  
ASTEROIDES CERCANOS A LA TIERRA**

Memoria que presenta  
Dña. Julia María de León Cruz  
para optar al grado de  
Doctor en Ciencias Físicas.

INSTITUTO D ASTROFISICA D CANARIAS  
marzo de 2009



*A mi madre*



---

## Resumen

Los asteroides son objetos que no poseen atmósfera cuyo tamaño es menor que el de los planetas y que orbitan alrededor del Sol. La principal población de estos objetos se encuentra entre las órbitas de Marte y Júpiter, en el denominado “cinturón principal” (*main belt*, MB). Dentro de los asteroides son de especial interés los asteroides cercanos a la Tierra, o NEAs (*near-Earth asteroids*), no sólo por sus probabilidades de impacto con nuestro planeta, sino porque el análisis de sus propiedades físicas y su composición superficial nos permite comprender mejor las condiciones iniciales de la nebulosa solar.

Los NEAs son además, por su tipo de órbita, los objetos precursores más evidentes de los meteoritos, que podemos estudiar en detalle en el laboratorio. Los modelos de dinámica indican que los NEAs provienen fundamentalmente del MB interior y central, y que alcanzan sus órbitas cercanas a la Tierra al ser introducidos en resonancias gravitacionales (principalmente  $\nu_6$  y 3:1). Esta zona del MB está dominada por asteroides de tipo espectral S y Q, que son también los tipos espectrales más comunes entre los NEAs ( $\sim 40\%$ ), y que corresponden a objetos compuestos de silicatos. Sus espectros de reflexión presentan bandas de absorción muy características que permiten realizar análisis mineralógicos utilizando diferentes métodos. Estas bandas de absorción están presentes también en los espectros de los meteoritos más abundantes ( $\sim 80\%$ ), las condritas ordinarias. Por tanto es particularmente interesante comprender mejor la conexión entre estos tres grupos de objetos (condritas ordinarias, NEAs y MBs), y éste ha sido el principal objetivo de esta tesis doctoral.

Para ello, hemos llevado a cabo un survey espectroscópico de NEAs entre los años 2002 y 2007, empleando los telescopios e instrumentación del Observatorio del Roque de los Muchachos, operado por el Instituto de Astrofísica de Canarias. El survey comprende espectros en el rango visible e infrarrojo cercano ( $0.5\text{--}2.5\ \mu\text{m}$ ) de un total de 105 asteroides y ha generado además un subprograma observacional de MBs localizados específicamente en las regiones de procedencia de los NEAs, que se encuentra actualmente en marcha.

Hemos aplicado un método de análisis mineralógico basado en parámetros espectrales a nuestra muestra de NEAs, así como a una muestra de comparación de MBs y de condritas ordinarias, recopiladas de diferentes bases de datos. Encontramos una diferencia composicional significativa entre los NEAs y los MBs: mientras que los primeros presentan una composición rica en olivina, semejante a la que encontramos para las condritas ordinarias LL (sólo el 8% de las caídas), los MBs muestran una mayor variedad composicional y su distribución es similar a la del conjunto de condritas ordinarias (cerca del 80% de las caídas). Este resultado sugiere que los NEAs tipo S no son los progenitores de las condritas ordinarias, como se creía hasta ahora. Tras comprobar que esta diferencia en cuanto a composición no se debe a los efectos de la mayor o menor exposición al clima espacial o *space weathering*, sugerimos que la posible explicación reside en la diferencia de tamaños. Haciendo uso de los modelos de dinámica y de los desplazamientos en semieje mayor generados por la inercia térmica de los objetos más pequeños (efecto Yarkovsky), planteamos un posible escenario de formación y transporte tanto para los NEAs como para los meteoritos, que da cuenta de forma plausible de la diferencia composicional encontrada.

Códigos UNESCO: 2104.01, 2104.02, 2104.99 (asteroides)



---

## Summary

Asteroids can be defined as objects that have no atmosphere, are smaller than the planets, and are orbiting the Sun. The main population of asteroids is located between the orbits of Mars and Jupiter, in a region known as Main Belt (MB). Among the asteroid population, those that are close to the Earth, called near-Earth Asteroids (NEAs) are of particular interest. Apart from the impact hazard, the analysis of their physical properties and surface composition is fundamental in order to better understand the initial conditions of the solar nebula.

Due to their orbits, NEAs are also the most evident parent bodies of meteorites, which can be studied in detail in the laboratory. Dynamical models show that NEAs come primarily from the inner and central parts of the MB, and they reach their near-Earth orbits by means of gravitational resonances (mainly  $\nu_6$  and 3:1). This part of the MB is dominated by spectral types S and Q, also the most common spectral types among the NEA population ( $\sim 40\%$ ), and correspond to objects composed of silicates. Their reflectance spectra show very characteristic absorption bands that can be used to apply different methods of mineralogical analysis. Those absorption bands are also present in the spectra of the most abundant class ( $\sim 80\%$ ) of meteorites, the ordinary chondrites. Therefore, it is of particular interest to better understand the link between these three groups of objects (ordinary chondrites, NEAs and MBs), and this has been the principal aim of this work.

In order to accomplish it, we have undertaken a spectroscopic survey of near-Earth asteroids between 2002 and 2007, using the telescopes and instrument facilities of the Observatorio del Roque de los Muchachos, operated by the Instituto de Astrofísica de Canarias. The survey contains visible and near-infrared spectra ( $0.5\text{--}2.5\ \mu\text{m}$ ) of a total of 105 asteroids, and it has produced an ongoing observational subprogram dedicated to the observations of MB asteroids specifically located in the main source regions of NEAs.

We have applied a method of mineralogical analysis based on spectral parameters to our sample of NEAs, and also to a sample of MBs and ordinary chondrites obtained from several databases. We find a significant compositional difference between NEAs and MBs: while the first show an olivine-rich composition, similar to what it is found for LL chondrites (only 8% of the falls), MB asteroids present a variety of compositions, resembling the distribution of the complete set of ordinary chondrites (about 80% of the falls). This result suggests that S type NEAs are not the immediate precursors of ordinary chondrites, as it had been previously believed. After confirming that this compositional difference is not caused by differences in exposure to the effects of the space weathering, we consider the size of the objects as the key factor to explain it. Combining the information obtained from the dynamical models and the drift in semimajor axis of the smaller objects due to their thermal inertia (Yarkovsky effect), we set out a possible scenario for the formation and the transport routes of NEAs and meteorites that could explain this compositional difference in a plausible way.

UNESCO codes: 2104.01, 2104.02, 2104.99 (asteroids)



# Índice

<b>1. Introducción: motivación del trabajo</b>	<b>1</b>
<b>2. Cuerpos menores del Sistema Solar: asteroides</b>	<b>5</b>
2.1. De Ceres a la actualidad: un poco de historia . . . . .	5
2.2. Origen y evolución: distribución orbital . . . . .	7
2.3. Clasificación taxonómica: los tipos espectrales . . . . .	11
2.4. Conexión con los meteoritos . . . . .	13
2.4.1. Meteoritos rocosos: condritas . . . . .	14
2.4.2. Condritas ordinarias y asteroides tipo S . . . . .	15
2.4.3. Meteoritos rocosos: acondritas . . . . .	16
2.4.4. Acondritas: grupo HED . . . . .	16
2.4.5. Meteoritos rocosos de tipo ferroso y meteoritos ferrosos . . . . .	17
2.5. Características espectrales de los minerales más frecuentes . . . . .	17
<b>3. Asteroides cercanos a la Tierra (NEAs)</b>	<b>21</b>
3.1. Dinámica de los NEAs: distintas fuentes de origen . . . . .	21
3.2. Asteroides en órbitas cometarias (ACOs) . . . . .	23
3.3. Variedad taxonómica . . . . .	24
3.4. Los efectos del <i>space weathering</i> . . . . .	25
3.5. Importancia del estudio de los NEAs . . . . .	26
<b>4. Survey espectroscópico visible e infrarrojo de NEOs (NEOSS)</b>	<b>29</b>
4.1. Selección de la muestra de objetos . . . . .	29
4.2. Observaciones . . . . .	30
4.2.1. Espectroscopía en el visible . . . . .	31
4.2.2. Espectroscopía en el infrarrojo . . . . .	33
4.2.3. Espectros de reflexión: estrellas análogas solares . . . . .	33
4.3. Reducción de los datos . . . . .	42
4.3.1. Espectroscopía en el visible . . . . .	42
4.3.2. Espectroscopía en el infrarrojo . . . . .	43
4.3.3. Espectros finales de reflexión: visible + infrarrojo cercano . . . . .	45
4.4. Bases de datos complementarias . . . . .	45
4.4.1. SMASS . . . . .	53

4.4.2.	S3OS2 . . . . .	54
4.4.3.	SINEO . . . . .	54
4.4.4.	52-COLOR . . . . .	55
4.4.5.	MBOISS . . . . .	55
4.5.	Subprograma observacional: asteroides en órbitas cometarias (ACOs) . . . . .	56
<b>5.</b>	<b>Métodos de análisis mineralógico</b>	<b>61</b>
5.1.	Comparación con espectros de meteoritos . . . . .	61
5.2.	Análisis de parámetros espectrales (método clásico) . . . . .	63
5.2.1.	Los fundamentos del método . . . . .	63
5.2.2.	Las calibraciones más importantes . . . . .	65
5.3.	Método MGM ( <i>Modified Gaussian Model</i> ) . . . . .	70
5.3.1.	Los fundamentos del método . . . . .	70
5.3.2.	Las calibraciones más importantes . . . . .	71
<b>6.</b>	<b>Revisión de parámetros espectrales</b>	<b>77</b>
6.1.	Necesidad de la revisión . . . . .	77
6.2.	Análisis de los datos . . . . .	78
6.3.	Mezclas de laboratorio . . . . .	80
6.4.	Efectos del tamaño de grano . . . . .	82
6.5.	Conclusiones . . . . .	84
<b>7.</b>	<b>Análisis mineralógico de la base de datos NEOSS</b>	<b>93</b>
7.1.	Parámetros espectrales (Cloutis et al. 1986) . . . . .	94
7.1.1.	Mínimos, centros y pendiente espectral . . . . .	96
7.1.2.	Cociente de las áreas (BAR) . . . . .	99
7.1.3.	Resultados para los NEAs de la muestra . . . . .	100
7.1.4.	Otras bases de datos de NEAs . . . . .	103
7.1.5.	Asteroides del Cinturón Principal (MBs) . . . . .	108
7.2.	Comparación con MBAs y meteoritos OCs . . . . .	113
7.2.1.	Centro Banda II <i>vs.</i> Centro Banda I . . . . .	113
7.2.2.	BAR <i>vs.</i> Centro Banda I . . . . .	115
7.3.	Los efectos del <i>space weathering</i> . . . . .	119
7.3.1.	Correlación con la distribución de tamaños . . . . .	121
7.4.	Correlación con la dinámica: regiones de procedencia de los NEAs . . . . .	123
7.5.	Relación entre la composición y la dinámica: efecto Yarkovsky . . . . .	126
7.5.1.	El efecto Yarkovsky . . . . .	127
7.5.2.	Aplicación a los resultados composicionales . . . . .	128
7.6.	Conclusiones . . . . .	130
<b>8.</b>	<b>Aplicación del MGM</b>	<b>133</b>
8.1.	Asteroide tipo A (1951) Lick . . . . .	134
8.1.1.	Análisis de los datos: método clásico . . . . .	135
8.1.2.	Método MGM . . . . .	137
8.1.3.	Aplicación práctica: efectos del <i>space weathering</i> . . . . .	139

8.2. Asteroides tipo V . . . . .	140
8.2.1. Primer análisis mineralógico: método clásico . . . . .	140
8.2.2. Método MGM . . . . .	143
8.2.3. Aplicación práctica: procesos de diferenciación . . . . .	147
8.3. Asteroide tipo S (30825) 1990 TG <sub>1</sub> . . . . .	148
8.4. Conclusiones . . . . .	149
<b>9. Conclusiones y trabajo futuro</b>	<b>153</b>
9.1. Trabajo futuro . . . . .	157
9.1.1. Observaciones de MBs en las regiones fuente de los NEAs: survey MBOISS . . . . .	157
9.1.2. Continuación del estudio de ACOs . . . . .	157
9.1.3. Extensión del análisis mineralógico clásico . . . . .	158
9.1.4. Análisis MGM de asteroides tipo S . . . . .	159
<b>A. Glosario de términos mineralógicos</b>	<b>161</b>



# Índice de tablas

2.1. Relación de distancias planetarias según la Ley de Bode. . . . .	6
2.2. Lista de los principales grupos y familias de asteroides del Sistema Solar. . .	11
2.3. Mineralogía generalizada y posibles meteoritos análogos de los tipos taxonómicos de los asteroides. . . . .	19
4.1. Ejemplo con la información más relevante que contiene la base de datos ASTORB del Lowell Observatory. . . . .	30
4.2. Estrellas análogas solares empleadas para la obtención de los espectros de reflexión de los objetos del survey NEOSS . . . . .	36
4.3. Circunstancias observacionales de los objetos del survey NEOSS . . . . .	37
4.3. Circunstancias observacionales de los objetos del survey NEOSS (continuación). . . . .	38
4.3. Circunstancias observacionales de los objetos del survey NEOSS (continuación). . . . .	39
4.3. Circunstancias observacionales de los objetos del survey NEOSS (continuación). . . . .	40
4.3. Circunstancias observacionales de los objetos del survey NEOSS (continuación). . . . .	41
5.1. Significado mineralógico de los parámetros espectrales más importantes. . .	65
6.1. Parámetros espectrales para la muestra de condritas ordinarias, meteoritos HED y otras acondritas de la base de datos RELAB. . . . .	86
6.1. Parámetros espectrales de meteoritos (continuación). . . . .	87
6.1. Parámetros espectrales de meteoritos (continuación). . . . .	88
6.1. Parámetros espectrales de meteoritos (continuación). . . . .	89
6.2. Parámetros espectrales y tamaño de grano para diferentes mezclas de laboratorio de piroxenos, olivina y feldespato. . . . .	90
6.3. Parámetros espectrales para separados de diferente tamaño de partícula de cuatro eucritas y una diogenita. . . . .	91
7.1. Parámetros físicos y dinámicos de los NEAs de la muestra a los que se ha realizado el análisis mineralógico. . . . .	95
7.1. Parámetros físicos y dinámicos de los NEAs de la muestra (continuación). . .	96
7.2. Parámetros espectrales calculados según el método clásico de Cloutis et al. (1986) para la muestra de NEAs observados en este survey. . . . .	101
7.2. Parámetros espectrales de los NEAs de este survey (continuación). . . . .	102

7.3.	Parámetros espectrales calculados según el método clásico de Cloutis et al. (1986) para la muestra de NEAs de los diferentes surveys espectroscópicos disponibles. . . . .	104
7.3.	Parámetros espectrales de los NEAs de otros surveys (continuación). . . . .	105
7.4.	Comparación de los parámetros espectrales calculados por Marchi et al. (2005) para su muestra de NEAs (SINEO) con los que hemos obtenido en este trabajo para los mismos objetos. . . . .	106
7.5.	Parámetros espectrales calculados según el método clásico de Cloutis et al. (1986) para la muestra de MBs de los diferentes surveys espectroscópicos disponibles. . . . .	110
7.5.	Parámetros espectrales de los MB (continuación). . . . .	111
7.5.	Parámetros espectrales de los MB (continuación). . . . .	112
8.1.	Parámetros espectrales según el método clásico para el asteroide (1951) Lick, así como otros asteroides tipo A (NEAs y MBs). . . . .	135
8.2.	Valores de centros, anchuras ( <i>FWHM</i> ) e intensidades de las tres principales bandas de absorción individuales obtenidas del ajuste MGM al espectro de (1951) Lick. . . . .	137
8.3.	Parámetros espectrales según el método clásico para 3 NEAs tipo V. . . . .	141
8.4.	Valores de centros, anchuras ( <i>FWHM</i> ) e intensidades de las bandas de absorción individuales empleadas para realizar el ajuste MGM a los 3 asteroides tipo V estudiados. . . . .	144
8.5.	Valores del parámetro CBSR y porcentaje de clinopiroxeno para los 3 NEAs tipo V analizados. . . . .	146
8.6.	Valores de centros, anchuras ( <i>FWHM</i> ) e intensidades de las bandas de absorción individuales obtenidas del ajuste MGM al NEA tipo S (30825) 1990 TG <sub>1</sub> . . . . .	148
A.1.	Configuración electrónica de los elementos de la primera serie de transición que se encuentran en los minerales. . . . .	164
A.2.	Números de coordinación en las estructuras cristalinas. . . . .	166

# Índice de figuras

2.1. Distribución de asteroides en función de su semieje mayor $a$ . . . . .	8
2.2. Distribución de los asteroides del cinturón principal en el espacio de parámetros orbitales $a - e$ . . . . .	9
2.3. Distribución de los asteroides del cinturón principal en el espacio de parámetros orbitales $a - i$ . . . . .	10
2.4. Clases taxonómicas según colores espectrofotométricos definidas por Tholen (izquierda) y extensión de esta clasificación usando espectros en el visible por Bus & Binzel (2002b,a) (derecha). . . . .	12
2.5. Distribución en función de la distancia heliocéntrica de los tipos espectrales para objetos con diámetro $\geq 20$ km, para los 1341 asteroides que componen el survey SMASSII. . . . .	13
2.6. Secciones delgadas de diferentes tipos petrológicos de condritas ordinarias. .	15
2.7. Comparación de espectros de meteoritos condritas ordinarias y NEAs de tipo espectral S hasta $1.6 \mu\text{m}$ . . . . .	16
2.8. Reflectividades espectrales de la olivina, plagioclasa, piroxeno y metal Fe-Ni, así como espectros promedio de condritas H6, L6 y LL6 y de condritas L4, L5 y L6. . . . .	18
3.1. Representación en el espacio orbital $a - e$ de las distintas regiones de procedencia de los NEOs. . . . .	22
3.2. Diversidad de tipos taxonómicos para los NEAs y los MCs. . . . .	24
3.3. Distribución aparentemente continua de los espectros de reflexión entre las condritas ordinarias y los asteroides tipo S. . . . .	25
3.4. Pendiente espectral de la Banda I frente al parámetro $d$ (desplazamientos/ $\text{cm}^2$ ). .	26
4.1. Representación de semieje mayor y excentricidad de los objetos observados en el survey NEOSS. . . . .	30
4.2. Histogramas de masa de aire, magnitud visual aparente y ángulo de fase de las observaciones del survey NEOSS. . . . .	31
4.3. Ejemplo del aumento del <i>fringing</i> al cambiar el detector CCD en el instrumento ALFOSC (izquierda) y eficiencia del sistema telescopio-espectrógrafo-detector para tres de los grismas del instrumento (derecha). . . . .	32

4.4.	Transmisividad del dispersor AMICI (izquierda) y curvas de transmisión de diferentes filtros de la cámara-espectrógrafo NICS. . . . .	34
4.5.	Frecuencia de observación de las estrellas análogas solares empleadas en este trabajo de tesis. . . . .	35
4.6.	Ejemplo de un espectro de un asteroide tomado con ALFOSC en el NOT (izquierda), espectros extraídos y calibrados en longitud de onda de un asteroide y una estrella análoga solar (centro) y el resultado de la división de ambos (derecha). . . . .	42
4.7.	Espectro típico obtenido con NICS en el TNG en la posición <i>A</i> (izquierda), en la posición <i>B</i> , desplazado 10" en la dirección de la rendija (centro) y el espectro final tras la resta <i>A</i> – <i>B</i> (derecha). . . . .	43
4.8.	Ejemplo de la interfaz gráfica que emplea el programa en Super Mongo utilizado para obtener los espectros de reflexión de los objetos con el instrumento NICS en el TNG. . . . .	44
4.9.	Espectros finales reducidos en el rango visible e infrarrojo cercano para los 105 objetos del survey NEOSS. . . . .	46
4.9.	Espectros finales del survey NEOSS (continuación). . . . .	47
4.9.	Espectros finales del survey NEOSS (continuación). . . . .	48
4.9.	Espectros finales del survey NEOSS (continuación). . . . .	49
4.9.	Espectros finales del survey NEOSS (continuación). . . . .	50
4.9.	Espectros finales del survey NEOSS (continuación). . . . .	51
4.9.	Espectros finales del survey NEOSS (continuación). . . . .	52
4.9.	Espectros finales del survey NEOSS (continuación). . . . .	53
4.10.	Espectros de reflexión en el rango visible de los ACOs observados, normalizados a la unidad en 0.6 $\mu\text{m}$ . . . . .	56
4.11.	Espectros de reflexión en el rango infrarrojo cercano de los ACOs observados, normalizados a la unidad en 1.0 $\mu\text{m}$ . . . . .	57
4.12.	Gráfico para los ACOs en el espacio distancia perihélica ( <i>q</i> ) – parámetro de Tisserand ( <i>T</i> ). . . . .	58
4.13.	Distribución acumulativa de color de la población de ACOs, asteroides Cybeles y Troyanos, y la muestra extendida (izquierda), y las subpoblaciones de NEOs y no-NEOs (derecha). . . . .	58
5.1.	Curvas espectrales de diferentes separados de plagioclasa/maskelynita del meteorito lunar ASUKA-31, superpuestos al espectro de reflexión del asteroide NEA (8567) 1996 HW <sub>1</sub> . . . . .	62
5.2.	Representación gráfica de los parámetros espectrales definidos por Cloutis et al. (1986) . . . . .	64
5.3.	BAR <i>vs.</i> abundancia de ortopiroxeno para una muestra de mezclas de olivina y ortopiroxenos, según Cloutis et al. (1986). . . . .	66
5.4.	Variaciones en los centros de las bandas I y II para una muestra de orto y clinopiroxenos, según Adams et al. (1974). . . . .	67
5.5.	Regiones obtenidas a partir del cálculo del centro de la banda I y el cociente de áreas BAR para una muestra de 40 asteroides tipo S y para cuatro tipos de mezclas meteoríticas (Gaffey et al. 1993). . . . .	69

5.6. Modelo Gaussiano para el espectro de reflexión de la olivina (partículas de 45-75 $\mu\text{m}$ ). . . . .	71
5.7. Espectros de mezclas en diferentes proporciones de ortopiroxeno (enstatita) y clinopiroxeno (diópsido). . . . .	72
5.8. Ejemplo de ajuste MGM para el asteroide tipo V (88188) 2000 XH <sub>44</sub> . . . . .	73
5.9. Parámetro CBSR frente a abundancia de clinopiroxeno para la región de 1 $\mu\text{m}$ y 2 $\mu\text{m}$ . . . . .	74
5.10. Conjunto de espectros de olivina de la serie completa forsterita-fayalita. . . . .	74
5.11. Ajuste MGM al espectro de una olivina rica en magnesio (forsterita). . . . .	75
5.12. Calibraciones de las bandas individuales que componen la banda de absorción en 1 $\mu\text{m}$ de la olivina, realizadas para una serie de solución sólida cubriendo el rango de olivina forsterítica a fayalítica. . . . .	76
6.1. Algunos ejemplos de los espectros de meteoritos de la base de datos RELAB. . . . .	78
6.2. BAR <i>vs.</i> Centro Banda I para meteoritos condritas ordinarias, acondritas basálticas y otras acondritas. . . . .	79
6.3. BAR <i>vs.</i> Centro Banda I para diferentes mezclas de laboratorio: ortopiroxeno y clinopiroxeno, y olivina, bronzita y anortita. . . . .	81
6.4. Variaciones con el tamaño de grano de los parámetros BAR, centro Banda I, profundidad Banda I y profundidad Banda II. . . . .	82
6.5. BAR <i>vs.</i> Centro Banda I para cuatro eucritas y una diogenita con diferentes tamaños de partículas. . . . .	83
6.6. BAR <i>vs.</i> Centro Banda I de los asteroides clasificados como tipo V del cinturón principal (círculos azules) y NEAs (círculos verdes). Las nuevas regiones meteoríticas definidas en este trabajo se muestran en línea continua. . . . .	84
7.1. Espectros completos (visible más infrarrojo cercano) de los NEAs a los se ha realizado el análisis mineralógico. . . . .	94
7.2. Ajuste para calcular la posición del mínimo de la banda de absorción usando una parábola (arriba) y el mismo procedimiento pero empleando un polinomio de orden 7 para ajustar un máximo espectral (abajo). . . . .	98
7.3. Ejemplo gráfico del procedimiento para calcular el continuo y eliminarlo. . . . .	99
7.4. Procedimiento seguido para el cálculo de las áreas. . . . .	99
7.5. Comparación de los valores de BAR y Centro Banda I obtenidos en Marchi et al. (2005) y en este trabajo. . . . .	103
7.6. <i>Izquierda:</i> comparación de los espectros de tres asteroides obtenidos en el survey SINEO (azul) y en nuestro survey NEOSS (rojo); <i>Derecha:</i> comparación de los espectros de 9 NEAs presentes tanto en la base de datos correspondiente a nuestro survey (rojo) como en otras bases de datos (azul). . . . .	107
7.7. Centro Banda II <i>vs.</i> Centro Banda I (izquierda) y BAR <i>vs.</i> Centro Banda I (derecha) para los NEAs de este trabajo (círculos rojos) y los de otras bases de datos (círculos azules). . . . .	108
7.8. Comparación de los centros de las dos bandas de absorción de los NEAs y los MBs (arriba) con los meteoritos condritas ordinarias y con diferentes mezclas de laboratorio (abajo). . . . .	114

7.9. Comparación de BAR <i>vs.</i> Centro Banda I para los NEAs y los MBs (arriba) con los meteoritos y diferentes mezclas de laboratorio (abajo). . . . .	116
7.10. Comparación de BAR <i>vs.</i> Centro Banda I para los MBs con las condritas ordinarias H y L, y para los NEAs con las condritas ordinarias L. . . . .	117
7.11. Promedio móvil simple (PMS) aplicado a los valores de BAR y Centro Banda I de los NEAs y las condritas ordinarias LL. . . . .	118
7.12. Distribuciones de pendiente espectral para los NEAs, MBs y OCs. . . . .	119
7.13. Dispersión de las pendientes espectrales de los NEAs, MBs y OCs frente al parámetro BAR (arriba), y ejemplos de variación de los parámetros Centro Banda I y BAR con el <i>space weathering</i> . . . . .	120
7.14. Distribución de las pendientes espectrales frente al diámetro de los NEAs estudiados en este trabajo de tesis. . . . .	122
7.15. Posición de los NEAs y los MBs en el espacio de parámetros orbitales $a - e - i$ . . . . .	124
7.16. Distribución de las regiones fuente de procedencia para los NEAs de este trabajo. . . . .	125
7.17. Esquema de las componentes diurna y estacional del efecto Yarkovsky. . . . .	127
7.18. Esquema simplificado del transporte de meteoritos desde el cinturón principal hacia la Tierra con el efecto Yarkovsky. . . . .	128
7.19. Ilustración de la explicación planteada para las diferencias composicionales encontradas entre los NEAs y los MBs analizados en este trabajo de tesis. . . . .	129
8.1. Esquema de la sección de cuatro asteroides completamente diferenciados derivados de diferentes progenitores. . . . .	134
8.2. Ejemplo de cómo la clasificación taxonómica que se establece a partir del espectro en el visible puede indicar una composición que no se corresponde con la que presenta el objeto. . . . .	136
8.3. Espectro completo visible e infrarrojo del asteroide (1951) Lick, los asteroides del cinturón principal (863) Benkoela y (446) Aeternitas y el meteorito Brachina. . . . .	136
8.4. Ajuste mediante el método MGM del asteroide tipo A (1951) Lick. . . . .	137
8.5. Situación de los parámetros de las bandas obtenidos para (1951) Lick con el ajuste MGM en los gráficos de calibración de la olivina. . . . .	138
8.6. Mejor ajuste obtenido para el espectro de (1951) Lick mediante una combinación lineal de 80 % del espectro del meteorito Brachina y 20 % del espectro de la olivina San Carlos, ajustados ambos con el modelo de <i>space weathering</i> de Hapke (2001), en el régimen de saturación. . . . .	139
8.7. Espectro visible e infrarrojo cercano de los NEAs tipo V (6611) 1993 VW, (88188) 2000 XH <sub>44</sub> y 2003 YG <sub>118</sub> . . . . .	141
8.8. Tetraedro composicional del piroxeno con la posición de los 3 NEAs tipo V analizados. . . . .	142
8.9. Centro Banda II <i>vs.</i> Centro Banda I para los 3 asteroides NEAs tipo V estudiados. . . . .	143
8.10. Ajuste MGM para los tres 3 NEAs tipo V estudiados. . . . .	145
8.11. Valores del parámetro CBSR en las regiones de 1 y 2 $\mu\text{m}$ para los 3 NEAs tipo V analizados. . . . .	146

8.12. Porcentaje de HCP en los residuos sólidos y en el fundido parcial cristalizado resultantes de un precursor de tipo condrita H, en función del porcentaje de fundido. . . . .	147
8.13. Ajuste MGM para el asteroide tipo S (30825) 1990 TG <sub>1</sub> . . . . .	149
9.1. Algunos espectros de asteroides obtenidos dentro del survey MBOISS. . . . .	158
9.2. Espectros de reflexión de un clinopiroxeno tipo A y un ortopiroxeno (izquierda), y posición de una mezcla en diferentes proporciones de estos minerales en el gráfico BAR vs. Centro Banda I. . . . .	159
9.3. Distribución de los MBs analizados en esta tesis en el espacio de parámetros BAR - Centro Banda I. . . . .	159
A.1. Desdoblamientos de campo cristalino de los orbitales 3d de un metal de transición en coordinación (a) cúbica; (b) dodecaédrica; (c) tetraédrica; (d) esférica; (e) octaédrica. . . . .	162
A.2. Ejemplos de diagramas triangulares químicos (izquierda) y de fase (derecha). 163	
A.3. Diagrama de fase triangular representando los dos grupos principales en que se dividen los feldespatos. . . . .	165
A.4. Proyección de los sitios de coordinación M1 y M2 de la estructura cristalina de la olivina. . . . .	165
A.5. Ejemplo de las diferentes coordinaciones de los aniones en una estructura cristalina. . . . .	166
A.6. Proyección de los sitios de coordinación M1 y M2 de la estructura cristalina del ortopiroxeno. . . . .	167
A.7. Diagrama de fase triangular del piroxeno representando las series diópsido-hedenbergita y enstatita-ferrosilita. . . . .	167
A.8. Esquema simplificado del proceso de formación de las rocas ígneas, sedimentarias y metamórficas. . . . .	168



# 1

---

## Introducción: motivación del trabajo

Los asteroides cuyas órbitas se aproximan a la órbita de la Tierra, es decir, aquellos con perihelio  $q \leq 1.3$  U.A. y con afelio  $Q \geq 0.983$  U.A. constituyen la población de NEAs, *Near-Earth Asteroids*. El interés que genera el estudio de esta población de objetos del Sistema Solar se debe a distintos factores:

1. Los NEAs suponen un peligro de impacto considerable con la Tierra, por lo que en los últimos años se han realizado numerosos esfuerzos por determinar con mayor precisión sus órbitas y las probabilidades de encuentros cercanos. Las consecuencias derivadas de una hipotética colisión dependerán, entre otros factores, de la velocidad, el tamaño y la composición del objeto.
2. La proximidad de los NEAs hace que se encuentren entre los objetos más accesibles como destino de misiones espaciales en nuestro Sistema Solar, lo cual permite analizar sus propiedades superficiales “in situ”, obtener imágenes de precisión e incluso recolectar muestras para su análisis en laboratorio.
3. Los asteroides en general son restos de los bloques de formación del Sistema Solar, y en este sentido su estudio nos aporta información sobre las condiciones reinantes en la nebulosa solar temprana. Además, conocer su composición nos ayuda a entender mejor los procesos de metamorfosis que han sufrido a lo largo de su evolución hasta el momento actual.

Por estas y otras razones se han puesto en marcha durante las últimas décadas numerosos programas de búsqueda y detección de NEAs (Catalina Sky Survey, Spacewatch, LINEAR, LONEOS, NEAT, etc.), y el número de objetos descubiertos hasta la fecha ha aumentado de forma exponencial en los últimos años. En la actualidad, se estima que, hasta 7.4 U.A., se han descubierto cerca del 50% de los objetos con magnitud absoluta  $H < 18$ , es decir, con un diámetro mayor de  $\sim 1$  km (Bottke et al. 2002b).

Desde el punto de vista dinámico, los estudios de los cráteres lunares evidencian que el sistema Tierra-Luna ha sido bombardeado de forma incesante por asteroides y cometas durante los últimos 4.5 Gaños (Morbidelli et al. 2002). Además, se ha demostrado que el número de NEAs ha sido más o menos constante durante los últimos 3 Gaños. Dado que las

órbitas de estos asteroides son dinámicamente inestables en escalas de  $10^6$ - $10^7$  años, deben existir fuentes de alimentación que proporcionen material de manera efectiva y constante. La principal fuente de NEAs ( $\geq 80\%$ ) es la región interior y central del cinturón principal de asteroides (*Main Belt*, MB), entre 2.0 y 3.3 U.A., donde las resonancias gravitacionales debidas principalmente a Júpiter y a Saturno proporcionan rutas de escape hacia órbitas cercanas a la Tierra (Bottke et al. 2002a, Morbidelli et al. 2002). Existe además un porcentaje de NEAs (máximo de  $\sim 20\%$ ) que proviene de cometas que han perdido su actividad y han desarrollado una apariencia asteroidal (Fernández et al. 2002, Demeo & Binzel 2008).

Otra cuestión muy importante es la relación entre los NEAs y los meteoritos. De manera simplificada puede decirse que, antes de hacer su entrada a través de la atmósfera terrestre, los meteoritos tienen órbitas cercanas a la Tierra y en ese sentido, su conexión con los NEAs es directa. El conjunto más abundante de meteoritos ( $\sim 80\%$  de las caídas) lo forman las condritas ordinarias. Este grupo de meteoritos es muy interesante, dado que representa las condiciones existentes en la nebulosa solar primitiva, puesto que apenas han sido modificados a lo largo de la historia del Sistema Solar. Los NEAs más abundantes son los tipo S, compuestos de silicatos. Este tipo espectral es también el más abundante en el cinturón principal interior y central, donde se encuentran las fuentes de los NEAs. Además, los espectros de reflexión de las condritas ordinarias, los NEAs tipo S y los MBs tipo S reflejan la presencia de silicatos, y se diferencian en sus pendientes espectrales. Esta diferencia se debe al enrojecimiento que genera la climatología espacial o *space weathering*, efecto relacionado con la exposición de las superficies de los asteroides a rayos cósmicos y bombardeo de micrometeoritos (Pieters et al. 2000; Clark et al. 2002; Brunetto & Strazzulla 2005). Así pues, la relación entre estos tres grupos de objetos se creía relativamente bien establecida.

No obstante, hasta la fecha no se ha realizado ningún análisis composicional detallado de la población de NEAs. Los únicos estudios disponibles se han centrado en establecer taxonomías (Binzel et al. 2004b), en hacer comparaciones visuales con espectros de meteoritos (Lazzarin et al. 2005) y en analizar los efectos del *space weathering* (Marchi et al. 2005). Por lo tanto, la motivación de esta tesis doctoral puede resumirse en dos puntos fundamentales:

1. Realizar la primera caracterización mineralógica detallada de una muestra estadísticamente significativa de NEAs tipo S y aportar más información sobre la composición superficial de estos asteroides.
2. Utilizando esta información y combinándola con los modelos dinámicos, entender mejor la conexión entre los meteoritos más abundantes, las condritas ordinarias, los NEAs más abundantes, los tipo S y los MBs tipo S situados en la región de donde provienen los NEAs.

En este contexto iniciamos en 2002 un *survey*<sup>1</sup> espectroscópico de asteroides cercanos a la Tierra (NEOSS, De Leon et al. 2006), cubriendo el rango de longitud de onda de 0.4–2.5  $\mu\text{m}$ , y utilizando para ello los telescopios e instrumentación del Observatorio del Roque de los Muchachos, en La Palma, operado por el Instituto de Astrofísica de Canarias. Los

---

<sup>1</sup>A lo largo de este trabajo de tesis emplearemos la expresión en inglés *survey* para referirnos a los cartografiados/mapeos que dan lugar a bases de datos de diversos tipos, puesto que consideramos que esta expresión no tiene una traducción específica al castellano.

---

detalles de las observaciones y del proceso de reducción de los datos, así como la descripción de otras bases de datos complementarias que también se han utilizado en este trabajo de tesis, se describen en el capítulo 4. Nuestro survey espectroscópico ha generado además un subprograma observacional de asteroides en órbitas cometarias, cuyos resultados más importantes resumimos también al final de dicho capítulo (Licandro et al. 2006, Licandro et al. 2008).

En el capítulo 5 describimos dos métodos de análisis mineralógico que utilizamos para analizar los asteroides del survey. El primero de ellos, el método clásico (Cloutis et al. 1986) ha sido aplicado a todos los objetos (NEAs, MBs y condritas ordinarias), y los resultados obtenidos constituyen el núcleo central de esta tesis doctoral (de León et al. 2006, De León et al. 2007). Es por ello que en el capítulo 6 revisamos una de sus calibraciones más importantes, y definimos nuevas regiones en el espacio de parámetros espectrales del que inferimos la mineralogía de nuestros objetos (Duffard, Lazzaro, & de León 2005).

En el capítulo 7 presentamos pues los resultados derivados de aplicar este método clásico de análisis. Encontramos diferencias composicionales interesantes entre los tres grupos de objetos. Combinamos nuestros resultados con modelos dinámicos (Bottke et al. 2002a) para generar diferentes hipótesis que expliquen las diferencias composicionales observadas. Por ejemplo, el efecto del *space weathering* (Brunetto, de León, & Licandro 2007) o la acción del denominado efecto Yarkovsky (Bottke et al. 2002c), relacionado con la variación de la distancia al Sol de los objetos por su inercia térmica.

El segundo método (Sunshine et al. 1990) se ha aplicado sólo a determinados asteroides (de León et al. 2004, de León et al. 2006), dado que su aplicación más general requiere de calibraciones de laboratorio que no han sido realizadas aún. Los resultados obtenidos se describen en el capítulo 8.



# 2

---

## Cuerpos menores del Sistema Solar: asteroides

Los asteroides pueden definirse como objetos cuyo tamaño es menor que el de los planetas, que orbitan alrededor del Sol y que no poseen atmósfera. La principal población de estos objetos se encuentra situada entre las órbitas de Marte y de Júpiter. La teoría de formación más aceptada hoy en día plantea que se trata de planetesimales que no llegaron a acretar en cuerpos de mayor tamaño debido a la influencia gravitacional de Júpiter. La población actual de asteroides es el resultado de las colisiones mutuas y la evolución dinámica de los planetesimales no acretados.

### 2.1. De Ceres a la actualidad: un poco de historia

La primera referencia sobre los asteroides que encontramos en la historia de la Astronomía se remonta a finales del siglo XVI. En aquella época el matemático y astrónomo alemán Johannes Kepler (1571-1630) postuló que las distancias con respecto al Sol de los planetas conocidos podían describirse mediante la existencia de seis esferas concéntricas cuyos tamaños estaban determinados a través del “anidamiento” de cinco sólidos geométricos perfectos. Sin embargo la separación entre Marte y Júpiter no era proporcional al resto de las distancias, haciendo que Kepler sugiriera la existencia de un planeta entre ambos: “*Inter Jovem et Martem interposui planetam*” (*Mysterium Cosmographicum*, Kepler 1596).

Durante los dos siglos siguientes, numerosos científicos y pensadores dedicaron parte de su esfuerzo a resolver el problema planteado por Kepler. Sin embargo, no fue hasta 1766 cuando el físico y matemático alemán Johann Daniel Titius von Wittengerg (1729-1796) encontró una relación empírica para describir las distancias planetarias:

$$d = 0.4 + (0.3 \times n)$$

donde  $n = 0, 1, 2, 4, \dots$ . El resultado para los diferentes valores de  $n$  proporciona de forma aproximada las distancias heliocéntricas de la mayoría de los planetas (Tabla 2.1, Kowal 1988).

Tabla 2.1: Relación de distancias planetarias según la Ley de Bode. De Kowall (1988).

Planeta	$n$	Distancia Ley de Bode (U.A.)	Distancia real (U.A.)
Mercurio	0	0.4	0.39
Venus	1	0.7	0.72
Tierra	2	1.0	1.00
Marte	4	1.6	1.52
'hueco'	8	2.8	2.77 (Ceres)
Júpiter	16	5.2	5.20
Saturno	32	10.0	9.54
Urano	64	19.6	19.19
Neptuno	128	38.8	30.07
Plutón	256	77.2	39.53

Conocida como la Ley de Bode al ser popularizada más tarde por el físico Johann Elert Bode (1747-1826), esta expresión empírica resultaba satisfactoria a excepción de Neptuno y Plutón<sup>1</sup>, si bien dichos planetas no fueron descubiertos hasta 1846 y 1930 respectivamente, y predecía la existencia de un cuerpo localizado entre las órbitas de Marte y Júpiter, tal y como Kepler había avanzado en 1596. Descubierta por Sir William Herschel en 1781, el semieje mayor de la órbita de Urano se aproximaba mucho a la distancia predicha por la Ley de Bode, lo cual dio mayor verosimilitud a dicha ley e intensificó la búsqueda del “planeta ausente” durante todo el final del siglo XVIII.

Uno de los principales “cazadores” fue el Barón Franz Xaver von Zach (1754-1832), quien centró su estrategia de búsqueda en la región zodiacal, produciendo un catálogo preciso de estrellas zodiacales con la esperanza de detectar el planeta. Llegó incluso a predecir su órbita y su posición en el cielo en 1785. Sin embargo, sería el monje siciliano Padre Giuseppe Piazzi (1746-1826), director del Observatorio de Palermo, quien, en enero de 1801, detectara en el hombro de la constelación de Tauro una nueva estrella. Creyendo que se trataba de un cometa, realizó numerosas observaciones durante todo un mes, enviando las posiciones calculadas a Bode, quien concluyó que se trataba del planeta que faltaba entre Marte y Júpiter. Este nuevo planeta se llamó Ceres, en honor a la diosa romana de los cereales y las cosechas, patrona de Sicilia. Empleando la nueva técnica de cálculo de órbitas desarrollada por el matemático Karl Friedrich Gauss (1777-1855), Ceres fue reobservado un año después de su descubrimiento por Heinrich Wilhelm Olbers (1758-1840), confirmando así que su órbita se encontraba de hecho en la región vacía que existía entre Marte y Júpiter.

Olbers continuó observando el nuevo objeto durante meses, hasta que en marzo de 1802 descubrió un segundo planeta orbitando en la vecindad de Ceres. Este segundo planeta fue llamado Pallas (diosa de la sabiduría), y supuso un primer revés para la Ley de Bode. Las observaciones de Herschel de ambos objetos demostraron que su tamaño era mucho menor que cualquiera de los planetas conocidos, por lo que propuso una nueva clasificación y los denominó “asteroides” (por su apariencia estelar). En 1804 Karl Harding encontró un tercer asteroide, Juno. Olbers descubrió Vesta en marzo de 1807, y fue él mismo quien

<sup>1</sup>En la Asamblea General de la IAU (*International Astronomical Union*) celebrada el 24 de agosto de 2006 en Praga, República Checa, Plutón pasó de la categoría de planeta a clasificarse como un “planeta enano”. De forma simplificada, un planeta enano es un cuerpo celeste que orbita al Sol, suficientemente masivo para tener gravedad pero que no ha limpiado su vecindad de planetesimales.

postuló una primera teoría para el origen de estos nuevos objetos, sugiriendo que se trataba de los fragmentos de un planeta que había orbitado entre Marte y Júpiter.

A mediados del siglo XIX se habían descubierto una decena de asteroides, aunque no se sabía mucho acerca de la naturaleza y el origen de la región donde se ubicaban. El ritmo de los descubrimientos era lento, debido a la laboriosa tarea de examinar el cielo y comparar cada estrella con las cartas existentes. La aparición en 1891 de la placa fotográfica gracias a Max Wolf (1863-1932), del Observatorio de Königstuhl, en Heidelberg, supuso una auténtica revolución en la búsqueda de asteroides y él mismo descubrió casi 300 nuevos objetos. Sin embargo, esta nueva técnica aplicada a la fotometría y a la espectroscopía hizo posible el estudio de objetos más distantes y exóticos como estrellas y galaxias, por lo que durante mucho tiempo los asteroides fueron relegados a un segundo plano por la comunidad científica.

Con el comienzo a mediados del siglo XX de la carrera espacial regresó el interés por el estudio del Sistema Solar y en especial por los objetos que pudieran orbitar cercanos a la Tierra. La introducción de las cámaras CCD y de los ordenadores supuso un segundo impulso en la búsqueda y seguimiento de los asteroides, promoviendo grandes proyectos dedicados en exclusiva a la creación de bases de datos con las nuevas detecciones. En la actualidad, además de estos proyectos, las observaciones y el seguimiento de los objetos detectados por los astrónomos aficionados juega un papel fundamental en la determinación de sus órbitas y en la catalogación de los mismos. El Minor Planet Center (<http://cfa-www.harvard.edu/iau/mpc.html>), fundado en 1947 por Paul Herget y cuya sede se encuentra en el Smithsonian Astrophysical Observatory, se encarga de organizar y comprobar los cientos de posiciones que le son enviadas a diario a través de sus circulares electrónicas, asignando números permanentes a los objetos confirmados y manteniendo una base de datos actualizada y disponible a través de la red de los elementos orbitales y las efemérides de asteroides y cometas.

## 2.2. Origen y evolución: distribución orbital

Los asteroides pueden describirse básicamente como cuerpos celestes que orbitan alrededor del Sol y que no poseen atmósfera. Históricamente se los ha distinguido de los cometas en que los primeros aparecen como fuentes puntuales, mientras que los cometas desarrollan una coma, producida por la sublimación de elementos volátiles de su superficie al acercarse al Sol (hielos y compuestos ricos en carbono). Los asteroides, en cambio, están compuestos en su mayor parte por elementos rocosos o metálicos no volátiles. Estos objetos contienen información acerca de las condiciones que existieron en la nebulosa solar hace unos 4.6 Gaños, al ser los restos más directos de los primeros “bloques de formación” que consiguieron los planetas (Bottke et al. 2002b). La teoría planteada por primera vez por Olbers en 1807 acerca de la formación de los asteroides suponía que se trataba de los restos de la fragmentación de un planeta localizado entre Marte y Júpiter. Hoy en día esta hipótesis está completamente descartada y los últimos modelos de escenarios de formación del Sistema Solar coinciden en que los asteroides son planetesimales que nunca llegaron a acretar en un planeta. La secuencia de formación del Sistema Solar actual puede dividirse, grosso modo, en tres estadios:

1. Colapso gravitacional de la nube interestelar de gas y polvo para formar la nebulosa solar, compuesta por un disco plano y un bulbo central. El Sol se formó en la condensación central de la nebulosa.
2. Granos de hielo y polvo primordiales se asentaron en la zona intermedia del disco, a partir de la cual acreció una población de planetesimales rocosos y helados. Los de mayor tamaño crecieron a través de la acreción gravitacional hasta formar numerosos protoplanetas aislados en sus zonas de alimentación. Estos protoplanetas siguieron creciendo alimentados por los planetesimales cercanos, formando los planetas terrestres.
3. Las perturbaciones entre los embriones de planetas y Júpiter, dieron lugar a colisiones y a la excitación dinámica de la población de pequeños cuerpos que todavía no habían sido acretados por embriones planetarios. Esta excitación provocó que los asteroides localizados en las cercanías de Júpiter sufrieran un aumento de sus velocidades orbitales relativas, ocasionando la fragmentación de los mismos cuando se producía una colisión y evitando la aglomeración en objetos de mayor tamaño.

La población actual de asteroides es el resultado de colisiones mutuas y la evolución dinámica de los planetesimales no acretados. El principal grupo de asteroides se encuentra orbitando entre los límites definidos por las influencias gravitacionales de Marte (1.52 U.A.) y Júpiter (5.20 U.A.) (aproximadamente entre 2.0 y 5.2 U.A.), en la región denominada “cinturón principal” (o MB, de sus siglas en inglés). La distribución de los objetos en esta zona no es uniforme, sino que los asteroides se concentran en unos determinados valores de semieje mayor, mientras que existen auténticos huecos o ‘gaps’ en otras zonas. Estos huecos fueron identificados por primera vez por Daniel Kirkwood en 1867, quien les dio nombre (Kirkwood 1867) y están relacionados directamente con las resonancias producidas por Júpiter (ver Figura 2.1).

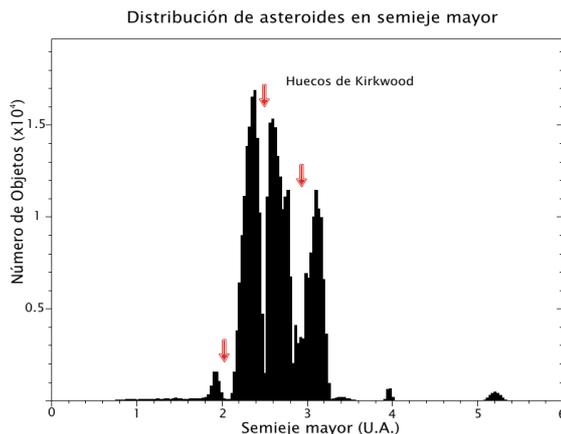


Figura 2.1: Distribución de asteroides en función de su semieje mayor  $a$ . Los asteroides se concentran en determinados valores de  $a$ , dejando zonas desiertas denominadas huecos de Kirkwood (flechas rojas), debido a la influencia gravitacional de Júpiter. La distribución corresponde a los datos del Minor Planet Center actualizados en noviembre de 2008.

Estas resonancias ocurren cuando el periodo orbital<sup>2</sup> del asteroide es una fracción simple del periodo orbital del planeta (un medio, un tercio, etc.), provocando que el asteroide realice

<sup>2</sup>El periodo de revolución de un objeto está relacionado con su distancia al Sol mediante la fórmula de Kepler,  $P^2 \propto a^3$ , donde  $P$  es el periodo de revolución en años y  $a$  es la distancia al Sol en U.A.

encuentros cercanos en los mismos puntos de su órbita con regularidad. El resultado de estos encuentros es el aumento de la excentricidad del asteroide y el “barrido” de determinadas zonas. No obstante, hoy en día se continúa discutiendo acerca de los mecanismos exactos por los cuales los asteroides son desplazados de estas regiones.

Además de los huecos descubiertos por Kirkwood, existen grupos de asteroides en el cinturón principal, reconocidos por primera vez por Hirayama en 1918 (familias de Hirayama) y que están asociados a un mismo suceso colisional. Es decir, los fragmentos originados durante una colisión tendrán con mucha probabilidad las mismas características orbitales que el cuerpo original. Las principales familias reciben su nombre a partir del asteroide al que se asocia cada suceso y dentro de las más importantes se encuentran las familias de Flora, Vesta, Eos, Koronis, Themis, Eunomia, etc. La Figura 2.2 muestra la distribución de asteroides detectados hasta la fecha en el espacio de parámetros orbitales de semieje mayor ( $a$ ) y excentricidad ( $e$ ). Podemos ver la posición en el cinturón principal de las familias colisionales más importantes, señaladas en la figura con diferentes colores. Las líneas rojas verticales indican la posición de las resonancias medias con Júpiter, explicadas en el párrafo anterior.

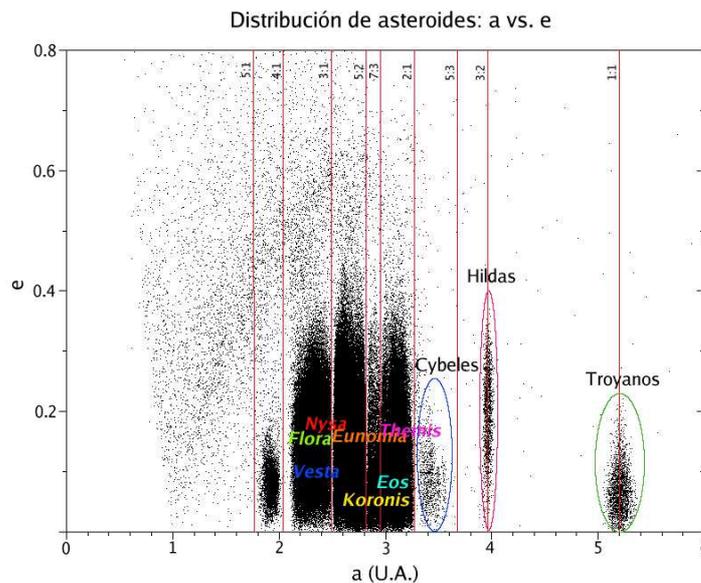


Figura 2.2: Distribución de los asteroides del cinturón principal en el espacio de parámetros orbitales  $a - e$ . Se indican con distintos colores y con los nombres la posición en el cinturón de las principales familias colisionales de asteroides. Se muestran también las poblaciones del cinturón principal exterior: Cybeles, Hildas y Troyanos.

La Figura 2.3 muestra la distribución de los mismos objetos, pero en el espacio de semieje mayor e inclinación ( $a - i$ ). En este caso, además de las resonancias medias con Júpiter, hemos señalado algunas de las resonancias seculares que contribuyen a “dar forma” a dicha distribución. La resonancia  $\nu_6$  está relacionada con las velocidades de precesión de las órbitas del asteroide y de Saturno, mientras que las resonancias seculares  $\nu_5$  y  $\nu_{16}$  tienen que ver con las velocidades de variación de la excentricidad y la inclinación del asteroide

y el planeta (Williams & Faulkner 1981). Podemos apreciar claramente en la figura cómo estas resonancias actúan conjuntamente con las de movimiento medio para definir grupos de asteroides, como es el caso de los Phocaea y los Hungaria. Veremos además a lo largo de este trabajo de tesis cómo tanto la resonancia media 3:1 (a unas 2.5 U.A.) como la resonancia secular  $\nu_6$  juegan un papel muy importante en el envío de asteroides hacia órbitas cercanas a la Tierra.

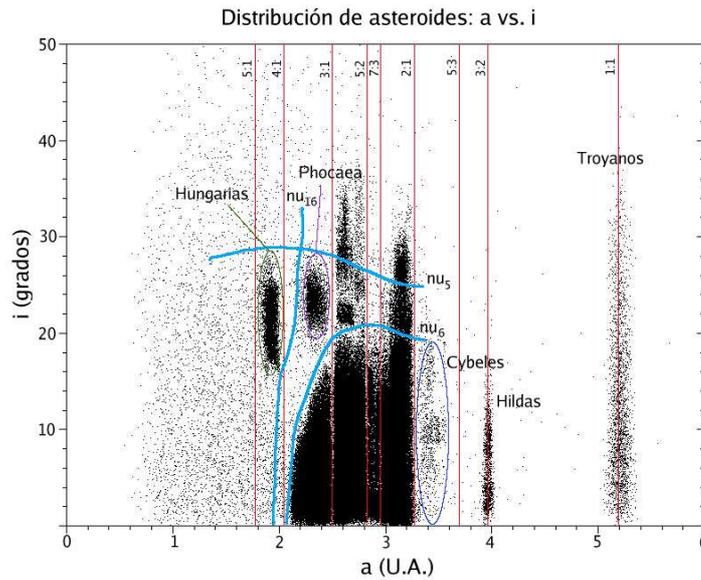


Figura 2.3: Distribución de los asteroides del cinturón principal en el espacio de parámetros orbitales  $a - i$ . Las líneas azules indican las resonancias seculares más importantes:  $\nu_6$ ,  $\nu_5$  y  $\nu_{16}$  para  $e = 0.05$  (señaladas como  $\nu_6$ ,  $\nu_5$  y  $\nu_{16}$  en el gráfico). Junto con las resonancias medias (líneas rojas) definen los grupos de asteroides Hungarias y Phocaea.

Por último, el cinturón principal exterior abarca desde 3.3 hasta 5.2 U.A. aproximadamente, y está compuesto principalmente por tres grupos de asteroides: los Cybeles, con  $3.3 < a < 3.7$  U.A., los Hildas, situados justo en la resonancia media 3:2, a unas 4.0 U.A., y los asteroides Troyanos (ver Figuras 2.2 y 2.3). Estos últimos orbitan en los puntos de Lagrange ‘L4’ y ‘L5’ de la órbita de Júpiter, a unos  $60^\circ$  del planeta.

No todos los asteroides se encuentran en el cinturón principal. Existe un número de asteroides cuyas órbitas atraviesan la órbita de Marte (*Mars Crossers*, MCs), y cuya distancia perihélica o perihelio  $q$  está comprendido entre 1.3 y 1.66 U.A. Otros asteroides cruzan la órbita de la Tierra (*Near-Earth Asteroids*, NEAs) y se caracterizan por tener un perihelio  $q < 1.3$  U.A. y un afelio  $Q \geq 0.983$  U.A., de los cuales hablaremos en el siguiente capítulo. Existen además objetos en el Sistema Solar exterior, como los Centauros, cuyas órbitas se encuentran entre las de Júpiter y Neptuno o los Transneptunianos (TNOs), con órbitas que van desde más allá de Neptuno hasta unas 50 U.A. La Tabla 2.2 muestra un resumen de los principales grupos de asteroides descritos en esta sección.

Tabla 2.2: Lista de los principales grupos y familias de asteroides del Sistema Solar. Se indican los rangos de semieje mayor ( $a$ ), excentricidad ( $e$ ) e inclinación ( $i$ ) que definen cada grupo, así como el perihelio  $q$  y el afelio  $Q$  cuando es necesario.

Población	$a$ (U.A.)	$q$ (U.A.)	$Q$ (U.A.)
NEAs		$\leq 1.3$	$\geq 0.983$
MCs		[1.3-1.66]	
Población	$a$ (U.A.)	$e$	$i$ ( $^\circ$ )
Hungarias	[1.78-2.06]	$< 0.18$	[16.0-34.0]
MBs	[2.06-3.28]		
Interior	[2.06-2.50]		
Flora	[2.15-2.35]	$< 0.23$	[1.5-8.0]
Vesta	[2.26-2.48]	$< 0.16$	[5.0-8.3]
Nysa	[2.41-2.50]	[0.12-0.21]	[1.5-4.3]
Phocaea	[2.25-2.50]	$> 0.1$	[18.0-32.0]
Central	[2.50-3.28]		
Eunomia	[2.53-2.72]	[0.08-0.22]	[11.1-15.8]
Koronis	[2.82-2.94]	$< 0.12$	$< 3.5$
Eos	[2.99-3.05]	$< 0.13$	[8.0-12.0]
Themis	[3.05-3.22]	[0.09-0.22]	$< 3$
Exterior	[3.28-5.20]		
Cybeles	[3.28-3.70]	$< 0.3$	$< 25$
Hildas	[3.70-4.20]	$> 0.07$	$< 20$
Troyanos	$\sim 5.20$		
Centauros	[5.40-30.0]		
TNOs	[32.0-50.0]		

### 2.3. Clasificación taxonómica: los tipos espectrales

El estudio de las diferencias en el color de los asteroides ha sentado las bases para el desarrollo de un sistema de clasificación. Así, los asteroides se han agrupado y clasificado en función de las similitudes en sus espectros de reflexión observados. La manera en que un asteroide refleja la luz del Sol es el indicador más fiable que tenemos de su composición superficial.

Las primeras medidas de colores de asteroides fueron realizadas por Bobrovnikoff en 1929, aunque no fue hasta mediados de los 50 cuando se comenzó a emplear de forma sistemática la fotometría  $UBV$  en una muestra considerable de objetos. Estas observaciones llevaron a muchos investigadores a describir dos grupos diferenciados atendiendo a sus propiedades de reflexión. Zellner (1973) fue el primero en reconocer una distribución bimodal en los albedos, distinguiendo entre dos grupos: tipo “carbonáceos” oscuros y tipo “pétreos” brillantes. En 1975, Chapman propuso la primera nomenclatura basada en un sistema de letras: C para los objetos carbonáceos oscuros, S para los objetos pétreos o “silíceos” y U para aquellos asteroides que no entraban en ninguna de las dos categorías principales.

En 1980 se completó el *Eight-Colour-Asteroid-Survey* (ECAS) (Zellner et al. 1985), con el estudio de unos 600 asteroides usando colores espectrofotométricos de banda ancha (0.3 - 1.0  $\mu\text{m}$ ), lo que sería la base de la taxonomía de Tholen (Tholen 1984). Esta taxonomía tiene 14 clases, cada una designada por una única letra (Figura 2.4). Además de las dos clases más densamente pobladas, los tipos C y S, Tholen indentificó otros 6 grupos, A, B, D, F,

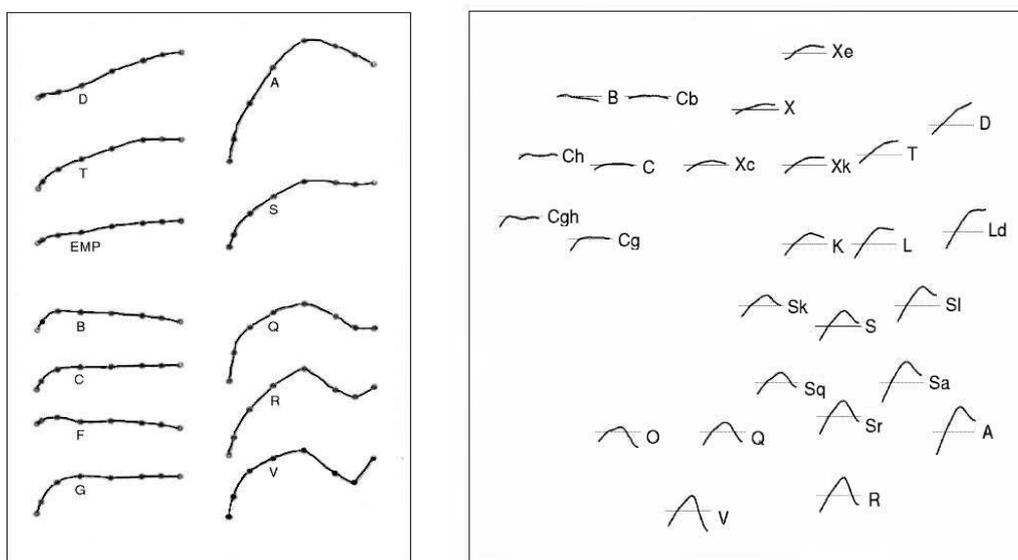


Figura 2.4: *Izquierda*: clases taxonómicas definidas por Tholen (1984) a partir de colores espectrofotométricos (Zellner et al. 1985). Las clases taxonómicas E, M y P solo pueden diferenciarse con información del albedo. *Derecha*: extensión de las clases taxonómicas de Tholen realizada por Bus & Binzel (2002a,2002b), a partir de espectros de reflexión en el rango visible. Mediante una técnica de análisis de componentes principales encuentran un total de 26 grupos y subgrupos. Modificado de Tholen & Barucci, (1989) y Bus & Binzel (2002a).

G y T. Con ayuda de la información de los albedos, identificó tres clases más, E, M y P, sin apenas características espectrales. Finalmente las clases Q, R y V creadas para clasificar tres objetos inusuales: (1862) Apollo (tipo Q), (349) Dembowska (tipo R) y (4) Vesta (tipo V). Aunque no se empleó un criterio mineralógico propiamente dicho para definir estas clases, los miembros de una clase en particular suelen tener espectros similares, lo que implica que cada tipo está compuesto por una muestra limitada de agregados minerales.

Las observaciones espectroscópicas en el visible ( $0.43\text{-}0.92\ \mu\text{m}$ ) del SMASSII (*Phase II Small Main-Belt Asteroid Spectroscopic Survey*) entre 1991 y 1993 para un total de 1341 asteroides del cinturón principal (Bus & Binzel 2002b,2002a), dieron lugar a una clasificación taxonómica basada en los tipos definidos por Tholen pero con la creación de numerosas subcategorías que “rellenan” los huecos existentes entre las clases principales (Bus 1999). Empleando un método de análisis de componentes principales (PCA), obtuvieron los 26 espectros promedio de las 26 clases taxonómicas definidas a partir de este survey (Figura 2.4). A partir de los grupos que encuentran en el espacio de dos componentes principales tras aplicar la técnica de PCA, Bus & Binzel (2002a) definen los denominados “complejos” taxonómicos: S, C y X. El complejo S, el mayor de todos, está formado por un núcleo con los tipos espectrales [S, Sa, Sk, Sl, Sq, Sr], y por el resto de tipos [A, K, L, Q, R]. El complejo C está compuesto por los tipos [B, C, Cb, Cg, Ch, Cg, Cgh], mientras que el complejo X lo forman los tipos [X, Xc, Xk, Xe].

La Figura 2.5 muestra la distribución de los tipos espectrales encontrados para los 1341 asteroides que componen el survey SMASSII, en función de su distancia al Sol (semieje

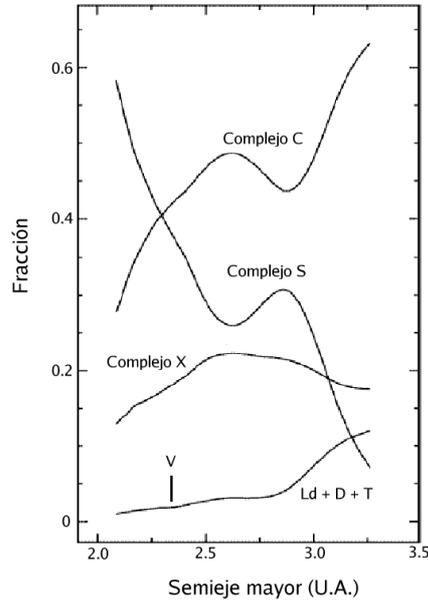


Figura 2.5: Distribución en función de la distancia heliocéntrica de los tipos espectrales para objetos con diámetro  $\geq 20$  km, para los 1341 asteroides que componen el survey SMASSII, corregida de sesgos observacionales. La región seleccionada corresponde a las zonas interior y central del cinturón principal.

mayor), y una vez corregidos los efectos debidos al sesgo observacional (los objetos con mayor albedo superficial, como los tipo S, son más fáciles de ver). La región seleccionada corresponde al cinturón principal interior y central (ver Tabla 2.2). Puede verse claramente la distribución prácticamente opuesta de los complejos S y C: mientras que los primeros se concentran especialmente en la parte interior del cinturón, los asteroides pertenecientes al complejo C son más abundantes hacia el exterior.

## 2.4. Conexión con los meteoritos

Se define como meteorito “cualquier objeto natural que sobrevive a su caída a la Tierra desde el espacio” (Hutchison 2004). En el transcurso de su órbita alrededor del Sol, la Tierra sufre constantes encuentros con objetos sólidos o meteoroides de diferentes tamaños. Los objetos más grandes sobreviven a la fricción producida por la atmósfera terrestre y son recuperados en tierra como meteoritos.

Los análisis en laboratorio de los meteoritos proporcionan pues evidencias químicas y físicas de los procesos que dieron lugar y que han modificado a los asteroides a lo largo de la historia del Sistema Solar. La composición general, la mineralogía y la petrología<sup>3</sup> de un meteorito están relacionadas con las de su objeto progenitor y con la cantidad de calentamiento y fundido que éste ha experimentado. En particular, y por la propia definición de sus trayectorias, podemos decir que los meteoritos pasan parte de su vida como asteroides

<sup>3</sup>La petrología estudia las rocas desde un punto de vista genético, analizando sus propiedades físicas, químicas, mineralógicas, espaciales y cronológicas, así como los procesos responsables de su formación.

cercanos a la Tierra antes de hacer su entrada en la atmósfera, y en este sentido su estudio es fundamental para comprender mejor esta población de asteroides.

Los meteoritos se clasifican en tres categorías principales, en función de su contenido en metal (Fe-Ni) y en silicatos. Los meteoritos rocosos (*stony*) están compuestos principalmente por silicatos, y los ferrosos (*iron*) prácticamente de metal, mientras que el grupo intermedio, meteoritos rocosos de tipo ferroso (*stony irons*) contiene aproximadamente iguales proporciones de silicato y metal. Cada una de estas tres categorías se subdivide a su vez en otras, dependiendo de propiedades como el grado de fundido o calentamiento, el tipo de alteración del mineral, las propiedades isotópicas de diferentes elementos, etc. A continuación describimos las propiedades más importantes de cada una de estas categorías.

#### 2.4.1. Meteoritos rocosos: condritas

Los meteoritos rocosos se subdividen a su vez en dos grupos, en función de la presencia o no de cóndrulos. Los cóndrulos son masas esféricas de silicatos (olivinas y piroxenos), generalmente de milímetros, que no han sufrido procesos de fundido desde que condensaron y cristalizaron en la nebulosa solar. Las condritas se dividen a su vez en grupos, formados probablemente del mismo objeto progenitor, y clanes, conjuntos de grupos con propiedades similares. Los principales clanes son:

1. Condritas carbonáceas, las más primitivas, pues son las que presentan una composición más similar al Sol. Se formaron en regiones ricas en oxígeno del Sistema Solar temprano, por lo que la mayor parte del metal se encuentra en forma de silicatos, óxidos y sulfuros. Existen diferentes subgrupos nombrados con la letra del espécimen tipo (CI, CM, CV, etc.).
2. Condritas ordinarias. Constituyen más del 80% de las caídas, siendo con diferencia las más abundantes (de ahí su nombre). Se subdividen a su vez en tres grupos, H (*high*), L (*low*) y LL (*very low*), en función de su contenido en metal Fe (de más a menos), que da cuenta de las condiciones de oxidación de la región en la que se formaron. Las condritas H presentan un porcentaje de  $\sim 18\%$  en volumen de metal, mientras que para las LL es apenas un 4%. Además el contenido de olivina sobre el de piroxeno aumenta en la serie H-L-LL, siendo el cociente ol/px  $\sim 54/46$  para las condritas H y ol/px  $\sim 66/34$  para las condritas LL.
3. Enstatitas, cuyo nombre proviene de sus altos contenidos en dicho mineral, un silicato rico en magnesio. Prácticamente todo el hierro en las enstatitas está presente en su forma reducida (metal), lo que indica que estos meteoritos debieron formarse en un entorno casi sin oxígeno.
4. Otras condritas. Este clan está compuesto por dos grupos, cada uno de ellos asociado a un único meteorito: condritas R (*Rumuruti*) y condritas K (*Kakangari*). Las condritas R son lo opuesto a las enstatitas: los miembros de este grupo están altamente oxidados, con un alto porcentaje de olivina rica en hierro y una ausencia casi total de hierro en forma de metal. El grupo de condritas K está compuesto únicamente por 3 miembros. Estos meteoritos son ricos en troilita (sulfuro de hierro, FeS) y su estado de oxidación es intermedio entre las enstatitas y las condritas R.

Además, las condritas de cada grupo pueden ser divididas a su vez en tipos petrológicos cuya línea de base es el tipo 3, y que van del 1 al 7. Los tipos del 1 al 3 representan condritas muy desequilibradas por ausencia de metamorfismo termal, que han sufrido procesos de alteración debidos al agua, mientras que los tipos del 4 al 7 van aumentando su equilibrio al sufrir metamorfismo termal (que no implica procesos de fundido) y recristalización. La Figura 2.6 muestra un ejemplo de los distintos tipos petrológicos para condritas ordinarias.

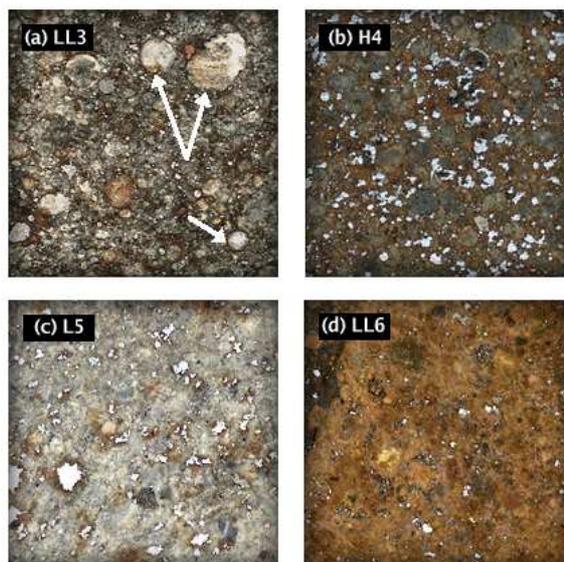


Figura 2.6: Secciones delgadas de varios tipos petrológicos de condritas ordinarias. (a) LL3.3-3.4 (*Dar al Gani 632*) Podemos apreciar numerosos cóndrulos de olivina de distintos tamaños (señalados con flechas); (b) H4 (*Dar al Gani 604*) Este meteorito tiene cóndrulos más pequeños, ligeramente entremezclados con la matriz, por lo que son menos evidentes que en el caso anterior; (c) L5 (*Dar al Gani 970*) Los límites de los cóndrulos empiezan a difuminarse como resultado del metamorfismo; (d) LL6 (*Acfer 354*) Los cóndrulos prácticamente han desaparecido, integrados en la matriz.

#### 2.4.2. Condritas ordinarias y asteroides tipo S

Los espectros de laboratorio de las condritas ordinarias muestran características debidas a la presencia de silicatos como la olivina y el piroxeno (ver sección 2.5). Los asteroides tipo S son los más observados en la región interior del cinturón principal, y como veremos más adelante, son también los más abundantes entre los asteroides cercanos a la Tierra. Dado que las condritas ordinarias son los meteoritos con mayor porcentaje de caídas, desde siempre se ha creído que los asteroides tipo S son sus progenitores más probables. Sin embargo, aunque los espectros de los asteroides tipo S muestran también las características bandas de absorción debidas a los silicatos, sus pendientes espectrales son más rojas que las de las condritas ordinarias.

El mecanismo más aceptado en la actualidad para explicar estas diferencias en la pendiente espectral es el llamado *space weathering*, o climatología espacial (Clark et al. 2002), que se describe como la exposición a la acción continuada de rayos cósmicos y bombardeo

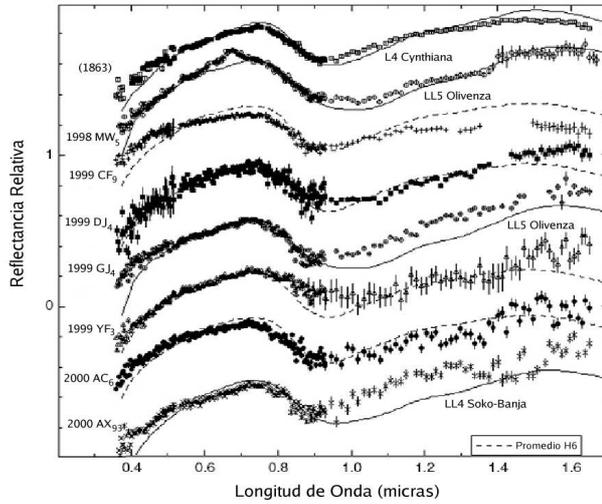


Figura 2.7: Comparación de espectros de meteoritos condritas ordinarias y NEAs de tipo espectral S hasta  $1.6 \mu\text{m}$ . Las diferencias en las pendientes espectrales que se aprecian se atribuyen a los efectos del *space weathering*, aunque son menores que en el caso de asteroides tipo S del cinturón principal. Los datos de los objetos pertenecen a Binzel et al. (2001) y los meteoritos a Gaffey (1976). La figura ha sido modificada de Binzel et al. (2002).

de micrometeoritos por parte de la superficie de los asteroides. El hecho de que sea más fácil encontrar análogos espectrales de las condritas ordinarias entre los asteroides tipo S con órbitas cercanas a la Tierra o NEAs (ver Figura 2.7), apoya esta explicación, pues como veremos a lo largo de esta tesis, se cree que estos asteroides presentan superficies más jóvenes, es decir, expuestas durante menos tiempo a los efectos del *space weathering* que los asteroides del cinturón principal.

### 2.4.3. Meteoritos rocosos: acondritas

Al contrario que las condritas, las acondritas son meteoritos rocosos que no poseen cóndrulos. Su diversidad es notable, variando desde las acondritas parcialmente fundidas y recristalizadas (las más raras), hasta las rocas ígneas, más numerosas, o las mezclas mecánicas de fragmentos ígneos derivados de éstas (*breccias*<sup>4</sup>). Las acondritas primitivas son acondritas que han sufrido procesos parciales de fundido y diferenciación en progenitores con composición condritica, por lo que asemejan en composición a las condritas más primordiales. Se cree que tras una fase inicial de calentamiento se enfriaron rápidamente, volviéndose geológicamente inactivas. Entre las acondritas primitivas encontramos distintos grupos, cada uno con sus características correspondientes (Acapulcoitas, Lodranitas, Brachinitas, etc.). El resto de acondritas se divide en cuatro grupos principales: el grupo HED, asociado al asteroide (4) Vesta, el grupo de acondritas provenientes de la Luna, el grupo SNC, asociado a Marte, y otras acondritas evolucionadas, como las angritas o las aubritas (también llamadas acondritas de enstatita).

### 2.4.4. Acondritas: grupo HED

El grupo HED toma su nombre de tres conjuntos de acondritas que lo componen: Howarditas, Eucritas y Diogenitas. Es el grupo más abundante de acondritas y han experimentado

<sup>4</sup>La palabra *breccia* proviene directamente del latín y significa “piedra rota”. Existen diferentes tipos de breccia, dependiendo del proceso que de lugar a la mezcla del material.

procesos de diferenciación ígnea similares a los que se observan para rocas magmáticas en la Tierra, como los basaltos. Las edades de cristalización que se infieren de sus abundancias isotópicas, entre 4.4 y 4.5 Gaños, indican los meteoritos HED provienen de un mismo objeto progenitor (muy probablemente el asteroide (4) Vesta), relativamente grande, y con una historia ígnea corta pero intensa. Los meteoritos HED están compuestos principalmente por distintos tipos de piroxenos. El material pulverizado en granos (usualmente por una colisión) de eucritas y diogenitas y mezclado posteriormente como si fuera una especie de cemento, constituye el breccias que denominamos howarditas.

#### 2.4.5. Meteoritos rocosos de tipo ferroso y meteoritos ferrosos

Los meteoritos rocosos de tipo ferroso agrupan varias clases de meteoritos que no están ni genética ni químicamente relacionados, pero que están compuestos casi a partes iguales de metal y silicatos. De hecho, varios grupos de condritas y de acondritas entrarían en esta categoría, pero típicamente se subdivide en sólo dos grupos:

1. Palasitas. Las palasitas están formadas de cristales de olivina rica en magnesio inmersos en una matriz de metal Fe-Ni. Basándose en su origen y en su historia de formación, se cree que las palasitas son muestras de material en el límite entre el núcleo (metálico) y el manto (olivina) de un objeto diferenciado.
2. Mesosideritas. En este caso se trata de mezclas mecánicas de silicatos y metal que han recrystalizado. El silicato se encuentra en forma de breccias y está formado por piroxeno y plagioclasa.

Los meteoritos ferrosos están compuestos casi exclusivamente de metal Fe-Ni, con pequeñas cantidades de minerales accesorios, como la troilita o el grafito. Se subdividen en grupos atendiendo bien a la estructura que presentan sus superficies al ser pulidas y tratadas con ácido, bien a su composición (básicamente abundancias de elementos traza, como el germanio, el iridio, etc.). A pesar de dar cuenta de aproximadamente el 89 % de la masa total de los meteoritos conocidos, constituyen sólo el 6 % de las caídas.

## 2.5. Características espectrales de los minerales más frecuentes

La caracterización de la composición del material de la superficie de un asteroide se basa en la interpretación de propiedades de diagnóstico observables para determinar la presencia, abundancia y/o composición de una o más especies minerales o químicas. Estas especies minerales se analizan en el laboratorio empleando espectros de transmisión y reflexión, simulando diferentes ángulos de visión y de incidencia, variando la temperatura, el tamaño de grano, los porcentajes de las fases minerales cuando se trata de mezclas, etc. Todas estas calibraciones nos ayudan a caracterizar el espectro de reflexión del asteroide que vamos a estudiar.

Así pues, la espectroscopía de reflexión en el visible y el infrarrojo cercano, es la técnica indirecta más sensible y más comúnmente empleada para caracterizar la composición de los asteroides. Las características de diagnóstico en estos espectros provienen de transiciones vibracionales y electrónicas dentro de especies moleculares o minerales específicas. La energía

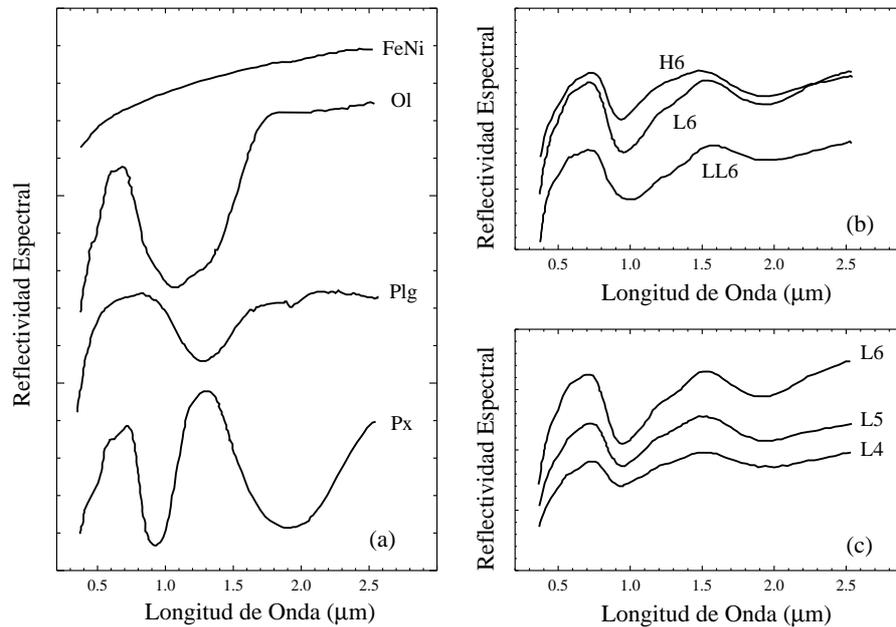


Figura 2.8: Espectros de reflexión de varios minerales o agrupaciones de minerales de importancia meteorítica. (a) Reflectividades espectrales de olivina (Ol), plagioclasa (Plg), piroxeno (Px) y metal hierro-níquel (FeNi); (b) espectros promedio de condritas H6, L6 y LL6. Nótese el ensanchamiento sistemático y el desplazamiento hacia longitudes de onda mayores de la banda de 1  $\mu\text{m}$  desde las condritas H hasta las LL; (c) espectros promedio de diferentes grados metamórficos de condritas tipo L. El aumento en intensidad de las bandas de absorción se aprecia al pasar del tipo 4 al tipo 6.

(longitud de onda) de las absorciones depende de las especies iónicas ( $\text{Fe}^{+2}$ ,  $\text{Fe}^{+3}$ ,  $\text{Ti}^{+4}$ , etc.) o moleculares ( $\text{H}_2\text{O}$ , OH,  $\text{CO}_3$ , C-H, etc.) y de la estructura mineral cristalográfica en la que se encuentren localizadas. En la Figura 2.8a pueden verse los espectros de reflexión de varias especies minerales presentes en la superficie de los asteroides y en los meteoritos, cada una de ellas con su característica espectral distintiva. Por ejemplo, la olivina presenta una banda ancha de absorción centrada en 1  $\mu\text{m}$ , formada por la superposición de tres bandas individuales, mientras que la plagioclasa (un tipo de feldespato) tiene una banda de absorción centrada en 1.2  $\mu\text{m}$ . El piroxeno muestra un par de absorciones cerca de 1 y 2  $\mu\text{m}$ , cuya posición depende, entre otras cosas, del mayor o menor contenido de calcio y hierro del mineral, mientras que el metal FeNi proporciona una contribución espectral que enrojece las pendientes espectrales y disminuye la profundidad de las bandas de absorción.

Otros minerales también exhiben características espectrales en los asteroides. Aquellos que incluyen agua, como los filosilicatos en los meteoritos CI y CM muestran una banda muy intensa cerca de 3  $\mu\text{m}$ , con bandas indicadoras cerca de 1.4  $\mu\text{m}$  y 1.9  $\mu\text{m}$ . Los minerales carbonatados muestran una serie de características vibracionales producidas por el  $\text{CO}_3^{2-}$  entre 1.7 y 2.7  $\mu\text{m}$ .

Muchos meteoritos y, presumiblemente, la mayoría de los asteroides, están compuestos por una mezcla de dos o más minerales. La Figura 2.8b muestra las curvas espectrales de tres tipos de condritas ordinarias, que difieren en la abundancia y la composición de las fases de olivina y piroxeno que las componen. El aumento de abundancia relativa de

olivina a lo largo de la serie H-L-LL se manifiesta en un ensanchamiento de la banda de absorción y en un desplazamiento de la posición del primer mínimo hacia longitudes de onda mayores. Propiedades petrográficas tales como el tamaño del grano y la uniformidad se hacen evidentes en el aumento de la intensidad de la banda de absorción que se observa entre diferentes grados metamórficos de condritas, como puede verse en la secuencia L4-L5-L6 de la Figura 2.8c. En la Tabla 2.3 podemos ver un resumen de los tipos espectrales que encontramos entre los asteroides, así como su mineralogía asociada y los posibles meteoritos análogos.

Tabla 2.3: Mineralogía generalizada y posibles meteoritos análogos de los tipos taxonómicos de los asteroides. El contenido en hierro se mide en porcentaje molar de ferrosilita [Fs],  $\text{Fe}_2(\text{SiO}_3)_2$  (ver Apéndice A).

Tipo	Fase Mineral Principal	Posible Meteorito Análogo
V	Piroxeno +/- Feldespato	Eucritas, howarditas, diogenitas
A	Olivina +/- metal FeNi	Acondritas de Olivina (Brachinitas) Palasitas Residuos de fundido parcial de olivina-metal
E	Enstatita	Aubritas Enstatita con hierro (Fs <sub>2-4</sub> ) Aubrita con Fe (Fs <sub>2-4</sub> )
R	Olivina + Ortopiroxeno	Conglomerados olivina-piroxeno Residuos de fundido parcial de olivina-piroxeno
M	Metal +/- enstatita	Meteoritos metálicos
	Silicatos hidratados + orgánicos?	Aubritas
S	Olivina + Piroxeno + Feldespato (+ metal)	Condritas ordinarias Palasitas con piroxeno Meteoritos rocosos de tipo ferroso ricos en olivina
Q	Olivina + Piroxeno (+ metal)	Condritas ordinarias
C	Silicatos hidratados con hierro	Condritas CI1 & CM2 Acumulación de CI1 & CM2 deshidratados
B	Silicatos hidratados pobres en hierro	Acumulación de tipos CI1 altamente lixiviados y parcialmente deshidratados
G	Silicatos hidratados pobres en hierro	Acumulación de tipos CI1 altamente lixiviados
F	Silicatos hidratados + orgánicos	Acumulación de CI1 & CM2 ricos en orgánicos
P	Silicatos anhídridos + orgánicos	Partículas de polvo cósmico de olivina-orgánicos
D	Orgánicos + Silicatos anhídridos	Partículas de polvo cósmico de orgánicos-olivina
T	Troilita (FeS) (+ metal FeNi)	Meteoritos metálicos ricos en troilita
K	Olivina + opacos	Condritas CV3/C03
Z	Orgánicos (+ silicatos anhídridos)	Partículas de polvo cósmico ricas en orgánicos



# 3

---

## Asteroides cercanos a la Tierra (NEAs)

La población de objetos cercanos a la Tierra o NEOs, como se los denomina comúnmente por sus siglas en inglés (*Near-Earth Objects*), incluye tanto asteroides (NEAs) como cometas extintos/activos (NECs) cuyo perihelio  $q$  es menor o igual que 1.3 U.A. y cuyo afelio  $Q$  es mayor o igual que 0.983 U.A. Es decir, son objetos cuyas órbitas se encuentran confinadas en la región delimitada por los perihelios de Marte y de la Tierra respectivamente. Dentro de la población de NEAs se incluyen los Apolos ( $a \geq 1.0$  U.A. y  $q \leq 1.016$  U.A.), los Atenas ( $a < 1.0$  U.A. y  $Q \geq 0.983$  U.A.) y los Amor ( $1.016 < q < 1.3$  U.A.).

La Figura 3.1 muestra la región en el espacio de parámetros orbitales  $a - e$  comprendida entre 0 y 5 U.A. Los distintos tipos de NEAs se encuentran entre las líneas de  $Q = 0.983$  y  $q = 1.3$  U.A., de acuerdo a las definiciones dinámicas anteriores. La región comprendida entre  $1.3 < q < 1.66$  U.A. corresponde a los *Mars Crossers* (MCs). Los IEOs (*Interior to Earth's Orbit*) pertenecen también a la población de NEOs y se caracterizan por tener órbitas dentro de la órbita de la Tierra ( $Q < 0.983$  U.A.). La zona sombreada corresponde a la región de los cometas de la familia de Júpiter.

Los NEOs son objetos que han “emigrado” al Sistema Solar interior, con tiempos de vida del orden de  $10^6$ – $10^7$  años (Morbidelli et al. 2002). Debido a que estos tiempos de vida son muy cortos en comparación con la edad del Sistema Solar, la población actual de estos objetos debe ser alimentada de forma periódica. El modelo dinámico desarrollado por Bottke et al. (2002a) describe muy bien las posibles fuentes de NEOs, tal y como explicamos a continuación.

### 3.1. Dinámica de los NEAs: distintas fuentes de origen

Los primeros estudios que indicaron que las diferentes resonancias gravitacionales existentes en el Sistema Solar podían forzar a los asteroides del cinturón principal a atravesar las órbitas de los planetas interiores, fueron realizados a finales de los 70 y principios de los 80 (Wetherill 1979, Wisdom 1983). Siguiendo estos trabajos, se han encontrado dos rutas de transporte muy eficientes para el origen de los NEOs: la resonancia secular  $\nu_6$ , que ocurre cuando las velocidades de precesión promedio de las longitudes de perihelio del asteroide y de Saturno son iguales, y la resonancia media 3:1 con Júpiter (Froeschle & Morbidelli 1994,

Moons 1997). Posteriormente Morbidelli & Nesvorný (1999) encontraron que los objetos que cruzan la órbita de Marte son generados por una variedad de resonancias medias débiles con Júpiter o Marte y por resonancias de tres cuerpos con Júpiter y Saturno (Nesvorný & Morbidelli 1998). Por tanto, los *Mars Crossers* (MCs) deben ser considerados como una fuente potencial de NEOs, además de las resonancias  $\nu_6$  y 3:1.

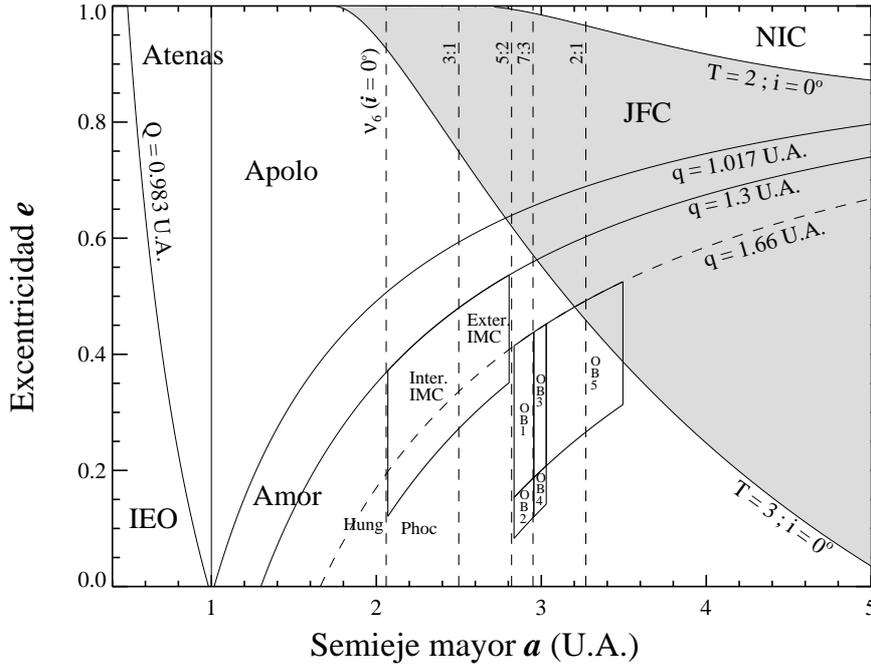


Figura 3.1: Distintas posibles fuentes de procedencia de los NEAs en el espacio orbital  $a-e$ , según el modelo dinámico de Bottke et al. (2002a). Ver texto para más detalle. Se indican en la figura los distintos NEAs (Atenas, Apolo y Amor), así como las líneas de perihelio  $q$  constante que separan estas poblaciones. La región sombreada corresponde a los cometas de la familia de Júpiter (JFC), con  $2 < T < 3$  ( $i = 0^\circ$ ). Las líneas discontinuas indican la posición de varias resonancias gravitacionales.

Desde un punto de vista dinámico, las órbitas de la mayoría de los cometas y los asteroides son remarcadamente diferentes. El criterio usado comúnmente para diferenciar entre órbitas cometarias y asteroidales está relacionado con el llamado parámetro de Tisserand<sup>1</sup> (Kresak 1979), definido como

$$T = \frac{a_J}{a} + 2 \cos i \sqrt{\left(\frac{a}{a_J}\right) (1 - e^2)}$$

donde  $a$  y  $a_J$  son los semiejes mayores de las órbitas del asteroide y de Júpiter, respectivamente, y  $e$  e  $i$  son la excentricidad y la inclinación de la órbita del asteroide. El ángulo  $i$  se mide relativo al plano orbital de Júpiter. Diferentes trabajos han mostrado que, tanto la

<sup>1</sup>El parámetro de Tisserand puede definirse como la pseudo-energía de la integral de Jacobi que debe conservarse en el problema restringido de los tres cuerpos.

región de los cometas de la familia de Júpiter (JFC), con  $2 < T < 3$ , como la región asociada a los *nearly isotropic comets* (NIC), con  $T < 2$ , pueden ser también fuentes potenciales, aunque en menor medida, de NEOs.

El modelo de dinámica que consideramos en este trabajo de tesis ha sido desarrollado por Bottke et al. (2002a) y puede resumirse de la siguiente manera. Un conjunto de partículas prueba localizadas en las regiones definidas como posibles fuentes (y entre las que diferencian entre primarias y secundarias), son seguidas mediante un código de  $N$ -cuerpos durante 100 millones de años hasta que penetran la región de los NEOs. Tras el periodo de integración se calcula el tiempo cumulativo empleado por las partículas procedentes de cada región fuente en cada una de las celdas unidad equiespaciadas de una zona con  $a < 4.2$  U.A.,  $e < 1.0$  y  $i < 90^\circ$ . Así, las regiones fuentes definidas como primarias son: la resonancia media 3:1 con Júpiter (a unas 2.5 U.A., ver Figura 3.1); la resonancia secular  $\nu_6$ , situada a unas 2.06 U.A. para  $i = 0^\circ$ ; la región intermedia de los MCs (IMC), con  $q > 1.3$  U.A.,  $2.06 \leq a \leq 2.43$  U.A. (IMC Interior) o  $2.52 \leq a < 2.8$  U.A. (IMC Exterior) e  $i < 15^\circ$  (señaladas respectivamente en la Figura 3.1 como Inter. IMC y Exter. IMC); la población del cinturón principal exterior (OB, *Outer Belt*), dividida en distintas zonas desde la OB1 hasta la OB5; y la región de los JFC. Además, como regiones fuente secundarias encuentran, entre otras, el grupo de los Hungaria, con  $1.77 < a < 2.06$  U.A. y  $i > 15^\circ$ ; y el grupo de los Phocaea, con  $2.1 < a < 2.5$  y  $i$  por encima de la región definida para la resonancia  $\nu_6$  (ver Figura 2.3).

Bottke et al. (2002a) encuentran que, para su muestra de NEOs con  $H < 22$ , las probabilidades de procedencia de las cinco regiones fuente primarias son: 37 % para la  $\nu_6$ , 25 % para la IMC, 23 % para la 3:1, un 8 % para la OB y un 6 % para la JFC. Es decir, aproximadamente un 61 % de los NEOs con  $H < 22$  proviene del cinturón principal interior, un 24 % de la zona central y apenas un 8 % del exterior.

### 3.2. Asteroides en órbitas cometarias (ACOs)

El largo número de asteroides descubiertos en las últimas dos décadas por diferentes surveys, ha mostrado que existe un número significativo de asteroides en órbitas de tipo cometario (o ACOs, de sus siglas en inglés). La mayor parte de los cometas tiene órbitas inestables con  $T < 3$ , mientras que la gran mayoría de los asteroides tiene órbitas con  $T > 3$ . El descubrimiento de objetos en órbitas de tipo asteroidal que presentan brotes de actividad temporales (Fernandez et al. 1997), o la evidencia de que los cometas pueden desarrollar una apariencia asteroidal cuando la sublimación se detiene, hace que la distinción entre cometas y asteroides en función de la dinámica se vuelva insuficiente.

Los objetos en órbitas cometarias son dinámicamente inestables, implicando que dicha población necesita ser continuamente realimentada. Por tanto, debe existir algún mecanismo dinámico que perturbe las órbitas de los asteroides típicos, cambiando su invariante de Tisserand de  $T > 3$  a  $T < 3$ , y/o algún mecanismo físico que desactive los núcleos cometarios, transformando un típico cometa activo en un objeto de apariencia asteroidal. Así pues, todos los objetos con  $T < 3$  y aspecto asteroidal (sin una coma observable) son candidatos a ser cometas muertos o durmientes.

Los ACOs son objetos que se encuentran en la zona de transición entre los asteroides y los cometas, y su estudio es importante por diferentes razones. Entre ellas se encuentran la formación de los mantos de polvo cometarios y los estados finales de los cometas, la

determinación de la población de cometas de la familia de Júpiter (JFCs), y los procesos dinámicos que mueven los asteroides desde sus órbitas típicamente asteroidales a órbitas de tipo cometario.

Además, se cree que una cierta fracción de los NEAs provienen de cometas que han desarrollado una apariencia asteroidal al finalizar la fase de sublimación, por lo que se hace particularmente interesante establecer la contribución de cometas dormidos o inactivos a la población de NEAs. Si bien Bottke et al. (2002a) consideran que esta contribución oscila entre el 2 y el 10 % (para magnitudes  $13 < H < 22$ ), Fernández et al. (2002) muestran que la población real de NEAs en órbitas cometarias puede explicarse mediante objetos dispersados de la región exterior del cinturón principal. Binzel et al. (2004b) estiman una contribución entre el 10 y el 18 %, una vez aplicadas correcciones asociadas a factores dinámicos, de albedo y de diámetro, mientras que Demeo et al. (2008) indican que el porcentaje oscila entre 0 y 16 %. Este hecho ha motivado la creación de un subprograma observacional dentro del survey desarrollado para este trabajo de tesis doctoral. Los resultados obtenidos a partir del estudio de los ACOs de este subprograma han dado lugar a diferentes publicaciones (Alvarez-Candal & Licandro 2006, Licandro et al. 2006 y Licandro et al. 2008), y forman parte de la tesis doctoral presentada por Álvaro Álvarez Candal. En la sección 4.5 mostramos un resumen de los resultados más importantes.

### 3.3. Variedad taxonómica

Aunque los últimos estudios indican que la mayoría de tipos taxonómicos que se encuentran en el cinturón principal podemos encontrarlos entre los NEAs, el mayor porcentaje de objetos se clasifica como tipo S, seguidos de los objetos tipo Q y los tipo X.

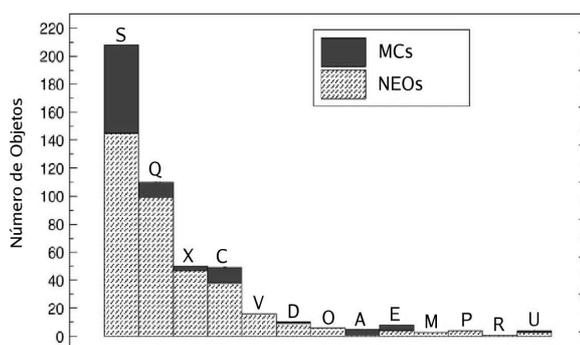


Figura 3.2: Diversidad de clases taxonómicas observadas entre la población de NEAs. Aproximadamente el 90 % de los objetos se encuentran en los tipos S, Q y C. Teniendo en cuenta los sesgos observacionales y de detección, aproximadamente un 40 % de los NEAs son de tipo S y un 25 % de tipo Q. El tipo S domina la población de MCs (65 %). Los tipos A y E, poco frecuentes, parecen ser más abundantes entre los MCs (Modificado de Binzel et al. 2004b).

En un trabajo reciente, Binzel et al. (2004b) analizan los espectros de más de 400 NEAs extraídos de la base de datos SMASS (ver capítulo 4). Al aplicar su método de clasificación taxonómica (Bus & Binzel 2002b) y realizar un estudio estadístico, encuentran que los tipos taxonómicos más frecuentes en la población de NEAs (ver Figura 3.2), son los tipos S, Q, X y C, con aproximadamente un 90 % de los objetos clasificados como tales. Teniendo en cuenta los sesgos observacionales y de detección, asociados al mayor brillo superficial y por tanto mayor detectabilidad de los tipos S y Q, Binzel et al. (2004b) encuentran que aproximadamente un 40 % de NEAs son de tipo S, un 25 % de tipo Q (porcentaje mucho

mayor que los que se encuentran en el cinturón principal), y un 65 % de los MCs se clasifican como tipo S.

### 3.4. Los efectos del *space weathering*

Las características mineralógicas de los asteroides tipo S son muy variadas, existiendo varios subtipos en función de la mayor o menor proporción de silicatos y metal. Desde que comenzaron a medirse las propiedades espectrales de los NEAs, se generó un debate sobre cómo los meteoritos más comunes ( $\sim 80\%$ ), las condritas ordinarias, están relacionados con los asteroides más observados, los tipo S. Los espectros de reflexión de los primeros suelen poseer pendientes espectrales mucho menos pronunciadas que los de este tipo de asteroides. De hecho, las observaciones espectrales realizadas para una variedad de tamaños desde los meteoritos ( $\sim 1\text{m}$ ) hasta los asteroides tipo S del cinturón principal ( $\sim 100\text{ km}$ ) parecen mostrar una transición suave entre ambos grupos de objetos, con los espectros de los NEAs ocupando dicha zona de transición (ver Figura 3.3).

Esta diferencia se asocia a la acción sobre la superficie expuesta del asteroide de las partículas cargadas del viento solar, a la radiación electromagnética y al bombardeo de partículas de polvo interplanetario, micrometeoritos y rayos cósmicos. Todos estos fenómenos se agrupan en lo que se conoce como “clima espacial” o *space weathering*. El efecto del *space weathering* sobre la superficie de los asteroides consiste principalmente en un enrojecimiento (la pendiente del espectro se hace más pronunciada) y un oscurecimiento (las bandas de absorción se hacen menos profundas) de sus espectros de reflexión.

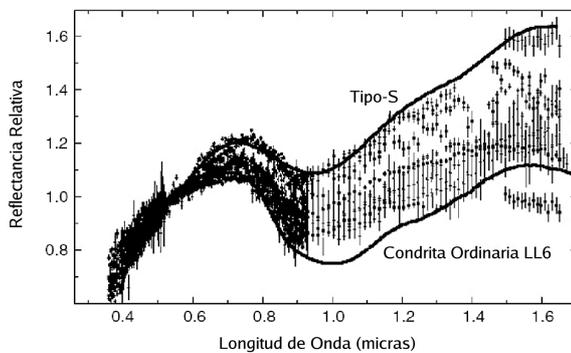


Figura 3.3: Distribución aparentemente continua de los espectros de reflexión entre las condritas ordinarias (los meteoritos más comunes) y los asteroides tipo S del cinturón principal. Los espectros que ocupan la zona intermedia pertenecen a NEAs tipo S. Los datos para los asteroides se han tomado de (Binzel et al. 2001).

Los efectos del *space weathering* sobre la superficie de los asteroides han sido estudiados durante la última década (Pieters et al. 1993, Chapman 1996, Pieters et al. 2000, Sasaki et al. 2001, Hiroi & Sasaki 2001). En varios trabajos recientes, Brunetto & Strazzulla (2005) y Strazzulla et al. (2005) han realizado diferentes experimentos de irradiación con iones, bombardeando muestras de condritas ordinarias y de silicatos con una variedad de iones ( $\text{H}^+$ ,  $\text{He}^+$ ,  $\text{Ar}^+$ ,  $\text{Ar}^{2+}$ ) y de energías (60–400 keV), comparando los resultados con las pendientes y las profundidades de banda de un grupo de NEAs. A medida que irradian la condrita ordinaria, observan un enrojecimiento de la pendiente del espectro comparable con la pendiente de los espectros de diferentes NEAs.

Encuentran además que la irradiación debida al viento solar es un mecanismo que puede enrojecer los espectros de los asteroides en una escala temporal inferior a  $10^6$  años, siendo

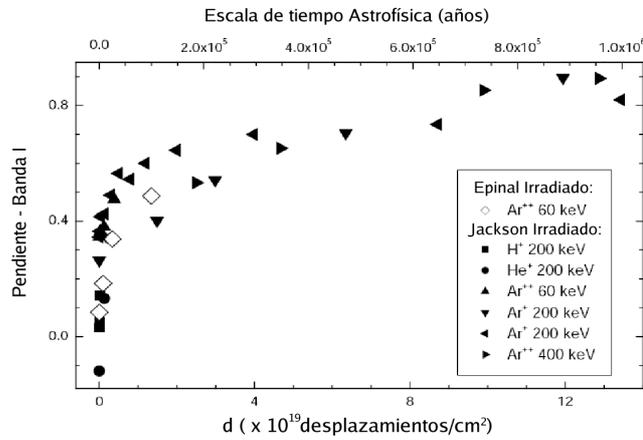


Figura 3.4: Pendiente espectral de la Banda I frente al parámetro  $d$  (ver texto). Los puntos indican los valores para dos meteoritos irradiados con diferentes iones a distintas energías. En el eje superior se muestra una estimación de la escala temporal astrofísica a 1 U.A. Figura modificada de Brunetto & Strazzulla (2005).

este mecanismo más eficiente a 1 U.A. que el bombardeo de micrometeoritos. Concretamente, relacionan de una manera sencilla la pendiente espectral de la primera banda de absorción (ver Figura 3.4) con el parámetro  $d$ , que definen como el número de desplazamientos por centímetro cuadrado producidos en la red cristalina debido a la irradiación, y que está directamente relacionado con la energía de los iones que impactan sobre la superficie.

Este resultado confirma al *space weathering* como el principal responsable de las diferencias en las pendientes espectrales entre los asteroides tipo S y las condritas ordinarias: los MBs tipo S tendrían superficies más “viejas” (han sufrido los efectos del *space weathering* durante más tiempo), mientras que los NEAs que se asemejan más a las condritas ordinarias tendrían las superficies más jóvenes, probablemente rejuvenecidas por colisiones.

### 3.5. Importancia del estudio de los NEAs

Como ya mencionamos en la introducción, los asteroides cercanos a la Tierra tienen especial importancia por diferentes razones. Antes de comenzar con la descripción del survey espectroscópico NEOSS en el siguiente capítulo, recordemos brevemente la importancia del estudio de sus propiedades composicionales y dinámicas, así como algunos puntos que han motivado este trabajo de tesis doctoral:

1. Además del interés propiamente científico, y de la accesibilidad que supone su cercanía para el envío de misiones espaciales e incluso la obtención directa de muestras de su superficie, desde un punto de vista más práctico, conocer las características composicionales de estos objetos se convierte en un dato importante a la hora de establecer probabilidades de impacto con la Tierra, así como consecuencias derivadas de una hipotética colisión.
2. El análisis mineralógico detallado de la superficie de los NEAs permite establecer qué objetos han sufrido procesos de diferenciación ígnea, y por tanto, junto con los datos proporcionados por los meteoritos en el laboratorio, establecer conexiones entre las condiciones de temperatura y gradiente composicional de la nebulosa solar, los procesos de acreción que han tenido lugar, los mecanismos de calentamiento y las

alteraciones termales y/o acuosas que han sufrido estos objetos. Podemos decir que estos asteroides nos dan el contexto espacial y geológico, mientras que los meteoritos nos proporcionan un contexto temporal.

3. Los estudios composicionales, combinados con modelos de dinámica, permiten desandar el camino seguido por los NEAs y llegar a sus fuentes originales, ayudando a establecer mejor sus orígenes y las diferentes rutas de transporte que los llevan desde sus regiones de procedencia hasta la vecindad de la Tierra. Más concretamente, estos estudios ayudarán a entender mejor la conexión existente entre los NEAs más comunes (tipo S) y los meteoritos más abundantes, las condritas ordinarias, como veremos en el desarrollo de este trabajo.

Así pues, una vez que hemos descrito las características más importantes de los asteroides en general y de los NEAs en particular, pasamos a describir, en el siguiente capítulo, los detalles observacionales y de procesamiento de datos del survey espectroscópico NEOSS, el cual hemos llevado a cabo para poder realizar esta tesis doctoral.



# 4

---

## Survey espectroscópico visible e infrarrojo de NEOs (NEOSS)

### 4.1. Selección de la muestra de objetos

Para seleccionar los asteroides cercanos a la Tierra que queremos observar, empleamos como principal criterio su definición dinámica (perihelio  $q < 1.3$  U.A.), y además imponemos que su brillo sea suficiente para tener una buena relación señal/ruido con la instrumentación que usamos (típicamente  $V < 18$ ). Esta limitación en magnitud no supone un sesgo real, puesto que estos asteroides se acercan periódicamente a la Tierra, haciendo que aquellos que se descartan durante un periodo de observación por ser débiles, se recuperen cuando sean más brillantes. En el survey incluimos también algunos *Mars Crossers* ( $q < 1.66$  U.A.).

Un subprograma surgido del survey espectroscópico de NEOs es el de asteroides en órbitas cometarias (ACOs). Para seleccionar estos objetos, imponemos que su parámetro de Tisserand ( $T$ ) se encuentre en el rango  $2.00 \leq T < 3.02$  (ver Licandro et al. 2008). Para tener además una muestra de comparación, observamos un asteroide Troyano, 5 Hildas y 4 asteroides del cinturón principal (MB) de tipo D (ver tabla 4.3). Empleamos el mismo criterio de selección en cuanto a magnitudes que el utilizado con los NEOs. En ambos casos, intentamos en la medida de lo posible que los objetos seleccionados no hayan sido observados previamente, o que el espectro obtenido mejore la relación señal/ruido o cubra un rango espectral mayor (necesario para aplicar los métodos de análisis) del ya publicado.

En la Figura 4.1 podemos ver una representación de los valores de semieje mayor ( $a$ ) y excentricidad ( $e$ ) de los objetos que conforman nuestra base de datos. Los diferentes colores simbolizan los distintos tipos de objetos: azul para los NEAs y MCs, verde para los ACOs y rojo para los MBs. En la figura se muestran también las distintas zonas que delimitan estos grupos atendiendo a su definición dinámica. En conjunto, el survey espectroscópico NEOSS contiene observaciones en el rango visible e infrarrojo cercano de un total de 75 NEAs y MCs, 12 MBs (Hildas, Troyanos y asteroides tipo D) y 27 ACOs, 10 de ellos NEAs o MCs.

Los parámetros orbitales de cada objeto se extraen de la base de datos ASTORB<sup>1</sup> (*The*

---

<sup>1</sup><ftp://ftp.lowell.edu/pub/elgb/astorb.html>

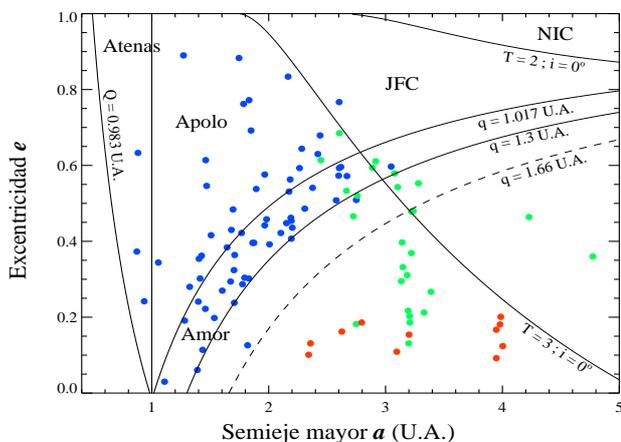


Figura 4.1: Representación de semieje mayor y excentricidad de los objetos observados en este trabajo. Los distintos tipos de NEAs (Atenas, Apolo y Amor) se encuentran entre las líneas de  $Q = 0.983$  y  $q = 1.3$  U.A. El espacio entre las líneas  $T = 2$  y  $T = 3$  corresponde a los cometas de la familia de Júpiter (JFC). Los puntos azules agrupan los NEAs y los MCs, los puntos verdes corresponden a los ACOs y los rojos a los MBs.

*Asteroid Orbital Elements Database*), mantenida por el Lowell Observatory, en Arizona. Esta base de datos contiene información precisa de los elementos orbitales osculantes calculados para cada objeto ( $a$ ,  $e$ ,  $i$ , anomalía media, longitud del nodo ascendente, argumento del perihelio, etc.), así como información sobre incertidumbres en las efemérides, magnitudes absolutas, índices de color, tamaños, etc. En la actualidad cuenta con aproximadamente 425000 entradas y se actualiza cada día con las nuevas incorporaciones que aparecen en el Minor Planet Center.

Con los valores de semieje mayor, excentricidad e inclinación, calculamos el perihelio ( $q$ ) y el parámetro de Tisserand ( $T$ ) de todos los objetos y usamos estos parámetros en nuestros criterios de selección. La Tabla 4.1 muestra un ejemplo de parte de la información que se puede encontrar en esta base de datos.

Tabla 4.1: Ejemplo con la información más relevante de la base de datos ASTORB que mantiene el Lowell Observatory. Los valores de anomalía media ( $M$ ), argumento del perihelio ( $\omega$ ), longitud del nodo ascendente ( $\Omega$ ), así como la excentricidad ( $e$ ), el semieje mayor de la órbita ( $a$ ) y la inclinación ( $i$ ), se dan con una precisión de 6 o más cifras decimales.

		$H$	$G$	IRAS $D$ (km)	$M$ ( $^{\circ}$ )	$\omega$ ( $^{\circ}$ ) J2000	$\Omega$ ( $^{\circ}$ ) J2000	$i$ ( $^{\circ}$ )	$e$	$a$ (U.A.)	$q$ (U.A.)	$T$
1	Ceres	3.34	0.12	848.4	258.750	73.042	80.406	10.586	0.079	2.766	2.546	3.309
2	Pallas	4.13	0.11	498.1	242.489	310.312	173.136	34.840	0.230	2.771	2.132	3.043
3	Juno	5.33	0.32	233.9	166.443	247.880	170.102	12.966	0.257	2.668	1.981	3.298
4	Vesta	3.20	0.32	468.3	36.073	149.978	103.914	7.135	0.089	2.361	2.150	3.535
...	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
...	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...

## 4.2. Observaciones

Todas las observaciones llevadas a cabo para completar este survey han sido realizadas en las instalaciones del Observatorio del Roque de los Muchachos, en La Palma, operado por

el Instituto de Astrofísica de Canarias. Los telescopios empleados para obtener los datos en longitudes de onda visibles son el Nordic Optical Telescope (NOT), de 2.56m de diámetro, y el William Herschel Telescope (WHT), de 4.2m de diámetro. Los datos en el infrarrojo cercano se tomaron con el Telescopio Nazionale Galileo (TNG), de 3.58m de diámetro. En la tabla 4.3 se encuentran los detalles de las circunstancias observacionales de cada objeto: masa de aire, tiempo de exposición, elongación, ángulo de fase, magnitud visual en el momento de la observación, etc. Analizando estos valores se puede obtener información acerca de las propiedades generales de este survey.

En primer lugar, los 105 objetos que constituyen nuestra base de datos, fueron observados durante 28 noches, repartidas a lo largo de 6 años (entre 2002 y 2007). Las observaciones se realizaron siempre lo más cerca posible del meridiano local del asteroide, con un valor promedio de masa de aire de  $1.23 \pm 0.21$ , como puede verse en la Figura 4.2a. Los asteroides observados tenían una magnitud visual aparente entre 13 y 20, con un valor promedio de  $16.8 \pm 1.1$ , como muestra la Figura 4.2b. Además, intentamos en la medida de lo posible observar los objetos con ángulos de fase ( $\alpha$ ) pequeños, para evitar efectos de enrojecimiento de las pendientes espectrales<sup>2</sup>. En general, los asteroides se observaron a ángulos de fase inferiores a  $30^\circ$ , con un valor promedio de  $27.5^\circ$  (Figura 4.2c).

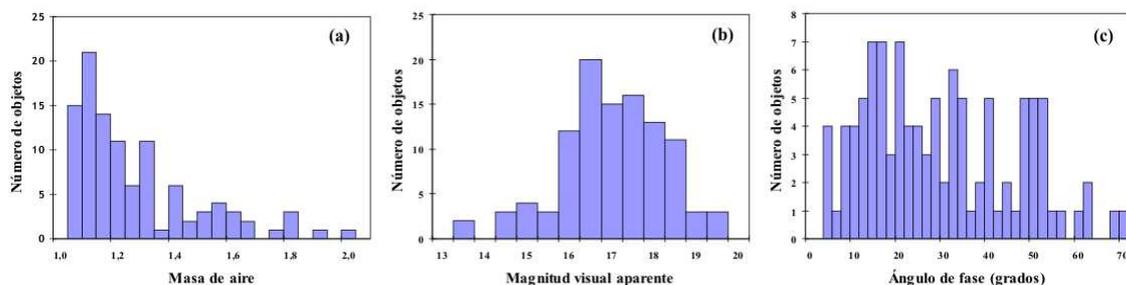


Figura 4.2: Distribución de algunas de las características observacionales de nuestro survey: (a) masa de aire, (b) magnitud visual aparente ( $m_V$ ) y (c) ángulo de fase ( $\alpha$ ).

#### 4.2.1. Espectroscopía en el visible

– *NOT-ALFOSC*: en el telescopio NOT empleamos la cámara-espectrógrafo ALFOSC (*Andalucía Faint Object Spectrograph and Camera*), que contó con una cámara CCD de 2048x2048 píxeles y una escala de  $0.188''/\text{píxel}$  hasta septiembre de 2003 (CCD#7). En esa fecha fue sustituida por una CCD de iguales dimensiones y con una escala de  $0.190''/\text{píxel}$  (CCD#8). Debido a problemas con el recubrimiento de la óptica de la nueva cámara, la transmisividad total del espectrógrafo no es la que se esperaba. Además, el nuevo detector CCD presenta niveles de *fringing*<sup>3</sup> de aproximadamente el doble de los que presentaba el

<sup>2</sup>A medida que los asteroides se acercan a la Tierra son observados con ángulos de fase mayores. Se ha comprobado que la pendiente espectral, especialmente en el rango visible, aumenta a medida que aumenta el ángulo de fase. Este efecto se conoce como *phase reddening*.

<sup>3</sup>Se llama *fringing* al efecto producido en los detectores CCD debido a las interferencias generadas entre la luz incidente y las reflexiones internas que se producen entre las capas del sustrato detector. La amplitud de las franjas de interferencia generadas depende del grosor del sustrato y de la eficiencia cuántica del detector,

detector original (ver Figura 4.3, izquierda). Para la obtención de los espectros empleamos un grisma con una dispersión de  $3 \text{ \AA}/\text{píxel}$  y un poder de resolución de  $R \sim 700$ , cubriendo un rango en longitud de onda de  $0.32\text{--}0.91 \text{ }\mu\text{m}$  (Grisma #4). La Figura 4.3 (derecha) muestra la eficiencia del sistema telescopio-espectrógrafo-detector para tres grismas diferentes, usando estrellas estándares de flujo. En el caso del Grisma #4, que es el que empleamos en este survey, pueden apreciarse los efectos de contaminación por términos espectrales de segundo orden (estrella más azul, de tipo espectral O9 V). Concretamente, un 20% de absorción para el filtro  $U$  por encima de  $5900 \text{ \AA}$ , como señala la flecha roja del gráfico. Para evitar esta contaminación, empleamos un filtro de corte que no deja pasar la luz por debajo de  $475 \text{ nm}$ . Utilizamos además una rendija de  $1.3$  segundos de arco.

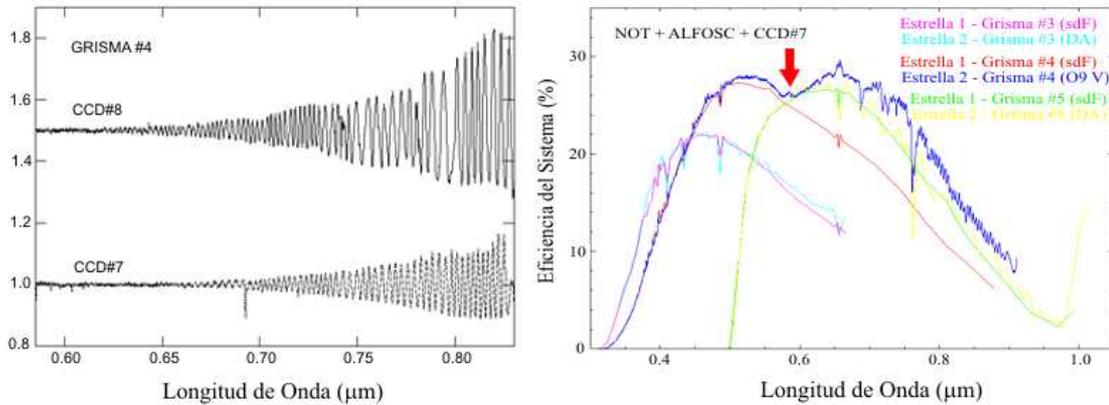


Figura 4.3: *Izquierda*: ejemplo del aumento del *fringing* al cambiar el detector CCD en el instrumento ALFOSC, para el caso concreto del grisma que empleamos en este survey. El nivel de *fringing* aumenta casi al doble; *Derecha*: eficiencia del sistema telescopio-espectrógrafo-detector para tres de los grismas. Se han utilizado 2 estrellas estándares de flujo para cada grisma. Entre paréntesis se indica el tipo espectral. Nótese el efecto de contaminación de segundo orden en el caso de la estándar azul para el Grisma #4 (flecha roja).

– *WHT-ISIS* : en el telescopio WHT empleamos el brazo rojo del espectrógrafo ISIS (*Intermediate dispersion Spectrograph and Imaging System*). La configuración telescopio-dicroico-rojo-detector permite observar simultáneamente en ambos brazos del espectrógrafo (azul y rojo), los cuales están optimizados en sus respectivos rangos espectrales con un detector sensible al rojo de  $4096 \times 2048$  píxeles y una escala de  $0.22''/\text{píxel}$ . Utilizamos únicamente el brazo rojo del espectrógrafo, con la red de difracción R158R ( $1.81 \text{ \AA}/\text{píxel}$ ), centrada en  $7500 \text{ \AA}$  y cubriendo un rango espectral de  $0.50\text{--}0.92 \text{ }\mu\text{m}$ . Empleamos para las observaciones una rendija de 2 segundos de arco.

En ambos casos se orienta la rendija en el ángulo paraláctico para corregir de refracción atmosférica. La luz proveniente de los objetos se desvía al atravesar las capas de la atmósfera, provocando un desplazamiento aparente de las imágenes. Este efecto es diferente a distintas longitudes de onda y se conoce como refracción atmosférica diferencial o dispersión atmosférica. La dirección de dispersión es perpendicular al horizonte de observación. Para evitar pérdidas de luz en los espectrógrafos, el ángulo de posición de la rendija (la

y suele ser mayor hacia longitudes de onda mayores para detectores CCD en en rango visible.

orientación de la rendija respecto al Norte) se iguala al ángulo paraláctico correspondiente, que no es sino el ángulo entre la posición del objeto en el cielo y el cenit local (Filippenko 1982).

El seguimiento del telescopio se iguala al movimiento propio del objeto a observar. Previamente se toma una o varias imágenes del campo (sin filtro) para localizar el objeto y posicionar la rendija del espectrógrafo sobre el mismo antes de comenzar la observación (en el caso del WHT es posible “ver” la rendija, lo que hace algo más sencillo este proceso). Para aumentar la relación señal/ruido y minimizar efectos residuales de variación píxel a píxel que puedan quedar tras la corrección de *flat-field*, se toman en la mayoría de los casos tres exposiciones desplazando el objeto unos 5 segundos de arco en la dirección de la rendija, para promediar luego estos tres espectros.

#### 4.2.2. Espectroscopía en el infrarrojo

– *TNG-NICS* : en el telescopio TNG usamos la cámara-espectrógrafo NICS (*Near Infrared Camera Spectrometer*) que cuenta con un detector de 1024x1024 píxeles y una escala de 0.25”/píxel. Empleamos una rendija de 1.5 segundos de arco y como elemento dispersor el prisma Amici. Este elemento dispersor está compuesto por una configuración de dos prismas de baja resolución y uno de alta resolución (Oliva 2000; Baffa et al. 2001), que cubren un rango de longitud de onda de 0.80–2.50  $\mu\text{m}$ , con una dispersión entre 30 y 100  $\text{\AA}$ /píxel. Presenta un poder de resolución de  $R \sim 34$  prácticamente constante a lo largo de la dirección espectral. La cámara-espectrógrafo NICS ofrece una alta transmisividad en baja resolución (ver Figura 4.4, izquierda), manteniéndose en promedio en un 88% en el rango espectral 0.90–2.50  $\mu\text{m}$ . Al igual que en el caso de las observaciones en el visible, la rendija se orienta en el ángulo paraláctico y se iguala la velocidad de seguimiento del telescopio al movimiento propio del objeto. También en este caso tomamos previamente una o varias imágenes del campo en el filtro  $J_s$  (ver Figura 4.4, derecha) para identificar el objeto y colocar la rendija del espectrógrafo sobre el mismo.

A la hora de adquirir los espectros en el infrarrojo cercano, seguimos el procedimiento descrito en Licandro et al. (2002). Básicamente, tomamos una serie de exposiciones cortas en una posición de la rendija (posición  $A$ ), desplazamos el telescopio unos 10 segundos de arco en la dirección espacial (posición  $B$ ) y obtenemos otra serie de exposiciones. Este proceso se repite y obtenemos un número de ciclos  $ABBA$ . Este procedimiento, denominado *dithering* sirve para eliminar la contribución del cielo, especialmente en la banda  $K$ . El número de ciclos, así como el tiempo de exposición de cada ciclo y el tiempo total para cada objeto puede verse en la tabla 4.3.

Ambas configuraciones, tanto en el visible como en el infrarrojo, de tamaño de rendija y resolución espectral baja, han demostrado ser muy eficientes para la espectroscopía de objetos del Sistema Solar (Licandro et al. 2001).

#### 4.2.3. Espectros de reflexión: estrellas análogas solares

Una particularidad de observar asteroides, es que son objetos que reflejan la luz del Sol en su superficie, por lo que, a la hora de interpretar la información contenida en sus espectros, debemos “eliminar” la contribución solar.

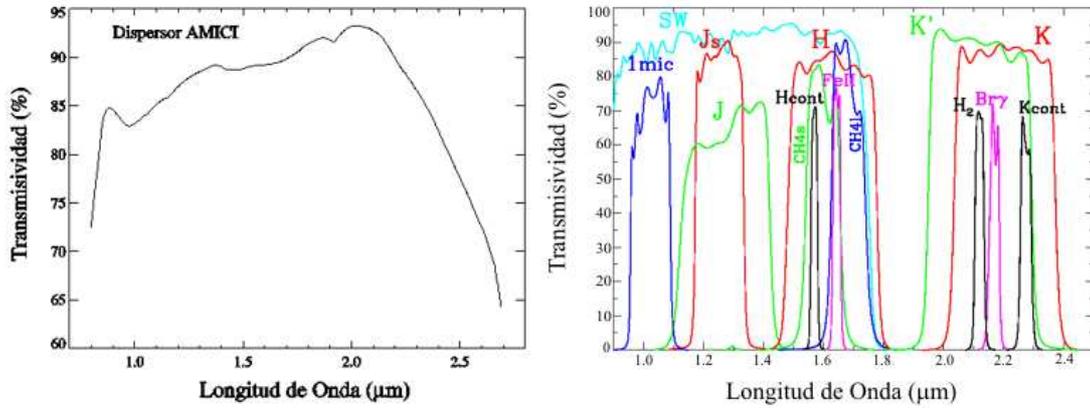


Figura 4.4: *Izquierda*: transmisividad del dispersor AMICI, formado por dos prismas de baja resolución y uno de alta resolución dispuestos en configuración clásica (Oliva 2000; Baffa et al. 2001). Esta configuración dispersa la luz sin desviar la longitud de onda central; *Derecha*: curvas de transmisión de los diferentes filtros de banda ancha y filtros estrechos que pueden usarse con la cámara-espectrógrafo NICS.

Esto se hace normalmente observando durante la noche varias estrellas cuyos colores/espectros son similares a los del Sol, denominadas estrellas análogas solares. Las estrellas se observan a masas de aire cercanas a las de los objetos, y además se observan varias estrellas diferentes en una misma noche (ver Tabla 4.3, última columna). De esta forma evitamos efectos debidos a la refracción atmosférica o a posibles irregularidades en los propios espectros obtenidos. La forma estándar de eliminar la contribución solar en los espectros de nuestros objetos es entonces dividir por el espectro de la estrella análoga solar. Obtenemos de este modo un espectro de reflexión y además corregimos las absorciones debidas a las líneas o bandas telúricas, producidas por la atmósfera terrestre.

En el caso de los espectros en el rango infrarrojo, se seleccionaron varias estrellas de la lista de Landolt (1992), de tipo espectral F8–G2.5, se observaron en noches previas junto con la estrella análoga solar P330E (Colina & Bohlin 1997) y se comprobó que mostraban espectros similares. Del mismo modo, verificamos que dichas estrellas son válidas también para el rango visible.

Los datos correspondientes a las estrellas análogas solares que hemos usado en nuestro survey se muestran en la Tabla 4.2. Las coordenadas y el tipo espectral se han extraído de la base de datos SIMBAD<sup>4</sup>, así como los valores de las magnitudes  $J$ ,  $H$  y  $K$  (a su vez extraídas del catálogo *Two Micron All Sky Survey*, 2MASS; Cutri et al. 2003). Los valores de la magnitud en  $V$  y del color  $B - V$  se han tomado de los distintos catálogos de Landolt (Landolt 1973; Landolt 1983; Landolt 1992), puesto que los valores proporcionados por SIMBAD no son precisos. Las estrellas Hyades 64 y 16 Cyg B están clasificadas como de clase 1 por Hardorp (1978), es decir, son consideradas análogas solares perfectas. Su magnitud  $V$  y su color  $B - V$  se han tomado de dicho trabajo. En la Tabla 4.2, podemos ver además los valores correspondientes a la estrella análoga solar que se ha usado como comparación, P330E (Colina & Bohlin 1997), así como el promedio de las análogas solares

<sup>4</sup><http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

de clase 1 (Hardorp 1978; Hardorp 1982) según una recopilación hecha por Campins et al. (1985). Los datos correspondientes al Sol se han tomado de diferentes trabajos (Hardorp 1980; Campins et al. 1985; Colina et al. 1996; Hainaut & Delsanti 2002).

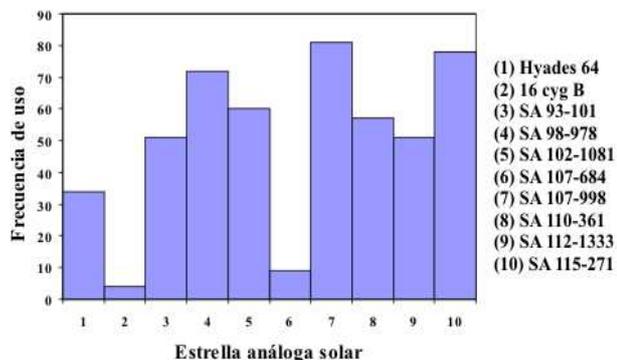


Figura 4.5: Frecuencia de observación de las estrellas análogas solares empleadas en este trabajo de tesis. La frecuencia de observación depende de la distribución de las noches a lo largo del año y de la visibilidad de las estrellas. La análoga solar menos empleada es la estrella 16 Cyg B, debido principalmente a que es la más brillante y presenta problemas de saturación.

No todas las estrellas que se indican en la Tabla 4.2 se han utilizado con la misma frecuencia. El reparto de las noches de observación a lo largo del año y el que la estrella sea visible o no en cada una de las noches, son los factores principales que determinan esta frecuencia. En la Figura 4.5 podemos ver la distribución del uso de las estrellas análogas solares. Las estrellas Hyades 64, 16 Cyg B se han empleado considerablemente menos que el resto, debido principalmente a que son más brillantes y producen problemas de saturación (especialmente en el rango infrarrojo).

Tabla 4.2: Estrellas análogas solares empleadas para la obtención de los espectros de reflexión de los objetos de este survey. La información de dichas estrellas ha sido extraída de la base de datos SIMBAD y de Landolt (1973,1983,1992). Se muestra también la estrella de comparación P330E, así como los valores promedio de las estrellas análogas solares de clase 1 según Hardorp (1978,1980) y los valores para el Sol, según distintos autores.

Estrella	$\alpha$ (J2000)	$\delta$ (J2000)	$V$	$B - V$	$V - K$	$J - H$	$H - K$	Tipo
Hyades 64 <sup>6</sup>	04:26:40.1	+16:44:49	8.090	0.657	1.543	0.250	0.096	G2 V
16 Cyg B <sup>6</sup>	19:41:51.9	+50:31:03	6.200	0.660	1.550	0.290	0.050	G2.5 V
Land SA 93-101	01:53:18.0	+00:22:25	9.720 <sup>5</sup>	0.650 <sup>5</sup>	1.548	0.309	0.098	G5
Land SA 98-978	06:51:34.0	-00:11:28	10.570 <sup>3</sup>	0.609 <sup>3</sup>	1.399	0.255	0.084	F8
Land SA 102-1081	10:57:04.4	-00:13:10	9.903 <sup>3</sup>	0.664 <sup>3</sup>				G2 <sup>5</sup>
Land SA 107-684	15:37:18.1	-00:09:50	8.433 <sup>4</sup>	0.619 <sup>4</sup>	1.603	0.263	0.122	G0
Land SA 107-998	15:38:16.4	+00:15:23	10.440 <sup>5</sup>	0.630 <sup>5</sup>	1.600	0.255	0.117	G3 <sup>5</sup>
Land SA 110-361	18:42:45.0	+00:08:04	12.425 <sup>3</sup>	0.632 <sup>3</sup>	1.565	0.285	0.066	
Land SA 112-1333	20:43:11.8	+00:26:15	9.990 <sup>5</sup>	0.620 <sup>5</sup>	1.526	0.248	0.115	F8
Land SA 115-271	23:42:41.8	+00:45:10	9.695 <sup>3</sup>	0.615 <sup>3</sup>	1.557	0.258	0.121	F8
P330E	16:31:33.8	+30:08:47	13.010	0.620	1.500	0.280	0.060	G0 V
Hardorp <sup>1</sup>	–	–	–	0.663	1.490	0.310	0.060	
<b>SOL<sup>2</sup></b>								G2 V
C85	–	–	–	–	1.486	0.310	0.060	
C96	–	–	-26.75	0.630	1.500	0.310	0.060	
HD02	–	–	–	0.641	1.486	0.230	0.060	
H80	–	–	-26.71	0.665	–	–	–	

1. Valores promedio de la lista extraída de Campins et al. (1985) de estrellas análogas solares pertenecientes a la clase 1 de Hardorp.

2. Colores del Sol según distintos autores: C85  $\equiv$  Campins et al. (1985); C96  $\equiv$  Colina et al. (1996); H02  $\equiv$  Hainaut & Delsanti (2002); H80  $\equiv$  Hardorp (1980).

3. Colores extraídos de Landolt (1992).

4. Colores extraídos de Landolt (1983).

5. Datos extraídos de Landolt (1973).

6. Las estrellas Hyades 64 y 16 Cyg B están clasificadas como de Clase 1 por Hardorp (1978), es decir, son consideradas como análogas solares perfectas. La magnitud en  $V$  y el color  $B - V$  para estas estrellas se han extraído de dicho trabajo.

Tabla 4.3: Circunstancias observacionales de los objetos del survey NEOSS.  $r$  es la distancia del objeto al Sol,  $\Delta$  es la distancia a la Tierra,  $\alpha$  es el ángulo de fase de observación y  $m_V$  es la magnitud visual aparente.

Objeto	Grupo	Telescopio	Fecha	T.U. inicio	Masa de aire	$r$ (U.A.)	$\Delta$ (U.A.)	$\alpha$ (°)	$m_V$	# <sup>1</sup>	Tiempo total exposición (s) <sup>2</sup>	Análoga solar <sup>3</sup>
(169) Zelia	MB	TNG	02/12/06	19:54	1.788	2.055	2.253	25.9	14.1	4(1x90)	720	4,5,10
(225) Henrietta	ACO	WHT	02/02/04	01:10	1.380	4.244	3.442	8.6	15.1	2	600	2,5,7
(433) Eros	AMO	NOT	18/07/04	04:13	1.560	1.546	1.522	38.7	14.1	2	600 <sup>†</sup>	6,8,9
(944) Hidalgo	ACO	NOT	20/12/04	21:28	1.139	1.976	1.417	28.0	14.2	3	600 <sup>†</sup>	1,4
		TNG	11/12/04	20:07	1.036	1.993	1.346	26.2	14.1	6(1x60)	720	3,9,10
(1036) Ganymed	AMO-ACO	NOT	26/01/04	02:25	1.547	3.339	2.505	10.4	14.6	3	900	1,5
(1345) Potomac	MB-Hilda	NOT	15/01/04	06:54	1.159	3.731	3.611	15.3	16.2	1	600	3,4,5
		TNG	15/01/04	06:16	1.198	3.731	3.612	15.3	16.2	2(1x90)	360	3,4,5,7
(1362) Griqua	ACO	TNG	22/06/03	21:43	1.090	4.408	4.205	13.3	18.3	4(3x90)	2160	7,8,9,10
(1529) Oterma	MB-Hilda	WHT	02/02/04	06:55	1.180	4.744	4.462	11.8	17.4	3	900	2,5,7
		TNG	15/01/04	06:41	1.215	4.736	4.736	11.9	17.5	2(2x90)	720	3,4,5,7
(1542) Schalen	MB-D	NOT	15/01/04	06:24	1.198	3.374	2.826	15.2	16.0	1	1200	3,4,5
		TNG	15/01/04	03:53	1.252	3.374	2.827	15.2	16.0	2(2x90)	720	3,4,5,7
(1627) Ivar	AMO	NOT	15/01/04	22:19	1.090	2.222	1.550	22.3	16.5	1	900	1,4,7
		TNG	15/01/04	22:48	1.139	2.222	1.550	22.3	16.5	2(2x90)	720	3,4,5,7
(1754) Cunningham	MB-Hilda	NOT	15/01/04	01:25	1.251	4.601	3.748	6.8	16.5	1	1200	3,4,5
		TNG	14/01/04	23:47	1.076	4.601	3.747	6.8	16.5	2(3x90)	1080	3,4,5,7
(1864) Daedalus	APO	NOT	16/01/04	06:14	1.070	2.190	1.388	18.8	18.2	1	1220	1,4,7
		TNG	16/01/04	06:43	1.120	2.190	1.388	18.8	18.2	6(1x90)	1080	3,4,5,7
(1866) Sisyphus	APO	TNG	22/06/03	21:09	1.060	2.171	1.638	26.5	17.0	4(1x90)	720	7,8,9,10
(1922) Zulu	ACO	TNG	29/08/02	20:56	1.033	1.839	1.424	33.0	15.7	12(1x50)	1200	8,10
(1951) Lick	MC	NOT	25/08/03	21:24	1.368	1.312	0.743	50.1	16.5	1	1200	8,10
		TNG	22/06/03	23:44	1.150	1.309	0.742	50.7	16.5	2(3x90)	1080	7,8,9,10
(1980) Tezcatlipoca	AMO	TNG	02/12/06	23:53	1.215	1.338	0.366	13.7	13.2	4(1x90)	720	4,5,10
(2212) Hephaistos	APO	TNG	03/12/06	00:24	1.464	2.022	1.193	19.8	16.8	8(1x90)	1440	4,5,10
(2246) Bowell	MB-Hilda	NOT	12/07/05	21:44	1.329	3.720	3.284	15.1	16.8	2	1200	7,8,10
		TNG	15/01/04	04:59	1.091	3.624	2.915	12.0	16.4	2(1x90)	360	3,4,5,7
(2363) Cebriones	MB-Troyano	NOT	15/01/04	02:08	1.551	5.320	4.516	6.6	16.5	1	1800	3,4,5
		TNG	15/01/04	00:21	1.389	5.320	4.516	6.6	16.5	2(3x90)	1080	3,4,5,7
(2569) Madeline	MB-D	TNG	15/01/04	05:23	1.043	2.858	2.301	18.2	16.2	2(1x90)	360	3,4,5,7
(2938) Hopi	ACO	NOT	25/01/04	22:03	1.095	2.602	1.864	17.0	15.8	3	1800	1,5
		TNG	25/08/03	05:48	1.850	2.180	2.259	26.2	16.2	2(1x75)	300	3,7,9,10
(3102) Krok	AMO	NOT	25/08/03	20:45	1.410	1.235	0.715	54.9	17.3	1	1200	8,10
(3103) Eger	APO	TNG	03/12/06	04:53	1.565	1.120	0.573	61.6	16.6	6(1x90)	1080	4,5,10
(3122) Florence	AMO	NOT	16/01/04	03:46	1.072	1.756	0.839	16.9	15.9	1	900	1,4,7
		TNG	16/01/04	04:43	1.125	1.756	0.839	16.9	15.9	2(1x90)	360	3,4,5,7
<sup>5</sup> (3155) Lee	MB	NOT	06/12/02	20:06	1.132	2.110	1.298	19.5	15.8	1	600	1
		TNG	03/12/06	06:11	1.076	2.154	1.363	19.8	15.9	6(1x90)	1080	4,5,10

Tabla 4.3: Circunstancias observacionales de los objetos del survey NEOSS (cont.)

Objeto	Grupo	Telescopio	Fecha	T.U. inicio	Masa de aire	$r$ (U.A.)	$\Delta$ (U.A.)	$\alpha$ ( $^{\circ}$ )	$m_V$	$\#^1$	Tiempo total exposición (s) <sup>2</sup>	Análogo solar <sup>3</sup>
(3200) Phaethon	APO	NOT	20/12/04	23:39	1.138	1.458	0.613	30.9	15.7	3	900 <sup>†</sup>	1,4
		TNG	11/12/04	21:59	1.020	1.559	0.632	19.3	15.5	10(1x60)	1200	3,9,10
(3248) Farinella	MB-D	NOT	15/01/04	05:51	1.123	3.707	2.681	8.8	16.4	1	1200	3,4,5
		TNG	15/01/04	04:26	1.014	3.707	2.862	8.9	16.4	2(1x90)	360	3,4,5,7
(3688) Navajo	ACO	NOT	15/01/04	04:27	1.266	1.837	0.856	3.2	16.2	1	1200	3,4,5
		TNG	15/01/04	03:03	1.062	1.837	0.856	3.2	16.2	2(1x90)	720	3,4,5,7
(3752) Camillo	APO	NOT	13/07/05	00:38	1.108	1.822	1.101	29.3	18.3	2	1200	7,8,10
		TNG	23/06/03	23:25	1.260	1.714	1.440	36.3	18.9	6(3x90)	3240	7,8,9,10
(3908) Nyx	AMO	NOT	20/12/04	22:31	1.019	1.195	0.260	31.8	16.2	3	900 <sup>†</sup>	1,4
(4744) 1988 RF <sub>5</sub>	MB-D	NOT	14/01/04	22:56	1.618	3.040	2.800	18.8	16.7	1	1200	3,4,5
		TNG	14/01/04	21:45	1.257	3.041	2.799	18.8	16.7	2(3x90)	1080	3,4,5,7
(4837) Bickerton	ACO	NOT	26/01/04	04:26	1.109	3.502	2.638	8.9	17.0	3	1800	1,5
(5143) Heracles	APO	TNG	29/08/02	22:31	1.276	2.459	1.458	3.9	17.1	36(1x50)	3600	8,10
(5626) 1991 FE	AMO	TNG	03/12/06	03:52	1.287	1.411	0.797	42.7	16.6	10(1x90)	1800	4,5,10
(5641) McCleese	MC	TNG	03/12/06	02:01	1.414	1.930	1.115	21.8	15.4	6(1x90)	1080	4,5,10
(5653) Camarillo	AMO	NOT	20/12/04	00:44	1.061	1.348	0.395	19.5	15.0	3	720 <sup>†</sup>	1,4
(5660) 1974 MA		TNG	07/07/05	04:40	1.252	1.378	0.507	36.6	16.4	4(1x90)	720	9,10
(5751) Zao	AMO	NOT	25/01/04	20:14	1.184	1.535	1.189	39.9	17.7	3	1800	1,5
(6050) Miwablock	AMO	NOT	17/07/04	23:55	1.880	1.683	0.678	8.4	16.3	3	1260 <sup>†</sup>	6,8,9
(6144) 1994 EQ <sub>3</sub>	ACO	NOT	26/01/04	05:16	1.120	3.250	2.680	15.6	17.1	3	1260	1,5
		TNG	15/01/04	05:50	1.121	3.271	2.845	16.7	17.2	4(1x90)	720	3,4,5,7
(6456) Golombek	AMO	NOT	13/07/05	04:10	1.397	1.300	0.361	33.0	15.6	2	1200	7,8,10
		TNG	07/07/05	04:14	1.475	1.301	0.375	35.1	15.8	4(1x90)	720	9,10
(6611) 1993 VW	APO	TNG	24/06/03	01:56	1.270	1.936	0.986	15.0	18.7	6(3x90)	3240	7,8,9,10
(6909) Levison	MC-ACO	NOT	24/08/03	22:40	1.356	1.828	0.923	20.1	16.2	1	900	8,10
		TNG	24/08/03	22:22	1.360	1.828	0.923	20.0	16.2	2(1x90)	360	3,7,9,10
(8373) Stephengould	MC-ACO	NOT	15/01/04	03:53	1.621	1.558	0.674	24.3	15.0	1	600	3,4,5
		TNG	15/01/04	02:44	1.366	1.558	0.674	24.3	15.0	2(1x90)	360	3,4,5,7
(10150) 1994 PN	AMO	NOT	12/07/05	00:04	1.090	1.558	0.774	34.3	17.6	1	900	8,9,10
		TNG	09/07/05	01:56	1.379	1.579	0.789	33.3	17.7	14(1x90)	2520	6,8,9
(10739) Lowman	ACO	WHT	02/02/04	01:43	1.080	2.896	1.920	3.3	18.5	2	2400	2,5,7
(13553) 1992 JE	AMO	NOT	11/07/05	22:45	1.083	1.204	0.260	39.5	15.0	2	1200	8,9,10
		TNG	06/07/05	01:46	1.490	1.218	0.267	36.8	15.1	4(1x90)	720	7
(14222) 1999 WS <sub>1</sub>	MC-ACO	TNG	01/07/04	22:02	1.377	1.916	1.335	30.2	16.9	6(3x90)	3240	7,8,9
(14409) 1991 RM <sub>1</sub>	ACO	NOT	26/08/03	05:43	1.030	3.147	2.820	18.5	17.3	1	1200	8,10
		TNG	26/08/03	05:39	1.030	3.147	2.820	18.5	17.3	6(1x60)	720	9,10
(18898) 2000 JX	ACO	NOT	15/01/04	00:42	1.788	2.292	1.657	22.2	16.5	2	1400	3,4,5
		TNG	14/01/04	23:06	1.302	2.292	1.656	22.2	16.5	2(3x90)	1080	3,4,5,7

Tabla 4.3: Circunstancias observacionales de los objetos del survey NEOSS (cont.)

Objeto	Grupo	Telescopio	Fecha	T.U. inicio	Masa de aire	$r$ (U.A.)	$\Delta$ (U.A.)	$\alpha(^{\circ})$	$m_V$	$\#^1$	Tiempo total exposición (s) <sup>2</sup>	Análoga solar <sup>3</sup>
(19748) 2000 BD <sub>5</sub>	ACO	NOT	25/08/03	21:57	1.958	2.704	1.890	15.2	15.9	1	900	8,10
		TNG	25/08/03	21:15	2.050	2.704	1.890	15.2	15.9	2(2x90)	720	9,10
(20898) Fountainhills	ACO	NOT	25/08/03	22:39	1.361	4.905	4.096	7.7	18.1	1	1800	8,10
		TNG	23/06/03	03:19	1.410	4.696	3.801	6.5	17.8	4(3x90)	2160	7,8,9,10
(21088) 1992 BL <sub>2</sub>	AMO	NOT	17/07/04	02:23	1.196	1.300	0.597	49.2	15.7	1	900 <sup>†</sup>	7,9,10
		TNG	02/07/04	05:28	1.036	1.307	0.639	49.6	15.9	2(2x60)	480	7,8,9
(22653) 1998 QW <sub>2</sub>	ACO	TNG	25/08/03	23:35	1.110	2.046	2.215	12.7	18.5	3(3x90)	1620	9,10
(22714) 1998 SR <sub>2</sub>	ACO	NOT	25/08/03	03:14	1.037	3.332	2.464	10.4	17.8	1	1500	8,10
		TNG	25/08/03	01:55	1.070	3.332	2.465	10.4	17.8	2(3x90)	1080	3,7,9,10
(23186) 2000 PO <sub>8</sub>	MB-Hilda	NOT	15/01/04	05:15	1.188	3.810	2.873	5.2	16.7	1	1200	3,4,5
		TNG	15/01/04	03:23	1.012	3.810	2.874	5.2	16.7	1(3x90)	540	3,4,5,7
(24689) 1990 OH <sub>1</sub>	ACO	WHT	01/02/04	21:07	1.070	4.016	3.468	12.6	19.3	3	1800	1,2,5,7
(25143) Itokawa	APO	NOT	16/01/04	02:17	1.007	1.366	0.392	10.8	18.5	1	1800	1,4,7
		TNG	16/01/04	03:03	1.018	1.366	0.392	10.7	18.5	10(1x90)	1800	3,4,5,7
(30825) 1990 TG <sub>1</sub>	APO	NOT	13/07/05	03:11	1.517	1.293	0.790	51.8	16.7	3	1800	7,8,10
		TNG	10/07/05	03:25	1.488	1.263	0.786	53.6	16.6	6(1x90)	1080	8,9,10
(44566) 1999 CK <sub>103</sub>	ACO	NOT	26/08/03	02:18	1.190	2.620	2.142	21.7	16.4	1	900	8,10
		TNG	25/08/03	02:41	1.154	2.620	2.152	21.8	16.4	2(1x90)	360	3,7,9,10
(53435) 1999 VM <sub>40</sub>	AMO	TNG	03/12/06	05:30	1.032	1.358	0.674	43.5	16.2	6(1x90)	1080	4,5,10
(54789) 2001 MZ <sub>7</sub>	AMO	NOT	08/12/02	06:16	1.191	1.318	0.869	48.4	17.2	1	1200 <sup>†</sup>	1
		TNG	09/12/02	05:10	1.313	1.315	0.862	48.5	17.2	3(3x60)	1080	1,4
(65803) Didymos	APO	NOT	16/01/04	00:27	1.041	1.280	0.330	22.8	17.6	1	1500	1,4,7
		TNG	16/01/04	01:05	1.105	1.280	0.331	22.8	17.6	4(2x90)	1440	3,4,5,7
(65996) 1998 MX <sub>5</sub>	AMO-ACO	NOT	25/08/03	05:08	1.132	1.156	0.285	53.0	18.0	1	1200	8,10
		TNG	24/06/03	03:10	1.269	1.258	0.287	28.9	17.6	1(3x90)+2(1x90)	900	7,8,9,10
(66008) 1998 QH <sub>2</sub>	APO	TNG	25/08/03	01:06	1.010	1.793	0.884	20.3	18.0	2(3x90)	1080	3,7,9,10
(66251) 1999 GJ <sub>2</sub>	AMO	TNG	23/06/03	02:45	1.140	1.373	0.422	27.1	17.0	2(2x90)	720	7,8,9,10
(68278) 2001 FC <sub>7</sub>	AMO	NOT	26/08/03	02:54	1.267	1.272	0.290	22.8	17.3	1	1200	8,10
		TNG	26/08/03	03:24	1.270	1.272	0.290	22.8	17.3	2(3x90)	1080	9,10
(68346) 2001 KZ <sub>66</sub>	APO	NOT	15/01/04	23:36	1.463	1.409	0.567	33.1	17.9	2	1800	1,4,7
		TNG	16/01/04	00:08	1.530	1.409	0.567	33.1	17.9	2(3x90)+2(2x90)	1800	3,4,5,7
(68950) 2002 QF <sub>15</sub>	APO	NOT	26/08/03	03:40	1.225	1.277	0.644	51.5	17.9	1	1500	8,10
		TNG	26/08/03	05:07	1.240	1.277	0.643	51.5	17.9	4(1x90)	720	9,10
(85867) 1999 BY <sub>9</sub>	AMO	NOT	16/01/04	02:59	1.036	1.441	0.481	14.9	18.1	1	1800	1,4,7
		TNG	16/01/04	04:03	1.088	1.441	0.481	14.8	18.1	6(1x90)	1080	3,4,5,7
(85989) 1999 JD <sub>6</sub>	ATE	NOT	12/07/05	23:53	1.056	1.236	0.277	33.7	16.2	1	600	7,8,10
		TNG	07/07/05	02:17	1.156	1.272	0.302	28.6	16.3	2(1x90)	360	9,10

Tabla 4.3: Circunstancias observacionales de los objetos del survey NEOSS (cont.)

Objeto	Grupo	Telescopio	Fecha	T.U. inicio	Masa de aire	$r$ (U.A.)	$\Delta$ (U.A.)	$\alpha$ (°)	$m_V$	$\#^1$	Tiempo total exposición (s) <sup>2</sup>	Análoga solar <sup>3</sup>
(88188) 2000 XH <sub>44</sub>	AMO	NOT	16/01/04	05:14	1.058	1.369	0.440	24.2	16.0	1	900	1,4,7
		TNG	16/01/04	05:42	1.105	1.368	0.440	24.2	16.0	2(1x90)	360	3,4,5,7
(102528) 1999 US <sub>3</sub>	MC-ACO	NOT	25/08/03	00:35	1.097	2.994	2.138	12.2	18.5	1	1500	8,10
		TNG	25/08/03	23:06	1.040	2.995	2.138	12.2	18.5	4(3x90)	2160	9,10
(108519) 2001 LF	AMO	NOT	12/07/05	00:50	1.189	1.215	0.240	30.9	16.5	2	1200	8,9,10
		TNG	08/07/05	02:08	1.459	1.207	0.221	28.1	16.3	4(1x90)	720	6,8,9
(137427) 1999 TF <sub>211</sub>	APO-ACO	NOT	15/01/04	20:39	1.760	1.262	0.996	50.0	17.4	1	600	1,4,7
		TNG	15/01/04	20:03	1.546	1.262	0.996	50.0	17.4	6(1x90)	1080	3,4,5,7
(138846) 2000 VJ <sub>61</sub>	APO	NOT	15/01/04	22:46	1.049	1.654	0.857	28.0	17.8	1	1800	1,4,7
		TNG	15/01/04	23:17	1.104	1.654	0.857	28.0	17.8	4(3x90)	2160	3,4,5,7
(141018) 2001 WC <sub>47</sub>	AMO	NOT	28/03/07	22:09	1.165	1.078	0.334	67.4	18.9	3	3000	4,5,6,7
		TNG	29/03/07	23:39	1.560	1.076	0.334	67.7	18.9	6(1x90)	1080	4,5,6
(141761) 2002 MC	AMO	TNG	29/08/02	04:11	1.298	1.339	0.387	27.1	17.1	4(2x60)	960	8,10
(142561) 2002 TX <sub>68</sub>	AMO	NOT	17/07/04	21:46	1.469	1.206	0.263	39.1	17.3	3	1800 <sup>†</sup>	6,8,9
(143624) 2003 HM <sub>16</sub>	APO	NOT	24/08/03	21:45	1.174	1.187	0.562	58.2	17.0	2	1200	8,10
		TNG	24/08/03	20:51	1.170	1.187	0.562	58.2	17.0	2(1x90)	360	3,7,9,10
(143637) 2003 LP <sub>6</sub>	APO	TNG	24/06/03	04:10	1.540	1.054	0.627	69.1	17.8	4(1x90)	720	7,8,9,10
(154347) 2002 XK <sub>4</sub>	APO	NOT	09/12/02	05:59	1.056	1.277	0.712	50.1	17.5	1	1500	1
		TNG	09/12/02	05:59	1.056	1.277	0.712	50.1	17.5	4(3x60)	1440	1,4
(159635) 2002 CZ <sub>46</sub>	APO	NOT	25/08/03	01:33	1.119	1.527	0.535	12.6	18.3	1	1500	8,10
		TNG	25/08/03	00:13	1.090	1.527	0.536	12.6	18.3	4(3x90)	2160	3,7,9,10
(159857) 2004 LJ <sub>1</sub>	APO	NOT	16/07/04	22:11	1.223	1.290	0.489	46.4	16.3	2	2100 <sup>†</sup>	7,9,10
		TNG	02/07/04	01:00	1.028	1.415	0.563	36.2	16.5	4(1x60)+2(3x60)	1200	7,8,9
1992 UB	AMO-ACO	TNG	15/01/04	01:37	1.028	2.401	1.445	7.1	19.3	6(3x90)	3240	3,4,5,7
1998 YQ <sub>11</sub>	AMO	NOT	15/01/04	21:25	1.085	1.236	0.442	46.3	17.8	1	1200	1,4,7
		TNG	15/01/04	22:17	1.145	1.235	0.442	46.3	17.8	6(1x90)	1080	3,4,5,7
2000 PJ <sub>5</sub>	ATE	NOT	13/07/05	04:49	1.063	1.183	0.274	47.1	16.8	1	600	7,8,10
		TNG	10/07/05	01:46	1.435	1.178	0.305	51.4	17.2	4(1x90)	720	8,9,10
2000 UT <sub>16</sub>	AMO	NOT	18/07/04	01:15	1.037	1.378	0.567	40.5	17.7	3	1440 <sup>†</sup>	6,8,9
2002 EX <sub>12</sub>	APO <sup>4</sup>	NOT	12/07/05	22:26	1.277	1.287	0.339	32.4	13.2	2	1200	7,8,10
2002 NW <sub>16</sub>	AMO	NOT	08/12/02	19:36	1.205	1.143	0.273	49.0	17.4	1	1500 <sup>†</sup>	1
		TNG	29/08/02	04:50	1.134	1.107	0.294	63.4	17.9	4(2x60)	960	8,10
2002 NX <sub>18</sub>	AMO	NOT	07/12/02	21:00	1.219	1.180	0.263	37.5	16.4	1	600	1
		TNG	29/08/02	21:51	1.474	1.313	0.358	27.5	17.0	24(1x50)	2400	8,10
2002 OA <sub>22</sub>	ATE	NOT	24/08/03	23:24	1.108	1.150	0.161	28.2	17.0	2	2100	8,10
		TNG	24/08/03	22:42	1.120	1.150	0.161	28.2	17.0	2(1x90)	360	3,7,9,10
2002 PZ <sub>39</sub>	APO	TNG	30/08/02	01:09	1.268	1.227	0.218	2.4	16.4	12(1x50)	1200	8,10
2002 QZ <sub>6</sub>	AMO	TNG	30/08/02	01:53	1.075	1.107	0.143	44.5	17.4	20(1x50)	2000	8,10
2003 FT <sub>3</sub>	AMO	TNG	23/06/03	22:56	1.120	1.144	0.219	49.6	17.3	2(2x90)	720	7,8,9,10

Tabla 4.3: Circunstancias observacionales de los objetos del survey NEOSS (cont.)

Objeto	Grupo	Telescopio	Fecha	T.U. inicio	Masa de aire	$r$ (U.A.)	$\Delta$ (U.A.)	$\alpha(^{\circ})$	$m_V$	$\#^1$	Tiempo total exposición (s) <sup>2</sup>	Análoga solar <sup>3</sup>
2003 GA	AMO	NOT	26/08/03	00:39	1.082	1.173	0.171	16.9	18.6	1	1800	8,10
		TNG	26/08/03	00:39	1.082	1.173	0.171	16.9	18.6	2(3x90)	1080	9,10
2003 QZ <sub>30</sub>	APO	NOT	16/01/04	05:43	1.512	1.196	0.373	47.6	17.5	1	1200	1,4,7
		TNG	16/01/04	05:57	1.560	1.196	0.373	47.6	17.5	2(3x90)	1080	3,4,5,7
2003 UB <sub>5</sub>	AMO	NOT	16/01/04	04:32	1.051	1.183	0.244	31.6	18.0	1	1800	1,4,7
		TNG	16/01/04	05:02	1.070	1.183	0.244	31.6	18.0	6(1x90)	1080	3,4,5,7
2003 WW <sub>87</sub>	AMO	NOT	14/01/04	20:19	1.259	1.249	0.932	51.1	19.2	2	2050	3,4,5
2003 YG <sub>118</sub>	APO	NOT	16/01/04	01:21	1.015	1.686	0.722	10.1	18.2	2	2000	1,4,7
		TNG	16/01/04	02:03	1.042	1.686	0.722	10.1	18.2	6(2x90)	2160	3,4,5,7
2003 YM <sub>137</sub>	APO-ACO	NOT	25/01/04	23:07	1.048	1.264	0.289	13.1	17.3	3	1200	1,5
2004 JR <sub>1</sub>	AMO-ACO	NOT	17/07/04	00:12	1.115	1.173	0.217	39.9	16.2	1	900 <sup>†</sup>	7,9,10
2004 LU <sub>3</sub>	AMO	NOT	18/07/04	03:18	1.709	1.084	0.164	61.7	16.8	2	830	6,8,9
		TNG	02/07/04	02:30	1.411	1.162	0.208	41.8	16.9	3(2x60)+2(1x80)	1040	7,8,9
2004 OB	APO	NOT	21/12/04	01:33	1.272	1.092	0.131	31.9	16.0	2	1800	1,4
2004 TU <sub>12</sub>	AMO <sup>4</sup>	NOT	20/12/04	20:36	1.061	1.319	0.717	47.2	15.5	3	720 <sup>†</sup>	1,4
		TNG	11/12/04	20:37	1.051	1.284	0.638	48.5	15.1	8(1x60)	960	3,9,10

1. La columna  $\#$  se refiere al número de exposiciones en el caso del visible, y al número de exposiciones individuales de 90 s (1x90) tomadas en las posiciones A y B ( $\#AB$ ) en el caso del infrarrojo cercano.

2. Usamos en el caso de las observaciones en el rango visible, un filtro de bloqueo a partir de 475 nm para evitar contaminación por términos de segundo orden. En el caso de los objetos marcados con  $\dagger$  se realizó también una observación sin filtro para ampliar el rango en longitud de onda hacia el azul.

3. Las estrellas análogas solares observadas son: (1) Hyades 64; (2) 16 Cyg B; (3) SA 93-101; (4) SA 98-978; (5) SA 102-1081; (6) SA 107-684; (7) SA 107-998; (8) SA110-361; (9) SA 112-1333; (10) SA 115-271.

4. El asteroide 2002 EX12 mostró actividad cometaria apenas un mes después de haber sido observado (Warner et al. 2005), mientras que el cometa 169P/SidingSpring (asteroide 2004 TU12) fue observado justo un mes después de mostrar actividad, dado que apenas presentaba coma y era un candidato perfecto para estudiar su núcleo cometario (Campins et al. 2006).

5. El asteroide (3155) Lee fue observado en el rango visible sin ningún filtro de corte de segundo orden.

### 4.3. Reducción de los datos

#### 4.3.1. Espectroscopía en el visible

La reducción de los datos espectrales en el visible se realiza utilizando rutinas estándar de IRAF. Las imágenes se corrigen de *bias* tomando entre 10 y 20 imágenes de tiempo de exposición 0 y sustrayendo una imagen promedio. Las imágenes de *flat-field* se toman antes y después de la observación de cada objeto, con la misma posición del telescopio (para evitar diferencias debidas a las flexiones mecánicas) y empleando una lámpara de tungsteno con la misma configuración de rendija, elemento dispersor y filtro que se ha utilizado para obtener el espectro del objeto correspondiente. Así pues, cada espectro de asteroide tendrá asociadas sus propias imágenes de *flat-field*.

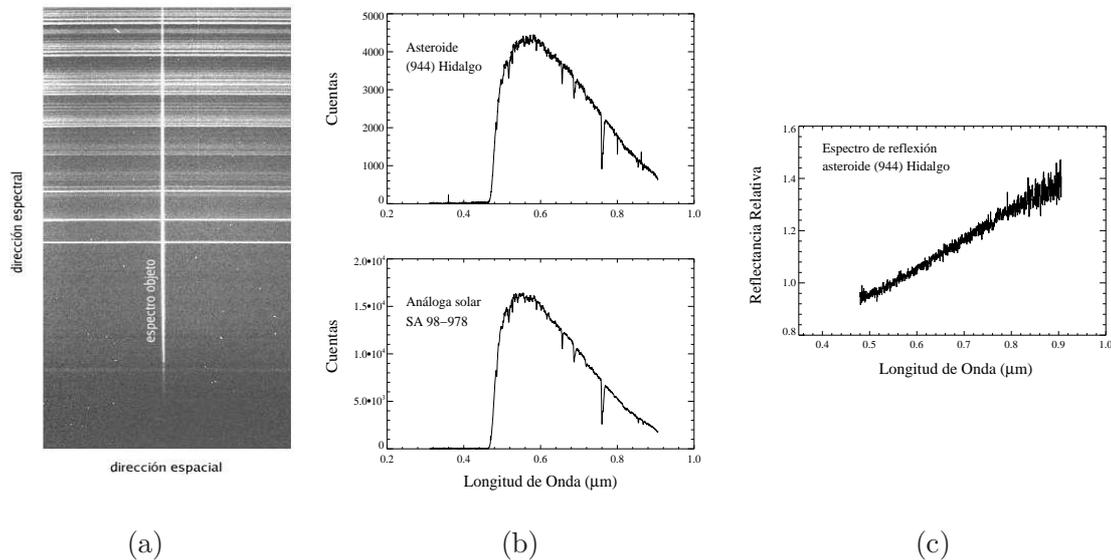


Figura 4.6: (a) Ejemplo de un espectro típico tomado con ALFOSC en el NOT. (b) Espectro extraído y calibrado en longitud de onda del asteroide y de la estrella análoga solar. (c) Al dividir los dos espectros anteriores obtenemos el espectro de reflexión del objeto, que se ha normalizado a la unidad en  $0.55 \mu\text{m}$ .

Como podemos ver en la Figura 4.6a, la dirección espectral se encuentra a lo largo del eje vertical y el objeto ocupa un determinado número de píxeles en la dirección espacial. Para extraer el espectro definimos una apertura y una región cercana para la sustracción del cielo, y colapsamos la información contenida en dicha apertura a una dimensión, siguiendo la traza del espectro en la dirección vertical. La extracción de los espectros se realiza para los objetos, las lámparas de calibración y las estrellas análogas solares.

La calibración en longitud de onda se lleva a cabo estableciendo una función  $\lambda(x)$ , comparando los espectros obtenidos de las lámparas de calibración (He y Ne) con los espectros obtenidos en laboratorio de las mismas lámparas. Una vez determinada la función  $\lambda(x)$ , la aplicamos a los espectros de los objetos y de las estrellas análogas solares (ver Figura 4.6b). Observamos un mínimo de dos (preferiblemente tres o más) de estas estrellas, a las

mismas masas de aire que los objetos (para evitar problemas de extinción diferencial), y usando la misma configuración de rendija y filtro, con el fin de corregir las absorciones telúricas y obtener los espectros de reflexión de los objetos. Dividimos los espectros de las análogas solares con respecto a uno de ellos para comprobar que no presentan problemas de variación de pendiente o estructuras extrañas, descartando aquellas estrellas cuyo cociente presente incertidumbres en la pendiente superiores al 1% por cada 1000 Å (indicativo de posibles problemas de centrado en la rendija, seguimiento, etc.). A continuación dividimos el espectro del asteroide entre los espectros de las estrellas y promediamos los espectros resultantes. Normalmente tendremos más de un espectro para cada asteroide, así que tras combinarlos entre sí y verificar que no hay inconsistencias, se promedian. El espectro de reflexión que se obtiene para el objeto en cuestión (ver Figura 4.6c) se normaliza a la unidad a  $0.55 \mu\text{m}$  (esta es la longitud de onda central del filtro  $V$  que se emplea de forma habitual como referencia para la normalización). En la última columna de la Tabla 4.3 podemos ver las estrellas análogas solares empleadas para obtener el espectro de reflexión de cada objeto.

#### 4.3.2. Espectroscopía en el infrarrojo

La reducción en el caso infrarrojo se lleva a cabo siguiendo el procedimiento descrito en Licandro et al. (2002). La cámara del espectrógrafo está afectada de *cross-talking*, fenómeno que produce un acoplamiento entre los canales electrónicos que leen de forma simultánea las secciones del array. Este fenómeno es bastante estable, por lo que puede corregirse empleando un algoritmo que se encuentra disponible en la página web del telescopio ([http://www.tng.iac.es/instruments/nics/electronics.html#cross\\_talking](http://www.tng.iac.es/instruments/nics/electronics.html#cross_talking)). Este programa funciona únicamente con los efectos de cross-talking que producen las imágenes no saturadas. Las imágenes saturadas dan lugar a “fantasmas” positivos que no desaparecen completamente con esta pre-reducción, aunque sí lo suficiente para que no constituyan una fuente de error en los datos.

Realizamos además corrección por *flat-field*, que mejora en un 3% la variación píxel a píxel en la imagen. No obstante, dado que los objetos se encuentran siempre en las mismas posiciones, esta variación se cancela en su mayor parte al dividir por los espectros de las estrellas análogas solares para obtener el espectro final.

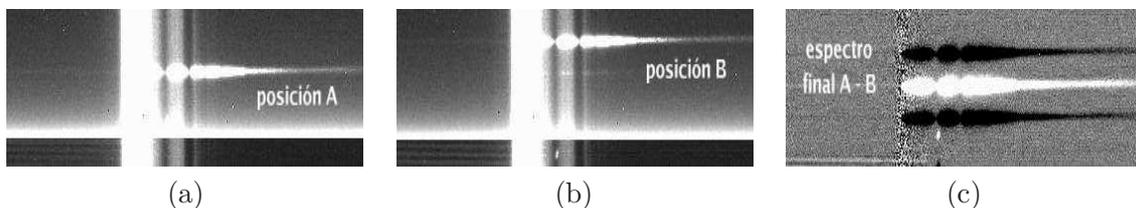


Figura 4.7: (a) Ejemplo de un espectro típico tomado con NICS en el TNG. La imagen ya ha sido corregida de *cross-talking* y el espectro se ha tomado en la posición  $A$ . (b) Desplazamos el objeto a lo largo de la dirección espacial (eje vertical) unos 10 segundos de arco (posición  $B$ ). (c) Restamos  $A - B$ , desplazamos y volvemos a restar. El espectro final del objeto es el central.

Para la extracción del espectro, hacemos uso de las dos exposiciones  $A$  y  $B$  separadas

por un *offset* de  $10''$  (ver Figuras 4.7a y b) y las restamos. Aunque al hacer la sustracción eliminamos en su mayoría la contribución del cielo, cada imagen  $A - B$  presenta residuos relacionados con fluctuaciones en la transparencia y/o variaciones intrínsecas en las emisiones del *airglow*<sup>5</sup> de la atmósfera terrestre. Para eliminar estos residuos, desplazamos la imagen  $A - B$  un número de píxeles igual a la separación entre la exposición  $A$  y la  $B$ . Volvemos a restar la imagen original y la imagen desplazada. El resultado puede verse en la Figura 4.7c, y es el equivalente a añadir las dos exposiciones ( $AB$ ) y sustraer el cielo.

El siguiente paso una vez que las imágenes están limpias, es la extracción de los espectros en una dimensión tanto de nuestros objetos como de las estrellas análogas solares. Esto se realiza igual que hicimos en el caso de las observaciones espectroscópicas en el visible.

Debido a la baja resolución del prisma AMICI, prácticamente todas las líneas de Ar/Xe se encuentran solapadas, por lo que no pueden ser empleadas para una calibración estándar en longitud de onda como se realizó con ALFOSC. La página web del telescopio proporciona un fichero de calibración con los valores de la función  $\lambda(x)$  basados en la dispersión teórica del prisma calculada mediante trazado de rayos y que se ha modificado hasta ajustar los espectros observados de las fuentes de calibración.

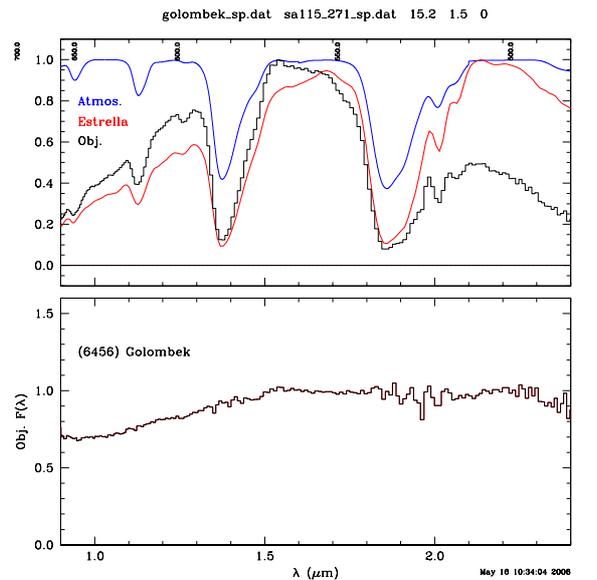


Figura 4.8: Ejemplo de la interfaz gráfica que emplea el programa en Super Mongo utilizado para obtener los espectros de reflexión de los objetos con el instrumento NICS en el TNG. En la parte superior está representada la transmisión atmosférica (azul), el espectro del objeto (negro) y el de la estrella análoga solar (rojo). En la parte inferior vemos el espectro de reflexión del objeto, una vez calibrado en longitud de onda y dividido por la estrella análoga solar.

Así pues, para la calibración en longitud de onda y la obtención de los espectros finales hacemos uso de un programa en Super Mongo desarrollado específicamente para la reducción de espectros tomados con AMICI, y que ha sido modificado para obtener los espectros de

<sup>5</sup>El término *airglow* hace referencia a un tenue brillo emitido por las capas altas de la atmósfera terrestre (mesosfera), producido principalmente por la emisión de moléculas de  $O_2$  y  $OH$ .

reflexión de nuestros objetos. Para utilizarlo necesitamos el espectro unidimensional y en formato ASCII de nuestro asteroide y el de una estrella análoga solar. El programa realiza una representación de la transmisión atmosférica en el infrarrojo, el espectro de nuestro objeto y el de la análoga solar y nos permite:

1. Aplicar desplazamientos a la función  $\lambda(x)$  hasta ajustar la calibración en longitud de onda del objeto y de la análoga solar con las bandas de absorción atmosféricas que se toman como referencia. Este desplazamiento se debe a efectos de flexión del instrumento que hacen que el espectro se “mueva” a lo largo del detector.

2. Controlar el factor de corrección debido a la variabilidad de la transparencia atmosférica. Ajustando este factor podemos optimizar el espectro final de reflexión (resultado de la división del espectro del objeto por el de la análoga solar) hasta minimizar el efecto de las bandas de absorción telúricas.

En la Figura 4.8 podemos ver un ejemplo de la interfaz gráfica que utiliza el programa. En la parte superior se representa la transmisión atmosférica (línea azul), el espectro del objeto en cuestión (línea negra) y el de la análoga solar (línea roja); estos últimos aparecen ya alineados con las bandas de absorción atmosféricas. En la parte inferior podemos ver el espectro de reflexión final, resultado de dividir el espectro del objeto por el de la análoga solar, ajustar el factor de variación de la transparencia atmosférica y normalizar a la unidad en  $1.6 \mu\text{m}$ . A la salida del programa tenemos un fichero ASCII con los valores de longitud de onda y reflectividad de nuestro objeto.

Dado que para cada objeto y para cada análoga solar tenemos varios espectros, los promediamos y aplicamos el procedimiento que acabamos de describir, obteniendo una serie de espectros de reflexión con cada estrella para el mismo objeto. Tras comprobar que no existen variaciones en el resultado dentro de ciertos rangos razonables, promediamos para quedarnos con el espectro final.

### 4.3.3. Espectros finales de reflexión: visible + infrarrojo cercano

Una vez que tenemos los espectros de reflexión de nuestros objetos en el rango visible ( $0.50\text{--}0.92 \mu\text{m}$ ) y el infrarrojo cercano ( $0.80\text{--}2.50 \mu\text{m}$ ), usamos el intervalo común a ambos entre  $0.80$  y  $0.92 \mu\text{m}$  y, mediante un procedimiento sencillo de escalado, unimos los dos rangos espectrales para obtener el espectro completo.

El resultado se normaliza a la unidad en  $0.55 \mu\text{m}$  para unificar criterios con las clasificaciones taxonómicas. En la Figura 4.9 pueden verse los espectros de los objetos observados en este survey. En muchas ocasiones sólo hemos podido obtener el espectro de un objeto en el rango visible o el infrarrojo cercano, en cuyo caso empleamos espectros de otras bases de datos para completar. Estos se indican en la Figura 4.9 usando diferentes colores, y la información ampliada sobre cada base de datos utilizada puede verse en la sección 4.4.

## 4.4. Bases de datos complementarias

Para completar muchos de los espectros de los asteroides que conforman nuestro propio survey, hemos empleado espectros de reflexión, tanto en el rango visible como en el infrarrojo cercano, pertenecientes a bases de datos ya existentes y que se encuentran disponibles públicamente. De forma similar, y para complementar nuestro análisis mineralógico de

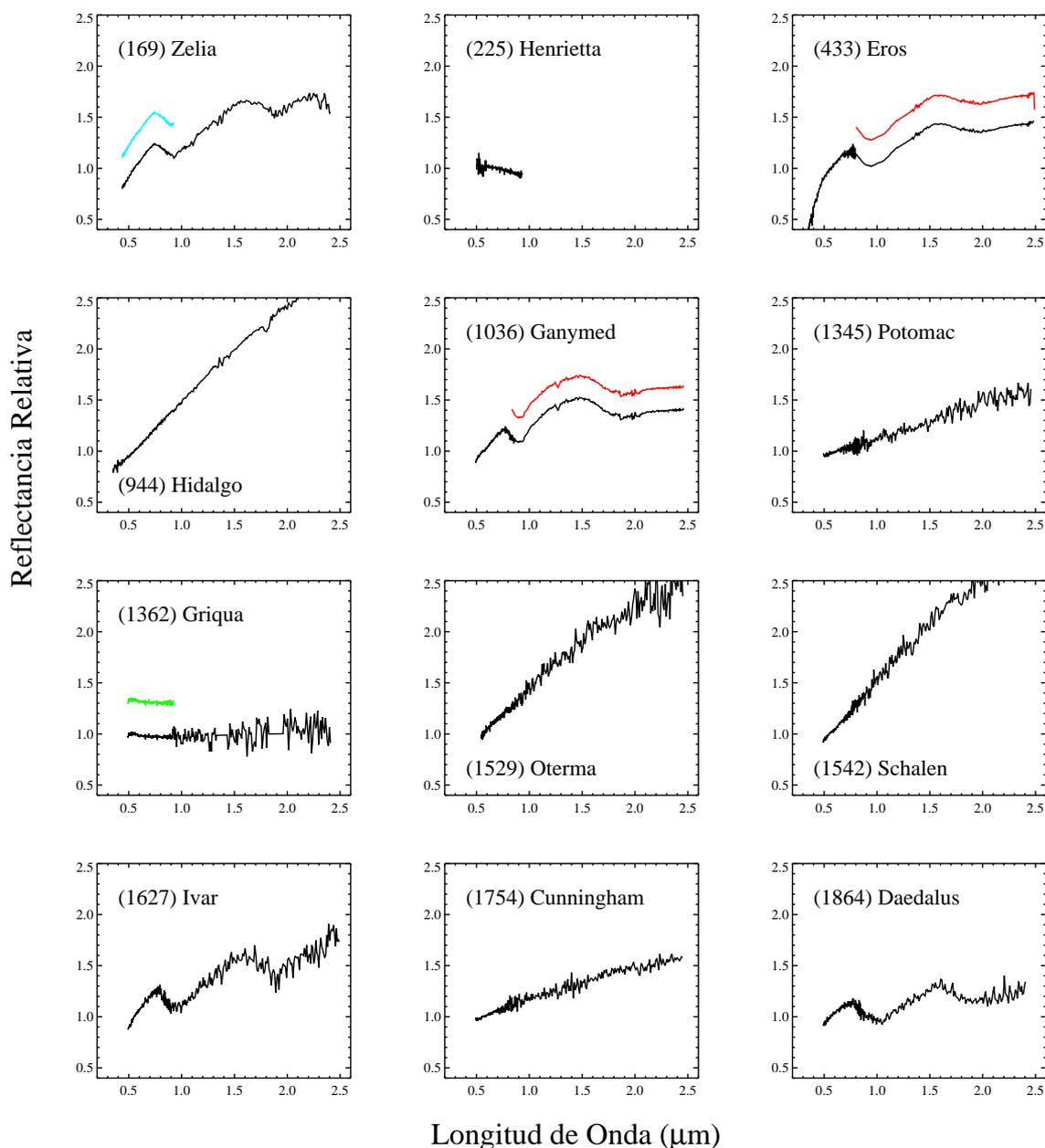


Figura 4.9: Espectros finales reducidos en el rango visible e infrarrojo cercano para los 105 objetos de la muestra. Todos los espectros han sido normalizados a la unidad en  $0.55 \mu\text{m}$ , excepto en el caso de tener únicamente espectro en el infrarrojo, en cuyo caso se normaliza a la unidad en  $1.6 \mu\text{m}$ . Se muestran en la figura los espectros en el visible o el infrarrojo de otras bases de datos que se han usado para completar nuestros datos: SMASS (azul claro y rojo), S3OS2 (verde) y SINEO (azul oscuro).

la población de asteroides cercanos a la Tierra, hemos estudiado también los espectros disponibles de asteroides del cinturón principal.

A continuación explicamos brevemente los instrumentos empleados y las características

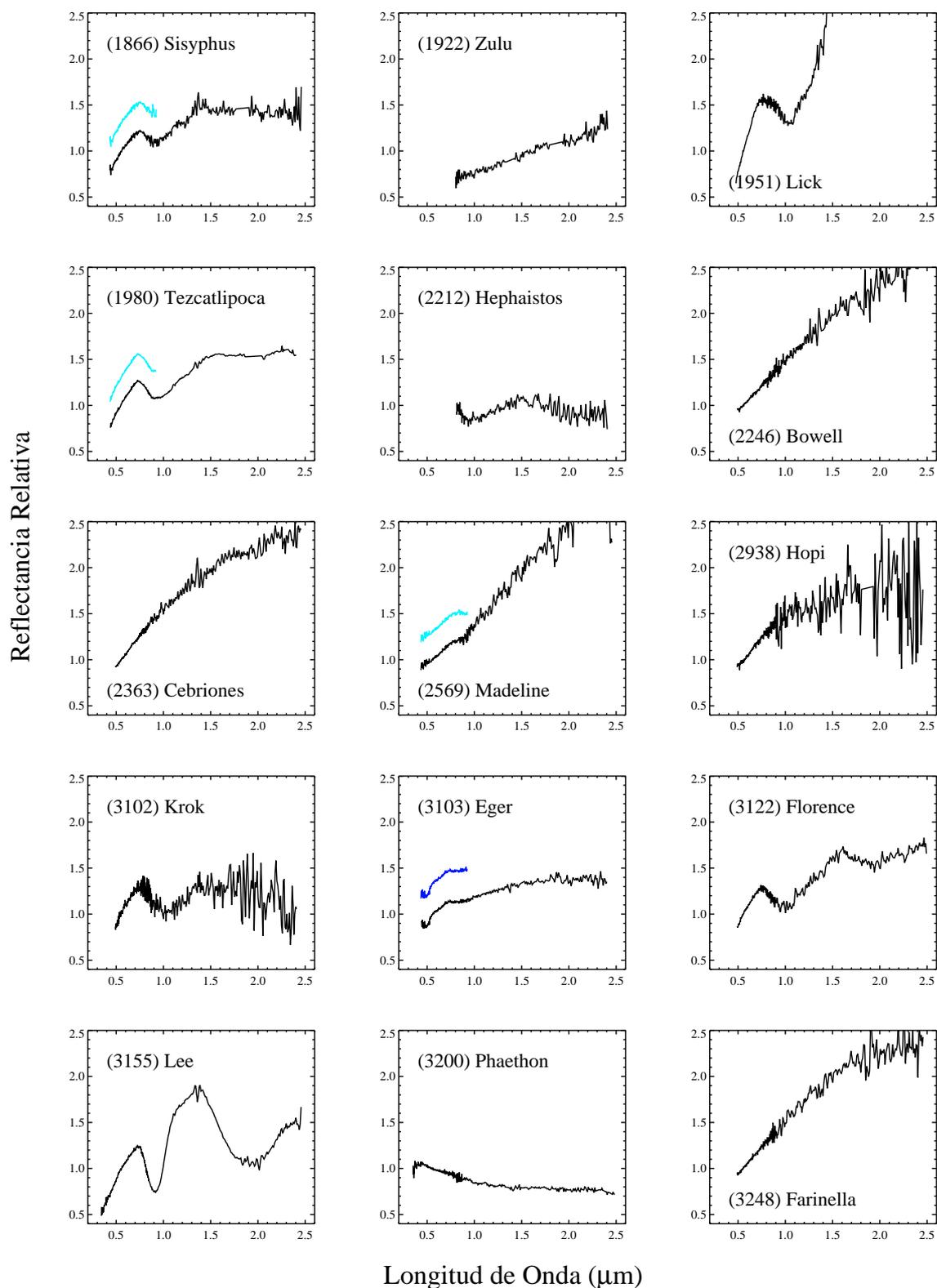


Figura 4.9: Espectros finales del survey NEOSS (continuación).

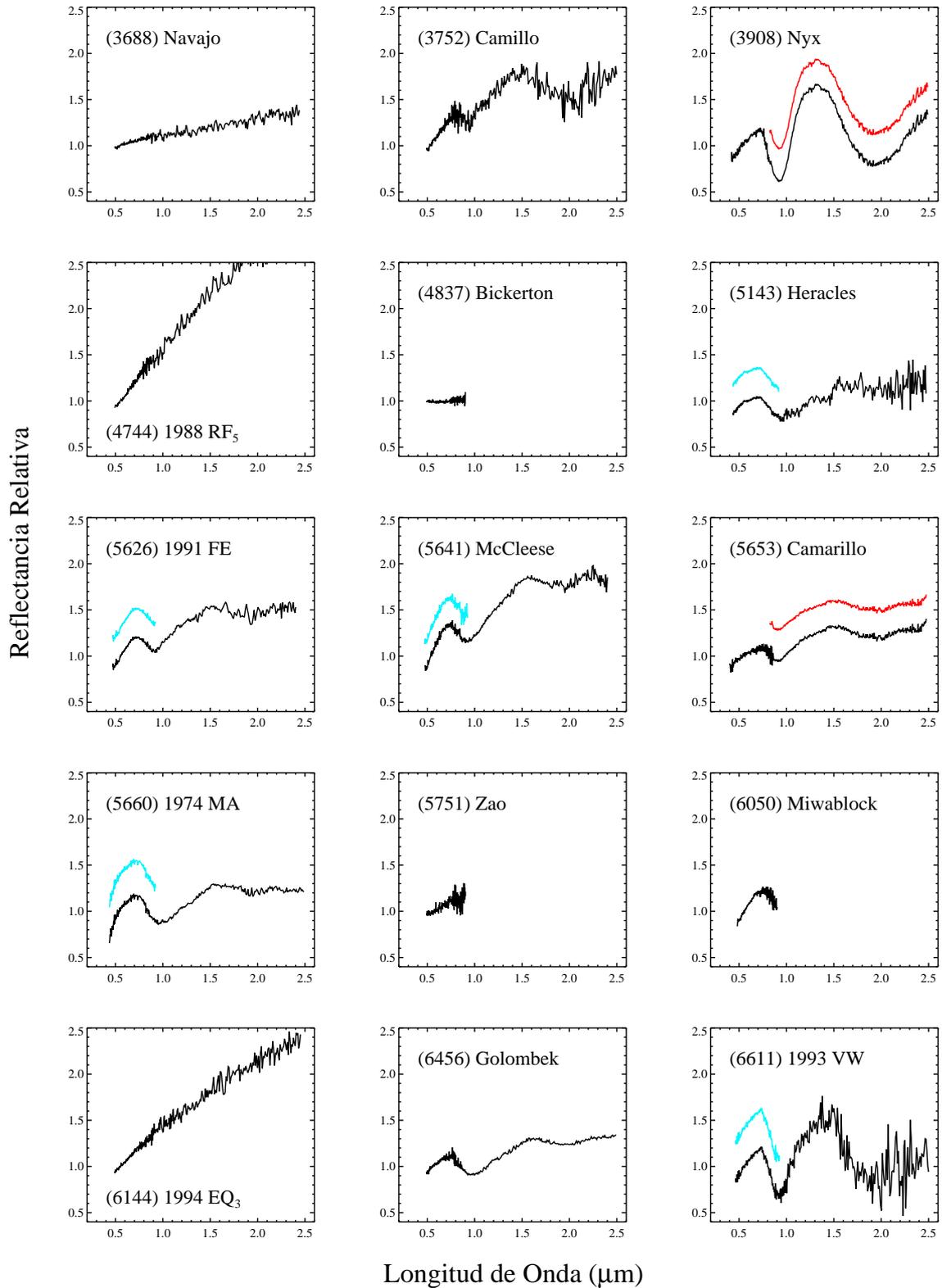


Figura 4.9: Espectros finales del survey NEOSS (continuación).

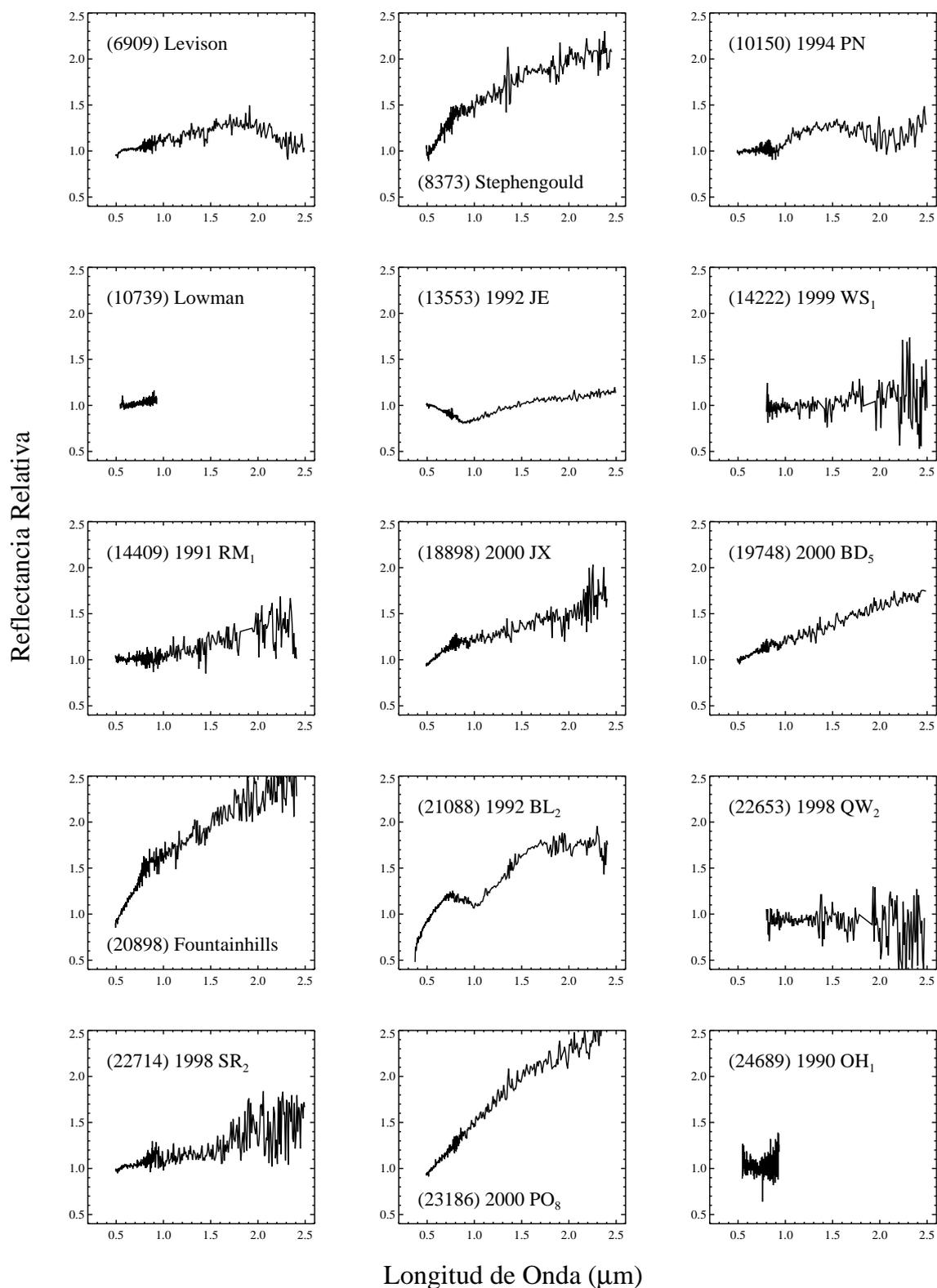


Figura 4.9: Espectros finales del survey NEOSS (continuación).

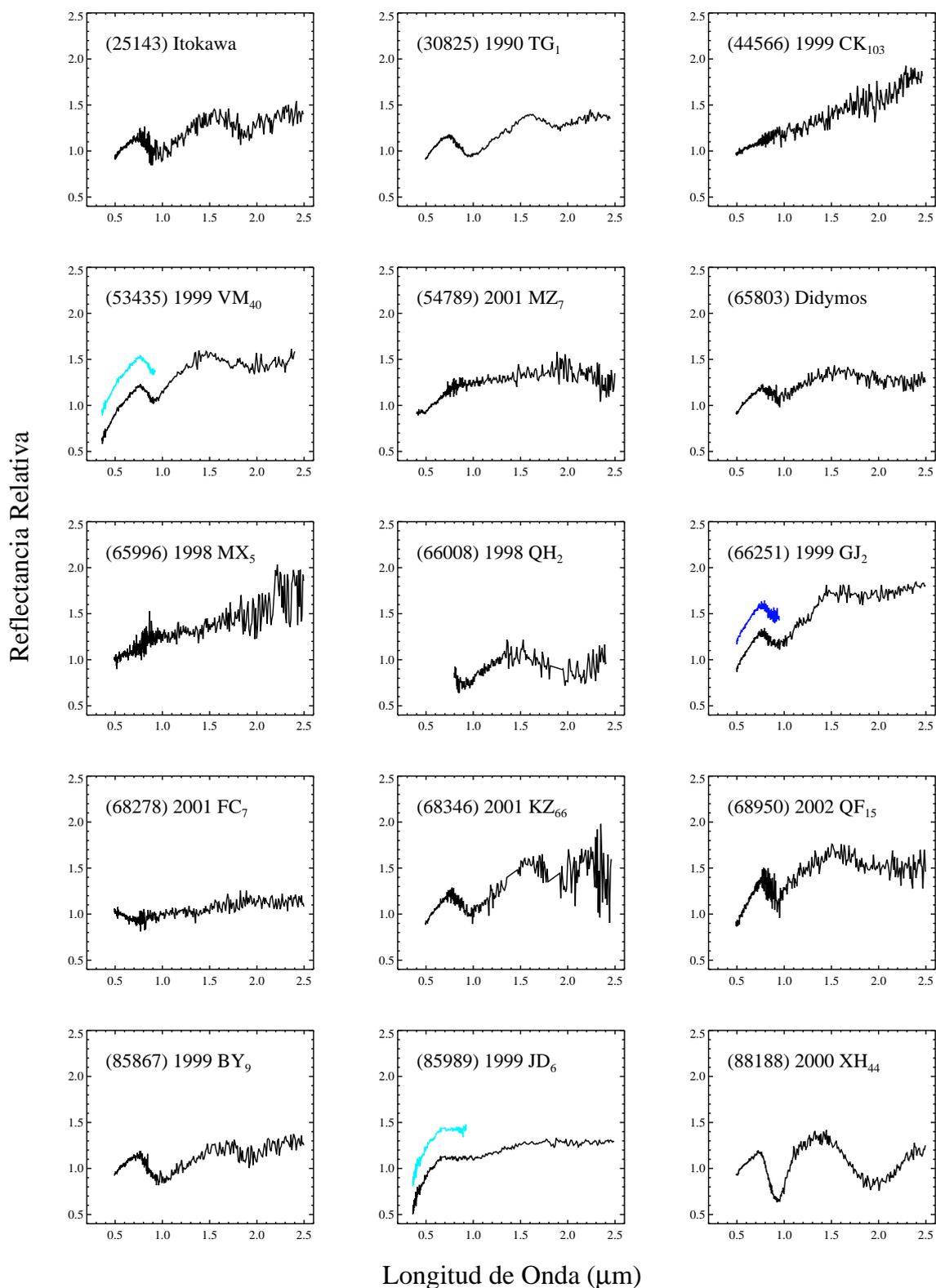


Figura 4.9: Espectros finales del survey NEOSS (continuación).

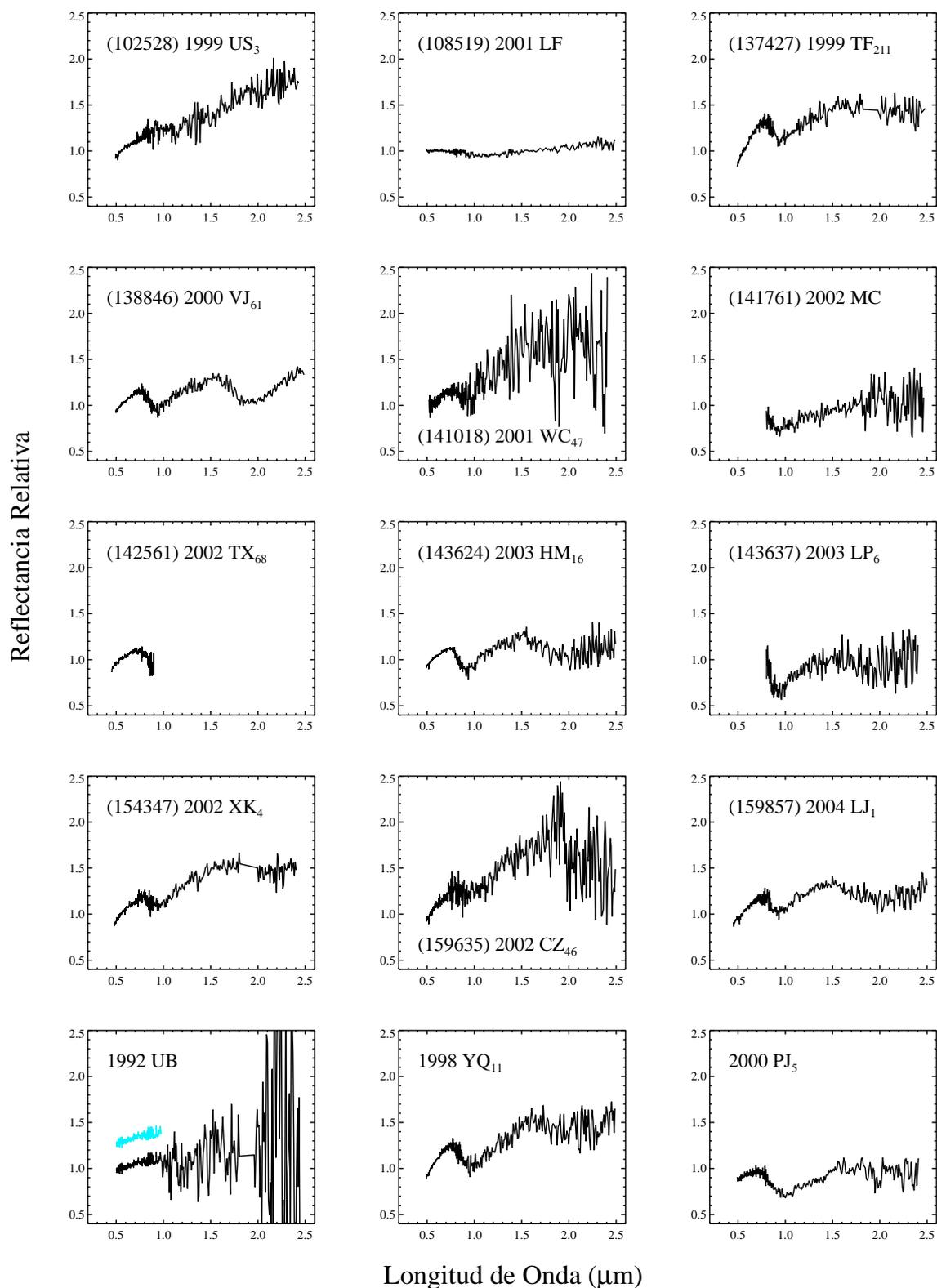


Figura 4.9: Espectros finales del survey NEOSS (continuación).

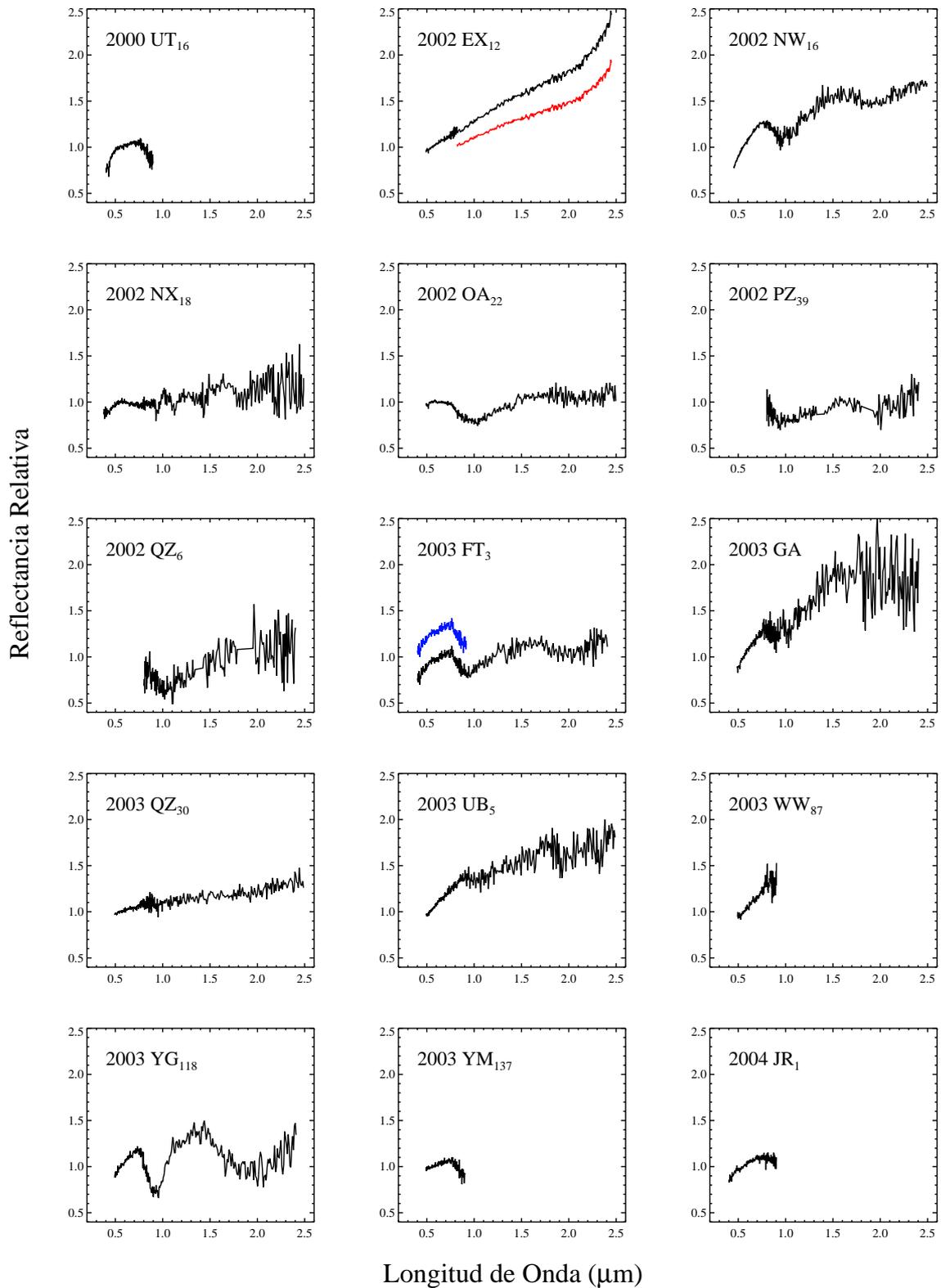


Figura 4.9: Espectros finales del survey NEOSS (continuación).

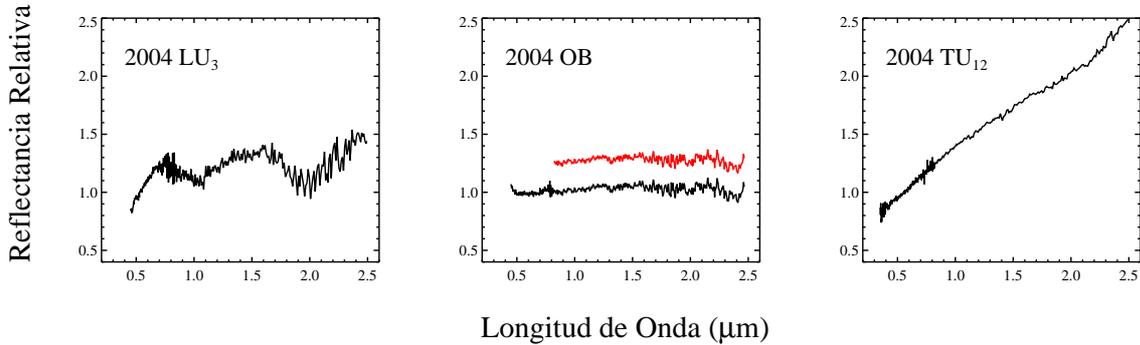


Figura 4.9: Espectros finales del survey NEOSS (continuación).

particulares de las bases de datos espectroscópicas que hemos utilizado en este trabajo de tesis.

#### 4.4.1. Small Main Belt Asteroid Survey: SMASS

El *Small Main Belt Asteroid Survey (SMASS)* es una base de datos espectroscópica originalmente enfocada hacia la obtención de espectros en el rango visible, aunque en la actualidad está organizada en grupos de datos asociados a diferentes publicaciones, e incluye espectros hasta  $1.6 \mu\text{m}$  y un survey reciente y que se actualiza prácticamente mes a mes de espectros en el rango infrarrojo.

La Fase I de SMASS (Xu et al. 1995) se llevó a cabo entre los años 1991 y 1993, obteniéndose medidas espectrales para un total de 316 asteroides, principalmente del cinturón principal y preferentemente de tamaños pequeños o medianos. Las observaciones se realizaron usando el telescopio Hiltner, de 2.4m, localizado en el Observatorio Michigan-Dartmouth-MIT (MDM) en Kitt Peak, Arizona. Utilizaron el espectrógrafo Mark III, equipado con una CCD de  $398 \times 3598$  píxeles y un grisma de baja resolución para cubrir un rango de longitud de onda de  $0.45\text{--}0.95 \mu\text{m}$  ( $\sim 10 \text{ \AA}/\text{píxel}$ ).

La Fase II de SMASS (Bus & Binzel 2002b,2002a) se llevó a cabo entre 1993 y 1999, usando tanto el telescopio Hiltner como el telescopio McGraw-Hill (ubicados en el mismo observatorio). En este caso se usaron de forma alterna dos cámaras CCD, de  $1024 \times 1024$  y de  $2048 \times 2048$ , acopladas al mismo espectrógrafo empleado en la Fase I y cubriendo un rango similar en longitud de onda ( $0.45\text{--}0.92 \mu\text{m}$ ). En total, se observaron 1341 asteroides.

Entre los años 1997 y 2000 se completó el *Small Main-Belt Asteroid Spectroscopic Survey in the Near-Infrared (SMASSIR)* (Burbine & Binzel 2002; Binzel et al. 2001), llevado a cabo en el telescopio IRTF (*Infrared Telescope Facility*), de 3m, localizado en el Observatorio de Mauna Kea, en Hawai. Se empleó para ello un grisma de baja resolución acoplado a la National Science Foundation Camera (InSb), cubriendo un rango de  $0.90\text{--}1.65 \mu\text{m}$  con una dispersión de unos  $130 \text{ \AA}/\text{píxel}$ .

Binzel et al. (2004b) presetaron nuevas medidas espectroscópicas en el visible e infrarrojo cercano (hasta  $1.6 \mu\text{m}$ ) para 252 NEAs y MCs, observados entre 1994 y 2002 como complemento al survey SMASS. A partir de 1998 comenzó a usarse el Espectrógrafo Doble del telescopio de 5m Hale, en el Observatorio Monte Palomar, para la obtención de espec-

tros en el rango visible. Además, observaciones en el mismo rango espectral de asteroides cercanos a la Tierra se llevaron a cabo también usando el espectrógrafo RCSP del telescopio de 4m Mayall, en el Observatorio de Kitt Peak.

Desde septiembre de 2004, se lleva a cabo una campaña conjunta de observación de NEOs entre el Instituto Tecnológico de Massachussets (MIT), la Universidad de Hawai (UH) y el telescopio IRTF de la NASA, para obtener espectros en el infrarrojo cercano (0.8–2.5  $\mu\text{m}$ ) utilizando la cámara espectrógrafo SpeX (Rayner et al. 2003). Nos referiremos de aquí en adelante a este survey como MIT-UH-IRTF.

Todos estos datos tienen acceso público y pueden descargarse a través de la página web de SMASS (<http://smass.mit.edu/>).

#### 4.4.2. Small Solar System Objects Spectroscopic Survey: S3OS2

El *Small Solar System Objects Spectroscopic Survey* (Lazzaro et al. 2004) es una base de datos espectroscópica que contiene espectros en el rango visible de 820 asteroides del cinturón principal. La distribución global de los asteroides observados cubre bien la región entre 2.2 y 3.3 U.A, aunque existen algunas concentraciones debidas al interés concreto por determinadas familias o grupos de asteroides a lo largo del desarrollo del survey.

Las observaciones se llevaron a cabo entre los años 1996 y 2001, en el Observatorio Sur Europeo (ESO) de La Silla, en Chile. Se utilizó para ello el telescopio ESO de 1.52m, equipado con un espectrógrafo Boller & Chivens y una cámara CCD de 2048x2048, junto con una red de dispersión que cubre un rango de 0.49–0.92  $\mu\text{m}$  y presenta una dispersión de 10 Å/píxel. Tanto el telescopio de 1.52m como el espectrógrafo fueron desmantelados a finales de 2002. Concretamente, el espectrógrafo fue utilizado por ESO hasta septiembre de 2002, y por Brasil hasta el 31 de diciembre de 2002.

Los espectros de esta base de datos, así como la clasificación taxonómica (según Tholen 1984 y Bus & Binzel 2002b) de los asteroides que la forman, pueden ser descargados directamente de su página web (<http://www.daf.on.br/~lazzaro/S3OS2-Pub/s3os2.htm>).

#### 4.4.3. Spectroscopic Investigation of Near-Earth Objects: SINEO

El *Spectroscopic Investigation of Near-Earth Objects* (Lazzarin et al. 2004,2005) es un programa observacional activo que comenzó en el año 2000 y que se centra en obtener espectros en el rango visible e infrarrojo cercano de NEOs, utilizando para ello los telescopios del Observatorio de La Silla (ESO-Chile) y del Observatorio del Roque de los Muchachos (Canarias).

El telescopio de 3.58m NTT (ESO *New Technology Telescope*), localizado en La Silla, se emplea para obtener tanto espectros en el rango visible como en el infrarrojo cercano. En el caso del visible, se emplea el instrumento EMMI (*ESO Multi-Mode Instrument*) en modo de espectroscopía de baja resolución, con un prisma que proporciona una dispersión de 5.9 Å/píxel y cubre un rango de 0.38–1.0  $\mu\text{m}$ . Para el infrarrojo, utilizan el instrumento SOFI (*Son OF Isaac*) en modo baja resolución y con dos elementos dispersores: un grisma azul (0.95–1.64  $\mu\text{m}$ ) que proporciona una resolución de 1000 para una rendija de 0.6", y un grisma rojo, que completa el rango espectral de 1.52–2.52  $\mu\text{m}$ .

En el Observatorio del Roque de los Muchachos, emplean el telescopio TNG (*Telescopio Nazionale Galileo*), también de 3.58m, obteniendo espectros en ambos rangos espectrales.

Para el visible utilizan la cámara-espectrógrafo DOLORES, junto con un detector CCD de 2048x2048, y el grisma LR-R, que tiene una dispersión de 2.61 Å/píxel y cubre un rango de longitud de onda de 0.50–0.95  $\mu\text{m}$ . En el caso del infrarrojo, emplean la cámara-espectrógrafo NICS (ver sección 4.2.2 para más detalle), equipada con el prisma AMICI que proporciona un rango de 0.80–2.5  $\mu\text{m}$  aproximadamente.

Los espectros de reflexión de los asteroides observados dentro de este programa pueden descargarse directamente de su página web (<http://www.astro.unipd.it/planets/sineo.html>), donde también podemos encontrar una clasificación taxonómica de cada objeto, según la taxonomía de Bus & Binzel (2002b,a).

#### 4.4.4. 52-Color Asteroid Survey

Este programa observacional, llevado a cabo entre noviembre de 1983 y abril de 1987, constituyó el primer survey extenso para obtener curvas espectrofotométricas de asteroides en el rango de longitud de onda 0.8–2.5  $\mu\text{m}$  (Bell et al. 1988).

Se utilizó para ello el telescopio de 3m IRTF de la NASA, junto con un doble filtro de interferencia circular variable (CVF). Mediante la rotación del filtro se realizó la fotometría a lo largo de 52 anchos de banda, entre 0.8 y 2.5  $\mu\text{m}$ . La porción de longitud de onda corta del CVF cubría el rango 0.8–1.6  $\mu\text{m}$ , con una resolución del 3%, mientras que la porción de longitud de onda larga cubría el rango 1.5–2.6  $\mu\text{m}$ , con un 5% de resolución. Al tratarse en realidad de fotometría, se calcularon los coeficientes de extinción de cada canal mediante estrellas estándares, y posteriormente se transformaron los cocientes asteroide/estrella estándar en reflectancia calibrando la red de estrellas estándares con la análoga solar 16 Cyg B.

Los datos resultantes de este survey pueden descargarse de la página web del *Planetary Data System* (PDS) mantenida por la NASA (<http://www.psi.edu/pds/>).

#### 4.4.5. Main Belt Objects Infrared Spectroscopic Survey: MBOISS

Se trata de un programa observacional que se encuentra actualmente en marcha, y que surgió como resultado del survey NEOSS.

Desde principios de 2008 estamos obteniendo espectros de asteroides del cinturón principal en el rango infrarrojo cercano, utilizando para ello el telescopio TNG y la cámara espectrógrafo NICS, con el prisma AMICI (los detalles de configuración son exactamente los mismos que los empleados para el survey NEOSS, ver sección 4.2.2). Concretamente nos centramos en asteroides que cumplan las siguientes características: (a) que ya tengan espectro publicado en el rango visible; (b) que tengan un tipo espectral asociado a la presencia de bandas de absorción debidas a silicatos (tipos A, S, Q, V, etc.) y (c) que se encuentren en alguna de las regiones fuente de NEAs con mayor probabilidad de procedencia (resonancias 3:1 y  $\nu_6$  y zona intermedia de objetos que cruzan la órbita de Marte).

Con este survey pretendemos aumentar el número de espectros completos de posibles “progenitores” de los NEAs que ya hemos analizado, para realizar una comparación mineralógica más directa.

#### 4.5. Subprograma observacional: asteroides en órbitas cometarias (ACOs)

Dentro de la base de datos obtenida para este trabajo de tesis doctoral, se han tomado espectros en el visible y el infrarrojo cercano de una submuestra de 25 ACOs. El análisis de estos asteroides forma parte de la tesis doctoral de Álvaro Álvarez Candal, y se ha publicado en Licandro et al. (2006) y Licandro et al. (2008). En esta sección mostramos los resultados más importantes.

Los detalles de las circunstancias observacionales de los ACOs pueden verse en la Tabla 4.3 y sus espectros, separados en el rango visible e infrarrojo cercano pueden verse en las Figuras 4.10 y 4.11 respectivamente.

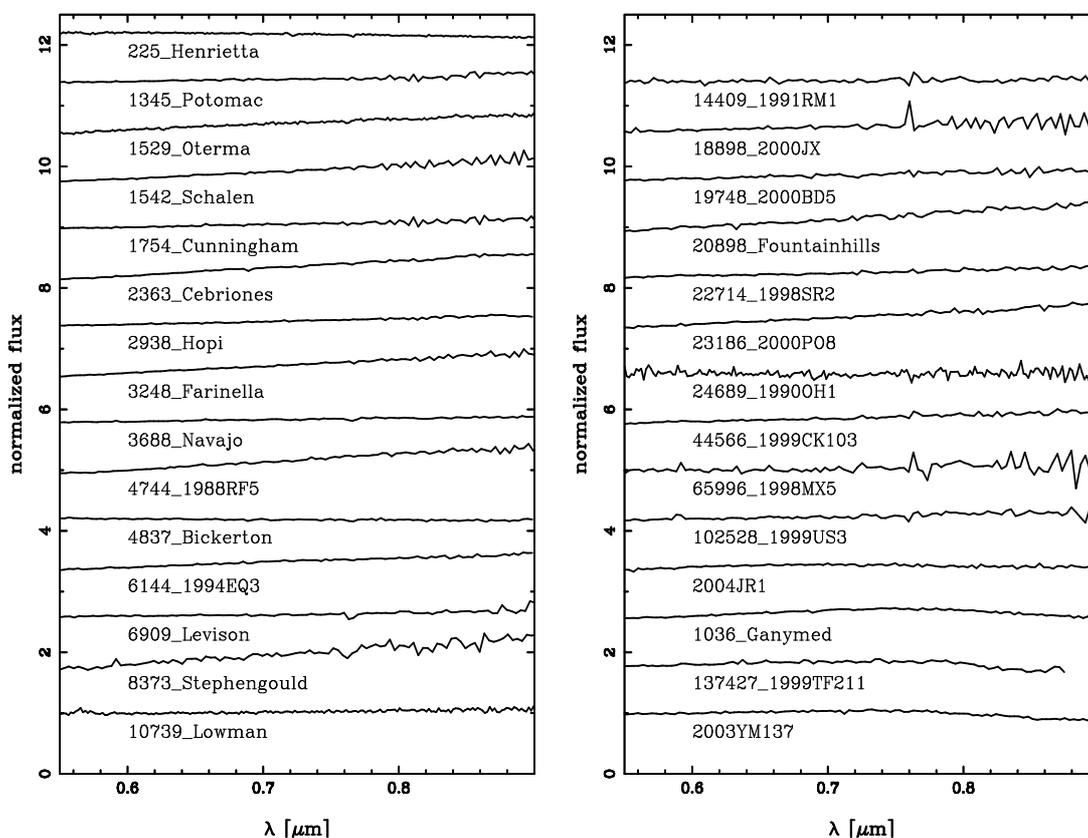


Figura 4.10: Espectros de reflexión en el rango visible de los ACOs que componen este subprograma, normalizados a la unidad en  $0.6 \mu\text{m}$ . Los espectros se han desplazado en el eje vertical para mayor claridad.

Además de los ACOs, observamos 4 asteroides del cinturón principal interior de tipo D ( $a < 3.2$  U.A.), 5 Hildas y 1 Troyano, con objeto de tener una muestra de comparación. Aumentando nuestra muestra con ACOs observados en otras bases de datos (mencionadas en la sección anterior), Licandro et al. (2008) encontraron que de los 41 ACOs analizados

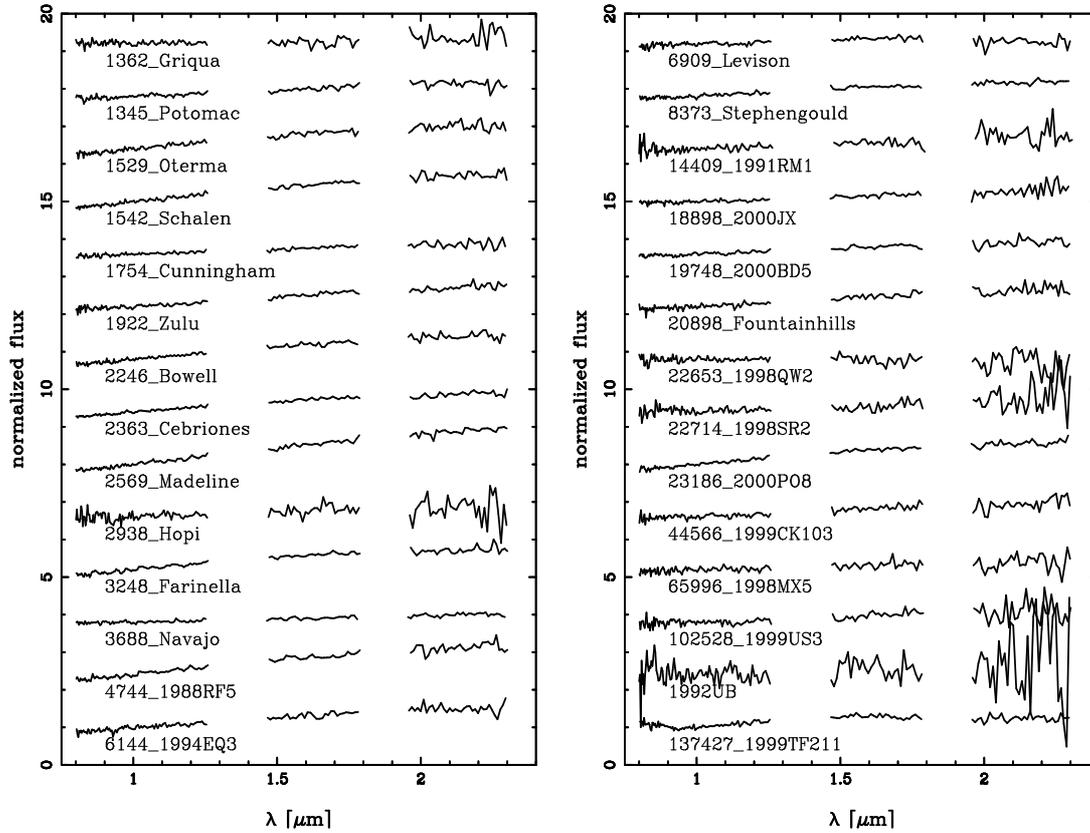


Figura 4.11: Espectros de reflexión en el rango infrarrojo cercano de los ACOs observados, normalizados a la unidad en  $1.0 \mu\text{m}$ . Los espectros se han desplazado en el eje vertical para mayor claridad.

en total, 34 de ellos presentan espectro “lineal”, o sin bandas de absorción, y 7 con bandas, siendo pues poco probable que estos últimos presenten origen cometario. Se concluye pues que la mayoría de ACOs con bandas de absorción pertenecen a la población de NEOs (objetos con perihelio  $q < 1.3$  U.A.), mientras que la población de ACOs no-NEOs ( $q > 1.3$  U.A.) está prácticamente ausente de asteroides con bandas de absorción (ver Figura 4.12).

Analizando los espectros en el rango visible e infrarrojo de los ACOs que no muestran bandas de absorción, y comparándolos con los observados para asteroides tipo D del cinturón principal y distintos núcleos cometarios, Licandro et al. (2006,2008) encuentran que no existe ninguna característica espectral que pueda emplearse para discriminar entre estos grupos de objetos.

Por otra parte, cuando tenemos un espectro de reflexión “lineal”, sin bandas de absorción, podemos calcular el gradiente de reflectividad normalizada,  $S'$  [%/1000Å]

$$S' = (dS/d\lambda)/\bar{S}$$

donde  $S$  es la reflectividad y  $\bar{S}$  es el valor medio de la reflectividad en el rango de longitud de onda sobre el que se calcula  $dS/d\lambda$ . Este parámetro (Luu & Jewitt 1990, Jewitt & Luu

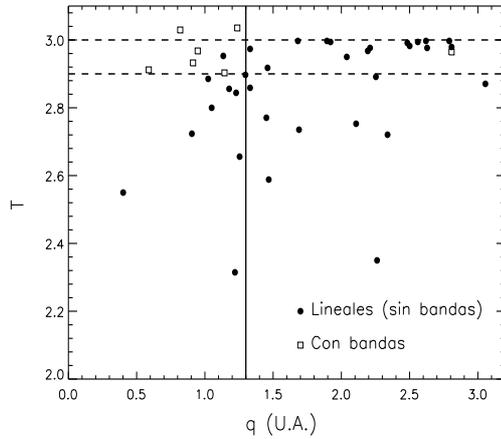


Figura 4.12: Gráfico para los ACOs en el espacio distancia perihélica ( $q$ ) – parámetro de Tisserand ( $T$ ). Los cuadrados indican espectros con bandas y los círculos negros indican espectros lineales o sin bandas. La línea vertical ( $q = 1.3$  U.A.) separa los NEOs de los no-NEOs. Las líneas horizontales discontinuas corresponden a  $T = 3$  y  $T = 2.9$ . Todos los ACOs observados con  $T < 2.9$  tienen espectros lineales, y la mayoría de los asteroides con bandas de absorción son NEOs.

1990, Jewitt 2002), mide básicamente la pendiente del espectro de reflexión, y cuanto mayor sea mayor será el enrojecimiento de la misma.

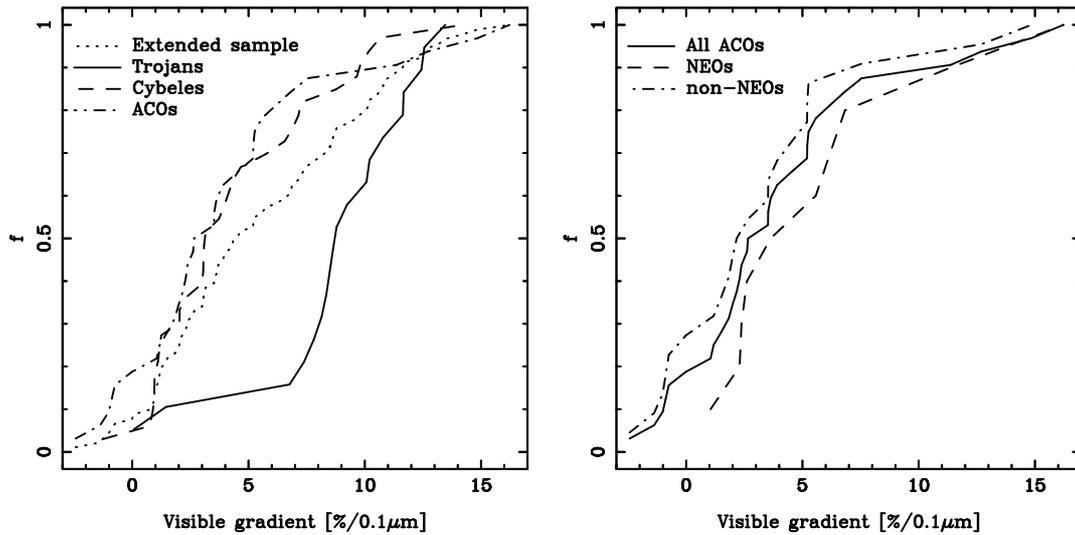


Figura 4.13: Distribución acumulativa de color de la población de ACOs, asteroides Cybeles y Troyanos, y la muestra extendida (gráfico izquierdo). El gráfico de la derecha muestra la distribución de todos los ACOs y las subpoblaciones de NEOs y no-NEOs.

Licandro et al. (2008) comparan los gradientes de reflectividad de los ACOs en el rango visible ( $S'_V$ ) e infrarrojo ( $S'_N$ ), encontrando que la mayoría de los objetos con espectros sin bandas son más rojos en el visible que en el infrarrojo cercano. Este resultado es similar a la correlación conocida que se encuentra en los diagramas color-color para los Centauros y los TNOs (Barucci et al. 2004). Buscando correlaciones entre el gradiente de reflectividad y diferentes parámetros orbitales, encuentran que los ACOs más rojos parecen tener un parámetro de Tisserand más bajo, estar más alejados del Sol y tener una excentricidad

mayor.

La Figura 4.13 muestra la distribución acumulativa de la pendiente espectral (en el rango visible) para los ACOs analizados por Licandro et al. (2008), y la compara con las distribuciones para otros grupos de objetos (asteroides Cybeles y Troyanos). Distingue además entre las subpoblaciones de NEOs y no-NEOs. La distribución acumulativa para los ACOs parece ser más azul que para los asteroides Cybeles y Troyanos, pero bastante similar a la de los Cybeles en el rango  $1 < S'_V < 10$ . Considerando además que la distribución de color de los Hildas es similar a la de los Troyanos (Dahlgren & Lagerkvist 1995), concluyen que la distribución de color de los ACOs es diferente a la de los asteroides del cinturón exterior. Las subpoblaciones de NEOs y no-NEOs muestran distribuciones acumulativas de  $S'_V$  diferentes, siendo la de los primeros más roja. En conclusión, los ACOs con  $T < 2.7$  son los mejores candidatos para ser cometas muertos o durmientes, debido a sus propiedades superficiales y dinámicas, y merecen un estudio más detallado.



# 5

---

## Métodos de análisis mineralógico

Existen diferentes y variados métodos para interpretar la mineralogía a partir del espectro de reflexión de un asteroide. Como vimos en el capítulo 2, el primero y más básico es establecer una taxonomía de tipos atendiendo a diferencias en el espectro e intentar asociar cada tipo taxonómico a posibles composiciones mineralógicas. Las taxonomías que se han desarrollado hasta la fecha hacen uso exclusivamente de información en el rango visible, cuando mucha de la información mineralógica la proporciona el rango infrarrojo. Esto es más evidente en el caso de los asteroides que presentan bandas de absorción debidas a la presencia de silicatos. Aunque recientemente se ha desarrollado una taxonomía que hace uso también del espectro de un objeto hasta  $2.5 \mu\text{m}$  (DeMeo 2007), para el caso de estos asteroides los tipos taxonómicos apenas cambian y no aportan información adicional.

La clasificación taxonómica en el caso de los asteroides se basa en propiedades observacionales (pendiente espectral, color, albedo, etc.), pero en la mayoría de los casos estas propiedades no son realmente herramientas de diagnóstico de la mineralogía o la composición del objeto. Así pues, se han desarrollado otros métodos para extraer dicha información a partir del espectro de reflexión. Podemos dividir los métodos en dos tipos: (1) los que extraen parámetros espectrales (posición, áreas o profundidades de las bandas de absorción) y comparan con calibraciones realizadas en laboratorio (ya sea con meteoritos o con minerales terrestres), y (2) los que tratan de reproducir el espectro del objeto mediante un modelo o ajuste, y de ahí inferir su composición.

En este capítulo vamos a describir los dos métodos que emplearemos en este trabajo de tesis para el análisis de espectros de asteroides que presentan bandas de absorción: el método clásico, desarrollado por Cloutis et al. (1986), y el método MGM, creado por Sunshine et al. (1990). Antes de ello, hablaremos en la siguiente sección de la comparación con las curvas espectrales de los meteoritos, que, aunque presenta limitaciones, es el método más directo y sencillo de aplicar.

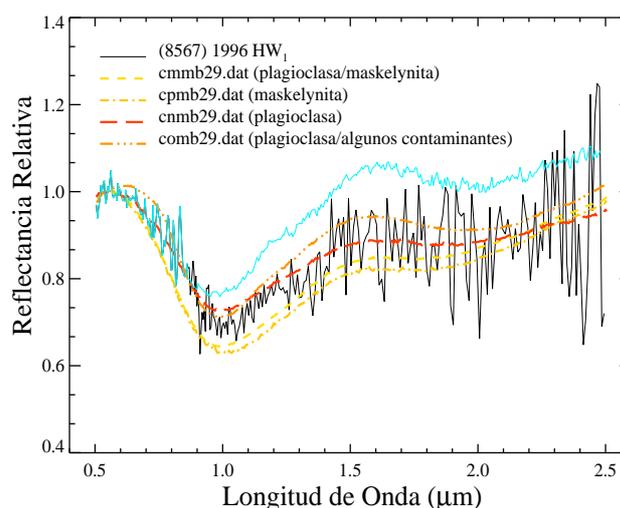
### 5.1. Comparación con espectros de meteoritos

Durante muchos años, el análisis de los espectros de reflexión de los asteroides se limitó a la comparación con espectros de laboratorio de meteoritos. Aunque esta técnica

ha proporcionado numerosos indicios sobre posibles mineralogías superficiales, presenta algunas limitaciones que pueden dar lugar a interpretaciones incorrectas o a restricciones innecesarias. Entre las limitaciones más importantes pueden destacarse (1) el hecho de que la muestra de meteoritos con la que comparamos no está completa, (2) la necesidad de definir correctamente qué se entiende por similar (no todas las partes del espectro son igual de importantes), y (3) las variaciones espectrales asociadas a cambios en el tamaño de grano, la geometría de análisis y la temperatura. Además, efectos como el *space weathering* pueden alterar el espectro del objeto y enmascarar posibles conexiones con meteoritos.

Un ejemplo excelente de este último punto es lo que sucede con los asteroides NEAs tipo S, compuestos principalmente de silicatos, y las condritas ordinarias, el grupo de meteoritos más abundante, tal y como discutimos en el capítulo 3. Actualmente se estima que las diferencias en los espectros que se observan entre estos dos grupos de abundantes objetos, en concreto en la pendiente espectral, se deben principalmente a los efectos del *space weathering* sobre la superficie de los asteroides, que tiende a enrojecer sus pendientes y a disminuir la profundidad de sus bandas de absorción.

Figura 5.1: Curvas espectrales de diferentes separados de plagioclasa/maskelynita del meteorito lunar ASUKA-31, superpuestos al espectro de reflexión del asteroide NEA (8567) 1996 HW<sub>1</sub>. El espectro del objeto pertenece al survey SINEO. En azul mostramos el espectro del mismo objeto, pero empleando para el rango infrarrojo datos del survey MIT-UH-IRTF. Vemos que en este caso el asteroide presenta una superficie algo más enrojecida.



A pesar de las limitaciones mencionadas anteriormente, la comparación con espectros de meteoritos es útil para sugerir posibles composiciones del asteroide y dar información inicial para un análisis mineralógico más detallado. Como ejemplo mostramos el caso del asteroide NEA (8567) 1996 HW<sub>1</sub> (ver Figura 5.1). Aunque presenta claramente una banda de absorción centrada en 1  $\mu\text{m}$ , y una posible segunda banda dentro de la señal/ruido a 2  $\mu\text{m}$  (confirmada posteriormente por el espectro del survey MIT-UH-IRTF, en azul celeste en el gráfico), el aspecto algo atípico de su espectro en el rango visible<sup>1</sup>, hizo pensar en una composición mineralógica fuera de lo habitual. Al comparar con espectros de meteoritos, encontramos que curiosamente la curva espectral que más se parecía al asteroide era la de un separado de plagioclasa/maskelynita del meteorito lunar ASUKA-31 (Koeberl et al. 1993). La maskelynita es un vidrio de plagioclasa derivado del fundido a altas presiones

<sup>1</sup>El espectro visible e infrarrojo cercano pertenece a la base de datos SINEO (Lazzarin et al. 2005), cedido personalmente por Simone Marchi como parte de un trabajo de colaboración de esta tesis doctoral.

generadas por un impacto. Aunque la discusión de las implicaciones derivadas de esta posible composición está fuera de este trabajo de tesis, éste es un buen ejemplo de la utilidad de una comparación entre las curvas espectrales de un asteroide y un meteorito.

## 5.2. Análisis de parámetros espectrales: método clásico (Cloutis et al. 1986)

No todos los minerales tienen características de diagnóstico en el rango espectral visible e infrarrojo cercano, donde se han obtenido la mayoría de los espectros de reflexión de los asteroides. Afortunadamente, un número de los minerales más abundantes e importantes exhiben tales características. El conjunto más importante son las absorciones de campo cristalino que surgen de la presencia de cationes de metales de transición ( $\text{Fe}^{2+}$ ,  $\text{Fe}^{3+}$ ,  $\text{Mg}^{2+}$ ,  $\text{Ca}^{2+}$ ,  $\text{Al}^{2+}$ , etc), localizados en sitios cristalográficos específicos (sitios de coordinación, ver Apéndice A) en minerales de silicatos máficos, fundamentalmente olivinas, piroxenos y feldespatos. Los minerales máficos son los más abundantes en todas las condritas y en la mayoría de las acondritas, y se encuentran también como fases principales en los meteoritos rocosos de tipo ferroso y como inclusiones en los meteoritos ferrosos.

Como vimos en la introducción, el espectro de la olivina está dominado por una banda de absorción compleja centrada cerca de  $1 \mu\text{m}$ , resultado de la superposición de tres bandas individuales, dándole esa forma asimétrica y ensanchada. Los piroxenos, por otro lado, presentan absorciones cerca de  $1 \mu\text{m}$  y  $2 \mu\text{m}$  para piroxenos pobres en calcio, y una absorción ancha en  $1 \mu\text{m}$  con un mínimo doble para algunos piroxenos cálcicos. Los feldespatos presentan una banda de absorción centrada en  $1.2 \mu\text{m}$ .

### 5.2.1. Los fundamentos del método: cálculo de parámetros espectrales

En su artículo original de 1986 (Cloutis et al. 1986), Edward Cloutis estableció de forma ordenada todos los posibles parámetros espectrales de diagnóstico y su relación con las abundancias de determinados minerales en la superficie de los asteroides, así como las calibraciones de laboratorio más importantes que se siguen empleando en la actualidad. Trabajos anteriores habían mencionado ya algunos de estos parámetros. Como ejemplo, Adams (1974) midió la variación de las posiciones de las bandas de absorción de los piroxenos a  $1$  y  $2 \mu\text{m}$  en función de su composición, mientras que Singer (1981) estudió mezclas de distintos silicatos y óxidos de hierro y su relación con la variación de las posiciones de las bandas de absorción. Además, Singer (1981) definió una particular “pendiente espectral” como la pendiente de una recta que unía las posiciones de los mínimos de las dos bandas de absorción presentes en la mezcla de minerales.

Los principales parámetros espectrales que fueron definidos en el trabajo de Cloutis et al. (1986) y que se perfilaron con mayor precisión en los posteriores trabajos de Cloutis & Gaffey (1991a,b) y Gaffey et al. (1993) son los siguientes. En primer lugar, calcularon las posiciones en longitud de onda de los mínimos de reflectancia de ambas bandas de absorción centradas en  $1$  y  $2 \mu\text{m}$  (Mínimo Banda I y II respectivamente). Se determinó también la posición de dos máximos de reflectancia, centrados en torno a  $0.7$  y  $1.4\text{-}1.7 \mu\text{m}$  aproximadamente. A continuación ajustaron un continuo lineal entre estos dos máximos, cuya pendiente denominamos Pendiente I, y entre el segundo máximo y  $2.4 \mu\text{m}$ , dado que la

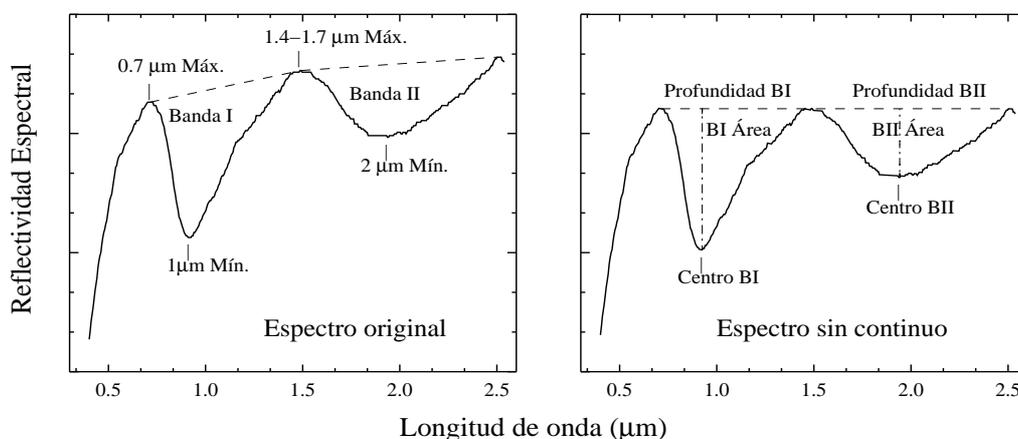


Figura 5.2: Curva de reflectividad espectral de un separado de olivina-hipersteno de una condrita ordinaria L4 (Bald Mountain). *Izquierda*: posiciones de los dos mínimos y los dos máximos asociados a las dos bandas de absorción. Los dos últimos se utilizan para calcular los continuos lineales (línea discontinua) que encierran las áreas de las bandas I y II. *Derecha*: una vez eliminados dichos continuos lineales, se calculan las posiciones de los centros de las dos bandas, así como sus profundidades.

segunda banda de absorción de los espectros con los que trabajaban estaba incompleta (Pendiente II). Según los autores, este procedimiento es muy práctico, dado que al usar líneas rectas para calcular el continuo, su geometría y su reconstrucción es directa y no tiene ambigüedades. Feierberg et al. (1982) ya hablaban de eliminar el continuo de los espectros de los asteroides tipo S que estudiaron, asumiendo que se trata de un continuo lineal en número de onda (energía), formado a “pedazos” y tangente a la curva de reflectancia espectral fuera de las absorciones de los silicatos. Gaffey (1984) trata de ajustar un continuo de NiFe (empleando el promedio de los meteoritos ferrosos de Gaffey 1976) de dos formas, usando el espectro completo y “a trozos”, decantándose por esta segunda opción. Tras dividir cada zona del espectro por su correspondiente continuo lineal, Cloutis et al. (1986) volvieron a determinar la posición de los mínimos de reflectancia, a los que llamaron “centros” (Centro Banda I y II), para diferenciarlos de los mínimos obtenidos en el espectro original (sin haber eliminado el continuo). Por último, el área de la banda de absorción fue definida como el área comprendida entre la curva espectral y una línea recta tangente a los respectivos máximos. El área de la banda I está entre los máximos a  $0.7 \mu\text{m}$  y  $1.4\text{-}1.7 \mu\text{m}$ , mientras que el área de la banda II se encuentra entre  $1.4\text{-}1.7$  y  $2.4 \mu\text{m}$ . El cociente entre el área de la banda II y el área de la banda I se definió como el parámetro BAR (*Band Area Ratio*). Otro parámetro definido posteriormente por Cloutis & Gaffey (1991b) es la Profundidad de la Banda I, definida como el cociente entre la reflectancia máxima en el pico entre la banda I y la II, y la reflectancia del mínimo de la banda I. Del mismo modo definen la Profundidad de la Banda II como el cociente entre la reflectancia a  $2.4 \mu\text{m}$  y la reflectancia en el mínimo de la banda II. En este punto hay que comentar que aunque los autores definieran estos parámetros tomando los espectros hasta  $2.4 \mu\text{m}$ , todos los trabajos posteriores emplean el máximo de longitud de onda de la que disponen en sus espectros para completar la segunda banda de absorción y calcular la recta tangente y el área de la misma. Todos estos parámetros pueden verse ilustrados en la Figura 5.2.

Tabla 5.1: Significado mineralógico de los parámetros espectrales más importantes (tabla modificada de Gaffey et al. 1993)

Parámetro Espectral	Implicaciones Mineralógicas <sup>1</sup>
Cociente Áreas Bandas $2\mu\text{m}/1\mu\text{m}$ [Área BII/BI]	Cociente de Abundancias olivina-piroxeno <sup>2</sup>
Posición Banda $1\mu\text{m}$ [Centro BI]	Contenido en $\text{Ca}^{2+}$ del piroxeno <sup>3</sup> Cociente de Abundancias olivina-piroxeno <sup>2</sup> <i>Contenido en <math>\text{Fe}^{2+}</math> de la olivina<sup>3</sup></i>
Posición Banda $2\mu\text{m}$ [Centro BII]	Contenido en $\text{Fe}^{2+}$ del piroxeno <sup>3</sup> <i>Contenido en <math>\text{Ca}^{2+}</math> del piroxeno<sup>3</sup></i>
Profundidad Banda $1\mu\text{m}$ [Profundidad BI]	<i>Contenido en <math>\text{Fe}^{2+}</math> de la olivina o el piroxeno</i> <i>Tamaño de partícula del mineral</i> <i>Abundancia de la fase mineral de absorción</i>
Pendiente Espectral [Pendiente BI]	<i>Contenido en metal Fe-Ni</i> <i>Abundancia de olivina</i>

<sup>1</sup> Las propiedades mineralógicas que ejercen un control primario sobre un parámetro espectral se muestran con letra normal. Aquellas que ejercen un control secundario o para las cuales la relación funcional entre la mineralogía y el parámetro espectral se conoce pobremente, aparecen en letra cursiva. <sup>2</sup> Cloutis et al. (1986). <sup>3</sup> Adams (1974)

La Tabla 5.1 muestra un breve resumen de la significancia mineralógica de los parámetros más importantes. Cada uno de estos parámetros espectrales calculados nos proporciona información acerca de la mineralogía de la superficie del objeto. Las posiciones de las bandas están relacionadas con el contenido de  $\text{Ca}^{2+}$  y  $\text{Fe}^{2+}$  del piroxeno y la olivina, el cociente de las áreas con la abundancia relativa de ambos minerales, la profundidad de la banda con el tamaño de la partícula y la pendiente espectral con el contenido en metal, entre otros.

### 5.2.2. Las calibraciones más importantes: el trabajo en el laboratorio

Existen muchos estudios acerca de las propiedades espectrales de la olivina, el piroxeno y de mezclas de ambos. Singer (1981) estudió los espectros en el rango del infrarrojo cercano de mezclas con distintas proporciones en peso de olivinas, piroxenos y varios óxidos de hierro (limonita y magnetita), encontrando que, en general, las propiedades espectrales en este tipo de mezclas se combinan de una forma compleja y no aditiva. En su trabajo de 1987, King & Ridley estudian la variación en la posición de la banda de absorción de  $1\mu\text{m}$  para mezclas de olivinas a medida que se variaba el contenido en hierro de las mismas, mientras que Adams (1974) estudia ese mismo desplazamiento en ambas bandas de absorción para mezclas de piroxenos.

De las muchas calibraciones que se han realizado en el laboratorio con diferentes mezclas y proporciones de distintos minerales máficos, mostramos a continuación las que son más útiles para inferir composiciones mineralógicas en la superficie de los asteroides que analizamos en este trabajo de tesis.

### Mezcla de ortopiroxeno y olivina: $\text{Opx}/(\text{Opx} + \text{Ol})$ vs. BAR

Como se vio anteriormente, los piroxenos presentan dos bandas de absorción bien definidas. Este tipo de silicatos suelen dividirse en ortopiroxenos y clinopiroxenos (ver Apéndice A), basándose en diferencias composicionales y estructurales. Los ortopiroxenos (OPX) son esencialmente aquellas muestras que contienen menos del 5% molar de wollastonita,  $\text{Wo}$  ( $\text{CaSiO}_3$ , silicato cálcico) y su estructura cristalina posee simetría ortorrómbica. Sus espectros se caracterizan por dos bandas de absorción centradas cerca de 0.9 y 1.9  $\mu\text{m}$ , de aproximadamente la misma intensidad, y debidas a transiciones de campo cristalino del ión  $\text{Fe}^{2+}$ , que ocupa de forma preferente el sitio cristalográfico M2 (ver Apéndice A). Ambas absorciones se desplazan hacia longitudes de onda mayores a medida que aumenta el contenido en hierro.

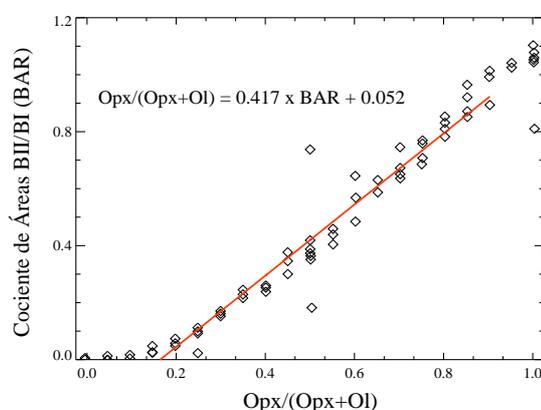


Figura 5.3: Valores de BAR vs. abundancia de ortopiroxeno para una muestra de mezclas de olivina y ortopiroxeno obtenidos por Cloutis et al. (1986), empleando diferentes fracciones de tamaño de partícula. Las mezclas se realizaron a intervalos del 10% en peso. Los tamaños de partícula varían entre 63 y 125  $\mu\text{m}$ . La línea roja es un ajuste lineal a los datos entre 10% y 90% de abundancia de piroxeno.

La calibración realizada por Cloutis et al. (1986) consistió en medir el cociente de las áreas de las bandas de absorción (BAR) de una muestra controlada de 73 mezclas de olivina y ortopiroxeno, en distintas proporciones de peso y para diferentes tamaños de partícula. El resultado de estas medidas se ilustra en la Figura 5.3. Para las mezclas los autores emplearon olivina con composición  $\text{Fo}_{89}$  (esto es, rica en Mg) e hipersteno, un ortopiroxeno de composición  $\text{En}_{86}$  (ver Apéndice A). Utilizaron cuatro tamaños de partículas: 35-53  $\mu\text{m}$  tamizadas en húmedo; 63-90  $\mu\text{m}$  tamizadas en húmedo; 63-90  $\mu\text{m}$  tamizadas en seco y 90-125  $\mu\text{m}$  tamizadas en húmedo. Las mezclas se realizaron en intervalos del 10% en peso.

La dependencia lineal de los puntos de la calibración para porcentajes de ortopiroxeno entre 10% y 90% puede expresarse mediante una recta (Gaffey et al. 2002):

$$\text{Opx}/(\text{Opx} + \text{Ol}) = (0.417 \times \text{BAR}) + 0.052 \quad (5.1)$$

y puede usarse para calcular porcentajes de ortopiroxeno con un error de  $\pm 5\%$ . Además, puede verse claramente que la calibración es independiente del tamaño de las partículas (dentro del error asociado).

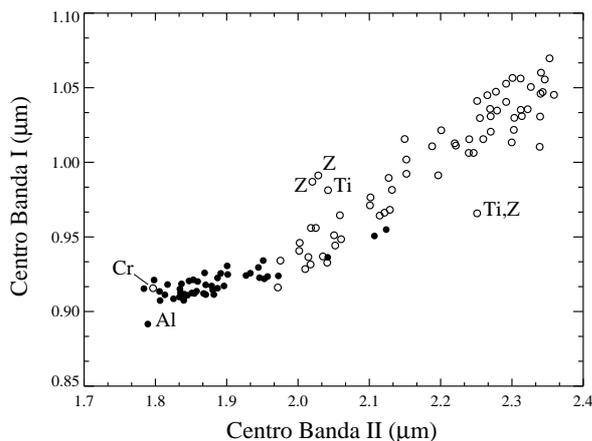
### Ortopiroxenos y clinopiroxenos: Centro Banda II vs. Centro Banda I

Los clinopiroxenos contienen entre 5 y 50% molar de  $\text{Wo}$  y poseen simetría monoclinica (Cloutis & Gaffey 1991b). Además, atendiendo a la forma y la posición de las bandas de

absorción de sus espectros, pueden clasificarse como de tipo A y B. Los clinopiroxenos de tipo B presentan espectros similares a los ortopiroxenos, exhibiendo dos bandas de absorción centradas en 1.05 y 2.35  $\mu\text{m}$ . En el caso del clinopiroxeno, el calcio puede sustituir al hierro en los sitios de coordinación M2, y la posición de las bandas de absorción está relacionada con el contenido en Ca y Fe de los mismos. Los clinopiroxenos de tipo A, en cambio, presentan dos bandas de absorción cerca de 0.9 y 1.15  $\mu\text{m}$  que se superponen parcialmente en la mayoría de los casos. Estas bandas se deben a la presencia de iones de hierro en el sitio M1. Las diferencias entre estos subtipos de clinopiroxeno son función principalmente de la ocupación relativa de los sitios M1 y M2 de elementos de transición, en particular el  $\text{Fe}^{2+}$ , lo cual depende a su vez, entre otras cosas, del contenido en calcio y hierro del mineral.

Cloutis & Gaffey (1991b) revisan la calibración realizada por Adams (1974) para una muestra de ortopiroxenos y clinopiroxenos, aportando un nuevo conjunto de espectros y tomando además otros espectros ya publicados de la literatura (entre ellos los del trabajo de Adams). Aunque las definiciones anteriores para el orto y el clinopiroxeno son válidas, en la región intermedia en contenido en calcio (11-30 % Wo), muchos piroxenos muestran características espectrales tanto de orto como de clino, por lo que a efectos de su análisis, Cloutis & Gaffey (1991a) llaman ortopiroxenos a aquellos piroxenos que presentan bajo contenido en calcio (Wo <  $\sim$  11 %).

Figura 5.4: Variaciones en los centros de las bandas I y II para una muestra de orto y clinopiroxenos. Los puntos negros corresponden a las muestras con <11 % Wo (ortopiroxenos) y los blancos a muestras con >11 % Wo (clinopiroxenos). Los puntos que se desvían significativamente de la tendencia lineal están expuestos o contienen fases adicionales (Z, del inglés *zoned*), contienen >1 % en peso de  $\text{TiO}_2$  (Ti) o  $\text{Cr}_2\text{O}_3$  (Cr), o, en el caso de las muestras con bajo contenido en calcio, contienen >4 % en peso de  $\text{Al}_2\text{O}_3$ .



En la Figura 5.4 se muestra la posición de los centros de las dos bandas de absorción de un conjunto de ortopiroxenos (círculos negros, Wo < 11 %) y clinopiroxenos de tipo B (círculos blancos, Wo > 11 %). Se aprecia claramente cómo el primer grupo se mezcla suavemente con el segundo, y las variaciones en la posición de las bandas siguen un patrón regular, indicando que las bandas de absorción tanto de orto como de clinopiroxenos sufren desplazamientos sistemáticos hacia longitudes de onda mayores a medida que aumenta el contenido en Fe y Ca respectivamente. Los puntos que se desvían de esta tendencia corresponden a la presencia de fases adicionales, como es el caso de augitas ricas en titanio (con > 1 % en peso de  $\text{TiO}_2$ ) o diópsido rico en cromo (con > 1 % en peso de  $\text{Cr}_2\text{O}_3$ ), o incluso ortopiroxenos con alto contenido en aluminio ( $\text{Al}_2\text{O}_3$ ), o fases exsueeltas (ver Apéndice A). Esta calibración es muy útil para determinar si un asteroide presenta algún otro mineral además de piroxenos, pues cualquier fase adicional se traduce en una desviación clara de la tendencia lineal mostrada en la figura.

Gaffey et al. (2002) revisan los trabajos de Adams (1974), King & Ridley (1987) y Cloutis & Gaffey (1991a) y expresan en un conjunto de ecuaciones las relaciones descritas por estos autores entre la posición de los centros de las bandas de absorción y la composición del piroxeno (contenido molar en Ca [Wo] y en Fe [Fs]):

$$\begin{array}{l|l}
 \text{Wo}(\pm 3) = 347.9 \times \text{BI}(\mu\text{m}) - 313.6 & \text{Fs}(\pm 5) = 268.2 \times \text{BII}(\mu\text{m}) - 483.7 \\
 (\text{Fs} < 10; \text{excluyendo Wo}_{\sim 5-35}) & (\text{Wo} < 11) \\
 \\ 
 \text{Wo}(\pm 3) = 456.2 \times \text{BI}(\mu\text{m}) - 416.9 & \text{Fs}(\pm 5) = 57.5 \times \text{BII}(\mu\text{m}) - 72.7 \\
 (\text{Fs} = 10 - 25; \text{excluyendo Wo}_{\sim 10-25}) & (\text{Wo} = 11 - 30, \text{excluyendo Fs}_{<25}) \\
 \\ 
 \text{Wo}(\pm 4) = 418.9 \times \text{BI}(\mu\text{m}) - 380.9 & \text{Fs}(\pm 4) = -12.9 \times \text{BII}(\mu\text{m}) + 45.9 \\
 (\text{Fs} = 25 - 50) & (\text{Wo} = 30 - 45) \\
 \\ 
 & \text{Fs}(\pm 4) = -118 \times \text{BII}(\mu\text{m}) + 278.5 \\
 & (\text{Wo} > 45)
 \end{array} \tag{5.2}$$

donde BI y BII son las posiciones de los centros de las bandas de absorción del espectro a estudiar. Este conjunto de ecuaciones se utiliza siguiendo un proceso iterativo hasta que la solución converja. Tal y como comentan los autores, los rangos en Wo y Fs que se excluyen en las ecuaciones corresponden a composiciones que no están presentes entre los minerales naturales.

### Asteroides tipo S y meteoritos: BAR vs. Centro Banda I

En un intento por establecer una conexión mineralógica entre los meteoritos y los asteroides, Gaffey et al. (1993) analizaron 40 asteroides tipo S, usando datos de los surveys ECAS (Zellner et al. 1985), 52-color (Bell et al. 1988) y 24-color (Chapman & Gaffey 1979), y los compararon con meteoritos condritas ordinarias y acondritas basálticas. Siguiendo los métodos descritos anteriormente, Gaffey et al. (1993) calcularon la posición de los centros de la banda I y el cociente de las áreas (BAR) para los 40 objetos, y con los valores obtenidos para los grupos de meteoritos, definieron además tres regiones correspondientes a muestras de silicatos meteoríticos: la región "OI", que engloba las muestras monominerales de olivina, la región "OC", que representa los componentes de silicatos máficos de las condritas ordinarias y la región "BA" que incluye las muestras de acondritas basálticas dominadas por piroxenos (ver Figura 5.5). Los parámetros calculados para los asteroides sirvieron para delimitar diferentes subtipos taxonómicos dentro de la clase de los asteroides tipo S, dependiendo de su localización con respecto a las zonas mineralógicas definidas anteriormente. De manera breve, estas son las características más importantes de cada subtipo composicional:

- **S(I)** compuesto principalmente por olivina, o mezclas de olivina y metal, con cantidades pequeñas de piroxeno (fundamentalmente clinopiroxeno)
- **S(II)** este subtipo está integrado por objetos con un espectro de reflexión muy característico, con una banda de absorción en 1  $\mu\text{m}$  bastante redondeada y ancha y un poco de banda de absorción a 2  $\mu\text{m}$ . Esta segunda banda indica la presencia de clinopiroxeno en una superficie dominada por la olivina

- **S(III)** contiene cantidades no despreciables de clinopiroxeno, que hacen que los objetos se desvíen de la línea de mezcla Ol-Opx en un sentido o en otro dependiendo del contenido en Ca del mismo
- **S(IV)** ocupan la zona mineralógica correspondiente a las condritas ordinarias (OC). Están compuestos principalmente de ortopiroxeno y olivina
- **S(V)** compuestos por mezclas de aproximadamente la misma fracción de olivina y clinopiroxeno ( $Wo_{15-30}$ ) o por mezclas dominadas por el clinopiroxeno
- **S(VI)** se encuentran por debajo de la línea de mezcla Ol-Opx, indicando un mayor contenido en ortopiroxeno
- **S(VII)** compuestos principalmente por mezclas de metal y basalto o basaltos ricos en feldespatos

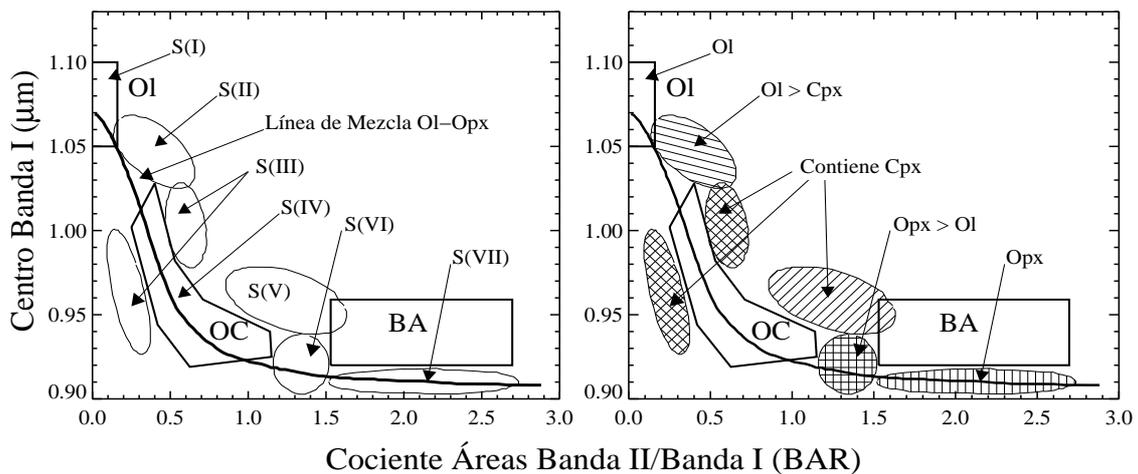


Figura 5.5: Regiones obtenidas a partir del cálculo del centro de la banda I y el cociente de áreas BAR para una muestra de 40 asteroides tipo S y para cuatro tipos de mezclas meteoríticas. Las líneas continuas definen las regiones correspondientes a muestras de olivina (Ol), condritas ordinarias (OC) y acondritas basálticas (BA). Las líneas discontinuas corresponden a los diferentes subtipos definidos para los asteroides. Cada subtipo se corresponde con una determinada composición (Gaffey et al. 1993).

Esta calibración permite obtener una primera estimación de la composición de la superficie de nuestros objetos, en cuanto a las posibles fases minerales presentes, y, en el caso concreto de tratarse de una mezcla de olivina y ortopiroxeno, nos permite obtener los porcentajes composicionales de cada fase usando la expresión 5.1.

En general, este método nos da información mineralógica a partir de características espectrales que utilizamos para definir espacios biparamétricos en los que localizamos a los objetos. El siguiente método que describimos, aplica los procesos físicos que dan lugar a la formación de las bandas de absorción y trata de reproducir el espectro del objeto usando restricciones impuestas por las calibraciones de laboratorio.

### 5.3. Método MGM (*Modified Gaussian Model*)

Este método de análisis, desarrollado por Jessica Sunshine en 1990, se basa fundamentalmente en la deconvolución del espectro de reflexión. Esta aproximación representa las bandas de absorción mediante distribuciones matemáticas discretas y resuelve las bandas individuales, que se componen para dar lugar a las bandas de absorción que apreciamos en los espectros de nuestros objetos. Demuestra además que el modelo Gaussiano no es apropiado para representar las bandas de absorción resultantes de las transiciones electrónicas de  $\text{Fe}^{2+}$ , responsables de la mayoría de las absorciones de los silicatos, por lo que deriva un modelo Gaussiano modificado en el que altera la simetría de la distribución, es decir, la pendiente relativa de las alas de la Gaussiana (Sunshine et al. 1990).

#### 5.3.1. Los fundamentos del método: la física de las bandas de absorción

De acuerdo con el teorema de límite central de estadística, una distribución Gaussiana puede utilizarse para representar cualquier distribución aleatoria siempre que se disponga de una población de muestreo suficientemente grande. Así, una distribución Gaussiana en la variable aleatoria  $x$  se expresa

$$g(x) = s \exp \left\{ \frac{-(x - \mu)^2}{2\sigma^2} \right\}$$

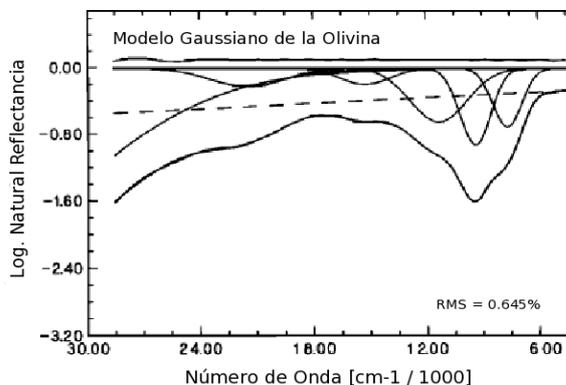
siendo  $\mu$  el centro de la distribución,  $\sigma$  su ancho (desviación estándar) y  $s$  su amplitud. Para aplicar esta distribución, los numerosos procesos electrónicos y vibracionales que producen las bandas de absorción deben estar aleatoriamente distribuidos en una variable  $x$  y además ser el resultado de un número de sucesos estadísticamente significativos. Esta última hipótesis se cumple de sobra con el número de fotones incidentes de la radiación electromagnética, mientras que la aleatoriedad se supone debida a vibraciones térmicas y/o en las estructuras del cristal. En los espectros de transmisión, las bandas de absorción se encuentran distribuidas en torno a energías discretas, por lo que pueden ser descritas finalmente mediante Gaussianas donde la variable aleatoria  $x$  es la energía, y además obedecen la ley de Beer-Lambert:

$$I = I_0 \exp(-\alpha d)$$

donde  $\alpha$  es el coeficiente de absorción y  $d$  es la longitud del camino óptico. Así pues, para representar de forma matemática el espectro de un objeto como una combinación lineal de bandas de absorción alrededor de energías discretas, se debe utilizar el modelo Gaussiano en el espacio de logaritmo natural de la reflectancia y energía. Además, debemos tener en cuenta la presencia de un “continuo”, debido a una combinación de distintos fenómenos físicos, y que por consistencia con el modelo se describe como una función lineal de la energía. La Figura 5.6 muestra un ejemplo de este tipo de ajuste, con las bandas de absorción individuales como distribuciones Gaussianas más un continuo lineal en unidades de energía (número de onda).

Sin embargo, cuando se trata de reproducir el espectro de reflexión del piroxeno, por ejemplo, con dos bandas de absorción claramente diferenciadas y únicas centradas cerca de 1.0 y 2.0  $\mu\text{m}$ , el uso de distribuciones Gaussianas no resulta eficaz, y se necesita más de una distribución en cada banda para que el modelo de un residuo aceptable. Esto ocurre porque

Figura 5.6: Modelo Gaussiano para el espectro de reflexión de la olivina (partículas de 45-75  $\mu\text{m}$ ). La imagen muestra, en el espacio de logaritmo natural de la reflectancia y el número de onda (energía) el espectro modelado resultante superpuesto al espectro de reflexión, un continuo lineal (línea discontinua), las distribuciones Gaussianas individuales y el error residual entre el modelo y el espectro real (con un *offset* del 10 % para mayor claridad).



se ha supuesto que para las absorciones debidas a transiciones electrónicas la energía es la variable aleatoria, cuando en realidad la energía es función de la distorsión y de la distancia ligando-ión promedio del sitio del campo cristalino. Así que la variable aleatoria en este tipo de transiciones, que son las que dan lugar a las bandas de absorción en la mayoría de los silicatos terrestres, no es la energía, sino la distancia de ligadura promedio en la red cristalina.

La teoría de campo cristalino (Burns 1970) sugiere que la energía de absorción está relacionada con la distancia de ligadura promedio mediante una ley de potencias. Así, Sunshine et al. (1990) encuentran que las Gaussianas más efectivas a la hora de describir las absorciones debidas a transiciones electrónicas tienen la forma

$$m(x) = s \exp \left\{ \frac{-(x^{-1} - \mu^{-1})^2}{2\sigma^2} \right\}$$

es decir, presentan una simetría alterada en relación a las alas de la distribución.

Mediante este sistema, los espectros son modelados como sumas de bandas de absorción individuales, cada una de ellas representada por una distribución Gaussiana modificada y superpuestas a una línea de base o continuo lineal en energía (ver Figura 5.6). Los cálculos se realizan en unidades de logaritmo natural de reflectancia y energía (o número de onda), aunque por simplicidad el código representa los espectros en unidades de longitud de onda. Este código está disponible en su versión IDL y FORTRAN77 (Sunshine et al. 1999).

### 5.3.2. Las calibraciones más importantes

Hemos visto que el método *Modified Gaussian Model* o MGM utiliza una superposición de distribuciones Gaussianas modificadas y un continuo lineal en número de onda, para obtener una curva en el espacio del logaritmo natural de la reflectancia y la longitud de onda que reproduzca con el menor error posible el espectro que está ajustando. Así que en principio tendremos tres parámetros a ajustar para cada una de estas distribuciones Gaussianas: su centro, su anchura y su amplitud o intensidad, más dos parámetros asociados al continuo (la pendiente y la ordenada en el origen, pues se trata de una recta). Para el caso más sencillo del piroxeno, tenemos dos bandas de absorción más un continuo (8 parámetros) en el caso de que el objeto esté compuesto únicamente por una sola fase

mineral. Generalmente, las superficies de los asteroides que presentan bandas de absorción son el resultado de mezclas íntimas de distintos tipos de silicatos. Si en vez de uno tenemos dos piroxenos, el número de parámetros a ajustar aumenta a 14. Incluso en el caso de la olivina, con sólo una banda de absorción, tendremos que ajustar un total de 11 parámetros, pues esta banda tan característica centrada en  $1 \mu\text{m}$  es en realidad la superposición de tres bandas individuales.

Con un número tan elevado de parámetros que podemos modificar para realizar el ajuste, simplemente podemos ajustar cualquier espectro. No obstante, eso no quiere decir que el resultado sea físicamente válido, o que nos de información real sobre las fases minerales que estamos suponiendo están presentes en la superficie del objeto. Para ello es necesario establecer ciertas restricciones al método, y dichas restricciones se obtienen de las calibraciones de laboratorio.

### Mezclas de piroxenos: abundancias modales

La primera de estas calibraciones es esbozada por Sunshine & Pieters (1991) y posteriormente refinada por Sunshine & Pieters (1993) para una serie de mezclas en fracción de masa de ortopiroxeno y clinopiroxeno (Opx/Cpx), empleando diferentes tamaños de partículas. La Figura 5.7 muestra los espectros de los miembros finales (enstatita, Opx y diópsido, Cpx) y los de la serie de mezclas de distintas proporciones para un tamaño de partícula inferior a  $45 \mu\text{m}$ . Para esta calibración se emplearon también tamaños de partícula de  $45\text{-}75 \mu\text{m}$  y de  $75\text{-}125 \mu\text{m}$ . El análisis de los espectros de laboratorio de estas mezclas proporciona varias relaciones independientes del tamaño de partícula, una de las cuales puede utilizarse para determinar abundancias modales a partir de los espectros de reflexión de los objetos que estudiemos.

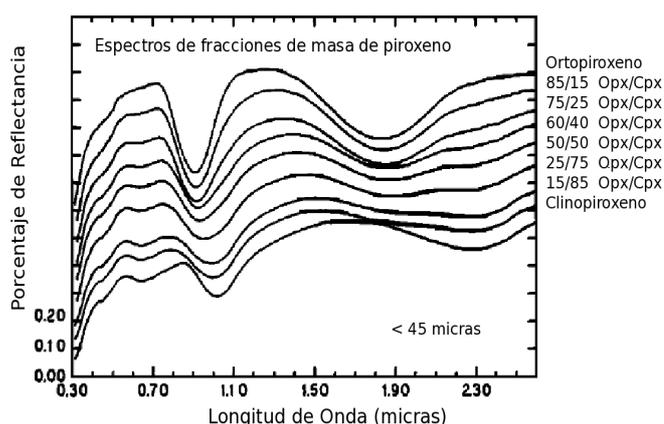


Figura 5.7: Espectros de reflexión de la enstatita (ortopiroxeno) y el diópsido (clinopiroxeno) y de sus siete mezclas en diferentes fracciones de masa, para un tamaño de partícula inferior a  $45 \mu\text{m}$ . Puede verse cómo los espectros intermedios son una mezcla de los espectros extremos, si bien esta mezcla no corresponde a una relación lineal.

Utilizando el MGM, los espectros del orto y clinopiroxeno pueden modelarse mediante siete bandas de absorción individuales. Las absorciones más intensas, que dominan en las regiones de  $1 \mu\text{m}$  y  $2 \mu\text{m}$ , ocurren a  $0.91$  y  $1.83 \mu\text{m}$  para el ortopiroxeno y a  $1.02$  y  $2.29 \mu\text{m}$  para el clinopiroxeno (ver Figura 5.8, flechas naranjas y amarillas respectivamente). Estas bandas de absorción primarias son el resultado de las transiciones electrónicas del  $\text{Fe}^{2+}$  en

los sitios octaédricos distorsionados M2 de la red cristalina<sup>2</sup> (ver Apéndice A).

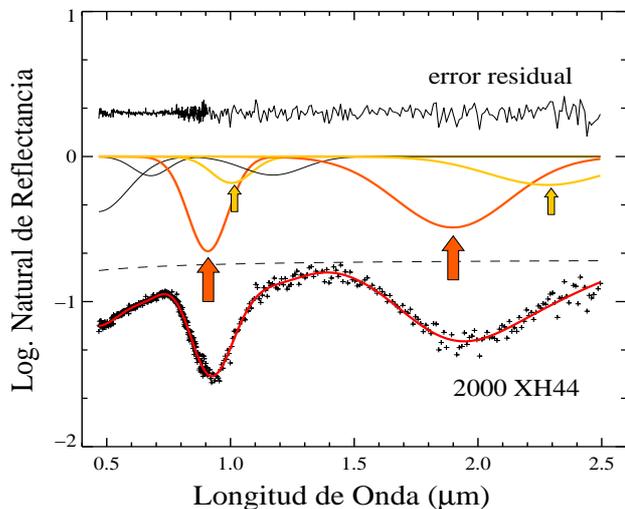


Figura 5.8: Ejemplo de ajuste mediante el método MGM para el asteroide tipo V (88188) 2000 XH<sub>44</sub>. Las flechas grandes y pequeñas indican las bandas de absorción de diagnóstico del ortopiroxeno (naranja) y clinopiroxeno (amarillo). El resultado del ajuste se muestra en una línea roja e indica una composición superficial de aproximadamente 70 % de Opx y 30 % de Cpx (de León et al. 2006).

Mientras que los centros y las anchuras de las bandas individuales permanecen fijos, las intensidades de las bandas de absorción en las mezclas Opx/Cpx varían sistemáticamente con el porcentaje de clinopiroxeno: las bandas de absorción primarias asociadas al Opx se vuelven más débiles a medida que aumenta el contenido de Cpx, mientras que las bandas primarias asociadas al Cpx se intensifican. Este efecto se puede cuantificar examinando la intensidad relativa de las bandas de absorción primarias (o individuales) de los piroxenos, es decir, calculando el parámetro CBSR (*Component Band Strength Ratio*)

$$\text{CBSR} \equiv \frac{\text{Intensidad Banda Componente OPX}}{\text{Intensidad Banda Componente CPX}}$$

definido para las regiones de 1  $\mu\text{m}$  y 2  $\mu\text{m}$  (ver Figura 5.9). Por tanto, a partir de las intensidades o amplitudes obtenidas para las bandas de absorción primarias asociadas al orto y al clinopiroxeno tras aplicar el MGM al espectro de reflexión de un objeto, podemos calcular la proporción de ambas fases minerales presente en la superficie del mismo usando las curvas de calibración mostradas en la Figura 5.9 (de León et al. 2006, Duffard et al. 2006). El porcentaje de clinopiroxeno que obtengamos en cada región debe ser similar (una diferencia de  $\sim 10\%$ , según los autores).

### Composición de la olivina: contenido en Fe y Mg

Otra calibración fundamental es la realizada por Sunshine & Pieters (1998) para los espectros de reflexión de olivinas de la serie de solución sólida sustitucional entre la forsterita y la fayalita<sup>3</sup>. La Figura 5.10 muestra un ejemplo del conjunto de espectros de dicha serie

<sup>2</sup>El resto de absorciones más débiles se atribuyen a varios procesos, incluyendo transiciones electrónicas de  $\text{Fe}^{2+}$  en los sitios M1 de la red, transiciones electrónicas de otros elementos, absorciones debidas a transiciones de spin prohibido y/o absorciones por transferencia de carga.

<sup>3</sup>Una serie de solución sólida sustitucional ocurre cuando dos o más elementos pueden sustituirse entre sí en la estructura cristalina sin alterarla significativamente. En el caso de la olivina, se alternan los cationes

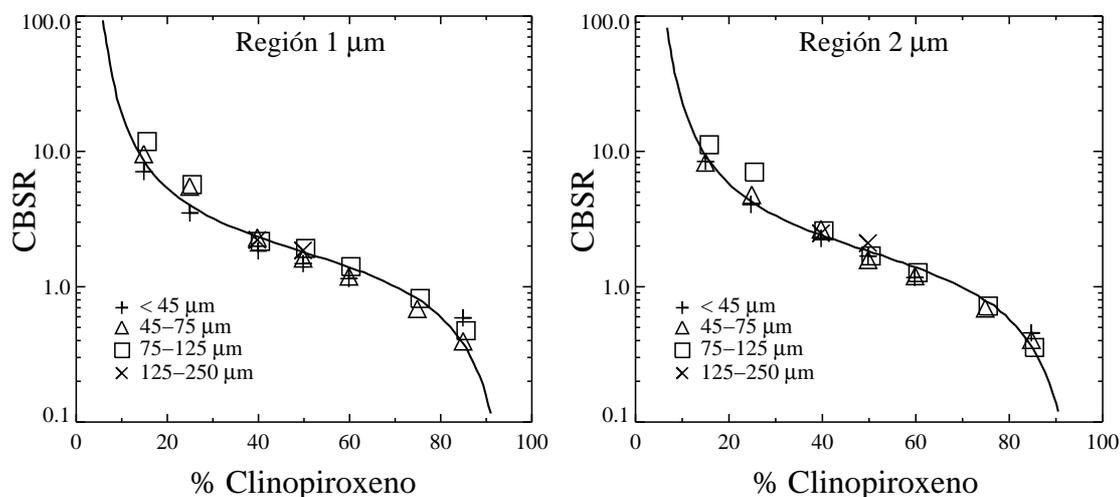


Figura 5.9: Relaciones logarítmicas entre los cocientes de las intensidades relativas de las bandas primarias asociadas al Opx y el Cpx (CBSR) y la abundancia modal de clinopiroxeno, para las regiones de 1 (*izquierda*) y 2  $\mu\text{m}$  (*derecha*). Las curvas corresponden a los mejores ajustes a los datos para todos los tamaños de partículas (Sunshine & Pieters 1993).

utilizado por Sunshine & Pieters (1998), para un tamaño de partículas superior a 45  $\mu\text{m}$ . Los espectros se distribuyen de arriba a abajo de menor a mayor contenido en hierro, con un desplazamiento entre ellos del 10% para mayor claridad.

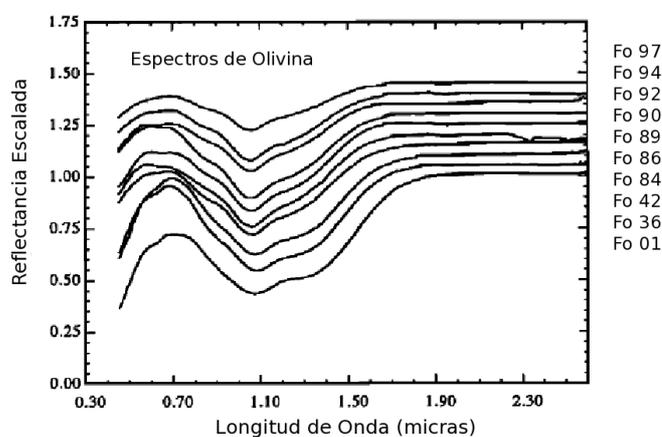


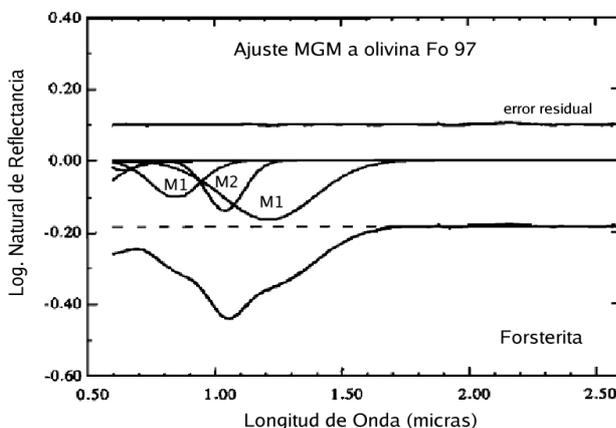
Figura 5.10: Conjunto de espectros de olivina cubriendo el rango composicional de la serie sustitucional forsterita-fayalita (de menor a mayor contenido en hierro, desde Fo 97 hasta Fo 01). Se aprecia claramente cómo el centro de la banda se desplaza hacia longitudes de onda mayores a medida que aumenta el contenido en hierro.

La banda de absorción en 1  $\mu\text{m}$  característica de la olivina es debida a la superposición de tres bandas de absorción primarias (Figura 5.11): la banda central (1.05  $\mu\text{m}$ ) se produce por transiciones de campo cristalino de iones de  $\text{Fe}^{2+}$  localizados en el sitio de coordinación M2, más excéntrico, mientras que las dos bandas laterales (0.85 y 1.25  $\mu\text{m}$ ) se deben a iones de  $\text{Fe}^{2+}$  situados en el sitio centrocéntrico M1, más pequeño (ver Apéndice A para más detalle). Entre otras tendencias composicionales, se ha observado que el centro de la

de hierro y magnesio,  $(\text{Mg},\text{Fe})_2\text{SiO}_4$ , para dar una serie que va desde la forsterita (Fo), rica en magnesio, hasta la fayalita (Fa), rica en hierro. Ver apéndice A para más detalle.

banda de absorción de la olivina se desplaza hacia longitudes de onda mayores a medida que aumenta el contenido en hierro, como se aprecia claramente en la Figura 5.10.

Figura 5.11: Ajuste MGM al espectro de una olivina rica en magnesio, forsterita, correspondiente a uno de los extremos de la serie de solución sólida que se muestra en la Figura 5.10 (Fo 97). Se indica en cada banda individual el sitio de coordinación de la red cristalina en la que se produce la transición electrónica del catión  $\text{Fe}^{2+}$ .



Los cambios en las propiedades de absorción observadas en el rango entre la forsterita y la fayalita pueden cuantificarse y seguirse de manera continua a lo largo de la muestra composicional completa, examinando los centros, las anchuras y las intensidades de las absorciones primarias. Como puede verse en la Figura 5.12c, las posiciones de las tres bandas de absorción se desplazan hacia longitudes de onda mayores a medida que aumenta el contenido en hierro, lo cual nos proporciona una herramienta muy útil a la hora de determinar el cociente Fe/Mg de la olivina presente en la superficie de un objeto. Las bandas individuales laterales, asociadas al sitio de coordinación M1, se encuentran fuertemente acopladas, tal y como puede verse en las Figuras 5.12a y 5.12b. El procedimiento para obtener el porcentaje de forsterita (Fo) de un espectro que ajustemos mediante MGM es el siguiente. Partimos de los valores de los centros, anchuras e intensidades, así como del continuo, de una composición intermedia de  $\text{Fo}_{50}$  (Sunshine & Pieters 1998) y dejamos todos los parámetros libres en el primer ajuste. A pesar de que el error residual que obtengamos de este ajuste sea satisfactorio, los valores de los centros de las tres bandas deben darnos porcentajes de forsterita similares (Figura 5.12c), de lo contrario la solución no será físicamente viable. Además, deben incluirse las restricciones establecidas por las amplitudes relativas de las bandas (Figura 5.12a) y sus anchos (Figura 5.12b) a la hora de hacer el ajuste para que la solución encontrada tenga significado.

Por tanto, antes de que puedan interpretarse los resultados de un ajuste del espectro de un objeto, deben cumplirse las calibraciones mostradas anteriormente, es decir, el espectro debe tener los centros, anchuras e intensidades de las bandas individuales, así como las relaciones entre ellas, dentro de los rangos observados en los espectros de laboratorio, tanto para el caso de los piroxenos como de las olivinas.

A pesar de tratarse de una herramienta poderosa, el principal problema que plantea este método es la falta de calibraciones de laboratorio de mezclas de olivina, piroxenos y feldspatos (además de otros minerales), dado que la superficie de la mayoría de los asteroides que presentan bandas de absorción (casi un 40% de los NEAs descubiertos son de tipo S o Q) está compuesta por mezclas íntimas de estos silicatos. Como veremos en el capítulo 8, los resultados que se obtienen para caracterizar la olivina presente en un asteroide tipo

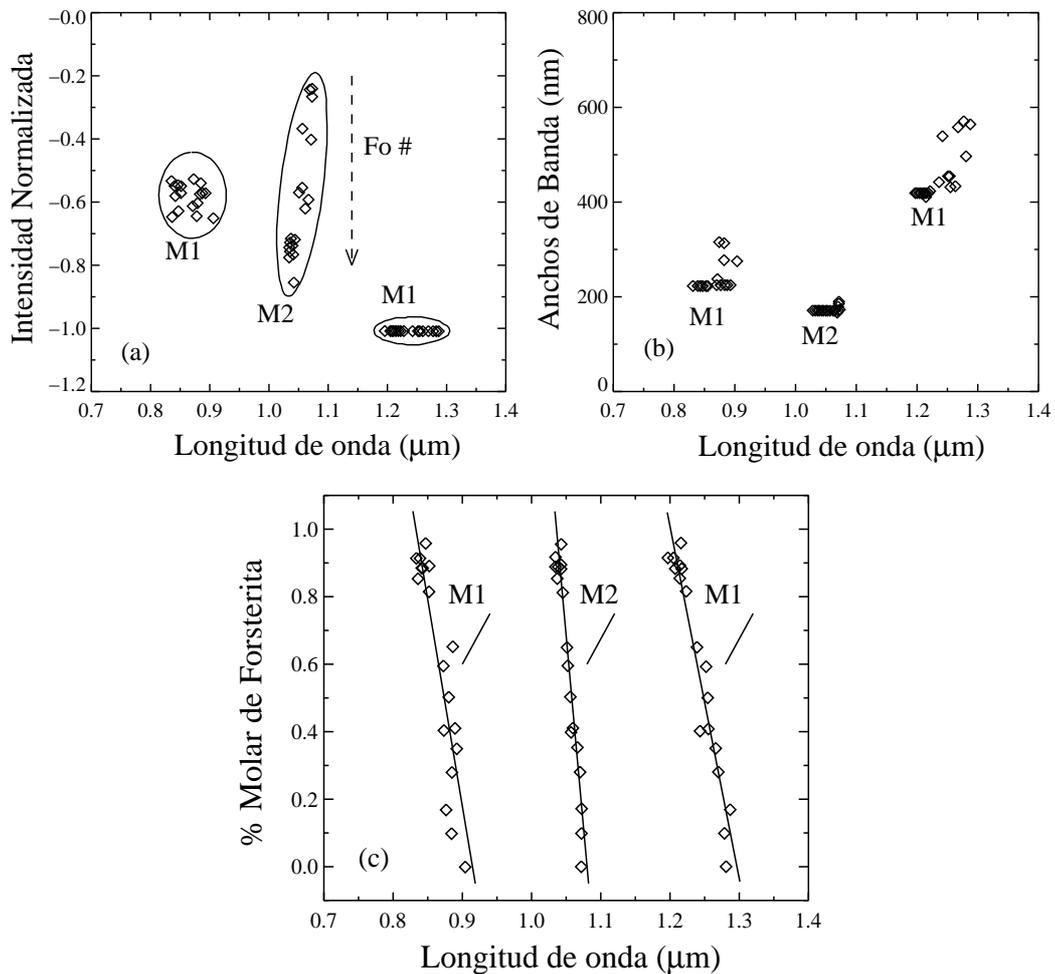


Figura 5.12: Calibraciones de las bandas individuales que componen la banda de absorción en  $1 \mu\text{m}$  de la olivina, realizadas para una serie de solución sólida cubriendo el rango de olivina forsterítica a fayalítica. (a) Intensidad relativa de las bandas, normalizadas a la intensidad de la segunda banda M1. La intensidad de la banda asociada al sitio cristalográfico M2 varía con el porcentaje de magnesio; (b) Anchos de banda. Los anchos de banda no varían sustancialmente con la composición; (c) Centros de las bandas. Las líneas corresponden al mejor ajuste a los centros de las 18 muestras de laboratorio. De Sunshine & Pieters (1998).

A, o los piroxenos que forman la superficie de un asteroide tipo V son muy satisfactorios. Sin embargo, ajustar el espectro de un asteroide tipo S, suponiendo la presencia de olivina y piroxeno, aumenta el número de parámetros libres, y el proceso de ajuste se complica considerablemente. De hecho, hasta la fecha no se ha realizado ningún análisis sistemático de asteroides tipo S o Q utilizando este método.

Una vez descritos los dos métodos de análisis y antes de comenzar a aplicarlos para estudiar la composición superficial de nuestro conjunto de NEAs, revisamos en el capítulo siguiente una de las calibraciones de laboratorio asociadas al método clásico de Cloutis et al. (1986) y que vamos a utilizar posteriormente.

# 6

---

## Revisión de los parámetros espectrales de los meteoritos: nueva calibración BAR vs. Centro Banda I

Hemos usado los espectros de reflexión en el rango visible e infrarrojo cercano de una muestra de meteoritos compuestos mayoritariamente por silicatos para reevaluar el espacio de parámetros espectrales definido en el trabajo de Gaffey et al. (1993), BAR *vs.* Centro Banda I. La muestra estudiada consta de 103 condritas ordinarias, 47 acondritas basálticas y 12 acondritas de otros tipos, obtenidas de la base de datos RELAB. Además, hemos empleado 28 mezclas de laboratorio de diferentes silicatos para analizar efectos como la variación de los parámetros espectrales con el tamaño de las partículas. En el trabajo de Duffard, Lazzaro, & de León (2005) publicamos un primer análisis de las regiones definidas por Gaffey et al. (1993), y en este capítulo de tesis incluimos algunos de los resultados presentados y revisamos dichas regiones, ampliando la muestra utilizada por Gaffey et al. (1993) en su artículo.

### 6.1. Necesidad de la revisión

En el espacio de parámetros BAR *vs.* Centro Banda I, Gaffey et al. (1993) definieron las regiones correspondientes a las olivinas (Ol), las condritas ordinarias (OC) y las acondritas basálticas (BA) (ver sección 5.2.2). Las regiones BA y OC fueron definidas con 20 y 44 meteoritos respectivamente. A pesar de que en su trabajo los autores no dieron referencias sobre los meteoritos utilizados, aparentemente estos datos se obtuvieron del trabajo de Gaffey (1976), donde se realizó un análisis exhaustivo de los espectros de meteoritos tomados con un espectroreflectómetro Beckmann DK2A (Adams & McCord 1970). McFadden et al. (1982) y Gaffey (1984) informaron de errores sistemáticos de calibración en el instrumento empleado, por lo que se aplicó un *offset* en longitud de onda a los datos originales antes de utilizarlos en el trabajo de 1993.

Las calibraciones introducidas por Gaffey et al. (1993) han sido utilizadas a lo largo de los años para caracterizar la mineralogía de los asteroides, por lo que es muy útil una

definición algo más precisa de dónde se encuentran las diferentes clases de meteoritos. En la actualidad, y como veremos en la sección que sigue, se dispone de una muestra muy amplia de espectros de diferentes tipos de meteoritos, mucho más amplia que la muestra empleada por Gaffey et al. (1993) en su trabajo.

## 6.2. Análisis de los datos

Los espectros de reflexión de los meteoritos en el rango de 0.3 a 2.5-2.6  $\mu\text{m}$ , con una resolución de muestreo de 0.005  $\mu\text{m}$ , han sido obtenidos de la base de datos RELAB, *Reflectance Experiment Laboratory* (<http://www.planetary.brown.edu/relab>). El instrumento RELAB está diseñado para simular las diferentes geometrías de visión en medidas telescópicas remotas. Los parámetros por defecto para los espectros son  $30^\circ$  de ángulo de incidencia y  $0^\circ$  de ángulo de emisión. Los detalles del instrumento y del procedimiento de obtención de los espectros están descritos en Pieters (1983) y en los manuales de usuario de RELAB. Tal y como se explica en dichos documentos, la mayor parte de las muestras de meteoritos fueron trituradas y tamizadas en diferentes tamaños de partículas para obtener los espectros, si bien se emplearon también secciones delgadas o incluso el meteorito entero.

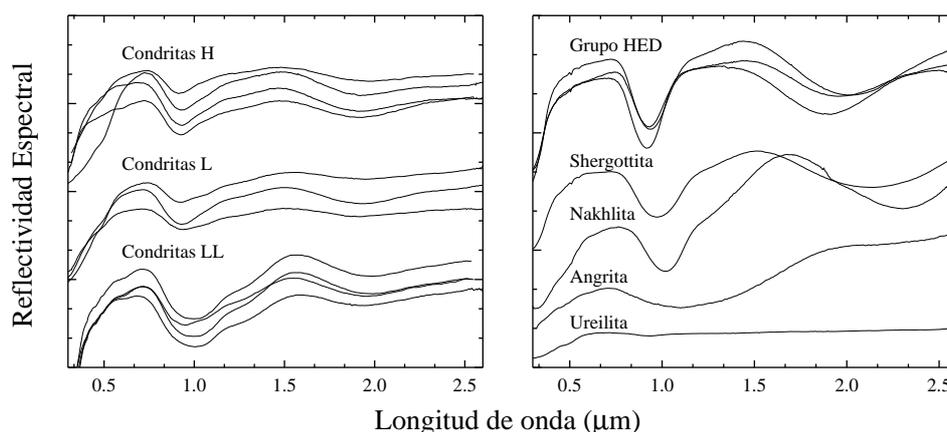


Figura 6.1: Algunos ejemplos de los espectros de meteoritos de la base de datos RELAB. En el gráfico de la izquierda mostramos los diferentes grupos de condritas ordinarias (H, L y LL), con un espectro de los tipos petrológicos que lo forman (típicamente 3, 4, 5 y 6). En el gráfico de la derecha vemos los espectros de una eucrita, una howardita y una diogenita (grupo HED), así como espectros de otras acondritas, como son las shergottitas y las nakhilitas, entre otras.

La extracción de los parámetros espectrales se ha realizado siguiendo el procedimiento descrito por Cloutis et al. (1986) y usado por Gaffey et al. (1993). Como vimos en el capítulo anterior determinamos los dos máximos, cerca de 0.7 y 1.4-1.7  $\mu\text{m}$ , y con los valores de reflectancia y las posiciones de los máximos, calculamos un continuo lineal en esa región. Procedemos del mismo modo en el intervalo entre 1.4 y 2.5-2.6  $\mu\text{m}$ . Estos dos continuos se extraen del espectro dividiendo por ellos en cada región. Los espectros obtenidos tras extraer el continuo se usan para calcular los centros de las bandas, las áreas y las profundidades<sup>1</sup>.

<sup>1</sup>Los detalles de la determinación de cada uno de estos parámetros pueden verse en el capítulo 7, dado que seguimos exactamente el mismo proceso que en el caso de los asteroides

Hemos seleccionado una muestra amplia, compuesta por 103 espectros de condritas ordinarias, 47 acondritas basálticas y 12 acondritas de otros tipos. En la Figura 6.1 podemos ver los espectros de algunos de los meteoritos pertenecientes a estos grupos. Dentro de las condritas ordinarias, hemos analizado los espectros de 26 condritas H, 48 condritas L y 29 condritas LL. En la Tabla 6.1 puede verse el conjunto de los resultados, indicando el fichero de datos de RELAB, la referencia, el nombre del meteorito, el tamaño de grano de la muestra, la posición del primer máximo, la pendiente I, los centros de las bandas I y II y el parámetro BAR. En muchos casos empleamos espectros del mismo meteorito pero con tamaños de partícula diferente, o distintas secciones delgadas. Los espectros de todos estos meteoritos presentan una relación señal/ruido muy alta (ver Figura 6.1), por lo que los errores asociados a los cálculos de los parámetros espectrales son muy pequeños.

El parámetro BAR *vs.* Centro Banda I para todos los meteoritos de este trabajo puede verse en la Figura 6.2. Las regiones definidas en el trabajo de Gaffey et al. (1993) se muestran con líneas de puntos. Para definir las nuevas regiones (líneas rojas continuas) hemos incluido también los meteoritos que utilizaron dichos autores en su trabajo (círculos blancos).

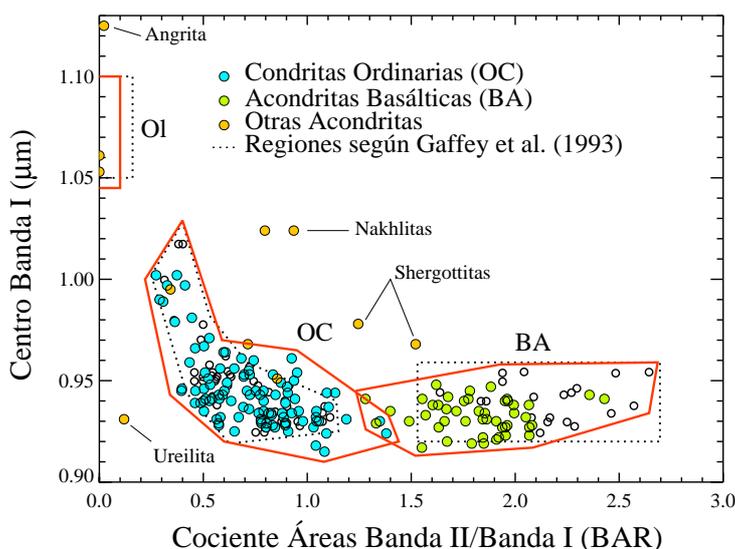


Figura 6.2: Cociente de Áreas Banda II / Banda I (BAR) frente al centro de la Banda I para meteoritos condritas ordinarias (OC), acondritas basálticas (BA) y otras acondritas, obtenidas de la base de datos RELAB. Los valores representados pueden verse en la Tabla 6.1. Los círculos blancos corresponden a los meteoritos usados para definir las regiones de Gaffey et al. (1993) (líneas de puntos).

La forma general de la región asociada a las condritas ordinarias (OC) parece mantenerse, aunque se extiende ligeramente hacia valores mayores de BAR con la nueva definición. La región de las acondritas basálticas sufre el efecto contrario y ambas regiones parecen solaparse levemente entre BAR 1.3 y 1.4, aunque este efecto se debe sólo a la presencia de unos pocos meteoritos. El hecho de que la mayoría de los meteoritos HED empleados tenga un tamaño de grano inferior a  $25 \mu\text{m}$  puede explicar, como veremos en la sección 6.4 esta aparente concentración de acondritas basálticas hacia valores más pequeños de BAR.

La región correspondiente a la olivina es difícil de definir en un gráfico BAR *vs.* Centro

Banda I, dado que el espectro de reflexión de la olivina pura presenta sólo una banda de absorción centrada en  $1 \mu\text{m}$ . Por tanto, no es posible calcular el área comprendida por la banda II para determinar el parámetro BAR. En la base de datos RELAB, encontramos solo 2 espectros de meteoritos compuestos principalmente de olivina (brachinitas), por lo que con dichos valores y las variaciones en la posición de los centros de la banda de absorción de las olivinas terrestres, definimos la zona de la olivina con una variación del centro entre  $1.045$  y  $1.10 \mu\text{m}$ , similar a la zona definida por Gaffey et al. (1993). El incremento en el valor del parámetro BAR se debe a la presencia residual de piroxeno.

Hemos señalado también en el gráfico la posición de otras acondritas que hemos analizado. Las dos angritas tienen sus centros de banda por encima de  $1.10 \mu\text{m}$  y un BAR muy pequeño. Estos valores de centro son demasiado altos para tratarse de olivina. De hecho, las angritas están compuestas casi en su totalidad por piroxeno cálcico (diópsido) rico en aluminio y titanio, perteneciente a los clinopiroxenos de tipo A que vimos en el capítulo anterior. Las nakhlitas están compuestas principalmente de cristales de augita (clinopiroxeno) con pequeñas cantidades de olivina. Como veremos en la sección 6.3, su composición es coherente con su posición en el gráfico. Las shergottitas señaladas pertenecen al subgrupo de las shergottitas basálticas, compuestas por pigeonita, augita y plagioclasa en forma de maskelynita (ver capítulo 3). A diferencia de las nakhlitas, la presencia de pigeonita, con menor contenido en calcio, hace que sus centros de banda se encuentren a longitudes de onda inferiores. Tanto las nakhlitas como las shergottitas pertenecen al grupo SNC (ver sección 2.4), cuyos miembros son muy jóvenes comparados con otras acondritas.

### 6.3. Mezclas de laboratorio

Para evaluar los cambios en los parámetros espectrales debidos a la composición mineralógica, seleccionamos y analizamos diferentes mezclas de laboratorio extraídas también de la base de datos RELAB. Concretamente analizamos la mezcla de distintas proporciones de ortopiroxeno (enstatita de composición  $\text{Wo}_1\text{En}_{87}\text{Fs}_{12}$ ) y clinopiroxeno (diópsido de composición  $\text{Wo}_{46}\text{En}_{45}\text{Fs}_9$ ) para tres tamaños de partículas, y una mezcla de olivina, ortopiroxeno (bronzita) y feldespato (plagioclasa anortita) en distintas proporciones y con un tamaño de grano entre  $45$  y  $75 \mu\text{m}$ . Los resultados de los diferentes parámetros espectrales calculados se muestran en la Tabla 6.2. Para cada mezcla de orto y clinopiroxeno, indicamos con un 1 y un 7 aquellas con menor y mayor contenido en clinopiroxeno respectivamente. Del mismo modo están señaladas las mezclas de olivina, ortopiroxeno y anortita, para facilitar la interpretación del siguiente gráfico.

La Figura 6.3 muestra la distribución de las distintas mezclas en el espacio de parámetros BAR *vs.* Centro Banda I. Las líneas (A), (B) y (C) corresponden a mezclas en diferentes proporciones de peso de ortopiroxeno (Opx) y clinopiroxeno (Cpx), para tres tamaños de grano distintos (el tamaño de los círculos es mayor para tamaños de grano mayores). En cada caso, el contenido en clinopiroxeno se señala de menor (1) a mayor (7) en el gráfico. Se observa que aumentar el tamaño de las partículas implica desplazamientos hacia la derecha, es decir, valores mayores de BAR. Además parece que a medida que aumenta la proporción de clinopiroxeno en la mezcla se produce un desplazamiento del centro de la primera banda de absorción hacia longitudes de onda mayores. El cociente de las áreas parece disminuir según aumenta el porcentaje de clinopiroxeno, aunque esta tendencia se

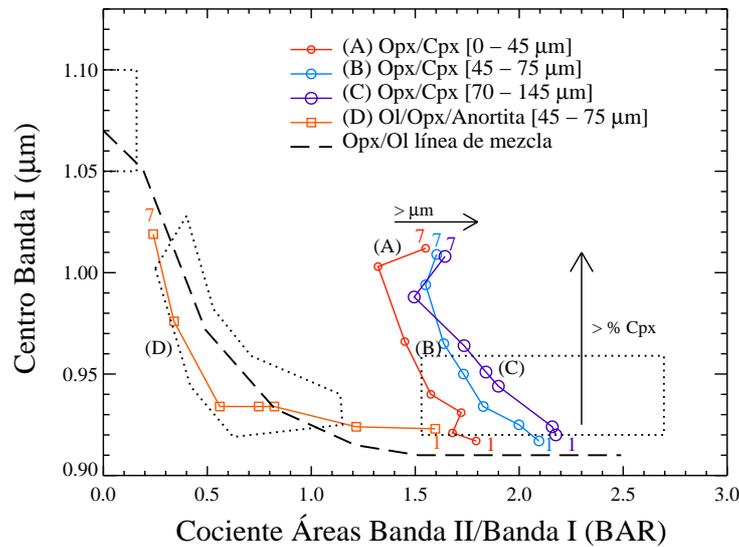


Figura 6.3: BAR *vs.* Centro Banda I para diferentes mezclas de laboratorio. Las líneas (A), (B) y (C) corresponden a mezclas de distintas proporciones de ortopiroxeno (Opx) y clinopiroxeno (Cpx), para 3 tamaños de grano (señalados con círculos de distintos tamaños). El 1 indica una mezcla de Opx/Cpx de 85/15, mientras que el 7 se refiere al extremo contrario, con Opx/Cpx = 15/85. Es decir, del 1 al 7 va aumentando el contenido en clinopiroxeno en la mezcla. La línea (D) corresponde a la mezcla de olivina, bronzita y anortita (cuadrados naranjas), señaladas también del 1 al 7, aproximadamente de menor a mayor contenido en olivina (ver Tabla 6.2 para más detalle). La línea de puntos discontinua corresponde a la línea de mezcla de olivina-ortopiroxeno de Cloutis et al. (1986)

invierte para concentraciones superiores al 75 % de Cpx.

Analizamos ahora la mezcla de tres componentes, olivina, piroxeno y feldespato, más probable de encontrar en la superficie de un asteroide compuesto por silicatos (tipo S). Esta línea de mezcla corresponde a la línea (D) en la Figura 6.3 (cuadrados naranjas), y se han señalado los puntos de menor (1) y mayor (7) contenido en olivina de la mezcla. Es interesante notar cómo al aumentar la proporción de olivina va disminuyendo el cociente de las áreas y aumentando la posición del centro de la primera banda de absorción, tal y como se veía en el trabajo de Cloutis et al. (1986). De hecho, la línea de mezcla de este estudio sigue con bastante similitud la obtenida por los autores en dicho trabajo (línea discontinua), utilizando únicamente una mezcla de olivina y ortopiroxeno. Por tanto podemos concluir que la presencia de feldespato (anortita) en la mezcla no produce efectos evidentes en este tipo de gráfico.

Además de este efecto, es interesante remarcar que la presencia de clinopiroxeno produce efectos similares a la presencia de olivina: disminuye el cociente de las áreas (aunque de forma menos pronunciada) y desplaza hacia longitudes de onda mayores el centro de la primera banda de absorción, algo que ya apuntaron trabajos como el de Sunshine et al. (2002).

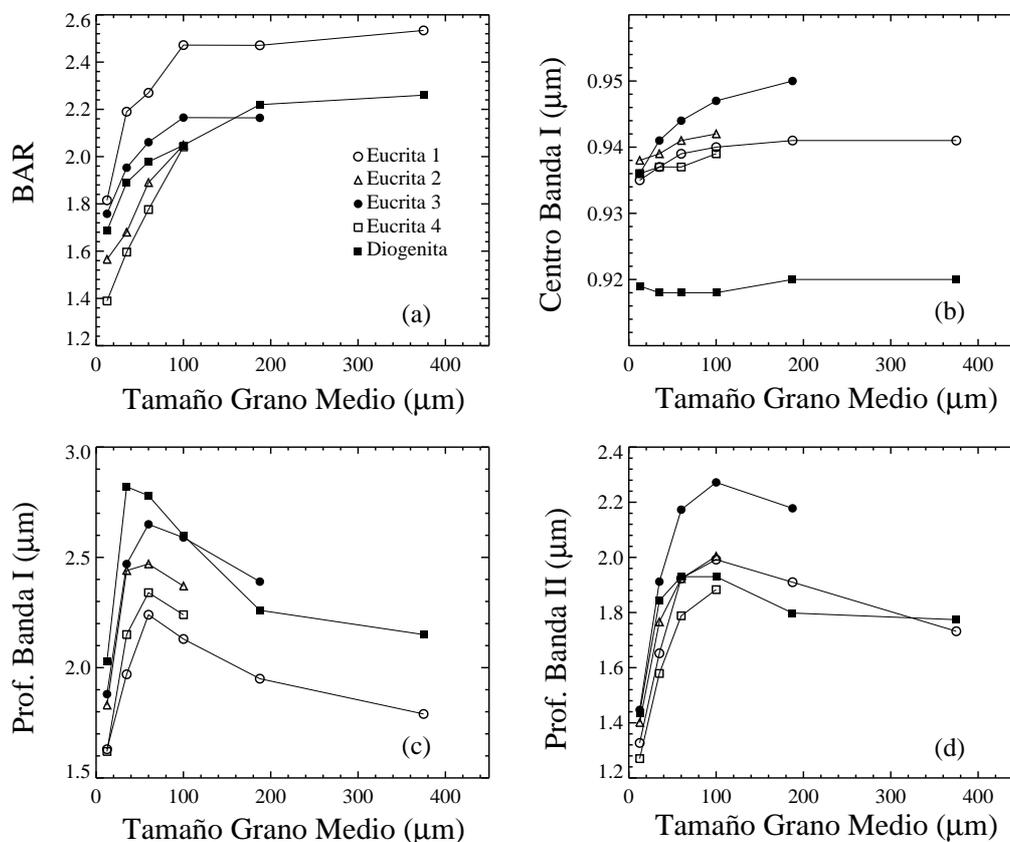


Figura 6.4: Variaciones con el tamaño de grano de los siguientes parámetros espectrales: a) BAR, b) centro de la banda I, c) profundidad de la banda I, y d) profundidad de la banda II. Los datos corresponden a cuatro eucritas (números 1 a 4) y una diogenita, y pueden verse en la Tabla 6.3.

#### 6.4. Efectos del tamaño de grano

Entre otros efectos, hemos observado en la sección anterior cómo el cociente de las áreas de las bandas de absorción parece aumentar a medida que aumenta el tamaño de las partículas. Para estudiar el efecto sobre éste y otros parámetros espectrales, hemos analizado una muestra de acondritas basálticas con diferentes tamaños de grano. Concretamente seleccionamos cuatro eucritas (numeradas del 1 al 4 en la Tabla 6.3) y una diogenita, cada una de ellas triturada y tamizada para obtener separados de diferentes tamaños. Aunque en la base de datos RELAB disponemos también de los espectros de una howardita, la muestra que hemos seleccionado es más que suficiente para observar las variaciones. Además, las howarditas están formadas por material de eucritas y diogenitas, por lo que se espera un comportamiento intermedio entre el que se aprecia para estos dos grupos. Los valores de los parámetros espectrales para cada meteorito se muestran en la Tabla 6.3.

La Figura 6.4 muestra la variación con el tamaño de grano de (a) el cociente de las áreas, (b) el centro de la banda I, (c) la profundidad de la banda I y (d) la profundidad de la banda II. Tal y como mostraron Cloutis & Gaffey (1991a), un aumento en el tamaño del

grano se traduce en una disminución de la reflectancia y un aumento de la profundidad de la banda, que se detiene al producirse un fenómeno conocido como “saturación de banda”. En el caso concreto que estudiamos, parece que las profundidades de las bandas aumentan hasta un tamaño de grano concreto y luego empiezan a disminuir. Este efecto es algo más pronunciado en el caso de la banda I, y ocurre a partir de tamaños inferiores (unas 60  $\mu\text{m}$ ) al caso de la banda II (unas 100  $\mu\text{m}$ ). El efecto combinado de estas variaciones junto con la disminución en la reflectancia señalada por Cloutis & Gaffey (1991a), hace que el cociente de las áreas aumente a medida que aumenta el tamaño de grano, deteniéndose este incremento por encima de las 200  $\mu\text{m}$ . Por el contrario, la posición del centro de la banda I no parece verse muy afectada por el cambio en el tamaño de las partículas.

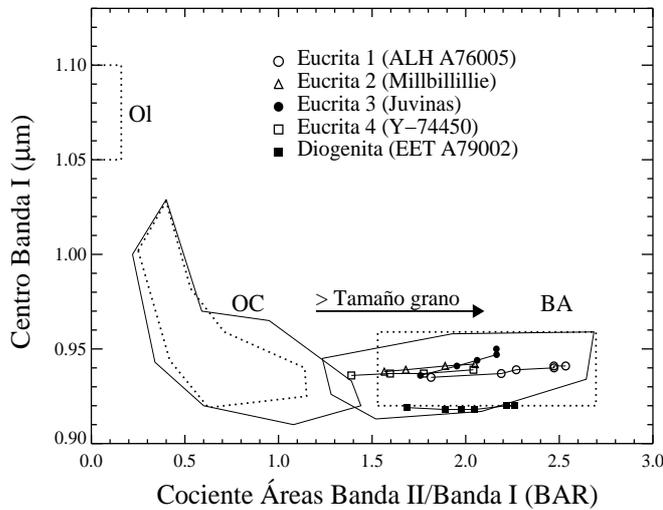
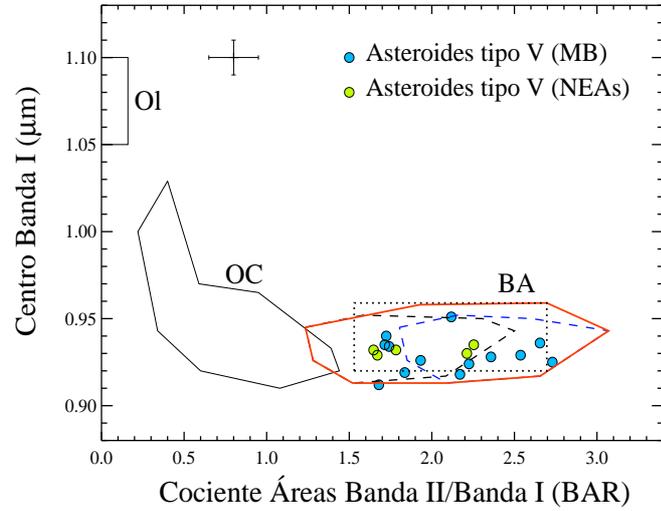


Figura 6.5: BAR vs. Centro de Banda I para las cuatro eucritas y la diogenita de nuestra muestra. Para cada meteorito, los puntos corresponden a diferentes tamaños de grano. Los tamaños más pequeños están a la izquierda de la figura, mientras que los tamaños más grandes se encuentran a la derecha. Los valores exactos de estos valores pueden verse en la Tabla 6.3. En línea continua mostramos las nuevas regiones definidas en este trabajo de tesis.

Es importante señalar que, tal y como se ve en la Tabla 6.1, las muestras de meteoritos HED que hemos empleado para definir la nueva región de las acondritas basálticas, corresponden en su mayoría a tamaños de partícula inferiores a 25  $\mu\text{m}$  (exceptuando las eucritas y la diogenita que utilizamos en esta sección). De hecho, sólo 3 diogenitas y 2 eucritas tenían espectro disponible para tamaños entre 25 y 45  $\mu\text{m}$  en la base de datos RELAB. La Figura 6.5 muestra cómo se desplazan las cuatro eucritas y la diogenita hacia valores mayores de BAR a medida que aumenta el tamaño de grano. En concreto, el desplazamiento promedio que observamos es de  $\sim 0.57$ . Por tanto, es probable que la nueva región que hemos definido se desplace hacia valores mayores de BAR si se dispone de un mayor rango de tamaños para analizar. En la Figura 6.6 mostramos cómo quedaría la nueva región asociada a las acondritas basálticas teniendo en cuenta este desplazamiento. La línea discontinua negra englobaría los meteoritos HED (círculos verdes en la Figura 6.2) que hemos analizado en este capítulo, y la línea discontinua azul sería el resultado de aplicar este desplazamiento de 0.57 en BAR a dicha región. Así, la nueva zona asociada a los HED (línea roja), se formaría conteniendo esta región desplazada y la región definida por Gaffey et al. (1993) (línea de puntos). Como comparación hemos dibujado la localización de los asteroides tipo V del cinturón principal y de los NEAs que se incluyen en este trabajo de tesis (ver Tablas 7.2, 7.3 y 7.4). La nueva región sería mayor que la definida por Gaffey et al. (1993) y además englobaría los asteroides tipo V de ambas poblaciones.

Figura 6.6: BAR *vs.* Centro Banda I de los asteroides clasificados como tipo V del cinturón principal (círculos azules) y NEAs (círculos verdes). Mostramos en línea continua las nuevas regiones meteoríticas definidas en este trabajo. La línea roja define la región asociada a los meteoritos HED teniendo en cuenta el desplazamiento medio en BAR ( $\sim 0.57$ ) asociado al aumento de tamaño de las partículas. Puede verse cómo los asteroides tipo V de ambas poblaciones de objetos entrarían dentro de la nueva región definida. Las barras de error máximas asociadas a los asteroides se muestran en la esquina superior izquierda.



## 6.5. Conclusiones

De la revisión de las regiones definidas según Gaffey et al. (1993) para los grupos de meteoritos en el espacio de parámetros BAR *vs.* Centro Banda I podemos concluir lo siguiente:

- Al tratarse de un espacio de parámetros que se usa de forma habitual para inferir mineralogías de asteroides, es importante que las regiones que se definen para los grupos de meteoritos con los que se realiza la comparación sean lo más precisas posible. Dado que en la actualidad se dispone de una base de datos de espectros de meteoritos mucho más amplia y homogénea que la que utilizaron Gaffey et al. (1993), se hace necesaria la revisión de dichas regiones usando la nueva muestra de meteoritos.
- Hemos encontrado que la región asociada a las condritas ordinarias (OC) mantiene aproximadamente la forma general definida por Gaffey et al. (1993), aunque se extiende ligeramente hacia valores mayores de BAR, solapándose con la región asociada a los meteoritos HED (BA) entre 1.3 y 1.4. Por tanto desaparece la separación entre ambas regiones que existía previamente y se observa una transición más continua y uniforme entre ambos grupos de meteoritos.
- Las mezclas de laboratorio de piroxenos, y de olivina, piroxeno y feldespato, indican que el aumento de la proporción de clinopiroxeno tiende a desplazar los puntos en el gráfico hacia arriba y ligeramente hacia la izquierda (al menos hasta un máximo de 75% de clinopiroxeno), algo similar a lo que produce la presencia de la olivina. La variación en contenido en feldespato no se manifiesta en este espacio de parámetros.
- La región de las acondritas basálticas (BA) se ve algo más modificada tras esta revisión que la región de las condritas ordinarias. En particular, hemos utilizado muestras con un tamaño de grano inferior a  $25 \mu\text{m}$  para definir esta nueva región. El análisis de la variación de los parámetros espectrales con el tamaño de grano indica que el cociente

---

de las áreas aumenta con el tamaño de las partículas. Teniendo en cuenta el aumento promedio de 0.57 que obtenemos para una muestra de 4 eucritas y una diogenita, la región de los meteoritos HED cambia considerablemente, extendiéndose en el eje horizontal con respecto a la definida por Gaffey et al. (1993).

- El efecto observado con el tamaño de grano para la región de las acondritas basálticas no se aplica al caso de las condritas ordinarias, dado que en ese caso la muestra de meteoritos utilizados en este trabajo de tesis incluye tamaños de partículas muy variados.

Tabla 6.1: Parámetros espectrales y tamaño de grano para los diferentes meteoritos utilizados en este capítulo. Se indican por este orden, el nombre del fichero identificativo de RELAB, la referencia, el nombre del meteorito, el tamaño de partícula, la posición del primer máximo, la pendiente I, los centros de las bandas y el cociente de las áreas.

ID muestra RELAB	Ref.	Nombre meteorito	Tamaño ( $\mu\text{m}$ )	Máx.1 ( $\mu\text{m}$ )	Pend.I	Cent.I ( $\mu\text{m}$ )	Cent.II ( $\mu\text{m}$ )	BAR
Diogenitas								
MB-TXH-067-A	1	EETA 79002	0 - 25	0.704	0.057	0.920	1.895	1.672
MB-TXH-073-A	6	Y-74013	0 - 25	0.720	0.033	0.922	1.915	1.845
MB-TXH-074-A	6	Y-75032	0 - 25	0.719	0.068	0.927	1.937	1.632
MB-TXH-095-A	1	Johnstown	0 - 25	0.715	0.021	0.917	1.888	1.551
MP-TXH-068-A	2	GRO 95555	0 - 25	0.689	0.110	0.922	1.914	1.921
MP-TXH-077-A	2	LAP91900	0 - 25	0.710	0.044	0.921	1.911	1.910
MP-TXH-081-A	2	Aioun el Atrouss	0 - 25	0.707	0.075	0.923	1.915	1.954
MP-TXH-088-A	2	Tatahouine	0 - 25	0.653	0.054	0.919	1.902	1.791
MP-TXH-095-A	2	A-881526	0 - 25	0.706	0.059	0.919	1.897	1.849
Eucritas								
MB-TXH-066-A	1	ALH A76005	0 - 25	0.763	0.138	0.935	1.960	1.825
MB-TXH-069-A	6	Millbillillie	0 - 25	0.723	0.071	0.938	1.994	1.603
MB-TXH-070-A	6	Juvinas	0 - 25	0.740	0.106	0.936	1.984	1.669
MB-TXH-071-A	6	Y-74450	0 - 25	0.745	0.065	0.935	1.972	1.399
MB-TXH-072-A	1	ALH-78132	0 - 25	0.752	0.125	0.931	1.952	1.844
MB-TXH-096-C	1	Padvarninkai	0 - 25	0.741	0.111	0.948	2.016	1.620
MB-TXH-097-A	1	Stannern	0 - 25	0.760	0.135	0.938	1.994	2.066
MP-TXH-054-A	2	Ibitra	0 - 25	0.721	0.079	0.941	1.978	1.280
MP-TXH-066-A	2	GRO 95533	0 - 25	0.730	0.094	0.941	1.999	1.775
MP-TXH-072-A	2	EETA79005	0 - 25	0.751	0.153	0.934	1.960	1.995
MP-TXH-078-A	2	LEW85303	0 - 25	0.758	0.108	0.945	2.007	1.782
MP-TXH-079-A	2	LEW87004	0 - 25	0.757	0.139	0.935	1.963	1.717
MP-TXH-080-A	2	PCA82502	0 - 25	0.765	0.212	0.941	1.999	2.429
MP-TXH-086-A	2	Moore County	0 - 25	0.715	0.071	0.938	1.971	1.630
MP-TXH-087-A	2	Pasamonte	0 - 25	0.757	0.136	0.940	1.990	1.754
MP-TXH-089-A	2	Bereba	0 - 25	0.759	0.144	0.941	2.005	1.961
MP-TXH-090-A	2	Bouvante	0 - 25	0.776	0.253	0.943	1.994	2.357
MP-TXH-091-A	2	Jonzac	0 - 25	0.750	0.148	0.938	1.991	1.993
MP-TXH-092-A	2	Serra de Mage	0 - 25	0.705	0.072	0.930	1.953	1.761
MP-TXH-094-A	2	A-87272	0 - 25	0.703	0.057	0.941	1.957	1.553
MP-TXH-096-A	2	A-881819	0 - 25	0.712	0.057	0.931	1.956	1.863
MT-TXH-041-A	2	Y-792510	0 - 25	0.732	0.113	0.942	1.993	1.677
MT-TXH-042-A	2	Y-792769	0 - 25	0.753	0.121	0.940	1.995	1.951
MT-TXH-043-A	2	Y-793591	0 - 25	0.760	0.125	0.940	1.982	1.965
MT-TXH-044-A	2	Y-82082	0 - 25	0.756	0.106	0.947	1.989	1.883
Howarditas								
MB-TXH-068-A	6	EET87503	0 - 25	0.742	0.046	0.930	1.943	1.490
MP-TXH-053-A	1	Kapoeta	0 - 25	0.707	0.042	0.929	1.944	1.331
MP-TXH-067-A	2	GRO 95535	0 - 25	0.735	0.076	0.930	1.948	1.909
MP-TXH-069-A	2	QUE 94200	0 - 25	0.730	0.084	0.923	1.920	2.068
MP-TXH-073-A	2	EET 83376	0 - 25	0.748	0.155	0.934	1.955	1.854
MP-TXH-074-A	2	EET 87513	0 - 25	0.747	0.081	0.933	1.957	1.569
MP-TXH-082-A	2	Binda	0 - 25	0.714	0.122	0.927	1.931	1.938
MP-TXH-083-A	2	Bununu	0 - 25	0.718	0.042	0.930	1.941	1.660
MP-TXH-085-A	2	Frankfort	0 - 25	0.730	0.059	0.928	1.937	1.962
MP-TXH-093-A	2	Le Teilleul	0 - 25	0.734	0.119	0.928	1.933	2.081
MP-TXH-097-A	2	Y-7380	0 - 25	0.714	0.057	0.927	1.931	1.953
MP-TXH-098-A	2	Y-790727	0 - 25	0.748	0.161	0.932	1.945	2.051
MP-TXH-099-A	2	Y-791573	0 - 25	0.742	0.091	0.927	1.933	2.068

Tabla 6.1: Parámetros espectrales y tamaño de grano (cont.)

ID muestra RELAB	Ref.	Nombre meteorito	Tamaño ( $\mu\text{m}$ )	Máx.1 ( $\mu\text{m}$ )	Pend.I	Cent.I ( $\mu\text{m}$ )	Cent.II ( $\mu\text{m}$ )	BAR
Condritas ordinarias H								
MB-DTB-030-E	10	Acfer	0 - 125	0.730	0.003	0.935	1.918	0.959
MH-CMP-007	11	Monroe	20 - 250	0.735	0.000	0.930	1.935	1.056
MH-CMP-008	11	Weston	20 - 250	0.728	-0.003	0.932	1.940	1.042
MH-JFB-021	13	Sete Lagoas	chip	0.739	-0.006	0.944	1.953	1.094
MI-CMP-010	11	Unknown	chip	0.710	-0.024	0.930	1.925	1.045
TB-TJM-066	3	Avanhandava	0 - 150	0.744	0.007	0.929	1.947	0.892
TB-TJM-078	3	Marilia	0 - 150	0.733	0.010	0.925	1.962	0.908
TB-TJM-082	3	Sao Jose do Rio Preto	0 - 150	0.740	0.006	0.915	1.886	1.083
TB-TJM-083	3	Schenectady	0 - 150	0.742	0.025	0.927	1.922	0.802
TB-TJM-093	3	Forest Vale	0 - 75	0.736	0.008	0.929	1.902	0.574
MB-CMP-014	11	Leighton	25 - 250	0.723	-0.001	0.928	1.952	0.833
MB-TXH-044	12	MAC88119	chip	0.698	-0.059	0.928	1.901	0.894
MH-CMP-004-B	11	Cangas De Onis	20 - 250	0.723	-0.006	0.934	1.919	0.879
MH-CMP-006	11	Ucera	20 - 250	0.707	-0.008	0.933	1.912	0.828
MH-CMP-019-P1	11	Castalia	0 - 500	0.729	0.001	0.935	1.948	1.044
PS-PHS-097	3	El Hammami	0 - 250	0.722	-0.008	0.931	1.915	0.777
TB-TJM-071	3	Chela	0 - 150	0.735	0.025	0.918	1.921	1.041
TB-TJM-074	3	Ehole	0 - 150	0.717	0.002	0.927	1.951	1.030
TB-TJM-085	3	Uberaba	0 - 150	0.740	0.012	0.934	1.925	0.925
TB-TJM-097	3	Itapicuru-Mirim	0 - 150	0.732	0.002	0.930	1.906	0.979
TB-TJM-104	3	Allegan	chip	0.725	0.006	0.924	1.901	1.092
TB-TJM-108	3	Magombedze	0 - 150	0.721	-0.001	0.929	1.922	0.898
MB-CMP-003-D	11	Dwaleni	25 - 250	0.708	-0.005	0.929	1.908	0.804
MB-CMP-003-L	11	Dwaleni	25 - 250	0.692	-0.016	0.930	1.907	0.777
MB-DTB-048	10	Noblesville	20 - 45	0.704	0.001	0.929	1.904	0.779
MH-FPF-051-A	14	Ozona	0 - 150	0.753	-0.010	0.939	1.919	0.487
Condritas ordinarias L								
MB-TXH-084-A	12	Y-74191	0 - 25	0.736	0.030	0.925	1.955	0.650
TB-TJM-076	3	Hallingeberg	0 - 150	0.753	0.014	0.967	2.021	0.503
MB-CMP-008	11	Rio Negro	25 - 250	0.745	0.016	0.947	1.945	0.903
MB-CMP-028-A	11	Saratov	0 - 10	0.744	0.015	0.939	2.005	0.895
MH-CMP-001	11	McKinney	chip	0.815	0.007	0.944	1.928	0.906
MP-FPF-027	14	Bjurbole	0 - 1000	0.721	0.000	0.949	1.958	0.614
TB-TJM-065	3	Atarra	0 - 150	0.739	0.000	0.927	1.931	0.802
MB-CMP-001-P2	11	Tsarev	0 - 63	0.724	0.004	0.943	1.977	0.847
MB-CMP-004	11	Arapahoe	chip	0.725	0.002	0.941	2.002	0.941
MB-CMP-011-D	11	Wittekrantz	25 - 250	0.758	0.006	0.961	1.887	0.925
MB-CMP-011-L	11	Wittekrantz	25 - 250	0.711	0.002	0.941	1.903	0.511
MB-DTB-035-A	10	Cat Mountain	20 - 250	0.732	-0.004	0.966	1.944	0.461
MH-CMP-003	11	Farmington	chip	0.707	-0.005	0.931	1.916	1.188
MH-CMP-005	11	Ergheo	20 - 250	0.787	0.020	0.952	1.915	0.694
MH-CMP-011	11	Tadjera	0 - 250	0.768	0.005	0.954	1.974	0.951
MH-CMP-012	11	Taiban	0 - 250	0.762	-0.004	0.956	1.940	0.581
MH-CMP-013	11	Lubbock	0 - 250	0.731	-0.005	0.961	1.986	0.683
MH-CMP-018-P2	11	Orvinio Dark	0 - 500	0.697	-0.004	0.930	1.930	1.349
TB-TJM-096	3	Honolulu	0 - 150	0.674	-0.021	0.945	1.948	0.601
TB-TJM-107	3	Mabwe-Khoywa	0 - 150	0.729	0.004	0.934	1.941	0.766
TB-TJM-109	3	Malakal	0 - 150	0.721	0.012	0.936	1.973	0.720
TB-TJM-111	3	Mirzapur	0 - 150	0.710	0.035	0.932	1.951	0.886
MB-CMP-010-D	11	Paranaiba	25 - 250	0.702	0.012	0.945	1.913	0.395
MB-CMP-010-L	11	Paranaiba	25 - 250	0.716	0.003	0.943	1.920	0.593
MB-CMP-012-D	11	Jackalsfontein	25 - 250	0.774	0.004	0.953	2.004	0.835
MB-CMP-012-L	11	Jackalsfontein	25 - 250	0.706	-0.011	0.934	1.925	0.826

Tabla 6.1: Parámetros espectrales y tamaño de grano (cont.)

ID muestra RELAB	Ref.	Nombre meteorito	Tamaño ( $\mu\text{m}$ )	Máx.1 ( $\mu\text{m}$ )	Pend.I	Cent.I ( $\mu\text{m}$ )	Cent.II ( $\mu\text{m}$ )	BAR
MH-CMP-010	11	Wickenberg	0 - 250	0.745	-0.014	0.943	1.959	0.724
MH-CMP-014	11	Peetz	0 - 250	0.738	-0.013	0.951	1.930	0.524
MH-CMP-020	11	Potter	20 - 250	0.743	0.008	0.945	1.952	0.462
MH-FPF-063	14	Metal de Tennasilm	chip	0.735	0.005	0.924	1.944	1.380
MH-FPF-064	14	Metal Wold Cottage	chip	0.712	0.006	0.935	1.941	0.790
MI-CMP-009	11	Holbrook	chip	0.710	-0.025	0.955	1.950	0.719
MP-DTB-028-C	10	Clasto fusión Orvinio	50 - 250	0.729	0.009	0.950	1.940	0.936
MP-DTB-028-M	10	Clasto fusión Orvinio	50 - 250	0.712	0.010	0.964	1.970	0.606
MP-DTB-029-A	10	Clasto fusión Walters	50 - 250	0.721	-0.004	0.940	1.919	0.530
PS-PHS-098	15	Kuttippuram	0 - 75	0.742	0.046	0.941	1.917	0.577
RS-CMP-062	11	Kunashak	chip	0.700	-0.007	0.934	1.903	0.815
RS-CMP-064	11	Pervomaisky	chip	0.694	-0.033	0.964	1.937	0.597
TB-TJM-063	3	Air	0 - 150	0.728	0.006	0.931	1.946	0.564
TB-TJM-064	3	Apt	0 - 150	0.717	0.009	0.940	1.941	0.501
TB-TJM-070	3	Chantonay	0 - 150	0.737	0.007	0.935	1.930	0.503
TB-TJM-072	3	Denver	0 - 150	0.713	0.003	0.940	1.960	0.634
TB-TJM-084	3	Tuan Tuc	0 - 150	0.721	0.019	0.932	1.945	0.670
TB-TJM-086	3	Vouille	0 - 150	0.719	0.014	0.932	1.919	0.582
TB-TJM-087	3	Valdinizza	0 - 150	0.709	0.031	0.928	1.937	0.575
TB-TJM-110	3	Maryville	0 - 150	0.698	-0.003	0.945	1.940	0.753
TB-TJM-112	3	Nejo	0 - 150	0.699	0.024	0.943	1.935	0.574
TB-TJM-113	3	Patrimonio	0 - 150	0.725	0.007	0.937	1.948	0.692
Condritas ordinarias LL								
MH-FPF-062	14	Metal de Parnallee	chip	0.732	-0.004	0.949	1.991	0.873
RS-CMP-063	11	Krymka	chip	0.736	-0.005	0.945	2.060	0.710
RS-CMP-063-B	11	Krymka bulk	20 - 250	0.741	0.012	0.943	1.951	0.773
MR-MJG-068a	16	Parnallee	bulk	0.743	0.004	0.944	1.960	1.134
MR-MJG-068b	16	Parnallee	bulk	0.729	0.002	0.940	1.945	0.790
MB-TXH-086-A	12	Y74442	0 - 25	0.695	0.016	0.939	1.940	0.460
TB-TJM-075	3	Greenwell Springs	0 - 150	0.716	0.022	0.954	1.953	0.508
MR-MJG-069a	16	Hamlet#1	bulk	0.715	-0.005	0.960	1.980	0.742
MR-MJG-069b	16	Hamlet#1	bulk	0.732	0.027	0.953	1.970	0.696
MR-MJG-070b	16	Soko-Banja	bulk	0.731	0.014	0.953	1.972	0.723
MB-CMP-002-D	11	Paragould	25 - 250	0.715	0.004	0.937	2.001	1.103
MB-CMP-002-L	11	Paragould	25 - 250	0.720	0.000	0.945	1.940	0.789
MR-MJG-071	16	Olivenza	bulk	0.711	0.037	1.002	1.966	0.373
MR-MJG-076b	16	Paragould	bulk	0.755	0.011	0.927	2.032	0.844
MB-CMP-013	11	Appley Bridge	25 - 250	0.691	0.000	0.997	1.963	0.412
MB-TXH-085-A	12	Y-74646	0 - 25	0.738	0.027	0.946	1.937	0.503
MB-TXH-085-B	12	Y-74646	25 - 45	0.705	0.009	0.946	1.934	0.397
MB-TXH-085-C	12	Y-74646	45 - 75	0.695	0.002	0.948	1.956	0.533
MB-TXH-089-A	12	Bison	0 - 63	0.754	0.008	0.971	1.977	0.529
MB-TXH-089-B	12	Bison	63 - 125	0.704	-0.000	0.981	1.956	0.445
MB-TXH-090-A	12	Dhurmsala	0 - 63	0.714	0.013	0.941	1.938	0.542
MB-TXH-090-B	12	Dhurmsala	63 - 125	0.713	-0.003	0.956	1.944	0.649
MB-TXH-091-A	12	Nas	0 - 63	0.683	0.002	1.002	1.949	0.273
MB-TXH-091-B	12	Nas	63 - 125	0.676	-0.026	0.979	1.944	0.363
MR-MJG-073	16	Manbhoom	bulk	0.680	-0.002	0.989	1.963	0.307
TB-TJM-067	3	Bandong	0 - 150	0.700	0.007	0.990	1.978	0.290
TB-TJM-077	3	Karatu	0 - 75	0.692	0.001	0.997	1.994	0.326
TB-TJM-090	3	Cherokee Springs	0 - 150	0.704	-0.006	0.959	1.937	0.434
TB-TJM-092	3	Ensisheim	0 - 150	0.698	-0.008	0.995	1.947	0.342

Tabla 6.1: Parámetros espectrales y tamaño de grano (cont.)

ID muestra RELAB	Ref.	Nombre meteorito	Tamaño ( $\mu\text{m}$ )	Máx.1 ( $\mu\text{m}$ )	Pend.I	Cent.I ( $\mu\text{m}$ )	Cent.II ( $\mu\text{m}$ )	BAR
Shergottitas								
LM-LAM-007-73	17	EETA79001	chip	0.648	-0.003	0.951	2.053	0.855
LM-LAM-009-A	17	ALHA77005	chip	0.650	-0.027	0.968	1.945	0.714
LM-LAM-021	17	Shergotty	0 - 125	0.656	0.085	0.968	2.095	1.521
MB-LAM-049-P	17	Zagami	0 - 125	0.688	0.074	0.978	2.126	1.245
Nakhlitas								
LM-LAM-022	17	Nakhla	0 - 1000	0.700	0.700	1.024	2.300	0.935
LM-LAM-023	17	Nakhla	0 - 1000	0.756	0.756	1.024	2.293	0.796
Angritas								
TB-TJM-057	4	Sahara 99555	0 - 125	0.766	0.083	1.125	-	0.022
TB-TJM-062	4	DÓrbigny	0 - 125	0.709	0.092	1.140	-	0.029
Brachinitas								
MT-TXH-049-A	12	Brachina	0 - 45	0.715	0.104	1.061	-	0.000
MT-TXH-050-A	12	Eagles Nest	0 - 45	0.695	0.009	1.053	-	0.000
Ureilitas								
MB-TXH-087-A	12	Y74659	0 - 25	0.696	0.004	0.931	1.935	0.119
MP-LAM-006-C1	17	META78008	chip	0.722	-0.008	1.005	2.141	0.253

1 = Hiroi & Pieters (1998); 2 = Hiroi et al. (2001); 3 = Burbine et al. (2003); 4 = Burbine et al. (2001); 6 = Hiroi et al. (1994); 10 = Dan Britt; 11 = Carle M. Pieters; 12 = Takahiro Hiroi; 13 = Jeffery F. Bell; 14 = Fraser P. Fanale; 15 = Pete Schultz; 16 = Michael J. Gaffey; 17 = Lucy Ann McFadden; 18 = Richard P. Binzel.

NOTA : en la columna correspondiente al tamaño de partícula, la palabra "chip" se refiere a una sección delgada del meteorito, mientras que "bulk" hace referencia al meteorito entero.

Tabla 6.2: Parámetros espectrales y tamaño de grano para las mezclas de laboratorio: orto y clinopiroxeno y olivina, ortopiroxeno y feldespato.

ID muestra RELAB	Ref.	Proporción Mezcla	Tamaño ( $\mu\text{m}$ )	Máx.1 ( $\mu\text{m}$ )	Pend.1	Cent.I ( $\mu\text{m}$ )	Cent.II ( $\mu\text{m}$ )	BAR
XP-CMP-015	9	Opx:Cpx=85:15 (1)	0 - 45	0.724	0.116	0.917	1.847	1.793
XP-CMP-013	9	Opx:Cpx=75:25	0 - 45	0.732	0.114	0.921	1.859	1.679
XP-CMP-011	9	Opx:Cpx=60:40	0 - 45	0.741	0.152	0.931	1.874	1.721
XP-CMP-010	9	Opx:Cpx=50:50	0 - 45	0.749	0.157	0.940	1.880	1.575
XP-CMP-012	9	Opx:Cpx=40:60	0 - 45	0.748	0.149	0.966	1.916	1.450
XP-CMP-014	9	Opx:Cpx=25:75	0 - 45	0.759	0.168	1.003	2.270	1.321
XP-CMP-016	9	Opx:Cpx=15:85 (7)	0 - 45	0.784	0.209	1.012	2.286	1.550
XP-CMP-025	9	Opx:Cpx=85:15 (1)	45 - 75	0.722	0.211	0.917	1.842	2.095
XP-CMP-023	9	Opx:Cpx=75:25	45 - 75	0.726	0.189	0.925	1.850	1.999
XP-CMP-021	9	Opx:Cpx=60:40	45 - 75	0.733	0.188	0.934	1.865	1.827
XP-CMP-020	9	Opx:Cpx=50:50	45 - 75	0.742	0.200	0.950	1.887	1.732
XP-CMP-022	9	Opx:Cpx=40:60	45 - 75	0.746	0.191	0.965	1.926	1.637
XP-CMP-024	9	Opx:Cpx=25:75	45 - 75	0.765	0.227	0.994	2.275	1.550
XP-CMP-026	9	Opx:Cpx=15:85 (7)	45 - 75	0.796	0.213	1.009	2.280	1.603
XP-CMP-006	9	Opx:Cpx=85:15 (1)	70 - 145	0.720	0.159	0.920	1.848	2.176
XP-CMP-004	9	Opx:Cpx=75:25	70 - 145	0.726	0.171	0.924	1.855	2.159
XP-CMP-002	9	Opx:Cpx=60:40	70 - 145	0.732	0.163	0.944	1.895	1.900
XP-CMP-001	9	Opx:Cpx=50:50	70 - 145	0.735	0.187	0.951	1.911	1.840
XP-CMP-003	9	Opx:Cpx=40:60	70 - 145	0.741	0.189	0.964	1.954	1.735
XP-CMP-005	9	Opx:Cpx=25:75	70 - 145	0.750	0.172	0.988	2.253	1.495
XP-CMP-007	9	Opx:Cpx=15:85 (7)	70 - 145	0.795	0.172	1.008	2.271	1.643
XT-CMP-034	7	Ol:Opx:An=16:66:16 (1)	45 - 75	0.719	0.090	0.923	1.905	1.596
XT-CMP-037	7	Ol:Opx:An=16:41:41	45 - 75	0.718	0.033	0.924	1.928	1.216
XT-CMP-039	7	Ol:Opx:An=41:41:16	45 - 75	0.699	0.014	0.934	1.920	0.822
XT-CMP-036	7	Ol:Opx:An=33:33:33	45 - 75	0.698	0.006	0.934	1.929	0.747
XT-CMP-035	7	Ol:Opx:An=16:16:66	45 - 75	0.700	-0.008	0.934	1.940	0.560
XT-CMP-038	7	Ol:Opx:An=41:16:41	45 - 75	0.677	-0.009	0.976	1.939	0.340
XT-CMP-033	7	Ol:Opx:An=66:16:16 (7)	45 - 75	0.675	0.003	1.019	1.938	0.240

7 = Hiroi & Pieters (1994); 9 = Sunshine et al. (1990)

Tabla 6.3: Parámetros espectrales para separados de diferente tamaño de partícula de cuatro eucritas y una diogenita.

ID muestra RELAB	Ref.	Nombre Meteorito	Tamaño ( $\mu\text{m}$ )	Cent.I ( $\mu\text{m}$ )	Cent.II ( $\mu\text{m}$ )	Prof. Banda I	Prof. Banda II	BAR
Eucrita 1								
MB-TXH-066-A	1	ALH A76005	0 - 25	0.935	1.969	1.630	1.327	1.815
MB-TXH-066-B	1	ALH A76005	25 - 45	0.937	1.974	1.970	1.652	2.190
MB-TXH-066-C	1	ALH A76005	45 - 75	0.939	1.977	2.240	1.924	2.270
MB-TXH-066-D	1	ALH A76005	75 - 125	0.940	1.992	2.130	1.992	2.472
MB-TXH-066-E	1	ALH A76005	125 - 250	0.941	1.973	1.950	1.910	2.471
MB-TXH-066-F	1	ALH A76005	250 - 500	0.941	1.968	1.790	1.732	2.534
Eucrita 2								
MB-TXH-069-A	6	Millbillillie	0 - 25	0.938	2.012	1.830	1.401	1.565
MB-TXH-069-B	6	Millbillillie	25 - 45	0.939	2.010	2.440	1.766	1.680
MB-TXH-069-C	6	Millbillillie	45 - 75	0.941	2.013	2.470	1.923	1.890
MB-TXH-069-D	6	Millbillillie	75 - 125	0.942	2.023	2.370	2.004	2.049
Eucrita 3								
MB-TXH-070-A	6	Juvinas	0 - 25	0.936	1.998	1.880	1.447	1.758
MB-TXH-070-B	6	Juvinas	25 - 45	0.941	1.999	2.470	1.912	1.953
MB-TXH-070-C	6	Juvinas	45 - 75	0.944	1.997	2.650	2.173	2.061
MB-TXH-070-D	6	Juvinas	75 - 125	0.947	1.991	2.590	2.272	2.165
MB-TXH-070-E	6	Juvinas	125 - 250	0.950	1.992	2.390	2.178	2.164
Eucrita 4								
MB-TXH-071-A	6	Y-74450	0 - 25	0.936	1.982	1.620	1.270	1.389
MB-TXH-071-B	6	Y-74450	25 - 45	0.937	1.973	2.150	1.579	1.596
MB-TXH-071-C	6	Y-74450	45 - 75	0.937	1.984	2.340	1.788	1.776
MB-TXH-071-D	6	Y-74450	75 - 125	0.939	1.989	2.240	1.883	2.041
Diogenita 5								
MB-TXH-067-A	1	EET A79002	0 - 25	0.919	1.895	2.030	1.435	1.686
MB-TXH-067-B	1	EET A79002	25 - 45	0.918	1.898	2.820	1.843	1.890
MB-TXH-067-C	1	EET A79002	45 - 75	0.918	1.892	2.780	1.930	1.978
MB-TXH-067-D	1	EET A79002	75 - 125	0.918	1.903	2.600	1.930	2.048
MB-TXH-067-E	1	EET A79002	125 - 250	0.920	1.910	2.260	1.798	2.220
MB-TXH-067-F	1	EET A79002	250 - 500	0.920	1.905	2.150	1.774	2.260

1 = Hiroi &amp; Pieters (1998); 6 = Hiroi et al. (1994)



# 7

---

## Análisis mineralógico de la base de datos NEOSS

En el capítulo 4 mostramos los espectros en el rango visible e infrarrojo cercano de los asteroides que componen nuestra base de datos. Explicamos además los procedimientos tanto de toma de datos como de reducción de los mismos en los dos rangos espectrales, así como las características de la instrumentación utilizada. A continuación vamos a realizar el análisis mineralógico de los espectros de reflexión de los asteroides cercanos a la Tierra observados como parte de este survey. En concreto vamos a analizar aquellos asteroides cuyo espectro presenta bandas de absorción, aplicando el método clásico de análisis desarrollado por Cloutis et al. (1986) y descrito con detalle en el capítulo 5.

No todos los asteroides cercanos a la Tierra observados presentan espectros de reflexión que permitan realizar estos cálculos mineralógicos. Concretamente, aquellos asteroides cuyos parámetros orbitales los sitúan dentro del grupo de los asteroides en órbitas cometarias (ACOs) presentan en su mayoría espectros sin bandas de absorción. El estudio de estos asteroides está fuera de este trabajo de tesis, aunque en la sección 4.5 del capítulo 4 indicamos los resultados más importantes que ha generado el análisis de este subprograma observacional.

Para completar el estudio mineralógico del grupo de NEAs, comparamos los resultados obtenidos con los valores resultantes de aplicar el mismo tipo de análisis a los asteroides del cinturón principal de los cuales existen espectros en el mismo rango de longitud de onda, y que presentan bandas de absorción. Como consecuencia de esta tesis hemos iniciado un survey espectroscópico de MBs que se encuentren en las regiones con más probabilidad de procedencia de los NEAs (ver sección 4.4.5). Los primeros espectros obtenidos se han incluido en el análisis de parámetros de objetos del cinturón principal. Además, usaremos los resultados obtenidos para los distintos meteoritos empleados en el capítulo 6 y publicados en Duffard et al. (2005), para completar el análisis.

### 7.1. Cálculo de parámetros espectrales: método clásico (Cloutis et al. 1986)

Hemos seleccionado entre nuestra muestra de NEAs, aquellos asteroides que presentan espectro completo (visible + infrarrojo cercano) y tienen además las bandas de absorción típicas de los silicatos, en 1 y 2  $\mu\text{m}$ . Es decir, nos centramos en los asteroides pertenecientes al complejo S (definido según Bus & Binzel 2002a), que incluyen los tipos espectrales S, Sa, Sk, Sl, Sr, K, L, Ld, el grupo de los asteroides Q, que incluyen a los tipos Q y Sq, y los tipos taxonómicos A, V, R y O. Los espectros de reflexión de los asteroides elegidos se muestran en la Figura 7.1, a excepción de (1951) Lick, el cual se estudia con más detalle en el capítulo 8.

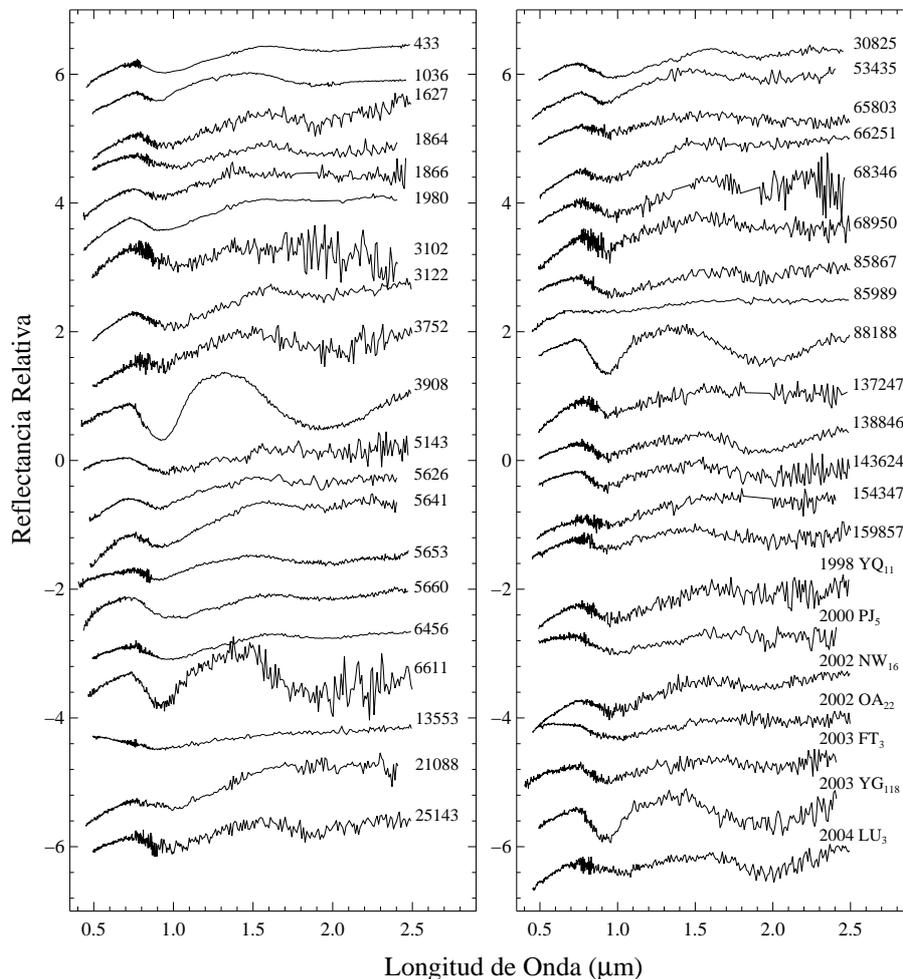


Figura 7.1: Espectros completos (visible más infrarrojo cercano) de los asteroides cercanos a la Tierra a los que hemos aplicado el método de análisis mineralógico. Se han utilizado espectros de diferentes surveys para completar nuestros datos (ver texto para más detalle). No hemos incluido el asteroide (1951) Lick, dado que tiene una pendiente muy grande y se analiza por separado en otro capítulo.

Además de los asteroides pertenecientes al grupo de los ACOs, dentro de nuestro survey encontramos NEAs con espectros “lineales”, sin bandas de absorción. Son muy pocos objetos, algunos observados específicamente como (3200) Phaethon o 2004 TU<sub>12</sub>, y que han dado lugar a distintas publicaciones (Licandro et al. 2007, Campins et al. 2006). El análisis de este tipo de espectros está fuera del trabajo de esta tesis doctoral. Otros objetos presentaban una relación señal/ruido insuficiente como para permitir el cálculo de los parámetros espectrales que realizamos a continuación.

Finalmente, para 10 de los NEAs observados no se dispone de alguno de los dos rangos espectrales, bien el visible o el infrarrojo cercano, necesarios para completar el espectro de reflexión y poder realizar el análisis mineralógico. Los parámetros orbitales y físicos, así como la clasificación taxonómica de todos los NEAs analizados pueden verse en la Tabla 7.1.

Tabla 7.1: Parámetros físicos y dinámicos de los NEAs de la muestra que presentan bandas de absorción y a los que se les ha realizado el análisis mineralógico. Indicamos el semieje mayor, la excentricidad, la inclinación, el perihelio y el parámetro de Tisserand, así como el diámetro, el albedo, la magnitud absoluta y el tipo taxonómico.

Objeto	$a$ (U.A.)	$e$	$i$ (°)	$q$	$T$	$D$ (km)	Alb.	$H$	Clase <sup>†</sup>
(433) Eros	1.458	0.222	10.828	1.133	4.580	23.60* ± 3.54	0.210	11.16	S
(719) Albert	2.629	0.552	11.548	1.177	3.139	2.13 ± 0.53	0.244	15.80	S
(699) Hela	2.614	0.407	15.303	1.548	3.238	11.98 ± 2.99	0.257	11.70	Sq
(1036) Ganymed	2.666	0.533	26.679	1.242	3.032	38.50* ± 5.77	0.170	9.50	S
(1565) Lemaitre	2.394	0.348	21.440	1.561	3.355	9.09 ± 2.27	0.257	12.30	Sq
(1627) Ivar	1.863	0.396	8.446	1.124	3.877	9.12* ± 1.36	0.150	13.20	S
(1862) Apollo	1.470	0.559	6.355	0.647	4.411	1.40* ± 0.21	0.260	16.25	Q
(1864) Daedalus	1.461	0.614	22.194	0.563	4.333	2.89 ± 0.72	0.244	15.02	Sr
(1866) Sisyphus	1.893	0.538	41.186	0.874	3.511	8.48* ± 1.27	0.150	13.00	S
(1951) Lick	1.390	0.061	39.090	1.304	4.541	5.11 ± 0.50	0.089	14.70	A
(1980) Tezcatlipoca	1.709	0.364	26.861	1.085	3.994	6.60* ± 1.00	0.150	13.92	Sl
(2064) Thomsen	2.178	0.330	5.701	1.459	3.603	6.45 ± 1.61	0.244	13.10	S
(2335) James	2.123	0.359	36.336	1.360	3.409	6.45 ± 1.61	0.244	13.10	Sa
(3102) Krok	2.152	0.448	8.416	1.187	3.554	1.58 ± 0.40	0.244	16.20	S
(3122) Florence	1.768	0.422	22.164	1.020	3.919	2.50* ± 0.37	0.200	14.20	Sa
(3199) Nefertiti	1.574	0.284	32.968	1.127	4.188	1.80* ± 0.27	0.410	14.84	A
(3635) Kreutz	1.794	0.084	19.222	1.643	4.003	4.26 ± 1.06	0.244	14.00	S
(3752) Camillo	1.413	0.302	55.550	0.986	4.241	2.80 ± 0.70	0.150	14.91	Ld
(3753) Cruithne	0.997	0.514	19.809	0.484	5.918	2.88 ± 0.72	0.257	15.13	Q
(3908) Nyx	1.982	0.458	2.179	1.043	3.778	1.00* ± 0.15	0.230	17.40	V
(4055) Magellan	1.820	0.326	23.241	1.226	3.884	2.49* ± 0.38	0.310	14.80	V
(4179) Toutatis	2.526	0.633	0.446	0.925	3.136	2.80* ± 0.42	0.130	15.30	Sk
(4587) Rees	2.653	0.511	24.638	1.295	3.075	2.04 ± 0.52	0.244	15.60	Sr
(5143) Heracles	1.832	0.772	9.129	0.416	3.581	4.81 ± 1.21	0.257	13.77	O
(5626) 1991 FE	2.194	0.454	3.854	1.196	3.524	3.35 ± 0.83	0.244	14.70	S
(5641) McCleese	1.819	0.126	22.202	1.589	3.944	3.20 <sup>1</sup> ± 0.80	0.300	14.40	A
(5653) Camarillo	1.794	0.304	6.874	1.248	4.009	2.34 ± 0.78	0.257	15.83	Sq
(5660) 1974 MA	1.785	0.762	37.994	0.424	3.509	2.08 ± 0.52	0.257	15.70	Q
(6047) 1991 TB <sub>1</sub>	1.454	0.352	23.471	0.942	4.483	1.14 ± 0.28	0.244	17.00	S
(6386) Keithnoll	2.271	0.301	8.733	1.586	3.535	7.76 ± 1.94	0.244	12.70	S
(6456) Golombek	2.194	0.407	8.205	1.299	3.544	1.73 ± 0.43	0.257	15.90	Sq
(6585) O’Keefe	2.370	0.360	22.374	1.516	3.358	3.71 ± 0.94	0.244	14.30	Sk
(6611) 1993 VW	1.695	0.484	8.691	0.873	4.054	1.22 ± 0.31	0.300	16.50	V
(7341) 1991 VK	1.843	0.506	5.420	0.909	3.843	1.32 ± 0.33	0.257	16.63	Sq
(8013) Gordonmoore	2.200	0.430	7.565	1.252	3.527	1.23 ± 0.31	0.244	16.67	Sr
(11054) 1991 FA	1.978	0.447	3.078	1.092	3.729	0.98 ± 0.25	0.244	17.20	Sa

Tabla 7.1: Parámetros físicos y dinámicos de los NEAs de la muestra (cont.)

Objeto	$a$ (U.A.)	$e$	$i$ (°)	$q$	$T$	$D$ (km)	Alb.	$H$	Clase
(13553) 1992 JE	2.190	0.462	5.869	1.178	3.518	$5.10^3 \pm 1.00$	0.030	16.00	B
(21088) 1992 BL <sub>2</sub>	1.706	0.238	38.459	1.299	3.918	$4.83 \pm 1.20$	0.244	13.73	Sl
(25143) Itokawa	1.324	0.280	1.622	0.953	4.896	$0.23^* \pm 0.04$	0.380	19.70	Sq
(30825) 1990 TG <sub>1</sub>	2.440	0.679	8.736	0.781	3.124	$3.09 \pm 0.78$	0.244	14.70	S
(35107) 1991 VH	1.136	0.143	13.917	0.973	5.474	$1.26 \pm 0.32$	0.244	16.90	Sk
(35396) 1997 XF <sub>11</sub>	1.442	0.483	4.097	0.744	4.524	$0.99^* \pm 0.14$	0.270	16.77	E
(52340) 1992 SY	2.212	0.548	8.034	1.000	3.430	$0.69 \pm 0.18$	0.257	17.90	Q
(53435) 1999 VM <sub>40</sub>	2.309	0.486	15.394	1.187	3.374	$3.65 \pm 0.91$	0.244	14.42	S
(54071) 2000 GQ <sub>146</sub>	1.329	0.197	23.442	1.066	4.821	$0.78 \pm 0.20$	0.244	17.70	S
(65803) Didymos	1.644	0.384	3.408	1.012	4.198	$0.72^4 \pm 0.18$	0.147	18.40	Xk
(66251) 1999 GJ <sub>2</sub>	1.535	0.198	11.277	1.231	4.431	$1.07 \pm 0.27$	0.244	17.00	Sa
(68346) 2001 KZ <sub>66</sub>	1.507	0.416	16.687	0.879	4.387	$1.07 \pm 0.27$	0.244	17.00	S
(68950) 2002 QF <sub>15</sub>	1.056	0.344	25.157	0.693	5.686	$1.41 \pm 0.36$	0.244	16.40	Sa
(85867) 1999 BY <sub>9</sub>	1.830	0.302	0.943	1.277	3.971	$0.63 \pm 0.16$	0.257	18.10	Q
(85989) 1999 JD <sub>6</sub>	0.882	0.633	17.047	0.324	6.501	$1.25 \pm 0.32$	0.150	17.20	K
(86039) 1999 NC <sub>43</sub>	1.759	0.579	7.117	0.739	3.896	$2.22 \pm 0.34$	0.140	16.00	Q
(88188) 2000 XH <sub>44</sub>	2.007	0.392	11.388	1.218	3.711	$1.48 \pm 0.37$	0.320	16.00	V
(88710) 2001 SL <sub>9</sub>	1.061	0.269	21.898	0.774	5.707	$0.95 \pm 0.24$	0.257	17.60	Q
(98943) 2001 CC <sub>21</sub>	1.032	0.219	4.808	0.806	5.902	$0.54 \pm 0.15$	0.244	18.50	L
(136993) 1998 ST <sub>49</sub>	2.308	0.593	24.641	0.937	3.227	$0.85 \pm 0.20$	0.257	17.60	Q
(137427) 1999 TF <sub>211</sub>	2.447	0.614	38.999	0.943	2.966	$3.00 \pm 0.59$	0.320	15.00	Sa
(138846) 2000 VJ <sub>61</sub>	2.184	0.563	18.670	0.953	3.395	$1.86 \pm 0.47$	0.244	15.80	Sr
(139622) 2001 QQ <sub>142</sub>	1.422	0.311	9.316	0.979	4.635	$0.55 \pm 0.14$	0.257	18.40	Sq
(143624) 2003 HM <sub>16</sub>	1.966	0.576	35.666	0.832	3.461	$1.81 \pm 0.46$	0.257	15.80	Sq
(154347) 2002 XK <sub>4</sub>	1.849	0.692	17.818	0.569	3.631	$1.86 \pm 0.48$	0.244	15.80	K
(159857) 2004 LJ <sub>1</sub>	2.264	0.593	23.033	0.920	3.273	$2.14 \pm 0.54$	0.244	15.50	Sr
1998 YQ <sub>11</sub>	1.874	0.396	11.941	1.132	3.853	$0.89 \pm 0.23$	0.244	17.40	S
2000 EZ <sub>148</sub>	2.572	0.618	11.042	0.981	4.164	$2.50 \pm 0.63$	0.257	15.10	Sq
2000 PJ <sub>5</sub>	0.872	0.373	51.181	0.546	6.435	$1.09 \pm 0.27$	0.150	17.50	O
2002 AL <sub>14</sub>	1.037	0.126	22.995	0.906	5.827	$0.82 \pm 0.21$	0.200	17.80	Sl
2002 NW <sub>16</sub>	1.109	0.030	14.164	1.075	5.583	$0.65 \pm 0.16$	0.244	18.10	Sl
2002 OA <sub>22</sub>	0.935	0.242	6.905	0.708	6.373	$0.45 \pm 0.11$	0.150	19.40	O
2002 QE <sub>15</sub>	1.666	0.344	28.245	1.092	4.055	$1.49^* \pm 0.23$	0.240	16.20	A
2002 TD <sub>60</sub>	1.202	0.082	7.412	1.102	5.276	$0.37 \pm 0.09$	0.244	19.30	S
2002 TP <sub>69</sub>	1.946	0.468	1.966	1.034	3.751	$0.11 \pm 0.03$	0.244	21.90	Sk
2002 VP <sub>69</sub>	2.016	0.529	10.184	0.948	3.618	$0.63 \pm 0.16$	0.257	18.10	Sq
2002 YB <sub>12</sub>	1.686	0.551	14.003	0.756	4.004	$0.55 \pm 0.14$	0.257	18.40	Sq
2003 FT <sub>3</sub>	2.670	0.572	4.323	1.142	3.118	$0.47 \pm 0.12$	0.320	18.50	V
2003 KR <sub>18</sub>	2.343	0.482	5.580	1.211	3.389	$0.71 \pm 0.18$	0.244	17.90	S
2003 YG <sub>118</sub>	2.283	0.644	8.129	0.811	3.280	$0.89 \pm 0.22$	0.320	17.10	V
2004 LU <sub>3</sub>	2.174	0.531	9.852	1.018	3.471	$0.56 \pm 0.14$	0.244	18.40	Sr

(†) Los asteroides que no presentaban clasificación taxonómica publicada han sido analizados por la Dra. Mothé-Diniz, la cual ha aplicado el método de Bus & Binzel (2002b) (comunicación personal).

(\*) Para los asteroides señalados con un asterisco se han utilizado medidas directas para obtener el diámetro.

(1) Dato de Hv, albedo y diámetro de Warner et al. (2006).

(2) Diámetro estimado por Krugly et al. (2007).

(3) Diámetro estimado a partir de medidas de albedo por exceso térmico en Reddy et al. (2006).

(4) Albedo estimado a partir del diámetro medido por radar (0.75) km en Pravec et al. (2006).

### 7.1.1. Mínimos, centros y pendiente espectral

Aunque Feierberg et al. (1982) ya hablan del cálculo de la posición de los mínimos de las bandas de absorción para los espectros de reflexión de asteroides tipo S, es en su trabajo de 1984 cuando Michael Gaffey (Gaffey 1984) comienza a usar términos como mínimos,

centros y áreas de las bandas, así como a hablar de la eliminación del continuo, haciendo referencia al artículo de Cloutis et al. (1986) que se encontraba en preparación por aquel entonces.

No obstante, en ninguno de estos artículos, incluyendo el de Cloutis et al. (1986), se explica el procedimiento de cálculo de los mínimos y máximos de las bandas de absorción, indicando simplemente los valores numéricos y, en ciertos casos, hablando de estimación “subjetiva” del error, es decir, básicamente “a ojo”. Finalmente, Cloutis et al. (1990) mencionan por primera vez un método para el cálculo de estos dos parámetros espectrales: ajustan una ecuación cuadrática, es decir, una parábola, en una región que comprende aproximadamente unos 10 puntos a ambos lados del mínimo/máximo determinado visualmente. En un artículo posterior (Cloutis & Gaffey 1991a), el número de puntos aumenta a una cantidad entre 10 y 20.

Este procedimiento suele bastar para tener una buena estimación de la posición del mínimo/máximo, en especial cuando la banda de absorción no presenta asimetrías, o cuando la relación señal/ruido del espectro de reflexión es suficiente como para tomar un rango pequeño donde realizar el ajuste. Esto puede apreciarse con claridad en el ejemplo superior de la Figura 7.2, donde hemos seleccionado la zona dentro del cuadro rojo para ajustar una parábola. En el gráfico de la derecha se muestra dicha región, junto con el ajuste y el error obtenido.

Sin embargo, cuando la forma del espectro en la región que queremos ajustar presenta asimetrías, y no podemos seleccionar un rango suficientemente pequeño como para que un ajuste con una parábola sea adecuado, tenemos que aumentar el orden de la función. La Figura 7.2 inferior muestra un ejemplo de esta situación, al intentar usar una parábola para ajustar un máximo. El resultado obtenido no coincide con la posición real del mismo, mientras que en el gráfico de la derecha se ha utilizado un orden superior, obteniendo un valor más apropiado y disminuyendo considerablemente el error.

Gaffey et al. (1993) ya optaron por emplear funciones que no fueran parábolas para calcular los centros de las bandas de absorción de un conjunto de asteroides tipo S. Concretamente, usaron polinomios de orden variable entre 3 y 8, escogiendo aquellos que dieran menores residuos y repitiendo la operación seleccionando varios rangos de ajuste y diferentes investigadores para realizar los cálculos.

En nuestro caso, para cada asteroide y para cada banda de absorción o región de la que queramos calcular la posición de un mínimo o un máximo, realizamos varios ajustes usando polinomios de diferente orden y variando el intervalo de puntos seleccionados a ambos lados del centro de la banda, quedándonos con el orden y el intervalo que proporcionen un menor error residual (cuadrático). Generalmente, un orden entre 5 y 7 suele ser suficiente. En la mayoría de los casos tendremos varias soluciones igualmente válidas, en particular si se repiten los cálculos varias veces, por lo que el valor final se tomará como el promedio de los diferentes resultados y su error asociado será la desviación estándar de dicho promedio. En caso de que el espectro de reflexión del objeto tenga una relación señal/ruido baja, el error asociado al cálculo de estos parámetros espectrales será el que introduce el ruido en el espectro.

Para realizar la eliminación del continuo, ajustamos una línea recta tangente a los dos máximos en torno a 0.7 y 1.4  $\mu\text{m}$  aproximadamente. Para la segunda recta extendemos el cálculo del continuo hasta el máximo de longitud de onda del que dispongamos para cada

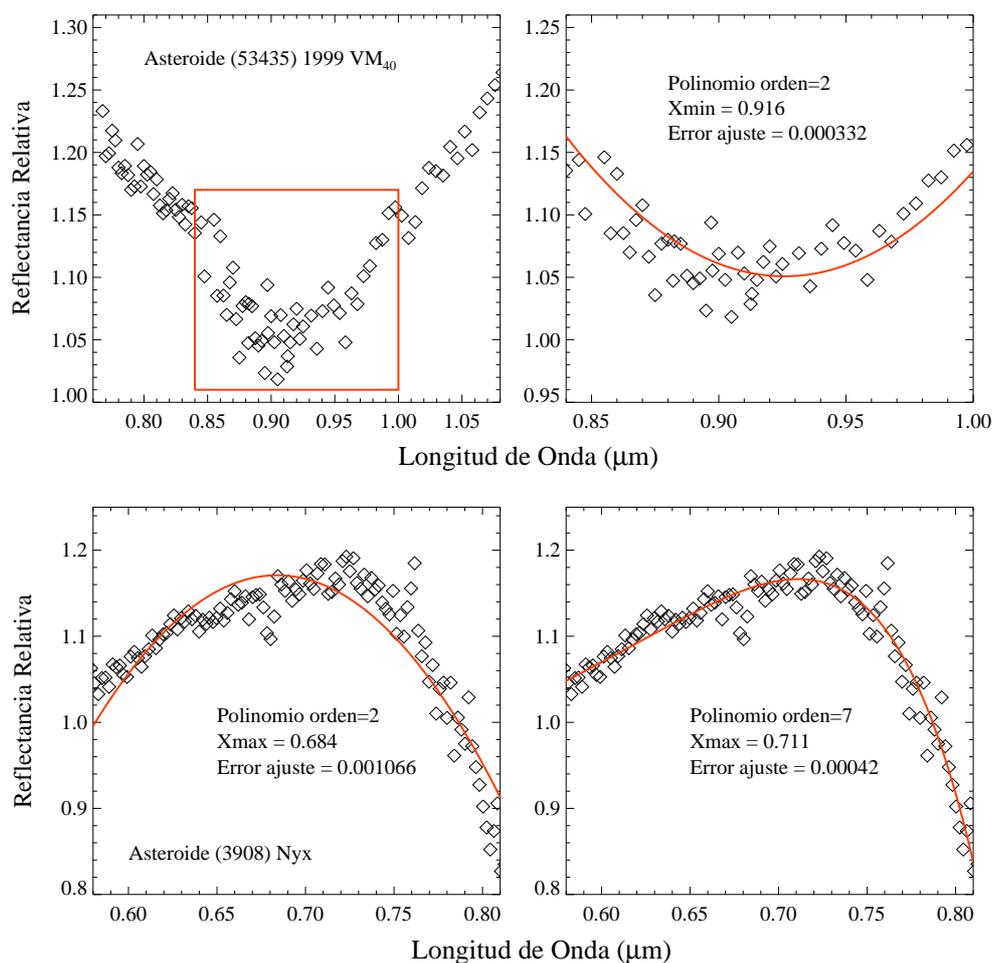


Figura 7.2: *Arriba:* ejemplo de ajuste para calcular la posición del mínimo de la banda de absorción usando una parábola. En el gráfico de la izquierda se muestra la banda de absorción y la región seleccionada para realizar el ajuste (recuadro rojo). A la derecha podemos ver dicha sección ampliada, junto con la función (línea roja) y la información derivada del ajuste; *Abajo:* en el caso de este asteroide, el máximo que debemos ajustar tiene una forma asimétrica que no permite realizar un ajuste adecuado usando una parábola (izquierda), siendo el mejor ajuste el realizado con un polinomio de orden 7 (derecha). Puede verse claramente cómo disminuye el error.

objeto (y no hasta 2.4  $\mu\text{m}$  como habían definido Cloutis et al. 1986), a efectos de no perder información contenida en el espectro. Así pues calculamos las dos rectas tangentes a cada banda de absorción (cada una con su pendiente) y eliminamos el continuo del espectro dividiendo éste por cada recta en su tramo correspondiente (ver Figura 7.3). Los valores del primer máximo, los mínimos, las dos pendientes espectrales y los centros de las bandas de absorción para nuestra muestra de NEAs puede verse en la Tabla 7.2.

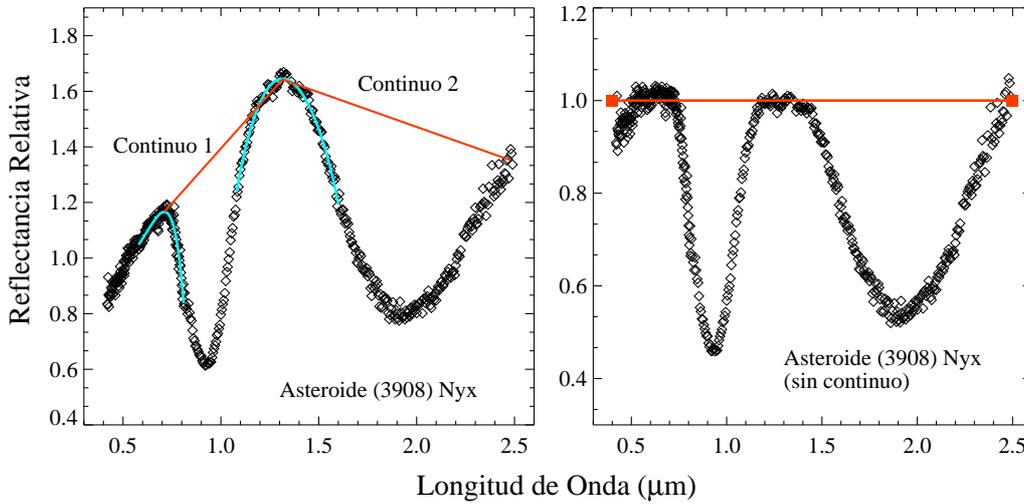


Figura 7.3: Ejemplo gráfico del procedimiento para calcular el continuo y eliminarlo. La primera recta (continuo 1) se calcula tangente a los dos máximos, mientras que para la segunda recta (continuo 2) escogemos como punto final el final del espectro. Para eliminar el continuo dividimos el espectro por su correspondiente continuo en cada región. El resultado puede verse en el gráfico de la derecha, donde toda la curva espectral queda por debajo de la recta unidad tras la división.

### 7.1.2. Cociente de las áreas (BAR)

Uno de los parámetros más utilizado por los estudios y calibraciones que siguieron a la aparición del trabajo de Cloutis et al. (1986) y que se siguen empleando en la actualidad, es el cociente de las áreas, o *Band Area Ratio* (BAR).

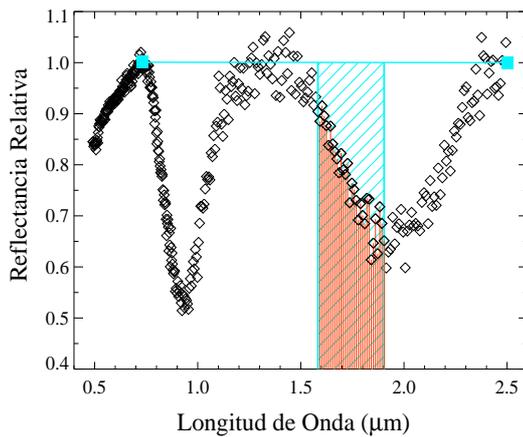


Figura 7.4: Ejemplo del procedimiento seguido para el cálculo de las áreas. Calculamos en primer lugar el área contenida bajo la línea recta unidad (región azul) y le restamos el área contenida bajo la curva espectral (región roja), calculada mediante una simple suma de áreas de trapecios. Para homogeneizar la resolución y mejorar el cálculo, interpolamos entre los puntos de la curva espectral (diamantes) con un paso de  $0.005 \mu\text{m}$  antes de calcular el área.

El cálculo de las áreas se realiza de forma sencilla. La Figura 7.4 muestra un ejemplo gráfico del procedimiento que empleamos. El espectro es el resultado que se obtiene una vez eliminado el continuo. Básicamente calculamos el área contenida bajo la recta unidad en la región que nos interese (zona azul), y restamos el área contenida bajo los puntos que forman la curva espectral en la misma región (zona roja). En este ejemplo indicamos sólo

una pequeña porción del espectro, el cálculo debe hacerse para toda la banda de absorción. El área bajo la curva espectral se calcula siguiendo una simple regla del trapecio, y para homogeneizar el cálculo interpolamos previamente los puntos de la curva espectral con un paso de  $0.005 \mu\text{m}$ . Debido al ruido que suelen presentar nuestros espectros, los puntos seleccionados para delimitar la banda de absorción constituyen en realidad un pequeño rango, por lo que se repiten los cálculos varias veces con diferentes puntos. Este rango de variación nos dará el error asociado al cálculo del área, siempre que sea inferior al error introducido por el ruido del propio espectro.

### 7.1.3. Resultados para los NEAs de la muestra

Una vez explicados los procedimientos que seguimos para realizar los cálculos de los parámetros espectrales, procedemos a aplicarlos a nuestra muestra de NEAs (ver Figura 7.1). En la Tabla 7.2 mostramos los valores correspondientes a cada parámetro espectral: la posición del primer máximo de la curva espectral, la posición de los dos mínimos de las bandas de absorción, las pendientes de las dos rectas tangentes a las bandas y que utilizamos para eliminar la contribución del continuo, los centros de las bandas de absorción una vez eliminado éste y el cociente de las áreas.

Recordemos que para varios asteroides hemos recurrido a espectros pertenecientes a diferentes bases de datos públicas para completar alguno de los dos rangos espectrales. Dichos objetos se marcan con un asterisco en la Tabla 7.2.

Tabla 7.2: Parámetros espectrales calculados según el método clásico de Cloutis et al. (1986) para la muestra de NEAs observados en este survey. Se indican el primer máximo, los mínimos de las dos bandas de absorción, las pendientes de cada recta para eliminar el continuo, los centros de las bandas una vez extraído el continuo y el cociente de las áreas, por este orden. Para algunos objetos no hemos podido determinar el mínimo/centro debido al ruido en el espectro.

Asteroide	Máx. I [ $\mu\text{m}$ ]	Mín.I [ $\mu\text{m}$ ]	Mín.II [ $\mu\text{m}$ ]	Pend.I	Pend.II	Cent.I [ $\mu\text{m}$ ]	Cent.II [ $\mu\text{m}$ ]	BAR
(433) Eros*	0.758 $\pm$ 0.004	0.945 $\pm$ 0.005	1.965 $\pm$ 0.001	0.328	0.019	0.960 $\pm$ 0.005	1.980 $\pm$ 0.001	0.5491 $\pm$ 0.0375
(1036) Ganymed*	0.768 $\pm$ 0.002	0.905 $\pm$ 0.005	1.915 $\pm$ 0.005	0.342	-0.112	0.915 $\pm$ 0.005	1.890 $\pm$ 0.005	1.2186 $\pm$ 0.0197
(1627) Ivar	0.768 $\pm$ 0.004	0.935 $\pm$ 0.005	1.869 $\pm$ 0.010	0.396	0.275	0.982 $\pm$ 0.009	1.900 $\pm$ 0.010	0.7250 $\pm$ 0.0200
(1864) Daedalus	0.751 $\pm$ 0.002	1.014 $\pm$ 0.005	1.955 $\pm$ 0.003	0.198	-0.021	1.030 $\pm$ 0.005	1.955 $\pm$ 0.003	0.6761 $\pm$ 0.0179
(1866) Sisypus*	0.747 $\pm$ 0.005	0.924 $\pm$ 0.004	—	0.418	-0.061	0.950 $\pm$ 0.004	—	0.1164 $\pm$ 0.0340
(1951) Lick	0.776 $\pm$ 0.003	1.039 $\pm$ 0.004	2.011 $\pm$ 0.010	1.829	0.215	1.074 $\pm$ 0.004	2.041 $\pm$ 0.030	0.0000 $\pm$ 0.0000
(1980) Tezcatlipoca*	0.740 $\pm$ 0.004	0.920 $\pm$ 0.004	1.873 $\pm$ 0.030	0.351	0.042	0.950 $\pm$ 0.004	1.950 $\pm$ 0.030	0.2096 $\pm$ 0.0046
(3102) Krok	0.764 $\pm$ 0.010	1.039 $\pm$ 0.005	—	0.045	-0.427	1.044 $\pm$ 0.005	—	0.3405 $\pm$ 0.1879
(3122) Florence	0.755 $\pm$ 0.002	0.993 $\pm$ 0.010	1.913 $\pm$ 0.002	0.436	0.121	1.013 $\pm$ 0.010	1.943 $\pm$ 0.002	0.4626 $\pm$ 0.0337
(3752) Camillo	0.813 $\pm$ 0.006	0.921 $\pm$ 0.009	2.000 $\pm$ 0.010	0.659	0.026	0.943 $\pm$ 0.009	2.010 $\pm$ 0.010	1.5408 $\pm$ 0.0714
(3908) Nyx*	0.717 $\pm$ 0.004	0.925 $\pm$ 0.005	1.945 $\pm$ 0.005	0.833	-0.279	0.935 $\pm$ 0.005	1.925 $\pm$ 0.005	2.2539 $\pm$ 0.0051
(5143) Heracles*	0.692 $\pm$ 0.002	0.952 $\pm$ 0.003	1.971 $\pm$ 0.010	0.148	0.063	0.957 $\pm$ 0.003	2.002 $\pm$ 0.010	0.5350 $\pm$ 0.2135
(5626) 1991 FE*	0.725 $\pm$ 0.001	0.910 $\pm$ 0.005	1.918 $\pm$ 0.010	0.427	0.046	0.926 $\pm$ 0.001	1.925 $\pm$ 0.010	0.6443 $\pm$ 0.0550
(5641) McCleese*	0.737 $\pm$ 0.002	0.927 $\pm$ 0.004	1.901 $\pm$ 0.010	0.587	0.022	0.953 $\pm$ 0.004	1.921 $\pm$ 0.010	0.2865 $\pm$ 0.0128
(5653) Camarillo*	0.741 $\pm$ 0.004	0.905 $\pm$ 0.005	1.950 $\pm$ 0.010	0.294	0.027	0.920 $\pm$ 0.005	1.965 $\pm$ 0.010	1.9702 $\pm$ 0.0234
(5660) 1974 MA*	0.717 $\pm$ 0.005	0.981 $\pm$ 0.005	1.960 $\pm$ 0.020	0.149	-0.062	0.987 $\pm$ 0.005	1.986 $\pm$ 0.020	0.1574 $\pm$ 0.0055
(6456) Golombek	0.738 $\pm$ 0.002	0.981 $\pm$ 0.001	1.951 $\pm$ 0.002	0.209	0.047	1.002 $\pm$ 0.001	1.982 $\pm$ 0.002	0.3166 $\pm$ 0.0149
(6611) 1993 VW*	0.728 $\pm$ 0.005	0.923 $\pm$ 0.005	1.939 $\pm$ 0.040	0.596	-0.328	0.932 $\pm$ 0.007	1.963 $\pm$ 0.040	1.6473 $\pm$ 0.2255
(13553) 1992 JE	0.500 $\pm$ 0.004	0.899 $\pm$ 0.004	—	0.046	0.122	0.903 $\pm$ 0.004	—	1.4544 $\pm$ 0.2468
(21088) 1992 BL <sub>2</sub>	0.753 $\pm$ 0.004	0.996 $\pm$ 0.005	—	0.528	-0.117	1.034 $\pm$ 0.001	—	0.2366 $\pm$ 0.0179
(25143) Itokawa	0.757 $\pm$ 0.004	0.972 $\pm$ 0.010	1.899 $\pm$ 0.020	0.291	0.028	0.996 $\pm$ 0.010	1.899 $\pm$ 0.020	0.5788 $\pm$ 0.0545
(30825) 1990 TG <sub>1</sub>	0.732 $\pm$ 0.021	0.971 $\pm$ 0.018	1.908 $\pm$ 0.030	0.263	-0.017	0.990 $\pm$ 0.005	1.908 $\pm$ 0.010	0.3722 $\pm$ 0.0386
(53435) 1999 VM <sub>40</sub> *	0.755 $\pm$ 0.003	0.913 $\pm$ 0.002	1.984 $\pm$ 0.010	0.473	-0.014	0.925 $\pm$ 0.006	1.984 $\pm$ 0.030	1.3696 $\pm$ 0.0234
(65803) Didymos	0.771 $\pm$ 0.004	0.954 $\pm$ 0.004	2.282 $\pm$ 0.010	0.220	-0.131	0.983 $\pm$ 0.005	2.086 $\pm$ 0.020	0.5235 $\pm$ 0.1065
(66251) 1999 GJ <sub>2</sub> *	0.761 $\pm$ 0.004	0.933 $\pm$ 0.004	1.873 $\pm$ 0.010	0.560	0.073	0.969 $\pm$ 0.006	1.925 $\pm$ 0.010	0.4090 $\pm$ 0.0530
(68346) 2001 KZ <sub>66</sub>	0.759 $\pm$ 0.004	0.979 $\pm$ 0.005	1.998 $\pm$ 0.030	0.421	-0.066	1.005 $\pm$ 0.005	1.916 $\pm$ 0.030	0.6105 $\pm$ 0.2758
(68950) 2002 QF <sub>15</sub>	0.778 $\pm$ 0.005	0.937 $\pm$ 0.005	2.037 $\pm$ 0.150	0.388	-0.215	0.950 $\pm$ 0.005	1.997 $\pm$ 0.100	0.5460 $\pm$ 0.1161
(85867) 1999 BY <sub>9</sub>	0.735 $\pm$ 0.005	0.995 $\pm$ 0.005	1.908 $\pm$ 0.010	0.105	0.091	1.006 $\pm$ 0.005	1.928 $\pm$ 0.020	0.2563 $\pm$ 0.1057
(85989) 1999 JD <sub>6</sub> *	0.712 $\pm$ 0.010	—	2.111 $\pm$ 0.010	0.172	0.014	1.050 $\pm$ 0.010	—	0.3898 $\pm$ 0.1106
(88188) 2000 XH <sub>44</sub>	0.736 $\pm$ 0.002	0.930 $\pm$ 0.005	1.962 $\pm$ 0.010	0.273	-0.130	0.932 $\pm$ 0.005	1.954 $\pm$ 0.010	1.7828 $\pm$ 0.0114
(137427) 1999 TF <sub>211</sub>	0.777 $\pm$ 0.005	0.951 $\pm$ 0.005	—	0.213	-0.063	0.960 $\pm$ 0.005	—	0.3062 $\pm$ 0.1338
(138846) 2000 VJ <sub>61</sub>	0.753 $\pm$ 0.003	0.947 $\pm$ 0.004	1.906 $\pm$ 0.010	0.174	0.090	0.947 $\pm$ 0.004	1.927 $\pm$ 0.010	1.5649 $\pm$ 0.1145
(143624) 2003 HM <sub>16</sub>	0.742 $\pm$ 0.002	0.931 $\pm$ 0.004	2.004 $\pm$ 0.020	0.155	-0.040	0.931 $\pm$ 0.013	2.014 $\pm$ 0.020	1.1205 $\pm$ 0.1213
(154347) 2002 XK <sub>4</sub>	0.789 $\pm$ 0.041	0.945 $\pm$ 0.040	2.077 $\pm$ 0.040	0.377	-0.016	0.968 $\pm$ 0.010	2.087 $\pm$ 0.010	0.5304 $\pm$ 0.2709
(159857) 2004 LJ <sub>1</sub>	0.757 $\pm$ 0.004	0.935 $\pm$ 0.004	2.022 $\pm$ 0.020	0.225	0.010	0.948 $\pm$ 0.009	2.022 $\pm$ 0.020	1.2500 $\pm$ 0.0571
1998 YQ <sub>11</sub>	0.751 $\pm$ 0.005	0.970 $\pm$ 0.005	2.060 $\pm$ 0.020	0.298	0.024	0.980 $\pm$ 0.005	2.080 $\pm$ 0.040	0.7445 $\pm$ 0.2213

Tabla 7.2: Parámetros espectrales para la muestra de NEAs (continuación).

Asteroide	Máx. I [ $\mu\text{m}$ ]	Mín.I [ $\mu\text{m}$ ]	Mín.II [ $\mu\text{m}$ ]	Pend.I	Pend.II	Cent.I [ $\mu\text{m}$ ]	Cent.II [ $\mu\text{m}$ ]	BAR
2000 PJ <sub>5</sub>	$0.694 \pm 0.005$	$1.006 \pm 0.005$	—	0.053	-0.098	$1.006 \pm 0.005$	—	$0.5320 \pm 0.1148$
2002 NW <sub>16</sub>	$0.772 \pm 0.005$	$0.974 \pm 0.005$	$1.916 \pm 0.010$	0.380	0.114	$0.994 \pm 0.005$	$1.926 \pm 0.009$	$0.6352 \pm 0.0928$
2002 OA <sub>22</sub>	$0.628 \pm 0.005$	$1.000 \pm 0.005$	$2.110 \pm 0.030$	0.064	0.039	$1.010 \pm 0.005$	$2.139 \pm 0.030$	$0.2708 \pm 0.0689$
2003 FT <sub>3</sub> *	$0.724 \pm 0.090$	$0.938 \pm 0.090$	$1.990 \pm 0.011$	0.104	0.040	$0.943 \pm 0.008$	$2.000 \pm 0.020$	$0.2610 \pm 0.0644$
2003 YG <sub>118</sub>	$0.726 \pm 0.002$	$0.928 \pm 0.004$	$1.945 \pm 0.010$	0.318	-0.035	$0.929 \pm 0.004$	$1.936 \pm 0.050$	$1.6702 \pm 0.2654$
2004 LU <sub>3</sub>	$0.758 \pm 0.011$	$1.025 \pm 0.006$	$1.965 \pm 0.010$	0.146	0.143	$1.030 \pm 0.006$	$1.985 \pm 0.010$	$2.0717 \pm 0.0758$

\* Objetos para los que hemos empleado espectros procedentes de distintas bases de datos disponibles públicamente para completar algún rango espectral. Puede verse más información en la Figura 4.9 y en la sección 4.4 del capítulo 4.

#### 7.1.4. Otras bases de datos de NEAs

Como ya vimos en el capítulo 4, concretamente en la sección 4.4, existen actualmente varios surveys espectroscópicos de asteroides, tanto NEAs como objetos del cinturón principal, cuyos datos se encuentran disponibles públicamente. Hemos utilizado más de un espectro perteneciente a estas bases de datos para completar nuestras propias observaciones y poder realizar los cálculos descritos hasta ahora.

Además de completar nuestros propios espectros, hemos utilizado todos los espectros disponibles de otros NEAs para aumentar nuestra muestra a la hora de interpretar los resultados. En la Tabla 7.3 indicamos los resultados obtenidos para los objetos que forman parte de otros surveys.

Una forma de comprobar que nuestro procedimiento de cálculo es adecuado, es comparar nuestros resultados con los obtenidos por otros investigadores para los mismos objetos. Es importante señalar, que hasta ahora la mayor parte de los surveys espectroscópicos se enfocaban hacia la obtención de espectros en el rango visible. Así pues, solamente se dispone de un trabajo en el que se hayan realizado los cálculos de los parámetros espectrales para un conjunto de NEAs, y es el correspondiente a Marchi et al. (2005) para la base de datos SINEO.

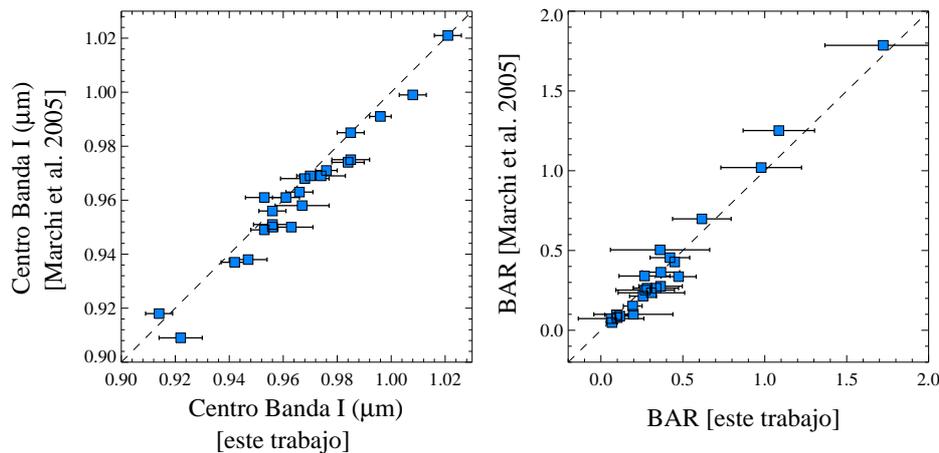


Figura 7.5: Comparación de los valores obtenidos de Centro Banda I (izquierda) y BAR (derecha) por Marchi et al. (2005) y en este trabajo para los mismos objetos. La línea discontinua señala la bisectriz y las barras de error dibujadas corresponden a este trabajo (ver Tabla 7.2). Los puntos apenas se desvían de la bisectriz y los que lo hacen están dentro de las barras de error, indicando la buena correlación entre los cálculos realizados.

La Figura 7.5 muestra una comparación entre los valores obtenidos por Marchi et al. (2005) y los que hemos calculado en este trabajo. Desafortunadamente, Marchi et al. (2005) no dan medidas de los errores asociados a cada parámetro, ni explican con demasiado detalle el procedimiento empleado para el cálculo de los mismos. La línea discontinua en el gráfico señala la bisectriz, y las barras de error que se dibujan son las asociadas a nuestros valores de Centro Banda I y BAR (ver Tabla 7.2). Incluso sin disponer de las barras de error de los valores calculados por Marchi et al. (2005), podemos ver que los cálculos dan resultados similares.

Tabla 7.3: Parámetros espectrales calculados según el método clásico de Cloutis et al. (1986) para la muestra de NEAs de los diferentes surveys espectroscópicos disponibles. Ver texto para más detalle.

Asteroide	Máx. I [ $\mu\text{m}$ ]	Mín.I [ $\mu\text{m}$ ]	Mín.II [ $\mu\text{m}$ ]	Pend.I	Pend.II	Cent.I [ $\mu\text{m}$ ]	Cent.II [ $\mu\text{m}$ ]	BAR
SINEO								
(719) Albert	0.745 $\pm$ 0.003	0.940 $\pm$ 0.007	1.907 $\pm$ 0.020	0.316	-0.034	0.956 $\pm$ 0.007	1.953 $\pm$ 0.020	0.3645 $\pm$ 0.1326
(3102) Krok	0.732 $\pm$ 0.001	0.940 $\pm$ 0.005	1.929 $\pm$ 0.009	0.213	-0.091	0.953 $\pm$ 0.007	1.932 $\pm$ 0.010	0.1943 $\pm$ 0.0573
(3753) Cruithne	0.728 $\pm$ 0.003	0.941 $\pm$ 0.003	1.795 $\pm$ 0.020	0.217	0.073	0.956 $\pm$ 0.002	1.969 $\pm$ 0.020	0.2820 $\pm$ 0.0844
(4587) Rees	0.738 $\pm$ 0.005	0.916 $\pm$ 0.005	1.999 $\pm$ 0.010	0.216	-0.033	0.922 $\pm$ 0.004	1.978 $\pm$ 0.010	0.4211 $\pm$ 0.1209
(7341) 1991 VK	0.732 $\pm$ 0.004	0.949 $\pm$ 0.006	2.073 $\pm$ 0.010	0.246	-0.088	0.970 $\pm$ 0.004	2.028 $\pm$ 0.010	0.4500 $\pm$ 0.0054
(8013) Gordonmoore	0.731 $\pm$ 0.006	0.975 $\pm$ 0.005	—	0.021	-0.393	0.985 $\pm$ 0.007	—	0.0626 $\pm$ 0.2000
(11054) 1991 FA	0.726 $\pm$ 0.005	0.943 $\pm$ 0.005	2.007 $\pm$ 0.006	0.631	-0.016	0.961 $\pm$ 0.005	2.007 $\pm$ 0.006	0.0994 $\pm$ 0.0241
(35107) 1991 VH	0.749 $\pm$ 0.005	0.975 $\pm$ 0.008	1.969 $\pm$ 0.080	0.325	0.160	0.985 $\pm$ 0.005	2.081 $\pm$ 0.080	0.6165 $\pm$ 0.1786
(35396) 1997 XF <sub>11</sub>	0.763 $\pm$ 0.005	0.953 $\pm$ 0.010	—	0.411	-0.128	0.967 $\pm$ 0.010	—	0.0675 $\pm$ 0.0336
(52340) 1992 SY	0.721 $\pm$ 0.006	1.021 $\pm$ 0.005	1.937 $\pm$ 0.090	0.049	0.054	1.021 $\pm$ 0.005	1.937 $\pm$ 0.09	0.9781 $\pm$ 0.2462
(54071) 2000 GQ <sub>146</sub>	0.737 $\pm$ 0.004	0.994 $\pm$ 0.005	1.945 $\pm$ 0.008	0.362	0.098	1.008 $\pm$ 0.005	1.966 $\pm$ 0.008	0.3369 $\pm$ 0.1377
(66251) 1999 GJ <sub>2</sub>	0.760 $\pm$ 0.007	0.921 $\pm$ 0.007	1.931 $\pm$ 0.030	0.544	0.088	0.953 $\pm$ 0.005	1.982 $\pm$ 0.030	0.3662 $\pm$ 0.1150
(68346) 2001 KZ <sub>66</sub>	0.737 $\pm$ 0.005	0.969 $\pm$ 0.005	—	0.218	-0.199	0.984 $\pm$ 0.006	—	0.1987 $\pm$ 0.2412
(88710) 2001 SL <sub>9</sub>	0.741 $\pm$ 0.005	0.902 $\pm$ 0.005	1.848 $\pm$ 0.007	0.305	0.045	0.914 $\pm$ 0.005	1.858 $\pm$ 0.005	1.7235 $\pm$ 0.3561
(98943) 2001 CC <sub>21</sub>	0.742 $\pm$ 0.005	0.951 $\pm$ 0.006	—	0.432	-0.012	0.956 $\pm$ 0.005	—	0.1150 $\pm$ 0.0623
2000 EZ <sub>148</sub>	0.731 $\pm$ 0.005	0.965 $\pm$ 0.005	1.940 $\pm$ 0.020	0.008	-0.094	0.966 $\pm$ 0.005	1.901 $\pm$ 0.020	0.2660 $\pm$ 0.1556
2002 AL <sub>14</sub>	0.747 $\pm$ 0.008	0.908 $\pm$ 0.008	—	0.657	-0.143	0.976 $\pm$ 0.004	—	0.3613 $\pm$ 0.3028
2002 QE <sub>15</sub>	0.755 $\pm$ 0.005	0.953 $\pm$ 0.010	1.891 $\pm$ 0.010	0.677	0.094	0.968 $\pm$ 0.009	1.901 $\pm$ 0.010	0.4743 $\pm$ 0.1075
2002 TD <sub>60</sub>	0.767 $\pm$ 0.005	0.932 $\pm$ 0.007	2.093 $\pm$ 0.100	0.598	-0.017	0.942 $\pm$ 0.005	2.052 $\pm$ 0.100	0.3089 $\pm$ 0.2029
2002 TP <sub>69</sub>	0.762 $\pm$ 0.005	0.958 $\pm$ 0.006	2.055 $\pm$ 0.008	0.210	-0.007	0.963 $\pm$ 0.006	2.055 $\pm$ 0.008	1.0865 $\pm$ 0.2181
2002 VP <sub>69</sub>	0.762 $\pm$ 0.006	0.981 $\pm$ 0.004	2.062 $\pm$ 0.010	0.256	0.031	0.996 $\pm$ 0.004	2.102 $\pm$ 0.010	0.2700 $\pm$ 0.1788
2002 YB <sub>12</sub>	0.726 $\pm$ 0.005	0.946 $\pm$ 0.005	—	0.201	0.039	0.947 $\pm$ 0.007	—	0.0956 $\pm$ 0.0715
2003 KR <sub>18</sub>	0.749 $\pm$ 0.005	0.959 $\pm$ 0.006	—	0.331	0.014	0.974 $\pm$ 0.009	—	0.2576 $\pm$ 0.0820
MIT-UH-IRTF								
(699) Hela	0.732 $\pm$ 0.006	0.915 $\pm$ 0.006	1.905 $\pm$ 0.008	0.178	-0.036	0.925 $\pm$ 0.006	1.905 $\pm$ 0.008	0.5436 $\pm$ 0.1045
(1036) Ganymed	0.755 $\pm$ 0.005	0.905 $\pm$ 0.005	1.920 $\pm$ 0.005	0.289	-0.114	0.915 $\pm$ 0.005	1.890 $\pm$ 0.005	1.0953 $\pm$ 0.0277
(1565) Lemaitre	0.732 $\pm$ 0.005	0.917 $\pm$ 0.003	1.910 $\pm$ 0.007	0.176	-0.023	0.925 $\pm$ 0.005	1.910 $\pm$ 0.007	0.7421 $\pm$ 0.1157
(1862) Apollo	0.710 $\pm$ 0.005	0.980 $\pm$ 0.003	1.930 $\pm$ 0.002	0.048	0.056	0.985 $\pm$ 0.002	1.975 $\pm$ 0.005	0.2705 $\pm$ 0.0074
(1866) Sisyphus	0.750 $\pm$ 0.003	0.915 $\pm$ 0.005	1.845 $\pm$ 0.006	0.406	0.120	0.940 $\pm$ 0.005	1.930 $\pm$ 0.008	0.4190 $\pm$ 0.0289
(1980) Tezcatlipoca	0.740 $\pm$ 0.002	0.930 $\pm$ 0.005	1.915 $\pm$ 0.007	0.453	0.070	0.950 $\pm$ 0.002	1.960 $\pm$ 0.007	0.2647 $\pm$ 0.0214
(2064) Thomsen	0.737 $\pm$ 0.002	0.985 $\pm$ 0.005	1.970 $\pm$ 0.007	0.281	0.015	1.015 $\pm$ 0.005	1.985 $\pm$ 0.005	0.2205 $\pm$ 0.0254
(2335) James	0.730 $\pm$ 0.005	0.920 $\pm$ 0.005	1.885 $\pm$ 0.005	0.211	0.129	0.930 $\pm$ 0.005	1.950 $\pm$ 0.005	0.6629 $\pm$ 0.0265

Tabla 7.3: Parámetros espectrales calculados según el método clásico de Cloutis et al. (1986) (continuación).

Asteroide	Máx. I [ $\mu\text{m}$ ]	Mín.I [ $\mu\text{m}$ ]	Mín.II [ $\mu\text{m}$ ]	Pend.I	Pend.II	Cent.I [ $\mu\text{m}$ ]	Cent.II [ $\mu\text{m}$ ]	BAR
(3199) Nefertiti	0.720 $\pm$ 0.006	1.040 $\pm$ 0.005	—	0.219	0.027	1.060 $\pm$ 0.005	—	0.0000 $\pm$ 0.0000
(3635) Kreutz	0.737 $\pm$ 0.002	0.910 $\pm$ 0.002	1.910 $\pm$ 0.008	0.410	0.061	0.925 $\pm$ 0.005	1.925 $\pm$ 0.008	0.9783 $\pm$ 0.0389
(3753) Cruithne	0.715 $\pm$ 0.005	0.945 $\pm$ 0.005	1.905 $\pm$ 0.006	0.153	0.107	0.955 $\pm$ 0.005	1.940 $\pm$ 0.006	0.3985 $\pm$ 0.0239
(3908) Nyx	0.707 $\pm$ 0.002	0.925 $\pm$ 0.005	1.935 $\pm$ 0.005	0.559	-0.242	0.930 $\pm$ 0.005	1.920 $\pm$ 0.005	2.0933 $\pm$ 0.0515
(4055) Magellan	0.715 $\pm$ 0.003	0.925 $\pm$ 0.005	1.925 $\pm$ 0.005	0.421	-0.025	0.930 $\pm$ 0.005	1.920 $\pm$ 0.005	2.2121 $\pm$ 0.0754
(4179) Toutatis	0.722 $\pm$ 0.002	0.940 $\pm$ 0.004	1.960 $\pm$ 0.005	0.248	0.105	0.955 $\pm$ 0.005	2.000 $\pm$ 0.005	0.7773 $\pm$ 0.0060
(5143) Heracles	0.695 $\pm$ 0.003	1.000 $\pm$ 0.003	1.995 $\pm$ 0.005	0.028	-0.041	1.005 $\pm$ 0.005	1.980 $\pm$ 0.005	0.2230 $\pm$ 0.0168
(5641) McCleese	0.740 $\pm$ 0.005	0.925 $\pm$ 0.005	1.930 $\pm$ 0.005	0.558	0.111	0.950 $\pm$ 0.005	1.955 $\pm$ 0.005	0.5727 $\pm$ 0.0203
(5660) 1974 MA	0.717 $\pm$ 0.003	1.005 $\pm$ 0.005	1.955 $\pm$ 0.005	0.051	0.112	1.010 $\pm$ 0.005	2.015 $\pm$ 0.005	0.3382 $\pm$ 0.0154
(6047) 1991 TB <sub>1</sub>	0.750 $\pm$ 0.003	0.915 $\pm$ 0.005	1.960 $\pm$ 0.010	0.209	0.132	0.925 $\pm$ 0.004	2.025 $\pm$ 0.010	2.0863 $\pm$ 0.1579
(6386) Keithnoll	0.737 $\pm$ 0.002	0.930 $\pm$ 0.004	1.990 $\pm$ 0.007	0.329	-0.026	0.950 $\pm$ 0.005	1.985 $\pm$ 0.007	0.4318 $\pm$ 0.0436
(6585) O'Keefe	0.735 $\pm$ 0.005	0.920 $\pm$ 0.005	1.955 $\pm$ 0.006	0.171	-0.063	0.930 $\pm$ 0.005	1.925 $\pm$ 0.006	0.7469 $\pm$ 0.0290
(6611) 1993 VW	0.720 $\pm$ 0.004	0.935 $\pm$ 0.001	2.000 $\pm$ 0.002	0.229	-0.146	0.935 $\pm$ 0.001	1.975 $\pm$ 0.002	1.6957 $\pm$ 0.0276
(53435) 1999 VM <sub>40</sub>	0.767 $\pm$ 0.005	0.912 $\pm$ 0.005	1.905 $\pm$ 0.005	0.529	0.117	0.920 $\pm$ 0.005	1.950 $\pm$ 0.005	1.3247 $\pm$ 0.0099
(86039) 1999 NC <sub>43</sub>	0.729 $\pm$ 0.001	0.953 $\pm$ 0.001	2.024 $\pm$ 0.008	0.106	-0.017	0.961 $\pm$ 0.003	2.021 $\pm$ 0.008	0.4931 $\pm$ 0.0152
(98943) 2001 CC <sub>21</sub>	0.827 $\pm$ 0.006	0.940 $\pm$ 0.005	1.935 $\pm$ 0.009	0.640	0.098	1.005 $\pm$ 0.005	1.975 $\pm$ 0.009	1.4647 $\pm$ 0.2198
(136993) 1998 ST <sub>49</sub>	0.702 $\pm$ 0.009	0.920 $\pm$ 0.005	1.930 $\pm$ 0.005	0.010	0.051	0.920 $\pm$ 0.005	1.965 $\pm$ 0.005	0.5926 $\pm$ 0.0687
(139622) 2001 QQ <sub>142</sub>	0.762 $\pm$ 0.010	0.988 $\pm$ 0.001	2.025 $\pm$ 0.010	0.195	-0.120	1.001 $\pm$ 0.001	1.991 $\pm$ 0.010	0.2979 $\pm$ 0.0181
SINEO + MIT-UH-IRTF								
1991 BN	0.726 $\pm$ 0.005	0.995 $\pm$ 0.001	2.005 $\pm$ 0.010	0.260	0.051	1.005 $\pm$ 0.001	2.045 $\pm$ 0.010	0.3648 $\pm$ 0.0687
(8567) 1996 HW <sub>1</sub>	0.567 $\pm$ 0.007	0.975 $\pm$ 0.005	1.982 $\pm$ 0.010	0.063	0.036	0.979 $\pm$ 0.005	2.014 $\pm$ 0.010	0.2282 $\pm$ 0.0026
(87684) 2000 SY <sub>2</sub>	0.707 $\pm$ 0.005	0.944 $\pm$ 0.005	1.960 $\pm$ 0.007	0.081	0.000	0.946 $\pm$ 0.005	1.955 $\pm$ 0.007	0.4080 $\pm$ 0.0021

SINEO: *Spectroscopic Investigation of Near-Earth Objects*. Lazzarin et al. (2004,2005).

MIT-UH-IRTF: *MIT-UH-IRTF Joint Campaign for NEO Reconnaissance*, <http://smass.mit.edu/>. Espectros visibles extraídos de SMASS (Bus & Binzel 2002a,b) y Binzel et al. (2004a,b).

Tabla 7.4: Comparación de los parámetros espectrales calculados por Marchi et al. (2005) para su muestra de NEAs (SINEO) con los que hemos obtenido en este trabajo para los mismos objetos, siguiendo los procedimientos descritos en este capítulo. En el caso de los cálculos realizados por Marchi et al. (2005), no se explica el procedimiento empleado para el cálculo de ninguno de los parámetros, ni se presentan estimaciones de las incertidumbres asociadas.

Objeto	Marchi et al. (2005)			Este trabajo*		
	Pendiente I	Centro Banda I	BAR	Pendiente I	Centro Banda I	BAR
(719) Albert	0.320	0.951	0.276	0.316	0.956	0.364
(3102) Krok	0.213	0.961	0.152	0.213	0.953	0.194
(3753) Cruithne	0.219	0.950	0.264	0.217	0.956	0.282
(4587) Rees	0.213	0.909	0.455	0.216	0.922	0.421
(7341) 1991 VK	0.268	0.969	0.428	0.246	0.970	0.450
(8013) Gordonmoore	0.013	0.975	0.073	0.021	0.985	0.062
(11054) 1991 FA	0.667	0.961	0.079	0.631	0.961	0.099
(35107) 1991 VH	0.361	0.985	0.698	0.325	0.985	0.616
(35396) 1997 XF <sub>11</sub>	0.418	0.958	0.048	0.411	0.967	0.067
(52340) 1992 SY	0.072	1.021	1.020	0.049	1.021	0.978
(54071) 2000 GQ <sub>146</sub>	0.390	0.999	0.264	0.362	1.008	0.336
(66251) 1999 GJ <sub>2</sub>	0.603	0.949	0.364	0.544	0.953	0.366
(68346) 2001 KZ <sub>66</sub>	0.245	0.974	0.100	0.218	0.984	0.198
(88710) 2001 SL <sub>9</sub>	0.317	0.918	1.786	0.305	0.914	1.723
(98943) 2001 CC <sub>21</sub>	0.445	0.956	0.089	0.432	0.956	0.115
2000 EZ <sub>148</sub>	0.026	0.963	0.340	0.008	0.966	0.266
2002 AL <sub>14</sub>	0.705	0.971	0.504	0.657	0.976	0.361
2002 QE <sub>15</sub>	0.601	0.968	0.336	0.677	0.968	0.474
2002 TD <sub>60</sub>	0.527	0.937	0.235	0.598	0.942	0.308
2002 TP <sub>69</sub>	0.235	0.950	1.252	0.210	0.963	1.086
2002 VP <sub>69</sub>	0.267	0.991	0.252	0.256	0.996	0.270
2002 YB <sub>12</sub>	0.187	0.938	0.097	0.201	0.947	0.095
2003 KR <sub>18</sub>	0.306	0.969	0.214	0.331	0.974	0.257

\* Los errores asociados al Centro de la Banda I y al cociente de las áreas (BAR) pueden verse en la Tabla 7.3. No se muestran en esta tabla para facilitar la comparación con los valores obtenidos por Marchi et al. (2005).

En el caso de dos objetos disponemos de espectros completos tanto en nuestro survey como en el survey SINEO: (3102) Krok y (68346) 2001 KZ<sub>66</sub>. Además hemos empleado el espectro visible del survey SINEO para completar nuestro espectro infrarrojo de (66251) 1999 GJ<sub>2</sub>. Por tanto tenemos dos conjuntos de parámetros espectrales para cada objeto (Tablas 7.2 y 7.3). Las diferencias que se aprecian se deben a diferencias en los propios espectros, tal y como puede verse en la Figura 7.6 izquierda. En azul se indican los espectros del survey SINEO, mientras que en rojo se muestran nuestros espectros. En el caso del asteroide (66251) 1999 GJ<sub>2</sub> los dos espectros en el rango infrarrojo son muy similares. El asteroide (3102) Krok tiene una caída hacia el UV algo más pronunciada en nuestro caso, debida a un efecto de enrojecimiento por ángulo de fase (54.9° en nuestro caso frente a 11.5° de SINEO). Para (68346) 2001 KZ<sub>66</sub>, el ruido que presenta nuestro espectro a partir de 1.5-1.6  $\mu\text{m}$  justifica las diferencias. No obstante, y dado que tenemos dos espectros diferentes, utilizaremos el valor promedio de los parámetros obtenidos a efectos del análisis.

De forma similar a lo que nos ocurre con (66251) 1999 GJ<sub>2</sub>, para 9 de nuestros objetos hemos utilizado el espectro de otro survey para completar, y dichos surveys presentan a su vez el espectro completo. Es el caso de los asteroides que se muestran en la Figura 7.6 derecha: en rojo los 9 NEAs que hemos completado y en azul los espectros completos de las

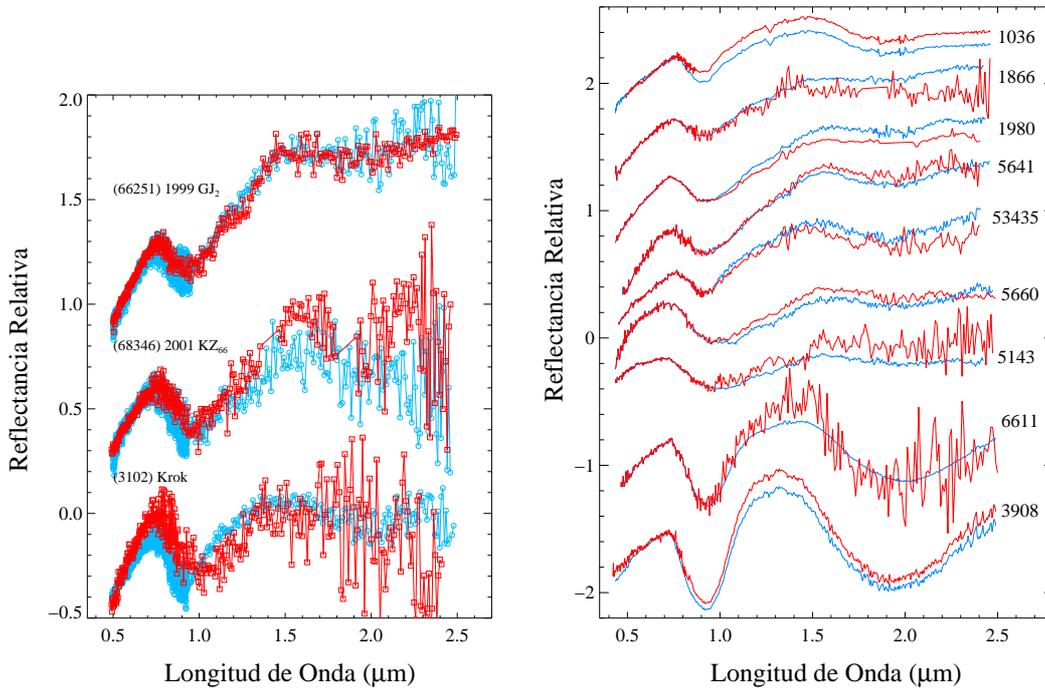


Figura 7.6: *Izquierda*: comparación de los espectros de tres asteroides obtenidos en el survey SINEO (azul) y en nuestro survey NEOSS (rojo). Mientras que en el caso de (66251) 1999 GJ<sub>2</sub> los espectros son prácticamente iguales en el rango infrarrojo, los espectros de los asteroides (3102) Krok y (68346) 2001 KZ<sub>66</sub> muestran diferencias, incluso teniendo en cuenta el ruido; *Derecha*: comparación de los espectros de 9 NEAs presentes tanto en la base de datos de nuestro survey (rojo) como en otras bases de datos (azul). En todos los casos las diferencias en los espectros se muestran únicamente en uno de los dos rangos de longitud de onda, pues en todos ellos hemos completado nuestros espectros usando espectros de los otros surveys. Como puede verse en el gráfico, la mayor parte de los espectros son muy similares.

otras bases de datos (MIT-UH-IRTF y SMASS). Por tanto estos objetos aparecen tanto en la Tabla 7.2 como en la Tabla 7.3. Las diferencias entre los parámetros obtenidos en cada caso se deben a ligeras diferencias en los espectros. Con la excepción de los asteroides (1866) Sisyphus, (5143) Heracles y (6611) 1993 VW, que presentan mejor relación señal/ruido en otros surveys, utilizaremos los valores promedio de los parámetros calculados.

Por último, los asteroides (3753) Cruithne y (98943) 2001 CC<sub>21</sub> presentan espectro completo en el rango visible e infrarrojo tanto en el survey SINEO como en el MIT-UH-IRTF (ver Tabla 7.3). A efectos del análisis emplearemos también el valor promedio de los parámetros obtenidos.

Comprobemos a continuación la idoneidad de utilizar todos los NEAs analizados y considerarlos como un único conjunto de datos. De esta forma ampliaríamos considerablemente la muestra de objetos a estudiar, y facilitaríamos la interpretación mineralógica de los resultados al comparar con asteroides del cinturón principal y con meteoritos. Utilizamos para ello las dos calibraciones descritas en el capítulo 5 asociadas al método clásico y que son las que vamos a emplear en este capítulo. Recordemos brevemente: la primera calibración es la realizada por Adams (1974) y revisada posteriormente por Cloutis & Gaffey (1991a),

en la que se estudia la posición de los centros de las bandas de absorción de los piroxenos terrestres; la segunda es la planteada por Gaffey et al. (1993) en el espacio de parámetros BAR-Centro Banda I, y que revisamos en el capítulo 6. La Figura 7.7 muestra la distribución de los dos grupos de datos que queremos comparar para estas dos calibraciones. Los valores obtenidos para los NEAs de nuestro survey se indican con círculos rojos y los valores calculados para los NEAs de otras bases de datos se indican con círculos azules. No vamos a entrar en detalle en cuanto a la interpretación de los resultados, pues lo haremos más adelante, pero podemos apreciar en el gráfico que los NEAs pertenecientes a los dos grupos de datos se distribuyen de forma parecida, ocupando aproximadamente las mismas zonas de cada espacio de parámetros. Esto indica que no existen diferencias sistemáticas entre las bases de datos.

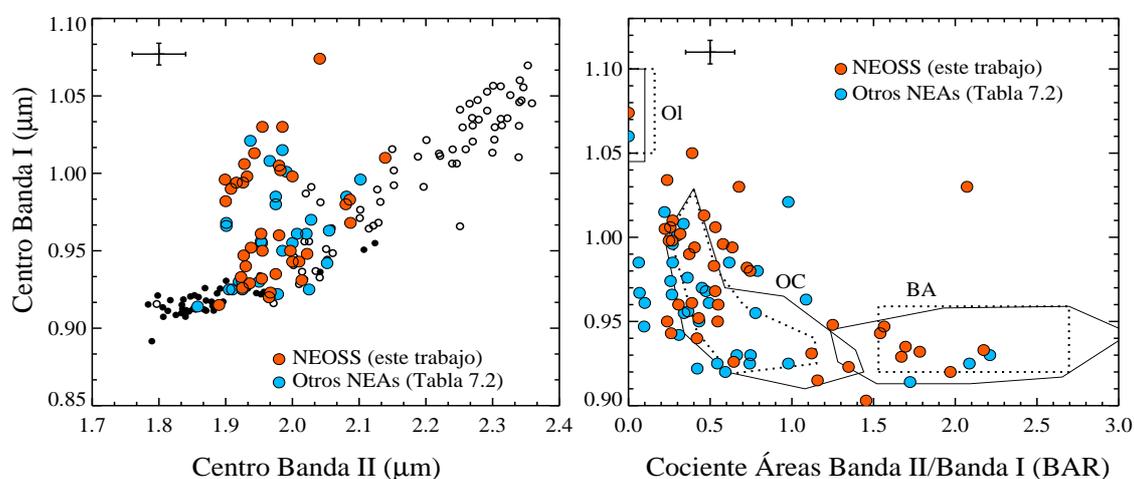


Figura 7.7: *Izquierda*: valores de los centros de las bandas de absorción I y II (Cloutis & Gaffey 1991a) calculados según los procedimientos descritos en este capítulo para los NEAs pertenecientes al survey NEOSS (círculos rojos) y NEAs pertenecientes a otras bases de datos (círculos azules); *Derecha*: distribución de los NEAs pertenecientes al survey NEOSS y a otras bases de datos en el espacio de parámetros BAR vs. Centro Banda I (Gaffey et al. 1993). En ambos casos, se observa claramente que la distribución de los datos es similar para los dos grupos de objetos. Se indican las barras de error promedio de nuestros datos.

Así pues parece razonable unificar todos los parámetros calculados tanto para nuestros objetos como para los objetos de otras bases de datos, y trabajar a partir de este momento con un conjunto de datos más amplio y, por consiguiente, estadísticamente más significativo.

### 7.1.5. Asteroides del Cinturón Principal (MBs)

Como vimos en la introducción, las teorías más aceptadas del origen y la evolución de los NEAs, incluyen como posibles fuentes tanto cometas de la familia de Júpiter que han desarrollado una apariencia asteroidal, como asteroides del cinturón principal (MBs) expulsados del mismo mediante alguna resonancia gravitacional. Es muy poco probable que los asteroides que analizamos en este trabajo de tesis tengan un origen cometario, dado que este tipo de objetos tienen espectros de tipo P o D (Licandro et al. 2008). Así pues, parece lógico comparar los parámetros espectrales obtenidos para los NEAs con aquellos obtenidos

---

para los objetos del cinturón principal de los que tengamos espectros en el rango visible e infrarrojo cercano, y cuyo espectro presente a su vez las mismas bandas de absorción debidas a la presencia de silicatos. La Tabla 7.5 muestra los valores de los mismos parámetros espectrales que calculamos para los NEAs obtenidos para todos los asteroides del cinturón principal de los que se tiene espectro completo. Para obtener dichos espectros hemos utilizado diferentes bases de datos espectroscópicas (explicadas en detalle en la sección 4.4) y algunos espectros obtenidos para estudios concretos (como los espectros de asteroides tipo V de Duffard et al. 2004). Incluimos además un primer conjunto de espectros en el infrarrojo cercano de MBs que se encuentran cerca de regiones de procedencia de NEAs, obtenidos como parte de un programa observacional que se encuentra en marcha y que se ha descrito brevemente en la sección 4.4.5.

Tabla 7.5: Parámetros espectrales calculados según el método clásico de Cloutis et al. (1986) para la muestra de MBs de los diferentes surveys espectroscópicos disponibles. Incluimos además un primer conjunto de espectros de asteroides cercanos a regiones fuente de NEAs (ver texto para más detalle.)

Asteroide	Datos	Máx. I [ $\mu\text{m}$ ]	Mín.I [ $\mu\text{m}$ ]	Mín.II [ $\mu\text{m}$ ]	Pend.I	Pend.II	Cent.I [ $\mu\text{m}$ ]	Cent.II [ $\mu\text{m}$ ]	BAR
(3) Juno	BS + B16 + 52C	0.727 $\pm$ 0.005	0.925 $\pm$ 0.007	1.879 $\pm$ 0.030	0.168	0.024	0.935 $\pm$ 0.007	1.897 $\pm$ 0.030	0.5612 $\pm$ 0.1005
(4) Vesta	BS + 52C	0.736 $\pm$ 0.002	0.928 $\pm$ 0.010	1.967 $\pm$ 0.020	0.208	0.021	0.930 $\pm$ 0.010	1.976 $\pm$ 0.020	2.2605 $\pm$ 0.0328
(5) Astraea	BS + B16 + 52C	0.742 $\pm$ 0.002	0.907 $\pm$ 0.005	1.924 $\pm$ 0.020	0.249	-0.048	0.919 $\pm$ 0.005	1.887 $\pm$ 0.020	0.5810 $\pm$ 0.0263
(6) Hebe	BS + B16 + 52C	0.733 $\pm$ 0.001	0.905 $\pm$ 0.005	1.896 $\pm$ 0.020	0.203	0.005	0.921 $\pm$ 0.005	1.904 $\pm$ 0.020	0.5633 $\pm$ 0.0213
(7) Iris	BS + B16 + 52C	0.743 $\pm$ 0.003	0.929 $\pm$ 0.005	1.893 $\pm$ 0.020	0.265	0.089	0.938 $\pm$ 0.005	1.969 $\pm$ 0.020	0.3717 $\pm$ 0.0179
(9) Metis	L3 + 52C	0.882 $\pm$ 0.007	1.037 $\pm$ 0.010	1.849 $\pm$ 0.020	0.382	0.076	1.082 $\pm$ 0.010	1.883 $\pm$ 0.020	0.5069 $\pm$ 0.0538
(11) Parthenope	BS + BIR	0.738 $\pm$ 0.003	0.935 $\pm$ 0.005	1.820 $\pm$ 0.005	0.204	0.106	0.957 $\pm$ 0.005	1.916 $\pm$ 0.005	0.3631 $\pm$ 0.0077
(12) Victoria	L3 + B16 + 52C	0.882 $\pm$ 0.005	1.070 $\pm$ 0.007	—	0.288	0.143	1.134 $\pm$ 0.007	—	0.1357 $\pm$ 0.0372
(15) Eunomia	BS + B16 + 52C	0.745 $\pm$ 0.003	0.978 $\pm$ 0.007	2.056 $\pm$ 0.030	0.210	-0.045	1.008 $\pm$ 0.007	1.983 $\pm$ 0.030	0.1634 $\pm$ 0.1079
(17) Thetis	BS + MBOISS	0.764 $\pm$ 0.002	0.923 $\pm$ 0.006	1.955 $\pm$ 0.040	0.368	-0.068	0.928 $\pm$ 0.003	1.971 $\pm$ 0.020	0.8140 $\pm$ 0.0050
(18) Melpomene	BS + MBOISS	0.756 $\pm$ 0.001	0.927 $\pm$ 0.005	1.934 $\pm$ 0.020	0.268	-0.061	0.932 $\pm$ 0.005	1.930 $\pm$ 0.030	0.6273 $\pm$ 0.0387
(20) Massalia	BS + B16 + 52C	0.739 $\pm$ 0.002	0.918 $\pm$ 0.007	1.873 $\pm$ 0.020	0.175	0.007	0.925 $\pm$ 0.007	1.887 $\pm$ 0.020	1.0469 $\pm$ 0.0187
(25) Phocaea	BS + B16 + 52C	0.743 $\pm$ 0.001	0.911 $\pm$ 0.007	1.910 $\pm$ 0.020	0.499	0.173	0.939 $\pm$ 0.007	2.035 $\pm$ 0.020	0.3745 $\pm$ 0.0251
(26) Proserpina	BS + B16 + 52C	0.735 $\pm$ 0.005	0.942 $\pm$ 0.007	2.033 $\pm$ 0.030	0.200	-0.068	1.004 $\pm$ 0.007	2.007 $\pm$ 0.030	0.2344 $\pm$ 0.0647
(27) Euterpe	BS + 52C	0.739 $\pm$ 0.005	0.940 $\pm$ 0.007	1.885 $\pm$ 0.020	0.242	0.005	0.951 $\pm$ 0.007	1.890 $\pm$ 0.020	0.4946 $\pm$ 0.0244
(29) Amphirite	BS + 52C	0.750 $\pm$ 0.002	0.924 $\pm$ 0.005	1.845 $\pm$ 0.020	0.174	0.049	0.944 $\pm$ 0.005	1.866 $\pm$ 0.020	0.7026 $\pm$ 0.0218
(32) Pomona	BS + B16 + 52C	0.744 $\pm$ 0.004	0.916 $\pm$ 0.007	1.900 $\pm$ 0.030	0.197	-0.008	0.922 $\pm$ 0.007	1.902 $\pm$ 0.030	0.5299 $\pm$ 0.1062
(33) Polyhymnia	BS + B16 + 52C	0.737 $\pm$ 0.002	0.905 $\pm$ 0.007	1.953 $\pm$ 0.020	0.165	-0.066	0.909 $\pm$ 0.007	1.908 $\pm$ 0.020	0.9248 $\pm$ 0.0281
(37) Fides	BS + B16 + 52C	0.744 $\pm$ 0.002	0.901 $\pm$ 0.005	1.911 $\pm$ 0.020	0.403	0.129	0.925 $\pm$ 0.005	1.997 $\pm$ 0.020	1.0391 $\pm$ 0.0216
(39) Laetitia	BS + B16 + 52C	0.744 $\pm$ 0.002	1.039 $\pm$ 0.007	1.958 $\pm$ 0.030	0.122	0.026	1.052 $\pm$ 0.007	1.989 $\pm$ 0.030	0.3247 $\pm$ 0.0228
(40) Harmonia	BS + B16 + 52C	0.741 $\pm$ 0.002	0.918 $\pm$ 0.007	1.893 $\pm$ 0.020	0.136	0.030	0.926 $\pm$ 0.007	1.902 $\pm$ 0.030	0.4672 $\pm$ 0.0207
(42) Isis	BS + B16 + 52C	0.764 $\pm$ 0.002	1.044 $\pm$ 0.007	—	0.224	0.039	1.058 $\pm$ 0.004	—	0.0998 $\pm$ 0.0118
(43) Ariadne	BS + BIR	0.738 $\pm$ 0.005	0.947 $\pm$ 0.005	1.964 $\pm$ 0.005	0.280	-0.012	0.986 $\pm$ 0.005	1.947 $\pm$ 0.005	0.4811 $\pm$ 0.0120
(57) Mnemosyne	BS + B16 + 52C	0.752 $\pm$ 0.002	0.909 $\pm$ 0.007	1.936 $\pm$ 0.025	0.311	-0.014	0.920 $\pm$ 0.007	1.919 $\pm$ 0.025	0.9931 $\pm$ 0.0268
(60) Echo	BS + MBOISS	0.739 $\pm$ 0.005	0.908 $\pm$ 0.004	1.986 $\pm$ 0.002	0.286	-0.026	0.920 $\pm$ 0.008	1.936 $\pm$ 0.006	0.6900 $\pm$ 0.0200
(63) Ausonia	BS + B16 + 52C	0.747 $\pm$ 0.002	0.898 $\pm$ 0.005	1.946 $\pm$ 0.020	0.518	0.165	0.936 $\pm$ 0.005	1.958 $\pm$ 0.020	0.6029 $\pm$ 0.0189
(67) Asia	BS + MBOISS	0.745 $\pm$ 0.002	0.924 $\pm$ 0.007	1.973 $\pm$ 0.006	0.274	-0.104	0.925 $\pm$ 0.004	1.862 $\pm$ 0.010	0.4419 $\pm$ 0.0100
(68) Leto	BS + B16 + 52C	0.766 $\pm$ 0.004	1.037 $\pm$ 0.005	1.898 $\pm$ 0.020	0.279	-0.017	1.066 $\pm$ 0.005	1.880 $\pm$ 0.020	0.2315 $\pm$ 0.0875
(79) Eurynome	BS + MBOISS	0.744 $\pm$ 0.003	0.902 $\pm$ 0.003	2.010 $\pm$ 0.009	0.331	-0.042	0.915 $\pm$ 0.004	1.974 $\pm$ 0.020	0.6709 $\pm$ 0.0221
(80) Sappho	BS + MBOISS	0.739 $\pm$ 0.002	0.916 $\pm$ 0.002	1.988 $\pm$ 0.010	0.362	0.077	0.953 $\pm$ 0.004	1.989 $\pm$ 0.020	0.5037 $\pm$ 0.0200
(82) Alkmene	BS + B16 + 52C	0.742 $\pm$ 0.002	0.926 $\pm$ 0.007	1.936 $\pm$ 0.020	0.028	-0.033	0.927 $\pm$ 0.007	1.910 $\pm$ 0.020	1.2579 $\pm$ 0.0247
(89) Julia	BS + 52C	0.763 $\pm$ 0.002	0.950 $\pm$ 0.007	1.948 $\pm$ 0.030	0.266	0.029	1.044 $\pm$ 0.007	1.967 $\pm$ 0.030	0.4284 $\pm$ 0.0256
(101) Helena	BS + BIR	0.727 $\pm$ 0.005	0.908 $\pm$ 0.005	1.903 $\pm$ 0.005	0.240	0.000	0.921 $\pm$ 0.003	1.880 $\pm$ 0.005	0.8736 $\pm$ 0.0140
(103) Hera	BS + B16 + 52C	0.758 $\pm$ 0.003	0.955 $\pm$ 0.007	1.946 $\pm$ 0.020	0.160	0.000	0.961 $\pm$ 0.007	1.956 $\pm$ 0.020	0.4528 $\pm$ 0.0221
(113) Amalthea	BS + MBOISS	0.723 $\pm$ 0.002	1.026 $\pm$ 0.006	2.036 $\pm$ 0.009	0.244	-0.025	1.031 $\pm$ 0.005	2.033 $\pm$ 0.010	0.1348 $\pm$ 0.0080
(115) Thyra	BS + 52C	0.738 $\pm$ 0.003	0.945 $\pm$ 0.007	1.997 $\pm$ 0.020	0.231	-0.089	0.961 $\pm$ 0.007	1.974 $\pm$ 0.020	0.3804 $\pm$ 0.0274
(116) Sirona	BS + 52C	0.740 $\pm$ 0.003	0.912 $\pm$ 0.008	1.864 $\pm$ 0.020	0.174	0.095	0.922 $\pm$ 0.008	1.855 $\pm$ 0.020	0.5869 $\pm$ 0.0305

Tabla 7.5: Parámetros espectrales calculados según el método clásico de Cloutis et al. (1986) (continuación).

Asteroide	Datos	Máx. I [ $\mu\text{m}$ ]	Mín.I [ $\mu\text{m}$ ]	Mín.II [ $\mu\text{m}$ ]	Pend.I	Pend.II	Cent.I [ $\mu\text{m}$ ]	Cent.II [ $\mu\text{m}$ ]	BAR
(138) Tolosa	BS + 52C	0.766 ± 0.005	0.954 ± 0.005	—	0.214	-0.003	0.999 ± 0.005	—	0.1748 ± 0.0646
(151) Abundantia	BS + BIR	0.758 ± 0.003	0.890 ± 0.005	1.910 ± 0.005	0.509	0.019	0.915 ± 0.005	1.945 ± 0.005	0.5064 ± 0.0242
(152) Atala	BS + 52C	0.748 ± 0.003	0.895 ± 0.005	1.873 ± 0.020	0.279	0.009	0.925 ± 0.005	1.873 ± 0.020	0.9802 ± 0.0427
(169) Zelia	BS + NEOSS	0.751 ± 0.005	0.924 ± 0.005	1.905 ± 0.010	0.522	0.087	0.933 ± 0.005	1.918 ± 0.010	0.4485 ± 0.0074
(178) Belisana	BS + MBOISS	0.740 ± 0.002	0.930 ± 0.003	1.949 ± 0.004	0.302	0.021	0.955 ± 0.020	1.951 ± 0.020	0.3089 ± 0.0120
(182) Elsa	BS + MBOISS	0.729 ± 0.003	0.917 ± 0.002	2.006 ± 0.008	0.157	-0.076	0.926 ± 0.002	1.993 ± 0.030	0.5765 ± 0.0200
(189) Phthia	BS + MBOISS	0.754 ± 0.001	0.893 ± 0.002	—	0.519	-0.025	0.997 ± 0.004	—	0.0779 ± 0.0156
(192) Nausikaa	BS + BIR	0.750 ± 0.005	0.925 ± 0.003	1.920 ± 0.005	0.413	0.041	0.970 ± 0.005	1.945 ± 0.005	0.6386 ± 0.0126
(218) Bianca	BS + 52C	0.768 ± 0.005	0.953 ± 0.005	1.907 ± 0.020	0.342	-0.003	0.974 ± 0.005	1.912 ± 0.020	0.9788 ± 0.0426
(246) Asporina	BS + B16 + 52C	0.742 ± 0.003	1.052 ± 0.007	—	0.556	0.273	1.087 ± 0.007	2.070 ± 0.020	0.1154 ± 0.0268
(258) Tyche	BS + 52C	0.739 ± 0.003	0.910 ± 0.005	1.902 ± 0.020	0.168	-0.061	0.915 ± 0.005	1.885 ± 0.020	0.7094 ± 0.0216
(264) Libussa	BS + 52C	0.747 ± 0.003	0.921 ± 0.007	1.999 ± 0.020	0.195	0.016	0.935 ± 0.007	2.047 ± 0.020	1.0805 ± 0.0344
(270) Anahita	L3 + MBOISS	0.768 ± 0.003	0.913 ± 0.008	2.017 ± 0.009	0.340	0.018	0.957 ± 0.015	2.031 ± 0.020	0.6160 ± 0.0159
(289) Nenetta	BS + B16 + 52C	0.713 ± 0.003	1.063 ± 0.004	—	0.724	0.230	1.080 ± 0.004	—	0.0072 ± 0.0114
(306) Unitas	BS + MBOISS	0.743 ± 0.002	0.913 ± 0.002	2.004 ± 0.010	0.262	-0.087	0.926 ± 0.006	1.944 ± 0.020	0.5212 ± 0.0102
(346) Hermentaria	BS + B16 + 52C	0.739 ± 0.003	0.919 ± 0.007	1.901 ± 0.020	0.353	0.042	0.947 ± 0.007	1.909 ± 0.020	0.5801 ± 0.0308
(349) Dembowska	BS + B16 + 52C	0.725 ± 0.004	0.923 ± 0.005	1.870 ± 0.020	0.459	0.123	0.938 ± 0.005	1.886 ± 0.020	0.7608 ± 0.0231
(352) Gisela	BS + MBOISS	0.744 ± 0.003	0.959 ± 0.003	1.889 ± 0.010	0.423	-0.011	1.000 ± 0.002	1.888 ± 0.020	0.1919 ± 0.0200
(354) Eleonora	BS + B16 + 52C	0.737 ± 0.004	1.052 ± 0.005	1.883 ± 0.030	0.581	0.056	1.059 ± 0.005	1.901 ± 0.030	0.1438 ± 0.1023
(355) Gabriella	BS + MBOISS	0.734 ± 0.002	0.920 ± 0.002	—	0.369	-0.098	0.952 ± 0.009	—	0.0430 ± 0.0070
(376) Geometria	BS + 52C	0.741 ± 0.002	0.932 ± 0.005	1.956 ± 0.040	0.370	0.096	0.956 ± 0.005	2.016 ± 0.040	0.5246 ± 0.1101
(389) Industria	BS + B16 + 52C	0.741 ± 0.003	0.902 ± 0.007	2.003 ± 0.020	0.202	-0.036	0.906 ± 0.007	1.958 ± 0.020	0.6148 ± 0.0225
(446) Aeternitas	BS + B16 + 52C	0.725 ± 0.005	1.061 ± 0.005	2.016 ± 0.020	0.800	-0.056	1.081 ± 0.005	2.024 ± 0.020	0.0579 ± 0.0228
(532) Herculina	BS + 52C	0.748 ± 0.005	0.952 ± 0.007	1.927 ± 0.030	0.248	-0.008	0.972 ± 0.007	1.912 ± 0.030	0.1659 ± 0.1021
(584) Semiramis	BS + B16 + 52C	0.749 ± 0.002	0.892 ± 0.005	1.923 ± 0.020	0.595	0.188	0.966 ± 0.005	1.956 ± 0.020	0.4211 ± 0.0209
(653) Berenike	BS + B16 + 52C	0.750 ± 0.002	1.095 ± 0.005	—	-0.084	0.187	1.080 ± 0.005	1.982 ± 0.020	1.0419 ± 0.2007
(674) Rachele	BS + 52C	0.743 ± 0.004	0.909 ± 0.007	1.948 ± 0.020	0.183	0.017	0.919 ± 0.007	1.978 ± 0.020	0.9196 ± 0.0218
(714) Ulula	L3 + B16 + 52C	0.767 ± 0.005	0.929 ± 0.005	1.850 ± 0.020	0.593	0.046	0.951 ± 0.005	1.864 ± 0.020	0.4345 ± 0.0183
(737) Arequipa	BS + MBOISS	0.740 ± 0.002	0.920 ± 0.005	2.000 ± 0.040	0.214	-0.082	0.924 ± 0.005	1.940 ± 0.020	0.6500 ± 0.0100
(809) Lundia **	L3 + DIR	0.739 ± 0.007	0.932 ± 0.006	1.948 ± 0.010	1.026	0.542	0.936 ± 0.006	1.976 ± 0.020	2.6546 ± 0.0692
(857) Glasenappia	L3 + MBOISS	0.768 ± 0.005	0.958 ± 0.009	2.009 ± 0.020	0.415	-0.009	1.000 ± 0.008	1.993 ± 0.010	0.3054 ± 0.0193
(863) Benkoela	BS + B16 + 52C	0.730 ± 0.002	1.042 ± 0.005	—	1.106	0.365	1.072 ± 0.005	1.977 ± 0.005	0.1410 ± 0.1038
(889) Erynia	L3 + MBOISS	0.778 ± 0.001	0.918 ± 0.005	1.910 ± 0.020	0.372	-0.149	0.924 ± 0.010	1.850 ± 0.010	0.3043 ± 0.0171
(897) Lysistrata	BS + MBOISS	0.775 ± 0.003	0.912 ± 0.008	1.965 ± 0.003	0.361	-0.046	0.926 ± 0.010	1.959 ± 0.020	0.5360 ± 0.0251
(913) Otila	BS + MBOISS	0.750 ± 0.002	0.938 ± 0.005	2.006 ± 0.010	0.403	-0.044	0.958 ± 0.004	1.965 ± 0.010	0.0238 ± 0.0238
(956) Elisa **	L3 + DIR	0.729 ± 0.005	0.915 ± 0.005	1.920 ± 0.030	1.276	0.035	0.924 ± 0.005	1.925 ± 0.030	2.2251 ± 0.1358
(980) Anacostia	BS + B16 + 52C	0.755 ± 0.005	0.975 ± 0.007	2.006 ± 0.020	0.129	-0.048	1.012 ± 0.007	1.998 ± 0.020	0.4728 ± 0.0630
(1110) Jaroslawa	BS + MBOISS	0.761 ± 0.001	0.938 ± 0.005	1.970 ± 0.020	0.459	-0.052	0.964 ± 0.008	1.920 ± 0.020	0.3086 ± 0.0200
(1123) Shapleya	L3 + MBOISS	0.760 ± 0.007	0.948 ± 0.004	2.002 ± 0.020	0.394	-0.072	1.003 ± 0.003	1.960 ± 0.020	0.2056 ± 0.0128

Tabla 7.5: Parámetros espectrales calculados según el método clásico de Cloutis et al. (1986) (continuación).

Asteroide	Datos	Máx. I [ $\mu\text{m}$ ]	Mín.I [ $\mu\text{m}$ ]	Mfn.II [ $\mu\text{m}$ ]	Pend.I	Pend.II	Cent.I [ $\mu\text{m}$ ]	Cent.II [ $\mu\text{m}$ ]	BAR
(1219) Britta	L3 + 52C	0.763 $\pm$ 0.008	0.956 $\pm$ 0.010	1.998 $\pm$ 0.020	0.350	0.111	0.984 $\pm$ 0.010	2.085 $\pm$ 0.020	1.0425 $\pm$ 0.2015
(1494) Savo	BS + BIR	0.727 $\pm$ 0.005	0.935 $\pm$ 0.005	1.950 $\pm$ 0.005	0.330	0.064	0.975 $\pm$ 0.005	1.970 $\pm$ 0.005	0.2777 $\pm$ 0.0240
(2045) Peking **	DVNIR	0.736 $\pm$ 0.005	0.923 $\pm$ 0.008	1.950 $\pm$ 0.020	0.832	-0.077	0.934 $\pm$ 0.008	1.945 $\pm$ 0.020	1.7414 $\pm$ 0.1372
(2107) Ilmari	BS + BIR	0.727 $\pm$ 0.003	0.905 $\pm$ 0.005	1.825 $\pm$ 0.008	0.224	0.113	0.925 $\pm$ 0.005	1.985 $\pm$ 0.005	0.4707 $\pm$ 0.0266
(2468) Repin **	DVNIR	0.733 $\pm$ 0.005	0.916 $\pm$ 0.005	1.945 $\pm$ 0.050	1.170	-0.004	0.926 $\pm$ 0.005	1.949 $\pm$ 0.050	1.9322 $\pm$ 0.2478
(2763) Jeans **	BS + DIR	0.733 $\pm$ 0.005	0.927 $\pm$ 0.005	1.984 $\pm$ 0.020	0.743	0.142	0.935 $\pm$ 0.005	1.985 $\pm$ 0.020	1.7150 $\pm$ 0.2127
(2851) Harbin **	BS + DIR	0.723 $\pm$ 0.005	0.909 $\pm$ 0.004	1.903 $\pm$ 0.010	1.041	0.065	0.917 $\pm$ 0.005	1.910 $\pm$ 0.010	1.6794 $\pm$ 0.3092
(3155) Lee	NEOSS	0.728 $\pm$ 0.004	0.911 $\pm$ 0.004	1.911 $\pm$ 0.002	0.963	-0.332	0.918 $\pm$ 0.004	1.891 $\pm$ 0.001	2.1704 $\pm$ 0.0102
(3268) De Sanctis **	BS + DIR	0.762 $\pm$ 0.008	0.912 $\pm$ 0.007	1.966 $\pm$ 0.007	0.850	0.013	0.925 $\pm$ 0.007	1.967 $\pm$ 0.010	2.7301 $\pm$ 0.2321
(3498) Belton **	BS + DIR	0.727 $\pm$ 0.005	0.924 $\pm$ 0.010	1.990 $\pm$ 0.100	0.354	0.089	0.928 $\pm$ 0.010	2.000 $\pm$ 0.100	2.3580 $\pm$ 0.3870
(3782) Celle **	BS + DIR	0.728 $\pm$ 0.005	0.947 $\pm$ 0.010	1.986 $\pm$ 0.020	0.618	0.172	0.951 $\pm$ 0.010	2.014 $\pm$ 0.020	2.1177 $\pm$ 0.0945
(4434) Nikulin	BS + MBOISS	0.722 $\pm$ 0.001	0.930 $\pm$ 0.005	1.994 $\pm$ 0.010	0.865	-0.160	0.940 $\pm$ 0.006	1.963 $\pm$ 0.010	1.7241 $\pm$ 0.0500
(4796) Lewis **	DVNIR	0.725 $\pm$ 0.008	0.913 $\pm$ 0.005	1.947 $\pm$ 0.050	0.992	-0.019	0.919 $\pm$ 0.005	1.944 $\pm$ 0.050	1.8359 $\pm$ 0.2111
(4815) Anders **	DVNIR	0.758 $\pm$ 0.006	0.917 $\pm$ 0.007	1.922 $\pm$ 0.070	0.741	0.255	0.929 $\pm$ 0.007	2.002 $\pm$ 0.070	2.5373 $\pm$ 0.1998
(5379) Abehiroshi	BS + BIR	0.722 $\pm$ 0.007	0.900 $\pm$ 0.005	1.945 $\pm$ 0.005	0.196	0.012	0.910 $\pm$ 0.005	1.946 $\pm$ 0.030	0.3326 $\pm$ 0.0186

Diferentes bases de datos de las que hemos tomado los espectros de los asteroides del cinturón principal que se muestran en la tabla. Consultar la sección 4.4 para más información:

- BS: espectros en el rango visible de las bases de datos SMASS1 y SMASS2 (Small Main Belt Asteroid Survey). Referencias: Xu et al. (1995), Bus & Binzel (2002b).
- B16: espectros en el rango infrarrojo cercano hasta 1.6  $\mu\text{m}$  de la base de datos SMASSIR (Small Main Belt Asteroid Spectroscopic Survey in the Infrared). Referencia: Burbine & Binzel (2002).
- BIR: espectros en el rango infrarrojo cercano hasta 2.5  $\mu\text{m}$ . Referencia: *MIT-UH-IRTF Joint Campaign for NEO Spectral Reconnaissance*, <http://smass.mit.edu/minus.html>.
- DVNIR & DIR: espectros visibles y/o en el infrarrojo cercano hasta 2.5  $\mu\text{m}$  de asteroides tipo V (\*\*). Referencia: Duffard et al. (2004).
- NEOSS: espectros visibles y/o en el infrarrojo cercano hasta 2.5  $\mu\text{m}$  de la base de datos presentada en este trabajo.
- L3: espectros en el rango visible de la base de datos S3OS2 (muestreados con un factor 3 en longitud de onda). Referencia: Lazzaro et al. (2004).
- 52C: datos espectrofotométricos en el infrarrojo cercano hasta 2.5  $\mu\text{m}$  de la base de datos 52-Color Asteroid Survey. Referencia: Bell et al. (1988).
- MBOISS: espectros en el rango infrarrojo cercano hasta 2.5  $\mu\text{m}$  de nuestro programa de observación de asteroides localizados en las zonas de mayor probabilidad de procedencia de los NEAs.

## 7.2. Comparación con asteroides del cinturón principal (MBAs) y meteoritos (OCs)

Comencemos pues la comparación de las dos poblaciones de asteroides y el conjunto de meteoritos condritas ordinarias, utilizando para ello las dos calibraciones del método clásico.

### 7.2.1. Centro Banda II *vs.* Centro Banda I

El primer espacio de parámetros en el que vamos a comparar las poblaciones de NEAs y MBs entre sí y con los meteoritos, es el definido por la posición de los centros de las dos bandas de absorción de los piroxenos terrestres (Adams 1974 y Cloutis & Gaffey 1991a) y que se muestra en la Figura 7.8. En este espacio de parámetros, aquellos objetos cuya superficie se encuentre compuesta principalmente por un tipo de piroxeno se localizan a lo largo de la tendencia que definen los piroxenos terrestres en el gráfico. Los círculos negros corresponden a ortopiroxenos, cuyos centros se desplazan hacia longitudes de onda mayores a medida que aumenta el contenido en  $\text{Fe}^{2+}$ , y los puntos blancos corresponden a clinopiroxenos de tipo B, los cuales se dispersan hacia longitudes de onda mayores en ambas bandas de absorción debido al aumento en contenido de  $\text{Ca}^{2+}$ . Aquellos objetos cuya superficie presenta mezclas de estos dos tipos de piroxeno o algún tipo de fase mineral adicional se localizan fuera de esta tendencia. En especial la presencia de olivina provoca desplazamientos verticales en el gráfico, dado que este mineral no presenta segunda banda de absorción. Los clinopiroxenos de tipo A también pueden generar desplazamientos verticales, aunque menores.

La Figura 7.8 muestra en su parte superior los valores de los centros de las dos bandas de absorción para la muestra de NEAs (círculos rojos) y de MBs (cuadrados azules). A simple vista se aprecia un mayor número de objetos en la región superior del gráfico de la izquierda (ver flecha), con centros de banda I por encima de  $1.05 \mu\text{m}$ . Esto sugiere que hay más asteroides compuestos casi exclusivamente de olivina entre la población de MBs. Sin embargo hay que tener en cuenta que si el espectro no tiene una segunda banda de absorción, aunque sea residual, el objeto no aparecerá en el gráfico, como es el caso del NEA tipo A (3199) Nefertiti. De todas formas, esta abundancia de asteroides de olivina en la población de MBs que se sugiere, se confirma en el siguiente gráfico de calibración que emplearemos (BAR *vs.* Centro Banda I).

Se aprecia también que en ambos grupos un gran número de objetos se localiza en la zona de los piroxenos: los MBs se encuentran más concentrados en la región de los ortopiroxenos (círculos negros), mientras que los NEAs que siguen la tendencia están algo más dispersos, desde los ortopiroxenos ricos en hierro hasta los clinopiroxenos con contenido medio en calcio. En ambos grupos se observa una dispersión considerable en el eje vertical. Si eliminamos de la muestra de MBs el sesgo introducido por los asteroides tipo V (compuestos sólo de piroxeno) procedentes del trabajo de Duffard et al. (2004), y además no consideramos aquellos objetos concentrados por encima de  $1.05 \mu\text{m}$  (sólo olivina), el porcentaje de objetos que se desvía de la tendencia en el gráfico es menor para los MBs (35 %) que para los NEAs (55 %).

Además de estos porcentajes, la forma en la que se produce esta desviación nos da tam-

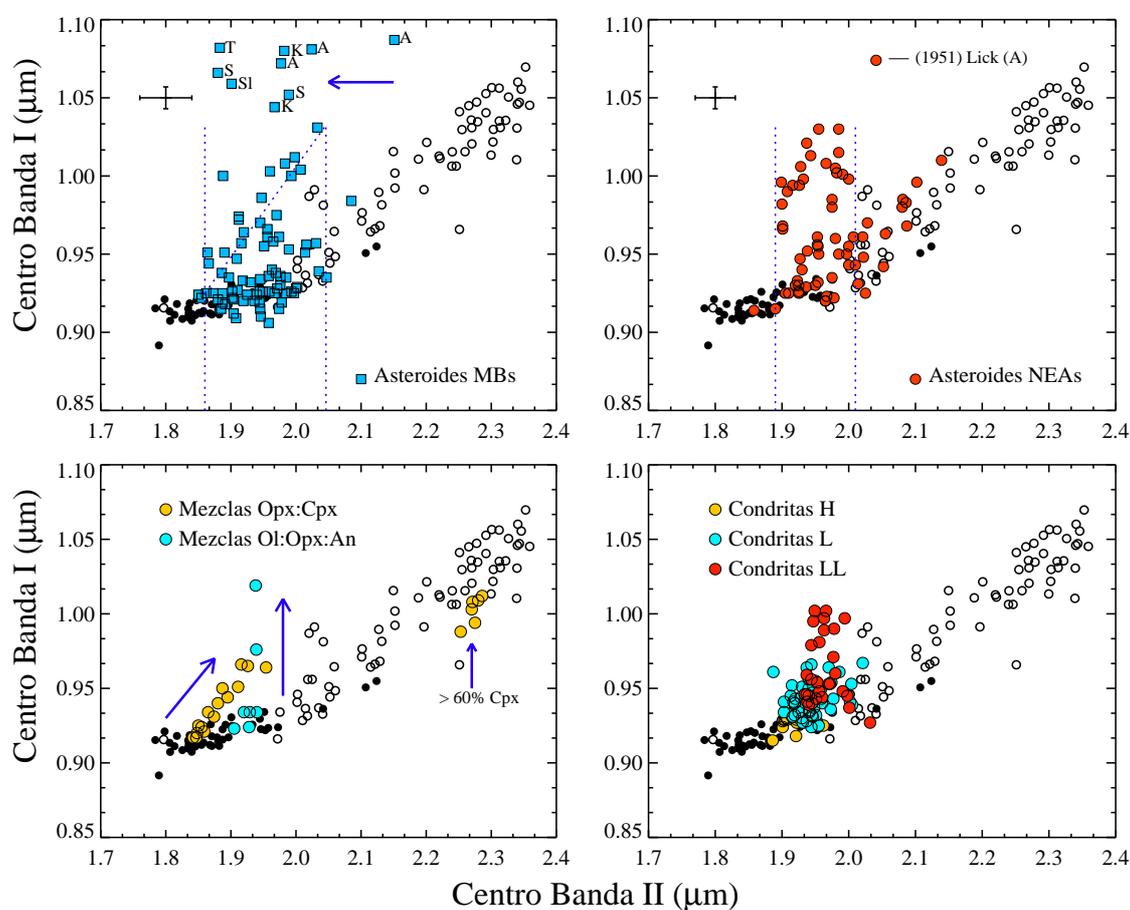


Figura 7.8: *Arriba*: posición de los centros de las dos bandas de absorción de los MBs (izquierda) y los NEAs (derecha). En ambos gráficos se muestran las barras de error promedio de los datos. En el caso de los MBs, la flecha señala el mayor número de asteroides con dominio de olivina en su superficie; *Abajo*: posición de los centros para diferentes mezclas de laboratorio (izquierda) y para los meteoritos condritas ordinarias (derecha). Se indican por separado los diferentes sub-tipos de condritas ordinarias (H, L y LL). A la izquierda se muestra una mezcla de orto y clinopiroxeno y otra de olivina, ortopiroxeno y anortita (plagioclasa). Los valores de los centros para los meteoritos pueden verse en la Tabla 6.1 y el de las mezclas en la Tabla 6.2. El error en la determinación de los centros es del orden del tamaño de los puntos.

bien información sobre la composición de los asteroides. La parte inferior izquierda de la Figura 7.8 nos muestra la posición de los centros de las bandas de absorción correspondientes a diferentes mezclas de laboratorio de ortopiroxenos, clinopiroxenos, olivina y anortita (plagioclasa). Las mezclas de orto y clinopiroxeno hacen que los puntos se desplacen hacia arriba y hacia la derecha a medida que aumenta el contenido en clinopiroxeno (como indica la flecha). Por encima del 60% de clinopiroxeno, es esta fase mineral la que domina y los puntos se desplazan muy a la derecha, hacia la posición de la segunda banda de absorción del clinopiroxeno<sup>1</sup>. En el caso de mezclas de olivina, ortopiroxeno y plagioclasa, los puntos

<sup>1</sup>En esta mezcla de piroxenos, la posición inicial de partida de los puntos se debe simplemente a la mineralogía de las fases utilizadas. Se trata de una enstatita con composición  $Wo_1En_{87}Fs_{12}$  (ortopiroxeno

se dispersan únicamente en la dirección vertical a medida que aumentamos el contenido en olivina.

Teniendo en cuenta esta información, volvemos a la dispersión de los puntos para los dos grupos de asteroides. Los MBs que se desvían en la vertical sufren también una mayor dispersión en el centro de la banda II, mientras que la dispersión vertical de los NEAs es algo más estrecha (se indican con líneas de puntos en ambos gráficos). Esto nos sugiere que los NEAs están compuestos principalmente por ortopiroxeno y cantidades abundantes de olivina, mientras que los MBs tienen mezclas de orto, clinopiroxeno y cantidades menores de olivina.

Finalmente, el gráfico de la parte inferior derecha de la Figura 7.8 corresponde a los centros de las bandas de absorción de los diferentes subtipos de condritas ordinarias: H, L y LL. El porcentaje de olivina va aumentando en la serie H-L-LL, y esto se refleja en el gráfico con una mayor dispersión vertical (y más estrecha) de las condritas LL. Además, el contenido en hierro en forma de metal (FeNi) va disminuyendo, y va aumentando el hierro en el mineral (Fs). Así, las condritas H están compuestas de olivina y bronzita (ortopiroxeno con  $Fs_{10-30}$ ) y las condritas L tienen algo más de olivina y hipersteno (ortopiroxeno con  $Fs_{30-50}$ ). Las condritas LL tienen el mayor porcentaje de olivina, y ésta es rica en hierro (fayalita). Esta variación en la composición queda reflejada en el gráfico.

Por tanto, de la comparación de MBs, NEAs y meteoritos en este gráfico de calibración podemos concluir que:

- El porcentaje de asteroides que se desvían de la tendencia marcada por los piroxenos terrestres es mayor en el caso de los NEAs (55 %) que de los MBs (35 %).
- La dispersión de los puntos que se desvían de esta tendencia es además diferente para los dos grupos de asteroides: en el caso de los NEAs es significativamente más vertical y estrecha que para los MBs (ver líneas de puntos de el gráfico). Teniendo en cuenta los desplazamientos que producen las mezclas de laboratorio, esto nos sugiere una composición de básicamente olivina (en mayor proporción), ortopiroxeno y cantidades menores de otros silicatos para los NEAs, mientras que los MBs tendrían menor proporción de olivina en su superficie y mayor porcentaje de orto y clinopiroxeno.
- Lo anterior se observa también si comparamos con la distribución de los meteoritos en el gráfico. Las condritas LL, más ricas en olivina, presentan también una dispersión vertical más pronunciada y estrecha que las condritas H o las L.

### 7.2.2. BAR vs. Centro Banda I

Las diferencias a nivel composicional que se aprecian en el gráfico anterior se ven también en la calibración correspondiente al cociente de las áreas (BAR) frente al centro de la primera banda de absorción, realizada por Gaffey et al. (1993). En la Figura 7.9 mostramos en la parte superior la localización de las dos poblaciones de asteroides en este gráfico. El mayor número de asteroides compuestos exclusivamente de olivina (encerrados por una línea roja discontinua) en el caso de los MBs que se intuía en el gráfico anterior se confirma. Del

---

con bajo contenido en hierro) y un diópsido con composición  $Wo_{46}En_{45}Fs_9$  (clinopiroxeno).

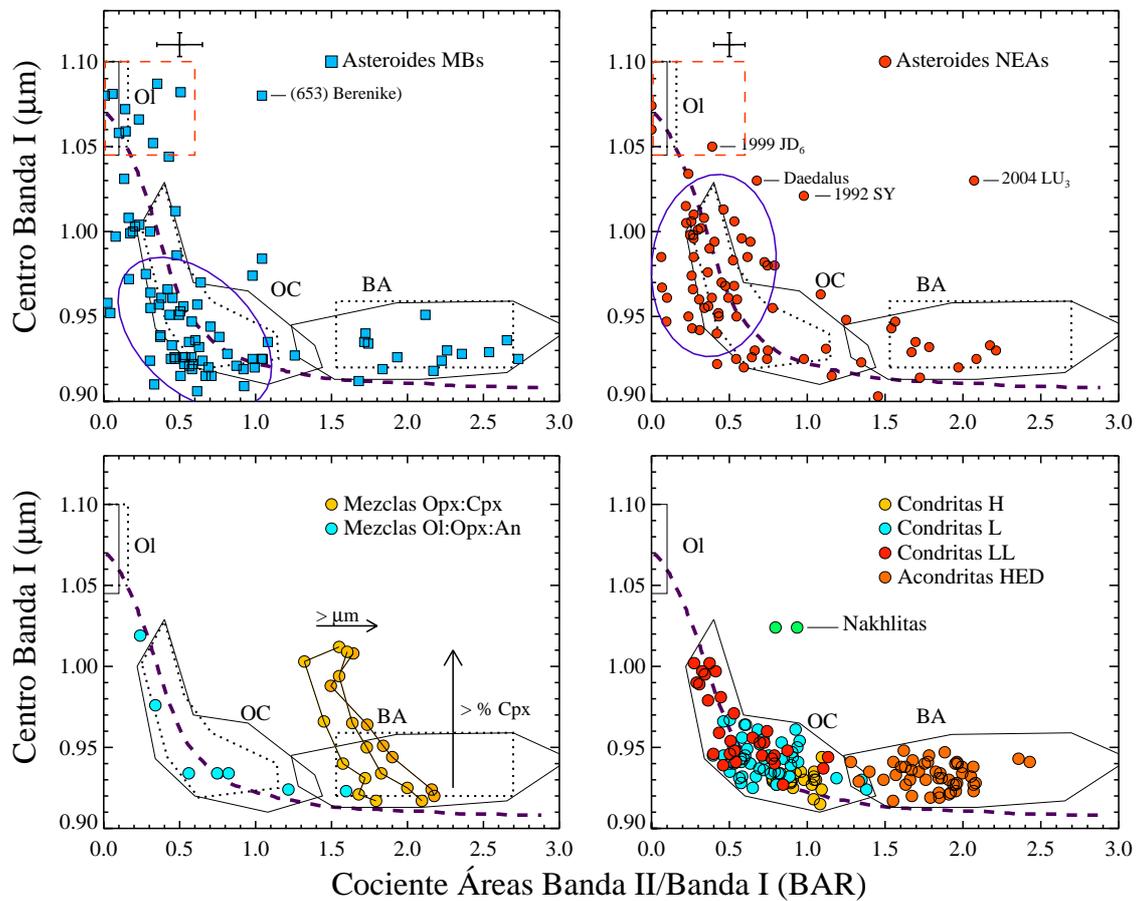


Figura 7.9: Comparación del cociente de las áreas (BAR) y el centro de la Banda I de los NEAs y los MBs (arriba) con los meteoritos y mezclas de laboratorio. Los NEAs se concentran hacia regiones de BAR más pequeñas y centros de banda mayores que los MBs, como indican las elipses. Se ve además un mayor número de asteroides de olivina en el caso de los MBs (línea roja discontinua). El gráfico inferior izquierdo muestra claramente cómo la mezcla de olivina, ortopiroxeno y feldespato sigue la línea de mezcla definida por (Gaffey et al. 1993) (línea discontinua), mientras que para mezclas de piroxenos, los puntos se mueven hacia arriba y hacia la izquierda a medida que aumenta el porcentaje de clinopiroxeno y disminuye el tamaño de grano. A la derecha podemos ver los diferentes grupos de condritas y las acondritas basálticas.

mismo modo, los NEAs parecen concentrarse hacia longitudes de onda mayores y valores de BAR más pequeños que los MBs, como muestran las regiones encerradas con una elipse en ambos gráficos. De forma similar a como se infería de la calibración correspondiente a los piroxenos terrestres, el desplazamiento en este tipo de gráfico hacia la izquierda (menor BAR) y hacia arriba (mayor longitud de onda del centro de la banda) indica una mayor presencia de olivina en la superficie del objeto. Además, en ambos casos los objetos se localizan dispersos alrededor de la línea de mezcla de olivina y ortopiroxeno definida por Cloutis et al. (1986) y Gaffey et al. (1993) (línea discontinua), lo que está en buen acuerdo con la posición de los objetos en la zona de los ortopiroxenos en la calibración anterior.

En la parte inferior de la Figura 7.9 vemos cómo se localizan en dicho espacio diferen-

tes mezclas de laboratorio (izquierda) y los meteoritos condritas ordinarias y acondritas basálticas (derecha). Respecto a las mezclas de laboratorio, es interesante recordar que, como vimos en el capítulo anterior, la mezcla de olivina, ortopiroxeno y anortita sigue con bastante exactitud la línea de mezcla de olivina y ortopiroxeno definida por Gaffey et al. (1993), indicando que la presencia de feldespato no se aprecia en este gráfico. En cuanto a las mezclas de dos piroxenos, en general aumentar el tamaño de grano implica desplazamientos hacia la derecha (ver capítulo anterior, sección 6.4), mientras que la mayor presencia de clinopiroxeno en la mezcla produce un desplazamiento vertical, al igual que lo hacía la olivina.

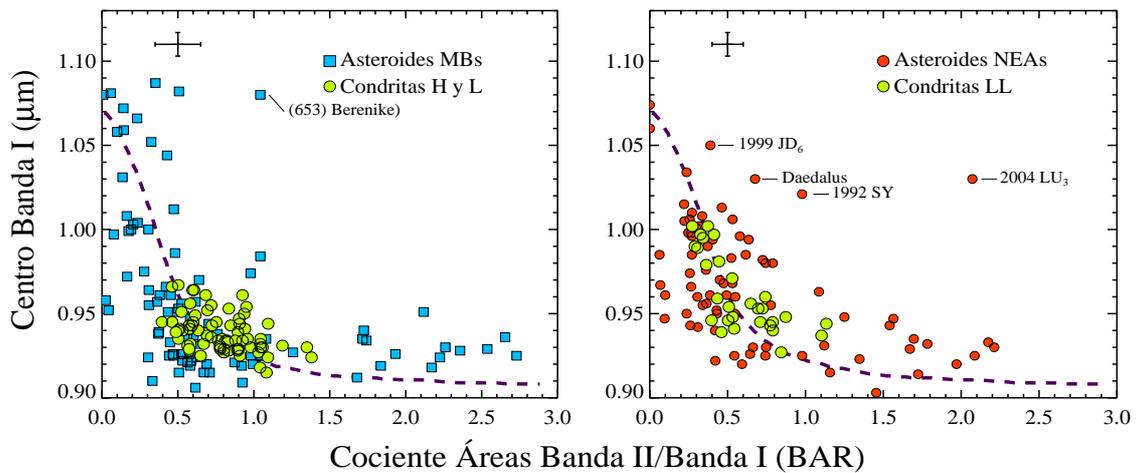


Figura 7.10: Comparación del cociente de las áreas (BAR) y el centro de la Banda I de los asteroides MBs con las condritas ordinarias H y L (gráfico de la izquierda) y de los asteroides NEAs con las condritas ordinarias LL (gráfico de la derecha). En ambos casos hemos eliminado los dibujos de las regiones de los meteoritos para mayor claridad.

La distribución de los meteoritos en el gráfico inferior de la derecha aparece mucho menos dispersa que la de los dos grupos de asteroides. En general los meteoritos se encuentran más a la derecha, hacia valores superiores de BAR. Esto se debe a que en el caso de los asteroides, los espectros en el infrarrojo cercano terminan hacia  $2.5 \mu\text{m}$  y presentan bastante ruido en esa región, mientras que las bandas de absorción que se observan en casi todos los espectros de condritas ordinarias y acondritas basálticas (ver Figura 6.1) se completan más allá de esa longitud de onda. Esto hace que subestimemos de manera sistemática el área de la segunda banda de absorción, y que por lo tanto obtengamos valores inferiores de BAR para nuestros objetos. Evidentemente, este efecto es menor cuanto mayor es la presencia de olivina, puesto que este mineral no presenta segunda banda de absorción. Por tanto la posición de los asteroides en el gráfico tendría que desplazarse ligeramente hacia la derecha, y este desplazamiento será menor a medida que aumente el contenido en olivina, es decir, nos encontremos más a la izquierda y hacia arriba.

Así pues, teniendo en cuenta este efecto, podemos decir que la mayor concentración de asteroides MBs se encuentra en la región de las condritas H y L, mientras que los NEAs parecen concentrarse en la región de las condritas LL. Esto se observa mejor en la Figura 7.10, en la que directamente hemos superpuesto dichos grupos de meteoritos a cada una de

las poblaciones de asteroides.

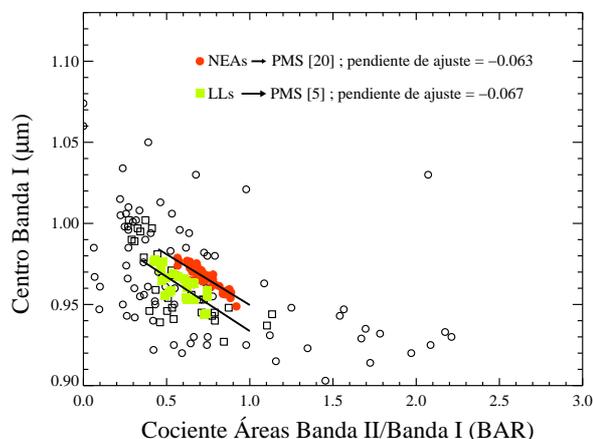


Figura 7.11: Promedio móvil simple (PMS) aplicado a los valores de BAR y Centro Banda I de los NEAs (círculos) y las condritas LL (cuadrados). En cada caso hemos seleccionado un tamaño de caja de aproximadamente el 25 % de objetos de la muestra. Los valores resultantes corresponden a círculos rojos (NEAs) y cuadrados verdes (LLs). El ajuste lineal de ambos PMS proporciona rectas con pendientes prácticamente iguales.

Por lo general se esperaría que la composición de los NEAs, que tienen mayor probabilidad de impactar con nuestro planeta y que por lo tanto son posibles progenitores de los meteoritos, se asemeje a la composición de los meteoritos más abundantes, esto es, las condritas ordinarias. Dentro de los NEAs, y una vez tenidos en cuenta los sesgos observacionales y de detección, se estima que un 40 % pertenecen a los complejos taxonómicos S o Q, es decir presentan bandas de absorción típicas debidas a la presencia de silicatos (Binzel et al. 2004b). El hecho de que la población de NEAs que hemos analizado presente más semejanza con las condritas LL es muy interesante, dado que sorprendentemente estos meteoritos constituyen apenas el 8 % del total de meteoritos encontrados. Para ver más claramente esta correlación en los datos, aplicamos un promedio móvil simple (PMS) a los NEAs y a las condritas LL. El resultado se muestra en la Figura 7.11, con círculos rojos para los asteroides y cuadrados verdes para los meteoritos. El tamaño de la caja en cada caso se ha establecido de manera que comprenda un 25 % de objetos de la muestra. Las rectas de ajuste de los valores promediados tienen pendientes prácticamente iguales, indicando que los dos grupos de objetos siguen una tendencia en el gráfico similar.

Por último, algunos objetos se localizan fuera de las zonas asociadas a los meteoritos, o a mezclas de olivina, orto y clinopiroxeno. Es el caso del MB (653) Berenike, o los NEAs (85989) 1999 JD<sub>6</sub>, (1864) Daedalus, (52340) 1992 SY y 2004 LU<sub>3</sub>, señalados en el gráfico. Un ejemplo interesante son los asteroides Daedalus y 1992 SY, que ocupan posiciones similares a las que encontramos para dos acondritas del grupo de meteoritos de Marte, las nakhlitas. Como vimos en el capítulo anterior, estos meteoritos están compuestos principalmente de cristales de augita, un piroxeno muy rico en calcio. Estos objetos son interesantes como casos particulares y se analizarán con más detalle como parte del trabajo futuro.

Por tanto, de la comparación de MBs, NEAs y meteoritos en este gráfico de calibración podemos concluir que:

- Observamos un mayor número de asteroides compuestos exclusivamente de olivina (tipo A) dentro de la población de MBs.
- Considerando el ligero desplazamiento hacia la derecha para los objetos con menor contenido en olivina debido a la subestimación del parámetro BAR, y sin tener en

cuenta el exceso de objetos compuestos sólo de olivina en los MBs (tipo A), la distribución de los MBs parece tener más semejanza con las condritas ordinarias en su conjunto, mientras que los NEAs se correlacionan mejor con las condritas LL.

- Tanto la comparación con mezclas de laboratorio como con meteoritos indica que el porcentaje de olivina entre la población de NEAs es mayor que entre los MBs. Además, la correlación entre los NEAs y las condritas LL es muy interesante ya que las condritas LL constituyen apenas el 8% de todos los meteoritos encontrados.

En las secciones que siguen trataremos de analizar estas diferencias composicionales estudiando diferentes propiedades físicas de estas dos poblaciones de asteroides, como el tamaño, o los efectos de la exposición al clima espacial, e intentaremos plantear un posible escenario que explique las diferencias encontradas con las condritas ordinarias.

### 7.3. Los efectos del *space weathering*

Vimos en el capítulo de introducción sobre los NEAs, que el efecto del viento solar y del bombardeo de micrometeoritos sobre la superficie de los asteroides afecta al aspecto de sus espectros de reflexión: la pendiente espectral aumenta, mientras que la superficie se “oscurece”, es decir, disminuye la profundidad de las bandas de absorción. Numerosos autores han estudiado los efectos de la climatología espacial sobre los asteroides, utilizando diferentes experimentos de laboratorio. El viento solar se simula irradiando el objeto de estudio mediante distintos tipos de iones a diferentes energías; el microbombardeo de meteoritos, que genera minúsculas esferas de hierro (del orden de nanómetros) que se depositan en la superficie del asteroide, se simula mediante pulsos de láser a diferentes frecuencias y en distintas dosis.

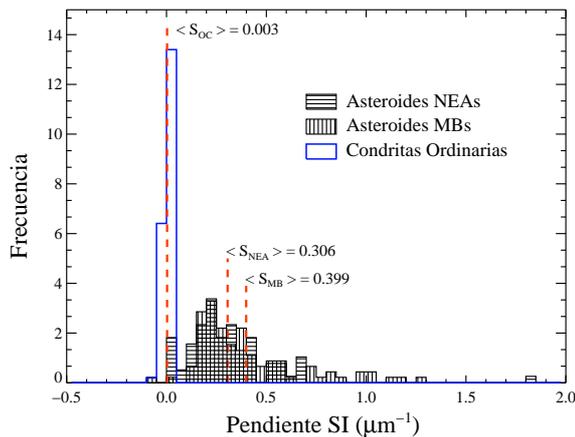


Figura 7.12: Distribuciones de pendiente espectral (Pendiente I, o SI) para los asteroides NEAs y MBs, y para los meteoritos condritas ordinarias (OCs). Las líneas verticales discontinuas (en rojo) muestran los valores promedio de cada distribución. A diferencia de los asteroides, cuyas distribuciones son similares, los meteoritos muestran pendientes prácticamente nulas.

La distribución de las pendientes espectrales (Pendiente I o SI, como se ha definido en el capítulo 5) para los asteroides del cinturón principal (MBs), los asteroides cercanos a la Tierra (NEAs) y las condritas ordinarias (OCs), se muestra en la Figura 7.12. Las pendientes espectrales de los dos grupos de asteroides se distribuyen de forma similar, si bien los MBs tienen una pendiente promedio de  $0.399 \mu\text{m}^{-1}$ , superior a la de los NEAs

( $0.306 \mu\text{m}^{-1}$ ). Este resultado es de esperar: las colisiones, que son una de las causas de que algunos asteroides del MB se introduzcan en las distintas resonancias que los llevan hasta sus órbitas cercanas a la Tierra, rejuvenecen en cierto grado la superficie de estos asteroides, perdiéndose el efecto de enrojecimiento acumulado durante años en el espacio. Los meteoritos en cambio presentan una distribución de pendientes muy estrecha, con un valor medio cercano a cero.

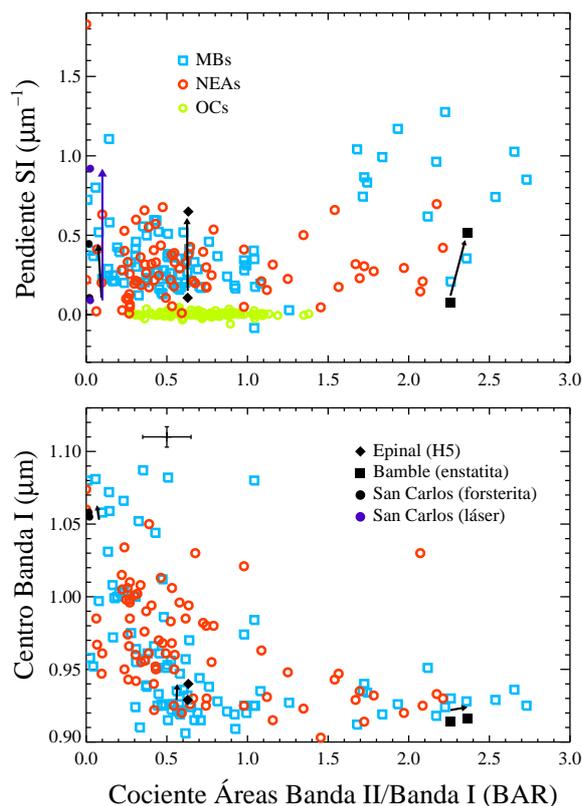


Figura 7.13: *Arriba*: BAR vs. Pendiente SI para los MBs (cuadrados azules), NEAs (círculos rojos) y condritas ordinarias (círculos verdes). La distribución de las pendientes es bastante similar para los dos grupos de asteroides. En negro se indica la variación de la pendiente espectral de una condrita ordinaria y dos silicatos (olivina y ortopiroxeno) tras ser expuestos a irradiación en laboratorio. El círculo violeta corresponde al bombardeo de olivina con pulsos de láser; *Abajo*: BAR vs. Centro Banda I para los MBs y los NEAs. Como puede verse, la variación en ambos parámetros para las muestras irradiadas de laboratorio es muy pequeña, por lo que la información mineralógica que de él se devira no se ve afectada por el *space weathering*.

La Figura 7.13 muestra la distribución de la pendiente espectral de los MBs, los NEAs y las condritas ordinarias en su parte superior. Indicamos además cómo varía la pendiente espectral tras irradiar con partículas cargadas a distintas energías la condrita H5 Epinal (Strazzulla et al. 2005) y dos silicatos, olivina forsterítica (San Carlos) y ortopiroxeno enstatita (Bamble) (Brunetto & Strazzulla 2005). Vemos que el aumento de la pendiente espectral en todos los casos es significativo, y da buena cuenta de las diferencias en pendiente entre las condritas ordinarias y los asteroides. De hecho, la variación que observamos para el caso de la enstatita (cuadrado negro), ligeramente inclinada hacia la derecha, podría

explicar la dispersión de los puntos que se aprecia en las dos poblaciones para los asteroides ricos en piroxeno (con BAR mayor que 1.6). Vemos además que el enrojecimiento de la pendiente es mayor en el caso de la olivina (círculo violeta) si realizamos el experimento empleando pulsos de láser en vez de partículas cargadas (Brunetto et al. 2006a).

Sin embargo, el enrojecimiento de la pendiente espectral no es suficiente como para explicar las diferencias composicionales que hemos encontrado en la sección anterior. Estos mismos experimentos de laboratorio han demostrado que el efecto neto que tiene el *space weathering* sobre parámetros como el cociente de las áreas o la posición de las bandas de absorción es prácticamente despreciable, tal y como se aprecia en la parte inferior de la Figura 7.13. De hecho, las variaciones de ambos parámetros en las muestras de laboratorio se encuentran dentro de las barras de error asociadas a los datos de los asteroides.

A partir de los experimentos de laboratorio, Brunetto & Strazzulla (2005) establecen una escala de tiempo astrofísica para contabilizar la exposición del objeto a los efectos de irradiación del viento solar, simulados mediante el bombardeo de iones cargados a distintas energías (ver Figura 3.3). Para la dispersión en las pendientes espectrales observadas en los NEAs de este estudio, inferimos de dichos experimentos una escala temporal de exposición de  $4.0 - 6.0 \times 10^5$  años. Es decir, el efecto de “enrojecimiento” debido a la exposición de las superficies al viento solar actúa de forma eficaz y en escalas temporales cortas, comparadas con el tiempo de vida dinámico de la población ( $10^6$ - $10^7$  años). Esto implica que las superficies de los NEAs han sido “refrescadas” o rejuvenecidas recientemente, y apoya la hipótesis de que estos objetos han entrado en las regiones de las resonancias mediante las colisiones.

### 7.3.1. Correlación con la distribución de tamaños

Hemos realizado una correlación entre el diámetro de los NEAs y la pendiente espectral con el objetivo de estudiar la importancia del tamaño en los procesos de *space weathering*. El diámetro de cada asteroide se muestra en la Tabla 7.1. La determinación de los diámetros se ha realizado teniendo en cuenta el siguiente orden. En primer lugar se han buscado en la literatura aquellos asteroides que dispusieran de medidas directas de su diámetro, indicándose con un (\*) en la tabla. Como medida directa incluimos también los diámetros obtenidos a partir de observaciones en el infrarrojo medio, aplicando modelos térmicos (Delbó et al. 2003, Delbó 2004), y los valores que aparecen en la página web que mantiene el Instituto de Investigación Planetaria del DLR, en Berlín<sup>2</sup>. Para las medidas asociadas a los modelos del infrarrojo térmico se calcula un error en el diámetro del 15%. En el caso de no tener medidas directas, utilizamos la siguiente expresión (Fowler & Chillemi 1992)

$$2\log D = 6.247 - 0.4H - \log(\text{albedo}) \quad (7.1)$$

donde  $D$  es el diámetro en kilómetros y  $H$  es la magnitud absoluta. Las magnitudes absolutas se obtienen de las circulares del Minor Planet Center que han sido recopiladas en el grupo de datos de IRAS (*Infrared Astronomical Satellite*, Tedesco et al. 2002). Para los albedos tomamos el valor promedio de 0.244 para los asteroides pertenecientes al complejo S (S, Sa, Sk, Sl, Sr, K, L, Ld) y 0.257 para los del complejo Q (Sq, Q), definidos según

<sup>2</sup>[http://earn.dlr.de/nea/table1\\_new.html](http://earn.dlr.de/nea/table1_new.html)

Binzel et al. (2004b), y obtenidos de Delbó et al. (2003). El error asociado a la determinación del diámetro mediante la expresión 7.1 es del 25 %. En el caso de los asteroides tipo V, a falta de más información tomaremos como valor del albedo 0.32, obtenido de promediar los valores medidos para los objetos de la Tabla 1 de Binzel et al. (2002). Por último, si no disponemos de ningún otro dato, usaremos el valor promedio por defecto de 0.15 para el albedo del resto de tipos espectrales (A, R, T y O).

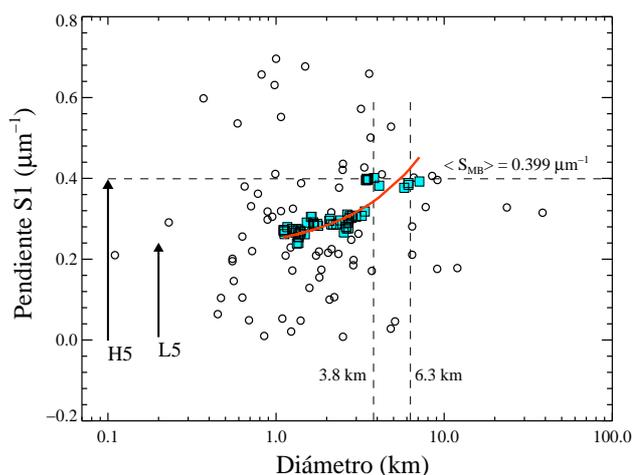


Figura 7.14: Distribución de las pendientes espectrales frente al diámetro de los NEAs estudiados en este trabajo de tesis (círculos). Los cuadrados azules muestran los valores resultantes del promedio móvil simple (*running box*) aplicado con un paso de 20 objetos. Estos valores intersectan con la pendiente promedio de los asteroides MBs para dos valores de diámetro, entre 3.8 y 6.3 km. La recta de ajuste a los puntos promedio intersecta en 5.5 km. Las flechas indican la variación en pendiente espectral para condritas H5 y L5, alteradas con experimentos que simulan el viento solar y el microbombardeo de meteoritos respectivamente.

La Figura 7.14 muestra las pendientes espectrales de los NEAs frente a sus diámetros (en escala logarítmica). Para ver mejor la posible correlación entre la pendiente espectral y el diámetro, aplicamos un promedio móvil simple (PMS) a los datos. Los cuadrados azules muestran los valores correspondientes al PMS, con un tamaño de caja de 20 objetos. Este promedio intersecta con la pendiente promedio de los MBs en 3.8-6.3 km. La recta de ajuste (rojo) a los puntos promedio intersecta en 5.5 km. Por encima de estos diámetros las pendientes de los NEAs comenzarían a ser similares a las de los MBs. Por debajo de estos tamaños, la distribución de los NEAs parece tender hacia los valores asociados a las condritas ordinarias, indicando que, bien los NEAs más pequeños son los más jóvenes y tienen las superficies más “frescas”, o bien que no poseen la gravedad suficiente para desarrollar una capa de material susceptible de reflejar los efectos de la irradiación. Es interesante notar que Binzel et al. (2004b) obtienen un resultado similar al que encontramos aquí, si bien ellos emplearon la pendiente espectral calculada únicamente en el visible (entre 0.45 y 0.92  $\mu\text{m}$ ), encontrando un tamaño límite de 5 km.

Del estudio de los efectos del *space weathering* sobre la población de objetos cercanos a la Tierra estudiados en este trabajo de tesis podemos concluir que:

- Los experimentos realizados en laboratorio por diferentes autores sobre condritas ordinarias y diferentes silicatos simulando el efecto del *space weathering*, proporcionan rangos de variación de la pendiente espectral que dan cuenta de la dispersión en pendientes espectrales que encontramos tanto para los NEAs como para los MBs analizados. Aunque las pendientes espectrales de los dos grupos de asteroides se distribuyen de forma similar, los MBs tienen una pendiente espectral promedio superior a los NEAs. No obstante, el *space weathering* no explica las diferencias composiciona-

les, puesto que apenas modifica parámetros como el BAR o los centros de las bandas de absorción.

- A partir de las calibraciones realizadas por Brunetto & Strazzulla (2005), la variación de pendientes espectrales que encontramos para los NEAs estudiados se corresponde con un tiempo de exposición al *space weathering* de  $4.0 - 6.0 \times 10^5$  años. Esto sugiere que las superficies de los NEAs ha sido “refrescadas” o rejuvenecidas recientemente, lo cual apoya la hipótesis de que las colisiones son el principal mecanismo que sitúa estos objetos en las resonancias gravitacionales.
- La correlación con los tamaños de los NEAs parece indicar que los objetos más pequeños tienen pendientes espectrales menos enrojecidas. Esto puede señalar que, o bien son objetos más jóvenes, o bien no tienen el tamaño suficiente para mantener una capa de material que evidencie los efectos de la irradiación. El rango de tamaños que obtenemos comprende objetos hasta 3.8–6.3 km, bastante similar al derivado por Binzel et al. (2004b), unos 5 km, a partir de las pendientes espectrales en el rango visible (0.45-0.92  $\mu\text{m}$ ).

#### 7.4. Correlación con la dinámica: regiones de procedencia de los NEAs

Como vimos en el capítulo de la introducción dedicado específicamente a los NEAs, diversos trabajos han demostrado que una de las principales fuentes de objetos para esta población dinámicamente inestable es el interior del cinturón principal. Existe además un porcentaje de NEAs que proviene de cometas inactivos o durmientes, que puede variar entre un 0 y un 18 % (Fernández et al. 2002, Binzel et al. 2004b, Demeo & Binzel 2008), si bien existe todavía discrepancia en cuanto a este resultado.

Para determinar las regiones de procedencia de los NEAs que estudiamos en este trabajo, hemos empleado el modelo dinámico desarrollado por Bottke et al. (2002a), que explicamos en el capítulo 3. Recordemos que estos autores definen diferentes regiones y las clasifican como fuentes primarias o secundarias en función de su mayor o menor aportación a la población de NEAs. Se consideran regiones primarias: la resonancia media con Júpiter 3:1, la resonancia secular con Saturno  $\nu_6$ , la región intermedia de los MCs (IMC), la región de los cometas de la familia de Júpiter (JFC), y la región del cinturón principal exterior (OB). Y como regiones secundarias el modelo define la región de los Hungaria y los Phocaea.

La Figura 7.15 muestra la distribución de los NEAs (círculos rojos) y los MBs (cuadrados azules) en el espacio de parámetros orbitales. Hemos señalado en el gráfico algunas de las regiones de procedencia anteriormente citadas. Teniendo en cuenta las definiciones de cada región de procedencia que da el modelo dinámico, hemos seguido el siguiente criterio para decidir si un asteroide se encuentra dentro de las tres zonas más importantes:

- Resonancia 3:1 – Aquellos objetos con  $2.4 < a < 2.6$  U.A.,  $e < 0.35$ ,  $i < 15^\circ$ .
- Resonancia  $\nu_6$  – Aquellos objetos cuyos parámetros orbitales los sitúen en la línea continua definida por la resonancia en la Figura 7.15 (inferior),  $\pm 0.1$  U.A. (líneas discontinuas).
- IMC – Aquellos objetos con  $2.06 < a < 2.48$  ó  $2.52 < a < 2.8$  U.A.,  $1.30 < q < 1.82$  U.A. y  $i < 15^\circ$ .

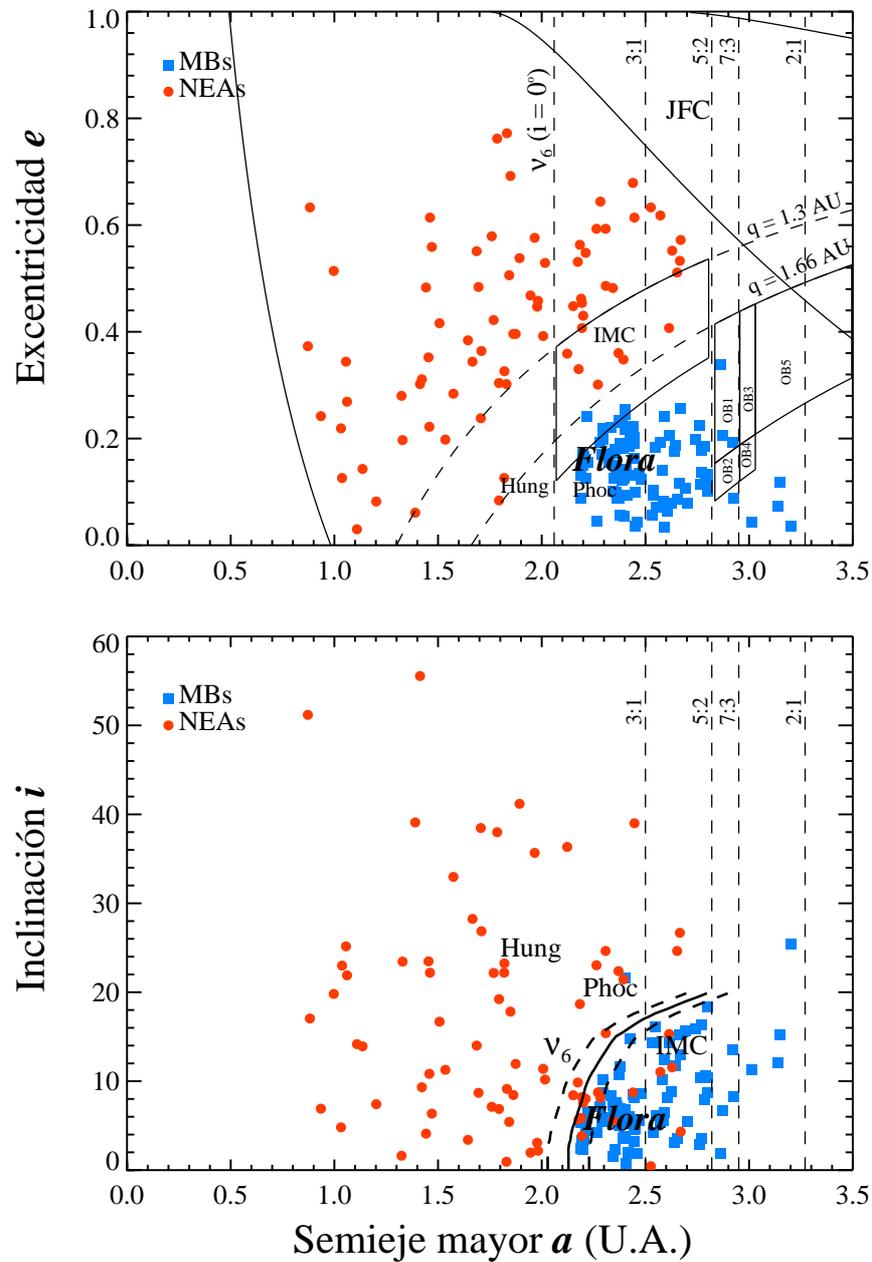


Figura 7.15: Posición de los NEAs (círculos rojos) y los MBs (cuadrados azules) analizados en este capítulo en el espacio de parámetros orbitales  $a - e - i$ . Se indica además algunas de las regiones fuentes definidas según el modelo de Bottke et al. (2002a), así como la posición de la familia de asteroides Flora.

Los asteroides con parámetros orbitales  $a = \pm 0.05$  U.A.,  $e = \pm 0.01$ ,  $i = \pm 1^\circ$ ,  $q = \pm 0.01$  U.A. se consideran “cerca” de las resonancias.

Siguiendo este criterio, aproximadamente unos 20 asteroides se encuentran dentro o cerca de la resonancia  $\nu_6$ , alrededor de 40 están dentro o cerca de la resonancia media 3:1, y

menos de 10 en la región IMC. Sólo unos pocos asteroides están dentro de la región definida como OB. Es interesante resaltar en este punto, que varios de los asteroides MBs que hemos analizado parecen concentrarse en la región donde se localiza la familia colisional de Flora, cercana a la resonancia secular  $\nu_6$ .

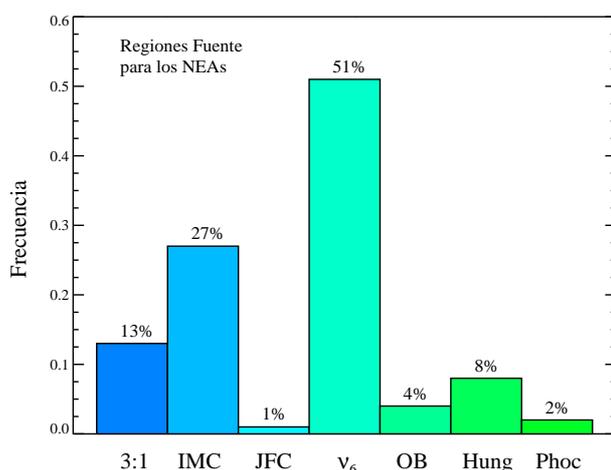


Figura 7.16: Distribución de la probabilidad de procedencia de distintas regiones fuente de los NEAs estudiados en esta tesis. Las regiones fuente mostradas corresponden a 5 regiones primarias (3:1, IMC, JFC,  $\nu_6$  y OB) más 2 regiones secundarias (Hung y Phoc), definidas por Bottke et al. (2002a). Los valores de probabilidad para cada objeto se obtienen de forma que la probabilidad total sume 1 (Dr. Alessandro Morbidelli, comunicación personal).

Así pues, con los parámetros orbitales de los asteroides como entrada al modelo (Tabla 7.1), estimamos las probabilidades de procedencia de cada región (A. Morbidelli, comunicación personal). Los valores de probabilidad para cada objeto se obtienen de forma que la probabilidad total sume 1. La Figura 7.16 muestra la distribución de probabilidades obtenida para los NEAs de la muestra. Según los porcentajes obtenidos, la región del cinturón principal de la que provienen con mayor probabilidad un mayor número de NEAs es la definida por la resonancia secular  $\nu_6$ . En segundo lugar se encontraría la región IMC, seguida de la resonancia 3:1. No obstante, hay que tener en cuenta que el porcentaje asociado a la región IMC está algo “contaminado”, pues en la muestra de NEAs hemos incluido también algunos MCs. Teniendo esto en cuenta, el resultado que encontramos tras aplicar el modelo de dinámica está en buen acuerdo con las predicciones obtenidas en el trabajo de Bottke et al. (2002a), lo que indica que nuestra muestra de NEAs no se encuentra sesgada hacia ninguna región fuente en particular.

Del análisis dinámico de la muestra de NEAs concluimos entonces que:

- La mayor parte de los NEAs estudiados tienen como región de procedencia la zona de la resonancia secular  $\nu_6$ , seguida de la región IMC y la resonancia media 3:1. Este resultado coincide con el obtenido por Bottke et al. (2002a) para un conjunto de 138 NEAs detectados por el programa Spacewatch, indicando que nuestra muestra de objetos no se encuentra sesgada hacia ninguna región de procedencia.
- Los MBs que hemos estudiado y con los que hacemos la comparación se encuentran más o menos dispersos entre 2.1 y 3.0 U.A. Gran parte se localiza cerca de la resonancia media 3:1 y algunos parecen concentrarse en la región donde se sitúa la familia colisional de Flora, cerca de la resonancia secular  $\nu_6$ . En términos generales, podemos decir que estamos muestreando el cinturón principal interior y central.

- Teniendo en cuenta las regiones de procedencia de los NEAs que hemos analizado, quizás sería necesario ampliar el número de espectros en el rango visible e infrarrojo cercano de asteroides MBs localizados en la resonancia  $\nu_6$ , de forma que la comparación con la muestra de NEAs de la que disponemos sea más directa. En este sentido, el programa observacional que hemos puesto en marcha (MBOISS, ver sección 4.4.5) aportará información adicional para interpretar la mineralogía de ambas poblaciones.

### 7.5. Relación entre la composición y la dinámica: efecto Yarkovsky

Como resultado principal de nuestro análisis mineralógico de la muestra de NEAs hemos encontrado que composicionalmente no presentan la misma distribución que la población general de condritas ordinarias. En promedio, los NEAs parecen más ricos en olivina que los asteroides del cinturón principal y estos meteoritos. Hemos visto también que los efectos del *space weathering* no parecen influir en la interpretación mineralógica que hemos realizado. De hecho, es la distribución de las condritas LL, las más ricas en olivina, la que más se asemeja a la de los NEAs. Sin embargo, las condritas LL constituyen tan sólo el 8% de los meteoritos encontrados. Esto sugiere que podría ser que los NEAs que observamos (con un rango de tamaños entre 0.1 y 10 km - ver Figura 7.10), no son los progenitores inmediatos de los objetos que caen en la Tierra como los meteoritos más abundantes, las condritas ordinarias.

En cuanto a la dinámica, vimos en la sección anterior que aproximadamente el 50% de los NEAs que hemos analizado provienen de la región del cinturón principal en la que se localiza la resonancia secular  $\nu_6$ . En la Figura 7.15 hemos señalado también la posición aproximada de los asteroides pertenecientes a la familia Flora. La familia Flora da cuenta de entre el 15 y el 20% de los asteroides tipo S que se encuentran en la parte interior del cinturón principal, y se encuentra en los límites de la resonancia secular  $\nu_6$ , por lo que se esperaría que contribuyera de forma sustancial a la población de NEAs (Nesvorný et al. 2002). La distribución de tamaños de esta familia está dominada por diámetros inferiores a 10 km, como resultado del evento colisional que la formó. Composicionalmente, se ha comprobado que los asteroides pertenecientes a la familia Flora presentan también una composición rica en olivina (Chapman 1996, Gaffey 1984), igual que las condritas LL.

Así pues tenemos dos resultados interesantes que tienen que ver con la mineralogía y con la dinámica y que parecen entrar en conflicto:

1. Por una parte, los NEAs y los asteroides del cinturón principal de la familia Flora, que se encuentran cerca de la región de la que proviene un mayor número de NEAs (resonancia  $\nu_6$ ), presentan una composición rica en olivina, similar a la de las condritas LL. No obstante, este tipo de condritas son muy poco abundantes (sólo un 8% de las caídas).
2. Por otro lado, la mineralogía de los asteroides del cinturón principal que hemos analizado, y que incluye objetos localizados de manera más o menos uniforme entre 2.0 y 3.3 U.A. se asemeja más a la mineralogía del conjunto de las condritas ordinarias, no de un grupo en particular.

Por tanto, creemos que la diferencia en los rangos de tamaños en los que nos movemos, varios kilómetros para los NEAs y los objetos que se encuentran cerca de sus regiones de

procedencia, y metros para las condritas ordinarias, parece ser la clave de esta aparente discrepancia. Los resultados que hemos obtenido parecen sugerir que, dependiendo del tamaño, los procesos para desplazar a los objetos hasta las rutas de transporte que los llevan del cinturón principal hacia la Tierra, actúan de manera diferente. Esto puede explicarse mediante el denominado efecto Yarkovsky, que describimos a continuación.

### 7.5.1. El efecto Yarkovsky

El efecto Yarkovsky recibe su nombre del ingeniero civil ruso Ivan Osipovich Yarkovsky (1844-1902), quien describe por primera vez este fenómeno en una publicación de 1888. Su trabajo cayó en el olvido hasta que Öpik (1951) y Radzievskii & Artemév (1961) lo redescubrieron a mediados del siglo pasado. Este efecto se debe a la absorción parcial de la radiación solar en la superficie del objeto y a su reemisión posterior en forma de radiación térmica. La reemisión de las partes más calientes se lleva más momento lineal que la reemisión de las partes más frías, generando una fuerza de retroceso. Estas fuerzas producen efectos seculares a largo plazo en las órbitas de los objetos, especialmente en su distancia al Sol.

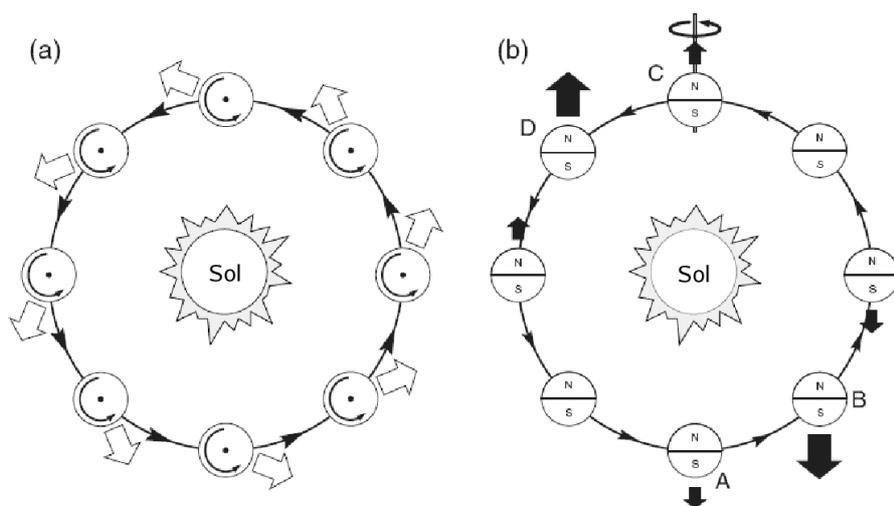


Figura 7.17: Esquema de actuación del efecto Yarkovsky. (a) Componente diurna. El eje de rotación del objeto es perpendicular a la órbita. La reemisión de la energía térmica unida a la rotación del objeto genera una fuerza neta en la dirección que indica la flecha. Dependiendo del sentido de giro, esta fuerza aumenta (este caso) o disminuye (rotación retrógrada) el semieje mayor. (b) Componente estacional. El eje de rotación del objeto se encuentra en el plano de la órbita. Las fuerzas radiativas debidas a la reemisión de energía térmica son máximas en los puntos B y D de la órbita, provocando que disminuya el semieje mayor. Figura modificada de Bottke et al. (2002b).

El efecto Yarkovsky presenta dos componentes (ver Figura 7.17): la componente diurna, debida a la rotación del objeto y que afecta principalmente al semieje mayor de la órbita, y la componente estacional, que afecta tanto al semieje mayor como a la excentricidad y a la inclinación. Dependiendo del sentido de giro del objeto, el semieje mayor aumenta (sentido de las agujas del reloj) o disminuye (sentido contrario) en el caso de la componente diurna.

Para la componente estacional, el semieje mayor siempre disminuye, independientemente del sentido de giro. Además, para excentricidades pequeñas, esta componente tiende a circularizar la órbita.

Este efecto depende de diferentes parámetros, como la inclinación del eje de rotación del objeto y su velocidad de rotación, el tamaño del objeto, la conductividad térmica de su superficie, la distancia al Sol, etc. Se ha comprobado que este mecanismo es más eficiente para objetos con diámetros inferiores a 20 km. De hecho, las variaciones en el semieje mayor oscilan entre  $\Delta a = 0.1$  U.A. en escalas temporales de  $\sim 50 \times 10^6$  años para los objetos más pequeños (del orden de metros) y  $\Delta a = 0.01$  U.A. en escalas de  $\sim 0.5 \times 10^9$  años para objetos de kilómetros. Una distancia del orden de 0.1-0.2 U.A. es la distancia típica que necesita desplazarse un meteorito en el cinturón principal para alcanzar una resonancia (Bottke et al. 2002c).

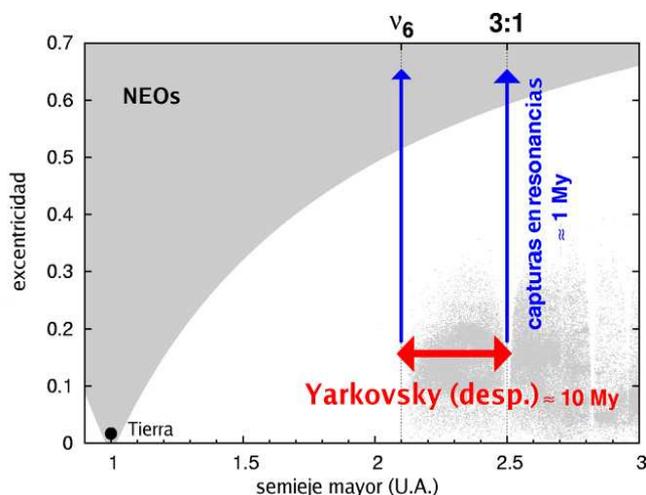


Figura 7.18: Esquema simplificado ( $a - e$ ) del transporte de meteoritos desde el cinturón principal hacia la Tierra con el efecto Yarkovsky. En la primera fase ( $\sim 10 \times 10^6$  años) el efecto Yarkovsky desplaza el semieje mayor de los meteoritos hacia las resonancias ( $\nu_6$  y 3:1, principalmente); en una segunda fase, las resonancias aumentan las excentricidades de los objetos y en  $\sim 1 \times 10^6$  años alcanzan el espacio de los NEOs. Figura modificada de Broz (2006).

De hecho, una de las primeras aplicaciones del efecto Yarkovsky es el transporte de meteoritos desde el cinturón principal (Öpik 1951; Peterson 1976; Farinella et al. 1998). Los meteoritos alcanzan la Tierra en dos fases: (1) un cambio en semieje mayor debido al efecto Yarkovsky en escalas de  $\sim 10 \times 10^6$  años y (2) la captura en una resonancia gravitacional, que aumenta su excentricidad casi hasta 1 en escalas de  $\sim 1 \times 10^6$  años. La Figura 7.18 muestra un esquema simplificado de este proceso.

### 7.5.2. Aplicación a los resultados composicionales

La diferencia de incrementos en el semieje mayor de las órbitas de los objetos dependiendo de su tamaño podría ser la clave para entender las diferencias composicionales que hemos encontrado en el análisis mineralógico de los NEAs, los MBs y las condritas ordinarias. La Figura 7.19 muestra un esquema de la posible explicación que planteamos a continuación. Para objetos del tamaño de kilómetros, como es el caso de los NEAs que hemos estudiado, los desplazamientos en semieje mayor que genera el efecto Yarkovsky son pequeños, por lo que las regiones de procedencia de los NEAs tendrían que estar relativamente cerca de las resonancias más poderosas. Éste es el caso de la resonancia  $\nu_6$ , y por tanto haría viables como posibles progenitores de los NEAs a los asteroides de la familia de Flora, que son los

más abundantes en dicha región. Esta hipótesis sustenta además la semejanza mineralógica entre los dos grupos de objetos, y el hecho de que su distribución composicional sea similar a un grupo reducido y poco abundante de condritas ordinarias. Es más, los valores de pendientes espectrales encontrados para los NEAs sugerían superficies rejuvenecidas debido a las colisiones, lo cual apoya también la hipótesis de que los objetos analizados provengan de los pedazos resultantes de una colisión que haya tenido lugar cerca de una resonancia principal, como podría ser el caso de la familia de Flora y la resonancia  $\nu_6$ .

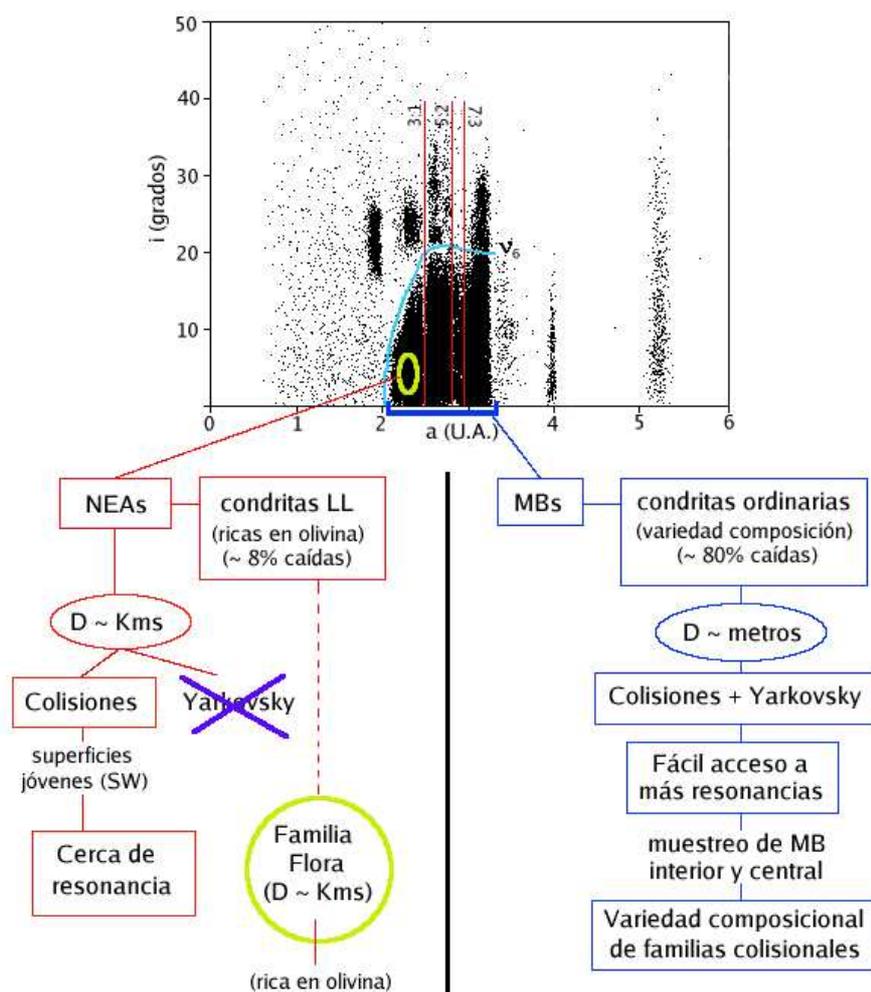


Figura 7.19: Ilustración de la explicación planteada para las diferencias composicionales encontradas entre los NEAs y los MBs analizados en este trabajo de tesis. La diferencia en los rangos de tamaños de los NEAs (kilómetros) y los meteoritos (metros) supone un muestreo de una zona muy localizada en el caso de los primeros y del cinturón interior y central en el caso de los segundos.

Por otro lado, los objetos más pequeños son desplazados de forma más eficiente y rápida por el efecto Yarkovsky. Es decir, pueden estar más dispersos en el cinturón principal interior y central, puesto que les sería más fácil alcanzar una resonancia que los ponga en

órbitas que intersecten la órbita de la Tierra. De hecho, la combinación del efecto Yarkovsky y de las colisiones suministraría de forma eficiente a las resonancias 3:1 y  $\nu_6$  (entre otras) fragmentos pequeños de asteroides provenientes de prácticamente todas las regiones del cinturón principal interior y central. De esta forma, los trozos más pequeños resultantes de los sucesos colisionales que dan lugar a las diferentes familias de asteroides, y que comprenden una mayor variedad composicional dentro de los complejos taxonómicos S y Q, alcanzarían las resonancias más fácilmente y darían lugar a los meteoritos más abundantes, las condritas ordinarias.

## 7.6. Conclusiones

Del análisis mineralógico de la muestra de NEAs, MBs y condritas ordinarias realizado con el método clásico de Cloutis et al. (1986), y de la correlación de los resultados encontrados con el efecto de *space weathering*, la dinámica y la distribución de tamaños de los asteroides, podemos concluir que:

- Encontramos un mayor número de asteroides cuya superficie está compuesta únicamente de olivina (tipo A) entre la población de MBs. Esto confirma resultados anteriores del estudio estadístico de tipos taxonómicos (Bus & Binzel 2002a, Binzel et al. 2004a). Si los NEAs son el resultado de colisiones de cuerpos cercanos a resonancias gravitacionales, es de esperar que no existan tantos asteroides compuestos de olivina en su población, puesto que este mineral es mucho más frágil que otros silicatos.
- La distribución de los MBs y los NEAs en el espacio de parámetros BAR – Centro Banda I es diferente. Los NEAs parecen concentrarse en valores más pequeños de BAR y a mayores longitudes de onda para el centro de la primera banda de absorción. Esto sugiere un mayor porcentaje de olivina en su superficie.
- La distribución de los NEAs en dicho espacio de parámetros se asemeja a la de las condritas ordinarias LL, mientras que la distribución de los MBs es similar al conjunto de las condritas ordinarias. Esto resulta muy interesante, dado que las condritas LL constituyen apenas el 8% de las caídas.
- La distribución de pendientes espectrales de NEAs y MBs es similar, si bien la pendiente promedio es mayor para el caso de los MBs. Esto sugiere que los MBs han estado expuestos más tiempo a los efectos enrojecedores del *space weathering*. La distribución de las pendientes espectrales de las condritas ordinarias es mucho más estrecha, con un máximo en torno a cero.
- El efecto del *space weathering* da cuenta de la dispersión que se observa para las pendientes espectrales de ambas poblaciones de asteroides, pero no explica las diferencias composicionales, dado que apenas produce variaciones en el cociente de las áreas o en el centro de las bandas de absorción. La dispersión de las pendientes espectrales de los NEAs se corresponde con tiempos de exposición al efecto del *space weathering* de  $\sim 10^6$  años, del orden del tiempo de vida dinámico de la población. Esto sugiere que estos asteroides presentan superficies que han sido rejuvenecidas recientemente,

lo cual apoya la hipótesis de las colisiones como principal mecanismo para introducir los objetos en las resonancias gravitacionales que los transportan hacia la Tierra.

- Los tamaños de los NEAs que hemos analizado (0.1 – 10 km) indican que los objetos más pequeños tienen pendientes espectrales menos enrojecidas. Para objetos con diámetro superior a 3.8–6.3 km (5.5 km en promedio), empezamos a encontrar pendientes espectrales similares a las que obtenemos en promedio para los MBs.
- Aproximadamente el 50% de los NEAs que hemos estudiado proviene de la resonancia secular  $\nu_6$ . Cerca de dicha resonancia se encuentra la familia colisional Flora, que da cuenta del 15 – 20% de los asteroides tipo S del cinturón principal interior. Curiosamente, los análisis mineralógicos de la familia Flora indican que ésta presenta también una composición rica en olivina, igual que los NEAs de nuestra muestra y las condritas LL. Recordemos que los MBs que hemos estudiado, con diámetros de decenas de kilómetros, presentan una composición mineralógica más similar al conjunto de las condritas ordinarias.
- Planteamos pues como posible explicación a esta diferencia composicional la diferencia en los rangos de tamaños de los meteoritos y los NEAs. Mientras que los NEAs y los asteroides de la familia Flora tienen diámetros parecidos ( $< 10$  km), los meteoritos son mucho menores, del orden de metros. El efecto Yarkovsky produce desplazamientos en semieje mayor de los asteroides debido a su inercia térmica. Este desplazamiento es mucho mayor y más rápido ( $\sim 10^5$  años) para los objetos más pequeños, mientras que para objetos con diámetros del orden de kilómetros, este mecanismo es muy poco eficaz.
- Por tanto, es posible que los NEAs que hemos analizado no estén muestreando los objetos progenitores de las condritas ordinarias. Según la hipótesis que planteamos, los objetos progenitores de los NEAs tendrían que estar situados cerca de una resonancia poderosa, de manera que los pedazos resultantes de una colisión fueran introducidos en ella relativamente rápido (como es el caso de la familia Flora). Esto es consistente con lo encontrado para las pendientes espectrales de la población, que sugieren un rejuvenecimiento debido a las colisiones, y con las escalas temporales de exposición al *space weathering*, similares a los tiempos de vida dinámicos de la población.
- Por el contrario, los objetos más pequeños (los progenitores de los meteoritos), se verían desplazados de forma más eficiente y rápida por el efecto Yarkovsky, con lo que no tendrían que estar tan cerca de una resonancia fuerte para ser transportados hacia la Tierra. Así, los trozos más pequeños resultantes de las colisiones que forman las diferentes familias de asteroides en el cinturón principal interior y central, y que tienen una mayor variedad composicional, alcanzarían las resonancias en esa región más fácilmente. Esto explica que la distribución mineralógica que observamos para los MBs analizados, que se encuentran en dicha zona del cinturón principal, se asemeje al conjunto de las condritas ordinarias.



# 8

---

## Aplicación del método *Modified Gaussian Model* (MGM)

En el capítulo anterior, analizamos la muestra completa de NEAs con bandas de absorción (debidas a la presencia de silicatos en su superficie) presentada en este trabajo de tesis con el método clásico de parámetros espectrales. Analizamos también, como muestras de comparación, un conjunto de asteroides del cinturón principal y los espectros de laboratorio disponibles para los meteoritos condritas ordinarias y acondritas basálticas.

En el capítulo dedicado a la descripción de los métodos de análisis, describimos, además del método clásico, el MGM, o *Modified Gaussian Model*, desarrollado por Sunshine et al. (1990). Recordemos que este método consiste en deconvolucionar el espectro de reflexión de un objeto en las bandas de absorción individuales que se forman en los sitios cristalográficos del mineral, y superponerlas a un continuo lineal en energía. El ajuste se realiza iterativamente hasta encontrar la solución que proporcione el menor error residual, y que cumpla además con las restricciones que imponen las calibraciones en laboratorio (ver sección 5.3.2).

En este capítulo vamos a analizar varios asteroides NEAs de nuestra base de datos. En concreto analizamos un asteroide tipo A, cuya pendiente espectral obtenida con el método clásico lo hace particularmente interesante, y tres asteroides NEAs tipo V. Ambos trabajos dieron lugar a varias publicaciones (de León et al. 2004, de León et al. 2006, Duffard et al. 2006). En el momento de su análisis, el asteroide (1951) Lick resultó ser el primer asteroide MC que se estudiaba con espectro visible e infrarrojo y compuesto íntegramente de olivina. En el caso de los tres NEAs tipo V, son también los tres primeros NEAs analizados mediante este método. Además, y como veremos en las secciones siguientes, tanto los objetos compuestos de olivina como los asteroides de tipo basáltico tienen especial interés, pues en ambos casos implican procesos de diferenciación en el objeto progenitor.

Desafortunadamente, el análisis de asteroides de tipo S o Q (mayoría entre la población de NEAs) es bastante complicado con este método. Como comentamos en el capítulo 5, la superficie de estos asteroides presenta, en el caso más sencillo, mezclas de olivina y un tipo de piroxeno (generalmente ortopiroxeno), si bien la mayoría de las veces tendremos mezclas de olivina, ortopiroxeno, clinopiroxeno y feldespato. Tal número de fases minerales aumenta considerablemente el número de parámetros a ajustar. Idealmente necesitaríamos

calibraciones en laboratorio de mezclas de estos minerales para establecer restricciones sobre dichos parámetros. Pero incluso teniendo en cuenta las calibraciones para la olivina (Sunshine & Pieters 1998) y para los piroxenos (Sunshine & Pieters 1993) por separado, el proceso de ajuste de un sólo objeto se vuelve laborioso. En la sección 8.3 mostramos, a modo de ejemplo, uno de los casos más sencillos, un asteroide tipo S ((30825 1990 TG<sub>1</sub>) compuesto únicamente por olivina y ortopiroxeno. En el futuro, y como continuación al trabajo de análisis iniciado en esta tesis doctoral, se realizará el análisis MGM del resto de objetos que hemos estudiado con el método clásico.

### 8.1. Asteroide tipo A (1951) Lick

La existencia de asteroides ricos en olivina es de interés, dado que la olivina es un silicato ígneo que se encuentra en aglomerados<sup>1</sup> puros, o casi puros, únicamente como resultado de la diferenciación. En los yacimientos volcánicos terrestres, es el material que se asienta en la base de una cámara magmática, y que es expulsado a la superficie durante una erupción en una fase tardía de vulcanismo basáltico. En los asteroides que han sufrido un primer proceso de fusión, este silicato puede encontrarse como constituyente principal del manto, o de zonas cercanas al manto. Dado que existen meteoritos compuestos casi íntegramente de olivina pura, y que éste es el mineral dominante en la mayoría de los meteoritos condriticos, su origen es de especial interés. Su existencia indica que se han producido fases de fusión secundarias en los asteroides, y su visibilidad implica que se hayan expuesto las zonas internas del objeto (ver Figura 8.1).

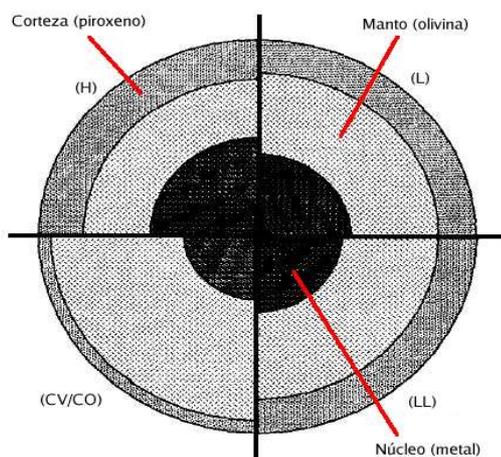


Figura 8.1: Esquema de la sección de cuatro asteroides completamente diferenciados derivados de progenitores con composiciones originales correspondientes a condritas H, L, LL y CV/CO. Todos se componen de un núcleo de FeNi-FeS, un manto de olivina y una corteza de piroxeno y feldespato. Figura modificada de Gaffey et al. (1993).

Se han realizado diferentes trabajos relacionados con este tipo de asteroides, como el estudio de la influencia de la temperatura en el espectro (Singer & Roush 1985; Lucey et al. 1998; Reddy et al. 2005) o la importancia del *space weathering* para simular modelos composicionales (Hiroi & Sasaki 2001; Brunetto et al. 2007). En su artículo de 1993, Gaffey analiza la composición mineralógica de varios asteroides tipo S(I), y de al menos un asteroide

<sup>1</sup>Un aglomerado es una roca formada por fragmentos de otras rocas, unidas por un cemento, por lo general poco consistente.

tipo A. Los asteroides S(I) ocupan o están justo debajo de la región asociada a la olivina (ver Figura 5.5). Existen pocos asteroides clasificados como tipo A, y sólo unos cuantos presentan un análisis composicional detallado, necesario para entender mejor su origen y su formación. De hecho, el número de asteroides clasificados como tipo A es mayor en el cinturón principal que en la región de los NEAs o los MCs, como comentamos en el capítulo anterior.

En un trabajo más reciente, Sunshine et al. (2007) plantean que es posible trazar el origen de los asteroides tipo A conociendo su abundancia de olivina y la composición de la misma. Encuentran que 7 de los 9 asteroides tipo A que analizan están compuestos principalmente por olivina forsterítica (o con alto contenido en magnesio), y que por tanto son probablemente muestras de mantos diferenciados de fuentes de condritas ordinarias (ver Figura 8.1).

El asteroide (1951) Lick ha sido clasificado como de tipo A por Bus & Binzel (2002b). Aunque está considerado dinámicamente como un Amor por diferentes autores, según sus parámetros orbitales ( $a = 1.390$  U.A.,  $e = 0.061$ ,  $i = 39.090^\circ$ ,  $q = 1.304$  U.A.), este objeto se sitúa justo en el límite que separa los Amor de los *Mars Crossers* ( $q = 1.3$  U.A.). Hemos observado este interesante objeto dentro de nuestro survey y en este capítulo presentamos sus propiedades mineralógicas analizadas mediante el método MGM.

### 8.1.1. Análisis de los datos: método clásico

En el capítulo 7 ya realizamos un primer análisis mineralógico de los asteroides que presentamos en este trabajo de tesis, siguiendo el método clásico de Cloutis et al. (1986) descrito en el capítulo 5. La Tabla 8.1 muestra los parámetros calculados para el asteroide (1951) Lick, y aquellos asteroides, tanto NEAs como MBs, cuyo centro de banda y cociente de áreas los localiza en la región asociada a las olivinas, definida en el capítulo 6 (ver Figura 6.2). Concretamente, comparamos con el NEA (3199) Nefertiti y con los MBs (246) Asporina, (289) Nenetta, (446) Aeternitas y (863) Benkoela.

Tabla 8.1: Parámetros espectrales para el asteroide (1951) Lick, el NEA tipo A (3199) Nefertiti, y los MBs tipo A pertenecientes a otros surveys y analizados en este trabajo de tesis. Se incluyen además dos meteoritos compuestos de olivina como comparación (Brachina y Eagles Nest).

Asteroide	Pendiente I	Centro Banda I ( $\mu\text{m}$ )	BAR
(1951) Lick	1.829	$1.074 \pm 0.004$	$0.000 \pm 0.000$
(3199) Nefertiti	0.219	$1.060 \pm 0.005$	$0.000 \pm 0.000$
(246) Asporina	0.556	$1.087 \pm 0.007$	$0.115 \pm 0.026$
(289) Nenetta	0.724	$1.080 \pm 0.004$	$0.007 \pm 0.011$
(446) Aeternitas	0.800	$1.081 \pm 0.005$	$0.057 \pm 0.022$
(863) Benkoela	1.106	$1.072 \pm 0.005$	$0.141 \pm 0.103$
Brachina	0.104	$1.061 \pm 0.002$	$0.000 \pm 0.000$
Eagles Nest	0.009	$1.053 \pm 0.002$	$0.000 \pm 0.000$

Este criterio resulta más apropiado que seleccionar los objetos en base a su tipo espectral: hemos encontrado que en ocasiones, la clasificación taxonómica de un objeto en base a su espectro visible, no se corresponde realmente con su composición una vez que disponemos

del espectro en el infrarrojo cercano. Como ejemplo claro mostramos el asteroide (5641) McCleese, clasificado como tipo A, y que sin embargo presenta una segunda banda de absorción pronunciada a  $2 \mu\text{m}$ , indicativa de la presencia de piroxeno. Además, el centro de la primera banda de absorción, una vez completa, está lejos de los valores asociados a la olivina (Figura 8.2).

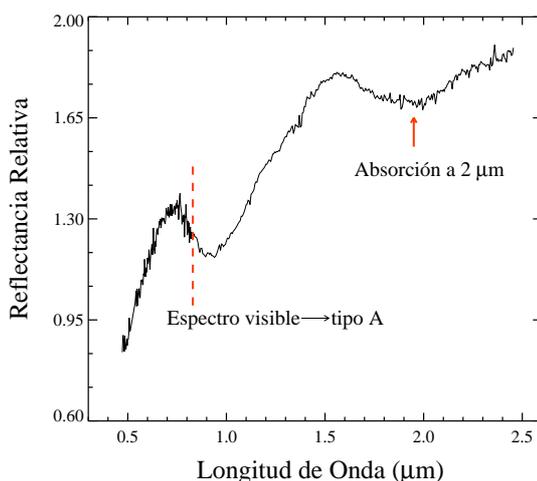


Figura 8.2: Ejemplo de cómo la clasificación taxonómica que se establece a partir del espectro en el visible puede indicar una composición que no se corresponde con la que presenta el objeto, una vez que se dispone del espectro en el infrarrojo. A pesar de estar clasificado como de tipo A, el asteroide (5641) McCleese, no sólo presenta una segunda banda de absorción pronunciada a  $2 \mu\text{m}$ , indicativa de la presencia de piroxeno, sino que la posición del centro de la primera banda de absorción no se corresponde con los valores asociados a la olivina.

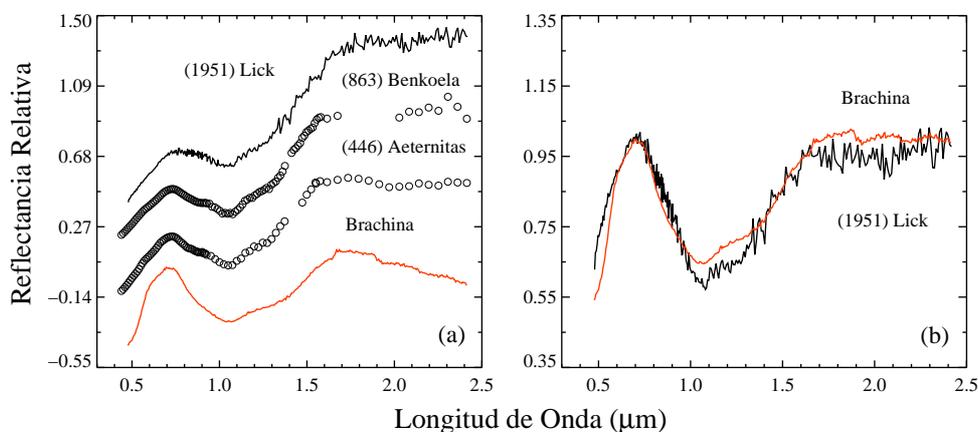


Figura 8.3: (a) Espectro completo visible e infrarrojo del asteroide (1951) Lick, normalizado a la unidad en  $1.6 \mu\text{m}$ . Se muestran también el espectro de los asteroides (863) Benkoela y (446) Aeternitas (normalizados también a  $1.6 \mu\text{m}$ ) y del meteorito Brachina (datos de RELAB, en rojo), desplazados en el eje vertical para una mejor comparación; (b) Espectro del asteroide (1951) Lick (línea gruesa) y del meteorito Brachina (en rojo), en ambos casos tras eliminar el continuo siguiendo el procedimiento de Cloutis et al. (1986).

Los parámetros espectrales obtenidos para (1951) Lick son similares a los que se obtienen para el resto de asteroides tipo A. Para el caso de los MBs (246) Aspordina y (863) Benkoela parece existir cierta cantidad residual de piroxeno que hace que el BAR no sea prácticamente cero. Sin embargo, ninguno de los asteroides tipo A analizados mediante este método muestra una pendiente similar a la que encontramos para (1951) Lick. El asteroide que más se acerca es el MB (863) Benkoela. Si bien la pendiente es menor, la posición del

centro de la banda I para ambos objetos es la misma dentro del error.

La Figura 8.3a, muestra el espectro del asteroide (1951) Lick junto con el espectro de los asteroides del cinturón principal (863) Benkoela y (446) Aeternitas, cuyas pendientes espectrales son las que más se aproximan a la de (1951) Lick. Además, mostramos el espectro del meteorito Brachina (en rojo). La Figura 8.3b muestra el espectro de (1951) Lick y el meteorito Brachina una vez eliminado el continuo, y puede apreciarse la buena correspondencia entre ellos.

La pendiente espectral de este asteroide es la más alta de todos los NEAs o MBs estudiados en este trabajo de tesis y la analizamos en más detalle en la sección 8.1.3.

### 8.1.2. Método MGM

La olivina posee una fuerte banda de absorción cerca de  $1 \mu\text{m}$ , compuesta por cuatro bandas de absorción individuales que se superponen, centradas en torno a 0.85, 1.05,  $1.25 \mu\text{m}$  en el caso de las tres principales, y  $0.70 \mu\text{m}$  para la cuarta y menos importante. Para restringir y caracterizar con mayor precisión la olivina presente en la superficie del asteroide (1951) Lick, empleamos el método *Modified Gaussian Model*, desarrollado por Sunshine et al. (1990) y descrito en la sección 5.3. Se trata de un acercamiento mejorado a la deconvolución espectral que representa con precisión las bandas de absorción como distribuciones matemáticas discretas, resolviendo las bandas compuestas de absorción en bandas individuales superpuestas a un continuo de fondo.

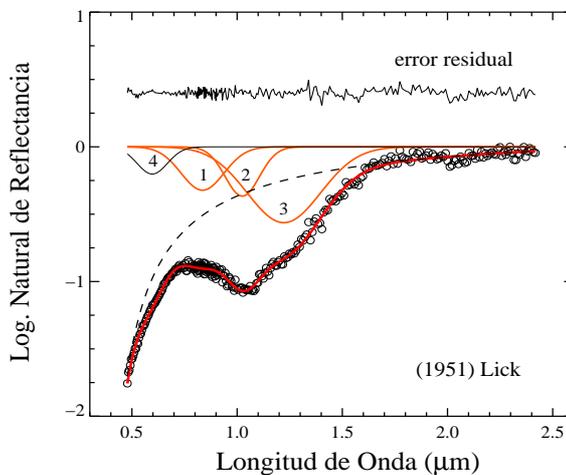


Figura 8.4: Espectro del asteroide (1951) Lick (círculos) ajustado mediante cuatro Gaussianas modificadas correspondientes a las bandas de absorción individuales que conforman la olivina, superpuestas con un continuo de fondo (línea discontinua). El error residual del ajuste (menor del 3%) se muestra en la parte superior, con un desplazamiento para mayor claridad. Las bandas individuales de diagnóstico se muestran en trazo más grueso, en color naranja.

Tabla 8.2: Valores de centros, anchuras ( $FWHM$ ) e intensidades de las tres principales bandas de absorción individuales obtenidas del ajuste MGM al espectro de (1951) Lick.

(1951) Lick	Centro ( $\mu\text{m}$ )	$FWHM$ ( $\mu\text{m}$ )	Intensidad (log natural)
Banda 1	0.835	0.240	-0.322
Banda 2	1.025	0.191	-0.366
Banda 3	1.222	0.411	-0.563

Hemos realizado un ajuste a nuestro espectro mediante el método MGM, usando como valores iniciales para los centros de las bandas los correspondientes a una composición de  $Fo_{50}$ , dejando el resto de parámetros libres. Cada posible solución que se obtiene es comparada con las gráficas de calibración definidas en Sunshine & Pieters (1998) (ver Figura 5.12) hasta que encontramos aquella que satisface de forma simultánea todas las restricciones para los anchos y las intensidades, que da valores de los centros de las bandas que proporcionan porcentajes de forsterita similares, y que tiene un residuo razonable (menos del 5%). Los valores que obtenemos para los centros, las anchuras y las intensidades de las bandas se muestran en la Tabla 8.2. La Figura 8.4 muestra las bandas individuales (en naranja), el continuo (línea discontinua) y el ajuste resultante superpuesto al espectro (línea roja), así como el error residual, en este caso inferior al 3%. Las relaciones entre los parámetros que caracterizan cada banda individual cumplen las restricciones que establecen las calibraciones mencionadas anteriormente, y se muestran en rojo en la Figura 8.5. Como puede verse en estos gráficos, esta solución obtenida está dentro de los rangos permitidos, por lo que puede considerarse como válida.

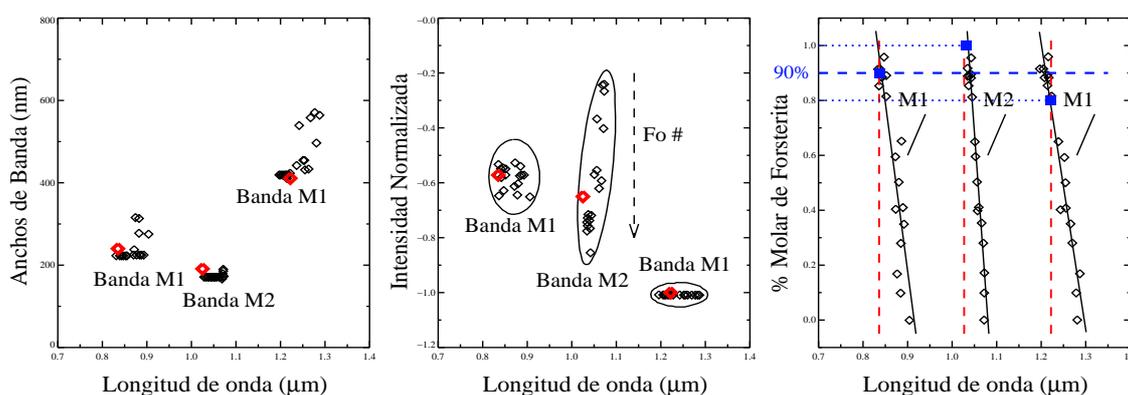


Figura 8.5: Gráficos de calibración para los ajustes realizados con el modelo MGM en el caso de composición de olivina. Los diamantes rojos corresponden a los valores obtenidos en nuestro ajuste (ver Tabla 8.2). Vemos que los centros de las bandas individuales dan una composición de un  $90 \pm 10\%$  de forsterita.

Los valores de los centros de las bandas de absorción individuales nos dan el porcentaje molar de forsterita, en este caso  $Fo_{90 \pm 10}$ , es decir, olivina rica en magnesio. Este valor es algo superior al que se encuentra para el meteorito Brachina ( $\sim Fo_{66}$ ), a pesar de que los espectros de ambos objetos se asemejen (ver Figura 8.3). Varios asteroides clasificados como tipo A analizados muestran resultados similares. Sunshine et al. (1998) aplicaron el método MGM a los asteroides (246) Asporina, (863) Benkoela y (289) Nenetta, obteniendo una composición de  $>Fo_{85}$  para los dos primeros y de aproximadamente  $Fo_{70}$  para el último. Posteriormente, Sunshine & Pieters (1998) encontraron una composición de  $>Fo_{80}$  para (246) Asporina usando un espectro con mayor resolución. Lucey et al. (1998) obtuvieron un valor de  $Fo_{95 \pm 5}$  para (289) Nenetta, (446) Aeternitas, (246) Asporina y (863) Benkoela comparando su espectro con el espectro de laboratorio de olivinas de diferentes composiciones. Sunshine et al. (2007) realizan un nuevo ajuste MGM del asteroide (1951) Lick y encuentran que está compuesto por olivina forsterítica, con  $Fo_{80}$ . En ese mismo trabajo, analizan mediante MGM un total de 9 asteroides, encontrando que 7 de ellos presentan una composición

altamente forsterítica, es decir, sus superficies están dominadas por olivina rica en magnesio.

Según los modelos de fundido parcial y de diferenciación actuales, las litologías ricas en olivina forsterítica son generadas como residuos de altos grados de fundido parcial de material condrítico. Así pues, el alto contenido en magnesio de (1951) Lick que hemos encontrado está de acuerdo con el que se encuentra para la mayoría de los asteroides tipo A estudiados hasta la fecha, indicando que probablemente se trata una muestra de un manto diferenciado de un objeto precursor condrítico.

### 8.1.3. Aplicación práctica: efectos del *space weathering* en la superficie de (1951) Lick

La pendiente espectral obtenida para (1951) Lick mediante una recta tangente a la banda de absorción centrada en  $1 \mu\text{m}$ , ha resultado ser anormalmente alta ( $1.820 \mu\text{m}^{-1}$ ) comparada con cualquiera de los otros asteroides que forman parte de nuestra base de datos. Ni siquiera entre los asteroides del cinturón principal que analizamos en el capítulo anterior, y que como vimos suelen tener pendientes espectrales superiores a los NEAs, encontramos un objeto que se acerque al caso de (1951) Lick.

Así, este valor extrañamente alto para la pendiente espectral de este objeto dio como resultado un estudio detallado de los efectos prolongados del *space weathering* sobre la superficie del asteroide, que realizamos en colaboración con el Dr. Rosario Brunetto, del Observatorio Astrofísico de Catania (Italia), y cuyos resultados se publicaron en Brunetto, de León, & Licandro (2007).

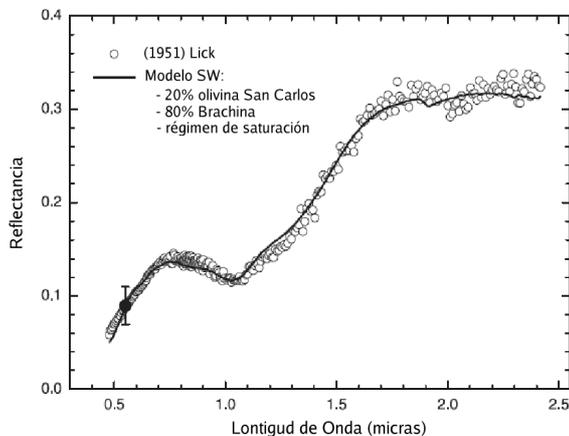


Figura 8.6: Mejor ajuste obtenido para el espectro de (1951) Lick mediante una combinación lineal de 80% del espectro del meteorito Brachina y 20% del espectro de la olivina San Carlos, ajustados ambos con el modelo de *space weathering* de Hapke (2001), en el régimen de saturación.

Brunetto et al. (2006a) usaron un láser ultravioleta con pulsos de nanosegundos, en condiciones de ablación<sup>2</sup> sobre las superficies de distintos silicatos. En dichos experimentos, las pendientes espectrales más altas se obtuvieron tras aplicar el láser sobre una olivina rica en magnesio (olivina San Carlos). Además de esto, observaron efectos de saturación claros, y que la ablación láser es eficiente para simular los procesos de bombardeo de micrometeoritos que tienen lugar en el espacio y que enrojecen la superficie de los asteroides.

<sup>2</sup>Cuando irradiamos una superficie con un láser, el régimen de ablación se obtiene cuando la intensidad de la luz del láser es lo suficientemente alta como para inducir una cantidad significativa de vaporización de material, de forma que se genere una columna densa de vapor.

Por tanto, en el caso del asteroide (1951) Lick, encontramos que el mejor ajuste al espectro se obtiene usando el modelo de *space weathering* de Hapke (Hapke 2001), en el que se considera un medio anfitrión de silicato con inclusiones de pequeñas esferas de hierro<sup>3</sup>, dentro del régimen de saturación y con una composición de 80 % de Brachina y un 20 % de olivina San Carlos. La presencia de la olivina San Carlos, altamente forsterítica (Fo<sub>90</sub>) puede explicar la diferencia que encontramos en la sección anterior entre (1951) Lick, con Fo<sub>90±10</sub>, y Brachina, con Fo<sub>~66</sub>. A partir de los resultados de Brunetto & Strazzulla (2005) y Brunetto et al. (2006b), en el que los autores encuentran una relación entre el efecto del *space weathering* y el tiempo de exposición a dicho efecto, encontramos que la superficie del asteroide (1951) Lick tiene una edad entre 10<sup>7</sup> – 10<sup>8</sup> años. Este resultado es como mínimo curioso: los tiempos de vida dinámicos de los NEAs son del orden de 10<sup>6</sup>-10<sup>7</sup> años, por lo que un tiempo de exposición al *space weathering* tan prolongado implica que la órbita de este asteroide debe ser extremadamente estable.

## 8.2. Asteroides tipo V: (6611) 1993 VW, (88188) 2000 XH<sub>44</sub> y 2003 YG<sub>118</sub>

Los NEAs tipo V son buenos análogos espectrales de los meteoritos acondritas basálticas (HED), del asteroide (4) Vesta y de otros asteroides tipo V del cinturón principal. Diferentes y numerosos trabajos se han llevado a cabo tratando de establecer la conexión entre estos tres grupos de objetos. Hardersen et al. (2004) mostraron que el asteroide basáltico del exterior del cinturón principal (1459) Magnya presentaba una composición en piroxeno con menor contenido en hierro que la que presenta (4) Vesta. Su conclusión principal fue que muy probablemente (1459) Magnya no está relacionado dinámicamente con Vesta. El estudio de 19 asteroides tipo V en las cercanías de (4) Vesta (Duffard et al. 2004) confirma también la existencia de distintos tipos de basaltos, quizás muestreando diferentes capas de (4) Vesta. Los autores no encontraron una correlación clara entre las mineralogías y la pertenencia o no a la familia dinámica de (4) Vesta.

Cruikshank et al. (1991) sugirieron que los NEAs tipo V (3551) Verenia, (3908) Nyx y (4055) Magellan eran objetos fragmentados de la destrucción de un clon de Vesta, no de Vesta propiamente. Por otro lado Migliorini et al. (1997) presentaron una aparente paradoja, dado que los 7 NEAs tipo V conocidos entonces, parecían ser demasiado jóvenes, desde el punto de vista dinámico, como para haberse originado en el mismo suceso que dio lugar a la familia dinámica de Vesta. Al mismo tiempo, eran demasiado grandes para ser posibles fragmentos de segunda generación.

En este capítulo analizamos la mineralogía de tres NEAs tipoV usando los mismos métodos que en el caso de (1951) Lick para inferir su composición superficial y entender mejor su posible conexión con (4) Vesta y los meteoritos HED.

### 8.2.1. Primer análisis mineralógico: método clásico

En la Figura 8.7 pueden apreciarse claramente las dos bandas de absorción típicas de los piroxenos, centradas en 1 y 2  $\mu\text{m}$ . Los valores de los parámetros espectrales obtenidos

<sup>3</sup>Estas nanoesferas son generadas por el bombardeo de micrometeoritos sobre la superficie del objeto y se depositan en forma de cubierta o dentro de los aglutinados de silicatos.

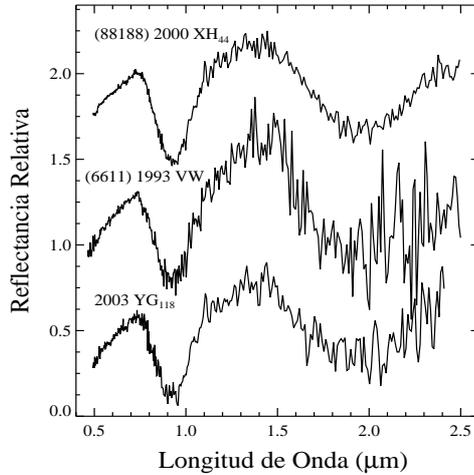


Figura 8.7: Espectro visible e infrarrojo cercano de los NEAs tipo V que se van a analizar en este capítulo. Todos los espectros se han normalizado a la unidad en  $0.55\mu\text{m}$  y se han desplazado verticalmente para mayor claridad. Los asteroides (6611) 1993 VW y 2003 YG<sub>118</sub> presentan bastante ruido en la región de  $2\mu\text{m}$ . Para (6611) 1993 VW se dispone de otro espectro infrarrojo perteneciente a otra base de datos y con mejor señal, por lo que se emplea también para determinar los parámetros espectrales.

siguiendo el método clásico desarrollado por Cloutis et al. (1986) fueron calculados en el capítulo 7 y se muestran en la Tabla 8.3. Igualmente mostramos los valores obtenidos en esta tesis para el asteroide (4) Vesta, así como los publicados por otros autores (Gaffey 1997, Vernazza et al. 2005). El contenido en  $\text{Fe}^{+2}$ , [Fs], y en  $\text{Ca}^{+2}$ , [Wo], del piroxeno se ha calculado siguiendo el conjunto de ecuaciones definidas por Gaffey et al. (2002) y que mostramos en el capítulo 5.

Tabla 8.3: Parámetros espectrales para los 3 NEAs tipo V analizados en este capítulo. Comparamos con otros 2 NEAs de tipo V observados en otros surveys, pero analizados en esta tesis, así como los valores obtenidos para (4) Vesta por otros autores. Se indica además el contenido en hierro (Fs) y en calcio (Wo) de los piroxenos presentes en la superficie de los objetos.

Objeto	Cent.I [ $\mu\text{m}$ ]	Cent.II [ $\mu\text{m}$ ]	BAR	[Wo] (mol %)	[Fs] (mol %)
(6611) 1993 VW	$0.935 \pm 0.005$	$1.975 \pm 0.030$	$1.69 \pm 0.22$	$11 \pm 4$	$46 \pm 5$
(88188) 2000 XH <sub>44</sub>	$0.932 \pm 0.005$	$1.954 \pm 0.010$	$1.78 \pm 0.01$	$9 \pm 4$	$40 \pm 5$
2003 YG <sub>118</sub>	$0.929 \pm 0.004$	$1.936 \pm 0.030$	$1.67 \pm 0.26$	$8 \pm 4$	$36 \pm 5$
(3908) Nyx	$0.933 \pm 0.005$	$1.923 \pm 0.005$	$2.17 \pm 0.01$	$10 \pm 4$	$32 \pm 5$
(4055) Magellan	$0.930 \pm 0.005$	$1.920 \pm 0.005$	$2.21 \pm 0.07$	$9 \pm 4$	$31 \pm 5$
(4) Vesta <sup>a</sup>	$0.936 \pm 0.001$	$1.969 \pm 0.005$	2.74	$8 \pm 4$	$46 \pm 5$
(4) Vesta <sup>b</sup>	$0.924 \pm 0.002$	$1.960 \pm 0.030$	2.05-2.68	$6 \pm 4$	$34-51 \pm 5$
(4) Vesta <sup>c</sup>	$0.930 \pm 0.010$	$1.976 \pm 0.020$	$2.26 \pm 0.01$	$9 \pm 4$	$46 \pm 5$

<sup>a</sup> Gaffey (1997); <sup>b</sup> Vernazza et al. (2005); <sup>c</sup> Este trabajo

Como puede verse en la Tabla 8.3, el valor medio del centro de la Banda I para los tres asteroides está en torno a  $0.93\mu\text{m}$ . El valor del centro de la Banda II muestra algo más de dispersión, variando entre  $1.936$  y  $1.975\mu\text{m}$ , si bien no es significativa si consideramos las barras de error. Lo mismo ocurre para el cociente de las áreas, quizás más pequeño de lo esperado para asteroides tipo V (típicamente  $\text{BAR} > 2$ ), y probablemente subestimado por el ruido del espectro. No obstante, el contenido en hierro y en calcio de la mezcla de piroxenos presente en la superficie de los tres objetos es bastante similar.

Para los otros dos NEAs tipo V analizados en esta tesis, los centros de la Banda I

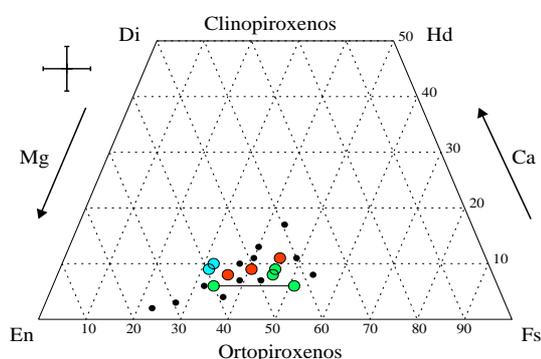


Figura 8.8: Tetraedro composicional del piroxeno con la posición de los 3 NEAs tipo V analizados en este capítulo (círculos rojos) y los otros NEAs tipo V presentes en este trabajo de tesis (círculos azules). Los diferentes resultados composicionales para el asteroide (4) Vesta mostrados en la Tabla 8.3 se indican con círculos verdes. Los círculos negros corresponden a las composiciones de los asteroides MBs tipo V analizados en el capítulo anterior. Todos los objetos se sitúan en la zona de los ortopiroxenos, concretamente de la pigeonita.

coinciden con los NEAs anteriores, mientras la segunda banda de absorción se encuentra a longitudes de onda algo inferiores. Esto se refleja en la posición de los objetos en el tetraedro composicional del piroxeno (círculos azules en la Figura 8.8), indicando un menor contenido en hierro de los piroxenos que forman su superficie. En el caso de Gaffey (1997) y Vernazza et al. (2005), ambos autores observaron (4) Vesta a distintos ángulos de fase y con diferentes ángulos de rotación respectivamente, y los valores de centros y cociente de áreas que se indican en la Tabla 8.3 corresponden al promedio de los resultados obtenidos. Hemos situado los valores correspondientes a los ángulos de rotación extremos obtenidos por Vernazza et al. (2005) para (4) Vesta, unidos por una recta en la Figura 8.8. La variación composicional que se observa debido a la rotación del asteroide cubre el rango de variación que encontramos para los NEAs analizados. No obstante, esta variación en cuanto a contenido en Fe es inferior a la dispersión que muestran los asteroides tipo V del cinturón principal que se encuentran en las cercanías de (4) Vesta (círculos negros).

Considerando las barras de error asociadas a la determinación del contenido molar de hierro y calcio, podemos decir que los NEAs analizados presentan una composición similar. Los objetos se sitúan en la zona de los ortopiroxenos, con un contenido medio en  $\text{Fe}^{2+}$ , concretamente en la región de las pigeonitas (ver Figura A.7 en el Apéndice A). El contenido en calcio indica la posible presencia de clinopiroxeno en la superficie. La posición de los objetos en el tetraedro composicional nos indica que la proporción de ortopiroxeno en la mezcla será alta.

La Figura 8.9, muestra los valores de los centros de las Bandas I y II de los asteroides estudiados, superpuestos a los piroxenos terrestres de la calibración de Adams (1974). Las líneas punteadas indican las dos nuevas regiones definidas en este trabajo de tesis para las eucritas y las diogenitas, utilizando los centros que aparecen en la Tabla 6.1 del capítulo de revisión de parámetros espectrales, e incluyendo los meteoritos HED de Gaffey et al. (1993).

Los NEAs tipo V (círculos rojos y celestes) aparecen dispersos en la zona intermedia entre las eucritas y las diogenitas, justo en la región de transición entre los orto y los clinopiroxenos. Esta ubicación en este gráfico es coherente con la posición en el tetraedro composicional anterior, puesto que las diogenitas están compuestas principalmente de ortopiroxeno, mientras que las eucritas se componen de pigeonita. Los tres círculos verdes corresponden a los valores promedio obtenidos por Gaffey (1997) (a) y por Vernazza et al.

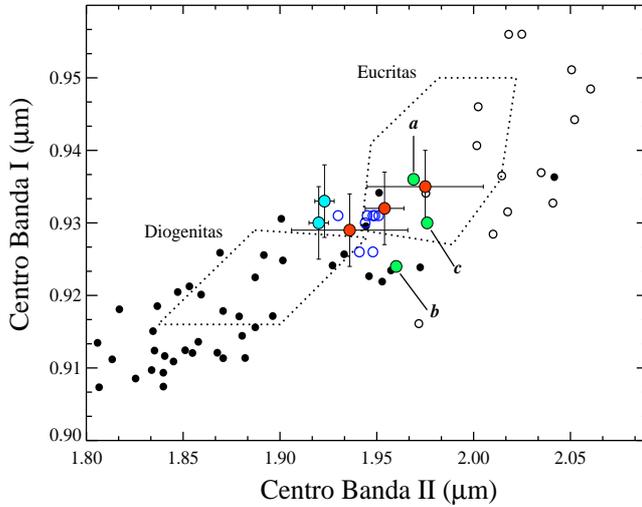


Figura 8.9: Centro Banda II *vs.* Centro Banda I para los asteroides NEAs tipo V estudiados en este capítulo (círculos rojos) y para otros NEAs tipo V de nuestra base de datos (círculos celestes). Los valores para (4) Vesta que se indican en la Tabla 8.3 se muestran en verde. En violeta se muestran los datos del asteroide (1459) Magnya, corregidos del efecto de temperatura, según Hardersen et al. (2004). Las líneas de puntos marcan la región de las eucritas y las diogenitas, definidas con los datos de la Tabla 6.1 y los meteoritos HED de Gaffey et al. (1993).

(2005) (b), y los obtenidos en esta tesis para (4) Vesta. Los círculos violetas son los valores obtenidos por Hardersen et al. (2004) para el asteroide (1459) Magnya y corregidos de los efectos de la temperatura. Magnya se encuentra a las afueras del cinturón principal y por tanto está algo más frío que Vesta. Los autores tienen en cuenta esta diferencia de temperatura y la aplican a los centros de las bandas que obtienen. Diversos experimentos de laboratorio han encontrado que un aumento en la temperatura de la muestra implica ligeros desplazamientos de la posición de las bandas de absorción hacia longitudes de onda mayores (Moroz et al. 2000). No obstante, en el caso de los NEAs tipo V, estas variaciones debidas a la temperatura se encuentran dentro de las barras de error.

Para restringir más estos resultados, aplicamos a continuación el método MGM, tal y como hicimos en la sección 8.1 para el asteroide (1951) Lick.

### 8.2.2. Método MGM

Aplicamos en esta sección el método MGM a los espectros de los tres NEAs tipo V, (6611) 1993 VW, (88188) 2000 XH<sub>44</sub> y 2003 YG<sub>118</sub>. Por su tipo taxonómico y el análisis de parámetros espectrales que hemos realizado en la sección anterior, sabemos que los tres objetos están compuestos en su superficie por una mezcla de orto y clinopiroxeno, siendo la fase más abundante el ortopiroxeno.

Para no guiar demasiado el proceso de ajuste, partimos de una composición intermedia Opx/Cpx de 50/50, y dejamos todos los parámetros libres. Trabajar con dos tipos de piroxenos implica utilizar un mínimo de 5 bandas de absorción individuales: dos bandas en 1 y 2  $\mu\text{m}$  del ortopiroxeno, otras dos bandas en las mismas regiones para el clinopiroxeno, y una tercera banda en 1.2  $\mu\text{m}$  asociada al clinopiroxeno<sup>4</sup>. Esto hace un total de  $5 \times 3 = 15$ , más 2 parámetros asociados al continuo, 17 parámetros libres en el ajuste, como mínimo. Con semejante cantidad de parámetros, las restricciones que introducen las calibraciones

<sup>4</sup>Las bandas en 1 y 2  $\mu\text{m}$  se deben al ión  $\text{Fe}^{2+}$  en el sitio de coordinación M2. En el clinopiroxeno, los cationes de  $\text{Ca}^{2+}$  (mayores) sustituyen a los de  $\text{Mg}^{2+}$  en dicho sitio. Esto hace que el  $\text{Fe}^{2+}$  sea más abundante en el sitio M1 y aparezcan más absorciones individuales, siendo la más intensa la que aparece en 1.2  $\mu\text{m}$ .

Tabla 8.4: Parámetros finales de las bandas de absorción individuales empleadas para realizar el ajuste MGM a los tres asteroides tipo V estudiados, usando en los tres casos como valores iniciales los correspondientes a una mezcla de Opx/Cpx de 50/50. Las bandas de diagnóstico individuales se muestran en negrita.

	Centro ( $\mu\text{m}$ )	<i>FWHM</i> ( $\mu\text{m}$ )	Intensidad (log natural)	Continuo y error de ajuste
(6611) 1991 VW				
Banda 1	0.297	0.857	-9.092	
Banda 2	0.454	0.203	-0.341	
Banda 3	0.644	0.164	-0.206	Constante
<b>Banda 4</b>	<b>0.888</b>	<b>0.203</b>	<b>-0.611</b>	0.54
<b>Banda 5</b>	<b>0.984</b>	<b>0.187</b>	<b>-0.308</b>	Pendiente
Banda 6	1.165	0.287	-0.244	-1.02E-05
<b>Banda 7</b>	<b>1.850</b>	<b>0.523</b>	<b>-0.665</b>	Error
<b>Banda 8</b>	<b>2.280</b>	<b>0.559</b>	<b>-0.402</b>	10 %
Banda 9	2.249	0.502	-0.190	
(88188) 2000 XH <sub>44</sub>				
Banda 1	0.298	0.086	-0.910	
Banda 2	0.455	0.281	-0.409	Constante
Banda 3	0.667	0.158	-0.133	0.48
<b>Banda 4</b>	<b>0.908</b>	<b>0.197</b>	<b>-0.604</b>	Pendiente
<b>Banda 5</b>	<b>0.984</b>	<b>0.187</b>	<b>-0.198</b>	-9.31E-07
Banda 6	1.165	0.289	-0.125	Error
<b>Banda 7</b>	<b>1.904</b>	<b>0.534</b>	<b>-0.472</b>	3 %
<b>Banda 8</b>	<b>2.226</b>	<b>0.563</b>	<b>-0.172</b>	
2003 YG <sub>118</sub>				
Banda 1	0.298	0.086	-0.930	
Banda 2	0.429	0.282	-0.484	Constante
Banda 3	0.662	0.160	-0.161	0.52
<b>Banda 4</b>	<b>0.898</b>	<b>0.195</b>	<b>-0.543</b>	Pendiente
<b>Banda 5</b>	<b>0.977</b>	<b>0.188</b>	<b>-0.217</b>	-3.01E-06
Banda 6	1.165	0.289	-0.147	Error
<b>Banda 7</b>	<b>1.854</b>	<b>0.544</b>	<b>-0.417</b>	5 %
<b>Banda 8</b>	<b>2.254</b>	<b>0.561</b>	<b>-0.207</b>	

de laboratorio cobran muchísima importancia. Además de las restricciones establecidas por Sunshine & Pieters (1993), los centros de las bandas individuales asociadas al orto y al clinopiroxeno, deben estar dentro de los rangos de variación que se observan para los piroxenos terrestres (Adams 1974). La posición de la primera banda de absorción debe estar entre 0.90 - 0.94  $\mu\text{m}$  para el Opx, y 0.92 - 1.06  $\mu\text{m}$  para el Cpx; para la segunda banda de absorción debemos movernos entre 1.78 - 2.00  $\mu\text{m}$  para el Opx y entre 2.00 - 2.35  $\mu\text{m}$  para el Cpx.

Ajustamos los espectros de los tres asteroides tipo V partiendo de una composición inicial a partes iguales de orto y clinopiroxeno y dejando todos los parámetros libres, hasta alcanzar el ajuste con el menor error residual, y cuyas bandas individuales cumplan las restricciones de laboratorio. La Tabla 8.4 muestra la posición de los centros, el ancho y la amplitud (o intensidad) de cada una de las bandas individuales, así como los valores asociados al continuo y el error residual para cada objeto. Las bandas individuales de diagnóstico, correspondientes al orto y al clinopiroxeno, se muestran en negrita. La Figura

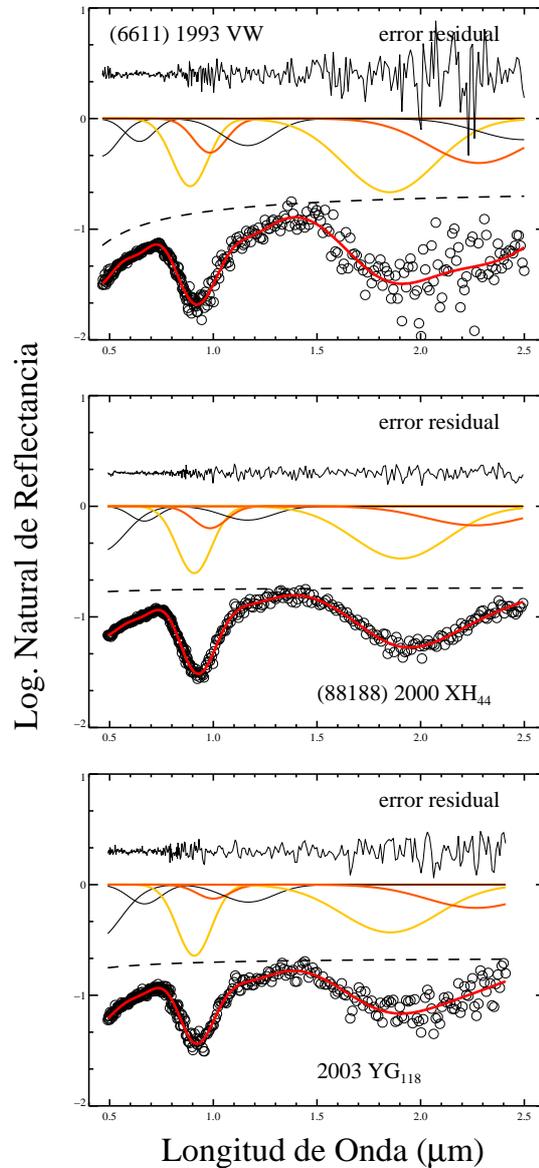


Figura 8.10: Ajuste MGM para los tres asteroides estudiados, mostrando el ajuste (línea roja gruesa), el continuo (línea discontinua), las bandas individuales y el residuo correspondiente (con un *offset* para mayor claridad). Las bandas individuales correspondientes al ortopiroxeno (LCP) se muestran en amarillo, mientras que las del clinopiroxeno (HCP) se muestran en naranja.

8.10 muestra el resultado del mejor ajuste para cada uno de los asteroides (en rojo). Las bandas individuales del ortopiroxeno se indican en amarillo, y las del clinopiroxeno en naranja. El continuo lineal en energía aparece en línea discontinua.

Analicemos los resultados obtenidos para las bandas de diagnóstico individuales. Los centros de las bandas se encuentran dentro de los rangos esperados para los piroxenos terrestres. Quizás la posición de la primera banda de absorción para el ortopiroxeno del asteroide (6611) 1993 VW es algo baja. Según vimos en el capítulo 5, valores inferiores a

0.9  $\mu\text{m}$  suelen indicar cierto grado de exposición del mineral, o un contenido en aluminio no despreciable. Los anchos de las bandas se encuentran también dentro de los rangos de variación esperados.

En el caso de las intensidades o amplitudes, obtenemos el parámetro CBSR, definido en la sección 5.3.2. El valor de este parámetro nos da un porcentaje correspondiente de clinopiroxeno, que debe ser similar en las regiones de 1 y 2  $\mu\text{m}$  para que el resultado sea válido (siempre que las diferencias estén dentro del 10% el resultado se considera óptimo). La Figura 8.11 muestra en el gráfico de calibración los valores de CBSR en ambas regiones para los tres NEAs tipo V, así como los porcentajes de clinopiroxeno que se infieren de dicha calibración. Estos resultados se indican en la Tabla 8.5, donde también podemos ver los valores para el asteroide (4) Vesta (Vernazza et al. 2005) y para el asteroide tipo V (4188) Kitezh y el meteorito eucrita Bouvante (Sunshine et al. 2004). El porcentaje promedio de  $33.0 \pm 2.4\%$  de Cpx que encontramos para el NEA (88188) 2000 XH<sub>44</sub>, es el que más se asemeja al de (4) Vesta. El NEA 2003 YG<sub>118</sub> presenta un porcentaje de Cpx de  $41.9 \pm 4.1\%$  y (6611) 1993 VW un  $49.6 \pm 4.1\%$ .

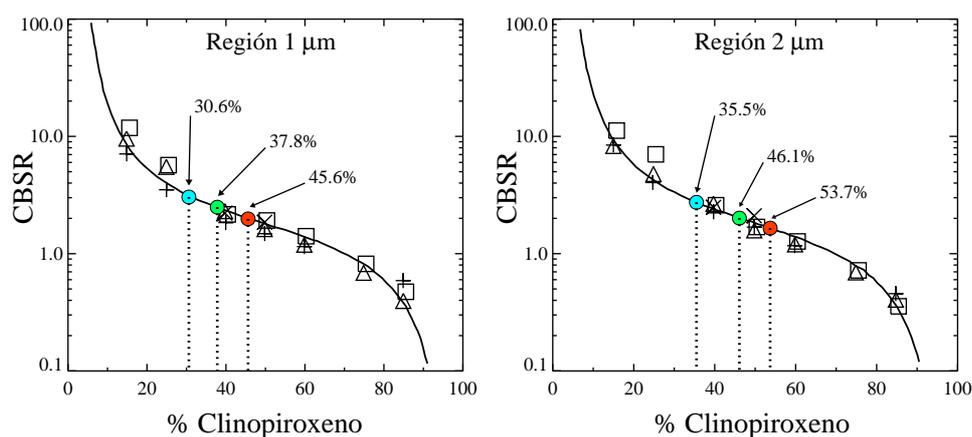


Figura 8.11: Valores del parámetro CBSR en las regiones de 1 y 2  $\mu\text{m}$  para los NEAs tipo V (6611) 1993 VW (círculo rojo), (88188) 2000 XH<sub>44</sub> (círculo celeste) y 2003 YG<sub>118</sub> (círculo verde). Se indican los porcentajes de clinopiroxeno correspondientes a cada valor de CBSR. Estos porcentajes deben ser similares en ambas regiones.

Tabla 8.5: Valores del parámetro CBSR y porcentaje de clinopiroxeno para los 3 NEAs tipo V analizados, comparados con los obtenidos para los asteroides (4) Vesta y (4188) Kitezh y el meteorito eucrita Bouvante.

Objeto	CBSR	% Cpx	Cpx/(Cpx+Opx)
(6611) 1993 VW	1.98–1.65	45.6–53.7	0.45–0.54
(88188) 2000 XH <sub>44</sub>	3.04–2.74	30.6–35.5	0.30–0.35
2003 YG <sub>118</sub>	2.49–2.01	37.8–46.1	0.37–0.46
(4) Vesta <sup>a</sup>	3.00–2.73	31.1–35.5	0.31–0.35
(4188) Kitezh <sup>b</sup>	3.60–2.50	28.3–37.1	0.28–0.37
Bouvante <sup>b</sup>	3.30–2.30	30.4–39.7	0.30–0.40

<sup>a</sup> Vernazza et al. (2005); <sup>b</sup> Sunshine et al. (2004)

### 8.2.3. Aplicación práctica: procesos de diferenciación

En este punto hay que aclarar que típicamente se suele hablar de orto y clinopiroxenos para referirnos a piroxenos con bajo y alto contenido en calcio. No obstante, la clasificación en orto- y clino- tiene que ver con la simetría del cristal, no con la cantidad de calcio. De hecho, los piroxenos con bajo contenido en calcio, o LCP (*Low-Calcium Pyroxene*), pueden tener estructuras tanto de orto- como de clino-. Lo que ocurre es que la mayoría de los HCP (*High-Calcium Pyroxene*) poseen estructura de clino-, por lo que se suele hablar de clinopiroxenos para referirnos a piroxenos con alto contenido en calcio.

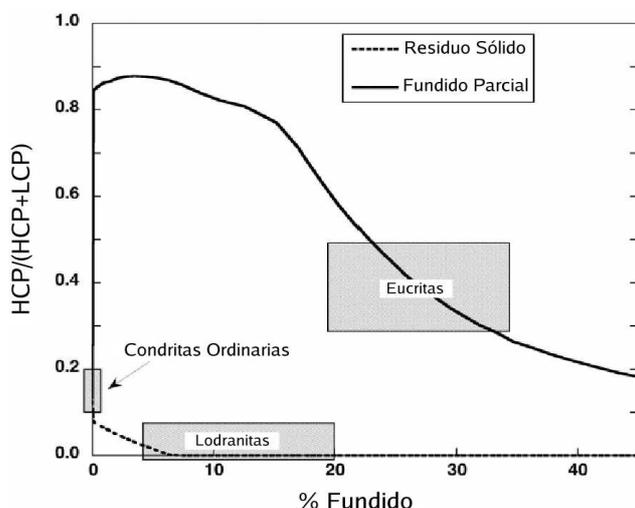


Figura 8.12: Porcentaje de HCP en los residuos sólidos y en el fundido parcial cristalizado resultantes de un precursor de tipo condrita H, en función del porcentaje de fundido. Los contenidos en HCP superiores al 30 % son indicativos de fundidos parciales (eucritas), mientras que contenidos inferiores al 10 % indican que estamos ante residuos sólidos (por ejemplo, lodranitas). Figura extraída de Sunshine et al. (2004).

Sunshine et al. (2004) muestran que el piroxeno con alto contenido en calcio o HCP en los asteroides puede usarse como un indicador de procesos de diferenciación, y que por tanto resulta de utilidad para trazar la historia ígnea del objeto. Durante el fundido parcial temprano del material precursor de tipo condritico, la troilita (FeS), el HCP y la plagioclasa son incorporados de forma preferente al fundido parcial, y por tanto desaparecen completamente del residuo resultante. Así que las abundancias de HCP en las condritas, se encontrarían entre las de las acondritas primitivas (residuos de fundido parcial, como por ejemplo las lodranitas) y las de las acondritas basálticas (resultado de la cristalización de fundidos parciales, por ejemplo las eucritas). Utilizando el programa MELTS (Ghiorso & Sack 1995), Sunshine et al. (2004) calculan la composición del fundido parcial y del residuo sólido para el proceso de fundido de una condrita ordinaria promedio de tipo H (Figura 8.12). Así, contenidos en HCP superiores al 30% serían indicativos de fundidos parciales (eucritas), mientras que contenidos inferiores al 10% indicarían que estamos ante residuos sólidos (lodranitas).

Los porcentajes de clinopiroxeno (o HCP) obtenidos por Sunshine et al. (2004) usando un ajuste MGM para el meteorito Bouvante (entre el 30 y el 40%) están en buen acuerdo con los análisis modales realizados mediante microsondas de electrones en laboratorio, que dan un porcentaje de 32% de HCP para esta eucrita, demostrando el buen comportamiento del método. En el caso de los tres NEAs tipo V analizados en este capítulo, así como el asteroide (4188) Kitezh (vestoide), los porcentajes obtenidos de HCP, están dentro del

rango asociado a las eucritas (entre 0.3 y 0.5 en la Figura 8.12). Esto es coherente con los resultados que encontramos mediante el método clásico, que situaba nuestros asteroides cerca de la región definida para las eucritas en el espacio de los centros de las bandas. Además, los valores relativamente altos de HCP que encontramos en nuestros objetos son indicativos de amplios procesos de diferenciación, requiriendo en los tres casos entre un 20 y un 30 % de fundido parcial de un precursor condritico.

### 8.3. Asteroide tipo S (30825) 1990 TG<sub>1</sub>

Presentamos en esta sección un ejemplo de ajuste empleando el método MGM para el asteroide (30825) 1990 TG<sub>1</sub>. Este asteroide está clasificado como tipo S, y su análisis utilizando el método clásico, nos da unos valores de Centro Banda I =  $0.990 \pm 0.005 \mu\text{m}$  y BAR =  $0.372 \pm 0.038$ , que lo colocan directamente sobre la línea de mezcla de olivina y ortopiroxeno definida por Cloutis et al. (1986) (ver Figura 5.5). Así pues, utilizamos este dato como información de entrada para el ajuste MGM: incluimos las bandas individuales asociadas a la olivina (FO<sub>50</sub>) y al ortopiroxeno, descartando otras fases minerales. Esto simplifica el análisis lo suficiente como para hacerlo viable. En este caso, las restricciones que deben cumplirse son las asociadas a la olivina, puesto que no tenemos sino un tipo de piroxeno, y no podemos calcular el CBSR como en la sección anterior. Sin embargo debemos asegurarnos de que los valores de centros, anchos e intensidades del ortopiroxeno se encuentren dentro del rango que se observa para los piroxenos terrestres (Sunshine & Pieters 1993).

Tabla 8.6: Valores de centros, anchuras (*FWHM*) e intensidades de las bandas de absorción individuales obtenidas del ajuste MGM al espectro del NEA tipo S (30825) 1990 TG<sub>1</sub>. Hemos separado en la tabla los resultados para las bandas de la olivina y del ortopiroxeno. Las bandas de diagnóstico de ambos minerales se muestran en negrita.

	Centro ( $\mu\text{m}$ )	<i>FWHM</i> ( $\mu\text{m}$ )	Intensidad (log natural)	Continuo y error de ajuste
Banda 1	0.280	0.093	-0.979	
<b>Banda 2</b>	0.859	0.226	-0.136	
<b>Banda 3</b>	1.047	0.173	-0.137	Constante
<b>Banda 4</b>	1.231	0.445	-0.220	0.74
Banda 5	0.376	0.322	-0.199	Pendiente
Banda 6	0.638	0.129	-0.049	-1.34E-05
<b>Banda 7</b>	0.939	0.181	-0.138	Error
Banda 8	1.151	0.279	-0.037	2%
<b>Banda 9</b>	1.917	0.547	-0.203	
Banda 10	2.500	0.504	-0.145	

La Tabla 8.6 muestra la posición de los centros, así como los valores de las anchuras y las intensidades de las bandas individuales de la olivina y el ortopiroxeno. Las bandas de diagnóstico de ambos minerales se indican en negrita (Bandas 2, 3, y 4 para la olivina, Bandas 7 y 9 para el ortopiroxeno). La Figura 8.13 muestra el mejor ajuste obtenido (en rojo), con un error por debajo del 2%. Las bandas de diagnóstico de la olivina aparecen en amarillo y las del ortopiroxeno en naranja.

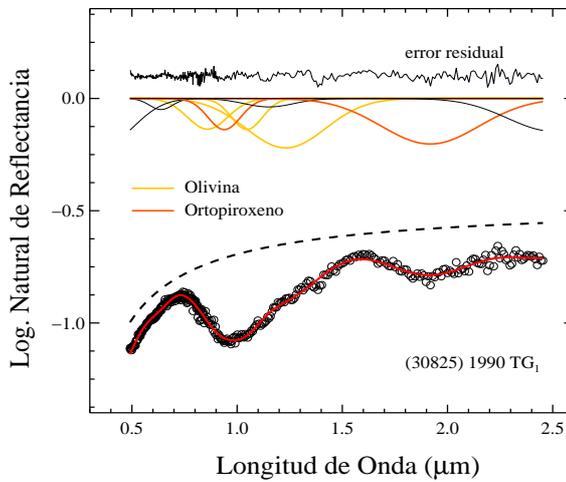


Figura 8.13: Ajuste MGM para el asteroide tipo S (30825) 1990 TG<sub>1</sub>. La curva en rojo muestra el resultado del mejor ajuste, mientras que las bandas individuales de diagnóstico de la olivina se muestran en amarillo, y las correspondientes al ortopiroxeno en naranja. El error residual de este ajuste es mejor del 2%.

Si situamos los valores de los centros y los cocientes de intensidades de las bandas de la olivina en los correspondientes diagramas de calibración (Figura 8.5), obtenemos una composición de  $\text{Fo}_{70\pm 4}$ . Es más, los centros de las bandas de diagnóstico del ortopiroxeno empleado, Centro I =  $0.939 \mu\text{m}$ , Centro II =  $1.917 \mu\text{m}$  pueden usarse para obtener el contenido en hierro y en calcio de este mineral, utilizando el conjunto de ecuaciones definidas por Gaffey et al. (2002) y que apuntamos en la sección 5.2.2. Con dichos valores, obtenemos una composición de  $\text{Wo}_{12\pm 4}$  y  $\text{Fs}_{37\pm 5}$ , acorde con lo que se espera para un ortopiroxeno (porcentaje molar pequeño para Wo, que da cuenta del contenido en calcio). Usando el valor de BAR y la ecuación 5.1 definida por Cloutis et al. (1986) para mezclas de olivina y ortopiroxeno, obtenemos un porcentaje de olivina en la superficie del objeto del  $\sim 80\%$ .

## 8.4. Conclusiones

El análisis de los espectros de reflexión de diferentes asteroides empleando el método MGM en este capítulo nos ha proporcionado información composicional sobre su superficie. En el caso de los asteroides tipo A, concretamente el asteroide (1951) Lick, las conclusiones más importantes que se derivan de dicho análisis pueden resumirse del siguiente modo:

- Analizamos el asteroide (1951) Lick (tipo A) mediante el método clásico definido por Cloutis et al. (1986) y encontramos que su pendiente espectral es anormalmente alta, comparada con las que obtenemos para otros asteroides del mismo tipo. Además, su espectro de reflexión una vez eliminado el continuo se asemeja mucho con la curva espectral del meteorito Brachina, compuesto principalmente por olivina.
- El análisis MGM de (1951) Lick indica que su superficie está compuesta por olivina forsterítica o rica en magnesio ( $\text{Fo}_{90\pm 10}$ ). Esto sugiere que probablemente se trate de una muestra de un manto diferenciado de un objeto precursor formado por material condrítico. Sunshine et al. (2007) encuentran que la mayoría de los asteroides tipo A analizados presentan una composición de olivina forsterítica.

- La pendiente extrañamente alta de (1951) Lick, se reproduce con bastante exactitud aplicando un modelo de *space weathering* en régimen de saturación (pulsos de láser) a los espectros combinados de un 80 % del meteorito Brachina (Fo<sub>66</sub>) y un 20 % de la olivina San Carlos (Fo<sub>90</sub>). El resultado indica que la superficie del asteroide ha estado expuesta a los efectos del *space weathering* entre 10<sup>7</sup> y 10<sup>8</sup> años. Teniendo en cuenta que se trata de un MC, esta edad implica una órbita extremadamente estable para el objeto.

Para los asteroides tipo V estudiados en este capítulo, (6611) 1993 VW, (88188) 2000 XH<sub>44</sub> y 2003 YG<sub>118</sub>, las conclusiones que hemos obtenido son las siguientes:

- El análisis de los espectros de reflexión de los tres NEAs tipo V utilizando el método clásico, o de parámetros espectrales, nos muestra que los tres asteroides presentan una composición similar a que se observa para (4) Vesta. El contenido en hierro y en calcio que obtenemos a partir de la posición de sus bandas de absorción a 1 y 2  $\mu\text{m}$  es de Fs<sub>36-46</sub> y Wo<sub>8-11</sub> respectivamente, y está en buen acuerdo con el que obtienen diferentes autores para (4) Vesta. Los centros de las bandas de absorción de los tres asteroides los sitúan además en la región asociada a las eucritas (meteoritos HED). La localización de los objetos en el tetraedro composicional del piroxeno sugiere que la superficie de los mismos está formada por una mezcla de orto y clinopiroxeno, siendo el primero mucho más abundante.
- La aplicación del método MGM a los tres NEAs tipo V nos da resultados que están en buen acuerdo con los obtenidos con el método clásico. Mediante el cociente de las intensidades de las bandas individuales de diagnóstico del orto y el clinopiroxeno, en la región de 1 y 2  $\mu\text{m}$  (CBSR), podemos deducir el porcentaje de clinopiroxeno o Cpx en la superficie del objeto. Encontramos que este porcentaje es de  $\sim 49\%$  para (6611) 1993 VW,  $\sim 33\%$  para (88188) 2000 XH<sub>44</sub> y  $\sim 42\%$  para 2003 YG<sub>118</sub>.
- Los porcentajes de clinopiroxeno o HCP obtenidos tanto para nuestros asteroides como para el resto de objetos son indicativos de amplios procesos de diferenciación (Sunshine et al. 2004), requiriendo en todos los casos entre el 20 y el 30 % de fundido parcial de un precursor compuesto de material condrítico. Esto es comparable con el grado de fundido que dio origen a los meteoritos eucritas, sugiriendo una historia geológica comparable para estos asteroides y/o sus posibles progenitores, así como del asumido progenitor de las eucritas, el asteroide (4) Vesta.

Hemos incluido un ejemplo de ajuste MGM al asteroide tipo S (30825) 1990 TG<sub>1</sub>, compuesto principalmente por olivina ( $\sim 80\%$ ) y ortopiroxeno. El ajuste MGM del asteroide nos ha permitido obtener el contenido en hierro de la olivina (Fo<sub>70 $\pm$ 4</sub>) y la posición de las bandas de diagnóstico del ortopiroxeno, que a su vez nos ha servido para, usando las ecuaciones asociadas al método clásico, caracterizar la composición del mismo (Wo<sub>12 $\pm$ 4</sub> y Fs<sub>37 $\pm$ 5</sub>). Este es pues un buen ejemplo del uso combinado de ambos métodos. La mayoría de los asteroides tipo S, sin embargo, están compuestos por más fases minerales, como el clinopiroxeno y el feldespato. Esta variedad de componentes hace que el análisis MGM de estos asteroides resulte más laborioso. Además, la ausencia de calibraciones de laboratorio

apropiadas para establecer restricciones dificulta aún más esta tarea. No obstante, hemos visto con este ejemplo que el uso combinado del método clásico de parámetros espectrales y el MGM nos da una descripción bastante detallada de la composición superficial del asteroide, lo que nos motiva a aplicar, como trabajo futuro, el MGM a todos los objetos de nuestra base de datos.



# 9

---

## Conclusiones y trabajo futuro

A continuación enumeramos de forma ordenada y siguiendo el desarrollo que hemos planteado a lo largo del documento, los principales resultados que se han obtenido en esta tesis doctoral. La conclusión más importante y que constituye el principal aporte de este trabajo se describe en los puntos 5 y 6.

1. Para poder desarrollar esta tesis doctoral hemos realizado un survey espectroscópico de asteroides cercanos a la Tierra, que hemos denominado NEOSS (De Leon et al. 2006). Se trata de una base de datos compuesta de espectros en el rango visible e infrarrojo cercano de un total de 105 objetos, entre los que se incluyen 75 asteroides cercanos a la Tierra (NEAs) y *Mars Crossers* (MCs), 27 asteroides en órbitas cometarias (ACOs) y 12 asteroides del cinturón principal. Los 105 objetos que constituyen esta base de datos se observaron a lo largo de 28 noches, entre los años 2002 y 2007, empleando para ello los telescopios y la instrumentación del Observatorio del Roque de los Muchachos. Además de nuestras propias observaciones, hemos hecho un esfuerzo de recopilación de todos los espectros de reflexión tanto de NEAs como de asteroides del cinturón principal disponibles en otras bases de datos para aumentar la muestra a analizar.
2. Hemos revisado y mejorado las regiones definidas por Gaffey et al. (1993) en el espacio de parámetros BAR *vs.* Centro Banda I para los grupos de meteoritos más importantes. Esta es una de las dos calibraciones fundamentales para el análisis mineralógico que presentamos. Utilizando un conjunto más numeroso y homogéneo de espectros de meteoritos, pertenecientes a la base de datos RELAB, redefinimos las regiones asociadas a las condritas ordinarias (OC) y las acondritas basálticas (BA).

La nueva región OC definida mantiene aproximadamente la forma general delimitada por Gaffey et al. (1993), si bien se solapa con la nueva región BA entre 1.3 y 1.4. Desaparece por tanto la separación que existía entre ambas regiones y se intuye una tendencia hacia una transición más continua entre ambos grupos de meteoritos. Analizando los espectros de cinco meteoritos acondritas basálticas para diferentes tamaños de partículas, hemos encontrado un aumento promedio de  $\sim 0.57$  del parámetro BAR con el tamaño de grano.

3. Hemos aplicado el método clásico de análisis a los NEAs y los MBs pertenecientes a los complejos taxonómicos S y Q (aquellos objetos cuyos espectros de reflexión presentan bandas de absorción debidas a la presencia de silicatos). Estos objetos constituyen más del 40% de los NEAs de los que se posee información espectral hasta la fecha y es además el más abundante en la zona interior y central del cinturón principal. Analizamos también los espectros de los meteoritos más abundantes, las condritas ordinarias.

La concentración de NEAs hacia valores pequeños de BAR y longitudes mayores del centro de la banda I, se asemeja a la que se observa para las condritas LL, mientras que la distribución de los MBs en este mismo gráfico reproduce la distribución del conjunto de condritas ordinarias. Además, la dispersión de los puntos sugiere que los NEAs presentan superficies con un mayor porcentaje de olivina, lo cual es coherente con la composición de las condritas LL (son las condritas más ricas en olivina y con menor contenido en metal). Este resultado es muy novedoso, dado que las condritas LL conforman apenas el 8% del total de caídas de meteoritos, y cuestiona la creencia general de que las condritas ordinarias provenían de los NEAs tipo S.

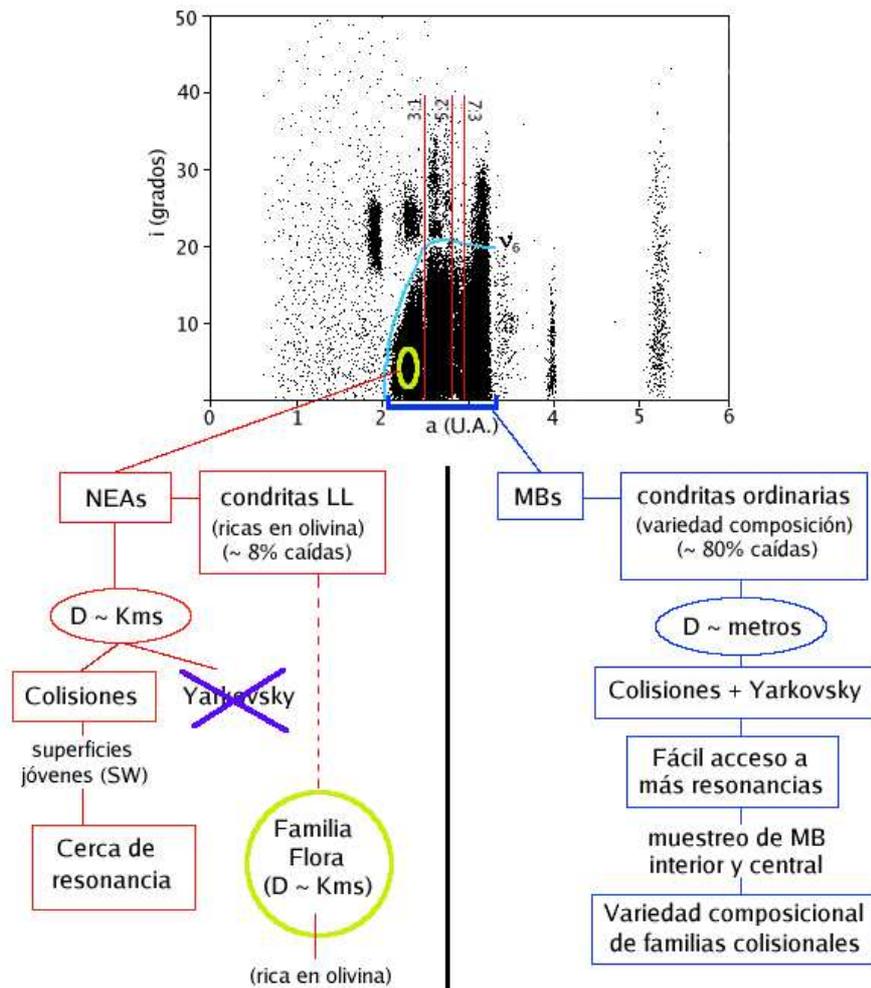
4. La distribución de las pendientes espectrales de NEAs y MBs se explica mediante los efectos del *space weathering*. Sin embargo, este efecto no justifica las diferencias que hemos encontrado en cuanto a composición, dado que apenas afecta al parámetro BAR o al centro de las bandas. Estudiando la distribución de pendientes espectrales de ambas poblaciones de asteroides, hemos encontrado que los MBs tienen en promedio pendientes más rojas que los NEAs. Diferentes experimentos de laboratorio han establecido una correlación entre la pendiente espectral de un objeto y el tiempo que ha estado expuesto a los efectos del *space weathering*. La variación de pendientes en nuestro grupo de NEAs indica una exposición de  $4.0\text{--}6.0 \times 10^5$  años, similar al tiempo de vida dinámico de la población. Esto sugiere que las superficies de los NEAs han sido rejuvenecidas recientemente por colisiones, y explica que los MBs tengan superficies más enrojecidas por el *space weathering* que los NEAs.

La relación entre las pendientes espectrales y los tamaños de los NEAs estudiados nos indica que los objetos más pequeños presentan superficies menos enrojecidas. Por encima de tamaños promedio de 5.5 km, las pendientes espectrales de los NEAs comienzan a ser similares a las que encontramos para los MBs.

5. Hemos obtenido las probabilidades de procedencia de cada uno de los NEAs analizados, aplicando un modelo dinámico desarrollado por Bottke et al. (2002a). Encontramos que aproximadamente el 50% de los NEAs proviene de la resonancia secular  $\nu_6$ , seguido de la resonancia media 3:1, a unas 2.5 U.A. Esta región está dominada por asteroides de la familia colisional Flora, que da cuenta del 15-20% de los asteroides tipo S del cinturón principal interior. El análisis mineralógico de esta familia indica que presenta también una composición rica en olivina, y su distribución de tamaños es similar a la que encontramos para nuestra muestra de NEAs.

Creemos por tanto que la diferencia composicional que encontramos entre la población de NEAs, MBs y las condritas ordinarias se debe principalmente a las diferencias en los rangos de tamaños. El efecto Yarkovsky, que genera desplazamientos en semieje

mayor debido a las fuerzas de inercia térmica, se ha postulado en los últimos años para explicar las rutas de transporte de los meteoritos desde el cinturón principal hacia la Tierra. Este desplazamiento es mayor y más rápido cuanto menor sea el diámetro del objeto. Es decir, para objetos del orden de metros, como es el caso de los meteoritos, es muy efectivo, mientras que para objetos de kilómetros, como los NEAs que hemos analizado, es lento e ineficaz.



6. Por consiguiente, planteamos el siguiente escenario: los NEAs, con tamaños de kilómetros, están muestreando una zona cercana a una resonancia poderosa, en este caso la resonancia  $\nu_6$ . Debido a sus tamaños, los objetos precursores deben encontrarse cerca de esta ruta de transporte, de modo que las colisiones sean capaces de introducirlos en ella. Por su cercanía a la resonancia  $\nu_6$  y su composición rica en olivina, la familia colisional de Flora parece ser la mejor candidata a ser los progenitores de los NEAs analizados. La dispersión en las pendientes espectrales de los NEAs es coherente con esta hipótesis y proporciona tiempos de exposición al *space weathering* similares a los

tiempos de vida dinámicos de la población. Por otro lado, esta restricción en cuanto a cercanía con las rutas de transporte no es necesaria para los objetos más pequeños, puesto que el efeto Yarkovsky puede desplazar estos objetos de manera rápida y efectiva. Así, los trozos más pequeños resultantes de las colisiones que forman las diferentes familias del cinturón principal interior y central, y que tienen una mayor variedad composicional, serían llevados más fácilmente hacia alguna de las resonancias que se encuentran en dicha región. Estos objetos pequeños llegarían a la Tierra como las condritas ordinarias, lo que explicaría la similitud composicional que hemos encontrado entre estos meteoritos y los MBs analizados, distribuidos a lo largo de la misma zona del cinturón principal. Este escenario se esquematiza en la figura que se muestra en la página anterior.

7. Para finalizar hemos aplicado el método MGM a un conjunto de NEAs. El análisis MGM del asteroide tipo A (1951) Lick, indica que está compuesto de olivina rica en magnesio ( $Fo_{90\pm 10}$ ), lo que sugiere que se trata de una muestra de un manto diferenciado de un objeto precursor condritico. Además, encontramos que la pendiente espectral de este asteroide es anormalmente alta. Esta pendiente se reproduce bien aplicando un modelo de *space weathering* en régimen de saturación con pulsos de láser a una combinación de espectros de un 80 % del meteorito Brachina ( $Fo_{66}$ ) y un 20 % de la olivina San Carlos ( $Fo_{90}$ ). El resultado obtenido indica una edad de  $10^7$ - $10^8$  años para (1951) Lick.

El análisis MGM de los NEAs tipo V (6611) 1993 VW, (88188) 2000 XH<sub>44</sub> y 2003 YG<sub>118</sub> da como resultado unos porcentajes de clinopiroxeno en la superficie de los asteroides de  $\sim 49\%$  para (6611) 1993 VW,  $\sim 33\%$  para (88188) 2000 XH<sub>44</sub> y  $\sim 42\%$  para 2003 YG<sub>118</sub>. Según los modelos más actuales de procesos de fundido en asteroides, estos porcentajes de clinopiroxeno se obtienen tras un 20-30 % de fundido parcial de un progenitor condritico y su posterior recristalización, y son comparables con el grado de fundido que dio origen a las eucritas. Este resultado es coherente con el contenido promedio en hierro y en calcio de los tres asteroides ( $Fs_{36-46}$  y  $Wo_{8-11}$ ), que los localiza en la zona de la pigeonita en el tetraedro composicional de los piroxenos, siendo la pigeonita el principal mineral que se encuentra en los meteoritos eucritas.

Por último, hemos realizado un ajuste MGM al asteroide tipo S (30825) 1990 TG<sub>1</sub>, y hemos combinado los resultados con el método clásico para caracterizar con más detalle su superficie. Así, obtenemos de los valores de BAR y de Centro Banda I, que el asteroide está compuesto principalmente por olivina y ortopiroxeno, en proporción 80/20. El ajuste MGM nos da una composición para la olivina de  $Fo_{70\pm 4}$ , así como la posición de las bandas individuales del ortopiroxeno. Con esos valores, y utilizando el conjunto de ecuaciones del método clásico, tenemos una composición del ortopiroxeno de  $Wo_{12\pm 4}$  y  $Fs_{37\pm 5}$ .

## 9.1. Trabajo futuro

Como hemos visto a lo largo del desarrollo de esta tesis doctoral, el trabajo que hemos llevado a cabo ha servido para entender mejor la conexión entre asteroides y meteoritos, y plantear un escenario que explique las diferencias composicionales que hemos encontrado entre estos dos grupos de objetos. La creación de un survey espectroscópico y la aplicación de los métodos de análisis mineralógico ha abierto también varios caminos para continuar este estudio en un futuro, y los exponemos a continuación.

### 9.1.1. Observaciones de MBs en las regiones fuente de los NEAs: survey MBOISS

En la sección 4.4.5 describimos brevemente este subprograma observacional que se ha derivado del survey NEOSS. Dado que la gran mayoría de los NEAs proviene de la resonancia secular  $\nu_6$ , la resonancia media con Júpiter 3:1 y la región intermedia de los MCs (IMC), comenzamos a principios de 2008 un survey espectroscópico de asteroides del cinturón principal que se encuentren en dichas regiones. Para optimizar las noches de observación, decidimos obtener espectros únicamente en el infrarrojo cercano, aprovechando los numerosos espectros ya publicados por otros autores en el rango visible.

Utilizamos para ello el telescopio TNG y la cámara-espectrógrafo NICS, con la misma configuración que la empleada para el survey NEOSS (ver sección 4.2.2). Hasta la fecha hemos obtenido los espectros infrarrojos de un total de 42 asteroides en dos noches de observación, y 22 de ellos han sido incluidos en este trabajo de tesis. La Figura 9.1 muestra algunos de estos espectros. La experiencia adquirida durante el desarrollo del survey NEOSS y el hecho de que los asteroides del MB sean en promedio más brillantes que los NEAs, hace que optimicemos al máximo cada noche de observación, y que este survey sea competitivo. Nos han sido asignadas dos noches más para el semestre 2008B.

### 9.1.2. Continuación del estudio de ACOs

Este es un programa observacional derivado también del survey NEOSS que ya ha generado varias publicaciones y cuyos principales resultados hemos descrito brevemente en la sección 4.5. Los ACOs se clasifican principalmente como de tipo espectral D, P o C. Este tipo de espectros no presentan bandas de absorción y son básicamente lineales entre 0.4 y 2.5  $\mu\text{m}$ . Para obtener información composicional de estos objetos y compararla con la de los cometas y los asteroides del cinturón principal exterior, es necesario observar en otras longitudes de onda, complementarias al infrarrojo cercano, típicamente 3–4  $\mu\text{m}$  y entre 8–25  $\mu\text{m}$ . Estos rangos son mucho más diagnósticos de los materiales que podrían encontrarse en la superficie de estos objetos: silicatos hidratados, hielos y orgánicos complejos (Lim et al. 2005; Emery et al. 2006; Campins et al. 2007).

El futuro del estudio de los asteroides tipo D, P y C, y en particular de los ACOs pasa necesariamente por observarlos en estas longitudes de onda. Actualmente esto es posible gracias a instrumentos como NaCo en el VLT (con su modo de espectroscopía entre 1–5  $\mu\text{m}$ ) y CanariCam en GTC (con su modo de espectroscopía de baja resolución entre 8 y 13  $\mu\text{m}$ ).

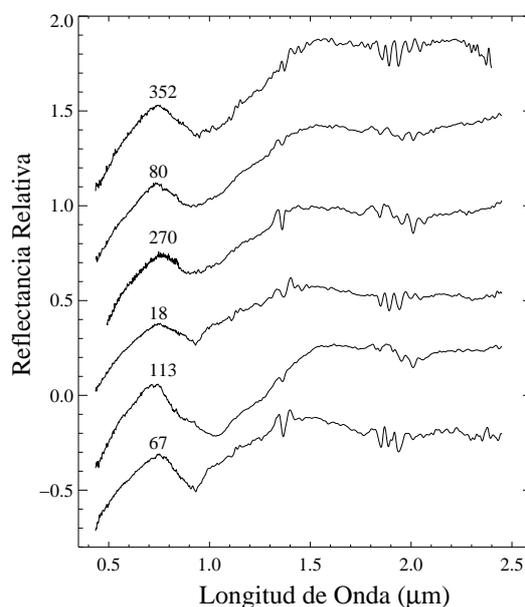


Figura 9.1: Algunos espectros en el rango infrarrojo de asteroides obtenidos dentro del survey MBOISS. La mayoría de los espectros en el rango visible pertenecen a la base de datos SMASS. Puede verse la buena relación señal/ruido de nuestros espectros.

### 9.1.3. Extensión del análisis mineralógico clásico

En la sección 7.2.2 estudiamos la distribución tanto de los MBs como de los NEAs en el espacio de parámetros BAR - Centro Banda I. Además de la revisión de las regiones definidas por Gaffey et al. (1993) que presentamos en el capítulo 6, consideramos que este espacio de parámetros puede ofrecer más información mineralógica si se realizan los experimentos de laboratorio adecuados. Un ejemplo concreto lo ofrece el estudio de mezclas de ortopiroxeno y clinopiroxeno de tipo A. Este tipo de clinopiroxeno, como comentamos en el capítulo 5, tiene un espectro diferente al resto de piroxenos, con una banda de absorción considerablemente ancha resultante de la superposición de dos bandas individuales (ver Figura 9.2 izquierda). En un trabajo reciente, Reddy et al. (2008) han estudiado la posición en este espacio de parámetros de mezclas en distintas proporciones de ortopiroxeno ( $Wo_{0.4}$ ,  $Fs_{12.8}$ ) y clinopiroxeno de tipo A ( $Wo_{51.1}$ ,  $Fs_{4.0}$ ). Al igual que ocurre con la presencia de olivina, el aumento de clinopiroxeno de este tipo hace que el parámetro BAR disminuya considerablemente, si bien los puntos se distribuyen por debajo de la línea de mezcla de Opx/Olv definida por Cloutis et al. (1986).

En concreto, la zona que hemos señalado en rojo en la Figura 9.2 derecha corresponde a mezclas con 50-70 % de clinopiroxeno tipo A. En esa misma zona hemos observado un número nada despreciable de MBs analizados, como muestra la Figura 9.3. Nos parece muy interesante estudiar con más detalle este resultado en un futuro, dado que, aunque los meteoritos ricos en clinopiroxeno tipo A no son comunes, Burbine et al. (2006) han identificado varias angritas ricas en este tipo de piroxeno.

Además de este ejemplo, hemos visto varios asteroides que se localizan en zonas que no

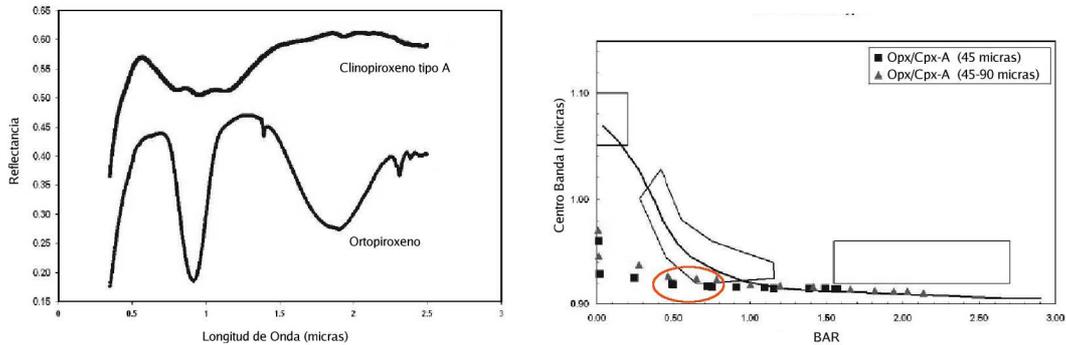


Figura 9.2: *Izquierda*: espectros de reflexión de un clinopiroxeno tipo A y un ortopiroxeno. Puede verse claramente la diferencia entre ambos tipos de piroxeno; *Derecha*: posición de una mezcla en diferentes proporciones de ortopiroxeno y clinopiroxeno tipo A, para dos tamaños de partículas, en el espacio de parámetros BAR vs. Centro Banda I. Las regiones en línea continua corresponden a las definidas por Gaffey et al. (1993). Figuras extraídas de Reddy et al. (2008).

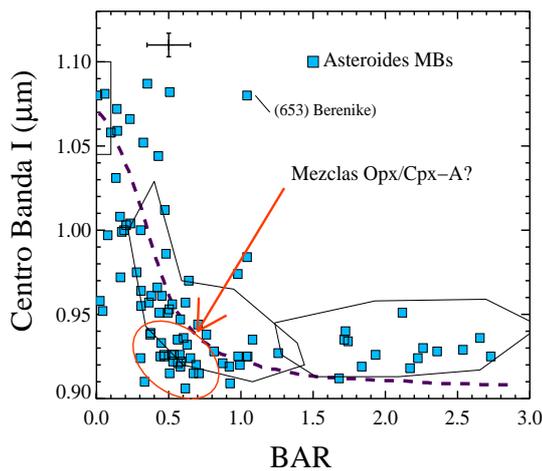


Figura 9.3: Distribución de los MBs analizados en esta tesis en el espacio de parámetros BAR - Centro Banda I. Creemos que la aparente concentración de objetos por debajo de la región definida para las condritas ordinarias (OC), señalada con un círculo rojo, se debe a la presencia en la superficie de clinopiroxeno de tipo A.

se corresponden con ninguna de las regiones de los meteoritos ni con las mezclas que se han estudiado hasta ahora. Estos objetos parecen tener una composición peculiar, y merecen ser analizados con más detalle. Mencionamos algunos de ellos en la sección 7.2.2, como los NEAs (1864) Daedalus y (52340) 1992 SY, cuyos valores de BAR y Centro Banda I los sitúan cerca de dos acondritas del grupo de meteoritos de Marte compuestas principalmente de cristales de augita, un clinopiroxeno muy rico en calcio.

#### 9.1.4. Análisis MGM de asteroides tipo S

El siguiente paso a dar en el estudio de los asteroides tipo S, tanto NEAs como MBs, es aplicar el método MGM a todos los objetos, lo que, en combinación con el análisis clásico, nos ayudará a tener una información composicional más detallada de cada objeto, como vimos en el ejemplo planteado en la sección 8.3. En este sentido, planeamos en un futuro tener acceso a mezclas de laboratorio de diferentes silicatos (olivina, piroxenos y feldespatos)

para poder establecer más restricciones al método, así como finalizar la automatización del mismo, lo que hará esta tarea mucho menos laboriosa.

# A

---

## Glosario de términos mineralógicos

- **Augita** Este mineral es un miembro intermedio de la serie de solución sólida formada por el diópsido y la hedembergita, y pertenece al grupo de los clinopiroxenos (inosilicatos). No obstante la augita no es sólo un miembro intermedio de la serie, dado que posee porcentajes de aluminio y sodio que están casi ausentes en el diópsido y la hedembergita. Su contenido en magnesio es también mayor que el de los miembros extremos. Es un mineral importante en las rocas ígneas, especialmente basaltos. Su fórmula general puede escribirse de forma simplificada como  $(\text{Ca,Na})(\text{Mg,Fe,Al})(\text{Al,Si})_2\text{O}_6$ .
- **Basalto** El basalto es una roca ígnea de grano fino y composición máfica, es decir, con un alto contenido en hierro. Está compuesta principalmente de piroxeno y olivina, con cantidades menores de feldespato y cuarzo. De color oscuro, es la roca más abundante en la corteza terrestre, formada por enfriamiento rápido del magma expulsado del manto por los volcanes.
- **Broncita** Se trata de un inosilicato perteneciente al grupo de los (orto)piroxenos, y que junto con la hiperstena, forma parte de la serie de solución sólida formada en sus extremos por la enstatita ( $\text{MgSiO}_3$ ) y la ferrosilita ( $\text{FeSiO}_3$ ). La broncita puede considerarse pues una enstatita con algo de hierro, aunque menor que el contenido de la hiperstena. Su fórmula general puede escribirse como  $\text{MgFe}^{2+}\text{Si}_2\text{O}_6$ .
- **Coordinación (sitios de)** Los diferentes sitios de coordinación que encontramos en la estructura cristalina de los minerales se deben a la posición y la simetría con la que se distribuyen los átomos en la red, y dependen además de la configuración en la que esté dispuesta la celda unidad. En el caso de los metales de transición, la degeneración típica que presentan sus orbitales  $3d$  cuando el ión se encuentra aislado, desaparece en cuanto se localiza en una estructura cristalina. La forma y la intensidad en que esta degeneración es eliminada depende del tipo, posición y simetría de los ligandos que se encuentran rodeando al ión.

La Figura A.1 muestra un ejemplo de diferentes sitios de coordinación que podemos encontrar para un metal de transición. En el caso de la olivina y del piroxeno, los iones de  $\text{Fe}^{2+}$ ,  $\text{Ca}^{2+}$ ,  $\text{Mg}^{2+}$ , etc., suelen encontrarse en sitios de coordinación octaédrica

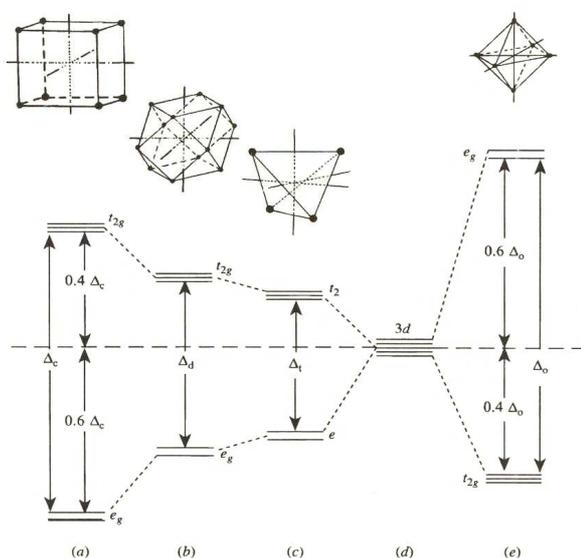


Figura A.1: Desdoblamiento de campo cristalino de los orbitales 3d de un metal de transición en coordinación (a) cúbica; (b) dodecaédrica; (c) tetraédrica; (d) esférica; (e) octaédrica. La degeneración propia de los 5 orbitales *d* del ión desaparece cuando éste se encuentra en una estructura cristalina. Figura modificada de Burns (1970).

(M1 y M2), es decir, rodeados de 6 ligandos idénticos (habitualmente oxígenos).

- Diagramas – Representación gráfica de la composición mineral** El primer paso es la elección de aquellos componentes químicos que constituyen la(s) fase(s) mineral(es) a representar, y que además varían en porcentaje dentro de tales fases. Es necesario partir de un análisis químico en % en peso de los componentes. Si únicamente son dos, entonces la representación se hace en un diagrama de barras donde los extremos indican el 100 % de un componente dado. Un ejemplo de este tipo de representación es la solución sólida de la olivina, donde uno de los extremos del diagrama está constituido por el 100 % de MgO y el 0 % de FeO y en el otro sucede lo contrario.

En muchos casos interesa observar la variación de al menos tres componentes en la composición mineral, en cuyo caso ha de recurrirse a los diagramas triangulares (ver Figura A.2, izquierda). En este tipo de diagramas, se sitúan en los extremos el 100 % de cada componente y desde cada vértice (100 % del compuesto en él representado) y hasta la arista opuesta (0 % del compuesto del vértice opuesto) existen nueve líneas paralelas que representan sucesivamente los porcentajes de composición 90-80-70-60-50-40-30-20-10. El punto donde se crucen las tres líneas que representan el porcentaje en composición de cada uno de los compuestos de los vértices, es el punto que representa al mineral problema. Los vértices no tiene porqué estar formados por óxidos sencillos, sino que frecuentemente se representa la suma de óxidos que comparten muchas veces una misma posición en la estructura mineral. En la Figura A.2 (izquierda) podemos ver un diagrama SiO<sub>2</sub>-MgO-FeO, en el que es posible representar no sólo minerales pertenecientes a las soluciones sólidas de los ortopiroxenos (Mg,Fe)SiO<sub>4</sub> sino también de la olivina (Mg,Fe)SiO<sub>3</sub>.

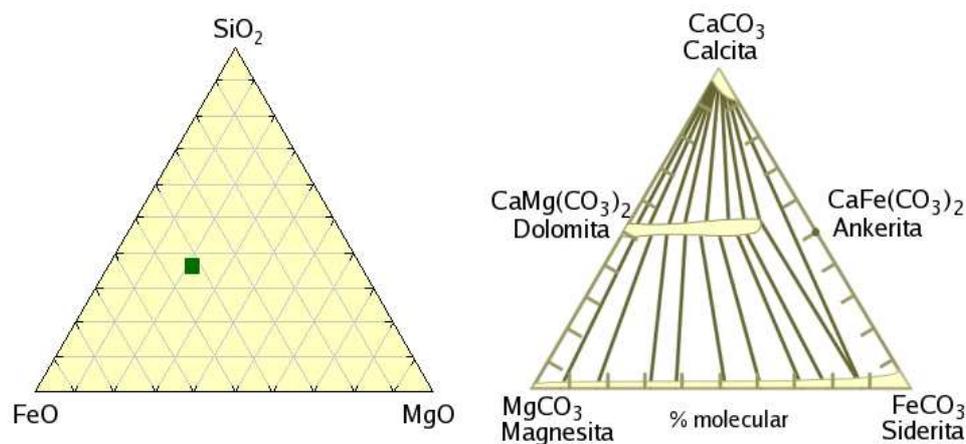


Figura A.2: *Izquierda*: ejemplo de diagrama triangular químico. El punto donde se cruzan las tres líneas que representan el porcentaje en composición de cada uno de los compuestos de los vértices, es el punto que representa al mineral problema (cuadrado verde); *Derecha*: ejemplo de diagrama de fase triangular, representando conjuntos de minerales en el sistema calcita ( $\text{CaCO}_3$ ) – magnesita ( $\text{MgCO}_3$ ) – siderita ( $\text{FeCO}_3$ ).

Los diagramas triangulares son además útiles para mostrar los minerales que constituyen (coexisten en) un tipo de roca específica. Los minerales que coexisten durante algún momento de la historia de la roca están conectados por medio de líneas de enlace (ver Figura A.2, derecha). En el sistema  $\text{CaCO}_3$ - $\text{MgCO}_3$ - $\text{FeCO}_3$  existe una solución sólida muy pequeña para la calcita, una serie extensiva para la dolomita y la ankerita y una serie completa entre la magnesita y la siderita.

- **Diópsido** Inosilicato perteneciente al grupo de los clinopiroxenos, se encuentra en el extremo de la serie de solución sólida diópsido – hedembergita, en el que se sustituyen entre sí los cationes de Mg y Fe. Su fórmula general es  $\text{CaMgSi}_2\text{O}_6$ . En el diagrama composicional del piroxeno se sitúa en la zona intermedia de contenido en Ca ( $\text{Wo}_{\sim 50}$ ), como puede verse en la Figura A.7.
- **Elementos de transición** Se denominan así aquellos metales que tienen parcialmente llenos los orbitales  $d$  o  $f$  en cualquiera de sus estados habituales de oxidación. Los elementos de la primera serie de transición presentan la siguiente configuración electrónica:

$$(1s)^2(2s)^2(2p)^6(3s)^2(3p)^6(3d)^{10-n}(4s)^{1\text{ ó }2}$$

donde  $n = 0, 1, 2, \dots, 10$ . Dado que la configuración de capa llena  $(1s)^2(2s)^2(2p)^6(3s)^2(3p)^6$  corresponde al gas inerte argón, Ar, se la denomina núcleo de argón y se abrevia [Ar]. La Tabla A.1 resume la configuración electrónica de los elementos de la primera serie de transición en sus estados naturales de oxidación (Burns 1970).

- **Enstatita** Se trata de un inosilicato perteneciente al grupo de los piroxenos, concretamente a los ortopiroxenos. Su fórmula general es  $\text{MgSiO}_3$ . Junto con la ortoferrosilita

Tabla A.1: Configuración electrónica de los elementos de la primera serie de transición que se encuentran en los minerales.

Número atómico	Elem.	Átomo	Configuraciones electrónicas						
			M(I)	M(II)	M(III)	M(IV)	M(V)	M(VI)	
19	K	[Ar]4s <sup>1</sup>	[Ar]						
20	Ca	[Ar]4s <sup>2</sup>		[Ar]					
21	Sc	[Ar]3d <sup>1</sup> 4s <sup>2</sup>			[Ar]				
22	Ti	[Ar]3d <sup>2</sup> 4s <sup>2</sup>		[Ar]3d <sup>2</sup>	[Ar]3d <sup>1</sup>	[Ar]			
23	V	[Ar]3d <sup>3</sup> 4s <sup>2</sup>		[Ar]3d <sup>3</sup>	[Ar]3d <sup>2</sup>	[Ar]3d <sup>1</sup>	[Ar]		
24	Cr	[Ar]3d <sup>5</sup> 4s <sup>1</sup>		[Ar]3d <sup>4</sup>	[Ar]3d <sup>3</sup>	[Ar]3d <sup>2</sup>	[Ar]3d <sup>1</sup>	[Ar]	
25	Mn	[Ar]3d <sup>5</sup> 4s <sup>2</sup>		[Ar]3d <sup>5</sup>	[Ar]3d <sup>4</sup>	[Ar]3d <sup>3</sup>			[Ar]
26	Fe	[Ar]3d <sup>6</sup> 4s <sup>2</sup>		[Ar]3d <sup>6</sup>	[Ar]3d <sup>5</sup>				
27	Co	[Ar]3d <sup>7</sup> 4s <sup>2</sup>		[Ar]3d <sup>7</sup>	[Ar]3d <sup>6</sup>				
28	Ni	[Ar]3d <sup>8</sup> 4s <sup>2</sup>		[Ar]3d <sup>8</sup>	[Ar]3d <sup>7</sup>				
29	Cu	[Ar]3d <sup>10</sup> 4s <sup>1</sup>	[Ar]3d <sup>10</sup>	[Ar]3d <sup>9</sup>					
30	Zn	[Ar]3d <sup>10</sup> 4s <sup>2</sup>		[Ar]3d <sup>10</sup>					
31	Ga	[Ar]3d <sup>10</sup> 4s <sup>2</sup> 4p <sup>1</sup>			[Ar]3d <sup>10</sup>				
32	Ge	[Ar]3d <sup>10</sup> 4s <sup>2</sup> 4p <sup>2</sup>				[Ar]3d <sup>10</sup>			

[Ar] = núcleo de argón, (1s)<sup>2</sup>(2s)<sup>2</sup>(2p)<sup>6</sup>(3s)<sup>2</sup>(3p)<sup>6</sup>

(FeSiO<sub>3</sub>) forma una solución sólida cuyo miembro intermedio se denomina hiperstena, con fórmula (Mg,Fe)SiO<sub>3</sub>.

- **Exsolución** Una exsolución (o desmezcla) puede definirse como la separación de dos minerales diferentes (o solutos) al enfriarse el mineral compuesto (o disolvente) que los contenía.

Muchos minerales son soluciones sólidas formadas a temperaturas elevadas. Cuando se enfría el mineral sujeto a exsolución expulsa de su red cristalina una parte de sus componentes. Un ejemplo de ese fenómeno puede verse en ciertos feldespatos alcalinos, ricos en iones de sodio positivos. Cuando se enfrían expulsan el excedente de sodio combinado con el grupo AlSi<sub>3</sub>O<sub>8</sub>, cuya cristalización forma láminas de albita (NaAlSi<sub>3</sub>O<sub>8</sub>) intercaladas entre microclina (KAlSi<sub>3</sub>O<sub>8</sub>).

- **Feldespatos** El grupo de los feldespatos pertenece a la subclase de los tectosilicatos, formados por una red tetraédrica de grupos SiO<sub>2</sub> con incorporaciones de Al y presencia, en los huecos disponibles, de cationes Na<sup>+</sup>, K<sup>+</sup> o Ca<sup>2+</sup> de forma que se neutralicen las cargas. Los minerales de este grupo responden a la fórmula general



con **X** = Ba, Ca, K, Na, NH<sub>4</sub>, Sr; **Z** = Al, B, Si.

Los feldespatos suelen dividirse en dos series principales, los feldespatos potásicos (microclina, ortoclasa y sanidina) y las plagioclasas (albita y anortita), y su composición más común puede expresarse en función del sistema ortoclasa (KAlSi<sub>3</sub>O<sub>8</sub>) – albita (NaAlSi<sub>3</sub>O<sub>8</sub>) – anortita (CaAl<sub>2</sub>Si<sub>2</sub>O<sub>8</sub>), como puede verse en la Figura A.3

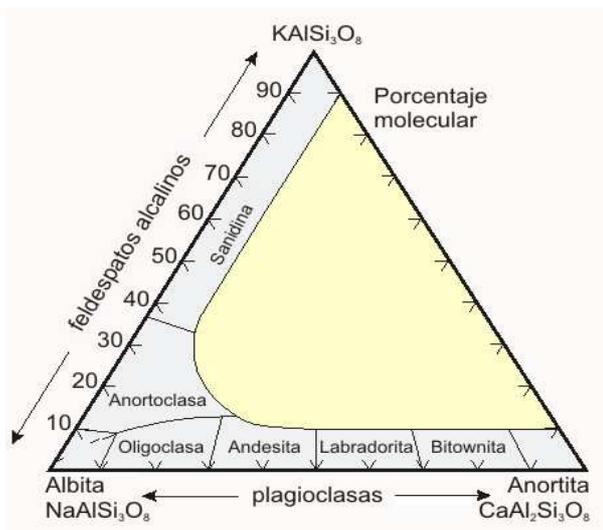


Figura A.3: Diagrama de fase triangular representando los dos grupos principales en que se dividen los feldespatos: feldespatos alcalinos (sanidina, ortoclasa en el vértice superior) y las plagioclasas, expresadas en función del sistema albíta-anortita, en la parte inferior del diagrama.

- **Ferrosilita** Inosilicato perteneciente al grupo de los piroxenos, concretamente a los ortopiroxenos. Su fórmula general es  $\text{FeSiO}_3$ . Forma una solución sólida con la enstatita ( $\text{MgSiO}_3$ ).
- **Hiperstena** Se trata de un piroxeno (orto) del grupo de los inosilicatos, intermedio en la serie de solución sólida cuyos extremos lo forman la enstatita y la ferrosilita. Su fórmula general es  $(\text{Mg,Fe})\text{SiO}_3$ .
- **Olivina** La olivina pertenece al subgrupo de los inosilicatos y presenta simetría ortorrómbica. La serie más habitual es la correspondiente a la forsterita-fayalita, cuya fórmula general es  $(\text{Mg,Fe})_2\text{SiO}_4$ . En esta serie, los iones de  $\text{Fe}^{2+}$  y  $\text{Mg}^{2+}$  se localizan en los sitios de coordinación octaédricos M1 y M2 (ver Figura A.4), ambos con degeneración 6. El sitio centrosimétrico M1 se encuentra tetragonalmente distorsionado y es más pequeño, mientras que el sitio M2 es más excéntrico, se encuentra trigonalmente distorsionado y es algo mayor. En ambos casos los cationes de hierro y magnesio se encontrarían rodeados de 6 oxígenos.

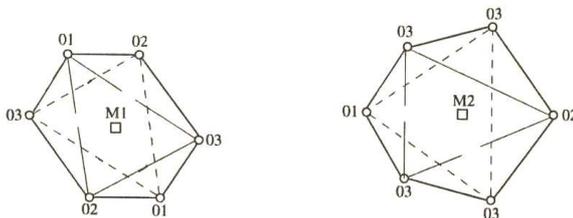


Figura A.4: Proyección de los sitios de coordinación M1 y M2 de la estructura cristalina de la olivina. El sitio M2 es más simétrico y se encuentra trigonalmente distorsionado. El sitio M1 es más irregular y está tetragonalmente distorsionado. Los números indican las distancias entre el metal y los oxígenos. Figura extraída de Burns (1970).

- **Pauling (reglas de)** Los principios generales que regulan la coordinación entre iones en las estructuras cristalinas son las denominadas Reglas de Pauling:
  1. *Primera regla de Pauling* En una estructura cristalina iónica, la distancia catión-anión es la suma de los radios de los dos iones, y el número de coordinación

está determinado por la relación de los radios del catión con respecto al anión (ver Tabla A.2). En la Figura A.5 puede verse un ejemplo de diferentes coordinaciones en la estructura cristalina.

Tabla A.2: Números de coordinación en las estructuras cristalinas.

Relación de Radios	Número de Coordinación	Disposición de Aniones
0.15 - 0.22	3	Vértices de un triángulo
0.22 - 0.41	4	Esquinas de un tetraedro
0.41 - 0.73	6	Esquinas de un octaedro
0.73 - 1.0	8	Esquinas de un cubo
1.0	12	Puntos medios sobre las aristas de un cubo

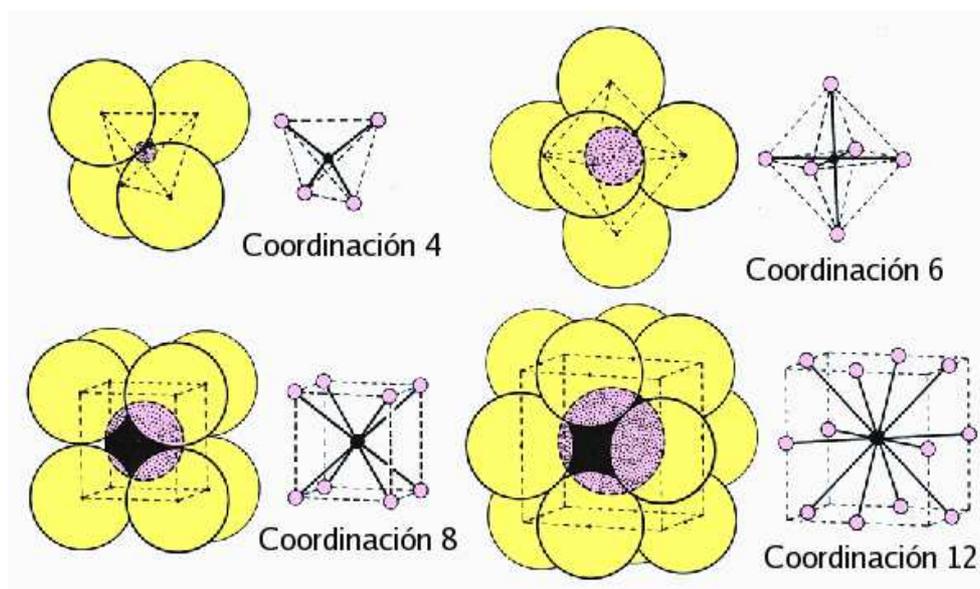


Figura A.5: Ejemplo de las diferentes coordinaciones de los aniones en una estructura cristalina.

2. *Segunda regla de Pauling* En una estructura de coordinación estable, la fuerza total de los enlaces de valencia que unen al catión con los aniones que lo rodean es igual a la carga del catión.
3. *Tercera regla de Pauling* La existencia de aristas, y en especial de caras comunes entre poliedros, hace disminuir la estabilidad en las estructuras coordinadas.
4. *Cuarta regla de Pauling* En un cristal que contiene diferentes cationes, los que tienen gran valencia y pequeño número de coordinación tienden a no compartir entre sí elementos poliédricos.
5. *Quinta regla de Pauling* El número de partículas estructurales diferentes dentro de una estructura tiende a un límite.

- Piroxenos** Pertenecientes al grupo de los inosilicatos, es un grupo de minerales muy importante, dado que junto con los anfíboles forman alrededor del 16% del peso de la corteza terrestre. Los piroxenos pueden dividirse en diversos grupos, siendo habitual representarlos dentro del sistema químico wollastonita ( $\text{CaSiO}_3$ ) – enstatita ( $\text{MgSiO}_3$ ) – ferrosilita ( $\text{FeSiO}_3$ ) (ver Figura A.7). Los valores numéricos en los cálculos minerales de la wollastonita [Wo], la ferrosilita [Fs] y la enstatita [En] se utilizan para cuantificar el contenido en calcio, hierro y magnesio, respectivamente, del piroxeno analizado.

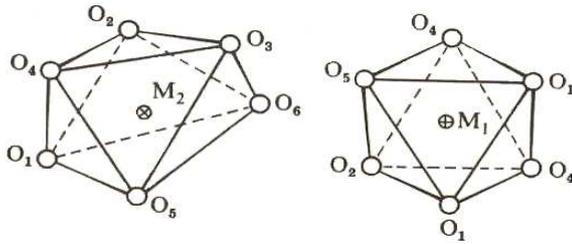


Figura A.6: Proyección de los sitios de coordinación M1 y M2 de la estructura cristalina del ortopiroxeno. El sitio M2 presenta degeneración 6 y se encuentra altamente distorsionado. El sitio M1 es más regular. Figura extraída de Burns (1970).

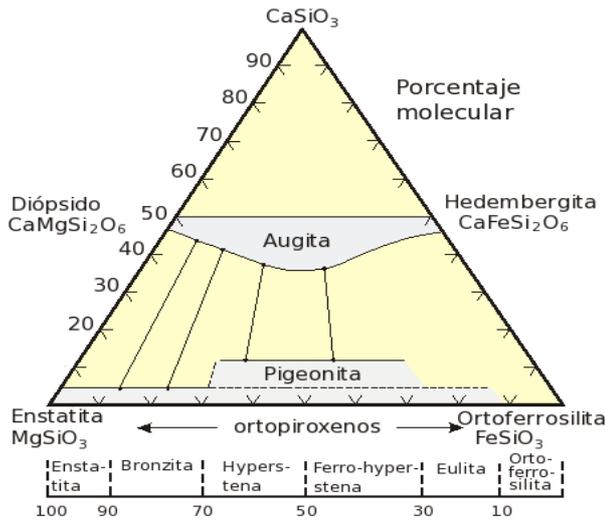


Figura A.7: Diagrama de fase triangular del piroxeno representando las series diópsido–hedenbergita y enstatita–ferrosilita. El vértice superior corresponde a la wollastonita [Wo], que junto con la ferrosilita [Fs] y la enstatita [En], se emplean para cuantificar el contenido en calcio, hierro y magnesio de los piroxenos, respectivamente.

La estructura de los piroxenos consiste en cadenas simples de tetraedros  $\text{SiO}_4$ , con dos tipos de posiciones para los cationes, designadas usualmente como M1 y M2. Los sitios M1, más pequeños, se encuentran entre los ápices de tetraedros opuestos, y son prácticamente octaedros regulares. Los sitios M2 son mayores, ocupando el espacio entre las bases de los tetraedros, y son sitios de coordinación con degeneración 6- o 8- más distorsionados (ver Figura A.6).

La fórmula general de los piroxenos corresponde a :



y contiene 6 oxígenos y cuatro cationes, dos en los sitios tetraédricos  $\text{Z} = \text{Al}, \text{Si}$  y uno en cada uno de los sitios M1 (octaedros pequeños)  $\text{B} = \text{Al}, \text{Cr}^{3+}, \text{Fe}^{2+}, \text{Fe}^{3+}$ ,

Mg,  $Mn^{2+}$ , Sc, Ti,  $V^{3+}$  y M2 (sitios de cationes más grandes) **A** = Ca,  $Fe^{2+}$ , Li, Mg,  $Mn^{2+}$ , Na, Zn.

- Rocas ígneas** De forma sencilla, podemos definir las rocas ígneas como aquellas que se forman a partir de la cristalización de un magma. Por magma podemos entender una mezcla rica en silicatos parcial o totalmente líquida, resultado del fundido de rocas preexistentes. La composición química de los magmas es muy diversa, y por lo tanto el conjunto de rocas que se obtiene tras su cristalización y enfriamiento también lo es. En función de la forma, la disposición y el tamaño relativo de los cristales, podemos distinguir entre rocas granudas, porfíricas y afaníticas. Cada una de estas texturas dependen de la profundidad de cristalización del magma, y corresponden a rocas intrusivas (o plutónicas), hipabisales y extrusivas (o volcánicas), de mayor a menor profundidad respectivamente. La Figura A.8 muestra un esquema de la formación de rocas ígneas, sedimentarias y metamórficas, en lo que se conoce como ciclo endógeno.

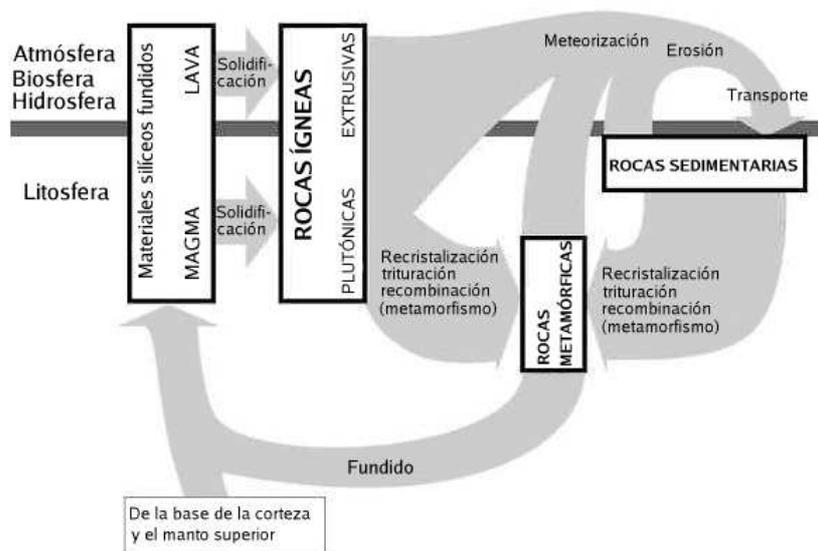


Figura A.8: Esquema de formación de los tres tipos de rocas generadas en el ciclo endógeno: ígneas, sedimentarias y metamórficas. Las rocas ígneas resultan de la cristalización de los magmas, y dependiendo de su profundidad de cristalización se clasifican como plutónicas (intrusivas) o volcánicas (extrusivas).

- Silicatos** Los silicatos constituyen el grupo mineral más importante, no sólo por abarcar cerca del 25% del conjunto de minerales conocidos y el 40% de los más corrientes, sino por constituir más del 92% de la corteza terrestre. El tetraedro  $SiO_4$ , formado por cuatro átomos de oxígeno en los vértices de un ión de silicio tetravalente, constituye la unidad fundamental de los silicatos. Dicho enlace, según el concepto de electronegatividad de Pauling, puede ser considerado 50% iónico y 50% covalente, y su energía total aparece igualmente distribuida entre los cuatro oxígenos más próximos. Cada ión oxígeno  $O^{2-}$  puede unirse a otro catión de silicio  $Si^{4+}$  formando los denominados puentes de oxígeno, que permiten fenómenos de polarización que explican la

enorme variedad existente de estructuras en los silicatos. Un tetraedro podrá así compartir ninguno, uno, dos, tres o sus cuatro oxígenos dando lugar a diferentes tipos de estructuras, base de la clasificación de los silicatos.

Así pues, los silicatos se dividen, atendiendo a su estructura, en las siguientes clases:

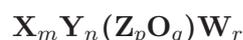
- **Nesosilicatos**, llamados también ortosilicatos, están formados por grupos tetraédricos  $\text{SiO}_4$  independientes.
- **Sorosilicatos**, formados por dos grupos  $\text{SiO}_4$  conectados formando un grupo  $\text{Si}_2\text{O}_7$  (también llamados disilicatos).
- **Inosilicatos**, donde los tetraedros de  $\text{SiO}_4$  se unen formando largas cadenas. Dichas estructuras en cadena pueden ser tanto simples ( $\text{Si}_2\text{O}_6$ ), como dobles, verificándose una relación de  $\text{Si}/\text{O} = 4/11$ .
- **Ciclosilicatos**, donde se conectan más de dos grupos  $\text{SiO}_4$  formando estructuras cerradas en forma de anillos, con una composición general del tipo  $\text{Si}_x\text{O}_{3x}$ .
- **Filosilicatos**, donde tres de los oxígenos de un tetraedro se comparten con grupos contiguos, y se desarrollan estructuras en capas o láminas.
- **Tectosilicatos**, formados cuando un grupo  $\text{SiO}_4$  comparte sus cuatro oxígenos con grupos contiguos, creándose estructuras tridimensionales de composición unitaria  $\text{Si}_2\text{O}_2$ .

**Otros iones constituyentes de los silicatos.** El aluminio, el componente más abundante de la corteza terrestre tras el oxígeno y el silicio, aparece en las estructuras de los silicatos tanto en posiciones tetraédricas, sustituyendo el  $\text{SiO}_4$  como en posiciones octaédricas. Cuando el Al coordina cuatro oxígenos dispuestos en un tetraedro regular, el grupo resultante ocupa un espacio aproximadamente idéntico al tetraedro de  $\text{SiO}_4$ . Por el contrario, cuando el  $\text{Al}^{3+}$  aparece en coordinación 6 puede ligar, mediante simples enlaces iónicos algo más débiles, los tetraedros de  $\text{SiO}_4$ , estableciendo relaciones de soluciones sólidas con elementos como el Mg o el  $\text{Fe}^{2+}$ .

Los iones de Mg,  $\text{Fe}^{2+}$ ,  $\text{Fe}^{3+}$ ,  $\text{Mn}^{2+}$ ,  $\text{Al}^{3+}$  y  $\text{Ti}^{4+}$  suelen entrar en las estructuras de los silicatos en coordinación 6 respecto al oxígeno, pues, a pesar de la diferencia de valencia de los mismos, por sus exigencias espaciales tienden a ocupar posiciones parecidas, gracias a su capacidad de establecer soluciones sólidas mediante mecanismos de sustitución acoplada.

Los cationes  $\text{Ca}^{2+}$  y  $\text{Na}^+$ , de mayor tamaño y con radios iónicos similares, ocupan posiciones con coordinación 8 respecto al oxígeno. Al igual que en el caso anterior pueden darse fenómenos de sustitución acoplada, como en el caso de las plagioclasas, donde se reemplaza  $\text{Na}^+ + \text{Si}^{4+}$  por  $\text{Ca}^{2+} + \text{Al}^{3+}$ .

Puede establecerse una fórmula general para los silicatos:



donde **X** corresponde a cationes grandes, con carga débil, en coordinación 8 con el oxígeno; **Y** corresponde a cationes medianos, divalentes a tetravalentes en coordinación 6 con el oxígeno; **Z** corresponde a cationes pequeños, en coordinación 4 con el

oxígeno; **O** es el oxígeno; **W** son grupos aniónicos tales como  $(\text{OH})^-$  o aniones como  $\text{Cl}^-$  o  $\text{F}^-$ .

La relación  $p/q$  depende del grado de polimerización, mientras que los otros subíndices dependen de la condición de neutralidad eléctrica.

- **Solución sólida** Una solución sólida es una solución en estado sólido de uno o más solutos en un solvente. Tal mezcla es considerada una solución en lugar de un compuesto siempre que la estructura cristalina del disolvente permanezca sin cambios al ser sustituidos sus átomos por los átomos de los solutos y además la mezcla permanezca homogénea.

El soluto puede incorporarse dentro de la estructura cristalina del disolvente bien mediante sustitución, reemplazando cada partícula del disolvente por una partícula del soluto (*solución sólida sustitucional*), o bien de forma intersticial, encajándose cada partícula de soluto dentro del espacio que hay entre partículas del disolvente.

La mayoría de los minerales no son sustancias puras, sino que presentan una composición química variable. Esto se debe a las frecuentes sustituciones de determinados iones o grupos iónicos que tienen un radio iónico parecido (diferencias  $< 15\%$ ) y una carga eléctrica similar ( $\text{Mg}^{2+}$  por el  $\text{Fe}^{2+}$ , en posiciones octaédricas, el  $\text{Ca}^{2+}$  por el  $\text{Na}^{2+}$  en posiciones de orden 8 ó 10, o el  $\text{Al}^{3+}$  por el  $\text{Si}^{4+}$  en posiciones tetraédricas, etc.). En los últimos ejemplos para que se mantenga la neutralidad eléctrica de la estructura deben tener lugar otras sustituciones adicionales.

- **Solución sólida sustitucional** Se trata de una solución sólida en la que se produce una sustitución de un elemento por otro en todo el intervalo de composiciones posibles determinado por las composiciones de dos miembros extremos. Un ejemplo muy ilustrativo de este tipo de soluciones sólidas es el que forma la serie isomorfa de la olivina,  $(\text{Mg,Fe})_2\text{SiO}_4$ . En la olivina, el  $\text{Mg}^{2+}$  puede ser reemplazado parcial o totalmente por el  $\text{Fe}^{2+}$  constituyendo una solución sólida completa entre los dos términos extremos forsterita ( $\text{Mg}_2\text{SiO}_4$ ) – fayalita ( $\text{Fe}_2\text{SiO}_4$ ).
- **Zonación** El término zonación (o zonificación) mineral se refiere a las variaciones espaciales sistemáticas en la composición de un único grano de mineral. La zonación concéntrica refleja las variaciones composicionales perpendiculares a la superficie del cristal y es la más común. Se produce por una cristalización libre en cavidades o en el seno de un magma. La zonación por sectores hace referencia a diferentes caras del cristal. La zonación de crecimiento se origina durante el crecimiento del mineral e implica variaciones temporales en las condiciones físicas o químicas cerca de la superficie del mineral. Estas variaciones pueden dispararse por el proceso de crecimiento en sí, o por una fuerza externa.

# Referencias

- Adams, J. B. 1974, *J. Geophys. Res.*, 79, 4829
- Adams, J. B., & McCord, T. B. 1970, *Geochimica et Cosmochimica Acta Supplement*, 1, 1937
- Alvarez-Candal, A., & Licandro, J. 2006, *A&A*, 458, 1007
- Baffa, C., et al. 2001, *A&A*, 378, 722
- Barucci, M. A., Doressoundiram, A., & Cruikshank, D. P. 2004, *Surface characteristics of transneptunian objects and centaurs from photometry and spectroscopy (Comets II)*, 647
- Bell, J. F., Owensby, P. D., Hawke, B. R., & Gaffey, M. J. 1988, in *Lunar and Planetary Institute Conference Abstracts*, Vol. 19, 57
- Binzel, R. P., Harris, A. W., Bus, S. J., & Burbine, T. H. 2001, *Icarus*, 151, 139
- Binzel, R. P., Lupishko, D., di Martino, M., Whiteley, R. J., & Hahn, G. J. 2002, *Asteroids III*, 255
- Binzel, R. P., Perozzi, E., Rivkin, A. S., Rossi, A., Harris, A. W., Bus, S. J., Valsecchi, G. B., & Slivan, S. M. 2004a, *Meteoritics and Planetary Science*, 39, 351
- Binzel, R. P., Rivkin, A. S., Stuart, J. S., Harris, A. W., Schelte, J. B., & Burbine, T. H. 2004b, *Icarus*, 170, 259
- Bobrovnikoff, N. T. 1929, *Lick Observatory Bulletin*, 14, 18
- Bottke, W. F., Morbidelli, A., Jedicke, R., Petit, J., Levison, H. F., Michel, P., & Metcalfe, T. S. 2002a, *Icarus*, 156, 399
- Bottke, W. F., Jr., Cellino, A., P., P., & Binzel, R. P. 2002b, *Asteroids III*, 3
- Bottke, W. F., Jr., Vokrouhlický, D., Rubincam, D. P., & Broz, M. 2002c, *Asteroids III*, 395
- Broz, M. 2006, Ph.D. thesis, Charles University, Faculty of Mathematics and Physics (Prague)
- Brunetto, R., de León, J., & Licandro, J. 2007, *A&A*, 472, 653
- Brunetto, R., Romano, F., Blanco, A., Fonti, S., Martino, M., Orofino, V., & Verrienti, C. 2006a, *Icarus*, 180, 546

- Brunetto, R., & Strazzulla, G. 2005, *Icarus*, 179, 265
- Brunetto, R., Vernazza, P., Marchi, S., Birlan, M., Fulchignoni, M., Orofino, V., & Strazzulla, G. 2006b, *Icarus*, 184, 327
- Burbine, T. H., & Binzel, R. P. 2002, *Icarus*, 159, 468
- Burbine, T. H., Binzel, R. P., Buchanan, P. C., McCoy, T. J., Sunshine, J. M., & Rivkin, A. S. 2006, *Meteoritics and Planetary Science, Supplement, Proceedings of 69th Annual Meeting of the Meteoritical Society, Switzerland.*, 41, 5301
- Burbine, T. H., McCoy, T. J., & Binzel, R. P. 2001, in *Lunar and Planetary Institute Conference Abstracts, Vol. 32*, 1857
- Burbine, T. H., McCoy, T. J., Jaresowich, E., & Sunshine, J. M. 2003, *Antarctic Meteorite Research*, 16, 185
- Burns, R. G. 1970, *Mineralogical Applications of Crystal Field Theory* (Cambridge University Press)
- Bus, S. J. 1999, Ph.D. Thesis
- Bus, S. J., & Binzel, R. P. 2002a, *Icarus*, 158, 146
- Bus, S. J., & Binzel, R. P. 2002b, *Icarus*, 158, 106
- Campins, H., Licandro, J., Pinilla-Alonso, N., Ziffer, J., de León, J., Mothé-Diniz, T., Guerra, J. C., & Hergenrother, C. 2007, *AJ*, 134, 1626
- Campins, H., Rieke, G. H., & Lebofsky, M. J. 1985, *AJ*, 90, 896
- Campins, H., Ziffer, J., Licandro, J., Pinilla-Alonso, N., Fernández, Y., León, J. d., Mothé-Diniz, T., & Binzel, R. P. 2006, *AJ*, 132, 1346
- Chapman, C. R. 1996, *Meteoritics and Planetary Science*, 31, 699
- Chapman, C. R., & Gaffey, M. J. 1979, *Spectral reflectances of the asteroids* (*Asteroids*), 1064
- Clark, B. E., Hapke, B., Pieters, C., & Britt, D. 2002, *Asteroids III*, 585
- Cloutis, E. A., & Gaffey, M. J. 1991a, *J. Geophys. Res.*, 96, 22809
- Cloutis, E. A., & Gaffey, M. J. 1991b, *Earth Moon and Planets*, 53, 11
- Cloutis, E. A., Gaffey, M. J., Jackowski, T. L., & Reed, K. L. 1986, *J. Geophys. Res.*, 91, 11641
- Cloutis, E. A., Gaffey, M. J., Smith, D. G. W., & Richard, S. J. L. 1990, *J. Geophys. Res.*, 95, 8323
- Colina, L., & Bohlin, R. 1997, *AJ*, 113, 1138
- Colina, L., Bohlin, R. C., & Castelli, F. 1996, *AJ*, 112, 307
- Cruikshank, D. P., Tholen, D. J., Bell, J. F., Hartmann, W. K., & Brown, R. H. 1991, *Icarus*, 89, 1
- Cutri, R. M., et al. 2003, *2MASS All Sky Catalog of point sources*. (The IRSA 2MASS All-Sky Point Source Catalog, NASA/IPAC Infrared Science Archive. <http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/Gator/>)

- Dahlgren, M., & Lagerkvist, C.-I. 1995, *A&A*, 302, 907
- de León, J., Duffard, R., Licandro, J., & Lazzaro, D. 2004, *A&A*, 422, L59
- De Leon, J., Duffard, R., Licandro, J., Pinilla-Alonso, N., & Serra-Ricart, M. 2006, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 38, 627
- de León, J., Licandro, J., Duffard, R., & Serra-Ricart, M. 2006, *Advances in Space Research*, 37, 178
- De Leon, J., Licandro, J., Pinilla-Alonso, N., & Lazzaro, D. 2007, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 38, 481
- Delbó, M. 2004, Ph.D. thesis, Freie Universität (Berlin)
- Delbó, M., Harris, A. W., Binzel, R. P., Pravec, P., & Davies, J. K. 2003, *Icarus*, 166, 116
- Demeo, F., & Binzel, R. P. 2008, *Icarus*, 194, 436
- DeMeo, F. E. 2007, Ph.D. thesis, Massachusetts Institute of Technology
- Duffard, R., de León, J., Licandro, J., Lazzaro, D., & Serra-Ricart, M. 2006, *A&A*, 456, 775
- Duffard, R., Lazzaro, D., & de León, J. 2005, *Meteoritics and Planetary Science*, 40, 361
- Duffard, R., Lazzaro, D., Licandro, J., de Sanctis, M. C., Capria, M. T., & Carvano, J. M. 2004, *Icarus*, 171, 120
- Emery, J. P., Cruikshank, D. P., & van Cleve, J. 2006, *Icarus*, 182, 496
- Farinella, P., Vokrouhlicky, D., & Hartmann, W. K. 1998, *Icarus*, 132, 378
- Feierberg, M. A., Larson, H. P., & Chapman, C. R. 1982, *ApJ*, 257, 361
- Fernández, J. A., Gallardo, T., & Brunini, A. 2002, *Icarus*, 159, 358
- Fernandez, Y. R., McFadden, L. A., Lisse, C. M., Helin, E. F., & Chamberlin, A. B. 1997, *Icarus*, 128, 114
- Filippenko, A. V. 1982, *PASP*, 94, 715
- Fowler, J. W., & Chillemi, J. R. 1992, *IRAS asteroid data processing*, The IRAS Minor Planet Survey, Technical report
- Froeschle, C., & Morbidelli, A. 1994, in *IAU Symposium*, Vol. 160, Asteroids, Comets, Meteors 1993, 189
- Gaffey, M. J. 1976, *J. Geophys. Res.*, 81, 905
- Gaffey, M. J. 1984, *Icarus*, 60, 83
- Gaffey, M. J. 1997, *Icarus*, 127, 130
- Gaffey, M. J., Burbine, T. H., Piatek, J. L., Reed, K. L., Chaky, D. A., Bell, J. F., & Brown, R. H. 1993, *Icarus*, 106, 573
- Gaffey, M. J., Cloutis, E. A., Kelley, M. S., & Reed, K. L. 2002, *Asteroids III*, 183
- Ghiorso, M. S., & Sack, R. O. 1995, *Contributions to Mineralogy and Petrology*, 119, 197
- Hainaut, O. R., & Delsanti, A. C. 2002, *A&A*, 389, 641

- Hapke, B. 2001, *J. Geophys. Res.*, 106, 10039
- Hardersen, P. S., Gaffey, M. J., & Abell, P. A. 2004, *Icarus*, 167, 170
- Hardorp, J. 1978, *A&A*, 63, 383
- Hardorp, J. 1980, *A&A*, 88, 334
- Hardorp, J. 1982, *A&A*, 105, 120
- Hiroi, T., & Pieters, C. M. 1994, *J. Geophys. Res.*, 99, 10867
- Hiroi, T., & Pieters, C. M. 1998, *Antarctic Meteorite Research*, 11, 163
- Hiroi, T., Pieters, C. M., & Takeda, H. 1994, *Meteoritics*, 29, 394
- Hiroi, T., Pieters, C. M., Vilas, F., Sasaki, S., Hamabe, Y., & Kurahashi, E. 2001, *Earth, Planets, and Space*, 53, 1071
- Hiroi, T., & Sasaki, S. 2001, *Meteoritics and Planetary Science*, 36, 1587
- Hutchison, R. 2004, *Meteorites* (Meteorites, by Robert Hutchison, pp. 520. ISBN 0521470102. Cambridge, UK: Cambridge University Press, October 2004.)
- Jewitt, D. C. 2002, *AJ*, 123, 1039
- Jewitt, D. C., & Luu, J. X. 1990, *AJ*, 100, 933
- King, T. V. V., & Ridley, W. I. 1987, *J. Geophys. Res.*, 92, 11457
- Kirkwood, D. 1867, in *Proceedings of American Association for the Advancement of Science for 1866*, 8
- Koebel, C., Kurat, G., & Brandstätter, F. 1993, *Antarctic Meteorite Research*, 6, 14
- Kowal, C. T. 1988, *Asteroids : their nature and utilization* (Chichester, England : E. Horwood ; New York : Halsted Press, 1988.)
- Kresak, L. 1979, *Dynamical interrelations among comets and asteroids* (Asteroids), 289
- Krugly, Y.Ñ., et al. 2007, in *IAU Symposium*, Vol. 236, 385
- Landolt, A. U. 1973, *AJ*, 78, 959
- Landolt, A. U. 1983, *AJ*, 88, 439
- Landolt, A. U. 1992, *AJ*, 104, 340
- Lazzarin, M., Marchi, S., Barucci, M. A., di Martino, M., & Barbieri, C. 2004, *Icarus*, 169, 373
- Lazzarin, M., Marchi, S., Magrin, S., & Licandro, J. 2005, *MNRAS*, 359, 1575
- Lazzaro, D., Angeli, C. A., Carvano, J. M., Mothé-Diniz, T., Duffard, R., & Florczak, M. 2004, *Icarus*, 172, 179
- Licandro, J., Alvarez-Candal, A., de León, J., Pinilla-Alonso, N., Lazzaro, D., & Campins, H. 2008, *A&A*, 481, 861
- Licandro, J., Campins, H., Mothé-Diniz, T., Pinilla-Alonso, N., & de León, J. 2007, *A&A*, 461, 751
- Licandro, J., de León, J., Pinilla, N., & Serra-Ricart, M. 2006, *Advances in Space Research*, 38, 1991

- Licandro, J., Ghinassi, F., & Testi, L. 2002, *A&A*, 388, L9
- Licandro, J., Oliva, E., & Di Martino, M. 2001, *A&A*, 373, L29
- Lim, L. F., McConnochie, T. H., Bell, J. F., & Hayward, T. L. 2005, *Icarus*, 173, 385
- Lucey, P. G., Keil, K., & Whitely, R. 1998, *J. Geophys. Res.*, 103, 5865
- Luu, J. X., & Jewitt, D. C. 1990, *AJ*, 99, 1985
- Marchi, S., Brunetto, R., Magrin, S., Lazzarin, M., & Gandolfi, D. 2005, *A&A*, 443, 769
- McFadden, L. A., Gaffey, M. J., Takeda, H., Jackowski, T. L., & Reed, K. L. 1982, *National Institute Polar Research Memoirs*, 25, 188
- Migliorini, F., Morbidelli, A., Zappala, V., Gladman, B. J., Bailey, M. E., & Cellino, A. 1997, *Meteoritics and Planetary Science*, 32, 903
- Moons, M. 1997, in *The Dynamical Behaviour of our Planetary System*, 175
- Morbidelli, A., Bottke, W. F., Jr., Froeschlé, C., & Michel, P. 2002, *Asteroids III*, 409
- Morbidelli, A., & Nesvorný, D. 1999, *Icarus*, 139, 295
- Moroz, L., Schade, U., & Wäsch, R. 2000, *Icarus*, 147, 79
- Nesvorný, D., & Morbidelli, A. 1998, *Celestial Mechanics and Dynamical Astronomy*, 71, 243
- Nesvorný, D., Morbidelli, A., Vokrouhlický, D., Bottke, W. F., & Brož, M. 2002, *Icarus*, 157, 155
- Oliva, E. 2000, *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, 71, 861
- Öpik, E. J. 1951, *Proc. R. Irish Acad. Sect. A.*, 54, 165
- Peterson, C. 1976, *Icarus*, 29, 91
- Pieters, C. M. 1983, *J. Geophys. Res.*, 88, 9534
- Pieters, C. M., Fischer, E. M., Rode, O., & Basu, A. 1993, *J. Geophys. Res.*, 98, 20817
- Pieters, C. M., et al. 2000, *Meteoritics and Planetary Science*, 35, 1101
- Pravec, P., et al. 2006, *Icarus*, 181, 63
- Radzievskii, V. V., & Artemév, A. V. 1961, *AZh*, 38, 994
- Rayner, J. T., Toomey, D. W., Onaka, P. M., Denault, A. J., Stahlberger, W. E., Vacca, W. D., Cushing, M. C., & Wang, S. 2003, *PASP*, 115, 362
- Reddy, V., Cloutis, E. A., Craig, M. A., & Gaffey, M. J. 2008, in *Lunar and Planetary Institute Conference Abstracts*, Vol. 39, 2007
- Reddy, V., Gaffey, M. J., Abell, P. A., & Hardersen, P. S. 2006, in *37th Annual Lunar and Planetary Science Conference*, Vol. 37, 1746
- Reddy, V., Hardersen, P. S., Gaffey, M. J., & Abell, P. A. 2005, in *36th Annual Lunar and Planetary Science Conference*, Vol. 36, 1375
- Sasaki, S., Nakamura, K., Hamabe, Y., Kurahashi, E., & Hiroi, T. 2001, *Nature*, 410, 555
- Singer, R. B. 1981, *J. Geophys. Res.*, 86, 7967

- Singer, R. B., & Roush, T. L. 1985, *J. Geophys. Res.*, 90, 12434
- Strazzulla, G., Dotto, E., Binzel, R., Brunetto, R., Barucci, M. A., Blanco, A., & Orofino, V. 2005, *Icarus*, 174, 31
- Sunshine, J. M., Binzel, R. P., Burbine, T. H., & Bus, S. J. 1998, in *Lunar and Planetary Institute Conference Abstracts*, Vol. 29, 1430
- Sunshine, J. M., Bus, S. J., Burbine, T. H., McCoy, T. J., & Binzel, R. P. 2002, in *Lunar and Planetary Institute Conference Abstracts*, Vol. 33, 1356
- Sunshine, J. M., Bus, S. J., Corrigan, C. M., McCoy, T. J., & Burbine, T. H. 2007, *Meteoritics and Planetary Science*, 42, 155
- Sunshine, J. M., Bus, S. J., McCoy, T. J., Burbine, T. H., Corrigan, C. M., & Binzel, R. P. 2004, *Meteoritics and Planetary Science*, 39, 1343
- Sunshine, J. M., & Pieters, C. M. 1991, in *Lunar and Planetary Institute Conference Abstracts*, Vol. 22, 1361
- Sunshine, J. M., & Pieters, C. M. 1993, *J. Geophys. Res.*, 98, 9075
- Sunshine, J. M., & Pieters, C. M. 1998, *J. Geophys. Res.*, 103, 13675
- Sunshine, J. M., Pieters, C. M., & Pratt, S. F. 1990, *J. Geophys. Res.*, 95, 6955
- Sunshine, J. M., Pieters, C. M., Pratt, S. F., & McNaron-Brown, K. S. 1999, in *Lunar and Planetary Institute Conference Abstracts*, Vol. 30, 1306
- Tedesco, E. F., Noah, P. V., Noah, M., & Price, S. D. 2002, *AJ*, 123, 1056
- Tholen, D. J. 1984, Ph.D. thesis, AA(Arizona Univ., Tucson.)
- Vernazza, P., Mothé-Diniz, T., Barucci, M. A., Birlan, M., Carvano, J. M., Strazzulla, G., Fulchignoni, M., & Migliorini, A. 2005, *A&A*, 436, 1113
- Warner, B. D., et al. 2006, *Minor Planet Bulletin*, 33, 21
- Wetherill, G. W. 1979, *Icarus*, 37, 96
- Williams, J. G., & Faulkner, J. 1981, *Icarus*, 46
- Wisdom, J. 1983, *Icarus*, 56, 51
- Xu, S., Binzel, R. P., Burbine, T. H., & Bus, S. J. 1995, *Icarus*, 115, 1
- Zellner, B. 1973, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 5, 388
- Zellner, B., Tholen, D. J., & Tedesco, E. F. 1985, *Icarus*, 61, 355

## Agradecimientos

Esta tesis doctoral no hubiera sido posible sin la ayuda prestada por mis directores, Javier Licandro y Miquel Serra. Javier ha sido el prototipo ideal de director de tesis. Su dedicación al trabajo me ha servido de ejemplo en todo momento, así como su entusiasmo por lo que hace y su espíritu incansable. Me ha dado la libertad suficiente para tomar mis propias decisiones, pero ha estado siempre ahí para darme sus consejos y su orientación. Miquel confió en mí desde el principio al contratarme para trabajar en el Observatorio del Teide. Durante estos 7 años que he trabajado con él, me ha apoyado incondicionalmente, siempre. Los dos, Javier y Miquel, han hecho todo lo posible porque mi experiencia como doctoranda fuera completa, poniéndome en contacto con otros investigadores, acompañándome a numerosos congresos y participando en muchas publicaciones.

Por supuesto todo lo anterior no hubiera sido posible sin las facilidades proporcionadas por el Instituto de Astrofísica de Canarias, que me ha dado acceso durante todos estos años a sus excelentes instalaciones. Por esta razón muestro mi más sincero agradecimiento a esta institución, y a su director, el Profesor Francisco Sánchez.

Debo agradecer también su ayuda al Dr. Humberto Campins, que ha sido más que una referencia incuestionable en el campo de los estudios del Sistema Solar. Humberto ha sido un buen amigo, que me ha dado ese pequeño empujón necesario para conocer a otros colaboradores en las diferentes reuniones científicas a las que hemos asistido. Agradezco también a la Dra. Daniela Lazzaro su buena acogida durante mi estancia en Brasil, y su ayuda constante a la hora de interpretar mis resultados; al Dr. René Duffard, por su paciencia infinita y su colaboración; al Dr. Álvaro Álvarez, por hacerme compañía en Río cuando más falta me hacía; a Noemí, compañera de fatigas y de largas noches de observación; y a todos los colaboradores con los que he trabajado en estos años y que han aportado su granito de arena para que esta tesis doctoral se convierta en una realidad.

Evidentemente, no puedo olvidar a todos los amigos y compañeros del IAC que me han acompañado durante este tiempo. Ellos saben quiénes son y, afortunadamente, tardaría mucho en nombrarlos uno por uno. Los momentos de descanso en la cafetería se convirtieron pronto en comidas, cenas y reuniones con cualquier excusa para, simplemente, pasarlo bien. Gracias a ellos, hacer mi tesis en el IAC ha sido estupendo y sobre todo, muy, muy divertido. Y por supuesto tengo que acordarme en este punto de mis 'niñas', que han estado siempre dispuestas a alegrarme y hacerme olvidar los momentos malos, y que me han dado infinitas horas de risas y surrealismo en grandes dosis. Qué puedo decir ... son las mejores.

Por último, pero no por ello menos importante, agradezco el apoyo de mi familia, que en todo momento ha mostrado un interés impagable por lo que hago. Cuántas veces habré intentado explicarlo en casa, y cuántas veces me han escuchado como si lo entendieran... Ellos han sido siempre mi punto de referencia y sin ellos no hubiera sido capaz de realizar este trabajo.

