

DEPARTAMENTO DE ASTROFISICA

Universidad de La Laguna

**PROPIEDADES SUPERFICIALES DE**  
**LOS PLANETAS ENANOS**  
**DEL CINTURÓN TRANSNEPTUNIANO**

Memoria que presenta  
Noemí Pinilla Alonso  
para optar al grado de  
Doctora en Ciencias Físicas.

INSTITUTO D ASTROFISICA D CANARIAS  
abril de 2009



*A Agustín, Isabel, Adelina y Rafael  
A Mariano y María del Canto  
A María (la ranita) y José Carlos*

*Pasado, presente y futuro, ellos son los culpables.*



---

## Resumen

Los objetos transneptunianos (TNOs) son objetos helados que se mueven alrededor del Sol en órbitas más allá de la de Neptuno. Estos cuerpos, con diámetros que van desde varios metros hasta los 2000 kilómetros, pasan la mayor parte de su vida a distancias del Sol alrededor de las 40  $UA$ , donde las temperaturas se mantienen bajas. Los materiales que forman estos cuerpos, gran parte de ellos hielos condensados de la nebulosa presolar, conservan información muy valiosa acerca de las condiciones primigenias en el Sistema Solar.

Los estudios físicos acerca de los TNOs, realizados en los últimos 15 años, revelan la existencia en épocas muy tempranas del Sistema Solar de una gran población de planetesimales, mucho más densa que en la actualidad, en la que las colisiones eran frecuentes. Hablan también de interacciones con los planetas externos y de dispersiones hacia las zonas internas y externas del Sistema Solar. Por otro lado, sus características físicas actuales hablan de procesos de acreción, de irradiación, de colisiones, de retención de volátiles y de fenómenos criovolcánicos.

Esta tesis abarca el estudio de la superficie los TNOs mayores, los “planetas enanos” helados. Estos son básicamente objetos transeptunianos de tamaño suficientemente grande como para alcanzar el equilibrio hidrostático por autogravedad, pero no lo suficiente para despejar su órbita de otros cuerpos menores. Su tamaño, de más de mil kilómetros de diámetro, los sitúa en la cola superior de la distribución de masas (y tamaños) de los TNOs.

Hasta el momento son cuatro los TNOs que se han identificado como planetas enanos helados, Plutón, (136199) 2003 UB<sub>313</sub> (Eris), (163472) 2005 FY<sub>9</sub> (Makemake) y (136108) 2003 EL<sub>61</sub> (Haumea). Tanto los programas extensivos de observación del cinturón transneptuniano, como los cálculos de la función de distribución de tamaños, sugieren que no existen muchos más, tal vez unos 10 planetas enanos, en el cinturón transneptuniano.

Presentamos en esta tesis los espectros, en el rango visible e infrarrojo, de los nuevos planetas enanos descubiertos en el año 2005, Eris, 2005 FY<sub>9</sub> y 2003 EL<sub>61</sub>. Estos espectros muestran signos claros de una alta presencia de hielos en su superficie. También revelan ciertas diferencias, seguramente relacionadas con la historia particular de cada uno de estos objetos. Eris y 2005 FY<sub>9</sub>, por un lado, poseen superficies comparables a la de Plutón, con alta concentración de volátiles (metano y nitrógeno), relacionada con su tamaño y sus características orbitales. Esto convierte a estos planetas enanos en fuertes candidatos a poseer atmósfera, al menos en las posiciones de sus órbitas más cercanas al Sol.

Los espectros de 2003 EL<sub>61</sub>, por otro lado, sugieren una superficie diferente, cubierta de hielo de agua casi puro. La superficie de este cuerpo, cuyo espectro muestra similitudes con el de Caronte, sólo es comparable, dentro del TNb, con la de un grupo de objetos con propiedades orbitales muy parecidas al planeta enano.

Los trabajos que aquí se presentan suponen un primer acercamiento a la superficie de los planetas enanos helados. Su originalidad e importancia radica no sólo en la presentación de resultados particulares acerca de cada uno de estos cuerpos sino en que suponen un punto de partida para los trabajos futuros a desarrollar acerca de los planetas enanos helados.



# Índice

<b>1. Los cuerpos helados del Sistema Solar</b>	<b>1</b>
1.1. Descripción dinámica de los transneptunianos . . . . .	3
1.1.1. Objetos Clásicos . . . . .	3
1.1.2. Objetos Resonantes . . . . .	3
1.1.3. Objetos Dispersados . . . . .	4
1.2. Relación con otros cuerpos menores del Sistema Solar . . . . .	4
1.3. Evolución dinámica del cinturón transneptuniano . . . . .	6
1.4. El cinturón transneptuniano antes de los planetas enanos . . . . .	9
1.4.1. Superficie de los TNOs: Fotometría . . . . .	9
1.4.2. Superficie de los TNOs: Espectroscopía . . . . .	15
1.4.3. Tamaño y Albedo. . . . .	19
1.5. Mecanismos de transformación superficial . . . . .	23
1.5.1. Incidencia de partículas de alta energía . . . . .	23
1.5.2. Colisiones . . . . .	24
1.5.3. Actividad cometaria . . . . .	25
1.5.4. Actividad interna, criovolcanismo . . . . .	25
1.5.5. Presencia de Atmósfera . . . . .	26
1.6. "Planetas Enanos" . . . . .	29
1.6.1. Un poco de historia y definición . . . . .	29
1.6.2. Características Físicas de los planetas enanos helados. . . . .	34
1.6.3. Sistema Plutón-Charón. . . . .	35
<b>2. Motivación y Objetivos</b>	<b>47</b>
2.1. Estudio de (136199) Eris y (136472) 2005 FY <sub>9</sub> . . . . .	47
2.2. Estudio de (136108) 2003 EL <sub>61</sub> . . . . .	48
<b>3. Metodología y artículos que comprende esta tesis</b>	<b>51</b>
3.1. Metodología . . . . .	51
3.1.1. Espectroscopía . . . . .	51
3.1.2. Modelado . . . . .	57
3.2. Artículos que comprende esta tesis . . . . .	61

---

<b>4. (136199) 2003 UB<sub>313</sub> y (136472) 2005 FY<sub>9</sub></b>	<b>63</b>
4.1. Estudios preliminares: la superficie de (136472) 2005 FY <sub>9</sub> . . . . .	63
4.2. Estudio de la superficie de (136199) Eris 2003 UB <sub>313</sub> . . . . .	64
<b>5. Estudio de la superficie de (55636) 2002 TX<sub>300</sub></b>	<b>71</b>
<b>6. Estudio de la superficie de (145453) 2005 RR<sub>43</sub></b>	<b>79</b>
<b>7. Estudio de la superficie de (136108) Haumea (2003EL<sub>61</sub>)</b>	<b>85</b>
<b>8. Espectroscopía Visible en la vecindad de 2003 EL<sub>61</sub></b>	<b>99</b>
<b>9. Conclusiones y perspectivas</b>	<b>105</b>
9.1. Conclusiones generales . . . . .	105
9.2. Conclusiones Particulares . . . . .	106
9.2.1. (136199) Eris y (136472) 2005 FY <sub>9</sub> . . . . .	106
9.2.2. (136108) 2003 EL <sub>61</sub> . . . . .	107
9.3. Perspectivas Futuras . . . . .	108
9.3.1. (136199) Eris y (136472) 2005 FY <sub>9</sub> . . . . .	108
9.3.2. (136108) 2003 EL <sub>61</sub> . . . . .	109
<b>A. La superficie de (136472) 2005 FY<sub>9</sub>, un gemelo de Plutón</b>	<b>111</b>

# Índice de figuras

1.1. Objetos del Sistema Solar . . . . .	2
1.2. Clases dinámicas de los TNOs . . . . .	4
1.3. Modelo de Niza para la dinámica del Sistema Solar . . . . .	8
1.4. Diferentes Poblaciones entre los TNOs clásicos . . . . .	9
1.5. Diagrama B-V vs. V-R para TNOs . . . . .	10
1.6. Clasificación taxonómica de TNOs . . . . .	12
1.7. Diagrama de color, V-J vs J-H. . . . .	12
1.8. Colores vs. Inclinación para TNOs . . . . .	12
1.9. Colores vs. Distancia perihélica para TNOs . . . . .	14
1.10. Curva de luz de (32532) 2002 PT <sub>13</sub> . . . . .	15
1.11. Reflectancias de algunos materiales observados en el TNb . . . . .	16
1.12. Muestra de algunos espectros de TNOs . . . . .	17
1.13. Espectro de (50000) Quaoar . . . . .	19
1.14. Albedo de TNOs . . . . .	22
1.15. Diagrama sobre la “climatología espacial” . . . . .	24
1.16. Diagrama sobre la formación de atmósfera en TNOs . . . . .	27
1.17. Retención de volátiles en la superficie de TNOs . . . . .	29
1.18. Espectro de Plutón y Tritón en el infrarrojo cercano . . . . .	30
1.19. Espectro de Caronte en el infrarrojo cercano . . . . .	31
1.20. Nuevo Sistema Solar . . . . .	33
1.21. Retención de volátiles en el TNb (incluidos los planetas enanos helados) . . . . .	35
1.22. Sistema Plutón-Caronte . . . . .	37
1.23. Mapa del albedo de Plutón . . . . .	38
1.24. Diversos espectros de Plutón . . . . .	39
1.25. Estudio de las bandas de Metano en Plutón . . . . .	40
1.26. Modelo para la superficie de Plutón . . . . .	41
3.1. Elementos dispersores de NICS-TNG . . . . .	55
3.2. Aproximación de la lámina para los modelos de dispersión de la luz en cuerpos formados por mezclas de materiales . . . . .	58
3.3. Propagación de la luz según el modelo de Shkuratov . . . . .	60



# Índice de tablas

1.1. Poblaciones en el cinturón transneptuniano . . . . .	5
1.2. Colores para algunos TNOs por grupos taxonómicos . . . . .	13
1.3. Propiedades de los planetas enanos . . . . .	33
1.4. Propiedades de Plutón y Caronte . . . . .	36
3.1. Bandas de absorción de algunos hielos detectados en el TNb . . . . .	52



# 1

---

## Los cuerpos helados del Sistema Solar

La existencia de objetos de tipo cometario en un disco plano más allá de Neptuno fue propuesta por Fernandez (1980) como la única manera de explicar la presencia de cometas de corto período. Con anterioridad Edgeworth (1949) y Kuiper (1951) habían sugerido que, como residuo de la formación del sistema planetario, podrían haber quedado algunos cuerpos menores en la región transneptuniana. Así pues, esta región del Sistema Solar estaría poblada por cuerpos helados de diversos tamaños, desde varios metros de diámetro hasta el tamaño de Plutón, confinados cerca del plano de la eclíptica, el llamado cinturón transneptuniano (TNb, acrónimo del término en inglés).

Lo que durante muchos años se mantuvo en el campo de la teoría se confirma con el descubrimiento en 1992 de (15700) 1992 QB<sub>1</sub> (Jewitt & Luu 1993) primer objeto clasificado como transneptuniano (TNO, acrónimo del término en inglés). Desde entonces cada año se ha informado del descubrimiento de decenas de objetos helados cuyas principales características son que mayoritariamente orbitan alrededor del Sol a una distancia entre 30 y 50 UA y con una inclinación respecto de la eclíptica menor de 40° (ver la figura 1.1).

El año 2005 trajo importantes novedades para los estudiosos de esta región del Sistema Solar con el anuncio del descubrimientos de tres TNOs de tamaño comparable o incluso mayor que Plutón. Los primeros estudios acerca de estos cuerpos muestran que sus características son únicas en muchos aspectos dentro del TNb. Su descubrimiento dio lugar a una revisión de la definición de planeta y al nacimiento de una nueva categoría de cuerpo en el Sistema Solar, los “planetas enanos” (Green 2006).

El estudio de los objetos transneptunianos en general, y de los planetas enanos en particular, es un campo de enorme interés para comprender el origen y evolución del Sistema Solar. Dado que en líneas generales, estos cuerpos son de pequeño tamaño y han permanecido la mayor parte de su vida a grandes distancias del Sol y por tanto a muy bajas temperaturas, se supone que los materiales que los componen son los más prístinos del Sistema Solar. Poseen por tanto información única sobre las características y condiciones en que se encontraban los materiales que formaban la nebulosa presolar en la región en que se originaron.

Por todo ello, el estudio de sus propiedades físicas, y en particular el de sus propiedades superficiales (composición, temperatura, atmósfera...) es de enorme interés cosmogónico.

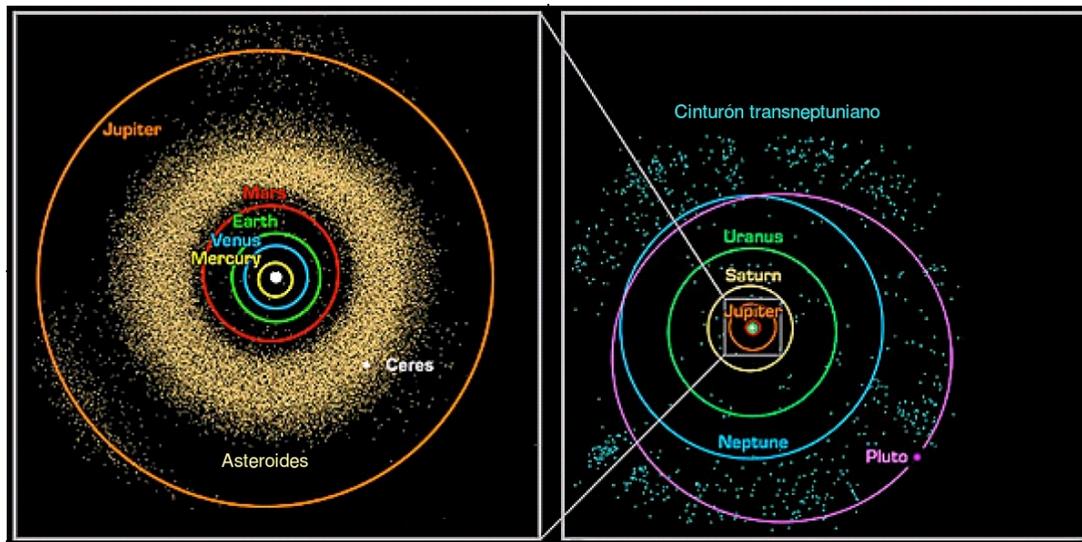


Figura 1.1: A la izquierda se muestran los objetos del Sistema Solar interno, en ella se aprecia claramente la acumulación de objetos en el cinturón de asteroides y las dos nubes de Troianos de Júpiter en los puntos de Lagrange de la órbita de este planeta. A la derecha se muestra el Sistema Solar a distinta escala para abarcar las órbitas de los planetas gigantes y el cinturón transneptuniano que se extiende más allá de la órbita de Neptuno. Se resalta la órbita de Plutón, como objeto transneptuniano más conocido. Imagen tomada de la base de datos de la NASA.

La principal motivación de esta tesis es el estudio de las propiedades superficiales de los planetas enanos helados y su comparación con el resto de TNO.

A continuación se presentará una descripción de los objetos del cinturón transneptuniano, así como de otras poblaciones de cuerpos menores del Sistema Solar relacionadas con ellos. También se describe el caso particular de los planetas enanos y la importancia de estos singulares objetos como fuente de conocimiento en el campo de los objetos transneptunianos y del Sistema Solar.

En el capítulo 2 se detallarán los objetivos concretos de este estudio, mientras que en el capítulo 3 se describen los métodos utilizados en los diferentes trabajos. Estos métodos junto con la discusión de los principales resultados alcanzados en el desarrollo de esta tesis, se describen en detalle en el capítulo dedicado a cada artículo (ver los capítulos del 4 al 8).

Finalmente (ver capítulo 9) se discuten y ponen en contexto las conclusiones y los principales aportes de esta tesis al conocimiento del TNO y en concreto, al conocimiento de la población de planetas enanos helados.

En el apéndice se presenta, como información complementaria, el artículo original sobre el que basamos el conocimiento de la superficie de 2005 FY<sub>9</sub>. Este trabajo ha sido realizado en su mayoría por Noemí Pinilla Alonso, autora de esta tesis, pero fue publicado con anterioridad a la presentación del proyecto por lo cual no se puede adjuntar en el cuerpo principal de este trabajo.

## 1.1. Descripción dinámica de los transneptunianos

Los TNOs son cuerpos helados del Sistema Solar. La historia dinámica de un transneptuniano es muy importante para comprender, entre otras cosas, sus propiedades superficiales en el presente. Como se verá en esta tesis, las superficies de los TNOs son modificadas, entre otros factores, por la radiación de altas energías y las colisiones (ver la sección 1.5) factores, ambos, que están directamente ligados a la historia dinámica de los TNOs.

Tradicionalmente se han definido diferentes grupos de TNOs de acuerdo a sus parámetros orbitales: distancia perihélica ( $q$ ) (en algunos casos utilizamos el semieje mayor de la órbita,  $a$ , relacionado con  $q$  por la siguiente expresión,  $q = a(1 - e)$ ), inclinación respecto de la eclíptica ( $i$ ) y excentricidad ( $e$ ). Cabe considerar que no hay una única clasificación dinámica. Los continuos descubrimientos muestran que las poblaciones generalmente no están aisladas sino que se mezclan. Por esta razón, los valores de los límites se suelen asumir arbitrariamente (Morbidelli 2005; Elliot et al. 2005; Delsanti & Jewitt 2006; Lykawka & Mukai 2007). A continuación presentamos los criterios que nosotros asumimos para definir cada una de las categorías.

Desde el punto de vista dinámico, definimos los TNOs como el conjunto de cuerpos cuyas órbitas tienen un semieje mayor  $a$ , mayor que el de Neptuno y distancia perihélica  $q < 50$  UA. La mayor parte de ellos se encuentran confinados en un cinturón alrededor de la eclíptica  $i < 40^\circ$ . Entre los TNOs podemos definir tres clases que aparecen representadas en la *Figura 1.2* y la *tabla 1.1.3*.

### 1.1.1. Objetos Clásicos

El cinturón clásico de TNOs es la región que ocupan los objetos con perihelio entre la resonancia (4:3) a 36.4 UA y la (2:1) a 48 UA con Neptuno, excluyendo los objetos resonantes (que definiremos a continuación). Las excentricidades son pequeñas ( $\bar{e} = 0.06$ ) y también las inclinaciones ( $\bar{i} = 6.97$ ). Dentro de los TNOs clásicos, podemos distinguir dos poblaciones, los TNOs de baja inclinación ( $i < 4^\circ$ ) forman la población *fría* que se ha mantenido dinámicamente poco activa desde su formación, mientras que aquellos con inclinaciones mayores, dinámicamente más activos, forman la población *caliente*. Como veremos más adelante, ambas poblaciones, con características superficiales diferentes, se superponen en el espacio de parámetros ( $a, e$ ).

### 1.1.2. Objetos Resonantes

Son aquellos TNOs atrapados en resonancias del movimiento medio con Neptuno. El primer ejemplo es Plutón que se encuentra, junto con otros muchos TNOs, en la resonancia (3:2). Ocupar una resonancia como la (3:2), la (2:1) o la (4:3), proporciona estabilidad a las órbitas ya que protege a los cuerpos respecto a encuentros cercanos con Neptuno, que es el principal perturbador dentro del TNb. La resonancia (3:2) es la más poblada (aproximadamente 47 cuerpos) denominándose los objetos que se encuentran en ella *Plutinos*.

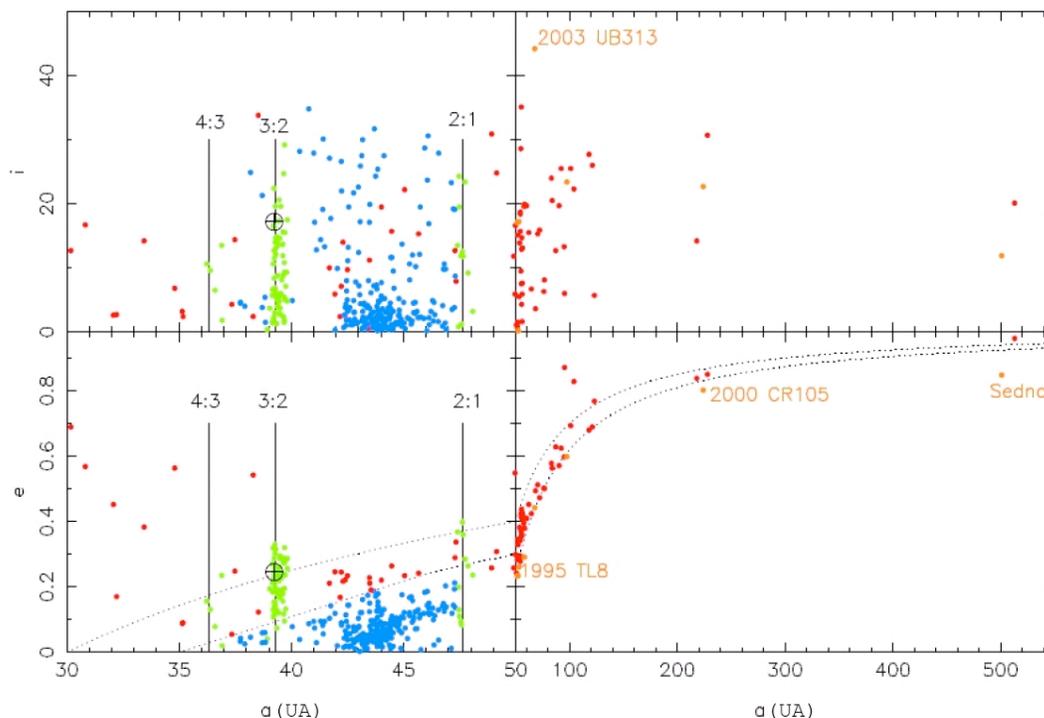


Figura 1.2: Representación de la distribución orbital de TNOs observados hasta agosto de 2005, en varias oposiciones. Las distintas poblaciones aparecen representadas en diferentes colores: clásicos en azul, resonantes en verde, dispersados en rojo. Los objetos naranjas, comúnmente conocidos como objetos desligados, son una de las poblaciones relacionadas con los TNOs. La curva de puntos en el panel inferior izquierdo representan  $q=30$  y  $35$  UA; las del panel inferior derecho representan  $q=30$  y  $38$  UA. Las líneas verticales muestran las principales resonancias con Neptuno. La órbita de Plutón se representa con una cruz rodeada por un círculo. Imagen tomada de Morbidelli, 2005.

### 1.1.3. Objetos Dispersados

Estos son objetos con  $a > 30$  UA, y  $q < 40$  UA, cuyas órbitas son inestables y cubren un amplio rango de inclinaciones (una gran parte de estos cuerpos, se mueve en órbitas con  $a > 50$  UA). El primero de estos cuerpos descubierto fue (15874) 1996 TL<sub>66</sub> ( $q = 35.2$ UA,  $e = 0.577$  e  $i = 24^\circ$ ). Según los modelos de evolución dinámica del Sistema Solar (como veremos en la sección 1.3), la gran dispersión de inclinaciones y excentricidades que caracteriza a este grupo, es el resultado de encuentros cercanos con Neptuno.

## 1.2. Relación con otros cuerpos menores del Sistema Solar

Como ya hemos comentado en el apartado anterior, algunos transneptunianos han sufrido encuentros con Neptuno o algún otro planeta gigante que perturbaron sus órbitas. Como consecuencia de esos encuentros, han sido enviados a otras zonas del Sistema Solar. Por ello, entre los cuerpos menores del Sistema Solar hay otros grupos que podrían guardar una estrecha relación con los TNOs, por ejemplo los *Centauros*.

	$a$ [UA]	$\bar{e}$	$\bar{i}$ [°]	$N^a$
Clásicos	$39.4 \leq a \leq 47.8$	-0.6	$41.5 \pm 3.4$ %	681
Resonancia 3:2	39.4	0.22	9.93	47
Resonancia 5:3	42.4	0.2	9.35	4
Resonancia 7:4	43.6	0.2	3.97	4
Resonancia 2:1	47.6	0.31	11.5	7
Resonancia 5:2	55.8	0.41	8.03	6
Dispersados	$> 30$	0.29	12.6	384

Tabla 1.1: Parámetros orbitales de cada población y número de objetos en cada grupo (Delsanti & Jewitt, 2006). El número total de objetos en cada grupo es el observado hasta la fecha de publicación del artículo, y los límites para cada grupo, los adoptados por el grupo de autores de ese trabajo.

<sup>a</sup>El número de cuerpos en cada población depende de cómo se defina cada una de ellas, habiendo pequeños cambios entre diferentes autores.

Las teorías dinámicas mantienen que estos son TNOs dispersados hacia el interior del Sistema Solar en los últimos millones de años por colisiones mutuas y dispersión gravitatoria causada principalmente por Neptuno y los demás planetas gigantes (Levison & Duncan 1997). Las órbitas de los Centauros se encuentran entre Júpiter y Neptuno y son inestables, con una vida media entre  $10^6$  y  $10^7$  años (Tiscareno & Malhotra 2003). La relación entre ambas poblaciones es tan clara que muchos estudios generales de las características superficiales de los TNOs incluyen a los Centauros.

El TNb sería también, según los estudios dinámicos, la fuente de los *cometas de la familia de Júpiter* (JFC, de su acrónimo en inglés) (Fernandez 1980). Estos son cometas de corto período ( $P \leq 20$  años) con inclinaciones orbitales pequeñas. Sus órbitas son muy inestables debido a frecuentes encuentros con Júpiter, por lo que es necesaria una fuente continua de objetos que mantenga una población como la observada. Según Stern & Campins (1996) parte de la población de Centauros, con perihelios próximos a Júpiter, serían enviados al Sistema Solar interior debido a perturbaciones planetarias transformándose en JFC.

Las evidencias respecto de la naturaleza cometaria de los Centauros provienen no sólo de los estudios sobre la evolución dinámica, sino de la detección en alguno de ellos de comas como las observadas normalmente en los cometas, producidas por la sublimación de volátiles. Tal es el caso del primer centauro descubierto, (2060) Chiron (catalogado actualmente como el cometa 95P/Chiron) y al que se le ha detectado actividad en diversas oportunidades (Kowal 1977; Lazzaro et al. 1996; Lazzaro et al. 1997). Otros ejemplos son 166P/NEAT (Bauer et al. 2003) y 2004 PY42 CINEOS, también denominado 167P/CINEOS (Romanishin et al. 2005).

Otra población relacionada con los TNOs, son los *Troyanos de Júpiter*. Hasta 2005, eran considerados planetesimales formados en zonas cercanas a la órbita de Júpiter y capturados en los puntos lagrangianos, L4 y L5. Modelos recientes sugieren sin embargo, que se originaron en el cinturón transneptuniano (Morbidelli et al. 2005).

Como Júpiter, Neptuno cuenta también con su población de Troyanos, orbitando con el mismo período que el planeta, en los puntos lagrangianos L4 y L5,  $60^\circ$  por delante, o por detrás de él. El primer troyano de Neptuno, 2001 QR<sub>322</sub>, fue descubierto en el año 2001 por el “Deep Ecliptic Survey” (Chiang et al. 2003). En la actualidad se conocen 6 objetos

como este, todos orbitando en el punto L4. Los modelos sugieren que estos cuerpos fueron capturados del disco primordial de planetesimales durante la lenta migración de Neptuno (ver la sección 1.3), luego han residido en sus órbitas por más de  $10^9$  años (Lykawka et al. 2008).

Hay otra población de cuerpos menores que según los modelos dinámicos podría estar relacionada con los TNOs. Según Levison et al. (2008), los asteroides con espectro del tipo D<sup>1</sup> del cinturón principal, son TNOs que fueron dispersados hacia esta zona interior del Sistema Solar en la época conocida como “Bombardeo Intenso Tardío” (LHB, de su acrónimo en inglés, ver la sección 1.3). Los asteroides tipo D se encuentran principalmente en el cinturón principal exterior ( $a > 3.3\text{UA}$ ). A este tipo de asteroides pertenecen principalmente la población de asteroides *Cybeles* ( $3.3 < a < 3.7\text{ UA}$ ), la de *Hildas* (objetos en la resonancia (3:2) con Júpiter, a 3.9 UA) y los Troyanos de Júpiter. Cabe destacar, en soporte de la hipótesis de su relación con los TNOs, que todos estos objetos tienen propiedades superficiales muy similares a las de los núcleos cometarios (Licandro et al. 2006a, 2008) y que según di Sisto et al. (2005) los Hildas también podrían ser fuente de cometas de la familia de Júpiter.

Entre los cuerpos que orbitan más allá de Neptuno, existe un grupo de cuerpos helados que tradicionalmente vienen siendo considerados transneptunianos, los cuerpos del disco extendido de objetos dispersados. Nosotros preferimos considerarlos como objetos relacionados con los TNOs, por ser objetos que, aún habiéndose formado en la misma zona que estos, han escapado de la influencia dinámica de Neptuno. Se suelen denominar objetos *desligados* (“detached” en Inglés) y en la actualidad se han identificado 9 (Lykawka & Mukai 2007). Son objetos que tuvieron en épocas tempranas del Sistema Solar, algún encuentro con un planeta gigante, pero que a diferencia los transneptunianos dispersados, no lo volverán a tener en los próximos  $4 \times 10^9$  años. Los primeros en ser descubiertos fueron 2000 CR<sub>105</sub> (Millis et al. 2000) y Sedna (Brown et al. 2004). Todos estos cuerpos se mueven en órbitas cuyo semieje mayor supera las 50 UA.

Finalmente, existe otra gran reserva de objetos helados también formados en la región de los planetas gigantes, los objetos de la *Nube de Oort* (Oort 1950). Esta estaría poblada por cuerpos que fueron dispersados del disco de planetesimales durante la etapa de formación de los planetas gigantes. La mayoría de estos cuerpos, habrían sido dispersados de la parte interior del disco por encuentros con Júpiter. La nube de Oort ocupa una región esférica que se extiende hasta las  $10^5$  UA y contiene entre  $10^{12}$  y  $10^{14}$  objetos. Esta región es la fuente de los cometas de largo período.

### 1.3. Evolución dinámica del cinturón transneptuniano

Desde el descubrimiento de (15760) 1992 QB<sub>1</sub>, el TNb se ha revelado como una estructura dinámicamente complicada. Son muchos los modelos que intentan explicar la configuración actual del cinturón transneptuniano y del resto del Sistema Solar, su formación y su evolución. El más aceptado es el modelo de Niza (Gomes et al. 2005; Tsiganis et al. 2005; Morbidelli et al. 2005) ya que consigue explicar no sólo el origen del TNb y sus características actuales, sino gran parte de la arquitectura del Sistema Solar por ejemplo: el LHB, el

---

<sup>1</sup>Espectros tipo D: levemente rojos y sin bandas entre 0.35 y 2.5  $\mu\text{m}$  (Tholen 1989)

límite actual del cinturón transneptuniano ( $\sim 48$  UA), las órbitas actuales de los planetas gigantes y las órbitas de algunas poblaciones de cuerpos menores como Troyanos de Júpiter y Neptuno o Hildas.

Según este modelo, la apariencia del Sistema Solar hace  $4 \times 10^9$  años era muy distinta a la actual. En ese momento, los planetas gigantes se movían en órbitas casi circulares y coplanares, mucho más próximas entre sí que en la actualidad. En concreto, los planetas gigantes, ocupaban la zona desde  $\sim 5.5$  UA a  $\sim 14$  UA, con Urano orbitando a mayor distancia del Sol que Neptuno. Estos modelos además asumen que existía un disco de planetesimales helados más allá de la órbita de los planetas gigantes, en órbitas cuya vida dinámica era de  $3 \times 10^6$  años. El límite externo de este disco, estaría a  $\sim 34$  UA (ver la *Figura 1.3a*).

Durante este período de tiempo, la parte interior de este disco es dispersada por perturbaciones planetarias provocadas por los planetas gigantes, lo cual así mismo, da lugar a una suave migración de estos. Después de un tiempo (algún momento entre hace 350 ó 1100 millones de años), Júpiter y Saturno, entran en la resonancia (2:1) (ver la *Figura 1.3b*), esto afecta enormemente a Urano y Neptuno, modificando sus órbitas al aumentar notablemente su excentricidad hasta valores entre 0.3 y 0.4. En esta fase las órbitas de los cuatro planetas gigantes se aproximan aún más entre ellas. Comienza una fase de encuentros mutuos de los planetas gigantes, cuyo comportamiento se vuelve caótico. El aumento de la excentricidad de sus órbitas implica que atraviesen una zona muy amplia del disco de planetesimales (ver la *Figura 1.3c*). Esto desestabiliza el disco y los planetesimales son dispersados a diferentes zonas del Sistema Solar. Finalmente, tras una fase de inestabilidad de unos pocos millones de años, también conocida como época del LHB, las órbitas de los planetas se disocian y finaliza la etapa de encuentros mutuos.

Durante toda esta etapa además, los planetas han migrado en sus órbitas como consecuencia de las dispersiones de planetesimales. Los planetas helados gigantes (Urano y Neptuno), tienen dificultad en eyectar planetesimales en órbitas hiperbólicas. Dejando aparte los pocos planetesimales que ocasionalmente puedan llevar a la nube de Oort o al disco de los dispersados, el resto (la gran mayoría), irán a parar a regiones interiores del Sistema Solar, hacia Júpiter y Saturno. La migración de las órbitas de los gigantes helados es considerable, del orden de  $\sim 7$  UA para Neptuno, y  $\sim 3$  UA para Urano. Por otro lado, Júpiter, con suficiente masa para eyectar casi todos los planetesimales que se encontró, y ponerlos a gran distancia, en órbitas muy excéntricas (principalmente en la nube de Oort), realizó una pequeña migración hacia el interior ( $\sim 0.8$  UA). El caso de Saturno es algo más complicado, aunque simulaciones modernas muestran que su migración fue muy pequeña (unas décimas de unidad astronómica) y hacia el exterior. Finalmente, cuando la mayoría del disco ha sido dispersado, quedando reducida su masa a un 3% de la original, los planetas alcanzan sus órbitas actuales (ver la *Figura 1.3d*).

Por otro lado, la migración de Neptuno, arrastra consigo a sus resonancias propias. Algunos de los cuerpos que originalmente habían sido dispersados, son atrapados ahora en dichas resonancias, mientras aumentan sus excentricidades y en algunos casos, sus inclinaciones. Finalmente, no todos estos cuerpos permanecen en las resonancias, sino que algunos escapan de ellas, entrando a formar parte del grupo de los TNOs clásicos (manteniendo  $e$  y/o  $i$  relativamente grandes)

Así pues, el cinturón transneptuniano, tal y como lo conocemos en la actualidad, será el

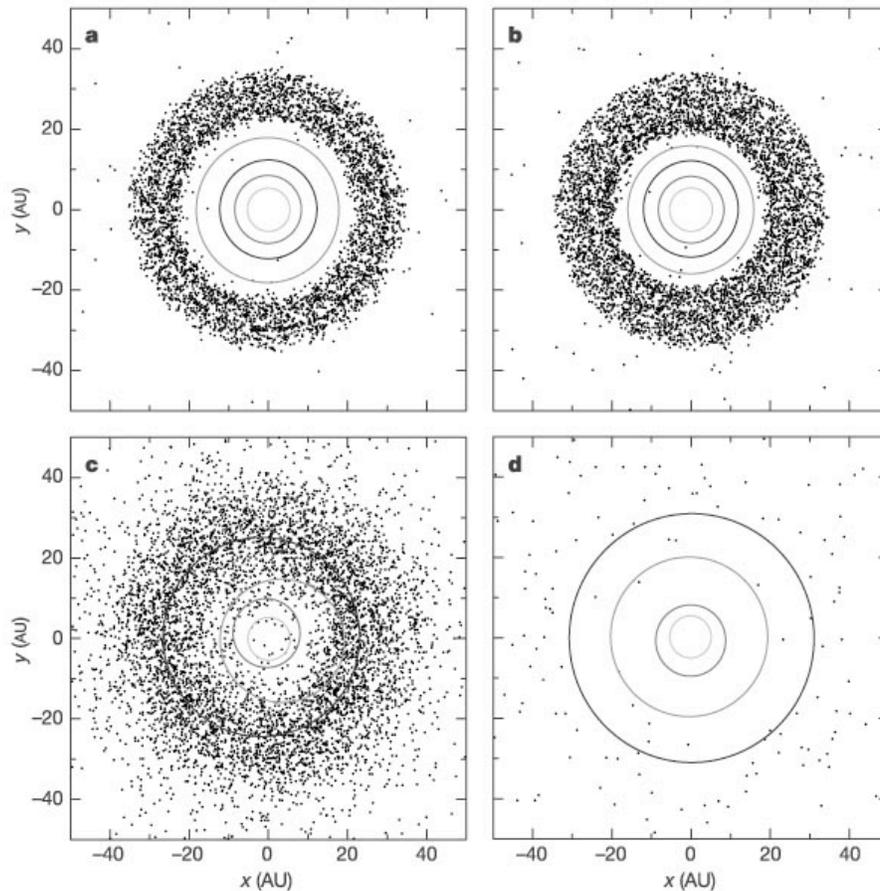


Figura 1.3: Evolución del Sistema Solar según el modelo de Niza. (a) *En un momento próximo al comienzo de la evolución.* Las órbitas de los planetas gigantes (círculos concéntricos) están muy cercanas unas a otras y son casi circulares. Están rodeadas por un disco de planetesimales, cuyo límite interior viene dado por la acción de los planetas, y el exterior se asume en 34 UA. (b) *Inmediatamente antes de la gran inestabilidad.* Saturno está muy próximo a la resonancia (2:1) con Júpiter. (c) *En el momento de la inestabilidad.* Notar que las órbitas de los planetas se hacen más excéntricas y cruzan el cinturón de planetesimales, en este período tiene lugar la dispersión de la mayor parte de los planetesimales (d) *Después de la gran dispersión de planetesimales.* Los planetas alcanzan órbitas muy similares (en términos de separación, excentricidad e inclinación) a las que ocupan hoy en día. El disco masivo de planetesimales ha sido destruido, sólo una pequeña fracción de planetesimales permanecen en el sistema en órbitas típicas del disco de objetos dispersados, del cinturón transneptuniano, y otras reservas de cuerpos pequeños. *Figura sacada de Gomes et al. (2005)*

resultado de la superposición de dos poblaciones formadas en diferentes zonas del Sistema Solar: una población formada a  $< 30$  UA y que posteriormente es depositada bien en el disco de objetos dispersados, bien en las resonancias, bien en el cinturón clásico; y otra población que es el conjunto de los TNOs clásicos que se formaron en la parte exterior del disco de planetesimales ( $\sim 34$  UA) y migraron hacia sus posiciones actuales de forma lenta siguiendo la propia migración de Neptuno.

La Figura 1.4 muestra el aspecto final del cinturón transneptuniano simulado de acuerdo a lo descrito anteriormente.

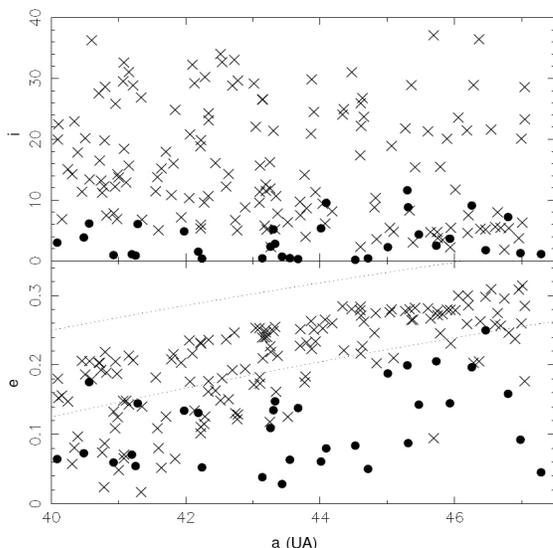


Figura 1.4: Distribución orbital del cinturón de transneptunianos clásicos de acuerdo a las simulaciones descritas en Gomes (2003). Los puntos describen la población local, que como se aprecia está sólo moderadamente excitada. Las cruces muestran los cuerpos que se formaron a  $a < 30$  UA y fueron transportados a su posición actual por encuentros con los planetas gigantes. Como se ve en esta simulación, la población resultante para el TNb clásico, es la superposición de dos poblaciones similares a las que se observan en la realidad, una dinámicamente fría y la otra dinámicamente caliente. Las líneas punteadas en el panel inferior, corresponden a  $q=30$  UA y  $q=35$  UA.

## 1.4. El cinturón transneptuniano antes de los planetas enanos

Los TNOs y las poblaciones asociadas a ellos, se formaron por acreción en la región externa a los planetas gigantes. Dadas las temperaturas reinantes en esa región, cabe esperar que los materiales acretados sean principalmente hielos y silicatos no procesados. Hemos de suponer entonces una composición muy similar en la actualidad. Sin embargo, el hecho de formarse en zonas diferentes y la variedad de mecanismos que afectan a la composición de la superficie (ver la sección 1.5), resultan en la gran variedad de propiedades superficiales que se observa al estudiarlos. Como veremos en esta tesis, el estudio de los planetas enanos ha aportado importantes resultados acerca de las propiedades físicas de los TNOs, que en algunos casos cambian de forma radical la idea que se tenía del cinturón transneptuniano. Por ello, es importante hacer una revisión de los conocimientos generales del TNb, antes del estudio de los planetas enanos.

### 1.4.1. Superficie de los TNOs: Fotometría

Después del descubrimiento en 1992 del primer transneptuniano, llegaron algunos descubrimientos más y los primeros intentos para averiguar de qué tipo de objetos estábamos

hablando. Con el ánimo de estudiar la composición y estructura interna de los TNOs se comienzan diversos programas observacionales.

La fotometría de banda ancha, es el primer paso natural en esta dirección ya que es el estudio con el que es posible abarcar el mayor número de objetos. En concreto, utilizando telescopios de entre 2 y 10 m debe de ser posible obtener medidas precisas de color de todos los transneptunianos conocidos hasta hoy (Doressoundiram et al. 2008). Estas proporcionan un punto de partida y un contexto para estudios más precisos como pueden ser los espectroscópicos. En la actualidad disponemos de medidas fotométricas en diferentes colores de más de 170 objetos y en la literatura existen varias recopilaciones que recogen toda esta información (Hainaut & Delsanti 2002; Peixinho et al. 2004; Delsanti et al. 2006; Doressoundiram et al. 2008). A continuación resumimos los principales resultados de estos estudios.

Los primeros análisis dejaron claro que existe un amplio rango de colores entre los TNOs, lo que parece indicar variedad de composiciones superficiales (Doressoundiram et al. 2002) (ver la *Figura 1.5*).

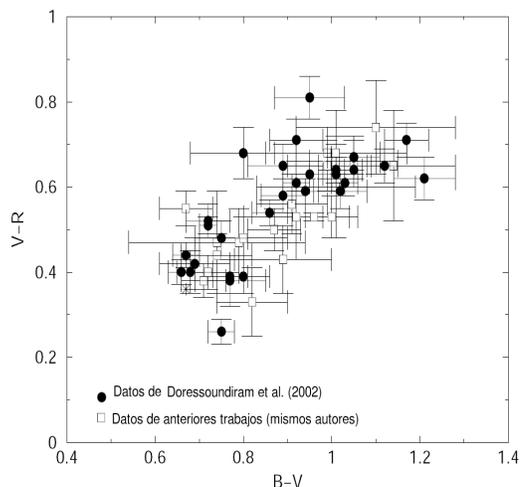


Figura 1.5: Diagrama B-V vs. V-R. La mezcla incluye 52 TNOs (*Figura* tomada de Doressoundiram et al. 2002). La estrella representa los colores del Sol. Notar la variedad de colores dentro del TNb, en el que podemos encontrar desde objetos de colores solares, a objetos muy rojos.

Más recientemente Fulchignoni et al. (2008) recoge medidas fotométricas en el rango visible e infrarrojo cercano (NIR, de su acrónimo en inglés) de una muestra de, aproximadamente, 130 objetos e intenta establecer una clasificación taxonómica en función del color. Mediante un análisis estadístico de los índices de color, agrupan los TNOs en 4 clases. La primera clase (BB) contiene objetos que son neutros en color respecto al Sol, mientras que la última (RR) contiene los TNOs más rojos. Podemos separar además dos clases intermedias (BR e IR), que distinguimos en función del aumento de la reflectividad en las bandas R e I, respectivamente (ver la *Figura 1.6a*). Algunos ejemplos de los colores de los objetos en cada grupo se muestran en la tabla 1.2.

Muchos de estos trabajos, sin embargo, no se conforman con medir los colores de un gran número de TNOs (y de algunas poblaciones relacionadas), la mayoría de ellos, buscan además correlaciones entre los colores y los grupos dinámicos descritos en la sección 1.1 y 1.2, o entre los diferentes colores y los parámetros orbitales, con el objetivo de determinar si estas diferencias en composición están relacionadas con su región de origen o con algún tipo de efecto evolutivo que afecte a la superficie. A continuación se resumen

los principales resultados de estos trabajos, algunos de los cuales han sido confirmados de forma independiente por diferentes autores (ver Doressoundiram et al. 2008, y referencias allí incluidas):

- Existe gran variedad de colores entre los TNOs, sobre todo en comparación con otros cuerpos del Sistema Solar. Se encuentra que hay algunas diferencias entre poblaciones (Ver la *Figura 1.6.b*): entre los Centauros, la distribución de colores es bimodal, encontrándose objetos o bien neutros/ligeramente rojos, o bien muy rojos; entre los objetos resonantes y dispersados, no encontramos grandes diferencias, siendo los objetos moderadamente rojos, los más comunes; entre los transneptunianos clásicos sin embargo, las superficies rojas y muy rojas son los más comunes. Aún no hay suficientes objetos desligados observados para extraer ninguna conclusión general.
- No aparecen correlaciones entre el color y parámetros físicos como la masa o la magnitud absoluta.
- Tampoco se observa correlación entre el color en el visible y el color en el infrarrojo. Básicamente, un color neutro en el IR no garantiza que el visible sea también neutro, como se observa en la *Figura 1.7*.
- Hay una posible correlación entre el color y la inclinación dentro de la población de TNOs clásicos, como se aprecia en la *Figura 1.8*. Se observa que los de más baja inclinación (órbitas menos excitadas) son más rojos que los de mayor inclinación (órbitas más excitadas).
- Dentro del grupo de los clásicos los cuerpos con perihelios menores de 40 UA muestran variedad de colores en el visible, mientras que aquellos con perihelio mayor de 40 UA, son todos rojos (ver la *Figura 1.9*) (Delsanti & Jewitt 2006).

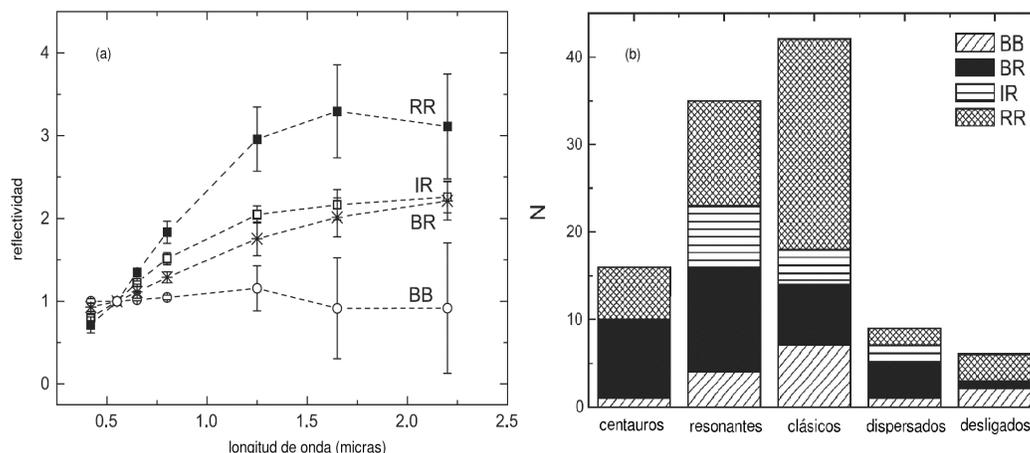


Figura 1.6: (a) Promedio de la reflectividad a diferentes longitudes de onda para cada grupo taxonómico (Fulchignoni et al. 2008); (b) Distribución de las diferentes poblaciones según cada grupo taxonómico (Fulchignoni et al. 2008).

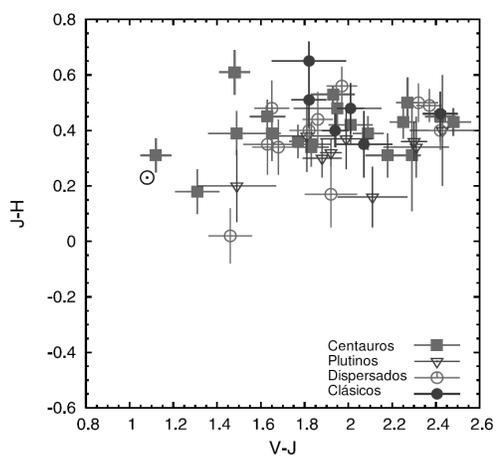


Figura 1.7: Diagrama color (V-J vs J-H). Figura tomado de Doressoundiram et al. 2007. Se representa con diferente símbolo los colores del Sol para que sirva como referencia. Se aprecia que no hay ninguna relación entre el color en el visible para cualquiera de estos objetos (V-J) y su color en el NIR (J-H). La conclusión es la misma si analizamos cada grupo dinámico por separado.

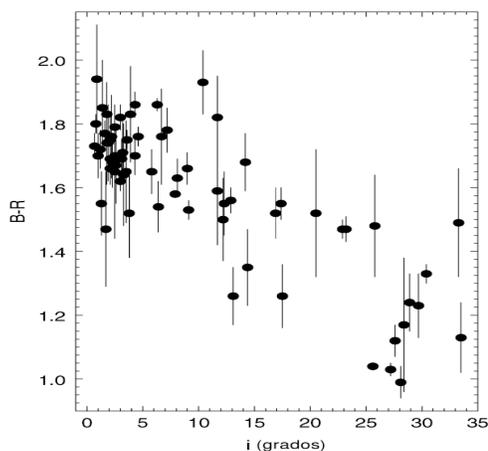


Figura 1.8: Colores (BR) vs. inclinación respecto al plano del cinturón de transneptunianos de una muestra de 69 TNOs clásicos (ver Peixinho et al. 2008 para más detalles). Notar la acumulación de cuerpos rojos para inclinaciones bajas.

Objeto	Clasificación	B-V	V-R	V-I	V-J	V-H	V-K
Sun		0.67	0.36	0.69	1.08	1.37	1.43
BB							
(2060) Chiron	centauro	0.63 ± 0.02	0.35 ± 0.01	0.70 ± 0.04	1.13 ± 0.01	1.43 ± 0.01	1.50 ± 0.03
(15874) 1996 TL66	dispersado	0.73 ± 0.03	0.37 ± 0.02	0.72 ± 0.01	1.46 ± 0.10	1.81 ± 0.17	1.77 ± 0.15
(90482) Orcus	resonante	0.68 ± 0.04	0.37 ± 0.04	0.74 ± 0.04	1.08 ± 0.04	1.21 ± 0.04	1.25 ± 0.04
(136108) 2003 EL61	clásico	0.63 ± 0.03	0.34 ± 0.02	0.68 ± 0.02	1.95 ± 0.02	1.01 ± 0.04	0.94 ± 0.05
(136199) Eris	desligado	0.71 ± 0.02	0.45 ± 0.02	0.78 ± 0.02	1.05 ± 0.02	1.01 ± 0.04	0.94 ± 0.05
BR							
(8405) Asbolus	centauro	0.75 ± 0.01	0.47 ± 0.02	0.98 ± 0.01	1.65 ± 0.02	2.06 ± 0.04	2.22 ± 0.08
(54598) Bienor	dispersado	0.69 ± 0.02	0.47 ± 0.02	0.92 ± 0.05	1.74 ± 0.03	2.14 ± 0.05	2.27 ± 0.11
(32532) Thereus	centauro	0.75 ± 0.01	0.49 ± 0.02	0.94 ± 0.01	1.69 ± 0.05	2.14 ± 0.07	2.30 ± 0.05
IR							
(20000) Varuna	clásico	0.88 ± 0.02	0.61 ± 0.02	1.24 ± 0.02	1.99 ± 0.01	2.55 ± 0.07	2.52 ± 0.08
(38628) Huya	resonante	0.96 ± 0.02	0.57 ± 0.02	1.20 ± 0.02	1.95 ± 0.02	2.27 ± 0.05	2.37 ± 0.06
(26395) 1999 DE <sub>9</sub>	resonante	0.97 ± 0.03	0.58 ± 0.01	1.15 ± 0.01	1.84 ± 0.04	2.17 ± 0.05	2.19 ± 0.05
(55565) 2002 AW <sub>197</sub>	clásico	0.90 ± 0.03	0.62 ± 0.03	1.18 ± 0.03	1.82 ± 0.06	2.15 ± 0.08	2.38 ± 0.10
RR							
(47171) 1999 TC <sub>36</sub>	resonante	1.03 ± 0.02	0.69 ± 0.01	1.33 ± 0.02	2.32 ± 0.01	2.70 ± 0.03	2.70 ± 0.02
(47171) 2002 GO <sub>9</sub>	clásico	1.10 ± 0.04	0.76 ± 0.01	1.44 ± 0.01	2.46 ± 0.02	2.83 ± 0.02	2.79 ± 0.02
(90377) Sedna	desligado	1.23 ± 0.09	0.76 ± 0.09	1.37 ± 0.09	2.32 ± 0.06	2.61 ± 0.06	2.66 ± 0.07
(5145) Pholus	centauro	1.25 ± 0.03	0.77 ± 0.01	1.58 ± 0.01	2.57 ± 0.03	2.94 ± 0.04	2.22 ± 0.08

Tabla 1.2: Índices de color de algunos cuerpos de cada grupo taxonómico (Fulchignoni et al. 2008).

El análisis de las figuras 1.8 y 1.9, sugiere que hay una clara diferencia en los colores de los cuerpos clásicos a baja inclinación (con perihelios típicamente mayores de 40 UA), que presentan sólo superficies rojas y los TNOs clásicos de alta inclinación (con perihelios típicamente menores de 40 UA), entre los que hay más dispersión de colores. Lo que estamos viendo en realidad es un déficit de objetos azules en la *población fría* de objetos clásicos, lo cual es una indicación de que puede haber diferencias composicionales entre estas dos poblaciones. La población fría, formada en la zona más externa del cinturón de planetesimales y a temperaturas menores, tendría una abundancia mayor de volátiles capaces de producir orgánicos complejos (típicamente rojos) por irradiación a nivel superficial (ver la sección 1.5).

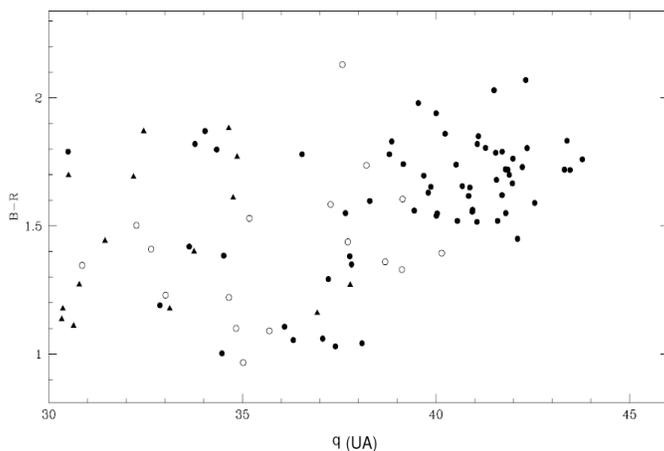


Figura 1.9: Color en función de B-R vs. distancia perihélica (Delsanti et al. 2004). Los TNOs clásicos se muestran como puntos negros, los plutinos como triángulos, los objetos dispersado, círculos blancos. Observar la falta de objetos azules entre los TNOs clásicos con  $q \geq 40$  UA.

Sin embargo, los colores obtenidos por fotometría de banda ancha son parámetros de caracterización “globales”. Por un lado dan cuenta de la luz sobre toda la superficie iluminada del TNO en el momento de observación, que a las distancias típicas a que se encuentran estos objetos es equivalente a todo un hemisferio; por otro, integran sobre todo el rango de longitud de onda del filtro utilizado. Por lo tanto, los colores no se pueden utilizar para determinar en detalle la composición del objeto.

Además de los estudios de los índices de color, algunos trabajos utilizan la fotometría de TNOs para estudiar las curvas de luz de los TNOs (e.g. Sheppard & Jewitt 2002; Ortiz et al. 2003; Alvarez-Candal et al. 2007; Sheppard et al. 2008 y referencias incluidas en esos artículos). Estos estudios permiten obtener medidas precisas de los períodos de rotación de estos cuerpos. Además aportan información acerca de la forma, la densidad y otras propiedades físicas básicas.

Sheppard et al. (2008) analiza las curvas de luz publicadas de más de 75 TNOs (y Centauros), las principales conclusiones que encuentra son:

- Los períodos de rotación suelen estar comprendidos entre pocas horas y varios días, con una media de 8.5 h.
- Las variaciones de intensidad en las curva de luz se encuentran entre casi cero y 1.1 magnitudes.

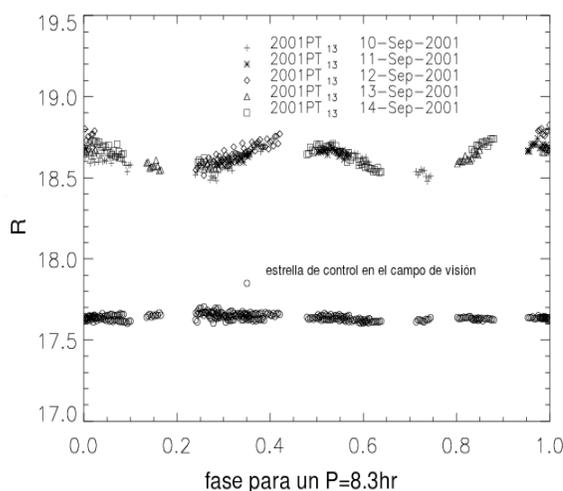


Figura 1.10: Curva de luz de 2002 PT<sub>13</sub> a partir de los datos obtenidos por Ortiz et al. (2002) usando un período of 8.3 h. En la representación se utilizan diferentes símbolos para los datos obtenidos en diferentes días. Se representa también la magnitud de una estrella de referencia en el mismo campo de visión para enfatizar que las variaciones de brillo observadas en este centauro son reales. La curva de doble pico, con una pequeña variación de magnitud de máximo a máximo, podría deberse a la forma del objeto, relacionándose típicamente con un elipsoide triaxial.

- La mayoría de los TNOs parecen tener bajas densidades ( $< 1000 \text{ kg m}^{-3}$ ), lo cual implica un contenido significativo de volátiles y una porosidad considerable.
- Se observa una cantidad considerable de TNOs con un gran momento angular. La gran cantidad de momento angular observado en el TNb podría indicar una población mucho más alta para esta población en el pasado que en la actualidad.

#### 1.4.2. Superficie de los TNOs: Espectroscopía

A través de la espectroscopía se puede obtener información más detallada de la composición de los TNOs. El rango más asequible desde tierra,  $0.5 - 2.5 \mu\text{m}$ , proporciona gran cantidad de información. Numerosas bandas de absorción, diagnósticas de ciertos materiales, aparecen a estas longitudes de onda (e.g. orgánicos, silicatos, silicatos hidratados, hielo de agua y otros volátiles, ver la *Figura 1.11*). Desafortunadamente, la mayoría de los TNOs (y Centauros) resultan muy débiles para las observaciones espectroscópicas, por ello antes del descubrimiento de los planetas enanos, tan sólo unos 30 objetos habían sido observados espectroscópicamente en alguno (o en ambos) de estos rangos (ver la *Figura 1.12*).

Desde el descubrimiento del primer transneptuniano, se han puesto en marcha varios programas para obtener observaciones espectroscópicas de estos objetos.

D. Jewitt, uno de los descubridores del primer TNO, viene desarrollando desde entonces observaciones sistemáticas, utilizando los telescopios Keck y Subaru en el observatorio de Mauna Kea. A este grupo le corresponde, entre otros, la obtención del espectro del primer transneptuniano dispersado, descubierto por ellos mismos, (15874) 1996 TL<sub>66</sub> (Luu et al. 1997; Luu & Jewitt 1998); la primera detección de agua en un transneptuniano (26395) 1999 DE<sub>9</sub> (Jewitt et al. 2000) y la primera observación de agua cristalina (Jewitt & Luu 2004) en un TNO, (50000) Quaoar.

Un programa extensivo de observación de TNOs en el hemisferio sur es el Sondeo del Observatorio Europeo Austral dirigido por A. Barucci (Barucci et al. 2000). Este programa ha observado aproximadamente 20 objetos, la mayoría de ellos en el visible e infrarrojo.

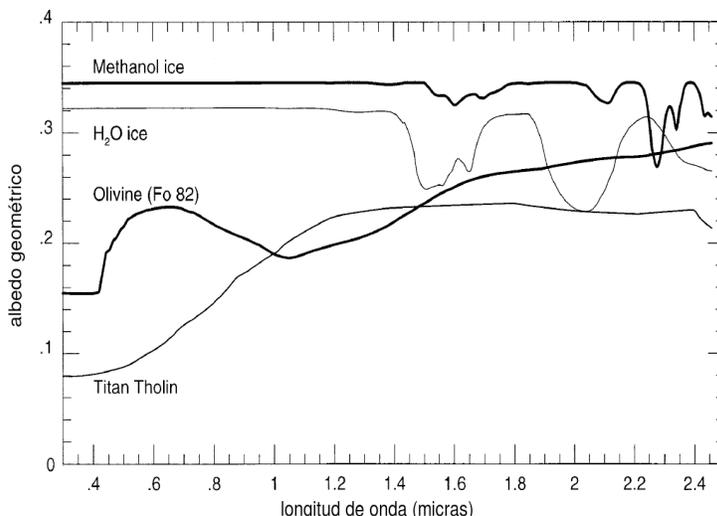


Figura 1.11: Albedo geométrico de algunos materiales presentes en los cuerpos helados del Sistema Solar, hielo de metanol, hielo de agua cristalina, olivina y Titan Tholin (orgánico complejo). Los albedos están escalados de forma diferente y aparecen desplazados en el eje de ordenadas para verlos con más claridad (ver Cruikshank et al. 1998, para más información).

Sus principales resultados están recopilados en Lazzarin et al. (2003), Barucci et al. (2008) y Alvarez-Candal et al. (2008).

Otro programa similar es el del grupo liderado por M.E. Brown, del Instituto Tecnológico de California (Brown 2000). Este lleva a cabo observaciones de baja resolución en el NIR (banda H + K) en el Observatorio Keck. Ha realizado observaciones de unos 30 objetos, sobre todo centrándose en la búsqueda de agua helada (Barkume et al. 2008). Entre los espectros conseguidos se encuentran los de algunos de los planetas enanos helados, así como el del satélite mayor de 2003 EL<sub>61</sub>, S/2005 (2003 EL<sub>61</sub>)1.

Finalmente se destaca el programa que desarrollamos en Canarias el grupo liderado por J. Licandro (Licandro et al. 2003a), en el Observatorio del Roque de los Muchachos. Este programa utiliza diferentes instrumentos en los telescopios William Herschel (WHT), en el Telescopio Nacional Galileo (TNG) y en el Telescopio Óptico Nórdico (NOT). Algunos de los resultados de este grupo son: la detección de agua en (20000) Varuna (Licandro et al. 2001), el estudio de la variación superficial en el centauro (32532) Thereus (Licandro & Pinilla-Alonso 2005) y el estudio de espectros de alta calidad de núcleos cometarios (Campins et al. 2006, 2007). Más recientemente este grupo ha publicado importantes resultados acerca de los planetas enanos y otros cuerpos relacionados con estos, como se verá en el transcurso de esta tesis.

Dado que los TNOs son en general objetos débiles ( $V > 19$ ), sus espectros se suelen obtener con baja resolución y la relación señal a ruido no suele ser grande. Excepto para objetos extraordinariamente grandes y brillantes (en la escala de los 1000 km), el análisis de los espectros nos sirve no tanto para detallar la composición de los objetos como para poner límites a la presencia de ciertos componentes. No obstante hay detecciones que, incluso en cuerpos pequeños, dejan poco lugar a la duda. En general esto ocurre o bien cuando tenemos

grandes cantidades de un mismo material en la superficie del cuerpo (e.g. agua, metano) o cuando un material se ha depositado sobre la superficie formando partículas grandes, lo cual hace que las bandas que lo identifican sean más anchas y profundas.

Por otro lado, algunos materiales están asociados no a bandas concretas sino a cambios de color globales del cuerpo en todo o parte del rango de observación. Por ejemplo, esto es lo que ocurre en el visible e infrarrojo con los orgánicos evolucionados (como el Titan Tholin que se muestra en la *Figura 1.11*). Así un espectro rojo de un cuerpo pequeño en el que no podamos distinguir bandas, aporta datos en cuanto a la composición de ese cuerpo ya que sugiere la presencia de orgánicos evolucionados (ver la *Figura 1.12*).

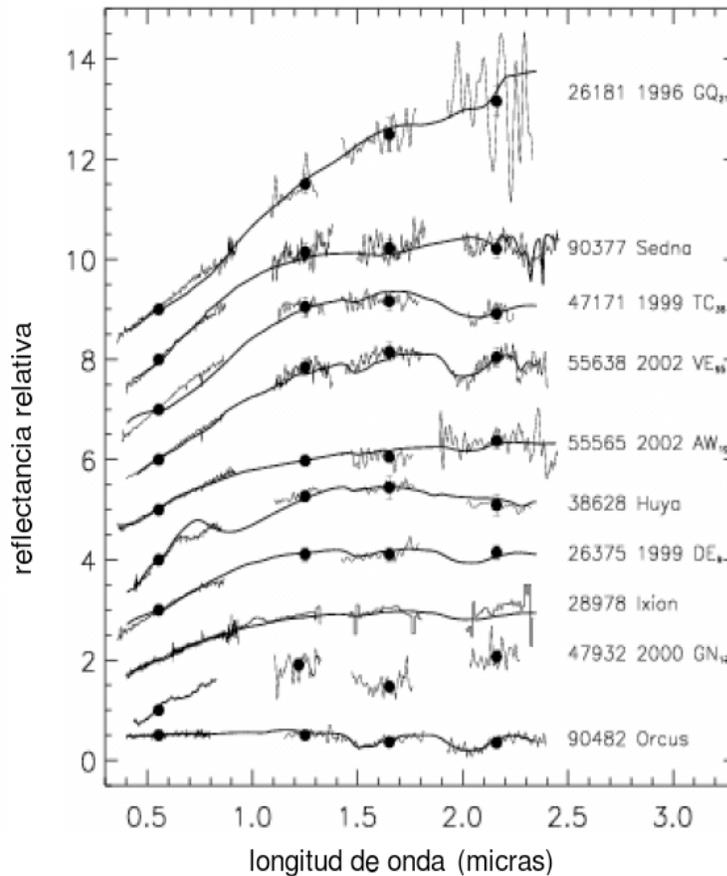


Figura 1.12: Muestra de algunos TNOs observados en el visible e infrarrojo cercano (Barucci et al. 2008). Se aprecia la variedad de colores en el visible, desde objetos neutros a muy rojos. También se aprecia que las principales bandas de absorción suelen aparecer en el NIR. Observar además que la presencia de agua (bandas a 1.5 y 2.0  $\mu\text{m}$ ) puede aparecer tanto en objetos neutros (90482 Orcus) como en objetos rojos (55638 2002 VE<sub>95</sub>).

Dejando a un lado las características superficiales de los planetas enanos helados, de modo general, del análisis de los espectros de TNOs se extraen las siguientes conclusiones:

- Lo más común es encontrar espectros sin bandas detectables dentro de la relación S/N que suele ser  $\leq 30$ -50, en los que la principal característica será la pendiente del

mismo. Por lo general las pendientes rojas se pueden reproducir correctamente con orgánicos, mientras que las neutras se suelen asociar a superficies muy viejas de bajo albedo, con gran cantidad de carbón en la superficie. A pesar de la ausencia de bandas en gran número de espectros de TNOs, en muchos de ellos no se puede descartar la presencia de hielos a nivel superficial ya que estas podrían estar enmascaradas por el ruido del espectro.

- Las pendientes espectrales confirman el amplio rango de colores superficiales de los TNOs obtenidos a partir de la fotometría. Se observan todo el rango de pendientes desde las neutras (o ligeramente azuladas) hasta las extremadamente rojas.
- Se ha detectado agua en abundancia sólo en algunos TNOs: (19308) 1996 TO<sub>66</sub>, (90482) Orcus y (50000) Quaoar. También se ha estudiado la presencia de abundantes cantidades de agua en la superficie de Caronte, satélite de Plutón (ver sección 1.6). Se intuye además su presencia en algunos más pequeños. La presencia de este material en la superficie de los TNOs resulta sorprendente. No se esperaba en principio ya que, como veremos en la sección 1.5.1, en los tiempos típicos de vida de los TNOs se debería de haber formado sobre su superficie, por la acción de la radiación de alta energía (Gil-Hutton 2002), un manto de orgánicos evolucionados.
- La presencia de otros volátiles como el metano o el metanol no está claramente establecida. Algunos espectros muestran indicios de su presencia, pero no tienen suficiente calidad para afirmarlo inequívocamente. Hasta el 2005, el único TNO con presencia inequívoca de estos volátiles era Plutón, como veremos más adelante (Cruikshank et al. 1976; Stern et al. 1988; ver sección 1.6).
- No existe correlación entre la pendiente en el visible y la presencia de agua. Dado que, como veremos más adelante, la irradiación de los hielos tiende a formar un manto de orgánicos complejos que cubre los hielos originales, tradicionalmente se habían identificado las superficies rojas con superficies viejas (fuerte presencia de orgánicos), y las superficies cubiertas con agua (neutras), con superficies jóvenes. Sin embargo, algunos espectros, como el de (50000) Quaoar (ver figura 1.13) muestran que ambos tipos de materiales pueden coexistir en la superficie de los TNOs (Pinilla-Alonso et al. 2004). Este hecho se suele relacionar con la existencia de algún fenómeno que refresca con agua del interior una superficie envejecida, cubierta de orgánicos. Estos fenómenos podrían ser criovolcanismo o colisiones.
- Se aprecian indicios de variación en las propiedades espectrales de algunos TNOs y Centauros relacionadas con la rotación del objeto (e.g. 32532 Thereus, Licandro & Pinilla-Alonso 2005; ó 38628 Huya, Alvarez-Candal et al. 2007), lo cual indicaría inhomogeneidades en la composición superficial del mismo. Esta podría estar relacionada con fenómenos puntuales que refresquen la superficie, como pueden ser las colisiones, criovolcanismo o la actividad cometaria.
- A pesar de que se espera que el agua a estas distancias del Sol, esté en fase amorfa, en un TNO, (50000) Quaoar, se detecta con claridad la banda a  $1.65 \mu\text{m}$ , característica de agua cristalina (Jewitt & Luu 2004). Este hecho, se relaciona también con la actividad criovolcánica (ver la sección 1.5.4).

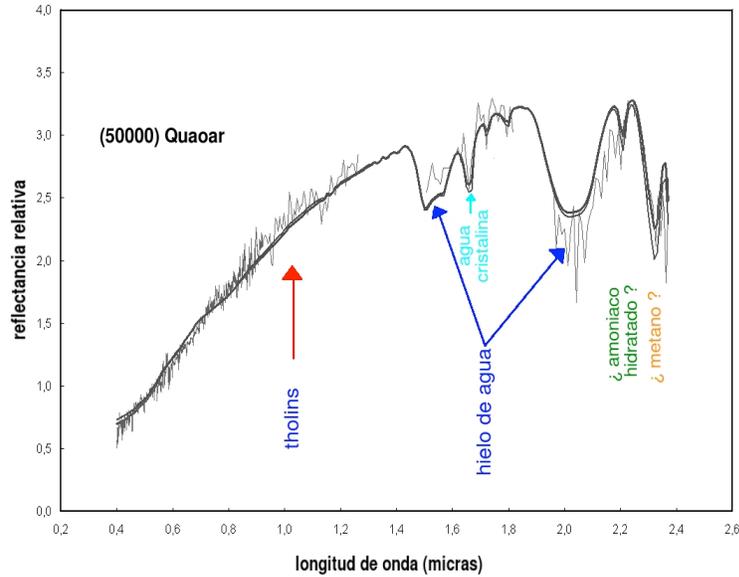


Figura 1.13: Espectro del TNO clásico (50000) Quaoar. La pendiente roja en el visible indica que hay presencia de orgánicos en la superficie de este cuerpo. Por otro lado, el NIR muestra las bandas típicas de hielo de agua a 1.52 y 2.02  $\mu\text{m}$ . Ambos materiales coexisten en la superficie del cuerpo, seguramente íntimamente unidos. Las líneas continuas que aparecen superpuestas al espectro son dos espectros sintéticos generados combinando orgánicos y agua, ver (Pinilla-Alonso et al. 2004).

### 1.4.3. Tamaño y Albedo.

Las propiedades físicas de los TNOs, tales como masa, tamaño, albedo o densidad, aún no se han podido determinar con precisión, 15 años después del descubrimiento del primer transneptuniano. Existen numerosos datos para algunos TNOs grandes, pero no para una muestra extensa de estos objetos.

El conocimiento de estas propiedades es de un enorme interés para:

- Conocer la distribución de masa y tamaños de estos cuerpos.
- Determinar con precisión la masa total que forma el TNb.
- Determinar el albedo de estos cuerpos. Este dato es de vital importancia a la hora de estudiar la composición superficial de los TNOs por medio de modelos de dispersión de la luz y de interpretar cuantitativamente los espectros en el visible y en el infrarrojo.
- Finalmente, conocer la masa y el tamaño de estos cuerpos, permite poner límites a la densidad y así desarrollar modelos teóricos de su interior.

La determinación de la función de luminosidad del TNb, es relativamente sencilla a partir de estudios fotométricos generales de la población, pero la conversión precisa a distribución de tamaños requiere del conocimiento del albedo.

El tamaño y el albedo de un cuerpo están relacionados por la magnitud absoluta  $H$ , así pues, conocida la magnitud, podremos obtener el albedo de un cuerpo a partir de su

tamaño y viceversa. Para un cuerpo del Sistema Solar se define la magnitud absoluta como su magnitud aparente si estuviera a una distancia de una unidad astronómica del Sol y del observador, a un ángulo de fase de cero grados (incidencia normal de la luz) y se calcula a partir de la siguiente expresión:

$$H_V = m_{\odot} - 2,5 \log \frac{p_V r^2}{2,25 \times 10^{16}} \quad (1.1)$$

donde,  $m_{\odot}$  es la magnitud aparente del Sol en el filtro V;  $p_V$  es el albedo geométrico del cuerpo en ese mismo filtro y  $r$  es el radio del cuerpo expresado en km.

La determinación del diámetro de un TNO de forma directa, a partir de la imagen, es complicada dado los pequeños tamaños relativos de estos cuerpos. Por ello esta técnica se suele utilizar sólo para algunos casos particulares. Gracias a observaciones con el telescopio espacial Hubble se ha conseguido calcular el tamaño de (50000) Quaoar (Brown & Trujillo 2004a) y de (136199) Eris (Brown et al. 2006a); también se ha conseguido poner un límite superior al diámetro de (90377) Sedna (Brown et al. 2004).

Otro caso particular en el que el tamaño se ha conseguido determinar con bastante precisión es el de Plutón (Elliot et al. 1989) y Caronte (Gulbis et al. 2006; Sicardy et al. 2006). En este caso, se han utilizado oservaciones de varias ocultaciones estelares, como veremos en la sección 1.6. Este método, en teoría aplicable a los TNOs, no ha resultado por el momento eficaz, ya que no se ha podido observar ninguna ocultación estelar por parte de un TNO.

A falta de métodos efectivos para la determinación de los tamaños de los objetos, el método más extendido para obtener estimaciones del albedo y del tamaño de los TNOs consiste en realizar medidas de la emisión térmica y visible de estos cuerpos, ambas dependientes de dichos factores. Aunque la emisión térmica de objetos a las temperaturas típicas de los TNOs son pequeñas, los avances en la sensibilidad de los detectores permiten realizar medidas de la emisión en el rango milimétrico y submilimétrico (e.g. Lellouch et al. 2002, albedo de (20000) Varuna). El principal inconveniente de este método, es que el flujo térmico depende sensiblemente de la distribución de temperatura en la superficie del objeto, así pues la incertidumbre en la distribución de temperatura, domina la incertidumbre en los albedos y los tamaños. Por otro lado, el resultado depende ampliamente del modelo utilizado para la distribución de temperatura, siendo el más común el *Modelo Térmico Estándar*. Algunos ejemplos de la estimación del albedo y del modelo empleado se pueden encontrar en las siguientes referencias: Jewitt et al. (2001) y Lellouch et al. (2002), ambos utilizan medidas milimétricas y submilimétricas; Sykes & Walker (1991), utilizando detecciones térmicas del *Satélite Astronómico Infrarrojo* (IRAS); Thomas et al. (2000) utilizando datos en el infrarrojo lejano del *Observatorio Espacial Infrarrojo* (ISO).

Durante mucho tiempo para el resto de los cuerpos, aquellos para los que no era posible obtener medidas térmicas, el tamaño se estimó a partir de su luminosidad ( $H_V$ ), asumiendo un mismo valor de albedo para todos ellos de  $p_V=0.04$ . Este es el valor típico de los albedos determinados para los núcleos cometarios, que son todos muy oscuros ( $0.02 < p_V < 0.06$ , Fernández et al. 1999). Los diámetros, así obtenidos, eran meras estimaciones pero al menos permitieron realizar algunos estudios. Por ejemplo, se encontró que para la población de objetos mayores de 50 km, la distribución de tamaños se ajusta bien a una función exponencial (Trujillo et al. 2001), mientras que para objetos menores, la función tiende a

aplanarse. Estas diferentes distribuciones estarían en acuerdo con los modelos evolutivos que afirman que los objetos grandes son casi inmunes a los efectos colisionales durante la historia completa del Sistema Solar, así su distribución de tamaños depende directamente de los procesos de acreción. Sin embargo los cuerpos menores,  $D \sim 50\text{-}100$  km, han experimentado una fuerte evolución colisional, y su distribución actual de tamaño está conectada al entorno colisional en el que han evolucionado (Farinella & Davis 1996; Davis & Farinella 1997).

Otro caso interesante es el caso de los TNOs binarios. El estudio de estos cuerpos permite estimar las masas de ambas componentes a partir de la relación de sus órbitas y una suposición para la densidad de los cuerpos. Grundy et al. (2005) amplía la muestra de albedos estimados a TNOs binarios con masas conocidas. La ventaja de realizar estudios sobre los TNOs binarios es que permite llegar a objetos menores ( $\leq 100$  Km). Además, este trabajo ofrece una recopilación de la mayoría de los albedos medidos para objetos del TNb y analiza sus albedos en busca de correlaciones con sus parámetros orbitales y físicos. Las principales conclusiones que extrae de este estudio (sobre una muestra total de 20 objetos) es que los albedos son generalmente mayores de 4% asumido hasta ese momento, lo que exige una revisión de las estimaciones de tamaño y masa realizadas hasta el momento.

El análisis de los datos obtenidos desde 2004 con el *Telescopio Espacial Spitzer* ha permitido ampliar significativamente la muestra de TNOs detectados en el rango térmico. Stansberry et al. (2008) recoge observaciones de 47 objetos (31 TNOs y 16 Centauros) detectados a 24 y/o 70  $\mu\text{m}$ . Además de presentar las estimaciones de los albedos, este trabajo busca también correlaciones entre el albedo y otras propiedades de los objetos (ver *Figura 1.14*) como, semieje mayor, diámetro, perihelio y gradiente espectral <sup>2</sup>. A continuación resumimos los principales resultados de este trabajo:

- En general, existe un buen acuerdo entre las estimaciones obtenidas con medidas de Spitzer y las estimaciones obtenidas por diferentes métodos por otros autores (la comparación se hace sobre 20 objetos, aproximadamente).
- Los mayor parte de la muestra posee albedos mayores del valor medio asumido, 4%, con un valor medio en torno a 10%. La dispersión de los valores es mayor de lo esperado llegando algunos albedos a superar el 80%.
- Existe una gran diferencia entre el albedo de (136199) Eris, (136472) 2005 FY<sub>9</sub> y (136108) 2003 EL<sub>61</sub> y el de los demás objetos. Estos tres objetos (junto con Plutón) forman el grupo de los planetas enanos helados y como veremos más adelante poseen características superficiales únicas en el TNb.
- No parecen existir correlaciones claras entre el albedo y el color, o el albedo y los parámetros orbitales (ver la *Figura 1.14*). Quizás la más sugerente sea que los objetos mayores tienden a tener un albedo también mayor (ver la *Figura 1.14.c*). Esta tendencia es más evidente si incluimos en la muestra los tres planetas enanos, lo cual podría estar relacionado con una mayor presencia de volátiles en la superficie de los objetos mayores, como veremos más adelante en la sección 1.5.5.

---

<sup>2</sup>El gradiente espectral ( $S'$ ) es un parámetro que indica el color de la superficie en el rango visible, su definición aparece en la sección 3.1.1. Las superficies neutras se corresponden con un valor de  $S'=0$ ; valores mayores del gradiente indican una superficie roja.

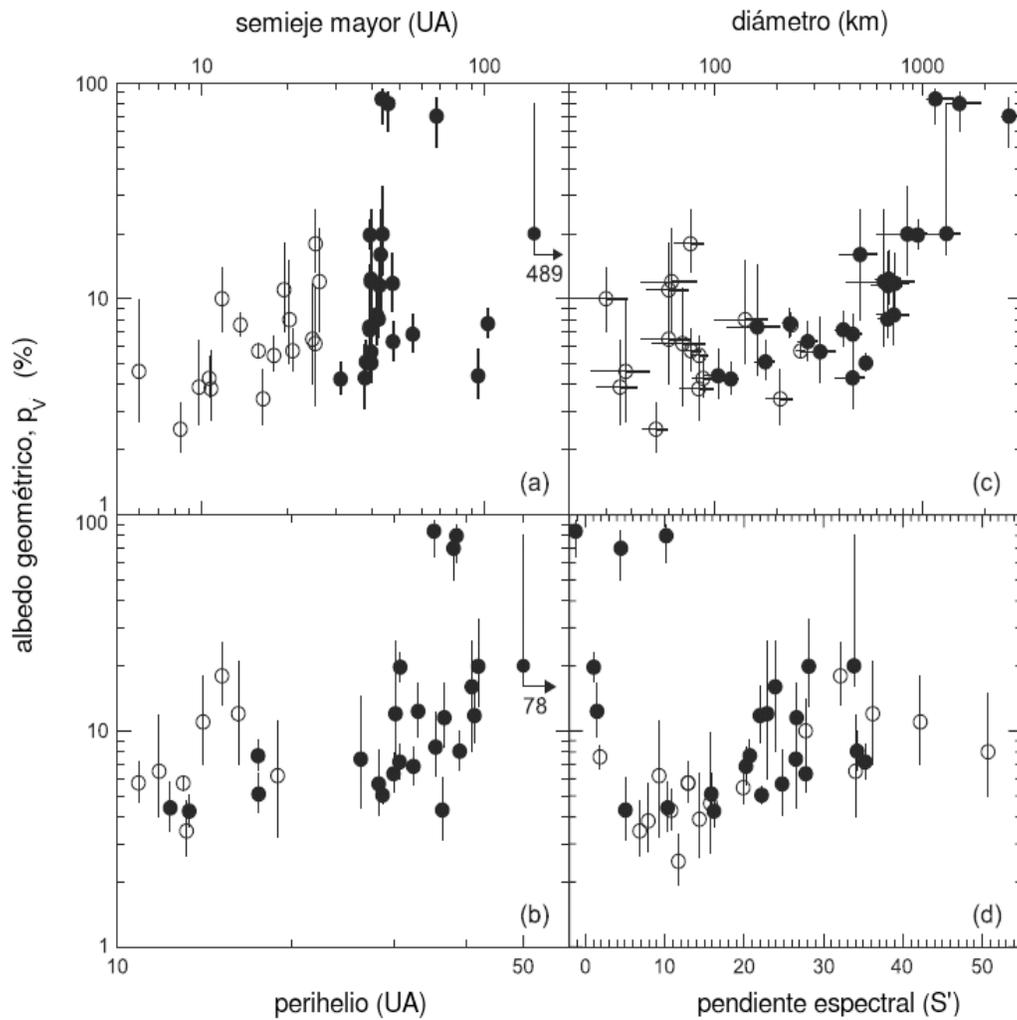


Figura 1.14: Albedo geométrico vs. (a) Semieje mayor; (b) Diámetro; (c) Perihelio; (d) Pendiente Espectral (color). Los círculos blancos son Centauros; los puntos negros son TNOs. (90377) Sedna se representa con  $a=150$  UA, en lugar de su verdadero semieje mayor, 489 UA; en la *Figura (c)* (90377) Sedna se representa con perihelio 50 UA en lugar de su verdadero valor, 78 UA. La pendiente espectral,  $S'$ , es un parámetro que cuantifica la pendiente de un espectro en el visible (su definición aparece en la Sec. 3.1.1). Es un indicador del color: mayores valores de  $S'$  corresponden a superficies más rojas( el valor para el Sol es 0). *Figura* tomada de Stansberry et al. (2008).

## 1.5. Mecanismos de transformación superficial

A lo largo de su vida los materiales en las superficies de los TNOs sufren transformaciones entre las que destacan: la formación de un manto de radiación por la acción de partículas incidentes de alta energía (radiación solar, rayos cósmicos, etc), la formación de un manto de polvo causada por actividad de tipo cometario, la actividad interna que permitirá que algunos materiales del interior se depositen en la superficie (por ejemplo el criovolcanismo), las colisiones y microcolisiones. Finalmente, en los TNOs de mayor tamaño, la existencia de una atmósfera es otro agente que afecta a la composición superficial ya que implica la existencia de procesos de sublimación y condensación de volátiles sobre la superficie.

### 1.5.1. Incidencia de partículas de alta energía

El bombardeo de mezclas de hielos simples, como las que se encuentran originalmente en la superficie de los TNOs ( $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{CO}_2$ ,  $\text{CO}$ ,  $\text{NH}_3$ ), por partículas energéticas (fotones o rayos cósmicos) causa la modificación de la estructura molecular de estos compuestos lo que produce un oscurecimiento de la superficie (ver la *Figura 1.15*). La energía es disipada rompiendo las moléculas que luego se recombinan en otras más complejas. Los átomos de hidrógeno que se liberan en este proceso se escapan del material irradiado incluso a las bajas temperaturas del TNO ( $\sim 40$  K). El resultado es un manto de radiación compuesto de moléculas ricas en carbono (y por tanto oscuras) y pobres en hidrógeno, de alto peso molecular y baja volatilidad (Moore et al. 1983; Johnson et al. 1984; Strazzulla & Johnson 1991). El manto así alterado es de color rojo, a diferencia del color neutro de la superficie helada original, y muy oscuro. Pero si el proceso de irradiación continúa lo suficiente, reduce gradualmente el albedo en todas las longitudes de onda y el resultado es una superficie completamente oscura y de color neutro (Andronico et al. 1987; Thompson et al. 1987). Gil-Hutton (2002) muestra que el tiempo necesario para formar un manto de orgánicos de estas características, a las distancias típicas a las que orbita un TNO, es de  $10^9$  años. A diferencia de la superficie original, rica en hielos superficiales, el manto de radiación de un objeto muy evolucionado por este proceso, aunque del mismo color, será mucho más oscuro y carecerá de hielos casi por completo. Por tanto la determinación del color y la abundancia de hielo en la superficie de un TNO es muy importante para evaluar el grado de evolución de esta.

Otro efecto de la irradiación digno de estudio es cómo esta altera la estructura química del hielo de agua, convirtiendo el hielo cristalino en amorfo. Por medio de experimentos de laboratorio, Leto & Baratta (2003) encuentran que la amorfización completa del agua cristalina se consigue con una dosis mínima de  $10$  eV/molécula, y este proceso es lineal con la dosis. Tomando en consideración los resultados de Strazzulla et al. (2003) acerca del tiempo necesario para producir cambios radiolíticos en el hielo de agua, se deduce que el tiempo necesario para conseguir esta amorfización, a una distancia de 40 UA es  $10^9$  años. Así pues, teniendo en cuenta únicamente la irradiación, no se esperaría encontrar agua cristalina en la superficie de los TNOs. El agua cristalina, de existir, estaría en el interior

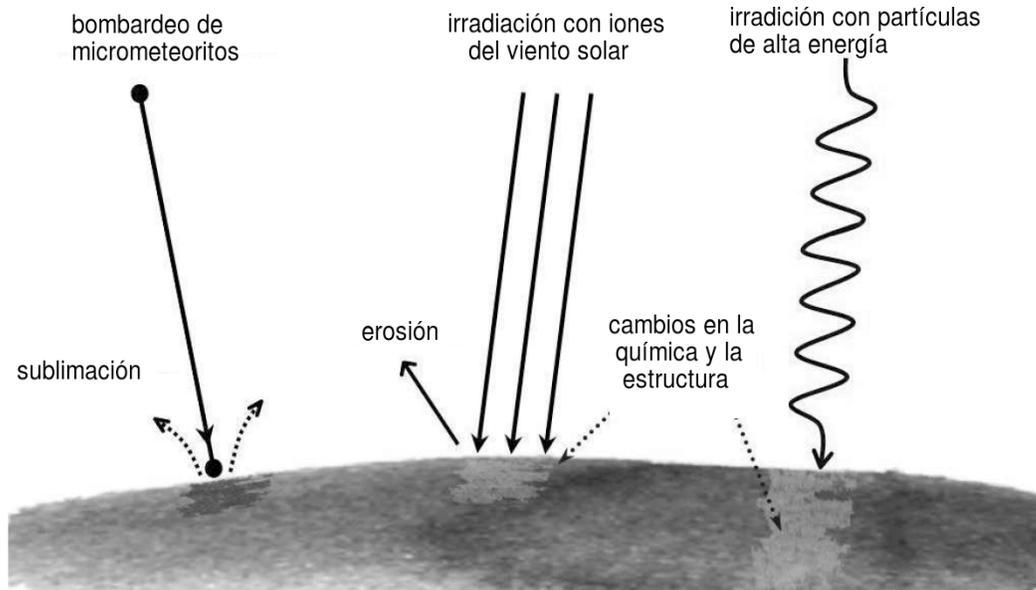


Figura 1.15: Diagrama sobre la 'climatología espacial', en él se muestran los principales mecanismos que de forma continua modifican la composición de la superficie de los cuerpos menores del Sistema Solar.

cubierta por el manto de radiación. Por lo tanto determinar la cantidad de agua cristalina que existe en la superficie de un TNO será muy útil para indicar la edad de esa superficie.

### 1.5.2. Colisiones

Las colisiones mutuas con partículas de diversos tamaños, que horadan los mantos, son frecuentes en el TNb. Este mecanismo fue sugerido por Luu & Jewitt (1996) como el responsable de la gran variación de color entre los TNOs. Stern (2002) sugiere que al horadarse el manto en una colisión, parte de los hielos se subliman dando lugar a una posterior recondensación sobre la superficie que será lenta debido al débil campo gravitatorio de los TNOs. Dado que los TNOs rotan en períodos de algunas horas, estos materiales se distribuyen en la práctica totalidad de la superficie produciendo un cambio de composición superficial que no afecta sólo a la región del impacto sino que es mucho más global (ver la *Figura 1.15*). Gil-Hutton (2002) demuestra que la radiación en el TNb, en el tiempo transcurrido desde su formación, ha sido suficiente para formar mantos de radiación oscuros y neutros en los TNOs clásicos, y sugiere que es necesario un proceso colisional para explicar la diferencia de colores. La distribución final de colores dependería de la población de proyectiles. En este contexto, colisiones poco energéticas erosionan sólo la parte superficial, dejando expuesto el manto de radiación menos procesado y de color rojo, mientras que colisiones más energéticas penetrarían más profundamente en el manto exponiendo hielos frescos del interior. Las diferencias de colores en el TNb serían el producto de la acción principalmente de la radiación de alta energía y las colisiones. Utilizando el modelo de Gil-Hutton se puede obtener información sobre la distribución de tamaño de los proyectiles.

### 1.5.3. Actividad cometaria

En el caso de los cuerpos que se acercan más al Sol y experimentan actividad cometaria, la sublimación de los volátiles superficiales que causa la actividad arrastra los granos de polvo. Los más ligeros escapan de la superficie del cuerpo pero los más pesados o no salen eyectados o vuelven a caer sobre ella produciendo un manto de polvo desprovisto de volátiles, muy típico en los cuerpos con más actividad, los cometas. Los cometas de la familia de Júpiter, que han pasado repetidamente por las cercanías del Sol, suelen desarrollar amplios mantos de polvo hasta tal punto que la actividad se produce en una fracción muy pequeña de sus superficies (e.g. Licandro 2000). Se conocen muy pocas medidas fotométricas de los colores de la superficie de cometas, lo que se debe principalmente a que la observación del núcleo inactivo es muy dificultosa y debe realizarse a grandes distancias heliocéntricas, cuando el cometa es muy débil (Licandro et al. 2000). Aún en esas circunstancias es difícil establecer la posible existencia de una coma pequeña. Por otra parte, las pocas determinaciones existentes corresponden sobre todo a cometas poco activos, es decir, aquellos que tienen un manto de polvo más desarrollado. Los estudios fotométricos indican que los núcleos cometarios no son tan rojos como los TNOs y Centauros (Campins & Fernández 2002), de hecho apenas están un poco enrojecidos. Por su parte, los espectros en el visible e infrarrojo cercano, no presentan bandas de absorción y son ligeramente enrojecidos. Por todo esto podemos concluir que la actividad cometaria produce superficies ligeramente enrojecidas (Licandro et al. 2003b; Campins et al. 2006; Campins et al. 2007).

Podemos suponer que este proceso es el mismo que ha sido observado en algunos Centauros, aunque la actividad cometaria a distancias mayores de 10 UA es más compleja de explicar. El mecanismo actualmente más aceptado para explicarla es el de la cristalización de capas internas de hielo amorfo (Prialnik 1997; Jewitt 2006). No existe evidencia concluyente de actividad cometaria en un TNO aunque sí parece claro que los TNOs grandes podrían tener cierta actividad como resultado de un mayor calentamiento radioactivo, ya que serían más eficientes en retener depósitos superficiales de hielos.

### 1.5.4. Actividad interna, criovolcanismo

Aunque aún no hay nada concluyente a este respecto, cabe considerar un cuarto proceso relacionado con la actividad interna que puede modificar el aspecto superficial de los TNOs, este sería el criovolcanismo. Este proceso se ha observado en algunos satélites de los planetas gigantes como en los satélites galileanos (p.ej. Head et al. 1998; Showman et al. 2004), en Enceladus (Brown et al. 2006c) o Titán (Paganelli et al. 2005).

En estos cuerpos la actividad volcánica suele estar asociada a la sublimación o fusión de los hielos y se pueden manifestar de forma efusiva o explosiva. Los cambios de estado de los hielos necesitan, por lo general, de un aporte de energía. En el caso de los satélites helados el volcanismo suele asociarse a los efectos de marea producidos por los planetas gigantes alrededor de los cuales orbitan.

Pero en los transneptunianos la actividad volcánica, de producirse, sería de naturaleza diferente. Estos cuerpos no experimentan fuerzas de marea y los decaimientos térmicos no realizan un aporte de energía lo suficientemente grande como para producir la fusión o sublimación del hielo de agua. El criovolcanismo en los transneptunianos se suele asociar

a la presencia de hidratos de amoníaco, dadas las características especiales de este hielo: menor conductividad térmica que el hielo de agua y menor punto de fusión (175K).

Stevenson (2004) mantiene que cualquier transneptuniano de radio mayor de 200 km debe contener suficiente material rocoso bajo la superficie, para que la temperatura en su interior haya excedido fácilmente los 200 K en sus épocas más tempranas. Podría pues haberse formado en su interior una mezcla de agua y amoníaco (amoníaco hidratado). Una mezcla de este estilo, tiene un punto de fusión de 175 K.

Cook et al. (2007) muestra que los TNOs con tamaño similar o mayor al de Caronte pueden mantener material hidratado líquido en su interior, sobre un núcleo rocoso y bajo un manto de hielo. Esta mezcla sería menos densa que los hielos que podemos encontrar típicamente en el interior de los TNOs, con lo cual podría ascender hasta la superficie o algún punto cercano a ella.

En este escenario no es difícil suponer que las colisiones típicas del TNO, al romper los mantos que cubren los TNOs, faciliten la efusión del hidrato de amoníaco hacia la superficie. La superficie de un TNO afectado por fenómenos criovolcánicos se caracterizarían por tener parches de hidratos de amoníaco ( $\text{NH}_3\text{-H}_2\text{O}$ ) que cubrirían parcial y localmente el manto de materiales más antiguo. Esto se reflejaría en variaciones en el espectro o en la curva de luz del objeto respecto a su fase rotacional.

La presencia de hidrato de amoníaco en la superficie de Caronte, ha sido probada (Cook et al. 2007). También se ha sugerido la presencia de este material en la superficie (50000) Quaoar (Jewitt & Luu 2004). Este material es reconocible en los espectros infrarrojos por una banda característica a 2.2 micras.

### 1.5.5. Presencia de Atmósfera

El efecto que tiene la presencia de atmósfera sobre la composición superficial de los cuerpos helados se conoce, hasta el momento, por el estudio de Plutón, siendo este el único TNO en el que se ha podido constatar la presencia de atmósfera global estable en el tiempo (Stern & Trafton 2008 y referencias ahí citadas). Los diferentes estudios acerca de la atmósfera de Plutón parten todos de la base de que esta se forma por sublimación de los hielos en su superficie.

La *Figura 1.16* ilustra los procesos que se supone que tienen lugar en la superficie de un TNO como Plutón. La sublimación de un hielo es un proceso endotérmico que precisa un aporte de energía, así, en las zonas más calientes de la superficie, tiene lugar la sublimación de los materiales más volátiles,  $\text{CH}_4$  y  $\text{N}_2$ . Las áreas en sombra, más frías, son zonas en las que los gases vuelven a depositarse en la superficie en forma de hielo, con la consiguiente liberación de energía. Si la temperatura de la superficie es lo suficientemente alta, se alcanza la presión de vapor, es decir, la presión, para una temperatura dada, en la que la fase sólida y el vapor se encuentran en equilibrio dinámico y se mantiene el equilibrio entre la sublimación y condensación. La temperatura se mantendrá constante mientras se mantenga el equilibrio.

Sin embargo, no todas las partículas que se subliman vuelven a condensar sobre la superficie. Algunas partículas logran alcanzar velocidades suficientemente altas para vencer a la energía potencial debida a la atracción gravitatoria, con lo cual escapan de la atracción del cuerpo. Los ritmos a los que las moléculas de los diferentes volátiles escapan de un cuerpo, están relacionados con la energía solar absorbida al alejarse del cuerpo y son

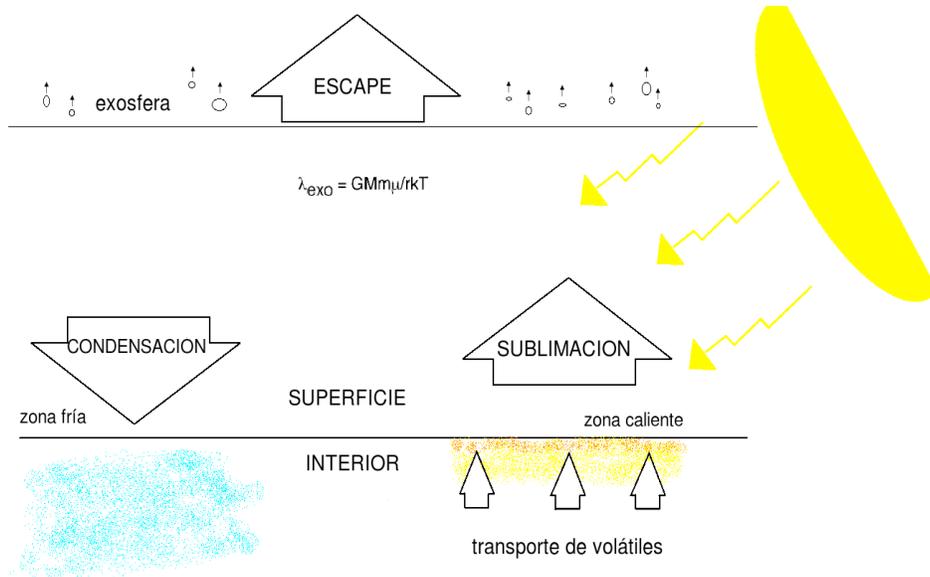


Figura 1.16: Procesos en las atmósferas de los cuerpos helados (tipo Plutón). La línea horizontal inferior representa la superficie del cuerpo. La sublimación de los gases se puede producir en zonas que reciben energía, por ejemplo, por la radiación solar. Las zonas más frías son zonas en las que se produce la condensación de los gases. Si se alcanza la presión de vapor, la temperatura se mantiene casi constante. La línea horizontal superior define el límite de la exosfera, capa de la atmósfera en la que algunas partículas dejan de estar ligadas al cuerpo de cuya superficie proceden. El ritmo de escape de cada gas es exponencialmente proporcional a  $\lambda_{exo}$ . Para más información, ver el texto.

proporcionales a la relación entre la energía térmica de la molécula y su potencial gravitatorio (Chamberlain & Hunten 1987). Si  $G$  es la constante de gravitación universal,  $k$  es la constante de Boltzman,  $M$  la unidad de masa atómica,  $\mu$  el peso molecular del gas,  $m$  la masa del cuerpo,  $r$  el radio de su superficie y  $T_{exo}$  la temperatura de la exosfera (capa de la atmósfera en la que los gases poco a poco se dispersan perdiendo la ligadura gravitacional al cuerpo del que provienen) entonces se define:

$$\lambda_{exo} = \frac{GM\mu m}{rkT_{exo}} \quad (1.2)$$

El ritmo de escape de un gas en la atmósfera de un cuerpo, depende exponencialmente del parámetro  $\lambda_{exo}$ , con lo cual es tanto más efectivo cuanto menor sea el cuerpo y más ligero sea el gas considerado. Así pues, para mantener una atmósfera estable tiene que haber un aporte de volátiles a la superficie a un ritmo mayor que el de escape de estos. El aporte de material fresco desde el interior del cuerpo se puede producir por varios mecanismos que incluyen, la difusión, la convección en estado sólido, la colisiones con partículas de diferentes tamaños y la actividad interna.

En el caso de Plutón, en el que la temperatura en la superficie varía entre los  $\sim 35$  y los  $\sim 55$  K (Stern et al. 1993), los volátiles con mayor probabilidad de formar parte de su atmósfera son  $N_2$ ,  $CO$  y  $CH_4$ . Sus correspondientes hielos, han sido detectados en la

superficie del TNO, lo cual fortalece esta hipótesis. Curiosamente, ninguno de ellos se ha detectado en la superficie de Caronte, lo cual podría justificar la aparente falta de atmósfera en este cuerpo (Gulbis et al. 2006; Sicardy et al. 2006).

Es de esperar que sean estos mismos volátiles los que jueguen un papel importante en las atmósferas de los TNOs. Sin embargo, hasta el momento sólo se ha podido hacer consideraciones teóricas, ya que no se ha podido observar ninguna ocultación de estrellas por TNOs que permitan estudiar la presencia de atmósfera. Sin embargo, un hecho alentador en este sentido es la detección de altas concentraciones de volátiles en las superficies de algunos planetas enanos y TNOs grandes, como veremos en el transcurso de esta tesis.

Teniendo en cuenta los procesos de sublimación y escape de los volátiles en la superficie y atmósfera de un TNO, podemos resumir en tres las condiciones para que un cuerpo menor en el Sistema Solar tenga una atmósfera estable y ligada:

- Tener suficientes volátiles en la superficie que puedan sublimar, siendo los más probables en estos cuerpos el  $N_2$ , CO y  $CH_4$ .
- Que la temperatura de la superficie sea suficientemente alta para generar la presión de vapor adecuada para que se alcance el equilibrio pero no tan alta que los volátiles escapen de la atracción del cuerpo.
- La masa del cuerpo debe de ser lo suficientemente alta como para retener cierta cantidad de volátiles.

Como ya hemos comentado, el tamaño de los TNOs es un factor importante a tener en cuenta a la hora de considerar si estos pueden tener atmósfera o no. Los cuerpos menores son incapaces de retener las partículas sublimadas desde su superficie (o retienen una cantidad muy pequeña) y la sublimación simplemente tiene lugar hasta que los materiales más volátiles se agotan.

Estudios recientes, a partir de evidencias observacionales (atmósfera de Plutón y Tritón<sup>3</sup>, y presencia de actividad en cometas a altas distancias heliocéntricas), concluyen que la presencia de ligeras atmósferas en los grandes transneptunianos (todos aquellos de diámetro mayor de 700 Km) es posible y bastante probable (Lykawka & Mukai 2005). Por otro lado, Schaller & Brown (2007) desarrollan un modelo teórico con el que, teniendo en cuenta la temperatura de la superficie de cada TNO y su tamaño estimado, modelan los dos efectos que controlan la retención de volátiles en estos cuerpos (la sublimación por radiación y la atracción gravitatoria). Este modelo está en buen acuerdo con lo observado en el TNb: los TNOs pequeños y calientes han perdido todos los volátiles en su superficie, ya sea por sublimación o por irradiación. En el otro extremo, TNOs grandes y fríos, son capaces de generar y retener atmósferas con presencia de metano, nitrógeno y monóxido de carbono (Plutón y Tritón). Existen, por otro lado, zonas intermedias, donde dependiendo del tamaño del objeto, este será capaz de retener alguno de esos volátiles, como (50000) Quaoar (ver la *Figura 1.17*).

---

<sup>3</sup>Tritón es un satélite de Neptuno. Según Agnor & Hamilton (2006), este cuerpo helado probablemente sea un TNO capturado durante las etapas tempranas de formación del Sistema Solar.

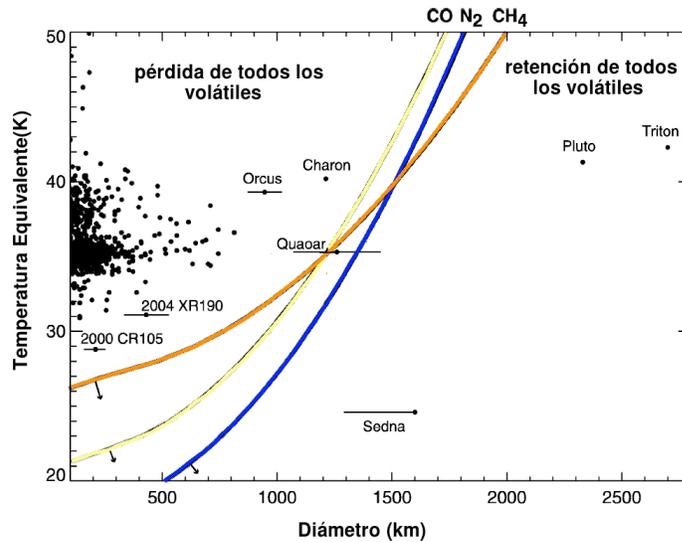


Figura 1.17: Mínima pérdida de volátiles en el TNb en función de la temperatura y del diámetro de los objetos. Las líneas curvas en el diagrama muestran las temperaturas en función del diámetro a las cuales, la cantidad inicial de  $\text{CH}_4$ ,  $\text{N}_2$  y  $\text{CO}$  (los volátiles más abundantes en los cometas) se pierde por completo en un tiempo igual a la edad del Sistema Solar. Los objetos en la zona de transición, serán capaces de retener algunos volátiles selectivamente, dependiendo de sus características. Para los objetos más calientes o con menores masas, el mecanismo dominante será la presión de vapor de los gases, mientras que para los más masivos o más fríos, será la atracción gravitatoria (Schaller & Brown, 2007).

## 1.6. "Planetas Enanos"

### 1.6.1. Un poco de historia y definición

El descubrimiento por Tombaugh, en 1930, de Plutón y el estudio de sus características, le convirtió desde el primer momento en un cuerpo único dentro del grupo de los planetas. En primer lugar, su órbita, con una excentricidad e inclinación altas, es muy diferente a las órbitas de los planetas del Sistema Solar. Su tamaño (apenas 2390 km de diámetro) no es comparable a los más de 50000 km de los planetas gaseosos externos, Urano y Neptuno. Su composición, principalmente hielos de metano, nitrógeno y agua, tampoco es comparable a la composición de estos, donde una gruesa atmósfera de hidrógeno, helio y vapor de agua cubre un núcleo formado por una mezcla de roca y hielos. Otro hecho que lo aleja de los planetas, es la existencia de Caronte, un satélite que con sus 1207 km de diámetro lo acerca más a la realidad de un sistema binario, que de un planeta y su satélite.

La constatación de la existencia del cinturón transneptuniano, a partir de 1992, confirmó la idea de que el sistema Plutón-Caronte era un miembro más de esa población de objetos helados. Pero este hecho no eliminó las singularidades de este sistema, ya que incluso dentro del TNb, las características de Plutón y Caronte continuaron por muchos años siendo únicas.

Plutón junto con Caronte son, por su brillo y tamaño, los transneptunianos mejor conocidos. Otro objeto del Sistema Solar, de tamaño similar a Plutón es Tritón. Este es un

satélite de Neptuno con un diámetro ( $D = 2703\text{km}$ ) algo mayor que Plutón, y aunque no es un miembro del TNO, se cree que su origen puede ser similar, ya que según Agnor & Hamilton (2006) podría ser un TNO capturado por el planeta.

El estudio de la superficie de Plutón y Tritón revela que están en su mayoría recubiertas por volátiles. Los espectros de ambos objetos están dominados por fuertes bandas de absorción de metano, pero sus superficies están dominadas por nitrógeno sólido, difícilmente detectable espectroscópicamente (Cruikshank 2005). Se ha detectado en ambos también hielo de monóxido de carbono; dióxido de carbono en Tritón, y etano en este último y posiblemente en Plutón (Nakamura et al. 2000; Cruikshank et al. 2006). Un modelo espectral completo requiere además la inclusión de agua helada en la superficie de Tritón. Para ambos objetos ha sido confirmada la presencia de atmósferas en interacción continua con su superficie (Elliot et al. 1989; Tyler et al. 1989).

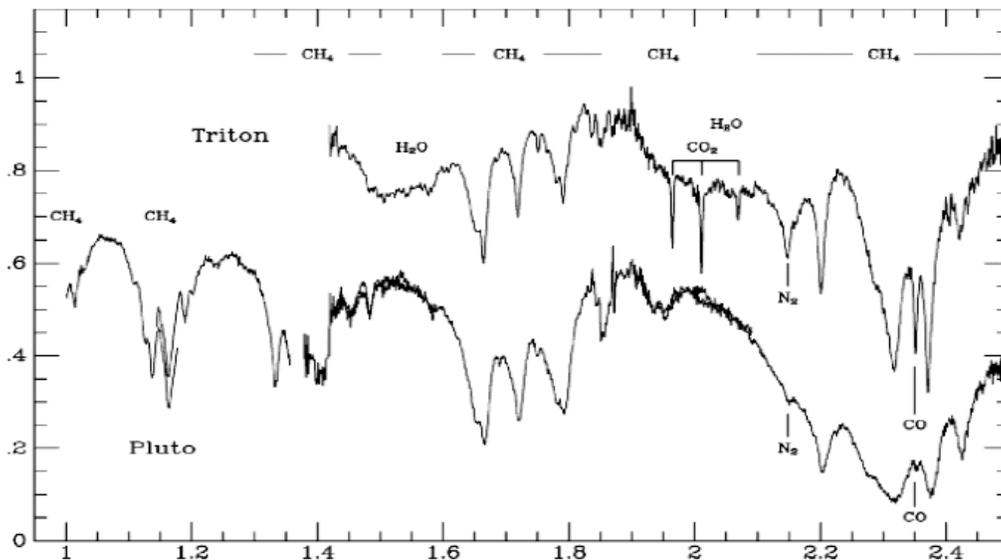


Figura 1.18: Espectro de Plutón (Cruikshank, 2004). Se observa el dominio del hielo de metano en el espectro. Se aprecian también las bandas del  $\text{N}_2$  y del  $\text{CO}$ . Se puede apreciar la presencia de agua y  $\text{CO}_2$  en el espectro de Tritón. El  $\text{CO}$  y  $\text{N}_2$  es más evidente en Tritón que en Plutón, en el que las bandas de estos materiales aparecen embebidas en las de  $\text{CH}_4$

La superficie de Caronte, tiene una apariencia totalmente diferente. Su espectro está dominado por la presencia de agua. También se ha detectado la presencia de hidratos de amoníaco (Brown & Calvin 2000; Dumas et al. 2001; Cook et al. 2007). Este material podría estar relacionado con los fenómenos volcánicos en los cuerpos helados del Sistema Solar lo que indicaría que la superficie de Caronte se refresca con material del interior (ver sec.1.5.4). Los modelos ajustados al espectro de Caronte, muestran además que el 90% (como mínimo) del agua en su superficie está en estado cristalino. Como vimos al estudiar los mecanismos que alteran la superficie de los TNOs (ver la sección 1.5.1), el hielo de agua cristalino se amorfiza debido a la incidencia de partículas de alta energía, por lo que la alta presencia de hielo cristalino en la superficie de Caronte, sugiere que los fenómenos de criovolcanismo en su superficie operan de forma continua. Las observaciones de ocultaciones estelares de

Caronte sugieren que este carece de atmósfera (Gulbis et al. 2006; Sicardy et al. 2006). Podría existir una atmósfera muy tenue, más bien pasajera, asociada a sublimación de volátiles en zonas concretas de la superficie.

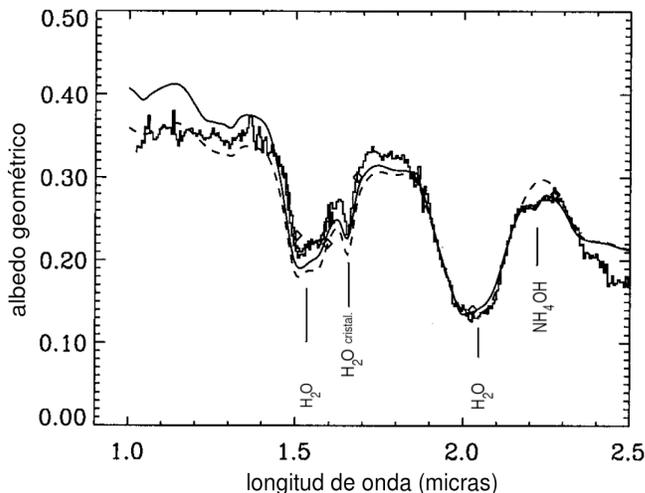


Figura 1.19: Espectro de Caronte (Brown & Calvin, 2000). Se aprecian claramente las bandas de hielo de agua a 1.52 y 2.02  $\mu\text{m}$ , la banda de agua cristalina a 1.65  $\mu\text{m}$  y la banda de hidrato de amoníaco a 2.2  $\mu\text{m}$ .

Entre los TNOs, el primer cuerpo observado en la escala de los 1000 km de diámetro fue (20000) Varuna, descubierto en el año 2000 por McMillan et al. (2000). No fue hasta un año después que su tamaño pudo ser estimado ( $D \sim 900$  km), confirmando el descubrimiento del primer gran TNO (Jewitt et al. 2001). En 2002, es descubierto (50000) Quaoar, otro TNO aparentemente grande. Imágenes tomadas por (Brown & Trujillo 2004b) con el telescopio espacial Hubble, permiten estimar el tamaño de este TNO confirmando que efectivamente este cuerpo ( $D = 1260$  km) es más grande que (20000) Varuna. El estudio de los primeros objetos en la escala de los 1000 km ofrece los siguientes resultados:

- Su ausencia dentro de la población de transneptunianos clásicos fría.
- Una mayor presencia de agua en su superficie y la posible detección de volátiles, ausentes en los transneptunianos pequeños.
- La posibilidad de presencia de atmósferas.
- Posibilidad de fenómenos de renovación de su superficie con material fresco desde el interior (criovolcanismo).

Estos datos obligan a replantear algunos de los conceptos admitidos hasta ese momento acerca de los objetos transneptunianos, como por ejemplo, la uniformidad en la composición original de los TNOs, la naturaleza de los procesos de modificación superficial, los mecanismos que permiten mantener cierta proporción de volátiles sobre la superficie de estos cuerpos, los modelos dinámicos de formación y evolución del Sistema Solar.

Aún con estas novedades, la mayor revolución en el estudio de los transneptunianos en los últimos 15 años llega con el descubrimiento de tres objetos de tamaños similares a Plutón.

A pesar de que, a partir de estudios de la función de luminosidad (Jewitt et al. 1998), se suponía la existencia de TNOs del tamaño de Plutón o incluso mayores, sólo la puesta en marcha de programas intensivos de detección de transneptunianos permitió confirmar este hecho. En poco tiempo (Julio de 2005) se anuncia el descubrimiento de tres objetos notablemente mayores de 1000 km. Primero 2003 EL<sub>61</sub>, descubierto por el grupo de Sistema Solar del Instituto de Andalucía (Santos-Sanz et al. 2005), liderado por J.L. Ortiz y posteriormente 2003 UB<sub>313</sub> y 2005 FY<sub>9</sub>, descubiertos por un grupo del Instituto Tecnológico de Pasadena, EEUU, liderado por M.E. Brown (Brown et al. 2005).

En septiembre del 2006, una comisión de la UAI, en su XXVI Asamblea General, adopta una nueva definición de planeta en el Sistema Solar, poniendo fin a 76 años de tradición. Nuestro Sistema Solar pasa a tener 8 planetas y Plutón pasa a ser considerado oficialmente como TNO. Además se define una nueva clase de objetos, los planetas enanos.

La resolución 5<sup>a</sup> de esta asamblea, acerca de la “*Definición de Planeta en el Sistema Solar*” dice así (ver nota de prensa IAU0603):

“ *Un planeta es un cuerpo celeste que:*

- (a) *Orbita alrededor del Sol.*
- (b) *Tiene suficiente masa para generar fuerzas rígidas, por autogravedad, de modo que alcance el equilibrio hidrostático (forma casi redonda).*
- (c) *Ha despejado los alrededores de su órbita de cuerpos menores.”*

El criterio (b) conlleva implícitamente la condición de que los objetos han de ser esféroides por autogravedad.

La misma resolución establece que, para objetos que no cumplen con el tercer criterio, pero cumplen los dos anteriores, se introduce una nueva categoría de cuerpos, los “*planetas enanos*”<sup>4</sup>, es decir, un cuerpo orbitando alrededor del Sol (no sirven satélites) que es suficientemente masivo para alcanzar el equilibrio hidrostático pero no lo suficiente para limpiar su órbita de cuerpos menores.

Tres cuerpos aparecen en esta resolución para ilustrar el ejemplo, Plutón, Ceres y 2003 UB<sub>313</sub><sup>5</sup>. En esa misma comisión se resuelve crear un grupo de trabajo que decidirá qué cuerpos deben de ser incluidos en esa nueva categoría (ver la *Figura 1.20*)

Aunque no se nombra en esta resolución a 2005 FY<sub>9</sub> y 2003 EL<sub>61</sub><sup>6</sup>, ambos se convierten inmediatamente en fuertes candidatos a planetas enanos, siendo confirmada su pertenencia a esta categoría recientemente (Green 2008b; Green 2008a).

En estos momentos, y considerando los criterios de la UAI, el grupo de planetas enanos está integrado por 5 cuerpos ( ver la tabla 1.3), 1 rocoso y 4 helados.

<sup>4</sup>El nuevo término aparece en la resolución expresamente entrecomillado, para resaltar que es un concepto diferente y no una subcategoría del grupo de planetas. El término “planeta enano” debe de ser considerado como un grupo dentro de la población de transneptunianos, nunca un tipo de planetas.

<sup>5</sup>Este cuerpo ha sido dotado de nombre propio por la UAI, (136199) Eris, a partir de aquí y por comodidad, me referiré a él como UB313, o Eris.

<sup>6</sup>La UAI ha decidido dotar a estos cuerpos de nombre propios, (136472) Make-Make y (136108) Haumea respectivamente, siendo válidas también las designaciones arriba indicadas. A partir de aquí, por comodidad, me referiré a ellos en ocasiones como FY9 y EL61.

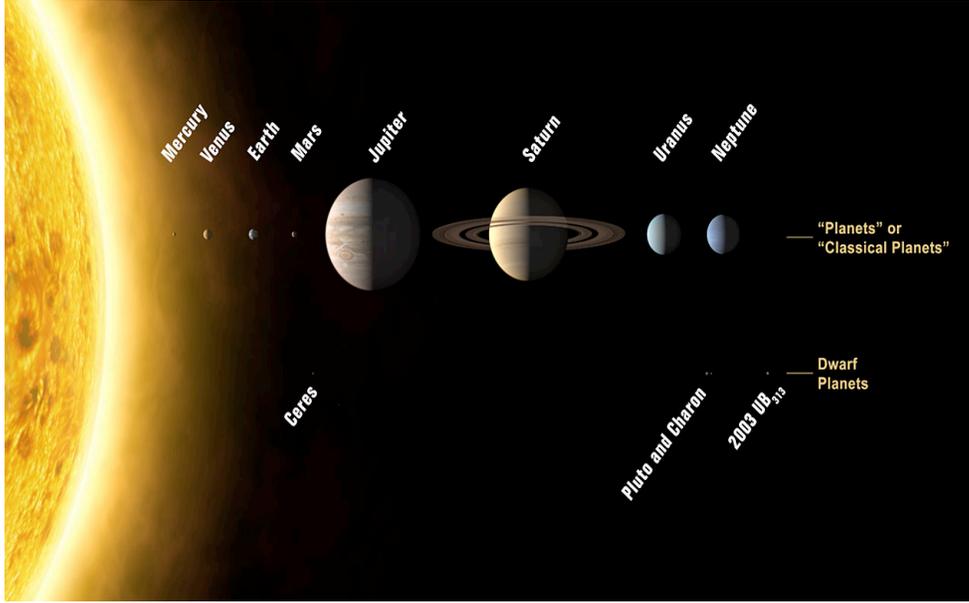


Figura 1.20: Imagen que acompaña la nota de prensa (IAU0603) acerca de la resolución de los votos de la XXVI Asamblea General del UAI, el 24 de Agosto del 2006. Esta imagen, que apareció en numerosos medios de comunicación, aclara el número de planetas del Sistema Solar (8) e ilustra la aparición de un nuevo grupo dentro del TNb, los "planetas enanos", en el que se encuentran en ese momento Ceres, Plutón y 2003 UB<sub>313</sub> y al que recientemente (ver texto) se han incorporado 2003 EL<sub>61</sub> y 2005 FY<sub>9</sub>

	Eris	Plutón	2005 FY <sub>9</sub>	2003 EL <sub>61</sub>	Ceres
Diámetro (km)	2400 ± 100	2290	1500 ± 300	~2000	975
$D_2$ (km)				1500	975
$D_3$ (km)				1000	909
$a$ (UA)	67.8	39.6	45.7	43.2	2.8
$e$	0.44	0.25	0.15	0.19	0.08
$i$ (grad)	44.0	17.1	29.0	28.2	10.6
H	-1.2	-1.0	-0.3	0.3	3.3
Albedo (%)	86 ± 7	50-65	80 $^{+10}_{-20}$	~73	11
Masa ( $10^{20}$ kg)	166 ± 2	130.5 ± 0.6	–	42 ± 1	9.5
Densidad ( $\text{g cm}^{-3}$ )	2.3 ± 0.3	2.03 ± 0.06	–	~ 2.6	2.1
n° de satélites	3	0	1	2	0

Tabla 1.3: Propiedades de los planetas enanos (Brown et al. 2008). En el caso de los cuerpos no esféricos (2003 EL<sub>61</sub> y Ceres), el tamaño en cada uno de los tres ejes aparece en las filas de la 1 a la 3.

Tancredi & Favre (2008), basándose en consideraciones teóricas y observacionales, afirman que un cuerpo helado debería de tener un diámetro de 450 km (800 km en el caso de cuerpos rocosos) para poder ser considerado planeta enano. Este trabajo además concluye que, bajo estas consideraciones, de los cuerpos conocidos del Sistema Solar sólo hay un planeta enano rocoso (Ceres) y probablemente, 12 planetas enanos helados (aunque este número puede variar en función de medidas más precisas del tamaño de algunos candidatos

más).

### 1.6.2. Características Físicas de los planetas enanos helados.

En cuanto a los nuevos planetas enanos helados, desde las primeras observaciones de estos cuerpos, quedó claro que estábamos hablando de cuerpos con características excepcionales.

Eris, por ejemplo, es el más grande (mayor incluso que Plutón), y su órbita, que le sitúa dentro del grupo de los objetos dispersados, tiene una excentricidad e inclinación extraordinariamente grandes. Eris, que en su perihelio se acerca al Sol a unas 37.8 UA, se aleja después, durante casi 300 años, hasta alcanzar el afelio a 97 UA (posición muy cercana a la que ocupa hoy en día). FY9, por su parte, aunque es también un objeto dispersado, tiene una excentricidad menor que lo mantiene siempre a distancias más cercanas al Sol (38.5 - 53.1 UA).

Ambos objetos, sorprendieron desde un principio por la gran cantidad de metano que encontramos sobre su superficie, cuyo estudio es uno de los objetivos de esta tesis. Los espectros de ambos objetos se revelaron muy similares al espectro de Plutón, demostrando que su superficie está cubierta por grandes cantidades de metano, y posiblemente nitrógeno, y diferentes por completo a los del resto de TNOs conocidos.

Por su parte EL61 posee más de una característica sorprendente. Su período de rotación es muy corto, tan solo unas 3.9 horas (Rabinowitz et al. 2006). Su curva de luz muestra variaciones que sugieren que el cuerpo no es una esfera, sino un elipsoide muy alargado (ver la tabla 1.3). Cuenta con 2 satélites conocidos (Brown et al. 2006b), uno de ellos de tamaño considerable ( $\sim 300$  km diámetro). En cuanto a su composición superficial, que será estudiada en esta tesis, este cuerpo está cubierto por agua y en su espectro no aparece ningún rastro de metano, ni de otros orgánicos.

Sin embargo, esto no le convierte en un TNO único, porque paralelamente al estudio de este cuerpo, se observa que existen en el TNb, otros objetos de tamaños menores, con cantidades similares de agua en la superficie. Este descubrimiento, convierte a EL61, en el miembro más grande del grupo más homogéneo, composicional y dinámicamente, dentro del TNb. El estudio de este grupo es también parte del trabajo presentado en esta tesis.

Afortunadamente, el alto brillo superficial de estos cuerpos, comparado con el del resto de TNOs, ha permitido, en muy poco tiempo, recoger muchos datos con las técnicas más diversas. En concreto, se han recogido espectros de alta señal a ruido, lo cual nos ha permitido realizar estudios sobre su superficie que no son posibles en TNOs más pequeños. Varios de estos trabajos, realizados por nuestro grupo, son los que se recogen en esta tesis y proporcionan información clave para el avance en el estudio del Sistema Solar, como se verá en los próximos capítulos.

Como acabamos de ver una de las características más destacables de los planetas enanos helados es la gran cantidad de volátiles que hay sobre su superficie, metano en Eris y FY9; y hielo de agua en EL61.

La presencia de atmósferas asociadas a especies volátiles, en transneptunianos grandes, ya había sido predicha por (Lykawka & Mukai 2005) y como consecuencia, la presencia de determinados hielos de especies volátiles en la superficie de los transneptunianos más grandes y fríos (Schaller & Brown 2007) (ver la sección 1.5.5).

Tal y como se aprecia en la *Figura* (1.21), tanto Eris como FY9, son suficientemente

grandes y fríos para retener  $\text{CH}_4$ ,  $\text{N}_2$  y  $\text{CO}$ . Sin embargo, el segundo se encuentra cerca del límite entre la zona de pérdida/retención de volátiles. Volveremos más adelante sobre esta diferente posición para explicar ciertas diferencias en su composición superficial. El caso de EL61, para el cual, según este modelo, sería también de suponer que tiene capacidad para retener volátiles, en particular metano, será también abordado en detalle en el desarrollo de esta tesis.

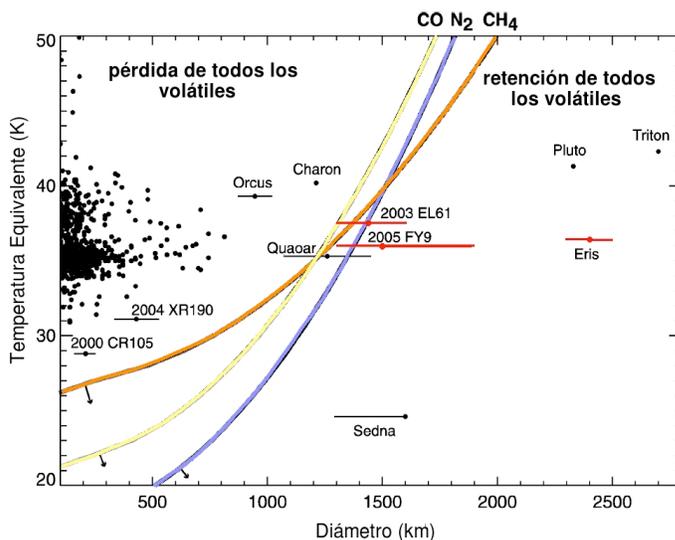


Figura 1.21: Mínima pérdida de volátiles en el Sistema Solar externo en función de la temperatura y del diámetro de los cuerpos. Esta gráfica similar a la *Figura 1.17*, incluye a los planetas enanos helados. Obsérvese que mientras que Eris aparece en la zona donde la capacidad para retener volátiles no parece tener discusión, FY9 y EL61, están más cerca de los límites, donde el comportamiento puede no ser el esperado.

### 1.6.3. Sistema Plutón-Caronte.

Desde la publicación de los primeros espectros de los planetas enanos helados, se hizo evidente que Plutón y su satélite Caronte, muestran enorme similitud con ellos. Por esta razón es importante revisar en detalle lo que se conoce sobre estos objetos, no sólo por interpretar los nuevos datos disponibles de los planetas enanos, sino también para planificar futuros trabajos que nos permitan avanzar en su conocimiento en detalle.

La pareja formada por Plutón y Caronte (y los dos satélites menores, Nix e Hidra) es un sistema múltiple, que orbita alrededor del Sol con una excentricidad ( $e = 0.246$ ) y una inclinación ( $i = 17.14^\circ$ ) respecto al plano de la eclíptica. El período de Plutón está en resonancia (2:3) con Neptuno, lo cual hace, que a pesar de que las órbitas de estos dos cuerpos se crucen, el TNO esté protegido de encuentros cercanos con el planeta.

Las principales propiedades de Plutón y Caronte, están bien determinadas a través de observaciones tanto desde tierra, como desde observatorios espaciales (ver tabla 1.6.3). Sus dimensiones y los parámetros orbitales de Caronte se establecieron a través del análisis de medidas fotométricas de una intensa serie de tránsitos y ocultaciones mutuas entre el

Objeto	Radio (km)	Período de Rotación (días)	Densidad Media (g/cm <sup>3</sup> )	Composición Superficial (hielos)	Notas
Plutón	1151	6.4	2.0±0.06	N <sub>2</sub> ,CH <sub>4</sub> ,CO	Parte del CH <sub>4</sub> puro Parte del CH <sub>4</sub> diluido en N <sub>2</sub> Rotación sincronizada con Caronte
Caronte	600	6.4	1.7±0.15	H <sub>2</sub> O,NH <sub>3</sub> NH <sub>4</sub> OH	Rotación sincronizada con Plutón

Tabla 1.4: Propiedades físicas del sistema Plutón-Caronte. Los datos han sido extraídos de las diferentes referencias citadas en esta sección.

planeta y el satélite, que ocurrieron entre 1985-1989 (Binzel & Hubbard 1997). A partir de las dimensiones de los dos cuerpos y de la órbita de Caronte, se estimaron las densidades de ambos, resultando que la de Caronte es un 15 % inferior a la de Plutón, lo que sugiere diferencias composicionales. La puesta en funcionamiento del telescopio espacial Hubble y las técnicas de óptica adaptativa en telescopios desde tierra, permitieron tomar imágenes de alta resolución del sistema Plutón-Caronte, consiguiendo por primera vez separar ambos objetos, como se aprecia en la *Figura 1.22*.

Nuevas observaciones del sistema en Mayo de 2005, desvelan la existencia de dos satélites más de Plutón (Weaver et al. 2005). Estos satélites tienen órbitas casi circulares alrededor de Plutón en el mismo plano que Caronte, pero a mayor distancia (entre 2-3 veces la distancia de Caronte) (Ward & Canup 2006). Se han estimado límites superiores para el valor de sus diámetros, estos son  $137 \pm 11$  km y  $167 \pm 10$  km. Incluso en el rango superior de estas medidas, la masa de estos satélites es menor del 0.3 % la masa de Caronte y del 0.03 % la de Plutón (Weaver et al. 2006).

Observaciones in-situ de Plutón y sus satélites, son uno de los objetivos principales de la ciencia del Sistema Solar. A principios de la década actual se puso en marcha la misión “Nuevos Horizontes” de la NASA, que fue lanzada el 19 de enero de 2006. En la actualidad, se encuentra a unas 13 UA del Sol y ha cruzado ya la órbita de Saturno. Se espera que en Julio del 2015 se aproxime al sistema Plutón-Caronte, para realizar una batería de observaciones, y posteriormente prosiga su camino adentrándose en el cinturón transneptuniano que recorrerá entre 2016 y 2020.

A continuación, se describen las principales características de Plutón y Caronte, de sus superficies y atmósferas.

### Plutón: un planeta enano con atmósfera

El avance en las técnicas de observación desde el descubrimiento de Plutón ha permitido avanzar en la determinación de sus principales características. Gran parte del conocimiento de que disponemos acerca de Plutón proviene de las imágenes y espectros de su superficie.

La primera evidencia acerca de la superficie de Plutón es que esta no es homogénea, sino que en ella se alternan zonas de mayor y menor albedo (Buie et al. 1992; Stern et al. 1997). De hecho, el contraste de albedos en su superficie es el mayor del Sistema Solar, con

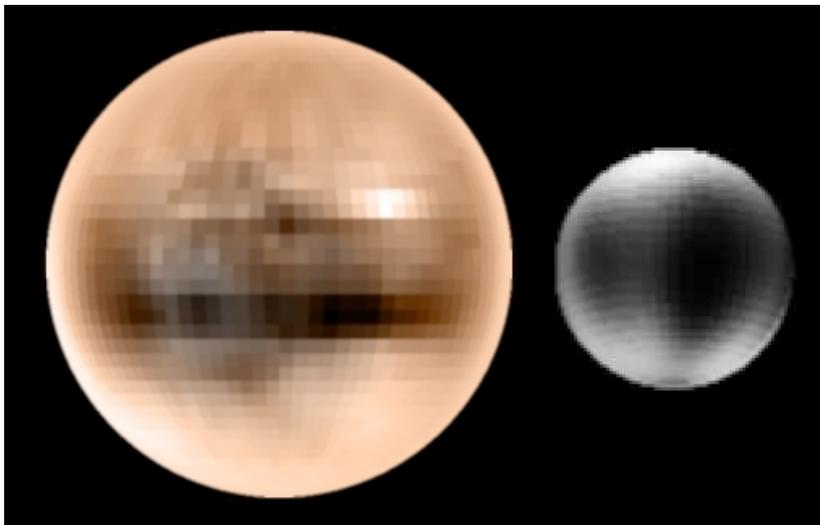


Figura 1.22: Composición de dos imágenes que muestran el albedo superficial de Plutón y Caronte. El mapa de Plutón fue creado a partir de observaciones precisas de ocultaciones mutuas de Plutón y Caronte entre 1985 y 1990 (Young et al. 2001). Este mapa es de la cara de Plutón que mira a Caronte. El mapa de Caronte fue creado por M. W. Buie (Lowell Observatory) a partir de observaciones del sistema Plutón-Caronte entre 1954 y 1986 (Buie et al, 1992) y muestra la cara de Caronte opuesta a Plutón. Obsérvese las variaciones superficiales en ambos cuerpos, así como el diferente albedo y color de cada cuerpo que sugieren diferencias composicionales entre ambos.

la única excepción del satélite de Saturno, Júpiter. Las imágenes tomadas por Stern et al. (1997) muestran que la mayoría de las regiones más oscuras en la superficie de Plutón están confinadas a la zona ecuatorial, mientras que las zonas de alto albedo aparecen dispersas por toda la superficie (ver *Figura 1.23*). Esto sugiere una complicada estructura de la superficie que estaría compuesta por diferentes materiales.

Otra de las características de Plutón es su atmósfera, pese a especularse sobre su existencia desde 1974 (Hart 1974), no pudo ser detectada directamente hasta 1988 (Elliot et al. 1989; Hubbard et al. 1988). La mayor parte de los datos que conocemos sobre la atmósfera de Plutón provienen de la curva de luz de la ocultación de alguna estrella por parte del TNO. Estas observaciones no son sencillas, dado el pequeño tamaño del disco del planeta desde tierra. Pese a ello, en la actualidad se tienen datos de la observación de tres ocultaciones que tuvieron lugar en 1988, 2002 y 2006.

A continuación describiremos en detalle los conocimientos acerca de la superficie y la atmósfera de Plutón, ya que algunos de ellos podrán servir para conocer la naturaleza de los planetas enanos helados.

#### ■ La superficie de Plutón

La composición de la superficie de Plutón es una mezcla de  $N_2$ ,  $CH_4$  y  $CO$  (Owen et al. 1993; Douté et al. 1999 y ver la *Figura 1.18*). El nitrógeno ha sido detectado por una banda débil a  $2.15 \mu m$ . La forma de esta banda es sensible a la temperatura, así ha sido posible estimar la temperatura del hielo de  $N_2$  que es de  $\sim 40K$  (Tryka et al. 1994). El nitrógeno sólido se encuentra en forma de cristales grandes, de varios

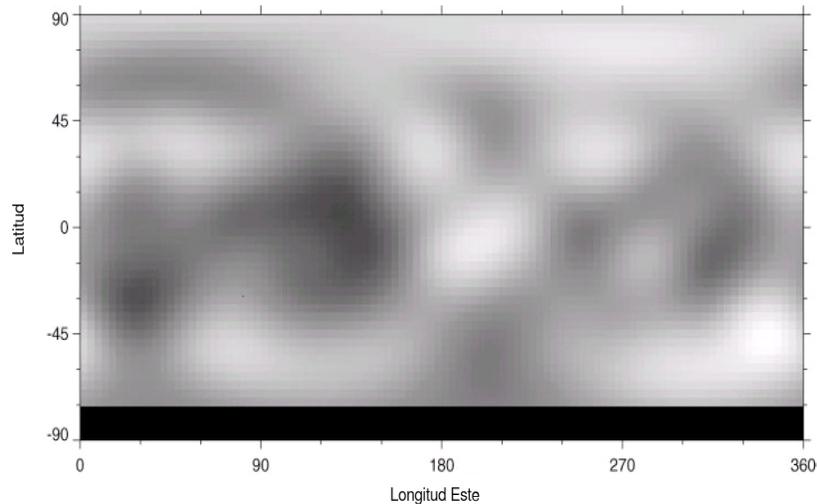


Figura 1.23: Uno de los mapas de Plutón de Stern et al (1997). El mapa muestra que las regiones más oscuras están confinadas en la zona ecuatorial, mientras que las zonas más brillantes aparecen en cualquier lugar. No existe evidencia de una zona ecuatorial oscura y dos polos globalmente brillantes.

centímetros. El metano, sin embargo, lo podemos encontrar tanto puro como disuelto en el  $N_2$ , apareciendo como una impureza en los grandes cristales de nitrógeno. Las dos formas se pueden distinguir espectroscópicamente por un pequeño desplazamiento de los centros de las bandas del metano, que ocurre siempre que las moléculas de este se incorporan a una matriz de otro material, como un componente minoritario (Schmitt et al. 1993; Quirico & Schmitt 1997). El CO por su parte, se ha podido detectar gracias a una banda a  $2.35 \mu\text{m}$ . Tanto el CO como el  $CH_4$  son sólo trazas en la superficie de Plutón, pero este último es tan activo ópticamente que domina el espectro.

Otros componentes como agua o  $CO_2$  u orgánicos complejos no se han podido detectar en la superficie de Plutón, aunque el color rojizo de su albedo en el rango visible ( $0.3\text{-}1 \mu\text{m}$ ) se puede reproducir con una mezcla de volátiles neutros y una pequeña cantidad de tholins (orgánicos complejos) lo cual es compatible con la composición de la superficie que hemos comentado arriba y con la de su atmósfera, que comentaremos a continuación (Cruikshank 2005).

Grundy & Fink (1996) presentan un estudio en detalle de la superficie de Plutón sobre un período de 15 años (1980-1994) que comprende el paso de Plutón por el perihelio en 1989. Merece la pena describir en detalle algunos resultados de este trabajo, ya que serán de gran importancia a la hora de estudiar la superficie de Eris y de FY9 (ver el capítulo 4 y el apéndice A).

Durante este período, Plutón es observado (mediante técnicas espectrofotométricas) de forma sistemática con el objetivo principal de estudiar variaciones en las bandas de absorción de metano al paso del planeta enano por el perihelio. No obstante, dada la patente heterogeneidad de la superficie de Plutón, no resulta fácil distinguir si las variaciones en el espectro de Plutón tienen que ver con variaciones seculares

(debido a las diferentes posiciones de Plutón en su órbita) o a variaciones geométricas (diferente composición superficial), por lo tanto los autores consideran en su estudio ambos factores. La *Figura 1.24*, muestra algunos ejemplos de los datos recogidos en este trabajo, en ella se ve claramente las variaciones en las bandas de absorción del metano en función de su fase de rotación.

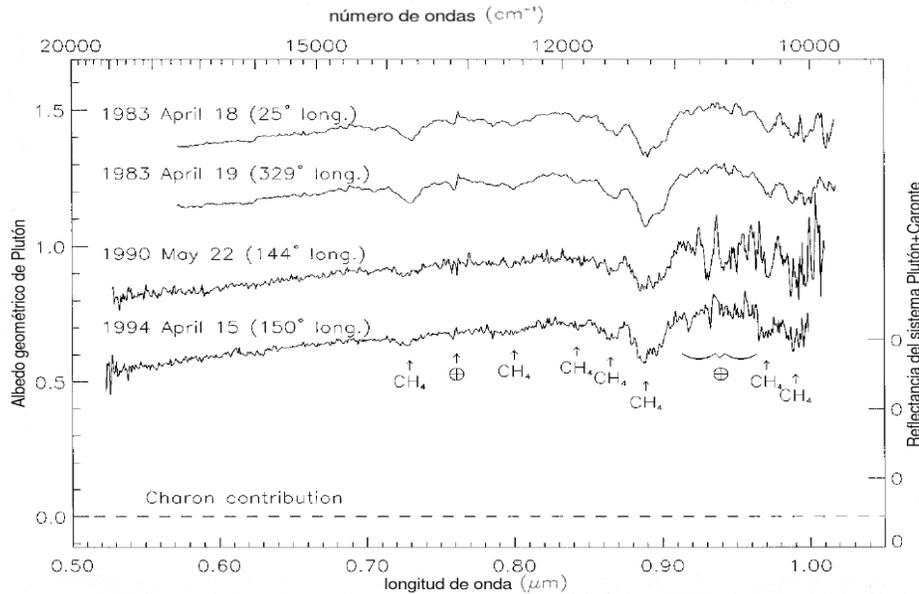


Figura 1.24: Espectros de Plutón mostrando diferentes profundidades para las bandas de metano en función de la longitud sobre el cuerpo (Grundy & Fink, 1996). Las principales bandas están identificadas en la gráfica, así como las contribuciones telúricas (0.76 y 0.94  $\mu\text{m}$ ). El eje izquierdo muestra el albedo geométrico del espectro inferior únicamente. La línea discontinua en la parte inferior de la gráfica muestra la contribución de Caronte al espectro (medida desde el extremo inferior de la gráfica). Esta contribución es la misma para los otros espectros, que están desplazados en la vertical. El eje de la derecha muestra los puntos de origen para los diferentes albedos considerando ambas contribuciones, la de Plutón y Caronte.

Para analizar estas variaciones, los autores estudiarán la profundidad de las bandas, sus centros y sus anchuras, así como la pendiente del albedo.

De las siete bandas de absorción del metano que aparecen en la región espectral cubierta, el estudio se centra en la banda más profunda, a 8900  $\text{\AA}$  y la banda a 7300  $\text{\AA}$ . Esta última es una banda con suficiente señal a ruido, en una zona muy limpia del espectro, por lo cual es una muy buena opción para un análisis de sus principales características.

El primer estudio se centra en confirmar las tendencias previamente observadas acerca de la variación de las bandas de  $\text{CH}_4$  de Plutón con la fase rotacional. Comparando los dos gráficos de la *Figura 1.25* (*izquierda*) se aprecia que la variación con la longitud es similar para ambas bandas, con un mínimo cerca de los 160°. Esta longitud no corresponde ni con el máximo ni con el mínimo de la curva de luz de Plutón lo cual sugiere que el metano en Plutón no está exclusivamente asociado a las zonas más brillantes ni más oscuras de su superficie.

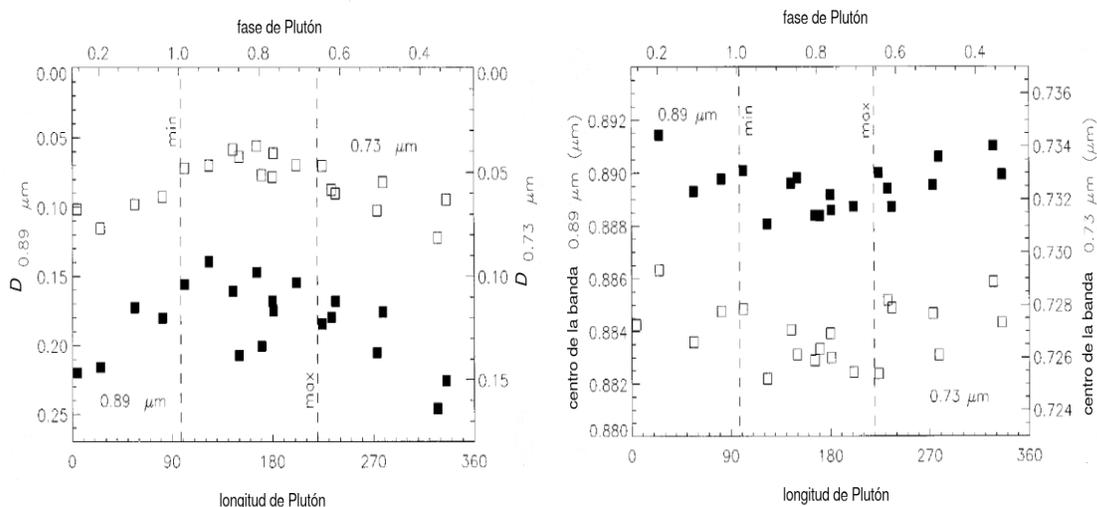


Figura 1.25: Cantidades derivadas del espectro de Plutón en función de su longitud. Los puntos extremos de la curva de luz de Plutón (Buie et al. 1996) están marcados en las gráficas con líneas discontinuas verticales. **Izquierda:** Profundidad de las bandas de absorción del metano a 0.73 y 0.89  $\mu\text{m}$ . Con cuadrados negros se representa la profundidad de la banda a 0.89  $\mu\text{m}$  (se muestra la escala en el eje izquierdo); con cuadrados blancos se representa la profundidad de la banda a 0.73  $\mu\text{m}$  (la escala se muestra en el eje de la derecha). Notar que los máximos y mínimos en la profundidad de las bandas no coinciden con los máximos y mínimo en el brillo de la superficie. **Derecha:** Posición del centro de las bandas de metano a 0.73 y 0.89  $\mu\text{m}$ . Se aprecia desplazamiento de las bandas de absorción, notar que el comportamiento es similar para ambas bandas.

El estudio de los centros de las bandas muestra una correlación débil entre los centros de las bandas y los máximos y mínimos en la curva de luz de Plutón (ver la *Figura 1.25 derecha*). Como ya hemos comentado, este desplazamiento se produce cuando el metano se encuentra disuelto en  $\text{N}_2$ , basta una concentración de un 20% de  $\text{CH}_4$  en  $\text{N}_2$  para producir un desplazamiento de 17Å (Grundy et al. 1993). Comparando las dos gráficas en la *Figura 1.25* se aprecia que los mayores desplazamientos (menor concentración de metano) coinciden con las zonas en las que las bandas de metano son menos profundas.

Por otro lado, estudiar bandas de absorción a diferentes longitudes de onda, nos permite “ver” a diferentes profundidades en la superficie de los cuerpos. En particular, a las temperaturas de la superficie de Plutón, para producir una banda como la observada a 0.73  $\mu\text{m}$ , es necesario que los fotones atravesasen una capa de hielo de metano de más de 1 cm. Sin embargo, en la banda K (2.2  $\mu\text{m}$ ), en la que la absorción es mucho mayor, es suficiente con los fotones recorran caminos ópticos mucho menores, de apenas decenas de micras. Así pues, observaciones de bandas profundas y débiles del mismo material, son sensibles a la estratificación de los materiales o a diferencias geométricas en la superficie de Plutón. Como se ve en la *Figura 1.25 (derecha)*, el comportamiento de las dos bandas es similar, con lo cual se concluye que no hay evidencias de un gradiente vertical en la concentración de metano en la superficie de Plutón, al menos hasta algo más de 1cm de profundidad.

Finalmente, estudiando la variación de la pendiente del albedo geométrico con la fase los autores encuentran que la pendiente más roja, coincide con las zonas de menor albedo, lo cual es interpretado como que las zonas más rojas son también las más oscuras, presumiblemente porque la concentración de tholins es mayor, mientras que en las zonas más brillantes es mayor la concentración de volátiles.

Otro punto interesante de este trabajo son los ajustes de los albedos con modelos de dispersión de la luz (Hapke 1981). Se trata de buscar combinaciones de materiales para la superficie de Plutón que proporcionen albedos similares a los observados y que sean compatible también con las propiedades de las bandas de absorción comentadas previamente. Los autores proponen varios modelos, obteniendo el mejor ajuste para una mezcla de tres tipos de terrenos como la que muestra la *Figura 1.26*:

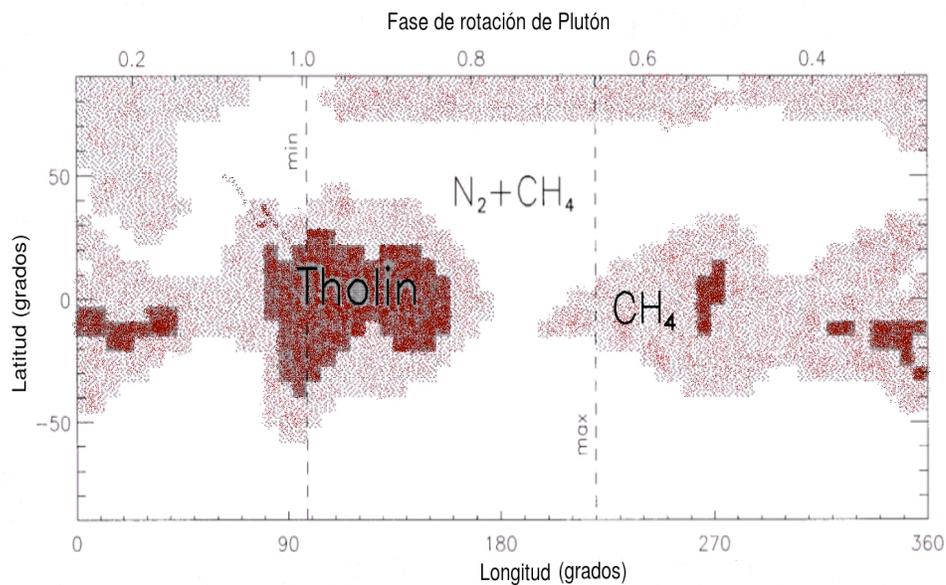


Figura 1.26: Configuración de tres terrenos según el modelo de Grundy & Fink, 1996. Las diferentes zonas se modelan con combinaciones de tres tipos de materiales, zonas brillantes y neutras de alta concentración de volátiles ( $N_2+CH_4$ ); zonas de brillos medio, metano puro; zonas rojas de albedo bajo, orgánicos evolucionados (tholins)

- Terreno brillante rico en  $N_2$ , formado por partículas grandes (5 cm) de 5%  $N_2:CH_4$  (2:1) y 95%  $N_2:CH_4$  (1000:1)
- Terreno rico en metano formado por hielo puro de  $CH_4$  con partículas de 5 cm.
- Terreno oscuro. Mezcla compacta de partículas pequeñas de tholins (3  $\mu m$ ) y hielo de agua (10  $\mu m$ ) a partes iguales

Desde la aparición de este trabajo de Grundy y Fink, se han publicado espectros de mejor señal a ruido de la superficie de Plutón, y se han intentado ajustes más precisos (ver Olkin et al. 2007 y trabajos ahí citados), sin embargo todos ellos coinciden en encontrar los mejores ajustes con los tres tipos de terreno comentados previamente.

### ■ La atmósfera de Plutón

Mucho antes de la detección de la atmósfera de Plutón, ya se argumentaba sobre su existencia (Hart 1974). Estos argumentos teóricos fueron reforzados por el descubrimiento de hielo de metano en la superficie de Plutón (Cruikshank et al. 1976; Stern et al. 1988), el cual sugería la existencia de una atmósfera en equilibrio cuyo principal componente fuera metano en estado gaseoso. La detección directa de la atmósfera de Plutón, sin embargo, tuvo lugar bastante más tarde, gracias a la observación de una ocultación estelar desde el “Kuiper Airbonen Observatory” (KAO) en 1988 (Elliot et al. 1989; Hubbard et al. 1988). Estas observaciones confirman la presencia de una atmósfera global ligada al cuerpo. Además estiman un valor para la escala de altura<sup>7</sup>  $H = 55.7 \pm 4.5$  km y una presión de  $2.3 \mu\text{mbar}$  a una distancia de 1250km del centro de Plutón. Aunque en un principio se pensó en una atmósfera formada mayoritariamente por metano, esto se descartó cuando se comprobó que la presencia de metano en la superficie es minoritaria respecto a la de  $\text{N}_2$  y  $\text{CO}$  (Owen et al. 1993).

Combinando los conocimientos acerca de la composición superficial de Plutón y la curva de luz durante la ocultación estelar de 1989, Elliot & Young (1992) encuentran una temperatura media para una atmósfera de  $\text{N}_2$  puro de 104 K.

Young et al. (1997) confirman la detección directa de metano en la atmósfera de Plutón a través de la fotometría, este trabajo además prueba que el  $\text{N}_2$  y el  $\text{CO}$  son los componentes mayoritarios de esta atmósfera y el metano es sólo un componente menor, con una fracción molar entre 1-9%. Sin embargo, esta abundancia es mayor de la que se esperaba dada la presión de vapor de una disolución sólida de metano en nitrógeno. Este hecho hace suponer que en la superficie de Plutón existen parches calientes de hielo de metano puro a una temperatura de 55K, temperatura a la cual la presión de vapor del metano es igual a la del nitrógeno a 40K.

Una característica interesante de la atmósfera de Plutón es la existencia de efectos estacionales debidos a la gran excentricidad de su órbita. Estos cambios fueron predichos ya en los años 80 (Trafton & Stern 1983). Durante su movimiento orbital, Plutón sufre grandes cambios en la insolación y en la distribución de esa insolación sobre la superficie. Estos cambios resultan en variaciones en la temperatura superficial y probablemente en la presión de vapor, que favorecen el transporte de los hielos a lo largo y ancho de la superficie. Estos efectos provocan una condensación de dicha atmósfera en las posiciones de la órbita más alejadas del Sol y una sublimación según el TNO se acerca al perihelio; y deberían de apreciarse en escalas de tiempo estacionales y orbitales. Como ejemplo, asumiendo que la atmósfera colapse completamente en el afelio se obtendría un depósito sobre la superficie de 0.5-10 mm de  $\text{N}_2$  (Stern & Trafton 2008).

Una ocasión de poner a prueba las suposiciones acerca de los cambios estacionales en la atmósfera de Plutón fue la observación de la ocultación estelar que tuvo lugar

---

<sup>7</sup>La escala de altura, H, es la altura a la que hay que elevarse en una atmósfera para que la presión atmosférica disminuya en un factor  $e=2,718182$

en Agosto de 2002. El último paso por el perihelio de Plutón se produjo en 1989, se esperaba pues una disminución en la presión de vapor respecto a la obtenida en la ocultación estelar de 1988, al haber colapsado parte de los volátiles. La comparación de los datos obtenidos en 1988 y en 2002, sin embargo, muestra la situación opuesta, la presión se incrementó en un factor 2 desde el paso por el perihelio (Elliot & Kern 2003; Sicardy et al. 2003). Sin embargo, un aumento de un factor de dos en la presión, requiere solamente un aumento de la temperatura del hielo de  $N_2$  de 1.3 K (Elliot & Kern 2003), lo cual se puede interpretar como un retraso en el aumento de la temperatura al paso por el perihelio debido a la inercia térmica de los materiales superficiales (Stern et al. 1997).

Otro posible origen para explicar ese cambio en la presión sería que con el movimiento orbital de Plutón y los cambios que este provoca en las regiones iluminadas, terrenos cubiertos de volátiles hubieran quedado expuestos a la radiación solar, lo que habría producido un aumento de partículas en la atmósfera.

Recientemente, la observación de una nueva ocultación estelar en el año 2006 (Elliot et al. 2007) muestra que las condiciones en la atmósfera de Plutón en esta ocasión, son más parecidas a las que existían en el 2002 que a las de 1988 y sugiere que sea cual fuera el detonante, la situación tiende a estabilizarse y no a acelerarse.

Finalmente, hay que tener en cuenta otro factor muy importante que determina las características de la atmósfera y la superficie de Plutón. Este es la pérdida de gases en la exosfera. Como ya hemos comentado al describir las atmósferas de los TNOs, no todas las partículas que se subliman vuelven a condensar y depositarse sobre la superficie al enfriarse, sino que algunas escapan de la atracción gravitatoria del cuerpo y se pierden en el espacio. La combinación en Plutón de una baja gravedad ( $\sim 55 \text{ cm/s}^{-2}$ ) y una alta temperatura en la atmósfera ( $\sim 100\text{K}$ ) provoca que la fracción de partículas que escapan sea mayor en comparación con una atmósfera planetaria típica (Trafton et al. 1997; Tian & Toon 2005).

Considerando los ritmos de escape estimados por diferentes autores para el perihelio, para las diferentes especies de volátiles en la atmósfera de Plutón, sobre  $4.5 \cdot 10^9$  años que es la edad del Sistema Solar, esto corresponde a una pérdida de 1 a 10 km de hielo superficial (dependiendo de la porosidad de Plutón), lo que implica que debe de existir una fuente de volátiles que recubra periódicamente o de forma continua la superficie con materiales desde el interior del objeto.

### **Caronte: una superficie cubierta de agua.**

La composición de Caronte es un factor importante a estudiar en el TNb ya que este objeto, con un diámetro aproximado de  $D \sim 1200 \text{ km}$ , es probablemente un cuerpo intermedio entre los TNOs mayores, capaces de retener en su superficie gran cantidad de volátiles y los TNOs pequeños, aquellos que han perdido todos los volátiles de su superficie, conservando quizás alguna pequeña cantidad de agua. Este cuerpo podría ser pues representativo de los TNOs medianos con cierta capacidad para retener volátiles como (50000) Quaoar, (20000) Varuna, (90482) Orcus. Sin embargo, como veremos a continuación, la superficie de Caronte presenta rasgos muy diferentes a estos TNOs medianos y merece un estudio aparte.

El albedo en el visible de Caronte ( $p_V \sim 0.4$ , Buie et al. 1990), es sensiblemente menor que el de Plutón y presenta menor variación con la rotación del cuerpo. Además su color es más neutro que el de Plutón. Esto junto con las diferencias entre sus respectivas densidades, sugiere variaciones en la composición que confirman el estudio de sus espectros.

El espectro de Caronte se caracteriza por mostrar claramente la presencia de agua cristalina sobre su superficie, y la presencia de un componente adicional que tienen una banda de absorción a  $2.2 \mu\text{m}$ . Para explicar esta banda se ha propuesto la presencia de hidratos de amoníaco (Buie & Grundy 2000; Brown & Calvin 2000; Dumas et al. 2001). Otra característica importante de la superficie de Caronte es lo que no muestra ya que no aparecen indicios de presencia de volátiles, a pesar de ser estos dominantes en Plutón. Para ajustar el espectro de Caronte, los modelos necesitan además la presencia de algún material neutro y de bajo albedo.

La ausencia de volátiles en la superficie de Caronte se puede justificar por la incapacidad de este cuerpo de haberlos retenido por gravedad, dado su pequeño tamaño, como se puede ver en la *Figura 1.17*. Esta falta de orgánicos además viene apoyada por la ausencia de atmósfera ligada al planeta, confirmada gracias a observaciones fotométricas de ocultaciones estelares (Gulbis et al. 2006; Sicardy et al. 2006).

La detección de agua cristalina e hidratos de amoníaco sin embargo, no resulta tan simple de explicar, sobre todo en los TNOs de tamaño mediano. El agua cristalina se forma, en escalas de tiempo relativamente pequeñas ( $<10^9$  años) cuando el hielo de agua se calienta por encima de los 78 K. Dadas las distancias a las que se mueven los TNOs es imposible alcanzar estas temperaturas sólo por calentamiento solar. Aparte del misterio de cómo se origina el agua cristalina, está el de cómo sobrevive ya que la irradiación con partículas de alta energía produce la amorfización del hielo de agua, en tiempos de 1.5 millones de años (Cooper et al. 2003). La exposición a la radiación destruye los enlaces que mantienen las moléculas de agua ordenadas y a las temperaturas típicas que encontramos a partir de las 15 UA, el hielo no puede volver por sí mismo al estado cristalino. Adicionalmente, los hidratos de amoníaco se descomponen por la acción de los rayos cósmicos (Strazzulla & Palumbo 1998), luego su presencia en la superficie de un cuerpo helado prueba la existencia de renovación superficial.

La reposición de material fresco en la superficie de Caronte (y de los TNOs medianos) puede haber tenido lugar en varias maneras, o bien el material ha sido reprocesado momentáneamente, por una subida de la temperatura puntual, hasta el punto en el que el hielo se recristaliza; o bien algunos procesos erosivos, como las colisiones o los microimpactos, traen a la superficie material reprocesado desde el interior; o agua líquida se ha congelado y cristalizado en la superficie, lo que comúnmente se conoce como criovolcanismo.

Cook et al. (2007) realizan un estudio de la superficie de Caronte a partir de espectros con resolución espacial de este cuerpo. Este estudio prueba que existe un mecanismo que repone material fresco en la superficie de Caronte y que lo hace en escalas menores de  $10^5$  años. Analizando los diferentes mecanismos comentados arriba, capaces de refrescar la superficie en TNOs del tamaño de Caronte, este estudio concluye que el único capaz de producir cantidades suficientes de agua cristalina, como para cubrir la mayor parte de la superficie de Carontes es el criovolcanismo. Este sin embargo no estaría asociado a las fuerzas de marea, como en algunos satélites helados de los planetas gigantes (e.g. Enceladus, Porco et al. 2006). Estimando las temperaturas interiores de Caronte debidas a calentamiento

radiogénico, (Cook et al. 2007) encuentran que pueden existir en el interior del cuerpo materiales en estado líquido (en concreto, los hidratos de amoniaco). Este líquido menos denso que el agua, se podría propagar en aproximadamente una hora hasta la superficie del cuerpo y allí se congelaría en fase cristalina. A este ritmo, serían suficientes un tiempo medio de 200 años para cubrir completamente la superficie de Caronte (al menos hasta una profundidad de unas 350  $\mu\text{m}$ ) y durante este tiempo, tan sólo un 0.5% sería amorfizado por radiación.

Estas estimaciones prueban que el criovolcanismo es posible en cuerpos del tamaño de Caronte, y que este es suficiente para explicar una superficie cubierta mayoritariamente por hielo de agua cristalino, siempre y cuando el agua vaya acompañada de hidratos de amoniaco.

Hasta el descubrimiento de 2003 EL<sub>61</sub> tan sólo se conocían dos objetos en el cinturón transneptuniano con una superficie dominada por agua: (19308) 1996 TO<sub>66</sub> (Brown et al. 1999) y (55636) 2002 TX<sub>300</sub> (Licandro et al., ver el capítulo 5). Sin embargo, la baja resolución de los espectros de estos cuerpos, no permite evaluar la presencia de hidratos de amoniaco en su superficie ni la presencia de agua en fase cristalina. Como veremos más adelante, el estudio detallado de EL<sub>61</sub>, y de algunos cuerpos más con una composición muy parecida, permite avanzar en el estudio de la presencia de agua en el TNb.



# 2

---

## Motivación y Objetivos

La motivación de este trabajo es el estudio de la superficie de los planetas enanos helados en comparación con las diferentes poblaciones del cinturón transneptuniano a la que pertenecen. Actualmente, cuando más de 20.000 grados cuadrados del cielo han sido cubiertos por programas de identificación de TNOs, sólo existen 4 planetas enanos helados reconocidos, Plutón, Eris, 2005 FY<sub>9</sub> y 2003 EL<sub>61</sub> de un total de  $\sim 1300$  TNOs (Brown 2008) por lo que no es de esperar que en el futuro se descubran un número significativamente mayor de TNOs con diámetros similares. Con el estudio de la superficie de estos cuerpos, intentaremos averiguar si presentan características comunes al resto de los objetos transneptunianos o si por el contrario forman parte de un grupo de objetos helados con características superficiales propias.

El estudio de los espectros de Eris, 2005 FY<sub>9</sub> y 2003 EL<sub>61</sub> y su comparación con el otro planeta enano helado conocido, Plutón, permitirá una primera caracterización de cada uno de estos objetos y de la superficie de los planetas enanos helados, así como sentar las bases para trabajos futuros.

Las primeras observaciones de los planetas enanos evidenciaron que sus superficies estaban compuestas por abundantes hielos y que sólo tenían comparación dentro del TNb con Plutón, en el caso de Eris y 2005 FY<sub>9</sub>, y con Caronte en el caso de 2003 EL<sub>61</sub>. En la sección 1.6 hemos descrito en detalle las superficies de estos dos cuerpos que presentan algunas características únicas en el TNb. En el caso de Plutón, las más llamativas son el dominio en el espectro visible e infrarrojo de Plutón de bandas de absorción asociadas a hielo de metano y la presencia de otros volátiles como hielo de nitrógeno y monóxido de carbono. En el caso de Caronte, la principal característica es la aparente ausencia de orgánicos en su superficie que estaría cubierta por gran cantidad de hielo de agua.

A continuación detallamos los objetivos particulares que se plantean en esta tesis en cuanto al estudio de las superficies de los planetas enanos helados.

### 2.1. Estudio de (136199) Eris y (136472) 2005 FY<sub>9</sub>

- Determinar qué bandas de absorción están presentes en sus espectros para obtener información sobre los materiales que están presentes en su superficie y su abundancia

relativa. Para ello prestaremos especial atención a los siguientes signos diagnósticos:

- CH<sub>4</sub>: Son numerosas las bandas de absorción en el rango espectral objeto de nuestro estudio que nos pueden revelar la existencia de este hielo (ver las figuras 1.18 y 1.24)
  - N<sub>2</sub>: mediante la existencia de la banda a 2.15  $\mu\text{m}$  o bien mediante la medida de los centros de las bandas de metano. Si hay desplazamiento de los centros de las bandas del metano en el espectro respecto del espectro del metano puro medido en el laboratorio, hay hielo de Nitrógeno en la superficie y parte del metano está disuelto en él.
  - CO: mediante la banda a 2.35  $\mu\text{m}$ .
  - H<sub>2</sub>O: mediante las bandas a 1.52 y 2.02  $\mu\text{m}$ .
  - Tholins (orgánicos complejos): mediante el cálculo de la pendiente del espectro en el visible.
- Estudiar posibles variaciones composicionales en función de la profundidad. La existencia de un gradiente vertical en la concentración de volátiles puede ser indicio de procesos de sublimación y condensación.

## 2.2. Estudio de (136108) 2003 EL<sub>61</sub>

- Buscar los mejores ajustes de modelos de dispersión de la luz al espectro para:
  - Poner límites a la presencia de materiales evolucionados como orgánicos complejos y silicatos sobre la superficie del planeta enano.
  - Estudiar la fase en que se encuentra el hielo de agua en su superficie (amorfa/cristalina) para extraer información sobre la cantidad de radiación recibida por la superficie de este cuerpo.
- Estudiar la homogeneidad de la superficie de este cuerpo. Para ello obtendremos espectros a diferentes fases rotacionales y realizaremos un estudio comparado.
- Buscar indicios de criovolcanismo confirmando (o descartando en su caso) la presencia de hidratos de amoníaco en su superficie. De existir, el criovolcanismo podría explicar la gran abundancia de agua en la superficie de este cuerpo.

Finalmente, durante el transcurso de esta tesis se descubrieron más objetos con propiedades superficiales similares a las de EL61 y pronto se vio que además (junto con 1996 TO<sub>66</sub> y 2003 TX<sub>300</sub>) todos ellos tienen elementos orbitales similares (ver el capítulo 6 y el artículo de Brown et al. 2007). El estudio de estos cuerpos se convirtió en un nuevo objetivo de esta tesis ya que podría aportar valiosa información en los siguientes aspectos:

- Establecer si existe un origen común para estos objetos, por ejemplo, una colisión.
- Estudiar la presencia de agua (amorfa y/o cristalina) en TNOs más pequeños que los planetas enanos.

- Ver si la existencia de estos cuerpos aporta nuevos datos a la naturaleza de EL61.
- Estudiar si la presencia de agua en gran proporción en la superficie de los TNOs se limita a la región del TNb en que se encuentran estos objetos o si por el contrario es común en todo el TNb.



# 3

---

## Metodología y artículos que comprende esta tesis

### 3.1. Metodología

#### 3.1.1. Espectroscopía

La espectroscopía de reflexión en el visible e infrarrojo cercano es una herramienta de uso muy extendido para obtener información sobre la composición superficial de los cuerpos menores del Sistema Solar.

La luz solar que incide en un cuerpo sin atmósfera se divide en dos contribuciones, luz reflejada y luz absorbida. Además de la luz reflejada por el cuerpo, un observador en tierra recibe otra contribución, la emisión de cuerpo negro del propio objeto, que es función de su temperatura. Para los objetos del cinturón transneptuniano, esta última contribución es muy pequeña, dadas las bajas temperaturas que los caracterizan, con lo cual, el espectro en el rango visible e infrarrojo cercano, está dominado por la luz reflejada.

El fundamento del análisis espectroscópico es que los minerales y hielos absorben de forma selectiva la luz a determinadas longitudes de onda, dependiendo de su naturaleza (propiedades ópticas, tamaño de las partículas, etc). Muchas de las bandas características de estos hielos, que vienen de transiciones electrónicas y vibracionales, son detectables entre 0.5-2.5  $\mu\text{m}$ , como muestra la *Figura 1.11* y la tabla 3.1. Comparando las bandas de absorción en los espectros de los cuerpos helados con las obtenidas en los laboratorios para los materiales candidatos a formar parte de las superficies de estos, podemos obtener información sobre su composición. En este sentido, existen excelentes recopilaciones de análisis espectroscópico de las superficies heladas como Roush et al. (1995) y Schmitt et al. (1998).

Así por ejemplo, hemos conocido algunos de los datos que se han ido comentando en secciones anteriores como pueden ser que el hielo de agua es el componente principal de la superficie de los satélites helados de Júpiter, Saturno y Urano y de algunos TNOs como Caronte; o que hielos de  $\text{N}_2$ ,  $\text{CH}_4$  y  $\text{CO}$  cubren la superficie de Tritón y Plutón; y que Caronte es un candidato a experimentar procesos criovolcánicos.

Para obtener espectros de reflexión es necesario seguir el siguiente procedimiento:

1. Obtener el espectro del objeto por medio de espectroscopía de rendija estándar, tanto en el visible como en el NIR (0.35-2.5  $\mu\text{m}$ ). Tanto la observación como la extracción se realizan utilizando procedimientos estándares.
2. Obtener el espectro de una estrella análoga solar, es decir, una estrella cuyas características espectrales sean similares a las del Sol, a una masa de aire similar, inmediatamente antes o después de haber observado al objeto.
3. Determinar el cociente entre el espectro del objeto y el de la análoga solar para obtener la reflectancia del objeto relativa al Sol y normalizar el resultado en una longitud de onda arbitraria (usualmente a 0.6  $\mu\text{m}$  si tenemos visible e infrarrojo o a 1.7 si sólo tenemos el infrarrojo).
4. Si existe un valor para el albedo del objeto en alguna longitud de onda del espectro obtenido (generalmente el albedo se determina en el visible) se utiliza como factor para convertir la reflectancia relativa en albedo en función de la longitud de onda.

Una descripción detallada de la configuración instrumental en cada observación y de los procesos de observación se encuentra en cada uno de los artículos que configuran esta tesis (ver capítulos del 4 al 8). En cuanto a la calibración y la extracción de los espectros se utiliza el paquete IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*) y procedimientos estándar (Massey et al. 1992), para más información ver cada uno de los artículos (capítulos del 4 al 8).

#### ■ *Espectroscopía en el rango visible*

La importancia de la espectroscopía en el visible viene dada por el hecho de que algunos materiales presentes en las superficie de los objetos del Sistema Solar tienen

Material	Centro de las bandas ( $\mu\text{m}$ )		Notas
	óptico	NIR	
Agua amorfa	neutro	1.52, 2.02	
Agua Cristalina	neutro	1.52, 1.65, 2.02	
Metano ( $\text{CH}_4$ )	0.73,0.84-0.90	1.18,1.30,1.6-1.8,2.2	Presenta muchas bandas, pongo sólo algunos ejemplos
Nitrógeno ( $\text{N}_2$ )	neutro	2.15	
$\text{CO}_2$	neutro	1.58,2.35	
Hidratos de amoniacaco ( $\text{NH}_4\text{OH}$ )	neutro	2.2	Además de las bandas típicas del agua cristalina
Tholins	rojo		
carbones	Espectros neutros, sin bandas, con reflectancia baja.		

Tabla 3.1: Principales hielos detectados en la superficie de los TNOs, o candidatos a encontrarse en ellas. Se indican sólo las bandas que por el momento han sido detectadas en el TNb. En el caso del metano, se ponen sólo las bandas más importantes en cada rango ya que, sobre todo el infrarrojo cercano, está plagado de bandas de absorción.

bandas a estas longitudes de onda, por ejemplo el hielo de metano y los silicatos hidratados. Por otro lado, algunos materiales, absorben la luz en el visible dando al espectro en este rango una determinada pendiente. Esta pendiente, cuantificada con la pendiente espectral,  $S'$ , que definiremos en la sección 3.1.1 nos ayuda a clasificar los objetos según su color y a obtener cierta información acerca de su composición.

En nuestro caso, la espectroscopía visible la realizamos con dos telescopios, dependiendo de la magnitud del objeto: ISIS en WHT o LRS en el TNG.

**ISIS** (acrónimo del nombre del instrumento en inglés, *Sistema de imagen y espectroscopía de dispersión intermedia*), está montado en el foco Cassegrain del telescopio WHT, con un espejo primario de 4.2m. En cuanto a la espectroscopía es un instrumento de doble brazo, de alta eficiencia y resolución intermedia. Permite además la observación simultánea en ambos brazos (rojo y el azul) que están optimizados para sus respectivos rangos de longitud de onda. Para nuestras observaciones hemos utilizado siempre la red R300B (con una dispersión de  $0.86 \text{ \AA}/\text{pixel}$ ) en el brazo azul y la red R158R (con una dispersión de  $1.63 \text{ \AA}/\text{pixel}$ ) en el brazo rojo. Con lo cual obtenemos un espectro completo entre  $0.35\text{-}0.98\mu\text{m}$ . En cuanto a la rendija, utilizamos la de  $2''$  o  $5''$ , dependiendo de la resolución que necesitemos.

**LRS** es un espectrógrafo de baja resolución en el visible, instalado en el TNG, con un espejo primario de 3.58m. Se le conoce también por **DOLORES**, que es el acrónimo de su nombre en inglés, *Diseño optimizado para espectroscopía de baja resolución*. Este instrumento está montado de forma permanente en uno de los focos Nasmyth del telescopio. Se trata de un diseño que permite realizar tanto imagen como espectroscopía en el visible. Para nuestras observaciones solemos utilizar el grisma LR-R que, con una dispersión de  $2.61\text{\AA}/\text{pixel}$ , proporciona un espectro entre  $0.45\text{-}1.00 \mu\text{m}$ . En cuanto a la rendija, dependiendo de las características del objeto y de la resolución que queramos conseguir, solemos utilizar la de  $1''$ ,  $2''$  o  $5''$ .

#### ■ *Espectroscopía en el rango infrarrojo cercano*

El infrarrojo cercano es un rango muy interesante del espectro de transneptunianos, porque en él tienen bandas muchos de los hielos que aparecen en su superficie (ver la *Figura 1.11* y la *tabla 3.1*).

La mayoría de los transneptunianos son débiles en el infrarrojo, sobre todo aquellos que presentan espectros neutros o fuertes absorciones. Nuestro trabajo de observación en este rango se ha desarrollado únicamente en el TNG. Para ello utilizamos el instrumento NICS (acrónimo de su nombre en inglés, *Cámara y espectrógrafo para el infrarrojo cercano*). En cuanto a la espectroscopía, este instrumento ofrece un modo de observación en baja resolución pero alta eficiencia, que nos permite obtener espectros completos entre  $0.8$  y  $2.5 \mu\text{m}$ . Este sistema utiliza dos prismas de baja dispersión y uno de alta dispersión dispuestos según una configuración típica de Amicci (Oliva 2000), la cual dispersa la luz sin desviar la longitud de onda central. La característica más sobresaliente de este sistema es su alta eficiencia, siendo la transmisión mínima en el rango  $0.9\text{-}2.4 \mu\text{m}$ , un  $82\%$  ( $88\%$  la media en el mismo rango, ver la *Figura 3.1*). A continuación se detallan otras características de este sistema (NICS+Amicci)

que suponen una gran ventaja para nuestros programas de observación (sobre todo cuando el objeto es débil):

- Alta eficiencia.
- Baja resolución que hace que toda la luz procedente del cuerpo se concentre en muy pocos píxeles,  $\sim 200$ , con lo cual mejora la relación señal a ruido.
- Las bandas en el NIR suelen ser anchas, con lo cual la resolución que ofrece NICS+Amicci, incluso siendo muy baja, nos permite detectar y caracterizar las bandas típicas de los hielos en este rango.
- La eficiencia de las observaciones aumenta también al cubrir todo el rango en una sola exposición, mientras que con otros instrumentos hace falta realizar varias exposiciones para cubrir todo el rango, lo cual incrementa el tiempo de exposición por objeto.
- El obtener todo el rango en un sólo espectro. Esto evita problemas a la hora de unir los espectros que conseguiría utilizando grismas diferentes para cubrir todo el rango, como sucede por ejemplo cuando se observa con el espectrógrafo ISAAC (en el VLT, ESO). Dotto et al. (2003) muestran observaciones de un mismo objeto con NICS y con ISAAC, y pone de manifiesto las ventajas del primero frente al último.

A su vez, obtener todo el rango en un sólo espectro nos ahorra el tener que obtener fotometría simultáneamente, lo cual facilita el proceso de observación.

#### ■ *Estudio de los espectros*

Tres son las características principales que estudiaremos en estos espectros<sup>1</sup>, *su color, la profundidad de sus bandas y el centro de estas*:

**El color:** Un color neutro en el visible suele indicar la presencia de volátiles de alto albedo, como el agua y el metano o, por el contrario, la presencia de una capa de orgánicos evolucionados de muy bajo albedo. El color rojo en el visible, está relacionado con la presencia de residuos orgánicos complejos, formados por irradiación (ver la sección 1.5.1 y el artículo Brunetto et al. 2006). En nuestros estudios cuantificaremos el color con la pendiente espectral ( $S'$ ). Calcularemos  $S'$ , expresada en [%/(0.1 $\mu$ m)], con la siguiente expresión (Jewitt 2002):

$$S' = \frac{\delta S}{\delta \lambda} \times \bar{S}^{-1} \quad (3.1)$$

donde  $S$  es la reflectancia relativa del objeto y  $\bar{S}$  es la reflectancia media sobre todo el rango en el que se calcula  $dS/d\lambda$ .

Dado que generalmente los espectros en el visible no tienen bandas de absorción y su forma es lineal (al menos en primera aproximación) hacemos un ajuste lineal a

---

<sup>1</sup>Existe un tercer factor, la anchura de las bandas, que no cuantificamos pero que tendremos en cuenta al ajustar los espectros (ver la sección que describe los modelos)

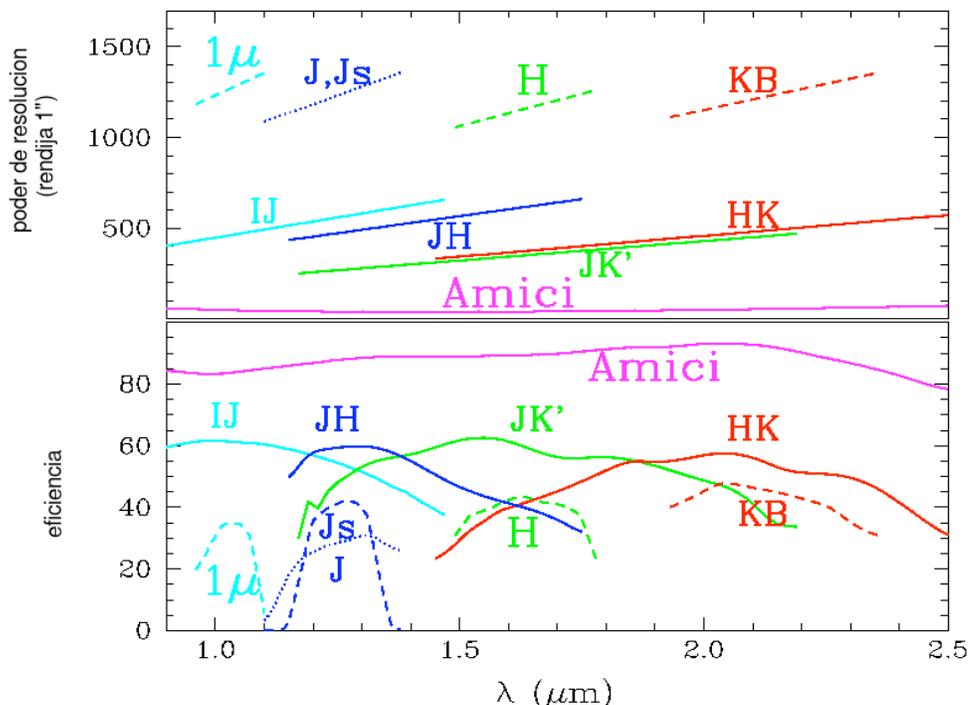


Figura 3.1: Elementos dispersores de NICS. Notar que los grismas tienen una dispersión ( $\text{\AA}/\text{pix}$ ) casi constante a través del espectro, con lo cual el poder de resolución aumenta hacia las longitudes de ondas más rojas. El prima Amicci, por el contrario, tiene un poder de resolución casi constante en todo el rango, mientras que la dispersión varía en un factor de casi 3 sobre su espectro. Imagen disponible en la página web del instrumento [www.tng.iac.es](http://www.tng.iac.es)

la reflectancia normalizada en  $0.6 \mu\text{m}$ , y de ahí obtenemos la pendiente. Aunque con este método estamos aproximando por una recta algo que puede no serlo, la pendiente espectral es un parámetro muy útil sobre todo a la hora de comparar espectros obtenidos por diferentes autores.

La pendiente espectral, se puede relacionar también con los índices de color según la siguiente expresión: (Luu & Jewitt 1990):

$$m_{\lambda_2} - m_{\lambda_1} = (m_{\lambda_2} - m_{\lambda_1})_{\odot} + 2,5 \times \log\left(\frac{2 + S' \Delta\lambda}{2 - S' \Delta\lambda}\right) \quad (3.2)$$

donde  $\Delta\lambda = \lambda_2 - \lambda_1$  indica el rango en el que se ha calculado la pendiente y  $(m_{\lambda_2} - m_{\lambda_1})_{\odot}$  son los índices de color del Sol a esas longitudes de onda.

Como veremos en los capítulos siguientes, la pendiente espectral de los planetas enanos (y de los cuerpos asociados a ellos) nos permite dividirlos en dos grupos con características superficiales diferentes: por un lado están Eris y FY9 con pendiente roja (ver el capítulo 4 y el apéndice A) y por otro EL61 y su grupo, todos ellos neutros

o azulados (ver los capítulos 5, 6, 7, 8). Además, en el caso del grupo de cuerpos relacionados con EL61, la pendiente del espectro en el visible, nos permite determinar para los nuevos TNOs observados, cuáles son fuertes candidatos a formar parte de él y deben de ser confirmados a través de observaciones en el NIR y cuales han de ser descartados.

**La profundidad de las bandas:** este parámetro, junto con su anchura, está relacionado con la abundancia de cada material y con el tamaño de la partícula de este. Tamaños de partícula de hasta  $500 \mu\text{m}$  son probables en los grandes satélites helados del Sistema Solar (Cruikshank et al. 2005); mientras que en los transneptunianos, se suelen encontrar entre  $10\text{-}80 \mu\text{m}$  (e.g. Cruikshank et al. 1998; Licandro & Pinilla-Alonso 2005; Barucci et al. 2006; Barkume et al. 2008) excepto en los cuerpos con bandas muy anchas y profundas como son los planetas enanos (como veremos en esta tesis), donde el tamaño puede ser mayor. En estos cuerpos grandes, y generalmente cubiertos de hielo, el tamaño de partícula se suele asociar al espesor de la capa de hielo que atraviesa la luz para producir la banda en cuestión. Así, bandas más anchas proceden de zonas de la superficie en las que la cantidad depositada de hielo es mayor, y bandas más estrechas, se relacionan con capas más finas de hielo.

En nuestros estudios cuantificaremos la profundidad de las bandas mediante el factor  $D$  que definimos con la expresión

$$D = 1 - R_b/R_c \quad (3.3)$$

donde:

$R_b$  es la reflectancia en el centro de la banda.

$R_c$  es la reflectancia en una longitud de onda en la que no aparecen absorciones.

Los espectros de los planetas enanos, han revelado todos ellos fuertes bandas de absorción de ahí que este parámetro sea muy interesante a la hora de caracterizar su espectro y realizar comparaciones. Como veremos en los siguientes capítulos, FY9 y Eris, muestran bandas de metano más profundas que las del espectro de Plutón (único TNO, hasta el descubrimiento de los planetas enanos, con gran cantidad de metano en su superficie). Por otro lado, el estudio de la profundidad de las bandas de agua en el infrarrojo cercano, tanto en EL61 como en los TNOs relacionados con este cuerpo (ver capítulo 5, 6 y 7), evidencia que la superficie de estos cuerpos no tiene comparación en el TNb.

**El centro de las bandas:** Como ya hemos comentado anteriormente (ver sección 3.1.1) existen en la literatura múltiples estudios sobre los espectros de los hielos que típicamente se encuentran en los cuerpos helados del Sistema Solar. Una de las características de los volátiles es que cuando se encuentran disueltos en una matriz de otro material (por ejemplo metano disuelto en nitrógeno) los centros de las bandas se modifican ligeramente. Este efecto se ha podido estudiar con claridad en la superficie de Plutón (Grundy & Fink 1996), en este cuerpo de hecho aunque la presencia del  $\text{N}_2$  es dominante en la superficie su detección no es sencilla ya que el espectro está dominado por las bandas de  $\text{CH}_4$  (mucho más activo ópticamente que el nitrógeno).

El centro de las bandas es un parámetro importante a estudiar en objetos con alta presencia de volátiles, pues puede servir para detectar indirectamente la presencia del  $N_2$  en la superficie de cuerpos con un espectro dominado por bandas de metano.

Para calcular el centro de las bandas podemos seguir varios métodos, el más simple es ajustar una región del espectro centrada en el mínimo del perfil de estas con una función gaussiana y obtener de ese ajuste la longitud de onda del pico. Otro método, útil sobre todo cuando la forma de las bandas de absorción se aleja de un perfil gaussiano consiste en realizar una correlación cruzada entre las bandas observadas y las bandas presentes en espectros sintéticos obtenidos en laboratorio. Este segundo método será útil cuando tengamos identificado el material que origina dichas bandas y dependerá de que existan o no experimentos de laboratorio con ese material (ver el capítulo 4).

El cálculo de los centros de las bandas de metano en los espectros de FY9 y Eris ha resultado revelador, como veremos en los artículos que forman parte del capítulo 4 y en el apéndice A. En concreto, midiendo el centro de las bandas de metano en el visible, hemos podido establecer en el transcurso de esta tesis la presencia de  $N_2$  en la superficie de 2003 UB<sub>313</sub>, así como la probable presencia en la superficie de 2005 FY<sub>9</sub>, ambos planetas enanos con un espectro muy similar al de Plutón. Además hemos encontrado que existe gradiente composicional con la profundidad en la superficie de 2003 UB<sub>313</sub> (ver el capítulo 4 y el apéndice A).

### 3.1.2. Modelado

La superficie de los cuerpos helados del Sistema Solar está formada por agregados de hielo y minerales con diferentes propiedades e íntimamente unidos. Extraer información de la abundancia de materiales a partir de un espectro de reflexión es extremadamente difícil ya que dichos espectros son complicadas funciones no lineales del tamaño de las partículas, las abundancias relativas, la opacidad de cada material y el tipo de mezcla (Poulet et al. 2002). Existen sin embargo modelos que, limitando el número de parámetros de entrada, conducen a soluciones aproximadas aceptables. En concreto, los modelos de múltiples dispersiones nos proporcionan soluciones prácticas al problema de la transferencia de energía en un medio formado por diversos materiales.

Existen numerosos trabajos en la literatura que abordan el problema de la transferencia de energía radiativa en los cuerpos sin atmósfera. Básicamente todos ellos tienen que encontrar solución a dos problemas: resolver la ecuación integral del transporte radiativo y buscar una representación que relacione las propiedades físicas de las partículas individuales (tamaño y constantes ópticas) con propiedades de la superficie como elemento dispersor de luz (albedo).

Dos son los modelos de dispersión de la luz más populares en el estudio de la superficie de los cuerpos del Sistema Solar, estos son la teoría de Hapke (Hapke 1981) y la teoría de Shkuratov (Shkuratov et al. 1999). Poulet et al. (2002) realiza un estudio comparado de ambos en el que concluye que a pesar de que en algunos puntos utilizan aproximaciones diferentes, ambos ofrecen soluciones igualmente válidas al problema de la dispersión de la luz en la superficie de los TNOs.

Los pasos que siguen estos modelos para resolver los problemas antes mencionados son los siguientes:

- Calcular el albedo de una partícula a diferentes longitudes de onda en el rango espectral de interés.
- Derivar el albedo de la superficie cubierta por muchas de estas partículas.
- Obtener expresiones para el albedo con diferentes tipos de mezclas de materiales.

1. **Albedo de una partícula:** Este primer paso, lo abordan de forma muy similar ambas teorías. Ambas utilizan la *aproximación de la lámina*. Según esta, las múltiples reflexiones en una partícula son aproximadas por múltiples dispersiones en una lámina unidimensional, con reflexiones internas (ver la *Figura 3.2*). El albedo final de una partícula ( $w$ ) vendrá determinado por la eficiencia de dicha superficie como elemento dispersor. La eficiencia de la dispersión depende de las constantes ópticas del material ( $n, k$ ). La anchura considerada para la lámina se asimila al tamaño de la partícula ( $D$ ) y determinará la fracción de luz que es absorbida en el camino entre ambas caras de la lámina. Es importante anotar que ambas teorías funcionan sólo en la aproximación geométrica, es decir, el tamaño las partículas debe de ser, al menos, un orden de magnitud mayor que la longitud de onda, lo que en nuestro rango implica no considerar partículas menores de la decena de micras.

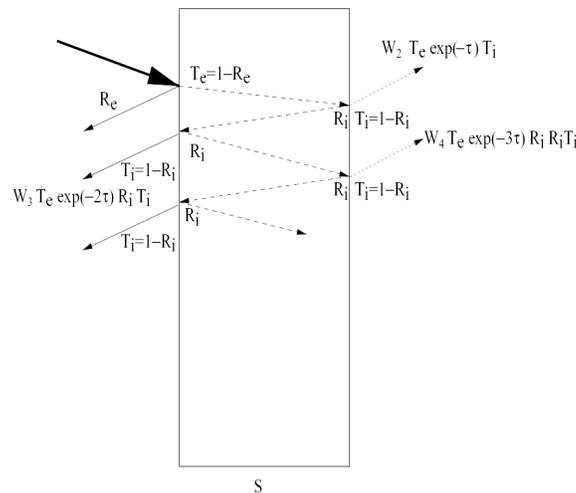


Figura 3.2: Diagrama esquemático de la propagación de la luz en una partícula, según la *aproximación de la lámina*, con la notación de la teoría de Shkuratov (Shkuratov et al. 1999):  $R_e$  es el coeficiente medio de la reflectancia externa,  $R_i$  es el coeficiente medio de la reflectancia interna, en una partícula de tamaño  $S$ . Las funciones  $W_m$  son las probabilidades de que un rayo emerge en la cara en la que incide o por la cara opuesta, en la dispersión  $m$ -ésima. Una fracción  $T_e = 1 - R_e$  de la luz incidente entra en la lámina y es atenuada por la absorción. Este efecto es cuantificado por el factor de transmisión interna  $\exp(-\tau)$ , donde  $\tau = 4kS/\lambda$ . Tras un primer recorrido a través de la lámina, una fracción  $R_i$  es reflejada internamente y la restante  $T_i = 1 - R_i$  es refractada a través de la superficie. El proceso continúa según indica el diagrama. Poulet et al. (2002)

La *Figura 3.2* muestra el diagrama esquemático del comportamiento de la luz en una partícula, con la notación de la teoría de Shkuratov. Los coeficientes de reflexión  $R(n, K)$  y de transmisión  $T(n, k)$  contienen la información sobre la composición de la partícula en las constantes ópticas de los materiales y el tamaño de la partícula.

## 2. Albedo de una superficie

En este paso ambas teorías difieren:

### ■ *Modelo de Hapke.*

La reflectancia bidireccional de un medio se define como la relación entre la radiación dispersada por esta superficie y la radiación incidente sobre ella. La reflectancia  $r(\mu_0, \mu, g)$  de una superficie formada por partículas arbitrarias de albedo  $w$  (definido en el paso anterior), muy próximas unas a otras, depende del ángulo de incidencia  $i$  a través del parámetro  $\mu_0 = \cos(i)$ , del ángulo de emergencia  $e$  a través del parámetro  $\mu = \cos(e)$ , y del ángulo de fase ( $g$ ), y se calcula según la expresión:

$$r(\mu_0, \mu, g) = \frac{w\mu_0}{4\pi\mu_0 + \mu} [(1 + B(g))P(g) + H(\mu_0)H(\mu) - 1] \quad (3.4)$$

Esta ecuación considera los siguientes factores:

- $w$  dispersión simple en una partícula.
- $H(\mu)$  dispersión múltiple según el ángulo de incidencia.
- $H(\mu_0)$  dispersión múltiple según el ángulo de emergencia.
- $P(g)$  función de fase, que puede o no ser isotrópica.
- $B(g)$  efecto de oposición.

Como veremos más adelante, la introducción del efecto de la fase como uno más de los parámetros del modelo es la principal diferencia entre la teoría de Hapke y la teoría de Shkuratov, que describiremos a continuación. La función de fase es un parámetro de entrada en el modelo de Hapke que puede aproximarse con distintas funciones (Barucci et al. 2008) siendo la más simple un polinomio de Legendre de primer orden.

Por su parte, el factor de oposición debe de expresar la tendencia de las superficies del Sistema Solar a aumentar dramáticamente su reflectancia en ángulos de fase muy pequeños. Hapke (1986) desarrolla un modelo analítico para este factor en el caso concreto de la dispersión de la luz en un medio formado por partículas de tamaño mayor que la longitud de onda.

### ■ *Modelo de Shkuratov.*

La teoría de Shkuratov, sugiere cambiar las múltiples dispersiones en un medio formado por partículas muy próximas (ver la *Figura 3.3a*) por la dispersión en una única dimensión en un sistema de láminas apiladas equivalente (ver la *Figura 3.3b*). Esta aproximación ignora la dependencia angular de la reflectancia, asumiendo que la reflectancia unidimensional calculada puede ser identificada con la reflectancia en un medio tridimensional a ángulos de fase muy pequeños (que es el caso de los TNOs).

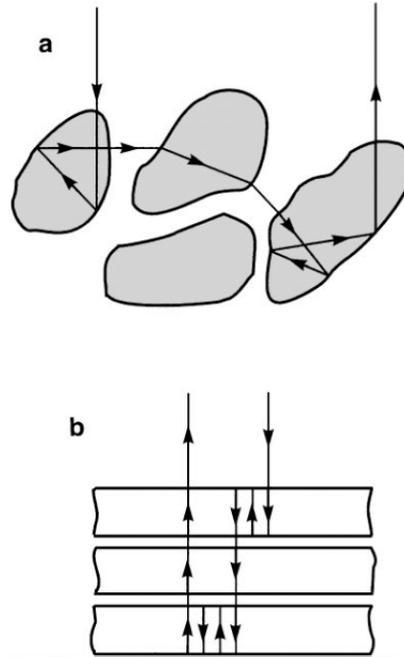


Figura 3.3: Esquema de propagación de la luz en una única dimensión. (a) A través de un medio formado por partículas. (b) A través de un sistema de láminas apiladas. Shkuratov et al. 1999

Esa reflectancia total de la superficie vendrá dada por la ecuación:

$$r = \frac{1 + \rho_b^2 - \rho_f^2}{2\rho_b} - \sqrt{\left(\frac{1 + \rho_b^2 - \rho_f^2}{2\rho_b}\right)^2 - 1} \quad (3.5)$$

Donde:

$$\rho_f = (1 - p)r_f + p \quad (3.6)$$

$$\rho_b = (1 - p)r_b \quad (3.7)$$

siendo  $q$ , la porosidad del material; y  $r_f$  y  $r_b$ , las fracciones de la luz dispersadas hacia el hemisferio frontal o trasero, respectivamente, de una partícula simple, evaluadas sobre  $m$  dispersiones según la *aproximación de la lámina* (ver la *Figura 3.2*). Estos factores, llevan la dependencia con las propiedades físicas del material (constantes ópticas y tamaño) y la suma de ambas contribuciones resulta en el albedo total de una partícula independiente.

Al contrario que en la teoría de Hapke, en este modelo, la función de fase no es un parámetro libre sino una variable dependiente que viene determinada por el tamaño de la partícula y por la composición de esta. Otra diferencia entre ambas teorías es que el modelo de Shkuratov introduce un parámetro que la

teoría anterior no tiene en cuenta, que es la porosidad,  $q$ . Este parámetro lleva la información sobre la fracción de volumen del material relleno de partículas.

### 3. Mezclas de materiales

Dada la variedad de superficies en los cuerpos sin atmósfera del Sistema Solar, nos interesa poder reproducir diferentes tipos de mezclas de materiales. Ambos modelos ofrecen interesantes opciones:

- **Mezclas areales.** En las que encontramos tipos diferentes de materiales en la superficie en áreas perfectamente diferenciadas, de modo que cada rayo de luz incidente atraviesa un tipo de material en su camino óptico. En este caso, se calcula el albedo de cada material y estos se combinan linealmente para conseguir el albedo total de la superficie.
- **Mezclas homogéneas.** Que se conoce como mezclas íntimas o de “sal y pimienta”. En este tipo de superficies, sea cual sea el fragmento que consideremos, tendremos mezcla de materiales íntimamente unidos. En este caso, para calcular el albedo de una porción de material, tendremos en cuenta la contribución de cada uno al considerar sus propiedades ópticas ( $n, k$ ) para calcular el albedo de una partícula y después promediaremos a toda la superficie.
- **Material con inclusiones.** Este es otro tipo de mezcla homogénea pero en este caso, uno de los materiales aparece unido al otro de forma que hay presencia de ambos en cualquier porción del cuerpo que considere, pero el tamaño de uno de ellos (inclusiones) es mucho menor que el de las partículas del material que lo aloja.
- **Aproximación por capas.** Esta aproximación muestra otro tipo de superficie interesante, como veremos en el capítulo 7, pero de momento sólo ha sido reflejado por la teoría de Hapke. Esta nueva aproximación sirve para describir una superficie compuesta por diferentes capas de material de forma que las capas superiores enmascaran la reflectancia de las capas inferiores (menos accesibles para la luz), Hapke (1981, 1993).

En los trabajos incluidos en esta tesis hemos utilizado tanto el modelo de Hapke como el de Shkuratov. En el primer caso utilizamos rutinas IDL y FORTRAN proporcionadas por el Dr. Ted. L. Roush y de amplio uso en la comunidad científica que estudia los TNOs. Para el segundo caso, el método de Shkuratov, hemos desarrollado rutinas propias en IDL que nos permiten ajustar modelos con las diferentes clases de mezclas de materiales. Las constantes ópticas se han encontrado en la bibliografía. Para más detalles ver cada uno de los artículos.

### 3.2. Artículos que comprende esta tesis

1. *Visible spectroscopy of 2003 UB<sub>313</sub>: evience for N<sub>2</sub> ice on the surface of the largest TNO?* J. Licandro, W.M. Grundy, N. Pinilla-Alonso y P. Leisy. Artículo publicado en octubre de 2006 por la revista *Astronomy & Astrophysics*, vol. 458, L5-L8.

2. *Trans-neptunian object (55636) 2002 TX<sub>300</sub>, a fresh icy surface in the outer solar system.* J. Licandro, L. di Fabrizio, N. Pinilla-Alonso, J. de León y E. Oliva. Artículo publicado en octubre de 2006 por la revista *Astronomy & Astrophysics*, vol.457, 329-333.
3. *The water ice rich surface of (145453) 2005 RR<sub>43</sub>: a case for a carbon-depleted population of TNOs?* N. Pinilla-Alonso, J. Licandro, R. Gil-Hutton y R. Brunetto. Artículo publicado en junio de 2007 por la revista *Astronomy & Astrophysics*, vol. 468, L25-L28.
4. *The surface of (136108) Haumea (2003 EL<sub>61</sub>), the largest carbon-depleted object in the trans-Neptunian belt.* N. Pinilla-Alonso, R. Brunetto, J. Licandro, R. Gil-Hutton, T.L. Roush y G. Strazzulla. Artículo aceptado en noviembre de 2008 para publicación en la revista *Astronomy & Astrophysics*.
5. *Visible spectroscopy in the neighborhood of 2003 EL<sub>61</sub>.* N. Pinilla-Alonso, J. Licandro y V. Lorenzi. Artículo publicado en octubre de 2008 por la revista *Astronomy & Astrophysics*, vol. 489, 455-458.

# 4

---

## Estudio de la superficie de (136199) Eris (2003 UB<sub>313</sub>) y (136472) Makemake (2005 FY<sub>9</sub>).

En este capítulo presentamos el estudio de la superficie de (136199) 2003 UB<sub>313</sub> y (136472) Makemake (2005 FY<sub>9</sub>).

### 4.1. Estudios preliminares: la superficie de (136472) 2005 FY<sub>9</sub>

2005 FY<sub>9</sub> es uno de los cuerpos más grandes del cinturón transneptuniano con un diámetro estimado entre 1300 y 1900 km, y uno de los más brillantes de acuerdo a su magnitud absoluta ( $H_V \sim -0.48$ ). Las características superficiales de 2005 FY<sub>9</sub> se han estudiado en detalle a partir de su espectro en el rango visible e infrarrojo cercano (Licandro et al. 2006c). Este trabajo no forma parte de los artículos que recopila esta tesis por haber sido publicado antes de la presentación del proyecto de la misma, pero dadas las similitudes entre los espectros de Eris, Plutón y 2005 FY<sub>9</sub> conviene resumir aquí las principales características superficiales de este último, inferidas del estudio de su espectro. El trabajo original que aquí se resume, se incluye en el apéndice A y sus principales conclusiones son:

1. La superficie de este cuerpo está cubierta por hielo de metano, como demuestran las profundas y anchas bandas que dominan el espectro visible e infrarrojo de Makemake. Estas bandas son más profundas que las que presenta el espectro de Plutón, de lo cual concluimos que la capa de metano depositada sobre la superficie de 2005 FY<sub>9</sub> es más gruesa que la capa de metano depositada sobre la superficie de Plutón y/o la concentración de este material en la superficie del primero es mayor que en la del segundo.
2. Al hielo de metano puro, le acompañan moléculas orgánicas complejas, como sugiere la pendiente roja en la parte visible del espectro, cuantificada como la pendiente espectral ( $S' = 8.9\%$ ). En los objetos del Sistema Solar, estas moléculas complejas se

forman por la irradiación de la moléculas de orgánicos más simples como el metano, etano o metanol (p.ej).

3. Se descarta la presencia sobre la superficie de 2005 FY<sub>9</sub> de hielo de agua en grandes proporciones.
4. La resolución de nuestro espectro no nos permite detectar directamente la presencia de hielo de nitrógeno ni monóxido de carbono.
5. En la superficie podría existir sin embargo, al igual que en Plutón, cierta concentración de nitrógeno como se infiere de los pequeños desplazamientos de los centros de las bandas de metano en el visible ( $\sim 5 \text{ \AA}$ ). Sin embargo no podemos confirmar esta detección ya que los desplazamientos medidos son del orden del error en la calibración. No obstante, estos desplazamientos han sido posteriormente confirmados por otros trabajos con espectros de 2005 FY<sub>9</sub> de mayor resolución (Tegler et al. 2007). Desplazamientos menores de las bandas están relacionados con mayores proporciones de metano en la disolución sólida N<sub>2</sub>:CH<sub>4</sub>, de lo cual deducimos que la cantidad de nitrógeno en 2005 FY<sub>9</sub> es menor que en Plutón. Esto hace más difícil su detección directa incluso con espectros de alta resolución, ya que el metano, que es ópticamente más activo, dominará el espectro.

#### 4.2. Estudio de la superficie de (136199) Eris 2003 UB<sub>313</sub>

Por su parte, Eris, es el mayor planeta enano conocido hasta el momento, siendo su diámetro ( $\sim 2400 \text{ km}$ ) ligeramente superior al de Plutón. El trabajo que comprende este capítulo y que es el primero de los cinco artículos que comprende esta tesis, fue publicado en octubre de 2006 por la revista *Astronomy and Astrophysics* (J. Licandro, W. M. Grundy, N. Pinilla-Alonso y P. Leisy, 2006, *A&A*, 458, 5-8).

Además de su tamaño, otra de las características de Eris que probablemente más influya en su naturaleza sea su órbita. Esta posee una gran excentricidad e inclinación ( $e = 0.44$  ;  $i = 44.0$ ) y le sitúa en el grupo de los objetos dispersados. Eris, pasa épocas muy alejado del Sol (aphelio  $\sim 97 \text{ UA}$ ) a temperaturas inferiores a los 40 grados Kelvin, lo cual favorece la retención de especies volátiles en forma de hielos sobre su superficie.

El espectro visible (0.34-0.95  $\mu\text{m}$ ) de 2003 UB<sub>313</sub> fue obtenido en Octubre de 2005 con el WHT, utilizando los dos brazos del espectrógrafo ISIS, permitiéndonos realizar uno de los primeros estudios publicados sobre la naturaleza de la superficie de este cuerpo. En este trabajo estudiamos las características de este espectro, pendiente, profundidad de las bandas y posición de su centro.

Las principales conclusiones que exponemos son:

1. Estamos ante un planeta enano con alta concentración de metano en su superficie. Todas las bandas típicas del hielo de metano aparecen en su espectro. Estas son de nuevo más profundas que en el espectro de Plutón, con lo cual concluimos que Eris presenta una proporción mayor de hielo de metano que Plutón, y que este condensó formando una capa de mayor grosor.

2. Además la pendiente rojiza del mismo en el rango visible ( $S' = 4\%$ ), confirma la presencia de moléculas orgánicas complejas, aunque en menor cantidad que en Plutón y 2005 FY<sub>9</sub>, cuya pendiente es mayor.
3. Detectamos la presencia de nitrógeno en la superficie de Eris, gracias a las medidas de desplazamiento de los centros de las bandas de metano a 0.73 y 0.89  $\mu\text{m}$
4. Estudiando el desplazamiento de las bandas de metano a 0.73 y 0.89  $\mu\text{m}$  que proporcionan información de diferentes capas de la superficie de Eris, encontramos que existe un gradiente composicional. Las capas superiores son más ricas en nitrógeno que las inferiores. Esto es compatible con que en el movimiento de Eris hacia el perihelio y con ello a zonas con temperatura inferior, los volátiles presentes en la atmósfera de Eris fueron condensando en diferentes etapas, dependiendo de su punto de sublimación. En un primer momento, mientras el nitrógeno aún permanece en forma gaseosa, el metano condensa como hielo puro. Más adelante, a temperaturas inferiores, el nitrógeno comienza a condensar cuando aún existe cierta cantidad de metano gaseoso, por lo cual se forma una capa de metano disuelto en nitrógeno. La proporción de metano gaseoso va disminuyendo hasta que se alcanza el punto en el que el nitrógeno condensa en estado puro (o casi puro). La presencia de nitrógeno en la superficie de 2003 UB<sub>313</sub>, descubierta en este artículo a partir de los desplazamientos de las bandas de metano, ha sido posteriormente confirmada por estudios en los que se presentan espectros de este cuerpo de mayor resolución (Merlin et al. 2006; Abernathy et al. 2008).

La gran importancia de este trabajo está en que contiene la primera detección de nitrógeno en la superficie de un TNO, después de Plutón. La detección así mismo de un gradiente vertical en la composición de este cuerpo, es una clara indicación de que su superficie se ha visto afectada por procesos de sublimación y condensación. Estos dos factores convierten a 2003 UB<sub>313</sub> en un claro candidato a poseer una atmósfera gaseosa en equilibrio con sus hielos superficiales, al menos en los momentos en que más próximo se encuentra al Sol.



LETTER TO THE EDITOR

## Visible spectroscopy of 2003 UB<sub>313</sub>: evidence for N<sub>2</sub> ice on the surface of the largest TNO?

J. Licandro<sup>1,2</sup>, W. M. Grundy<sup>3</sup>, N. Pinilla-Alonso<sup>4</sup>, and P. Leisy<sup>1,2</sup>

<sup>1</sup> Isaac Newton Group, PO Box 321, 38700 Santa Cruz de La Palma, Tenerife, Spain  
 e-mail: licandro@ing.iac.es

<sup>2</sup> Instituto de Astrofísica de Canarias, c/Vía Láctea s/n, 38205 La Laguna, Tenerife, Spain

<sup>3</sup> Lowell Observatory, 1400 West Mars Hill Road, Flagstaff, AZ 86001-4470, USA

<sup>4</sup> Fundación Galileo Galilei & Telescopio Nazionale Galileo, PO Box 565, 38700 S/C de La Palma, Tenerife, Spain

Received 12 July 2006 / Accepted 23 August 2006

### ABSTRACT

**Context.** The recent discovery of two large trans-Neptunian objects (TNOs) 2003 UB<sub>313</sub> and 2005 FY<sub>9</sub>, with surface properties similar to those of Pluto, provides an exciting new laboratory for the study of processes considered for Pluto and Triton: volatile mixing and transport; atmospheric freeze-out and escape, ice chemistry, and nitrogen phase transitions.

**Aims.** We studied the surface composition of TNO 2003 UB<sub>313</sub>, the first known TNO larger than Pluto.

**Methods.** We report a visible spectrum covering the 0.35–0.95  $\mu\text{m}$  spectral range, obtained with the 4.2 m William Herschel Telescope at “El Roque de los Muchachos” Observatory (La Palma, Spain).

**Results.** The visible spectrum of this TNO presents very prominent absorptions bands formed in solid CH<sub>4</sub>. At wavelengths shorter than 0.6  $\mu\text{m}$  the spectrum is almost featureless and slightly red ( $S' = 4\%$ ). The icy-CH<sub>4</sub> bands are significantly stronger than those of Pluto and slightly weaker than those observed in the spectrum of another giant TNO, 2005 FY<sub>9</sub>, implying that methane is more abundant on its surface than in Pluto’s and close to that of the surface of 2005 FY<sub>9</sub>. A shift of  $15 \pm 3 \text{ \AA}$  relative to the position of the bands of the spectrum of laboratory CH<sub>4</sub> ice is observed in the bands at larger wavelengths (e.g. around 0.89  $\mu\text{m}$ ), but not at shorter wavelengths (the band around 0.73  $\mu\text{m}$  is not shifted) this may be evidence for a vertical compositional gradient. Purer methane could have condensed first while 2003 UB<sub>313</sub> moved towards aphelion during the last 200 years, and as the atmosphere gradually collapsed, the composition became more nitrogen-rich as the last, most volatile components condensed, and CH<sub>4</sub> diluted in N<sub>2</sub> is present in the outer surface layers.

**Key words.** Kuiper Belt

### 1. Introduction

The spectra of three of the four largest members of the trans-neptunian belt, 2003 UB<sub>313</sub>, Pluto, and 2005 FY<sub>9</sub> are dominated by strong methane ice absorption bands (Cruikshank et al. 1993; Brown et al. 2005a; Licandro et al. 2006) Pluto also presents weak but unambiguous signatures of CO and N<sub>2</sub>-ice (e.g. Cruikshank 1998). These bands are also detected in the spectrum of Neptune’s satellite Triton (Cruikshank et al. 1993), a possibly captured ex-TNO. The presence of frozen methane on the surfaces of Pluto, Triton, 2003 UB<sub>313</sub> and 2005 FY<sub>9</sub> favors the Spencer et al. (1997) idea that surface methane is replenished from the interior, may be ubiquitous in large trans-neptunian objects. 2005 FY<sub>9</sub> and 2003 UB<sub>313</sub> provide an exciting new laboratory for the study of processes considered for Pluto and Triton: volatile mixing and transport; atmospheric freeze-out and escape, ice chemistry, and nitrogen phase transitions. In particular the abundance of volatiles like CO and N<sub>2</sub> is important to determine the possible presence of a bound atmosphere and constrain the formation conditions.

TNO 2005 UB<sub>313</sub> is the largest known object in the trans-neptunian belt, with a surface albedo higher than that of Pluto (2400+/-100 km or a size ~5% larger than Pluto, and  $p_V = 86 \pm 7\%$ , Brown et al. 2006). Discovered near aphelion at 97.50 AU, it will take some 2 centuries to reach its perihelion at 38.2 AU.

This huge variation in heliocentric distance causes large seasonal temperature variations that should affect the sublimation and recondensation of its surface volatiles.

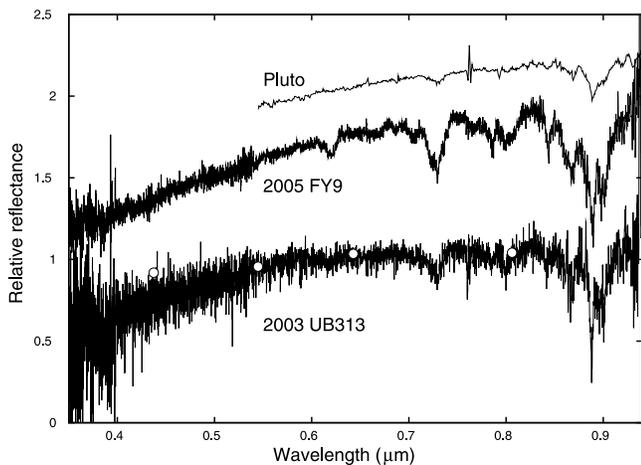
In this paper we present visible spectroscopy of 2003 UB<sub>313</sub> and compare it with spectra of Pluto and 2005 FY<sub>9</sub> (Licandro et al. 2006) in order to derive mineralogical information from its surface.

### 2. Observations

We observed 2003 UB<sub>313</sub> on 2005 October 20.03 UT with the 4.2 m William Herschel telescope (WHT) at the “Roque de los Muchachos Observatory” (ORM, Canary Islands, Spain), under photometric conditions. The TNO had heliocentric distance 95.94 AU, geocentric distance 96.90 AU and phase angle 0.2°.

The visible spectrum (0.35–0.95  $\mu\text{m}$ ) was obtained using the low resolution gratings (R300B with a dispersion of 0.86  $\text{\AA}/\text{pixel}$ , and R158R with a dispersion of 1.63  $\text{\AA}/\text{pixel}$ ) of the double-armed spectrograph ISIS at WHT, and a 2'' wide slit oriented at the parallactic angle to minimize the spectral effects of atmospheric dispersion. The tracking was at the TNO proper motion. Six 600 s spectra were obtained by shifting the object by 10'' in the slit to better correct the fringing. Calibration and extraction of the spectra were done using IRAF and following standard procedures (Massey et al. 1992). The six spectra of the TNO were averaged. The reflectance spectrum was obtained by

L6

J. Licandro et al.: Visible spectroscopy of 2003 UB<sub>313</sub>: evidence for N<sub>2</sub> ice on the surface of the largest TNO?

**Fig. 1.** Reflectance spectrum of 2003 UB<sub>313</sub> obtained on 2005 October 20.03 UT, normalized at 0.6 μm. The spectrum of Pluto (Grundy & Fink 1996) and the spectrum 2005 FY<sub>9</sub> (Licandro et al. 2006), both shifted vertically, are plotted for comparison.

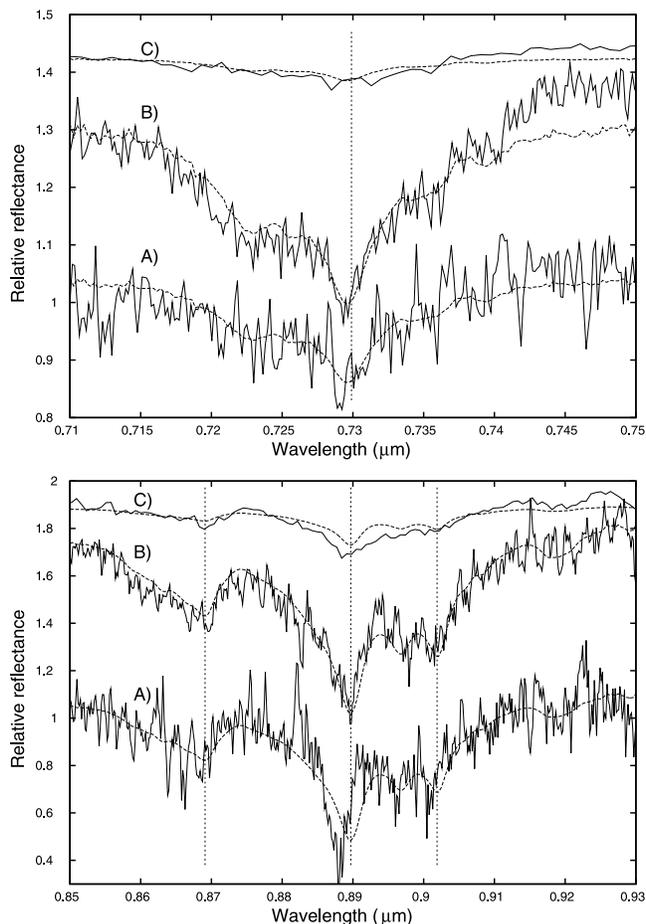
dividing the spectrum of the TNO by the spectrum of the G2 star Landolt (SA) 93-101 (Landolt 1992) obtained the same night just before and after the observation of the TNO at a similar airmass.

The final reflectance spectrum, normalized at 0.6 μm is plotted in Fig. 1 together with spectra of TNOs Pluto and 2005 FY<sub>9</sub>. The spectrum of 2003 UB<sub>313</sub> presents all the methane ice absorption bands in this wavelength range reported by Grundy et al. (2002), even the weaker ones, and a slightly red slope, and it is very similar to the spectra of Pluto and 2005 FY<sub>9</sub>.

### 3. Discussion

The depths of CH<sub>4</sub> ice absorption bands depends on its abundance, texture, and/or the thickness of the methane-rich surface layer. Licandro et al. (2006) noted that the near-infrared spectrum of TNO 2005 FY<sub>9</sub> is very similar to the near-infrared spectrum of 2003 UB<sub>313</sub> reported by Brown et al. (2005b). The infrared bands in the spectrum of 2005 FY<sub>9</sub> are deeper than the same bands in Pluto's spectrum (Licandro et al. 2006), which suggests that either the abundance of methane ice on the surface of 2005 FY<sub>9</sub> is larger than on Pluto's surface, and/or the size of methane ice grains (or the thickness of the methane-rich surface layer) is larger than that in Pluto's surface. Unfortunately the low spectral resolution of the near-infrared spectrum of 2005 FY<sub>9</sub>, and the S/N of the near-infrared spectrum of 2003 UB<sub>313</sub>, do not permit accurate measurements of band depths and central wavelengths of the CH<sub>4</sub> bands. Licandro et al. (2006) also reported that the prominent bands at 0.73 μm and 0.89 μm are ~6 and ~3 times deeper respectively in the spectrum of 2005 FY<sub>9</sub> than in Pluto's spectrum, while bands in the near infrared spectrum are only <2 times deeper, concluding that light reflected from 2005 FY<sub>9</sub> samples larger mean optical path lengths in CH<sub>4</sub> ice than light from Pluto does.

The depths of the CH<sub>4</sub> bands at 0.73 μm and 0.89 μm in the spectrum of 2003 UB<sub>313</sub> are also greater than the same bands in the spectrum of Pluto (see Fig. 2), but slightly weaker than those in the spectrum of 2005 FY<sub>9</sub>. The 0.73 μm and 0.89 μm bands are 1.9 and 1.1 times deeper, respectively, in the spectrum of 2005 FY<sub>9</sub> than in the spectrum of 2003 UB<sub>313</sub>. We conclude that light reflected from 2003 UB<sub>313</sub> requires mean optical path



**Fig. 2.** Reflectance spectra of TNOs 2003 UB<sub>313</sub>, 2005 FY<sub>9</sub>, and Pluto shifted vertically, in the two wavelength regions of the most prominent CH<sub>4</sub> ice absorption bands. *Upper:* (A) is the spectrum of 2003 UB<sub>313</sub> and overplotted (dashed lines) is the spectrum of pure methane ice grains of 1.5 cm diameter; (B) is the spectrum of 2005 FY<sub>9</sub> and overplotted (dashed lines) the spectrum of pure methane ice grains of 4.5 cm diameter; (C) is the spectrum of Pluto and overplotted (dashed lines) the spectrum of pure methane ice grains of 500 μm diameter; vertical dashed lines indicate the central position of pure methane ice bands (Grundy et al. 2002). *Lower:* (A) same as in upper figure; (B) is the spectrum of 2005 FY<sub>9</sub> and overplotted (dashed lines) the spectrum of pure methane ice grains of 2.5 cm diameter; (C) as in upper figure.

lengths in CH<sub>4</sub> ice somewhere between the values for Pluto and for 2005 FY<sub>9</sub>. Compared with Pluto, larger grain sizes on the surface of 2003 UB<sub>313</sub> and 2005 FY<sub>9</sub> would accomplish this, as would higher CH<sub>4</sub> concentrations dissolved in nitrogen ice. Broader geographic distribution of CH<sub>4</sub> ice on 2003 UB<sub>313</sub> and 2005 FY<sub>9</sub> could contribute as well, since Pluto's CH<sub>4</sub> ice is inhomogeneously distributed (Grundy & Buie 2001). Also the grain size and concentration of CH<sub>4</sub> seems to be larger in 2005 FY<sub>9</sub> than in 2003 UB<sub>313</sub>.

In order to illustrate and give support to the previous discussion, spectra of methane ice grains of different size were produced using the one-dimensional geometrical-optics formulation by Shkuratov et al. (1999) and the optical constants of CH<sub>4</sub> ice from Grundy et al. (2002), and compared with the spectra of 2003 UB<sub>313</sub>, 2005 FY<sub>9</sub>, and Pluto around the 0.73 and 0.89 μm spectral bands (see Fig. 2). The 0.73 μm band of 2003 UB<sub>313</sub>, 2005 FY<sub>9</sub>, and Pluto can be reproduced using 1.5, 4.5, and

**Table 1.** Position of the prominent methane lines in the spectra of 2003 UB<sub>313</sub>, 2005 FY<sub>9</sub>, and Pluto. Laboratory data from Grundy et al. (2002), Pluto data (with uncertainties  $\sim 10$  Å) from Grundy & Fink (1996), 2005 FY<sub>9</sub> data (with uncertainties  $\sim 4$  Å) from Licandro et al. (2006).

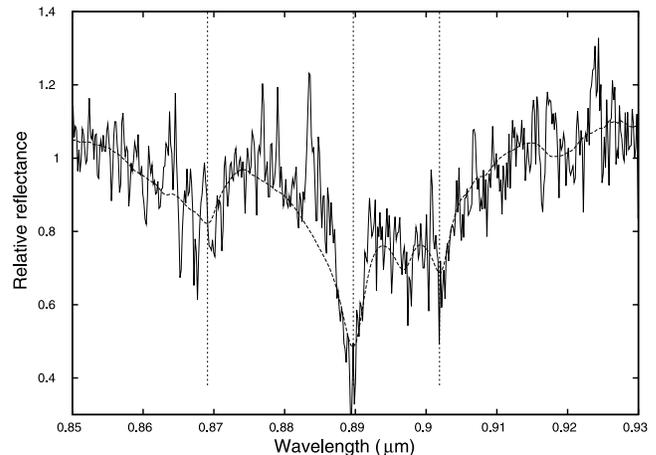
band	methane (Å)	2003 UB <sub>313</sub> (Å)	2005 FY <sub>9</sub> (Å)	Pluto (Å)
$3\nu_1 + 4\nu_4$	7299	7296	7296	7290
$2\nu_1 + \nu_3 + 2\nu_4$	8897	8881	8891	8885

0.5 cm grains, respectively. The 0.89  $\mu\text{m}$  band of 2003 UB<sub>313</sub>, 2005 FY<sub>9</sub> and Pluto is better fitted with 1.5, 2.5 and 0.5 cm grains respectively. As expected, larger grains are needed to reproduce the bands observed in the spectrum of 2005 FY<sub>9</sub> than in the spectrum of 2003 UB<sub>313</sub> and both are larger than the grains used to reproduce the spectrum of Pluto. In the case of 2005 FY<sub>9</sub>, smaller grains are needed to reproduce the 0.89  $\mu\text{m}$  band than the 0.73  $\mu\text{m}$  band. Licandro et al. (2006) found that the weaker CH<sub>4</sub> bands at shorter wavelengths require very large path lengths in CH<sub>4</sub> ice, since absorption by those bands is much weaker than the stronger, near-infrared bands, which require relatively little CH<sub>4</sub> to produce deep absorption bands. Consequently, the shorter wavelengths are particularly sensitive to regions having the most abundant CH<sub>4</sub> ice. Different grain sizes are not used to reproduce the 0.73  $\mu\text{m}$  and 0.89  $\mu\text{m}$  bands observed in the spectrum of 2003 UB<sub>313</sub>, but notice that the fit of the 0.89  $\mu\text{m}$  band is not as good as that of the 0.73  $\mu\text{m}$  one. In particular, the center of the 0.89  $\mu\text{m}$  band is clearly shifted to shorter wavelengths relative to the modeled pure CH<sub>4</sub> ice spectrum.

The shift of the CH<sub>4</sub> ice absorption bands relative to the wavelengths of pure methane ice absorption bands is indicative of dilution of CH<sub>4</sub> in N<sub>2</sub> ice. Pluto's CH<sub>4</sub> bands are seen to be partially shifted to shorter wavelengths relative to the wavelengths of pure methane ice absorption bands, indicating that at least some of the methane ice on Pluto's surface is diluted in N<sub>2</sub> (Quirico et al. 1997; Schmitt et al. 1998; Douté et al. 1999).

Central wavelengths of the two deeper methane ice bands in the visible spectrum of 2003 UB<sub>313</sub> were obtained by fitting a Gaussian around the bands, and are presented in Table 1. While the  $3\nu_1 + 4\nu_4$  band is centered at 7296 Å, very close to the laboratory data, the  $2\nu_1 + \nu_3 + 2\nu_4$  is at 8881 Å shifted by 16 Å from the position of pure methane ice. To verify the wavelength calibration of the spectrum, we measured the position of the bright sky lines, and the uncertainties are smaller than 1 Å. As the method used to determine the central wavelengths by fitting gaussians depends on the spectral region considered around the minimum, we also obtained the shifts by an auto-correlation against the model spectrum of pure CH<sub>4</sub> in the spectral regions shown in Fig. 2. Shifts of  $-1$  and  $15 \pm 3$  Å were obtained in the case of 2003 UB<sub>313</sub> for the 0.73 and 0.89  $\mu\text{m}$  bands respectively, while shifts of 2 and  $5 \pm 5$  were obtained for 2005 FY<sub>9</sub>.

The band at 0.89  $\mu\text{m}$  presents another characteristic that supports the detection of CH<sub>4</sub> diluted in N<sub>2</sub> ice. In Fig. 3 we present the spectrum around the band and the spectrum of pure CH<sub>4</sub> shifted by 15 pixels. Notice that the width of the band in the spectrum of 2003 UB<sub>313</sub> is smaller than the width of the band in the spectrum of pure CH<sub>4</sub> ice. This is what happens if the absorption is due to the monomer of CH<sub>4</sub> (Quirico & Schmitt 1997) as in dilutions of CH<sub>4</sub> on N<sub>2</sub> at low concentrations. Brown et al. (2005b) measured the central wavelengths of several bands in their near-infrared spectrum of 2003 UB<sub>313</sub> and compared them to the position of pure methane at 30 K and methane diluted in N<sub>2</sub> ice from Quirico & Schmitt (1997) laboratory measurements.



**Fig. 3.** Reflectance spectrum of TNOs 2003 UB<sub>313</sub> (solid line) and the spectrum of pure methane ice grains of 1.5 cm diameter shifted by 15 Å (dashed line).

They obtained a mean shift of the four better defined methane bands of  $15 \pm 5$  Å and concluded that while a small amount of dissolved methane may be present, the band positions suggest that the majority of methane is in essentially pure form. In the case of Pluto, Rudy et al. (2003) reported shifts in the near-infrared that are very similar to that in the 0.89  $\mu\text{m}$  band. Considering the uncertainties, the shifts reported by Brown et al. (2005b) are not necessarily discrepant with our measurements. An unshifted methane band can correspond either to pure methane ice or CH<sub>4</sub> diluted in N<sub>2</sub> ice at a relatively high concentration (Quirico & Schmitt 1997).

The shift observed at larger wavelengths, but not at shorter wavelengths, observed in the spectrum of 2003 UB<sub>313</sub>, could be evidence for a vertical compositional gradient. The weaker bands are formed on average more deeply within the surface than the cores of the stronger bands are. If the weak bands look unshifted and the strong bands look shifted, that could indicate that purer methane condensed first, and, as the atmosphere gradually collapsed while 2003 UB<sub>313</sub> moved towards aphelion during the last two centuries, the composition became more nitrogen-rich as the last, most volatile components condensed. N<sub>2</sub> is much more volatile than CH<sub>4</sub> and so should survive in gaseous state to lower temperatures than CH<sub>4</sub> would as 2003 UB<sub>313</sub> moves away from perihelion and cools.

CO and N<sub>2</sub> ices were indisputably detected in Pluto's spectrum (Owen et al. 1993). The hexagonal  $\beta$  phase of N<sub>2</sub> ice was detected by means of its 2.15  $\mu\text{m}$  absorption band and CO ice was detected by means of a pair of narrow bands at 2.35 and 1.58  $\mu\text{m}$ . The spectral S/N of the spectrum of 2003 UB<sub>313</sub> (Brown et al. 2005b) is not sufficient to see the CO absorptions. The N<sub>2</sub> band would also be difficult to detect, even if N<sub>2</sub> were a major component of the surface of 2003 UB<sub>313</sub>, because the nitrogen absorption has about a factor of a thousand smaller peak absorption coefficient than that of the nearby CH<sub>4</sub> band at 2.2  $\mu\text{m}$ , which dominates that spectral region. It is also possible that surface temperatures on 2003 UB<sub>313</sub> might be below the 35.6 K transition temperature between the warmer  $\beta$  phase of N<sub>2</sub> ice, and the colder, cubic  $\alpha$  phase of N<sub>2</sub> ice, which has an extremely narrow 2.15  $\mu\text{m}$  absorption, which would be unresolved in Brown et al. (2005b) data (e.g., Grundy et al. 1993). Future, higher spectral resolution observations will put more constraints on the presence of N<sub>2</sub> and CO ice on the surface of 2003 UB<sub>313</sub>.

L8

J. Licandro et al.: Visible spectroscopy of 2003 UB<sub>313</sub>: evidence for N<sub>2</sub> ice on the surface of the largest TNO?

A final important characteristic of the spectrum is its colour. The surface of 2003 UB<sub>313</sub> is slightly red. To compare with Pluto we computed the ratio of the reflectance spectrum at 0.825 and 0.590  $\mu\text{m}$  as in Grundy & Fink (1996). The value of this ratio is 1.10, and corresponds to a spectral slope  $S' = 4\%/1000 \text{ \AA}$ . Pluto and 2005 FY<sub>9</sub> present a slightly redder spectrum, with a ratio of 1.20 and 1.21 respectively ( $S' = 8.8$  and  $8.9\%/1000 \text{ \AA}$ , Licandro et al. 2006). The most accepted hypothesis to explain the red colour of Pluto is the existence of complex organics molecules (tholins) formed from simple organics by photolysis (e.g. Khare et al. 1984). Thus tholins should be less abundant on 2003 UB<sub>313</sub> than on Pluto and 2005 FY<sub>9</sub>.

#### 4. Conclusions

We present a new 0.35–0.94  $\mu\text{m}$  spectrum of the TNO 2003 UB<sub>313</sub>. The spectrum is very similar to that of Pluto, with prominent CH<sub>4</sub> ice absorptions bands. At wavelengths  $<0.6 \mu\text{m}$  the spectrum is almost featureless and slightly red ( $S' = 4 \pm 1\%/1000 \text{ \AA}$ ) supporting the existence of complex organics molecules (tholins) on its surface. The visible spectrum of 2003 UB<sub>313</sub> is not as red as spectra of Pluto and 2005 FY<sub>9</sub> ( $S' = 8.8$  and  $8.9\%/1000 \text{ \AA}$  respectively), thus complex organics should be less abundant on the surface of 2003 UB<sub>313</sub> than on the surfaces of Pluto and 2005 FY<sub>9</sub>.

The CH<sub>4</sub> ice bands in this new giant TNO are significantly stronger than those of Pluto, but weaker than those observed in the spectrum of 2005 FY<sub>9</sub> (Licandro et al. 2006). Methane is more abundant and/or the methane ice grain particles (or the thickness of the surface ice layer) are larger on its surface than on the surface of Pluto, and less abundant or composed of smaller grains than on the surface of 2005 FY<sub>9</sub>.

A 15  $\text{\AA}$  shift of the central wavelength of the 0.89  $\mu\text{m}$  band relative to the pure methane band observed in the laboratory is observed. This shift is indicative of the presence of methane

diluted in N<sub>2</sub>. On the other hand, the 0.73  $\mu\text{m}$  band is not significantly shifted. This could be evidence for a vertical compositional gradient consistent with purer methane condensing first, with the composition becoming more nitrogen-rich as the last, most volatile components of the atmosphere condensed. Such a compositional gradient could also arise via the solar gardening mechanism discussed by Grundy & Stansberry (2000).

*Acknowledgements.* W.M. Grundy gratefully acknowledges support from NASA Planetary Geology & Geophysics grant NNG04G172G.

#### References

- Brown, M. E., Trujillo, C. A., Rabinowitz, D., & Marsden, B. G. 2005a, MPEC, 2005-O42
- Brown, M. E., Trujillo, C. A., & Rabinowitz, D. 2005b, ApJ, 635, L97
- Brown, M., Schaller, E., Roe, H., Rabinowitz, D., & Trujillo, C. 2006, ApJ, 643, 61
- Cruikshank, D., 1998, in Solar System Ices, ed. B. Schmitt, et al. (Kluwer), 655
- Cruikshank, D., Roush, T., Owem, T., et al. 1993, Science, 261, 742
- Douté, S., Schmitt, B., Quirico, E., et al. 1999, Icarus, 142, 421
- Grundy, W., & Fink, U. 1996, Icarus, 124, 329
- Grundy, W. M., & Stansberry, J. 2000, Icarus, 148, 340
- Grundy, W. M., & Buie, M. W. 2001, Icarus, 153, 248
- Grundy, W. M., Schmitt, B., & Quirico, E. 1993, Icarus, 105, 254
- Grundy, W., Schmitt, B., & Quirico, E. 2002, Icarus, 155, 486
- Khare, B., Sagan, C., Arakawa, E., et al. 1984, Icarus, 60, 127
- Landolt, A. 1992, AJ, 104, 340
- Licandro, J., Pinilla-Alonso, N., Pedani, M., et al. 2006, A&A 445, 35
- Massey, P., Valdes, F., & Barnes, J. 1992, in A User's Guide to Reducing Slit Spectra with IRAF, <http://iraf.noao.edu/iraf/ftp/iraf/docs/spect.ps.Z>
- Owen, T., Roush, T., Cruikshank, D., et al. 1993, Science, 261, 745
- Quirico, E., & Schmitt, B. 1997, Icarus, 127, 354
- Rudy, R., Venturini, C., Lynch, D., et al. 2003, PASP, 115, 484
- Schmitt, B., Quirico, E., Trotta, F., & Grundy, W. M. 1998, in Solar System Ices, ed. B. Schmitt et al. (Kluwer Academic Publishers)
- Shkuratov, Y., Starukhina, L., Hoffmann, H., & Arnold, G. 1999, Icarus, 137, 235
- Spencer, J., Stansberry, J., Trafton, L., et al. 1997, in Pluto and Charon, Stern A. & ed. Tholen, D. (U. Arizona Press), 435

# 5

---

## Estudio de la superficie de (55636) 2002 TX<sub>300</sub>

En este artículo presentamos, caracterizamos y modelamos por primera vez el espectro visible e infrarrojo de (55636) 2002 TX<sub>300</sub>. Este cuerpo es un transneptuniano clásico considerado como candidato a planeta enano. Su diámetro estimado es de 700 km. Los espectros visible e infrarrojo de 2002 TX<sub>300</sub> (0.5 - 2.2  $\mu\text{m}$ ) fueron obtenidos en el Telescopio Nazionale Galileo (TNG), usando DOLORES y NICS. Este trabajo fue publicado por la revista *Astronomy & Astrophysics* en octubre de 2006 (J. Licandro, L. di Fabrizio, N. Pinilla-Alonso, J. de León y E. Oliva, 2006, *A&A*, 457, 329-333)

Los principales resultados de este trabajo son los siguientes:

1. El espectro de 2002 TX<sub>300</sub>, presenta un color neutro en el visible ( $S' = -1\%$ ) y un espectro azulado en el infrarrojo cercano, dominado por bandas de hielo de agua (1.5 y 2.0  $\mu\text{m}$ ), cuyas profundidades son, respectivamente,  $59 \pm 6\%$  y  $67 \pm 10\%$ .
2. La superficie de este cuerpo está cubierta de agua, como indica el hecho de que todos los modelos que ofrecen un buen ajuste del espectro, contienen gran cantidad de este hielo y una menor cantidad de carbón o silicatos, dependiendo del albedo que consideremos para el transneptuniano.
3. Se discuten varios supuestos en los cuales podemos conseguir una superficie compuesta por grandes cantidades de agua, entre las que se encuentran: una fuerte colisión que rompa el manto y sublime todo el agua en la superficie, seguida de la condensación lenta de este agua en grandes partículas; la actividad cometaria y el criovolcanismo.

La gran importancia de este trabajo es que presenta el primer ajuste con un modelo de dispersión de un espectro neutro con gran cantidad de agua. Cuando este trabajo fue enviado a la revista *Astronomy & Astrophysics* (junio de 2004), tan sólo se conocía otro objeto con un espectro similar (19308 1996 TO<sub>66</sub>) y aún no se habían descubierto los planetas enanos. Además se conocía muy poco sobre el albedo de los TNOs y se suponía que estaba en torno al 4%. Una superficie compuesta principalmente de agua, es una superficie de alto albedo,

generalmente superior al 80 %, lo cual resultaba difícil de aceptar para un objeto del TNb. Por ello, en el artículo se recogen dos modelos que consiguen buenos ajustes del espectro incorporando carbonos y silicatos al hielo de agua para bajar el albedo. Uno es un modelo rico en agua (un 90 %) que proporciona un albedo del 44 % y el otro un modelo con menos cantidad de agua (un 40 %) que proporciona un albedo del 13 %.

Lo sorprendente de los resultados presentados en cuanto al alto contenido de agua de la superficie de este cuerpo hizo que el proceso de evaluación por parte de la revista se prolongara por más de dos años. La aparición de EL<sub>61</sub>, cuyo espectro, al ser un objeto más brillante, mostraba claramente unas bandas similares a las observadas en el espectro de 2003 TX<sub>300</sub>, hizo que el artículo fuera finalmente aceptado y publicado.

En la actualidad, se sabe que pueden existir superficies en el TNb con albedos mayores del 40 %, siendo muy probablemente 2002 TX<sub>300</sub> una de ellas, por lo cual, la composición superficial de este cuerpo será más parecida a la que recoge el modelo rico en agua.

2002 TX<sub>300</sub> fue por lo tanto el primer objetos del grupo de 2003 EL<sub>61</sub> cuya superficie se estudió en detalle y para el cual se presentaron modelos de dispersión de la luz. Estos modelos han servido de base para estudiar posteriormente las superficies de 2003 EL<sub>61</sub> y otros cuerpos similares. Además fue también el primero de estos objetos para el cual se discutieron los posibles mecanismos que pueden ser el origen de tal cantidad de agua sobre la superficie.

## Trans-neptunian object (55636) 2002 TX<sub>300</sub>, a fresh icy surface in the outer solar system

J. Licandro<sup>1,2</sup>, L. di Fabrizio<sup>3</sup>, N. Pinilla-Alonso<sup>3</sup>, J. de León<sup>2</sup>, and E. Oliva<sup>3</sup>

<sup>1</sup> Isaac Newton Group, PO Box 321, 38700 Santa Cruz de La Palma, Tenerife, Spain  
 e-mail: licandro@ing.iac.es

<sup>2</sup> Instituto de Astrofísica de Canarias, c/Vía Láctea s/n, 38205 La Laguna, Tenerife, Spain

<sup>3</sup> Centro Galileo Galilei & Telescopio Nazionale Galileo, PO Box 565, 38700 Santa Cruz de La Palma, Tenerife, Spain

Received 11 June 2004 / Accepted 3 May 2006

### ABSTRACT

**Context.** The knowledge of the physical properties of the population of known large trans-Neptunian objects (TNOs) is a key issue in understanding the origin and evolution of the Solar System. In particular, the knowledge of their surface composition helps to understand the original composition of the TNOs and the processes that affect their surfaces during their life.

**Aims.** We studied the surface composition of bright TNO 2002 TX<sub>300</sub>, an object with a few hundred kilometer diameter (900–400 km if visual albedo is  $0.08 < p_V < 0.4$ ).

**Methods.** We report visible and near infrared spectra covering the 0.5–2.2  $\mu\text{m}$  spectral range, obtained with the Italian 3.58 m Telescopio Nazionale Galileo at “El Roque de los Muchachos” Observatory (La Palma, Spain), and derive mineralogical information using multiple scattering models.

**Results.** The spectrum of this large TNO is dominated by strong water ice absorption bands in the near-infrared and also presents a neutral to blue slope in the whole observed range. Models suggest that the surface of 2002 TX<sub>300</sub> is fresh, composed of a large fraction of large water ice particles and dark materials (may be carbon and/or silicates) and a very low fraction of highly processed organic materials (tholins). The spectrum of 2002 TX<sub>300</sub> is very similar to that of Pluto’s satellite Charon. This can indicate that there is an ubiquitous mechanism that keeps water ice as the principal component of the outer layer of the surface of some large TNOs.

**Conclusions.**

**Key words.** Kuiper Belt – minor planets, asteroids – comets: general

### 1. Introduction

Identified as the source of the short period comets by Fernández (1980), the trans-Neptunian belt (Tnb) is populated by icy bodies (TNOs), remnant planetesimals from the early solar system formation stages (Edgeworth 1949; Kuiper 1951), and which are probably the most pristine objects in the Solar System. The study of their surface properties can provide key information on the composition and early conditions in the pre-solar nebula. Different resurfacing processes, such as formation of an irradiation mantle, collisions and cometary activity, modify their outer layers. Also internal activity (e.g. cryovolcanism) has been suggested as a mechanism that can replenish the surface of large TNOs with ices from the interior (e.g. Stevenson 2004).

Long term processing by high energy particles and solar radiation induces the formation of organic particles in the outer layers, resulting in a mantle that covers the unprocessed original ices. Some of these organic materials have been transported to the inner Solar System by the short period comets since the early stages of the Earth’s formation. On the other hand, mutual collisions, very frequent in the Tnb, erode the irradiation mantle at different depths. A sufficiently energetic collision can bring fresh unprocessed ices to the surface.

Very few TNOs are known to have a large fraction of water ice on their surface. The best known case is Pluto’s satellite Charon (Buie et al. 1987; Marcialis et al. 1987).

The knowledge of an object with a surface composed of such pristine material represents a unique opportunity to study the primitive composition of the pre-solar nebula in the Tnb region

and the resurfacing processes that produced the present surface of the TNOs.

Spectroscopy, in particular in the near-infrared region, is a powerful method for remote determination of the composition of volatile surface components of the outer solar system objects (Brown & Cruikshank 1997). Due to the small size and large distance of these objects, this technique is limited to the largest members of the Tnb. Although the number of published spectra of TNOs is still limited, many different surface properties have been inferred among them. Strong photometric colour variations, from neutral to very red objects, have also been reported by several authors (Jewitt & Luu 2001; Gil-Hutton & Licandro 2001; Davies et al. 2000; Barucci et al. 2000; Boehnhardt et al. 2002; Hainaut & Delsanti 2002; Doressoundiram et al. 2005; Peixinho et al. 2004; McBride et al. 2003). But spectroscopy allows us to better study the mineralogy of these bodies. Some absorption bands, possibly due to hydrocarbons and/or water ice, have been observed in the infrared spectrum of some TNOs, e.g. 1996 TO66 (Brown et al. 1999), (20000) Varuna (Licandro et al. 2001) and (50000) Quaoar (Jewitt & Luu 2004; Pinilla et al. 2004), (90482) Orcus (Fornasier et al. 2004b; de Bergh et al. 2005), 2003 EL<sub>61</sub> (Trujillo et al. 2006), 2003 UB<sub>313</sub> (Brown et al. 2005), and 2005 FY<sub>9</sub> (Licandro et al. 2006).

TNO 2002 TX<sub>300</sub> was discovered in October 2002 and its brightness suggests that it is one of the largest known TNOs, offering an excellent opportunity for a detailed physical study that would help to increase our knowledge of the Tnb. The orbital elements of 2002 TX<sub>300</sub> classify this object as a Classical TNO.

Sheppard & Jewitt (2003), based on photometric observations of 2002 TX<sub>300</sub>, report a single-peaked period of  $8.12 \pm 0.08$  h. Ortiz et al. (2003), from simultaneous visible and thermal observations, reported: (a) a possible rotation period of  $7.89 \pm 0.03$  h (or 15.78 h if the light-curve is double-peaked); (b) a surface colour very similar to that of the Sun in the visible region; (c) a lower limit for the visible geometric albedo,  $p_V \geq 0.08$ , implying that the albedo is higher than that of cometary nuclei and other known albedos of TNOs; (d) an upper limit for the diameter  $D < 907$  km. Based on Ortiz et al. data, Grundy et al. (2005) derived a higher lower limit for the albedo  $p_R \geq 0.19$ .

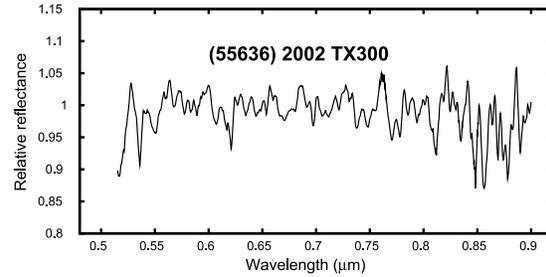
In this paper we present visible and near-infrared spectroscopy of 2002 TX<sub>300</sub> and derive mineralogical information from its surface.

## 2. Observations

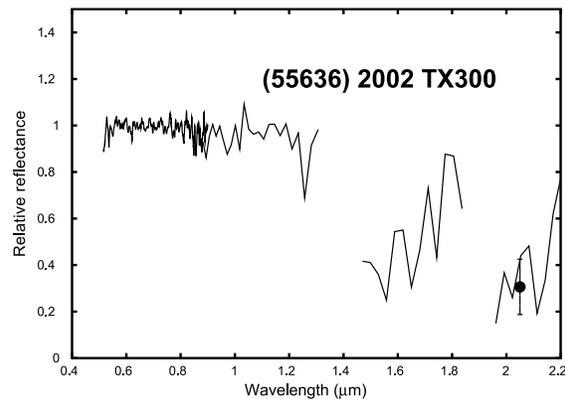
We obtained visible and near-infrared spectra of 2002 TX<sub>300</sub> with the 3.58 m Telescopio Nazionale Galileo (TNG, El Roque de los Muchachos Observatory, Canary Islands, Spain). The near-infrared low resolution spectrum was obtained on 2003 Aug. 22.1 UT, using NICS, the Near-Infrared Camera and Spectrometer (see Baffa et al. 2001). The visible spectrum was obtained on 2003 Sep. 23.1 UT with DOLORES, a camera and spectrometer for the visible. Both instruments are permanently mounted in the Nasmyth foci of the TNG. Both nights were photometric.

The near-infrared spectrum was obtained using the unique, high throughput, low resolution spectroscopic mode of NICS, with an Amici prism disperser (Oliva 2001), which yields a complete 0.8–2.4  $\mu\text{m}$  spectrum. The identification of the TNO was made by taking series of images through the  $J_s$  filter separated by one hour, and by comparing them. The object was identified as a moving object at the predicted position and with the predicted proper motion. The slit was oriented in the parallactic angle, and the tracking was at the TNO proper motion. A 1.5'' slit width corresponding to a spectral resolving power  $R \approx 34$  quasi-constant along the spectrum was used. The observing and reduction procedures were as described in Licandro et al. (2002). The acquisition consisted of a series of 3 images of 90 s exposure time in one position of the slit (position *A*) and then offsetting the telescope by 10'' in the direction of the slit (position *B*). This process was repeated and a number of *ABBA* cycles were acquired. The total exposure time was 3240 s. The two-dimensional spectra were extracted and collapsed to one dimension. The wavelength calibration was performed using a look-up table which is based on the theoretical dispersion predicted by ray-tracing and adjusted to best fit the observed spectra of calibration sources and telluric absorptions. To correct for telluric absorption and to obtain the relative reflectance, the G2 stars Landolt 112-1333 and Landolt 115-271 (Landolt 1992) were observed during the same night at a similar airmass. These Landolt stars were observed also on previous nights together with the solar analogue star P330E (Colina & Bohlin 1997) and present similar spectra in the infrared region, so we used them as solar analogues.

By dividing the spectrum of Landolt 112-1333 by that of Landolt 115-271 and then normalizing to unity around 1.6  $\mu\text{m}$  we observed that the resulting spectrum was very flat, the atmosphere was very stable during the observations, and the uncertainty in the slope was smaller than 0.6%/1000 Å. Finally, the spectrum of 2002 TX<sub>300</sub> was divided by the spectra of the solar analogue stars, thus obtaining the relative reflectance spectrum. Sub-pixel offsetting was applied when dividing the two spectra



**Fig. 1.** Visible reflectance spectra of 2002 TX<sub>300</sub> normalized at 0.55  $\mu\text{m}$ . The spectrum is featureless and with a slightly blue slope.



**Fig. 2.** Visible and near-infrared reflectance spectra of 2002 TX<sub>300</sub> (red line), normalized at 0.55  $\mu\text{m}$ . Note the slightly blue slope and the deep absorptions bands at 1.5 and 2.0  $\mu\text{m}$ , typical of water ice. Regions corresponding to the strong telluric water ice absorption bands are not plotted. The large dot corresponds to the mean value and the standard deviation of the reflectance spectrum between 1.95 and 2.15  $\mu\text{m}$ .

to correct for errors in the wavelength calibrations due to instrumental flexures.

The visible spectrum was obtained with DOLORES using the LR-R grism and the 1.0'' slit width. Three 900s spectra were obtained by shifting the object 5'' in the slit direction to better correct the fringing. Images were over-scan and bias corrected, and flat-field corrected using lamp flats. The two-dimensional spectra were extracted, sky background subtracted, and collapsed to one dimension. The wavelength calibration was done using the Neon and Argon lamps. The three spectra of the TNO, obtained at different positions of the slit were averaged. The reflectance spectrum was obtained by dividing the spectrum of the TNO by the spectrum of the G2 star Landolt 115-271 obtained the same night at a similar airmass. The visible spectrum was normalized at 0.55  $\mu\text{m}$  and smoothed using a smoothing box-car of 15 pixels (see Fig. 1).

The near-infrared spectrum was re-binned to the resolution of the prism (at least 3 pixels per resolution element) to improve the  $S/N$  without losing spectral resolution, and normalized to join the visible spectrum at 0.9  $\mu\text{m}$  (see Fig. 2). The normalization factor was computed to match the linear fit of the near-infrared spectrum in the 0.8–1.2  $\mu\text{m}$  range with that of the visible spectrum at 0.9  $\mu\text{m}$ . We used this wide range in the near-infrared because, as the spectrum is featureless and the  $S/N$  of NICS spectrum is lower around 0.9  $\mu\text{m}$  due to the sensitivity of the detector, the fit gives a more reliable result at 0.9  $\mu\text{m}$  than using the 0.8–1.0  $\mu\text{m}$  region.

### 3. Results and discussion

#### 3.1. Analysis of the spectrum

The visible spectrum presented in Fig. 1 is featureless within the  $S/N$  and slightly blue. No signatures of any absorption band centered at  $0.7 \mu\text{m}$  typical of that observed in low albedo main belt asteroids and attributed to silicate aqueous alteration are found. This very weak absorption has been reported for other TNOs (e.g. Lazzarin et al. 2004; Fornasier et al. 2004a).

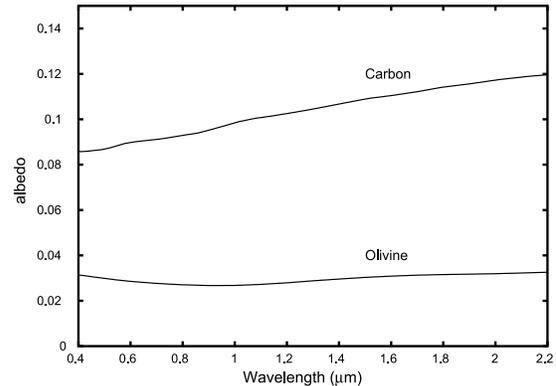
The VNIR spectrum in Fig. 2 reveals two important features: (a) the slope, computed between  $0.53$  and  $1.2 \mu\text{m}$ ,  $S' = -1\%/1000 \text{ \AA}$ , indicates that the colour of this TNO is slightly bluer than the Sun, far from the typical red slope of the TNOs ( $S' = 26.5\%/1000 \text{ \AA}$ , Hainaut & Delsanti 2002), but not unique as other TNOs also present bluish surfaces (e.g. Charon, 1999 SM<sub>5</sub>, 1996 TL<sub>66</sub>, 2004 AZ<sub>84</sub>); (b) there are two large absorption bands centered at  $1.5$  and  $2.0 \mu\text{m}$ . A polynomial fit indicates that the depth of the bands with respect to the underlying continuum are  $59 \pm 6\%$  and  $67 \pm 10\%$  respectively. These are the deepest water ice absorption bands observed in a TNO. Up to now only two TNOs have a similar spectrum: 1996 TO<sub>66</sub> (Brown et al. 1999) and Charon (Buie et al. 1987; Marcialis et al. 1987; Cruikshank 1998).

The  $S/N$  in the near-infrared region, where we claim the detection of water absorption bands, is low, in particular in the  $K$  band. Because of their faintness, this is the case for most of the already observed TNOs. But even if 2002 TX<sub>300</sub> is rather bright in the visible, it is very faint in  $K$ , because of its neutral colour and deep absorption at  $2 \mu\text{m}$ , thus it is even more difficult to attain better results with the current technology. To demonstrate that the  $S/N$  of our spectrum is sufficient to support a claim detection of water ice, we computed the  $S/N$  at different wavelengths. Considering that most of the noise is produced by the sky background (that is much higher than the signal from the object in the H and K region), we obtained the dispersion of sky values around the two dimensional reduced spectra, in boxes of a size equivalent to that considered to extract the spectrum of the TNO. The average  $S/N$  computed in this way in the H band is  $\sim 20$ , thus the detection of a band that absorbs 60% more light than the continuum is sufficiently secure. In the K band (considering the  $1.95\text{--}2.22 \mu\text{m}$  region), the  $S/N$  is  $\sim 3\text{--}4$ , consistent with the fact that it is possible to “see by eye” the spectrum in the two-dimensional reduced image. To show that the absorption detected is not an artifact due to the low  $S/N$ , the average (and standard deviation) of the mean value of the reflectance computed in the  $1.95\text{--}2.15 \mu\text{m}$  region is also plotted in Fig. 2 (large dot at  $2.05 \mu\text{m}$ ). Considering the error bar, there is a deep absorption of at least 32% ( $3\sigma$ ) with respect to the underlying continuum.

We cannot claim that the absorption at  $1.2 \mu\text{m}$  is real as only one spectral resolution element departs significantly from the continuum. More data is needed to confirm it.

#### 3.2. Modeling

The colour of TNOs goes from neutral to very red. The observed very red colour of some TNOs is probably due to an evolved surface which is the result of long term processing by solar radiation, solar wind, and galactic cosmic-rays. This results in the selective loss of hydrogen and the formation of an “irradiation mantle” of carbon residues (Moore et al. 1983; Johnson et al. 1984). This process makes an initially neutral colour and high albedo ice become reddish. Further irradiation



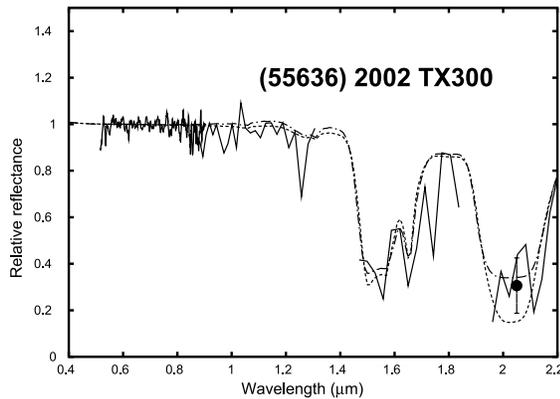
**Fig. 3.** Reflectance spectra of the carbon and olivine obtained from the optical constants taken from Rouleau & Martin (1991) and Dorschner et al. (1995) respectively. Note that both materials are very dark and do not present deep absorptions.

gradually reduces the albedo at all wavelengths, and the material becomes very dark, neutral in colour, and spectrally featureless as the fresh ices are covered by the created deep irradiation mantle (Andronico et al. 1987; Thompson et al. 1987). The neutral colour of 2002 TX<sub>300</sub> is indicative that or either its surface has a deep irradiation mantle or it has a low fraction of complex organics. The large water ice absorption bands observed are indicative of a high abundance of water ice, which argues against a deep irradiation mantle, so we conclude that the surface of 2002 TX<sub>300</sub> is depleted of complex organics. This is also supported by the high albedo reported by Ortiz et al. (2003) and Grundy et al. (2005). Then the surface of 2002 TX<sub>300</sub> should be composed of a large fraction of water ice and a very low fraction of organic materials like tholins.

Taking this into account, we modeled the spectrum of 2002 TX<sub>300</sub> using the simple one-dimensional geometrical-optics formulation by Shkuratov et al. (1999) to obtain mineralogical information. We fit the continuum and only the absorption band at  $1.5 \mu\text{m}$ , considering the low  $S/N$  in the  $K$  band. All the derived models are also consistent with the data in the  $K$  band region.

We tried several areal mixtures using water ice and two dark components, olivine and amorphous carbon particles. Note that neither olivine nor amorphous carbon are proposed to be on the surface of the TNO, they are simply convenient materials for which the optical constants are known. The optical constants of the olivine are those of olivine with 60% Fe ( $y = 0.4$ ) in Dorschner et al. (1995), and the optical constants of amorphous carbon are those labeled as AC1 in Rouleau & Martin (1991). The optical constants of water ice were taken from Grundy & Smith (1988) in the  $1\text{--}2.5 \mu\text{m}$  spectral region, and from Warren (1986) in the visible region. The reflectance spectra of olivine and carbon are shown in Fig. 3 and were computed for  $10 \mu\text{m}$  size particles. In the  $0.5\text{--}2.0 \mu\text{m}$  region their modeled spectra for different particle sizes are very similar. The combination of carbon and olivine produces a dark, neutral and almost featureless spectrum.

The data fit well using different combinations of particle sizes and abundances. Two of these models are shown in Fig. 4 and correspond to what we consider limiting cases: Model 1 (dashed line) corresponds to an areal mixture of 90% water ice particles of  $60 \mu\text{m}$  size, 8% olivine particles of  $10 \mu\text{m}$  size and 2% amorphous carbon particles of  $10 \mu\text{m}$  size; Model 2 (dashed-dot-dashed line) corresponds to an areal mixture of 40% water ice particles of  $250 \mu\text{m}$  size, 30% olivine particles of



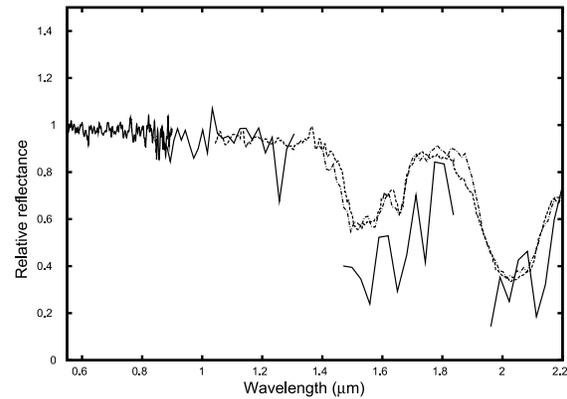
**Fig. 4.** Spectral models compared to the reflectance spectra of 2002 TX<sub>300</sub>. Overplotted as a dashed line is Model 1 and as a dashed-dot-dashed line is Model 2 (see text).

10  $\mu\text{m}$  size and 30% amorphous carbon particles of 10  $\mu\text{m}$ . Similar results can be obtained by changing relative abundances and size particles, but, the smaller the water ice abundance used, the larger the water ice particle size needed to fit the spectrum. Model 1 is the “water rich” case and gives an albedo value  $p_V = 0.44$  at 0.55  $\mu\text{m}$ , while Model 2 is the “water poor” case and gives  $p_V = 0.13$ . In the first case the albedo seems to be too high but it is similar to that of Charon (e.g. Brown & Calvin 2000), while Model 2 provides an albedo that is close to the lower limit given by Ortiz et al. (2003) and Grundy et al. (2005), but the use of very large (250  $\mu\text{m}$  in diameter) water ice particles is needed to reproduce the observed absorption bands.

The scattering models provide solutions that are model dependent and far from unique (see Poulet et al. 2000). Considering also the  $S/N$  of our spectrum, we do not claim to provide detailed mineralogical description of the surface of 2002 TX<sub>300</sub>. But in all possible combinations of surface materials, as illustrated by the two cases presented here, large water ice particle sizes (>40  $\mu\text{m}$  and probably much larger) are needed to reproduce the observed deep absorption bands, in particular that at 1.5  $\mu\text{m}$ . Note also that Roush et al. (1996) and Brown et al. (1999) use large water ice particles to reproduce the observed absorption bands in the spectrum of Charon and 1996 TO<sub>66</sub> respectively. Thus we can conclude that the surface of 2002 TX<sub>300</sub> is composed of a large fraction of large water ice particles, a certain fraction of dark materials (maybe carbon and silicates) and a very low fraction of highly processed organic materials.

### 3.3. 2002 TX<sub>300</sub> and Charon

The 2002 TX<sub>300</sub> spectrum is very similar to that of Charon (see Fig. 5), thus providing another example to study similar processes in their surfaces. The water ice absorption bands observed in the 2002 TX<sub>300</sub> spectrum are even deeper than those in the Charon spectrum, suggesting that the amount of water ice on its surface and/or the size of the water ice particle, are larger in 2002 TX<sub>300</sub> than in Charon. Unfortunately, the  $S/N$  of our spectrum do not allows to distinguish between amorphous or crystalline water ice on the surface of 2002 TX<sub>300</sub>. The crystalline nature of the water ice on the surface of Charon, revealed by the absorption feature observed at 1.65  $\mu\text{m}$ , is a very important and intriguing property that still needs to be explained (Brown 2002), as crystalline water ice is turned into the amorphous form with bombardment from solar ultraviolet radiation



**Fig. 5.** Reflectance spectrum of 2002 TX<sub>300</sub> (solid line) compared to two reflectance spectra of Charon from Brown & Calvin (2000) and Buie & Grundy (2000) (dashed and dashed-dot-dashed lines respectively) normalized to fit the 2002 TX<sub>300</sub> spectrum. Notice that the spectra of both TNOs are very similar, but the water absorption bands observed in the 2002 TX<sub>300</sub> spectrum are deeper than those in the Charon spectrum.

on short timescales (Kouchi & Koruda 1990). Crystalline water ice was also detected in (50000) Quaoar (Jewitt & Luu 2004) so a higher  $S/N$  spectrum of 2002 TX<sub>300</sub> in this region could help to determine if there is a ubiquitous mechanism that causes the ice to be in crystalline form on the surface of TNOs.

### 3.4. Possible resurfacing mechanisms

What does this composition tell us about the evolution of 2002 TX<sub>300</sub>? Gil-Hutton (2002) shows that the total amount of radiation received by classical TNOs during the age of the solar system should produce very dark, neutral surfaces, and suggests that different observed colours are due to collisions that erode the irradiation mantle at different depths depending on the energy of the collision. If the surface of 2002 TX<sub>300</sub> is not mainly composed of very dark, neutrally coloured materials but by a large amount of water ice, we can conclude the existence of a resurfacing process that either destroyed the irradiation mantle or prevented its formation.

A possible mechanism, also suggested to explain the neutral colour and strong water ice absorption bands observed in the 1.4–2.2  $\mu\text{m}$  spectra of 1996 TO<sub>66</sub> (Brown et al. 1999), is that the irradiation mantle was destroyed by a collision. Under the collisional resurfacing hypothesis, only an energetic impact can bring fresh ices to the surface of a TNO (Gil-Hutton 2002), as less energetic impacts can only erode the upper layers of the irradiation mantle. Such an impact will produce vaporization of the eroded material that can globally be distributed over the TNO surface on a timescale of tens of hours (Stern 2002). The fact that the radiative cooling timescale of the vapor is hours to days, together with the low vertical diffusion velocity of ice, ensures that large ice particles can be formed with a high efficiency while being downward transported and deposited on the surface. Note that the typical sticking efficiency of condensates is very close to 1, enhanced by the likely electrostatic charge they may have (Pruppacher 1996).

Another possible mechanism is cometary activity. Some comets have been observed to be active at large heliocentric distances, not too far from the TNO region. Hainaut et al. (2000) suggest cometary activity in 1996 TO<sub>66</sub> based on temporal variations in the rotational lightcurve and absolute magnitude of the

TNO. According to this mechanism, sublimated gases from below the irradiation mantle tend to destroy it. The effect in the spectrum of a TNO-like object is well known in the case of Centaur (2060) Chiron (Luu et al. 2000). Chiron is firmly established as a comet with a weak but persistent coma. Its spectrum has some similarities to that of 2002 TX<sub>300</sub>: neutrally coloured and with water ice absorption bands in the near-infrared. The depth of the water ice absorption bands in the reflectance spectrum of Chiron is time-variable (Luu et al. 2000), and this variability is attributed to the coma activity: during periods of high-level outgassing, the dust in the coma masks the presence of water ice and the bands are not visible. Unlike 2002 TX<sub>300</sub> and 1996 TO<sub>66</sub>, the observed water ice absorption bands in Chiron are not very deep, even when the comet is not active. This can be indicative of a significant amount of dust on the surface, typical of comet nuclei that form dust mantles due to outgassing (Rickman et al. 1990), and/or small water ice grains. If cometary activity is the resurfacing mechanism in the case of 2002 TX<sub>300</sub>, the large fraction of water ice detected implies that the dust mantle is very thin.

#### 4. Conclusions

We obtained visible and near-infrared spectra of 2002 TX<sub>300</sub> with the 3.58 m Telescopio Nazionale Galileo. The complete visible and near-infrared spectrum of TNO 2002 TX<sub>300</sub> covering the 0.5–2.2  $\mu\text{m}$  range is presented. The spectrum reveals two important features: a neutral to blue slope, ( $S' = -1\%/1000 \text{ \AA}$ , in the 0.5–1.2  $\mu\text{m}$  range) far from the typical red slope of the TNOs ( $S' = 26.5\%/1000 \text{ \AA}$ , Hainaut & Delsanti 2002) and two large water ice absorptions bands centered at 1.5 and 2.0  $\mu\text{m}$ , with band depth of about 60% with respect to the underlying continuum.

The mineralogical analysis using the formulation by Shkuratov et al. (1999) indicates that the surface of 2002 TX<sub>300</sub> is composed of a large fraction of large water ice particles, a certain fraction of dark materials (perhaps carbon and silicates) and a very low fraction of highly processed organic materials. It likely corresponds to a fresh icy surface. The spectrum of 2002 TX<sub>300</sub> is similar to that of Charon and TNO 1996 TO<sub>66</sub>. The observed fresh icy material may have been produced by a recent energetic collision that deeply eroded the irradiation mantle, and/or comet activity. Further observations of these TNOs are needed to obtain more information on the resurfacing mechanism.

*Acknowledgements.* We wish to thank Joshua Emery for providing optical constants, Ian Skillen for his corrections to the manuscript, and Will Grundy and Dave Jewitt for providing ascii version of Charon's spectra. This paper is based on observations made with the Italian Telescopio Nazionale Galileo (TNG) operated on the island of La Palma by the Centro Galileo Galilei of the CNAA (Consorzio Nazionale per l'Astronomia e l'Astrofisica) at the Spanish Observatorio del Roque de los Muchachos of the Instituto de Astrofísica de Canarias. We are grateful to all the technical staff and telescope operators for their assistance.

#### References

- Andronico, G., Baratta, G., Spinella, F., & Strazzulla, G. 1987, *A&A*, 184, 333  
 Baffa, C., Comoretto, G., Gennari, S., et al. 2001, *A&A*, 378, 722  
 Barucci, M., Romon, J., Doressoundiram, A., & Tholen, D. 2000, *AJ*, 120, 496  
 Boehnhardt, H., Delsanti, A., Barucci, A., et al. 2002, *A&A*, 395, 297  
 Brown, M. 2002, *Annu. Rev. Earth. Planet. Sci.*, 30, 307  
 Brown R., & Cruikshank, D. 1997, *Ann. Rev. Earth Planet. Sci.*, 25, 243  
 Brown, M., & Calvin, W. 2000, *Science*, 287, 107  
 Brown, R., Cruikshank, D., Pendleton, Y., & Veeder, G. 1997, *Science*, 276, 937  
 Brown, R., Cruikshank, D., & Pendleton, Y. 1999, *ApJ*, 519, L101  
 Brown, M., Trujillo, C., & Rabinowitz, D. 2005, *ApJ*, 635, 97  
 Buie, M., & Grundy, W. 2000, *Icarus*, 148, 324  
 Buie, M., Cruikshank, D., Lebofsky, L., & Tedesco, E. 1987, *Nature*, 329, 522  
 Colina, L., & Bohlin, R. 1997, *AJ*, 113, 1138  
 Cruikshank, D. 1998, in *Solar System Ices*, ed. B. Schmitt, et al. (Kluwer), 655  
 Davies, J., Green, S., McBride, N., et al. 2000, *Icarus*, 146, 253  
 de Bergh, C., Delsanti, A., Tozzi, et al. 2005, *A&A*, 437, 1115  
 Doressoundiram, A., Peixinho, N., Doucet, C., et al. 2005, *Icarus*, 74, 90  
 Dorschner, J., Begemann, B., Henning, Th., Jäger, C., & Mutschke, H. 1995, *A&A*, 300, 503  
 Edgeworth, K. 1949, *MNRAS*, 109, 600  
 Fernández, J. 1980, *MNRAS*, 192, 481  
 Fomiasier, S., Doressoundiram, A., Tozzi, G. P., et al. 2004a, *A&A*, 421, 353  
 Fomiasier, S., Dotto, E., Barucci, M. A., Barbieri, C., *A&A*, 422, 43  
 Gil-Hutton, R. 2002, *P&SS*, 50, 57  
 Gil-Hutton, R., & Licandro, J. 2001, *Icarus*, 152, 246  
 Grundy, W., & Schmitt, B. 1988, *J. Geophys. Res.*, 103, 809  
 Grundy, W., Noll, K., & Stephens, D. 2005, *Icarus*, 176, 184  
 Hainaut, O., & Delsanti, O. 2002, *A&A*, 389, 641  
 Hainaut, O., Delahodde, C., Boehnhardt, H., et al. 2000, *A&A*, 356, 1076  
 Jewitt, D., & Luu, J. 2001, *AJ*, 122, 2099  
 Jewitt, D., & Luu, J. 2004, *Nature*, 4432, 731  
 Johnson, R., Lanzerotti, L., & Brown, W. 1984, *Adv. Space Res.*, 4, 41  
 Kouchi, A., & Koruda, T. 1990, *Nature*, 344, 134  
 Kuiper, G. 1951, in *Astrophysics: A Topical Symposium*, ed. J. A. Hynek (McGraw Hill: New York), 357  
 Landolt, A. 1992, *AJ*, 104, 340  
 Lazzarin, M., Barucci, M., Boehnhardt, H., et al. 2003, *AJ*, 125, 1554  
 Licandro, J., Oliva, E., & Di Martino, M. 2001, *A&A*, 373, L29  
 Licandro, J., Ghinassi, F., & Testi, L. 2002, *A&A*, 388, L9  
 Licandro, J., Pinilla-Alonso, N., Pedani, M., et al. 2006, *A&A*, 445, 35  
 Luu, J., Jewitt, D., & Trujillo 2000, *ApJ*, 531, L151  
 Marcialis, R., Rieke, G., & Lebofsky, L. 1987, *Science*, 237, 1349  
 McBride, N., Green, S., Davies, J., et al. 2003, *Icarus*, 161, 501  
 Moore, M., Donn, B., Khanna, R., & A'Hearn, M. 1983, *Icarus*, 54, 388  
 Oliva, E. 2001, *Mem. SAI*, 71, 861 [arXiv:astro-ph/99109108]  
 Ortiz, J. L., Sota, A., Moreno, R., et al. 2003, *A&A*, 420, 383  
 Peixinho, N., Boehnhardt, H., Belskaya, I., et al. 2004, *Icarus*, 170, 153  
 Pinilla-Alonso, N., Licandro, J., & Campins, H. 2004, *A&AS*, DPS meeting 36, 11.07  
 Poulet, F., Cuzzi, J. N., Cruikshank, D., Roush, T., & Dalle Ore, C. 2002, *Icarus*, 160, 313  
 Pruppacher, H., Klett, J. 1996, *Kluwer, Microphysics of Clouds and Precipitation* (Academic Press, December 1996), 2nd Revision edition  
 Rickman, H., Fernández, J., & Gustafson, B. 1990, *A&A*, 237, 524  
 Rouleau, F., & Martin, P. 1991, *ApJ*, 377, 526  
 Roush, T., Cruikshank, D., Pollack, J., Young, E., & Bartolomew, M. 1996, *Icarus*, 119, 214  
 Sheppard, S., & Jewitt, D. 2003, *E.M.&P* 92, 2007  
 Shkuratov, Y., Starukhina, L., Hoffmann, H., & Arnold, G. 1999, *Icarus*, 137, 235  
 Stern, A. 2002, *AJ*, 124, 2297  
 Stevenson, D. 2004, *Nature*, 432, 681  
 Trujillo, C., Brown, M., Barkume, C., Challer, E., & Rabinowitz, D. 2006, *ApJ*, submitted, see <http://arxiv.org/abs/astro-ph/0601618>  
 Thompson, W., Murray, B., Khare, B., & Sagan, C. 1987, *J. Geophys. Res.*, 92, 14933  
 Warren, S. G. 1986, *Appl. Opt.*, 25, 2650

