

DEPARTAMENTO DE FISICA APLICADA

Universidad de Granada

**ESTUDIO FOTOMÉTRICO DE OBJETOS  
TRANSNEPTUNIANOS Y CENTAUROS.**

Tesis

Doctoral.

**D. Pablo Santos Sanz.**

INSTITUTO DE ASTROFISICA DE ANDALUCIA-CSIC

junio de 2009





UNIVERSIDAD DE GRANADA  
FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS  
DEPARTAMENTO DE FÍSICA APLICADA



## **ESTUDIO FOTOMÉTRICO DE OBJETOS TRANSNEPTUNIANOS Y CENTAUROS.**

Dirigido por  
Dr. José Luis Ortiz Moreno (IAA-CSIC)  
Memoria presentada por  
D. Pablo Santos Sanz  
Para aspirar al grado de  
Doctor en Ciencias Físicas  
Granada, Junio 2009

Editor: Editorial de la Universidad de Granada  
Autor: Pablo Santos Sanz  
D.L.: GR. 3151-2009  
ISBN: 978-84-692-5114-0



D: José Luis ORTIZ MORENO.

Director de la Tesis titulada:

ESTUDIO FOTOMÉTRICO DE OBJETOS TRANSNEPTUNIANOS Y CENTAUROS.

De la que es autor D: Pablo SANTOS SANZ.

Programa de Doctorado: Métodos y técnicas avanzadas en Física.

AUTORIZA la presentación de la referida Tesis para su defensa y mantenimiento de acuerdo con lo previsto en el Real Decreto 56/2005, de 21 de Enero, emitiendo el siguiente informe:

Pablo Santos Sanz ha completado con éxito todas las fases previstas para el desarrollo de su tesis. Ha realizado un trabajo muy completo, extenso y exhaustivo, ha obtenido resultados muy valiosos e interesantes dentro del área en que se enmarca su trabajo, como consecuencia del cual incluso ha publicado algunos artículos como primer autor, o autor destacado, y ha redactado una memoria de tesis doctoral adecuada así como conforme a mis expectativas. Por todo ello estimo oportuno y conveniente que proceda a su depósito y posterior defensa en los plazos marcados por las normas de la Universidad de Granada en cuanto al doctorado. Por tanto, doy mi visto bueno al depósito y defensa de la tesis "ESTUDIO FOTOMÉTRICO DE OBJETOS TRANSNEPTUNIANOS Y CENTAUROS"

Y para que conste y surta sus efectos en el expediente correspondiente, expido la presente en:

Granada a 10 de Junio de 2009,

FDO: José Luis Ortiz Moreno.



A mi tío, José Luis de la Rosa,  
que tantas veces ha sido estrella en mi cielo...



# Agradecimientos

**“Hemos amado con demasiado fervor a las estrellas como para temer a la noche.”**

*Epitafio de un astrónomo.*

Cuando uno ha concluido de redactar una tesis doctoral hay tantos sentimientos y sensaciones encontradas y antagónicas que es difícil poner en orden las ideas e intentar acordarse de todas las personas a las que uno quisiera agradecer tanto. Es muy tarde, mañana quiero depositar la tesis, y me debato entre los nervios, el cansancio y la ilusión, pero sé que debo intentar sosegarme para escribir esta parte, que he dejado para el final, y que me gustaría escribir más descansado y lúcido...¡pero allá voy!

Gracias, en primer lugar, a mis padres, José Ramón y Carmina, sin cuyo apoyo nunca habría existido el “libro” que ahora tienes entre tus manos, lo que soy, lo que anhelo, lo que busco, se lo debo en gran parte a ellos. Gracias también a mis hermanas, María y Ana, que siempre están ahí a pesar de la distancia, y con las que siempre, pase lo que pase, sé que puedo contar. Gracias también al resto de mi familia, a la que siento cercana, a pesar de los 600 kilómetros que nos separan. Por supuesto, mil gracias a Ana Tamayo, por animarme en los momentos oscuros, y por levantarme todas las veces, durante estos últimos meses, en que me fallaba la confianza y la ilusión. En ella siempre he encontrado paz, cariño, y sosiego, ¡gracias cariño! Ana, gracias también a tu familia, que siento ya como mía. Gracias a mi “hermano” Ricardo, a Maite, y a Ángel, que también son responsables, de alguna manera, de que haya llegado hasta aquí, aunque a veces me haya extraviado como siguiendo un extraño “movimiento browniano” (¿serán los caminos preferidos del “trazador”?).

Gracias a toda la gente de Granada, en particular, a David Alcalde (aún se me hace raro decir “padre Alcalde”) y a su familia, que hicieron que me sintiera como en casa cuando di mis primeros pasos en esta ciudad milenaria que destila tanto encanto. Gracias también a Pepe Garzón (“er niño rojo”), a Ale, a José Antonio “Madrid”, a Laura Garijo, a Marta Ortigosa, y a todos aquellos que han hecho de mi estancia aquí un agradable viaje, lleno de experiencias y vivencias compartidas.



Gracias a todos los buenos amigos de Peligros, que me arroparon y me ayudaron durante mis primeros momentos “granainos”. Gracias a Salud, a M<sup>a</sup> Carmen, a Rodri, a Encarna, a “Matilin” (y su bikini de los años 50), a Inma, a Marita, a Ricardo, a Raquel...aunque ahora apenas nos veamos teneis un lugar en mi corazón, y os recuerdo con cariño.

Gracias, con muchísimo cariño, a todos los integrantes de la nave de ”A Través del Universo”, una nave en la que he tenido el privilegio de viajar a mundos maravillosos y lejanos durante todos estos años: gracias a Emilio García, a la Piloto de la nave (¡tan guapa ella siempre, y con esa voz!), al capitán Kirk, al Astromático, al Reportero Urbanita, a “Chewy”, a Susana, a Ana Rejón, a Mari Nieves...¡chicos, los momentos pasados con vosotros en el estudio de Radio Contadero son algo único e irrepetible que hace que se me pongan los pelos...! Gracias también a Felipe Astrologuito, ese ente que me habita, y el que desde hace unos meses no hace más que gritarme día y noche: ¡QUIERO MI TESIS! Gracias también a todos nuestros “escuchantes”, en especial a Rafael González y a su mujer Leti.

Gracias a toda la gente que he conocido en el IAA, a mis compañeros y ex-compañeros de esos 5 despachos por los que he deambulado: a Tom Scott, a Mariliza, a Vale, a Miguel Cerviño, a José Luis Jaramillo, a Andy, a Víctor (Torrente-DarVader-Replicante), a “Meme”, a Dani Espada, a Carolina Kehrig...gracias a Antxón Alberdi, a Lucas Lara (de quién aprendí a ”amar” al PETI), a Silbia, a Marcos Villaverde, a Charo (¡y a Estrella!), a Montse Villar, a Gely Carballo, a Begoña Ascaso, a Omaira, a Bernabé, a Maya, a Luis Bellot, a Eloy, a M<sup>a</sup> José, a PedroJ, a Jorge Iglesias, Juan Carlos Suárez, Néstor, etc... Gracias también a toda la gente del OSN (en especial a los “serranitos”).

Gracias especiales a Alicia Romero, que siempre está pendiente de que esté bien, y con la que tanto he hablado de la vida, los “nínfulos”, y “otros misterios”, ¡lo conseguíiiiiiiiiiii!

Gracias a todos mis amigos de Tenerife, a mi “Hermano pez”, a Nachete, a Faynilla, a Ángel (Pelaez), a Silvia, a David Cristóbal, a Miguel Ángel Pio, a Inma, a Tingua, a todos mis ex-compañeros y ex-alumnos del colegio “Buen Consejo” de La Laguna.

Gracias a toda la gente del IAA y CAHA que han compartido conmigo el trabajo de estos años, y que con el tiempo han dejado de ser compañeros para ser amigos, en el más amplio sentido de la palabra. Gracias a: Fran Aceituno (¡Sosiooo!), Jesús Aceituno (jesusitodemivida), a Nico Morales (que me enseñó el verdadero sentido de la “malafollá granaina”), gracias al “boludo” de René, por estar siempre dispuesto a un “asado”, da igual la excusa. Muchísimas gracias a Audrey Thirouin, nuestra “francesita” particular, gracias por toda la ayuda con la tesis, por muchas de las gráficas, y por las muchas horas invertidas en echarme una mano en todo, merci beaucoup petite Doudouuuuu!

Gracias a mis amigos de Chile y Argentina, en especial a Luis Barrera, Carla Madariaga, Mario, Ricardo Gil-Hutton, “El loco Roca”, Nati Suárez, a la gente del “Villa Don Tomás”, a todos los amigos de CASLEO, etc.

Gracias a mi director de tesis, José Luis Ortiz, del que tantas cosas he aprendido, y con

el que he compartido momentos muy duros (tanto profesionales como personales) durante estos años de tesis doctoral. Como dijiste hace poco, ¡todo llega!

Gracias a todos aquellos de los que seguro me he olvidado, porque uno empieza a tener unos años, y está claro que escribir una tesis desgasta el cerebro, aunque el mío creo que ya estaba un poco “tocado”. Y bueno, que si me he olvidado de alguien lo siento mucho, son las 2:58 am (0:58 UT), y ya no veo ni la pantalla del ordenador...

Gracias, finalmente, a ese UNIVERSO que siempre me da, una lección de humildad.

Hipo  
Popo  
Pota  
T@mo ★





# Índice

<b>Agradecimientos</b>	<b>iii</b>
<b>Índice</b>	<b>vii</b>
<b>1 Introducción general y motivación</b>	<b>1</b>
<b>2 Generalidades sobre los Objetos Transneptunianos y Centauros</b>	<b>5</b>
2.1 Breve historia del cinturón Transneptuniano . . . . .	5
2.2 Grupos o poblaciones dinámicas . . . . .	10
2.3 Distribución de tamaños y masa del cinturón . . . . .	15
2.4 Propiedades físico-químicas de los KBOs . . . . .	23
2.4.1 Colores . . . . .	23
2.4.2 Escenarios de evolución superficial . . . . .	25
2.4.3 El efecto oposición . . . . .	29
2.4.4 Espectros . . . . .	29
2.4.5 Albedos . . . . .	30
2.4.6 Variabilidad fotométrica . . . . .	31
2.4.7 Objetos binarios . . . . .	33
<b>3 Instrumentación y técnicas básicas de reducción de datos</b>	<b>35</b>
3.1 Detectores CCD . . . . .	36

3.2	Reducción de imágenes CCD . . . . .	37
3.2.1	Efectos sistemáticos . . . . .	37
3.2.1.1	Bias y overscan . . . . .	37
3.2.1.2	Corriente de oscuridad (dark) . . . . .	38
3.2.1.3	Imagen de campo uniformemente iluminado (flat field) . . . . .	39
3.2.1.4	Obtención de la imagen corregida . . . . .	39
3.2.2	Efectos “cosméticos” . . . . .	40
3.2.2.1	Fringing . . . . .	40
3.2.2.2	Píxeles y columnas malas . . . . .	43
3.2.2.3	Rayos cósmicos . . . . .	43
<b>4</b>	<b>Técnicas fotométricas y otros métodos</b>	<b>45</b>
4.1	Fotometría absoluta . . . . .	45
4.1.1	Diferentes sistemas de filtros fotométricos . . . . .	48
4.1.1.1	Generalidades. . . . .	48
4.1.1.2	Sistema “Visual”. . . . .	50
4.1.1.3	Sistema Fotográfico. . . . .	50
4.1.1.4	Sistema de Johnson-Morgan (UBV). . . . .	50
4.1.1.5	Sistema fotométrico de Johnson-Kron-Cousins (UBVRI). . . . .	51
4.1.1.6	Sistema fotométrico uvgr. . . . .	53
4.1.1.7	Sistema fotométrico uvby (Strömgren-Crawford). . . . .	53
4.1.1.8	“Sistema fotométrico” de Bessell. . . . .	54
4.1.2	Índices de color . . . . .	55
4.1.3	Fotometría de apertura sintética . . . . .	56
4.1.3.1	Elección de la apertura sintética . . . . .	58
4.1.3.2	Estimación del fondo de cielo . . . . .	59

4.1.3.3	Cálculo de magnitudes . . . . .	60
4.1.3.4	Errores asociados al cálculo de la magnitud . . . . .	60
4.1.4	Corrección de apertura . . . . .	61
4.1.5	Calibración fotométrica . . . . .	64
4.1.5.1	Extinción atmosférica . . . . .	64
4.1.5.2	Calibración estándar . . . . .	65
4.2	Fotometría relativa y cálculo de períodos . . . . .	67
4.2.1	Fotometría relativa de apertura sintética . . . . .	67
4.2.2	Metodos de cálculo de períodos de rotación . . . . .	68
4.2.2.1	Método de Lomb . . . . .	70
4.2.2.2	Minimización de la dispersión de la fase (PDM) . . . . .	71
4.2.2.3	Método de Harris . . . . .	72
4.2.2.4	Método CLEAN . . . . .	73
4.2.2.5	Minimización de longitud de cadena . . . . .	73
4.2.2.6	Niveles de confianza para los períodos obtenidos . . . . .	73
<b>5</b>	<b>Campañas de Observación.</b>	<b>75</b>
5.1	Preparación de las observaciones. . . . .	75
5.2	Colores: El Programa de Larga duración de la ESO (PL) . . . . .	79
5.2.1	El Telescopio “Muy Grande” de la ESO (VLT) . . . . .	79
5.2.1.1	Instrumentos FORS . . . . .	79
5.3	Variabilidad Rotacional: programa larga duración IAA–CSIC . . . . .	80
5.3.1	El telescopio de 1.5m del OSN . . . . .	80
5.3.1.1	Detector Apogee . . . . .	80
5.3.1.2	Detector Roper VersArray . . . . .	81
5.3.2	El telescopio de 2.2 m de CAHA . . . . .	81

5.3.2.1	Instrumento CAFOS . . . . .	84
5.3.3	El telescopio INT del ORM . . . . .	84
5.3.3.1	Instrumento WFC . . . . .	85
5.4	Características específicas de la observación de TNOs . . . . .	85
5.4.1	Fotometría absoluta de TNOs . . . . .	88
5.4.2	Fotometría relativa de TNOs . . . . .	89
<b>6</b>	<b>Resultados fotometría colores TNOs y Centauros</b>	<b>91</b>
6.1	Observaciones . . . . .	92
6.2	Reducción de datos . . . . .	93
6.3	Fotometría absoluta . . . . .	93
6.3.1	Calibración fotométrica . . . . .	95
6.3.2	corrección de apertura del flujo del objeto . . . . .	96
6.3.3	Cálculo de errores . . . . .	100
6.4	Descripción y estudio del nuevo conjunto de datos . . . . .	102
6.4.1	Visión general y comparación con otros autores . . . . .	102
6.4.2	Diagramas color-color . . . . .	104
6.4.3	Objetos que muestran variación en brillo de corto período. . . . .	108
6.4.4	Magnitudes absolutas. . . . .	111
6.4.5	Estimación de tamaños . . . . .	112
6.4.6	Gradientes espectrales . . . . .	115
6.4.6.1	Histogramas y características de cada grupo dinámico . . . . .	118
6.4.6.2	Línea de enrojecimiento . . . . .	121
6.5	Análisis estadístico y discusión. . . . .	122
6.5.1	Correlaciones Color-Color . . . . .	124
6.5.2	Objetos Clásicos (n=73) . . . . .	125

6.5.2.1	Correlaciones fuertes . . . . .	125
6.5.2.2	Correlaciones débiles y pistas de otras posibles correlaciones	130
6.5.2.3	Discusión de las correlaciones encontradas . . . . .	135
6.5.2.4	Dependencias de las correlaciones con los “tamaños” . . . . .	136
6.5.3	Subpoblaciones dentro de los Objetos Clásicos . . . . .	143
6.5.3.1	Objetos Clásicos “Calientes” (n=42) . . . . .	146
6.5.3.2	Objetos Clásicos “Fríos” (n=31) . . . . .	155
6.5.4	Objetos del Disco Dispersado “SDOs” (n=25) . . . . .	158
6.5.4.1	Correlaciones fuertes . . . . .	158
6.5.4.2	Correlaciones débiles y pistas de otras posibles correlaciones	159
6.5.4.3	Resumen de resultados . . . . .	159
6.5.5	Centauros (n=18) . . . . .	159
6.5.6	Mezcla de grupos . . . . .	163
6.5.6.1	SDOs y Objetos Clásicos Calientes (n=67) . . . . .	165
6.5.6.2	Centauros y Objetos Clásicos Calientes (n=60) . . . . .	166
6.5.6.3	Centauros y Objetos Clásicos Fríos (n=49) . . . . .	167
6.5.6.4	Centauros y SDOs (n=43) . . . . .	168
<b>7</b>	<b>Fotometría series temporales: Rotación de TNOs y Centauros</b>	<b>171</b>
7.1	Importancia de las curvas de luz . . . . .	171
7.2	Física de las curvas de luz . . . . .	173
7.2.1	Variaciones de albedo . . . . .	176
7.2.2	Forma no esférica . . . . .	177
7.2.3	Objetos binarios eclipsantes y de contacto . . . . .	181
7.2.4	Efectos de fase . . . . .	183
7.2.5	Otros posibles efectos . . . . .	183



7.3	Observaciones . . . . .	184
7.4	Reducción de datos . . . . .	189
7.5	Fotometría relativa de los objetos . . . . .	190
7.6	Cálculo de los períodos de rotación y amplitudes . . . . .	193
7.7	Resultados . . . . .	194
7.8	Gráficas derivadas de períodos y amplitudes . . . . .	199
7.8.1	Períodos de rotación frente a magnitudes absolutas para nuestra muestra . . . . .	199
7.8.2	Amplitudes frente a magnitudes absolutas para nuestra muestra . . . . .	200
7.8.3	Histogramas de las frecuencias de rotación para nuestra muestra . . . . .	201
7.8.3.1	Histograma de las frecuencias de rotación para todos los objetos . . . . .	202
7.8.3.2	Histograma de las frecuencias de rotación para los TNOs . . . . .	204
7.8.3.3	Histograma de las frecuencias de rotación para los Centauros . . . . .	205
7.9	Combinación de nuestros últimos datos con los de la literatura . . . . .	206
7.9.1	Gráficas derivadas de períodos y amplitudes . . . . .	207
7.9.1.1	Períodos de rotación frente a magnitudes absolutas para la muestra completa . . . . .	207
7.9.1.2	Amplitudes frente a magnitudes absolutas para la muestra completa . . . . .	208
7.9.1.3	Histogramas de las frecuencias de rotación para la muestra completa . . . . .	211
7.10	Correlaciones $P/\Delta m$ versus element.orbitales/colores . . . . .	224
7.10.1	Estudio de toda la muestra . . . . .	225
7.10.1.1	Correlaciones fuertes . . . . .	226
7.10.1.2	Correlaciones débiles y pistas de otras posibles correlaciones . . . . .	226
7.10.2	TNOs . . . . .	229
7.10.2.1	Correlaciones fuertes . . . . .	229

7.10.2.2	Correlaciones débiles y pistas de otras posibles correlaciones	229
7.10.3	Objetos Clásicos	231
7.10.3.1	Correlaciones fuertes	231
7.10.3.2	Correlaciones débiles y pistas de otras posibles correlaciones	231
7.10.4	Objetos Clásicos Calientes	234
7.10.4.1	Correlaciones fuertes	234
7.10.4.2	Correlaciones débiles y pistas de otras posibles correlaciones	237
7.10.5	Objetos Clásicos Fríos	237
7.10.5.1	Correlaciones fuertes	237
7.10.5.2	Correlaciones débiles y pistas de otras posibles correlaciones	238
7.10.6	Plutinos	238
7.10.7	SDOs	241
7.10.7.1	Correlaciones fuertes	241
7.10.7.2	Correlaciones débiles y pistas de otras posibles correlaciones	241
7.10.8	Centauros	242
7.10.8.1	Correlaciones débiles y pistas de otras posibles correlaciones	242
7.10.9	Mezcla de grupos	243
7.10.9.1	SDOs y Objetos Clásicos Calientes	245
7.10.9.2	Centauros y Objetos Clásicos Calientes	245
7.10.9.3	Centauros y Objetos Clásicos Fríos	245
7.10.9.4	Centauros y SDOs	246
<b>8</b>	<b>Conclusiones generales</b>	<b>253</b>
	<b>Bibliografía</b>	<b>259</b>



# Capítulo 1

## Introducción general y motivación

Hace ya más de medio siglo que se lanzó la idea de que podrían existir restos de la formación del sistema solar conservados desde tiempos remotos en las regiones más externas de éste (Leonard 1930; Edgeworth 1943, 1949; Kuiper 1951). Con la llegada de los detectores CCD se iniciaron cierto número de programas de rastreo para buscar estos objetos lejanos del sistema solar. Aunque los primeros intentos fueron fallidos, la búsqueda continuó hasta que se descubrió el primer objeto transneptuniano (Trans–Neptunian–Object ó TNO), que fue bautizado con el nombre de 1992 $QB_1$ . El hallazgo tuvo lugar el 30–31 de agosto de 1992 con el telescopio de 2.2 m de la Universidad de Hawaii, y fue llevado a cabo por David Jewitt y Jane Luu (1993). En la actualidad se han detectado más de 1000 objetos transneptunianos que conforman lo que popularmente se conoce como el cinturón de Edgeworth–Kuiper, o simplemente cinturón de Kuiper, si bien una designación más neutral podría ser simplemente el cinturón *Transneptuniano*, para no entrar en discusiones sobre la paternidad de la idea. Los objetos del cinturón de Kuiper, también conocidos como KBOs (Kuiper Belt Objects) comprenden: los objetos transneptunianos (TNOs), los Centauros (objetos inyectados hacia el interior del sistema solar), y los Objetos del Disco Disperso ó SDOs (Scattered Disk Objects), objetos dispersados por Neptuno a las zonas más exteriores del sistema solar.

Según algunas estimaciones para la función de luminosidad acumulada de los objetos transneptunianos (Trujillo et al. 2001b) podría haber del orden de muchos millones de estos cuerpos con diámetros mayores de 1km. Las implicaciones de la existencia de un número tan grande de objetos transneptunianos (TNOs) en el marco de la formación del sistema solar, y su relación con los discos protoplanetarios encontrados alrededor de muchas otras estrellas, ha hecho que en los últimos años esta materia se convierta en uno de los campos de las ciencias planetarias con mayor interés y más rápido crecimiento.

El objetivo general de esta rama del estudio del sistema solar es entender los procesos físicos y químicos involucrados en el cinturón de Edgeworth–Kuiper, y caracterizar sus

constituyentes, los objetos transneptunianos, para así fijar una clasificación para estas poblaciones que nos permita comprender mejor cómo ha sido la evolución y formación de nuestro sistema solar. Este conocimiento tendrá sin duda implicaciones en los estudios de sistemas planetarios, en formación o ya formados, alrededor de otras estrellas. Los años de trabajo de esta tesis doctoral representan mi contribución a este campo del conocimiento astrofísico.

Hoy sabemos que la mayor parte de los TNOs son objetos muy débiles y oscuros. Con magnitudes en la banda R típicamente por encima de la 21, son objetos de muy difícil observación y detección, sólo los grandes telescopios, a partir de la clase 3 m, permiten comenzar a hacer estudios detallados de determinadas características de estos cuerpos (fotometría absoluta, espectros, etc), si bien los más brillantes están al alcance de telescopios más pequeños, a partir de la clase 1.5 m. Al comienzo de esta tesis, en septiembre del año 2003, se conocían 722 TNOs (incluyendo Plutón y Caronte) y 132 Centauros/SDOs, sumando un total de 854 KBOs. En esa época había información de colores BVRI de menos de 100 objetos, y se conocían solamente los períodos de rotación y amplitudes de una decena de objetos. Los TNOs y Centauros son la fuente más probable de los cometas de la familia Júpiter y, por ello, son uno de los posibles orígenes de los componentes volátiles de los planetas interiores de tipo terrestre, por lo que es posible que hayan desempeñado un papel importante en el origen de la vida en la tierra, especialmente, si el “bombardeo tardío masivo” (*Late Heavy Bombardment*) fue debido, como Gomes et al. (2005) proponen, a este tipo de cuerpos. Por todo lo anterior, es de vital importancia estudiar en profundidad las relaciones de evolución y dinámicas de estos objetos, para aportar luz sobre la formación y desarrollo del sistema solar e, indirectamente, quizá sobre el origen de la vida en la tierra.

Una parte esencial de los objetivos de esta tesis es ampliar la muestra de TNOs y Centauros con colores BVRI, y períodos/amplitudes conocidos. A mediados de 2009 se conocen ya 1093 TNOs y 243 Centauros/SDOs, lo que suma un total de 1336 KBOs<sup>1</sup>. De estos objetos, tenemos en la actualidad información de colores BVRI de 213 de ellos, se han determinado los períodos de rotación de 75 objetos, y conocemos las amplitudes de 106. En esta tesis se incrementa el número de objetos de los que se tiene fotometría BVRI, aportando colores en visible para 32 objetos. Estas observaciones fotométricas se desarrollaron dentro del programa de larga duración de la ESO para Centauros y TNOs –“ESO Large Program on Centaurs and TNOs”– usando el “Very Large Telescope” de 8.2m del Observatorio de Cerro Paranal (ESO), y se analizan aquí desde varios puntos de vista. También se presenta un estudio sistemático de los períodos de rotación y amplitudes de 29 de los 75 objetos conocidos, obtenidos por nuestro equipo de investigación. Finalmente, se hace un análisis estadístico usando todos los datos rotacionales (75 períodos de rotación, y 106 amplitudes) disponibles en la literatura.

---

<sup>1</sup><http://www.boulder.swri.edu/ekonews/issues/past/n064/html/index.html>

Esta memoria de tesis doctoral está dividida en cinco partes:

- En la **Primera Parte** se introduce el tema de estudio, y se resumen algunos de los conocimientos actuales de la ciencia de los objetos Transneptunianos y Centauros (**Capítulos 1 y 2**).
- En la **Segunda Parte** se describen las técnicas básicas de reducción de datos y los métodos utilizados, así como todas las campañas de observación e instrumentación utilizada en las mismas (**Capítulos 3, 4 y 5**).
- En la **Tercera Parte** de esta tesis doctoral se presentan los resultados de fotometría absoluta de TNOs y Centauros, y se mezclan estos resultados con otros de similares características, obtenidos por otros grupos de investigación, para poder hacer un estudio estadístico pormenorizado de estos objetos usando y desarrollando nuevos procedimientos de análisis. Se discuten en profundidad las implicaciones derivadas de estos datos respecto a los procesos físicos y químicos involucrados en las distintas poblaciones dinámicas de objetos transneptunianos (**Capítulo 6**).
- En la **Cuarta Parte** se presenta un estudio de fotometría relativa de series temporales, de la que se derivan parámetros rotacionales de distintos objetos transneptunianos y Centauros. Juntando estas medidas con todas las medidas rotacionales de TNOs y Centauros conocidas hasta la fecha se tiene un número suficiente de datos como para poder hacer un análisis estadístico pormenorizado, similar al de la parte anterior de la tesis, y se interpreta en términos físicos.
- En la **Quinta Parte** se presentan las conclusiones generales de este trabajo de investigación (**Capítulo 8**).



## Capítulo 2

# Generalidades sobre los Objetos Transneptunianos y Centauros

**“Aparte de estos cometas, ¡cuántos astros hay que se mueven en secreto, sin elevarse nunca ante los ojos de los hombres! Pues Dios no ha hecho todas las cosas para el hombre.”**

*Séneca.*

*Cuestiones naturales,  
libro 7, “Cometas”*

Diecisiete años después del descubrimiento del primer objeto transneptuniano –aparte de Plutón– (Jewitt y Luu 1993) se conocen por ahora más de 1000 cuerpos en la región del sistema solar situada más allá de Neptuno (figuras 2.3, y 2.4). Este cinturón de cuerpos contiene una población mucho mayor que la de los asteroides del cinturón principal. Por su lejanía del sol, dichos objetos transneptunianos se consideran los objetos menos alterados, físico–químicamente hablando, del sistema solar y son los restos o “ladrillos” sobrantes de la formación del sistema solar exterior. El estudio de estos cuerpos nos da información del remoto pasado en el que se gestó el sistema solar, hace unos 4600 millones de años. Estudiando los objetos transneptunianos y Centauros estamos, de alguna manera, haciendo “arqueología” del sistema solar.

### 2.1 Breve historia del cinturón Transneptuniano

Las primeras ideas de la existencia de un cinturón de cuerpos más allá de Neptuno se atribuyen generalmente a Gerald Kuiper (Kuiper 1951), aunque Kuiper postuló



la existencia de un disco transplutoniano, no transneptuniano, basándose solo en razonamientos heurísticos según los cuales la densidad de la nebulosa presolar no podía terminar abruptamente más allá de Plutón. Otros autores como Leonard y Edgeworth, independientemente de Kuiper, llegaron también postular cosas parecidas (Leonard 1930; Edgeworth 1943; Edgeworth 1949).

Si estimamos la masa de los cuerpos principales del Sistema Solar (añadiendo los volátiles perdidos) dividida por el área del anillo que abarcan, obtendremos la densidad superficial del sistema solar. Si graficamos dicha densidad superficial frente a la distancia radial, se obtiene una función que decae, de forma más o menos continua, hasta llegar a Plutón. Justo ahí, esta densidad superficial tiene un final abrupto que Kuiper no creía (figura 2.1). Por eso, Kuiper pensó que debía existir un cinturón de cuerpos helados más allá de Plutón, que evitaran esa caída abrupta de densidad, y explicaran a dónde había ido esa masa que faltaba. Antes que Kuiper, Kenneth Edgeworth mencionó la existencia de un cinturón (Edgeworth 1943), aunque lo menciona de forma puramente cualitativa, más como una conjetura que como una teoría real. Después de Leonard, Kuiper, y Edgeworth otros investigadores también pensaron en la posible existencia de objetos “transplutonianos”, pero ninguna de estas ideas se acercaba a lo que hoy sabemos de este cinturón de cuerpos, como se puede comprobar en las citas de sus trabajos originales que siguen.

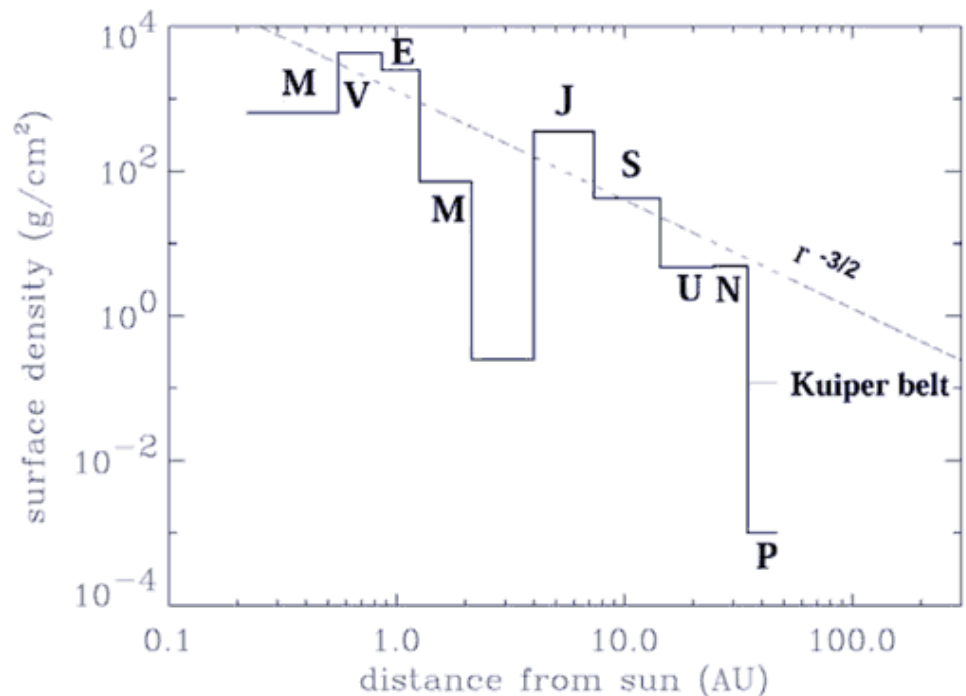


Figura 2.1: Densidad superficial de los planetas del sistema solar (en  $g/cm^3$ ) frente a su distancia al sol (en unidades astronómicas). Se aprecia una caída brusca de la densidad al llegar Plutón. Figura obtenida de Morbidelli et al. 2003.

F.C. Leonard, 1930, en: *The New Planet Pluto*

“[...] Una interesante cuestión que surge enseguida es la siguiente: ¿no habrá otros planetas girando alrededor del sol más allá de la órbita de Neptuno (planetas ultra-neptunianos), y posiblemente más allá de la órbita del propio Plutón (planetas ultra-plutonianos)? Sabemos que la esfera de control gravitacional del Sol se extiende mucho más allá de la órbita de Plutón. Ahora que un cuerpo como Plutón, con esa masa y tamaño, ha sido descubierto, ¿hay alguna razón para suponer que no hay otro miembro, probablemente de naturaleza similar a Plutón, girando alrededor del Sol más allá de la órbita de Neptuno? [...] ¿No es probable que con Plutón haya salido a la luz el primero de una serie de cuerpos ultra-Neptunianos, cuyos miembros restantes aún esperan ser descubiertos, y están destinados a ser detectados? [...]”

K.E. Edgeworth, 1943, en: *The Evolution of our Planetary System*

“[...] No parece razonable que la nube de material dispersado que finalmente condensó para formar el sistema solar estuviera necesariamente limitada hasta la actual órbita del planeta exterior Plutón; es evidente que debía extenderse hasta distancias mucho mayores [...] Puede deducirse que la región externa del sistema solar más allá de las órbitas de los planetas está ocupada por un número muy grande de cuerpos comparativamente pequeños. [...] De vez en cuando, un miembro de este enjambre de potenciales cometas que deambulan en su propia esfera puede convertirse en un visitante ocasional de las regiones internas del sistema solar. [...]”

K.E. Edgeworth, 1949, en: *The Origin and Evolution of the Solar System*

“[...] No parece razonable suponer que el disco de material disperso en rotación original tuviera un final abrupto en el borde exterior de la órbita de Neptuno. Debería haber habido una disminución gradual del material en el límite externo. No hay una evidencia definitiva sobre la opacidad de este material pero, desde luego, era insuficiente para conseguir formar un planeta. [...] Es razonable suponer que esta región exterior está ocupada en la actualidad por gran número de enjambres de cuerpos comparativamente pequeños, y que esta región es, de hecho, una enorme reserva de potenciales cometas. De vez en cuando, alguno

de estos enjambres de cuerpos es desplazado de su posición, entra en las regiones interiores del sistema solar, y se convierte en un cometa visible. [...]"

G. Kuiper, 1951, en: *On the Origins of the Solar System*

“[...]a.– En cualquier caso, más allá de Neptuno se deben de haber formado objetos de tipo cometario[...] b.– La composición esperada para los objetos formados más allá de Neptuno es precisamente la que nos indican la espectroscopía y otras observaciones de los cometas actuales. El calor de evaporación estimado para los cometas nos dice que deben haberse formado a muy bajas temperaturas. c.– Un mecanismo para la dispersión de los cometas desde la región en la que se forman es proporcionado por Plutón, que puede pasar extremadamente cerca de cualquier objeto que se mueva en la región comprendida entre las 30 y las 50 UA. La pequeña energía gravitacional por unidad de masa de los “Cometas Plutonianos” (16 veces menor que para los asteroides) facilita su dispersión posterior. [...]”

A pesar de los trabajos que acabamos de citar, durante muchos años, éstas y otras vagas especulaciones anteriores fueron completamente olvidadas. Estas ideas fueron resucitadas por el astrónomo uruguayo Julio Fernández (1980), quien en su artículo de 1980 titulado “On the existence of a comet belt beyond Neptune”, deduce la existencia del cinturón transneptuniano a partir de los datos de los cometas de corto periodo (o de la familia de Júpiter). Así este cinturón de cuerpos sería la fuente de este tipo de cometas, cuyo origen se explicaría mejor de esta manera que apelando a la nube de Oort. Posteriormente, en calculos numéricos detallados llevados a cabo por Duncan et al. (1988) se muestra que, efectivamente, la nube de Oort no puede ser la fuente de los cometas de corto periodo, básicamente, porque las inclinaciones de este tipo de cometas están más o menos confinadas dentro del plano de la eclíptica, mientras que los cometas procedentes de la nube de Oort deberían tener inclinaciones aleatorias.

J. Fernández, 1980, en: *On the existence of a comet belt beyond Neptune*

“[...]Se discuten las propiedades de un hipotético cinturón de cometas localizado más allá de Neptuno, y su conveniencia como fuente de los cometas de período corto.[...]La región de la nebulosa solar situada entre las 35 y las 50 UA pudo haber contenido inicialmente un mínimo de masa sólida del orden de las 10 masas terrestres. Allí, conglomerados sólidos, o cometesimales con masas de hasta  $\sim 10^{18}$  g, se habrían formado por inestabilidades

gravitacionales. La evolución subsiguiente de tales cometesimales, a través de procesos de acreción–fragmentación, habría determinado una distribución de masas regida por una ley de potencias.[...] Si hubiera realmente cuerpos con masas  $\sim 10^{24}$  g en este cinturón, ¿podrían ser observados? A distancias del sol de 40–50 UA, y asumiendo un albedo geométrico  $\sim 0.5$ , como el que se espera que tenga Plutón (Cruikshank et al. 1976), estos cuerpos tendrían una magnitud aparente de 17–18. Por lo tanto, podrían ser descubiertos, aunque su extrema debilidad haría esta tarea muy complicada, lo que explicaría porque han escapado a la detección hasta ahora.[...]

La anterior cita del astrónomo uruguayo Julio Fernández es realmente premonitoria, y su artículo es el primero, como ya se ha dicho, en el que se presenta un razonamiento físico sólido que demuestra la existencia de un cinturón de cuerpos más allá de Neptuno, y el primero que contiene cálculos detallados que hacen viable esta idea. En mi opinión, si hubiera que reescribir la historia reciente de la investigación del sistema solar, el cinturón transneptuniano debería llamarse en justicia cinturón de Fernández, o al menos, cinturón de Fernández–Kuiper, dado que fue Fernández quién predijo científicamente su existencia, e incluso previó la posible detección de los cuerpos que lo habitan, dando además una primera estimación de las masas y magnitudes de los objetos transneptunianos.

Los primeros intentos de localizar objetos pertenecientes a este cinturón transneptuniano se llevaron a cabo utilizando placas fotográficas. El trabajo observacional, y de posterior análisis de dichas placas, era tedioso, agotador y muy manual (las imágenes eran inspeccionadas a ojo). La idea original para detectar estos cuerpos consiste en tomar dos imágenes de la misma zona del cielo, espaciadas un tiempo dado, la comparación posterior de estas dos imágenes mostrará el posible objeto en movimiento respecto al fondo de estrellas “fijas”. Para mayor seguridad es recomendable tomar una tercera imagen del mismo campo, lo que nos permite asegurar que la detección es real, y no debida a algún tipo de defecto, o suciedad en la placa, etc. Con esta técnica, el astrónomo norteamericano Clyde William Tombaugh descubrió Plutón el 18 de febrero de 1930 desde el Observatorio Lowell en Flagstaff, Arizona (Tombaugh 1946). De hecho, Plutón es el primer objeto transneptuniano descubierto, aunque hasta el 24 de agosto de 2006, durante la celebración de la 26ª asamblea general de la Unión Astronómica Internacional, no fue considerado como tal. La búsqueda de otros objetos transneptunianos utilizando placas fotográficas no dio ningún resultado más, salvo la detección del Centauro Chirón (Kowal y Gehrels 1977). El hecho de que se encontrara Plutón usando esta técnica se debe, en parte, a que su superficie presenta un albedo inusualmente alto, que hace que su brillo estuviera al alcance de la sensibilidad de las placas fotográficas.

Para localizar el segundo objeto transneptuniano conocido hubo que esperar hasta el año 1992, cuando los astrofísicos David Jewitt y Jane Luu (Jewitt y Luu 1993) detectaron un objeto muy débil, y de movimiento muy lento, situado más allá de Neptuno, que recibió la designación provisional de 1992QB<sub>1</sub> (figura 2.2). Este descubrimiento fue posible gracias

al uso de nuevos detectores, los conocidos como CCDs (ver capítulo 3), que tenían una sensibilidad mucho mayor que las placas fotográficas, en algún caso del orden del 90%, frente al 10% ó menos de las placas fotográficas. Con estos nuevos detectores las imágenes no tienen un soporte físico, sino que están en formato digital, en forma de una matriz de números, con la que es muy fácil trabajar, y la que se puede procesar y tratar de forma muy sencilla. Con estas imágenes digitales la técnica de búsqueda de TNOs sigue siendo la misma: tomar imágenes de la misma zona de cielo, espaciadas temporalmente, y comparar posteriormente ambas imágenes. Los detectores CCD, junto con la utilización de los ordenadores hacen que este proceso no sea ahora tan tedioso, ni tan agotador. Pueden programarse, incluso, rutinas capaces de detectar los posibles objetos en las imágenes de forma prácticamente automática, aunque sigue siendo necesario el ojo humano, para confirmar las posibles detecciones, sobre todo cuando se trabaja muy cerca del umbral de detección. 1992QB<sub>1</sub> fue el segundo de una larga lista de objetos que se iban a descubrir en los años posteriores, confirmando, con ello, la existencia real de un cinturón de pequeños cuerpos helados situado más allá del planeta Neptuno.

Este cinturón de cuerpos se conoce usualmente como cinturón de Kuiper, o de Edgeworth–Kuiper, o incluso, en algún caso, cinturón de Edgeworth–Kuiper–Whipple. En este trabajo nos referiremos a dicho cinturón simplemente como cinturón transneptuniano (o cinturón de Kuiper en algún caso). Los objetos que pueblan esta región se nombran también de muy diversos modos: Objetos Transneptunianos (*Trans Neptunian Objects*, o *TNOs*), Objetos del Cinturón de Kuiper (*Kuiper Belt Objects*, o *KBOs*), etc. Los TNOs son objetos muy débiles. Para hacernos una idea; un objeto típico de 50km, asumiendo un albedo  $p$  del orden de 0.04, que se encontrara a 40 Unidades Astronómicas (UA) del Sol tendría una magnitud  $\sim 25$ .

## 2.2 Grupos o poblaciones dinámicas

Los TNOs descubiertos en la actualidad se clasifican en diferentes grupos o poblaciones agrupadas según características comunes de sus elementos orbitales. La existencia de dichas poblaciones, con características orbitales bien diferenciadas, sugiere una estructura compleja y rica para el cinturón transneptuniano, posiblemente debida al efecto de los planetas gigantes gaseosos, fundamentalmente de Neptuno. Se han descubierto ya más de 1000 TNOs (figuras 2.3, y 2.4) con diferentes rastreos telescópicos y, aunque una fracción considerable de los mismos se han perdido debido a escasos datos astrométricos, se conocen también con precisión gran número de órbitas para estos objetos. Todos los rastreos de búsqueda de este tipo de objetos introducen, por supuesto, sesgos observacionales, por lo que, tampoco las órbitas de que disponemos en la actualidad están libres de estos sesgos. Pese a ello, podemos distinguir con claridad varios grupos orbitales.

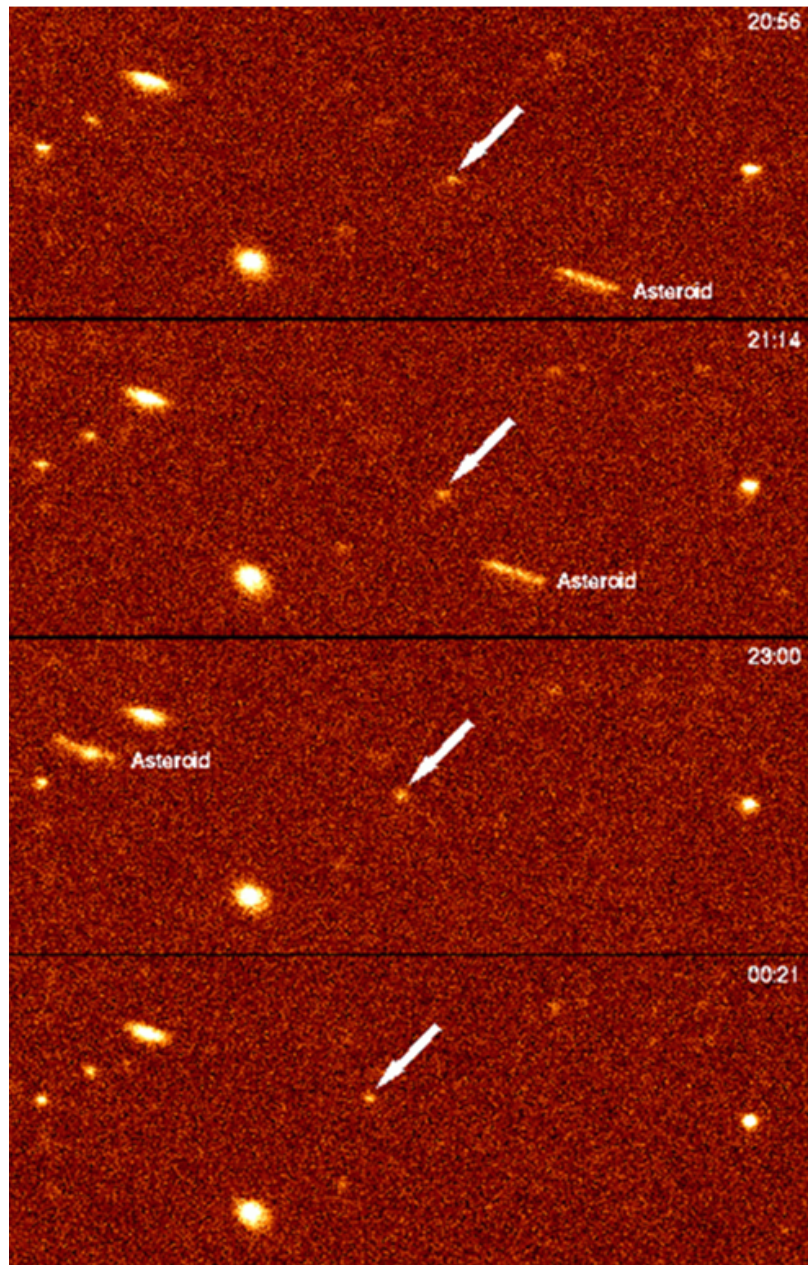


Figura 2.2: Imágenes originales de la detección de 1992QB<sub>1</sub>, el primer TNO detectado (aparte de Plutón) en el año 1992 por Jewitt y Luu. El objeto está indicado con una flecha blanca. Se puede apreciar claramente el movimiento del objeto respecto a las estrellas para las diferentes horas marcadas en la parte superior derecha de cada imagen. Figura obtenida de Jewitt y Luu (1993).



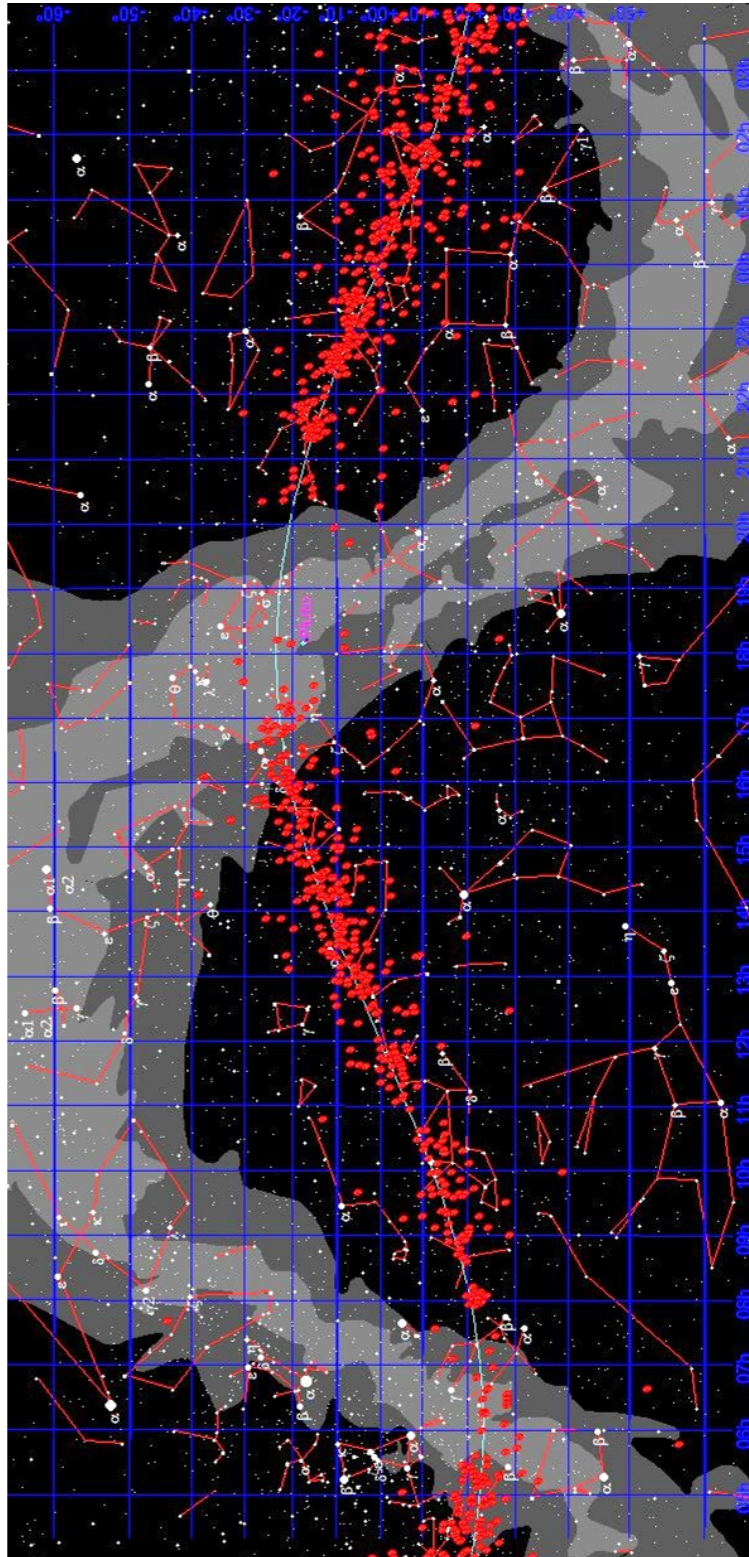


Figura 2.3: Posición en el cielo de todos los KBOs (TNOs y Centauros) conocidos (símbolos rojos) a 7 de junio de 2009. En el eje de abscisas se muestra la ascensión recta (en horas), en el de ordenadas la declinación (en grados). La línea azul clara es la eclíptica, la mancha blanquecina es la Vía Láctea, y las líneas rojas delimitan algunas constelaciones.

- **Objetos Clásicos o “Cubewanos”<sup>1</sup>:**

Dichos objetos tienen órbitas con excentricidad pequeña y están fuera de las resonancias con Neptuno. Estas resonancias pueden verse en la figura 2.5 como líneas verticales discontinuas más pobladas por TNOs. Los objetos clásicos a su vez se clasifican en dos diferentes poblaciones conocidas como: población de objetos dinámicamente Calientes (“hot”), y población de objetos dinámicamente Fríos (“cold”). Los objetos Calientes parecen haber sido excitados dinámicamente y presentan inclinaciones orbitales respecto al plano de la eclíptica por encima de 4.5 grados, los objetos Fríos presentan inclinaciones inferiores a los 4.5 grados (aunque 4.5 grados es el valor más aceptado de separación en inclinación para estas dos poblaciones, algunos autores sugieren un valor de 7 grados, o incluso mayor (Peixinho et al. 2008)). La población Fría presenta además colores más enrojecidos que la caliente, y órbitas más circulares. Es importante destacar también que los mayores objetos descubiertos hasta la fecha pertenecen a la población Caliente.

- **Objetos Resonantes**

Un gran número de objetos están atrapados en la resonancia de movimiento medio 2:3 con Neptuno, como el propio Plutón, que completa dos revoluciones alrededor del sol en el mismo tiempo que Neptuno tarda en completar tres. Todos los cuerpos atrapados en esta resonancia tienen órbitas similares a Plutón y fueron descubiertos después de éste, por eso reciben el nombre de “Plutinos” (o pequeños Plutones). Además de la resonancia 2:3 con Neptuno hay otras resonancias importantes con este planeta (3:4, 1:2, ver figura 2.5) en la que también se ven atrapados algunos objetos transneptunianos, los objetos atrapados en dichas resonancias son conocidos con el nombre genérico de “objetos resonantes”. Parece que el gran número de objetos atrapados como Plutinos en la resonancia 2:3 con Neptuno es el resultado de una migración de Neptuno hacia el exterior del Sistema Solar. Se han sugerido varias posibilidades, y el “barrido de resonancia” es una de ellas (Malhotra 1995). Varios modelos dinámicos explican la acumulación de Plutinos de formas levemente distintas (Gomes 2003), pero todos ellos requieren el alejamiento de Neptuno del sol. La mayoría de los modelos requieren un desplazamiento de 10 UA de Neptuno hacia el exterior del sistema solar. Incluso parece haber evidencia de la migración de Júpiter hacia el interior del sistema solar en la familia de asteroides Hilda (Franklin et al. 2004). La migración planetaria se cree que ha ocurrido, y ocurre, incluso en otros sistemas planetarios extrasolares, pues la mayor parte de los planetas extrasolares descubiertos hasta el momento están muy cercanos a sus estrellas. Parece, por tanto, que la migración planetaria no debería ser algo tan extraño en la historia y evolución de los sistemas planetarios ajenos al sistema solar.

- **Objetos del disco disperso (SDOs)**

Además de estas poblaciones hay un disco de objetos dispersados con excentricidades

---

<sup>1</sup>Esta designación viene del nombre provisional asignado al primer TNO descubierto (aparte de Plutón), 1992QB<sub>1</sub>. En inglés “cubewan” suena similar a “QB<sub>1</sub>”, de ahí dicho nombre.



muy grandes. Los objetos de este disco se conocen como Objetos del Disco Disperso (*Scattered Disk Objects* ó *SDOs*). Los SDOs son probablemente tan numerosos como el resto de las poblaciones juntas, pero su detección es más complicada, ya que pasan la mayor parte de su tiempo a más de 40 UA del sol, por lo que escapan a la sensibilidad de la mayoría de los rastreos. Los SDOs han tenido al menos un encuentro cercano con Neptuno, como consecuencia del cual han sido eyectados fuera del cinturón principal.

- **Objetos del disco disperso extendido (ESDOs)**

Hay unos pocos objetos cuyas órbitas presentan distancias perihélicas enormes, no influidas por Neptuno, y que no pueden clasificarse dentro de ninguna de las poblaciones anteriores. Sedna, uno de los objetos transneptunianos más distantes detectados, está muy lejos de ser un SDO ( $q= 76.26$  UA;  $Q= 897$  UA) debido a su excentricidad tan enorme ( $e= 0.843$ ). De hecho, está incluido en la lista de Centauros–SDOs del Minor Planet Center (“MPC”) aunque no se conoce ningún mecanismo dinámico capaz de alcanzar tales distancias perihélicas desde el cinturón de objetos transneptunianos, por lo que Sedna no pertenece a ninguna de estas poblaciones. De acuerdo con una comunicación privada de Julio Fernández, el hecho de que su perihelio se encuentre a 76 UA no puede ser explicado ni siquiera usando el efecto Kozai. Por lo tanto la formación de Sedna ha tenido que seguir un proceso distinto al del resto de los TNOs descubiertos hasta la fecha. Los objetos de este grupo forman el llamado “Disco disperso extendido”, y los objetos pertenecientes a este grupo se conocen como “ESDOs”, del inglés *Extended Scattered Disk Objects* (Gladman et al. 2002). De acuerdo con Fernández, los ESDOs (Sedna, 2000CR<sub>105</sub>, etc) podrían ser miembros de la nube interna de Oort, estructura que podría haberse formado en el sistema solar primitivo, mientras el sol estaba gestándose en el interior de un cúmulo estelar, debido a la interacción con estrellas cercanas. Esta es la explicación preferida por algunos dinamicistas, aunque también se ha sugerido la existencia de un planeta lo suficientemente grande y alejado como explicación a la existencia de los ESDOs (Lykawka y Mukai 2008). Morbidelli y Levison (2004) propusieron cinco posibles mecanismos distintos para explicar los ESDOs pero se decantaron por el paso cercano de una estrella como el más probable. Los ESDOs son estrictamente TNOs, pues están más allá de Neptuno, pero no son estrictamente objetos del cinturón transneptuniano clásico, ni SDOs. De hecho, algunos dinamicistas los llaman “objetos de la nube interna de Oort”.

- **Centauros**

De forma similar, las órbitas de algunos objetos transneptunianos pueden ser perturbadas hasta hacerlos entrar en el dominio de los planetas gigantes, a estos objetos se los conoce como “Centauros”, y son cuerpos con perihelios y afelios entre Júpiter y Neptuno respectivamente. Estrictamente hablando, los Centauros no son TNOs, porque no llegan a estar nunca más allá de Neptuno, pero se cree que están evolucionalmente relacionados con los SDOs, pues tanto unos como otros han sufrido un encuentro cercano con Neptuno en el pasado que los ha llevado hacia el interior del sistema solar (Centauros), o los ha situado en las afueras (SDOs). Los

Centauros son perturbados por los planetas gigantes gaseosos y finalmente pueden convertirse en cometas de período corto (*Short Period Comets o SPCs*). Algunos de estos SPCs podrían terminar su vida como cometas extinguidos en las proximidades de la Tierra convirtiéndose en Objetos Cercanos a la Tierra (*Near Earth Objects o NEOs*) que podrían llegar a ser peligrosos. Algunos cálculos parecen demostrar que entre el 10–20% de los NEOs podrían tener este tipo de origen, aunque no todos los investigadores están de acuerdo en esto.

El escenario actual de la formación del Sistema Solar sugiere que los KBOs (TNOs y Centauros), los cometas de período corto, los troyanos de Neptuno, y algunos satélites helados de los planetas gigantes se formaron en el cinturón transneptuniano. Todo lo que sabemos sobre su naturaleza física apoya esta idea. Sin embargo, como los TNOs nunca se acercan a las inmediaciones del sol, se consideran los más prístinos de todos los objetos. El conocimiento de la naturaleza físico-química de los TNOs puede aportar claves importantes sobre las condiciones reinantes en el momento de su formación, fundamentalmente para los TNOs más grandes (alguno de los cuales cumple con la definición de Planeta-Enano) que creemos que son los objetos menos evolucionados colisionalmente.

## 2.3 Distribución de tamaños y masa del cinturón

Simulaciones numéricas de la evolución del sistema solar pueden predecir el diferente número de TNOs en las distintas poblaciones, por lo que el número relativo de objetos en cada población puede aportar claves importantes para entender mejor la formación y evolución del sistema solar. Sin embargo, el número relativo de objetos de cada población debería ser calculado utilizando rastreos libres de sesgos observacionales. Una posibilidad es “de-sesgar” los rastreos actuales, como ya se ha hecho con los rastreos de NEOs, un primer intento en este sentido se ha llevado a cabo muy recientemente (Kavelaars et al. 2009).

La distribución de tamaños de los TNOs y la masa total del cinturón se infiere a partir de los rastreos de diferentes maneras (Trujillo et al. 2001a; Trujillo et al. 2001b; Larsen et al. 2001; Sheppard et al. 2000; Jewitt et al. 1998). La aproximación usual consiste en ajustar una recta al logaritmo de “la función de luminosidad acumulada” que se obtiene de los rastreos, vamos a llamar  $\alpha$  a la pendiente obtenida de dicho ajuste (figura 2.7). A partir de estos rastreos podemos estimar el número acumulado de objetos más brillantes que una magnitud dada por grado cuadrado cerca de la eclíptica. Así, podemos obtener una densidad superficial  $\Sigma$ , que vendrá dada por una ley de potencias:

$$\Sigma(< m_R) = 10^{\alpha(m_R - m_0)} \quad (2.1)$$

si tomamos logaritmos a ambos lados de esta expresión obtendremos:

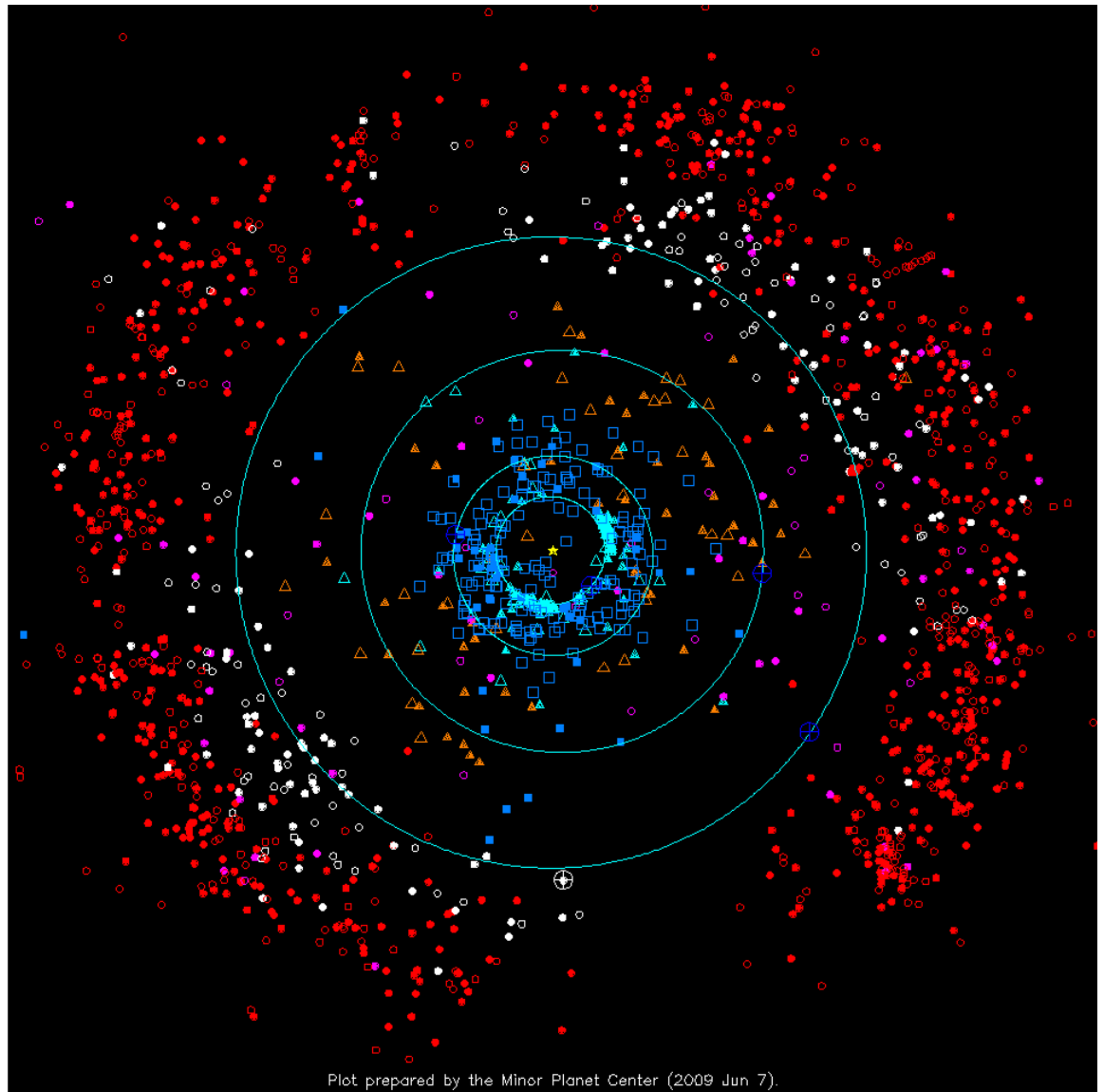


Figura 2.4: Posición en su órbita de los KBOs (TNOs y Centauros) conocidos a 7 de junio de 2009. Los círculos azul claro son las órbitas de los planetas exteriores (Júpiter, Saturno, Urano, y Neptuno), la posición de los mismos para esa fecha se ha indicado con símbolos grandes azul oscuro. Triángulos cian: objetos con excentricidades inusualmente altas. Triángulos naranjas: Centauros. Círculos blancos: Plutinos (Plutón es el círculo blanco con una cruz). Círculos magenta: SDOs. Círculos rojos: TNOs Clásicos. Los objetos observados durante una única oposición están indicados con símbolos abiertos, los observados durante varias oposiciones con símbolos rellenos. Cuadrados rellenos azul claro: cometas periódicos numerados. Cuadrados azul claro no rellenos: otros cometas. Imagen obtenida del Minor Planet Center (<http://www.cfa.harvard.edu/iau/lists/OuterPlot.html>).

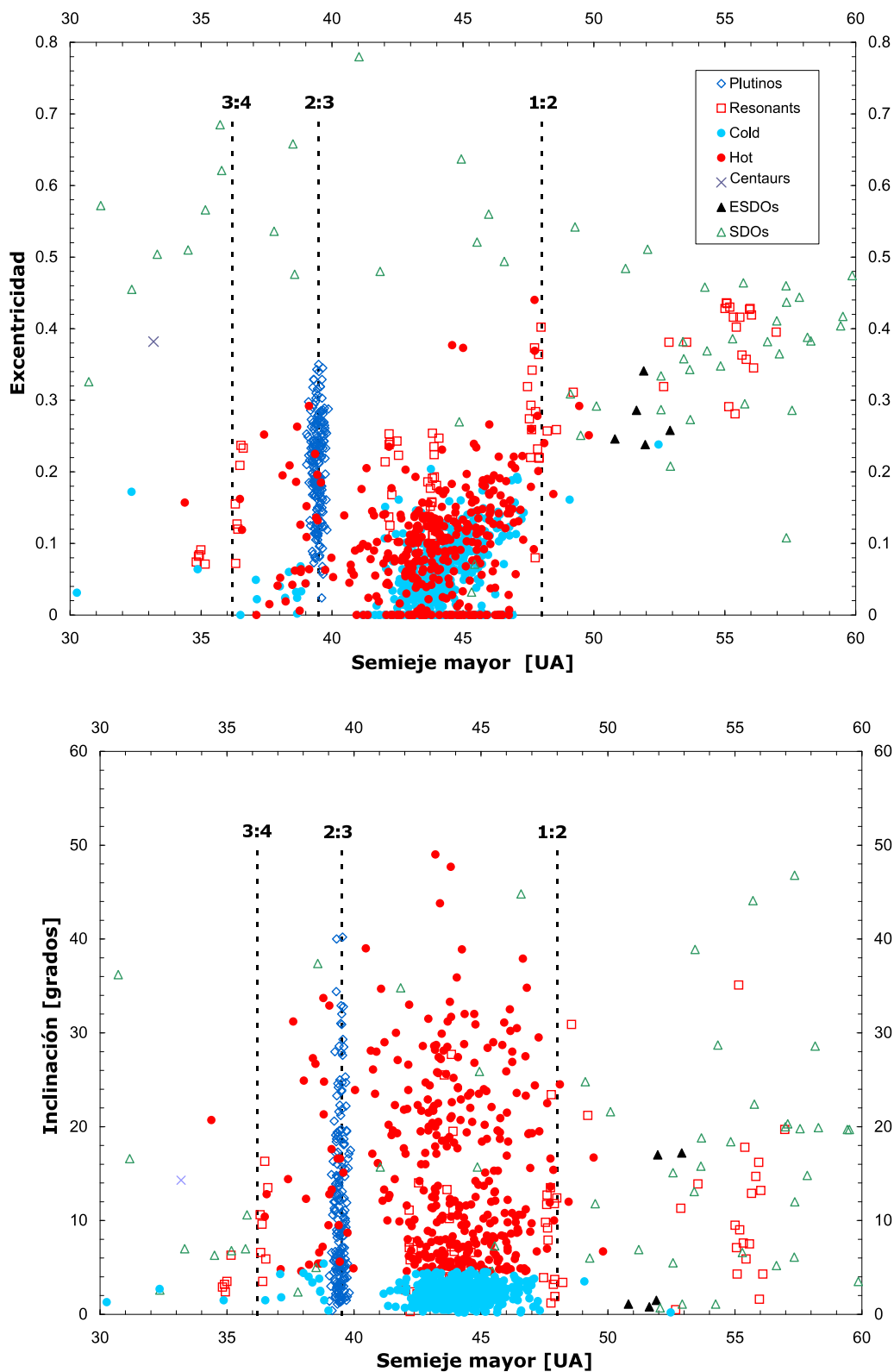


Figura 2.5: Excentricidades e inclinaciones de los objetos con órbitas bien conocidas, en función del semieje mayor. Los distintos colores indican diferentes poblaciones de KBOs. Las principales resonancias con Neptuno se indican con líneas verticales discontinuas. Se han tomado sólo objetos con el semieje mayor entre 30 y 60 UA. Gráfica propia con datos del MPC.

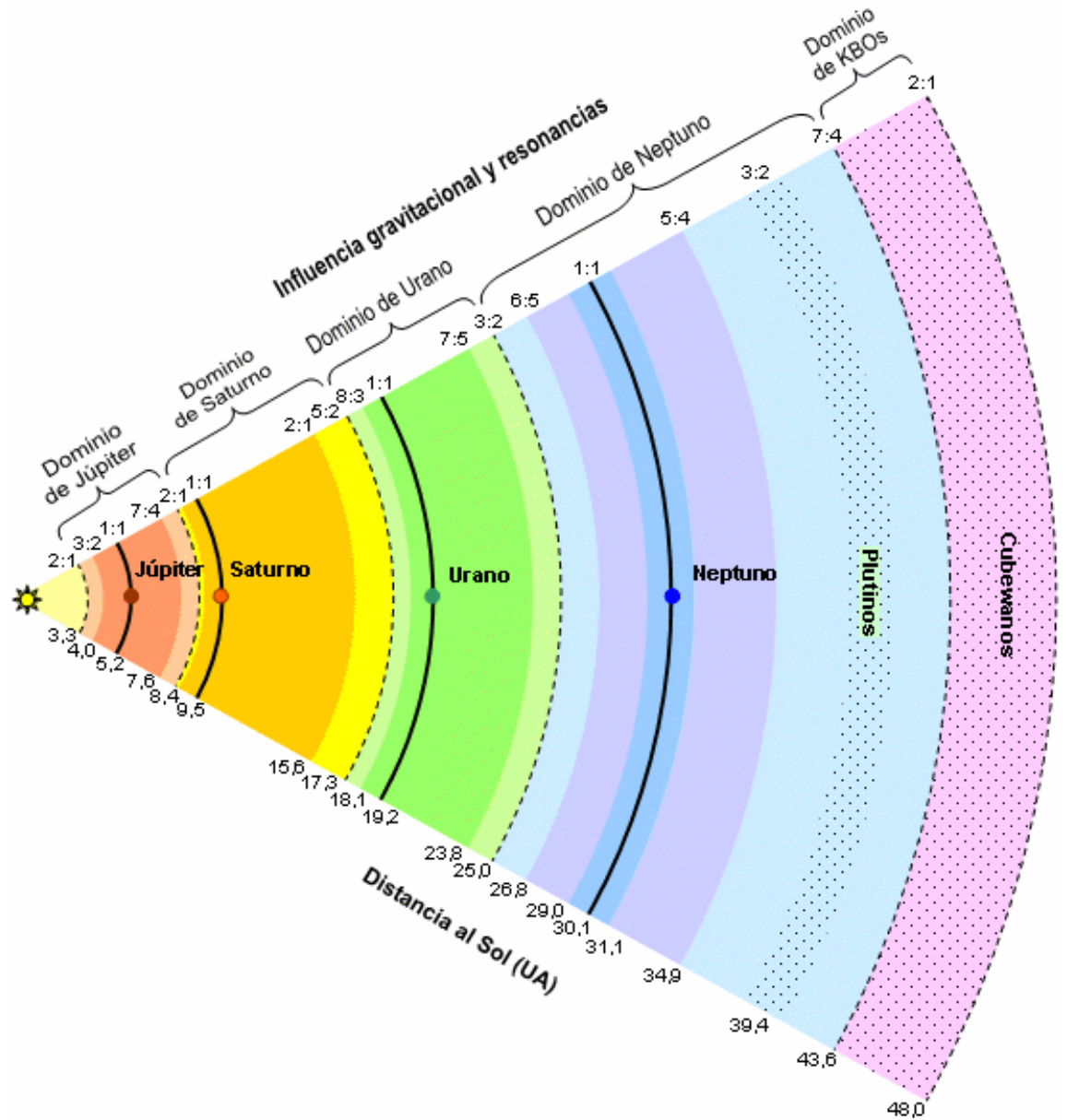


Figura 2.6: Principales resonancias orbitales debidas a la influencia de los planetas gigantes del sistema solar externo (figura cortesía de Lucas Vidal).

$$\log \Sigma(< m_R) = \alpha \cdot (m_R - m_0) \quad (2.2)$$

donde,  $m_R$  es la magnitud en el filtro R; y  $m_0$  es la magnitud para la que tendríamos un objeto por grado cuadrado de cielo. El valor de  $\alpha$  se obtiene directamente al hacer el ajuste lineal dado por la expresión 2.2. Un ejemplo de gráfica de la función acumulada de luminosidad puede verse en la figura 2.7.

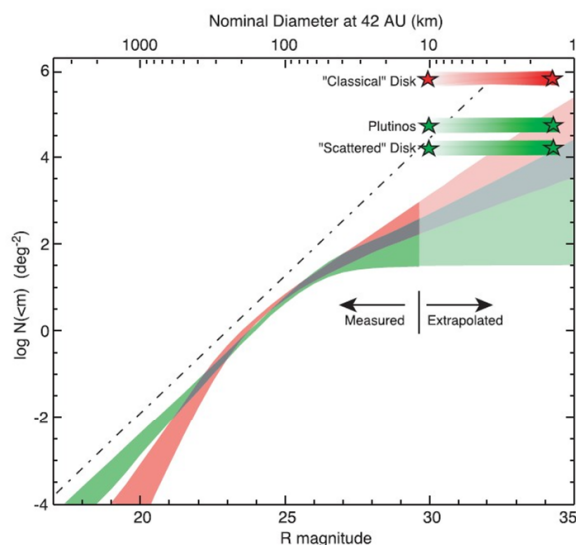


Figura 2.7: Densidad superficial acumulada para la población excitada de objetos transneptunianos (en verde), y para los objetos Clásicos del cinturón transneptuniano (en rojo) frente a magnitud en el filtro R. Se ha supuesto una doble ley de potencias para el ajuste mostrado. La línea de puntos corresponde al ajuste lineal obtenido por Trujillo et al. (2001). Las pendientes de estos ajustes nos dan el valor del parámetro  $\alpha$ . Figura extraída de Bernstein et al. (2004).

La pendiente  $\alpha$ , está también directamente relacionada con el índice de una ley diferencial de potencias de la distribución de tamaños mediante la sencilla expresión  $q = 5\alpha + 1$ . Dicha ley diferencial de potencias toma la expresión para la distribución de tamaños:

$$n(r) \cdot dr \propto r^{-q} \cdot dr \quad (2.3)$$

donde,  $r$  es radio del objeto, y  $q$  el índice de la ley diferencial de potencias (obtenido a partir de  $\alpha$  como acaba de verse). El índice  $q$  obtenido de los diferentes rastreos es del orden de 4.2, ya que la pendiente del ajuste,  $\alpha$ , es del orden de 0.66 (Trujillo et al. 2001b). Sin embargo, este valor tan grande de la pendiente no se puede mantener para todos los posibles tamaños de TNOs pues si así fuera la masa del cinturón de Kuiper divergería.

Así, se asume usualmente, que el índice  $q$  decrece para objetos con tamaños de decenas de kilómetros.

Algunos resultados posteriores indican una pendiente  $\alpha$  aún mayor. De hecho, un resultado de Bernstein et al. (2004), usando los resultados de todos los rastreos existentes hasta entonces, encuentra un valor para  $\alpha \sim 0.8$  para los objetos más brillantes, dicha pendiente disminuiría hasta 0.3 para los objetos más débiles ( $m_R > 24$ ). Dos años más tarde Petit et al. (2006) utilizan los resultados de su rastreo de satélites irregulares de Urano y Neptuno y determinan un valor  $\alpha \sim 0.76$  (para  $m_R$  de 22 a 25 mag), muy parecido al obtenido por Trujillo et al. (2001b), y Gladman et al. (2001). Uno de los últimos trabajos a este respecto (Fraser et al. 2008) extiende la función de luminosidad al rango  $m_R$  entre 21 y 26 mag. Estos autores encuentran que la función de luminosidad está bien representada por una ley de potencias con  $\alpha \sim 0.65$ . Los mismos autores intentaron ajustar la distribución de luminosidad por una doble ley de potencias, que diera cuenta de un cambio de pendiente como el encontrado por Bernstein et al. (2004) para los objetos más débiles, pero no lo consiguieron. A finales de 2008, sin embargo, los dos primeros autores del anterior trabajo (Fraser y Kavelaars 2008) publican un nuevo resultado para la función de luminosidad (para  $m_R$  entre 21 y 28 mag), donde esta vez sí encuentran una ley de potencias que se rompe para  $m_R \sim 26$ . Así, obtienen un valor de  $\alpha \sim 0.69$  para objetos con  $m_R = 21 - 26\text{mag}$ , y otro valor menor,  $\alpha \sim -0.4$  para  $m_R > 26\text{mag}$ . Por otro lado, algunos investigadores han señalado que la distribución de tamaños parece ser una función de la distancia perihélica (Hughes 2003).

La masa total del cinturón de Kuiper clásico puede obtenerse integrando la distribución de tamaños entre los tamaños máximo y mínimo supuestos, y multiplicando el resultado por el volumen y la densidad. Usando  $q = 4.2$  (la obtenida de los ajustes, a partir de  $\alpha$ ), y tomando como límites de diámetro mínimo y máximo 100 y 2000 kilómetros, respectivamente se obtiene:

$$M(100\text{km}, 2000\text{km}) \approx 0.03 \cdot M_{\oplus}$$

donde,  $M_{\oplus}$  es la masa de la tierra. Esta masa sería solo la de los TNOs Clásicos. Si añadimos el resto de los objetos: Centauros, Resonantes, etc, el resultado del cálculo anterior da unas 0.1 masas terrestres para la masa del cinturón. Como parece existir un número similar de SDOs, la masa total del cinturón debería ser el doble, es decir, del orden de 0.2 masas terrestres. Por tanto, la masa total del disco transneptuniano conocido se piensa que debería estar en el rango de las 0.1–0.2 masas terrestres como mucho. Estas estimaciones cambiaron en el año 2004 cuando se descubrieron indicios de que  $q$  decrece para objetos menores de 30 km usando un pequeño rastreo llevado a cabo por Subaru. También, los resultados del rastreo muy profundo con el telescopio espacial Hubble demuestran claramente que el número de TNOs pequeños es mucho menor del que se obtiene extrapolando a partir del valor  $q=4$  (Bernstein et al. 2004). El trabajo de Bernstein et al. (2004) que ya hemos citado muestra que una ley de potencias biparamétrica es consistente

con los datos, y también prueba que el cinturón Clásico tiene una distribución de tamaños distinta a la población excitada (SDOs y ESDOs), como puede verse en la figura 2.7.

La masa total puede entonces obtenerse utilizando la doble ley de potencias de Bernstein et al. (2004), sin necesidad de asumir diámetros máximos y mínimos, ya que la integral ahora no diverge. La masa total así obtenida es de 0.01 masas terrestres para el cinturón clásico. Sin embargo, la masa del cinturón tuvo que haber sido, al menos, dos o tres órdenes de magnitud mayor que la masa actual para que cuerpos tan grandes como Plutón, 2003EL<sub>61</sub>, Eris, Makemake, o Quaoar puedan haber crecido por acreción. Además, si integramos la densidad superficial de la nebulosa solar entre las 30 y las 50 UA se obtiene del orden de 10 masas terrestres. La cuestión por lo tanto es, ¿dónde está la masa que falta? La pérdida de masa del cinturón transneptuniano se piensa que puede haber ocurrido por alguno de los siguientes mecanismos:

- **Agotamiento dinámico (Dynamical depletion)**

Que podría haberse producido de dos diferentes maneras:

1. El paso repetido de embriones planetarios ( $\sim 1$  masa terrestre) dispersados por Neptuno podría excitar las excentricidades e inclinaciones de algunos TNOs hasta hacerlos encontrarse con Neptuno, que los eyectaría fuera del sistema solar, o los inyectaría hacia la parte más interna del mismo. Este proceso podría limpiar la región transneptuniana de cuerpos.
2. Los TNOs fueron desviados directamente hacia órbitas hiperbólicas u órbitas que cruzaban la órbita de Júpiter y fueron así eliminados sin la intervención de Neptuno. Sólo el paso de una estrella a través del cinturón Transneptuniano primitivo podría hacer esto.

- **Erosión colisional**

Que consiste en la transformación paulatina en partículas de polvo por colisiones, y la posterior eyección por presión de radiación y arrastre PoyntingRobertson podría también haber reducido la masa del cinturón de Kuiper primitivo. Esta transformación en partículas de polvo por efecto de colisiones requiere una distribución de masas muy irreal, con la mayoría de la masa distribuida en cuerpos de 10 km o menores. Recientemente, Benavidez y Campo Bagatín (2009) descartan que un mecanismo colisional haya podido erosionar y eliminar una masa inicial tan grande.

De la extrapolación de los resultados de su rastreo de gran área optimizado para los TNOs más brillantes, Trujillo et al. (2003) concluían que debería haber del orden de 10 cuerpos de unos 1000km de diámetro esperando a ser descubiertos e incluso uno del tamaño de Plutón El análisis de Bernstein et al. (2004) no era tan optimista, pues concluía que el único TNO del tamaño de Plutón existente era el propio Plutón, cosa que ha demostrado ser falsa tras el descubrimiento de Eris, 2003EL<sub>61</sub>, Makemake, etc. La existencia de estos



cuerpos comparables a Plutón y quizá de otros de mayor tamaño ya fue predicha por algunos modelos de acreción, aunque este tema no estará completamente cerrado hasta que se haya barrido todo el cielo, tanto en el hemisferio norte, como en el sur. Alguno de los modelos que intentan explicar la distribución actual del cinturón, incluso predicen la posible existencia de un objeto de tamaño comparable al de Marte aún sin descubrir, situado a más de 100 UA, (Lykawka y Mukai 2008).

Hay un límite real para el cinturón transneptuniano clásico a 48 UA. Sabemos que no es un límite debido a un sesgo observacional causado por el hecho de que los objetos más allá de 48 UA sean más débiles, sino que es un resultado firme de los diferentes rastreos llevados a cabo por diferentes grupos. No obstante, podría haber objetos más allá de  $\sim 70UA$  que no habrían sido descubiertos con la sensibilidad de los actuales rastreos (Trujillo et al. 2001b), por lo que, estrictamente, sólo se puede concluir con certeza que hay un hueco entre las 48 y  $\sim 70UA$ . Incluso podría existir un segundo cinturón transneptuniano aún no detectado, hasta más masivo que el actual, o un objeto de masa planetaria, más allá de las 85 UA, quizá situado a unas 120 UA como han sugerido Ortiz et al. (2007a). El origen de este límite a 48 UA es aún un misterio, aunque algunas explicaciones han sido ya propuestas, como: un paso estelar cercano (Ida et al. 2000), la existencia de un planeta masivo y distante (Brunini y Melita 2002; Lykawka y Mukai 2008), la formación del sistema solar exterior completo a 30 UA y su migración posterior (Levison y Morbidelli 2003), etc. Un paso estelar debería haber dejado una firma clara en la inclinación de los TNOs (Brown et al. 2001), lo que no se observa, y esta teoría tiene además otras debilidades. El cuerpo distante de tamaño planetario tiene también debilidades, incluyendo el hecho de que dicho objeto debería haber sido detectado ya, salvo que se encontrara en una región peculiar. Ya hemos visto antes que el paso de una estrella y el planeta distante del tamaño de la Tierra o Marte han sido propuestos también para explicar la existencia de los ESDOs como Sedna y 1999CR<sub>105</sub>, y para explicar la pérdida de masa del cinturón. Algunos investigadores no se sienten cómodos con la idea de un final brusco para el cinturón, y esperan que otro cinturón sea descubierto más pronto o más tarde, quizá en el rango de las 100-120 UA (Ortiz et al. 2007a).

Como se acaba de ver, ha habido varios intentos de explicar la arquitectura actual del cinturón de Kuiper (y del sistema solar exterior) a partir de modelos de evolución dinámica del sistema solar, algunos usando incluso causas “externas” al propio sistema planetario. Dentro de los modelos que no apelan a factores externos al propio sistema solar, el más completo, y el que parece haber dado mejores resultados hasta la fecha es el conocido como modelo de Niza (o *Nice model*) cuyos resultados se publicaron en tres artículos de especial relevancia en el año 2005 (Tsiganis et al. 2005; Morbidelli et al. 2005; Gomes et al. 2005). Este modelo de evolución dinámica reproduce bastante bien la arquitectura actual de los planetas exteriores del sistema solar. Según este modelo, los cuatro gigantes gaseosos estaban inicialmente en una configuración mucho más compacta que en el momento actual, con semiejes mayores de las órbitas comprendidos entre las 5.5, y las 14.2 UA. Partiendo de esta configuración inicial, y modelando un disco de  $\sim 35$  masas terrestres, se observa que las resonancias orbitales producidas entre Jupiter y Saturno desequilibran

todo el sistema, haciendo que Júpiter se acerque un poco hacia el sol, y que el resto de los gigantes gaseosos se alejen paulatinamente de dichas posiciones iniciales, hasta llegar a su posición actual. Durante este proceso los planetas habrían barrido y eyectado dinámicamente los planetesimales presentes en el disco hacia el cinturón transneptuniano, el disco disperso, e incluso hacia la nube de Oort. El modelo consigue reproducir muy bien los actuales elementos orbitales de los planetas gigantes, pero no logra reproducir las diferentes poblaciones observadas dentro de los TNOs, en particular los TNOs Clásicos Calientes (a altas inclinaciones orbitales), y los Fríos (con inclinaciones orbitales bajas).

Si el paso de una estrella cercana se descartara, las especulaciones que llevaron a Kuiper a proponer la existencia de un cinturón transplutoniano son de nuevo aplicables, así nos encontramos con una situación similar a la de los años 50 del siglo XX, de nuevo, en las fronteras del conocimiento, y al límite de lo que permiten los detectores usados en la actualidad.

## 2.4 Propiedades físico-químicas de los KBOs

### 2.4.1 Colores

Los colores de los KBOs nos dan información de la composición de su superficie, de forma que la capacidad de “reflectancia” (o albedo) de la misma es el resultado de diferentes efectos ópticos sobre el material que compone dicha superficie (hielos, regolitos, etc). Los colores en el rango óptico presentan un intervalo de variación muy grande (Santos-Sanz et al. 2009; Doressoundiram et al. 2008; Peixinho et al. 2003; Peixinho et al. 2004; Delsanti et al. 2004; Doressoundiram et al. 2002; Doressoundiram 2003; Tegler y Romanishin 2000; Barucci et al. 2001; Jewitt y Luu 2001). Estos colores, relativos al sol, varían desde colores neutros o ligeramente azulados, hasta muy enrojecidos. Esta gran diversidad de colores sugiere una gran diversidad de superficies, posiblemente con distinta composición. Dicha diversidad de colores superficiales parece que se da también en el infrarrojo cercano, aunque aún hay pocos trabajos publicados para estas frecuencias (McBride et al. 2003; Delsanti et al. 2004; Delsanti et al. 2006).

No podemos usar filtros de banda estrecha para observar la mayoría de los TNOs y Centauros debido a que son extremadamente débiles. Por ello, la mayor parte de los objetos de los que hay datos de colores se han observado en el espectro visible, con un tímido incremento en los últimos años (como acabamos de ver un poco más arriba) de observaciones en el infrarrojo cercano. A día de hoy, la muestra de TNOs y Centauros con colores visibles (BVRI) medidos ha crecido hasta llegar a más de 100 objetos (Santos-Sanz et al. 2009; Peixinho et al. 2004; Doressoundiram 2003; Barucci et al. 2001; Boehnhardt et al. 2001; Jewitt y Luu 1998; Tegler y Romanishin 1998). Según se ha ido incrementando el número de datos, los huecos entre colores se han ido rellenando y, exceptuando los Centauros, no sobrevive la distribución bimodal de colores observada

inicialmente (Peixinho et al. 2003). Un ejemplo de gráfica  $V-R$  versus  $B-V$  para los KBOs con colores medidos hasta la fecha actual (mayo 2009) se puede ver en la figura 2.8.

Análisis estadísticos sugieren la presencia de varias correlaciones entre algunos colores y algunas propiedades dinámicas de los TNOs Clásicos y los SDOs, mientras que los Plutinos y los Centauros parecen ser más heterogéneos, y sin relaciones tan claras entre parámetros dinámicos y físicos. A partir de estudios de colores BVRI, Tegler y Romanishin (2000) sugirieron por primera vez la existencia de un grupo de objetos clásicos enrojecidos más allá de las 41 UA. Basándose en un conjunto de datos mayor, otros autores (Boehnhardt et al. 2002; Doressoundiram et al. 2002; Santos-Sanz et al. 2009; Trujillo y Brown 2002) proporcionaron evidencias mucho más claras de la existencia de este primer grupo de TNOs, que puede ser identificado por propiedades físicas y dinámicas similares: objetos Clásicos de colores muy rojos (gradientes espectrales por encima del 30%/100 nm) en órbitas dinámicamente Frías, es decir, con inclinaciones pequeñas respecto a la eclíptica y excentricidades bajas. Esta fue la primera clave de la existencia de dos poblaciones diferentes dentro de los objetos Clásicos, una población Fría, compuesta por objetos muy enrojecidos con inclinaciones orbitales por debajo de los 4.5 grados respecto de la eclíptica, y una población dinámicamente Caliente, compuesta por objetos menos enrojecidos, y cuyas inclinaciones orbitales están excitadas desde los 4.5 grados en adelante. La diferencia de colores entre ambas poblaciones puede ser debida a diferentes causas, pero la explicación preferida actualmente es que la población Clásica Caliente debió haberse formado más cerca del sol que la población Fría. Hay una gran variedad de procesos que podrían explicar la diversidad de colores observada en los TNOs: composiciones distintas durante la formación, recubrimiento de las superficies debido a colisiones, actividad de tipo cometario o presencia de una atmósfera tenue, “space weathering”, impactos de micrometeoritos, etc (ver sección 2.4.2). Es bastante probable que el responsable de esta variedad de colores no sea un único proceso, sino una mezcla de varios procesos, cuyos efectos de enrojecimiento o azulamiento de las superficies se suman o se restan.

Se han encontrado también otras correlaciones de colores con otros elementos orbitales (Santos-Sanz et al. 2009; Peixinho et al. 2004; Doressoundiram 2003). Parece que hay una correlación entre color y distancia perihélica para los objetos Clásicos, pero sólo para los intrínsecamente brillantes (es decir, los de mayor tamaño). Hay otras correlaciones difíciles de interpretar y hay incluso ausencia de correlaciones que pueden ser usadas para descartar alguna teoría evolucionaria propuesta para los TNOs y Centauros. Por ejemplo, no se encuentra correlación entre colores y la distancia afélica dentro de los SDOs, mientras que sería esperable que hubiera tal correlación porque estos cuerpos abandonan la protección del viento solar a unas 80 UA, y están más expuestos a los rayos cósmicos galácticos. Por lo tanto, parecería razonable, que las superficies de los cuerpos con afelios más alejados hubieran sido más alteradas que las de los cuerpos con afelios más cercanos, simplemente porque los últimos están expuestos menos tiempo a los rayos cósmicos galácticos fuera de la protección que brinda el viento solar. Los SDOs con inclinaciones mayores de 12 grados parecen mostrar colores muy parecidos a los de los objetos clásicos, lo que podría estar indicando un origen común. Finalmente, parece que el rango para el gradiente espectral de

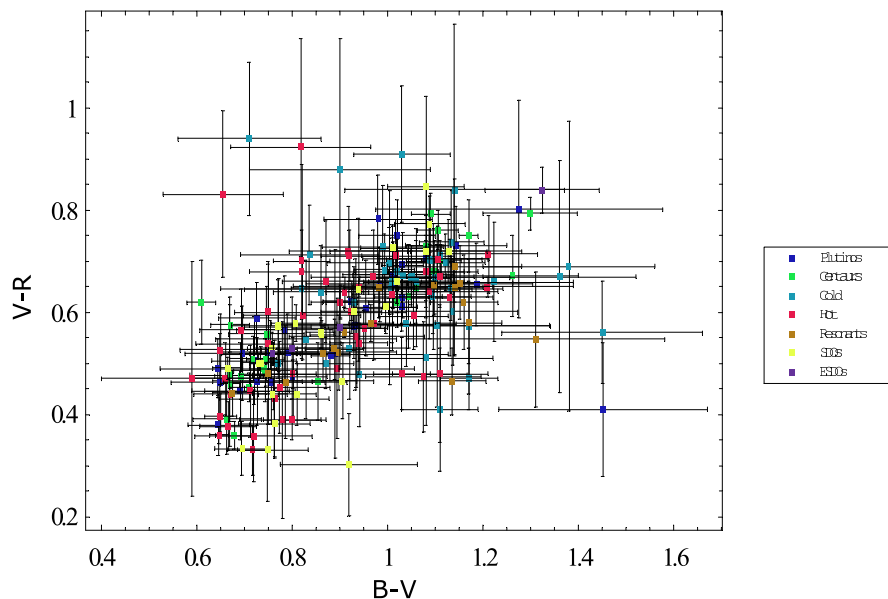


Figura 2.8: Gráfica del índice de color  $V-R$  frente a  $B-V$  para todos los TNOs y Centauros con colores medidos hasta la fecha. Los diferentes símbolos indican diferentes poblaciones dentro de los KBOs. Los índices de color para hacer esta gráfica se han obtenido de Santos-Sanz et al. (2009), y Hainaut y Delsanti (2002) –MBOSS colors–.

los TNOs y Centauros está confinado entre -10 y 70%/100 nm, y está enteramente poblado por objetos que se acercan como mucho al sol 35 UA.

### 2.4.2 Escenarios de evolución superficial

Hemos visto ya que las superficies de los TNOs y Centauros presentan una gran diversidad de colores, la pregunta clara es, ¿a qué es debida tal diversidad? Suponemos que los TNOs están compuestos por un conglomerado de hielo de agua, polvo, y algunas moléculas complejas formadas por hidrógeno, carbono, nitrógeno y oxígeno. Los modelos que explican la formación de la nebulosa presolar estiman un gradiente máximo de temperatura  $\sim 10K$  entre las 30 y las 50 UA. Con una diferencia tan pequeña de temperatura es difícil imaginar cómo las superficies (es decir, los colores observados) de los TNOs pueden ser tan diferentes. Tal diferencia composicional podría ser más comprensible si acudimos a los modelos de evolución dinámica que indican que algunas poblaciones de TNOs podrían haberse formado en diferentes lugares del sistema solar, para después moverse a dónde ahora se encuentran hoy en día, como resultado de la migración de los planetas gigantes. Las condiciones químicas y de temperatura, en esas regiones de formación, sí podrían ser capaces de explicar la diversidad de colores (superficies). Hay sin embargo otro procesos que podrían explicar la diversidad superficial, sin necesidad de apelar a un origen espacial distinto. Dichos procesos

serían capaces de modificar las superficies de los TNOs, aunque hubieran tenido un origen común, y por tanto una composición físico-química similar. Algunos de estos procesos capaces de alterar las superficies de los TNOs son: la alteración química debida a radiación de alta energía (o “space weathering”), el recubrimiento superficial debido a depósitos de hielo producidos tras colisiones (o “collisional resurfacing”), la existencia de una atmósfera o coma producida por actividad de tipo cometario, y el criovulcanismo. Cada uno de estos procesos puede envejecer (enrojecer), o rejuvenecer (azular) las superficies de los TNOs. Describimos con más detalle dichos procesos de modificación superficial:

- **Recubrimiento superficial producido por impactos (collisional resurfacing)**

Colisiones energéticas podrían arrancar partes de las superficies de los TNOs y sacar al exterior partes más profundas, quizá más ricas en hielos, que se depositarían en la superficie y tenderían a hacer neutra o azular la superficie. Dicho proceso colisional de rejuvenecimiento superficial fue propuesto por Jewitt y Luu (1998). Si el material excavado fuera de color y/o composición diferente al del manto el resultado sería un leve cambio de color por cada gran impacto. Así sería posible, por procesos colisionales reiterados, cambiar todo el color de la superficie. Desgraciadamente este modelo tiene sus limitaciones, pues sólo será efectivo cuando el material del manto y el enterrado bajo él tengan colores muy distintos. Por otro lado, también debe cumplirse que la escala temporal para el rejuvenecimiento por colisiones sea comparable a la escala temporal del space weathering.

Si este mecanismo está actuando realmente en los TNOs, deberían observarse variaciones de color debidas a la rotación de los objetos, ya que muchas superficies no habrían sido azuladas totalmente de forma efectiva, y deberían presentar inhomogeneidades superficiales de colores muy diferentes. No se han observado variaciones muy grandes en colores medidos por diferentes investigadores para fases rotacionales aleatorias, luego una anisotropía en el color parece algo raro. Aunque sí parece haber algún caso, como el Centauro (8405) Asbolus, o (32522) Thereus, que muestran superficie inhomogéneas compatibles con un escenario de recubrimiento debido a colisiones (Kern et al. 2000; Licandro y Pinilla-Alonso 2005).

- **Bombardeo de micrometeoritos**

No son necesarias colisiones de mucha energía para modificar total o localmente la superficie de un cuerpo sin atmósfera. Colisiones reiteradas de cientos, o miles de pequeños cuerpos (micrometeoritos) también podrían modificar las superficies de los TNOs y Centauros (Moroz 2004). Está modificación no se debería sólo a la posible erosión superficial producida por los micro-impactos, sino que los propios micrometeoritos pasarían a formar parte de la superficie del objeto, con lo que podrían aportar nuevos compuestos químicos, que también podrían alterar las superficies (y por lo tanto los colores de las mismas).

- **Alteración química por radiación de alta energía (space weathering)**

Las partículas de alta energía (rayos cósmicos, viento solar) que inciden sobre las superficies de los TNOs pueden producir cambios físico-químicos con el paso del tiempo. En principio, y basándonos en experimentos de laboratorio este proceso debería producir una corteza superficial enrojecida, si las superficies están compuestas por hielos ricos en carbono (figura 2.9). Según un trabajo de Strazzula y Johnson (1991) partículas con energías similares a las de los rayos cósmicos galácticos pueden penetrar hasta un metro en sólidos helados, con lo que podría formarse un manto oscuro, debido a esta irradiación, en una escala temporal del orden de los  $10^8$  años (Shul'Man 1972). Si las superficies de los TNOs han sido irradiadas de esa manera desde que se formó el sistema solar, deberían exhibir un manto enrojecido no volátil, rico en compuestos orgánicos. En tal caso no habría diversidad de colores para los TNOs.

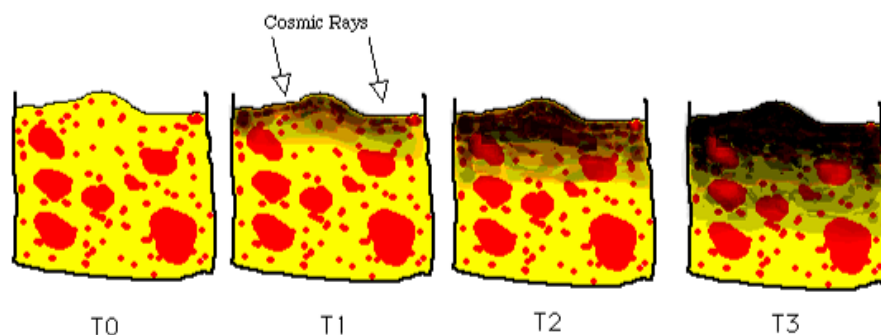


Figura 2.9: Representación esquemática del enrojecimiento superficial (“space weathering”) debido a la irradiación por partículas de alta energía de una superficie de hielo rica en compuestos orgánicos. El resultado final es la formación de un manto o corteza oscura. Imagen tomada de <http://www.ifa.hawaii.edu/faculty/jewitt/kb.html>.

No obstante, se han observado tendencias opuestas a ésta si los hielos son ricos en metano ( $\text{CH}_4$ ) y monóxido de carbono ( $\text{CO}$ ). En tal caso, se formarían diferentes materiales orgánicos en función de la irradiación, y un aumento excesivo de la misma podría volver incluso a hacer neutras o azular las superficies (Thompson et al. 1987). También se ha constatado que si se irradia directamente sobre hidrocarburos complejos (enrojecidos inicialmente), pueden llegarse a conseguir superficies neutras, en un proceso inverso al normal que se espera del “space weathering” (Moroz et al. 2003; Moroz et al. 2004). Desgraciadamente, no conocemos en que proporción están presentes los hielos y compuestos orgánicos en las superficies de los TNOs, por lo que no podemos saber a ciencia cierta cual de éstos es el proceso predominante.

- **Atmósfera o coma producida por actividad cometaria**

La correlación entre el color y la distancia perihélica junto con otras evidencias (atmósfera alrededor de Plutón, cambios en la curva de luz de 1996TO<sub>66</sub>) ha llevado a otros autores (Hainaut et al. 2000; Boehnhardt et al. 2001; Boehnhardt et al. 2002)

a proponer un tercer posible proceso de recubrimiento de las superficies de los TNOs: la recondensación de gas en forma de hielo y depósito del mismo. Dicho gas provendría de una atmósfera de tipo cometario que se produciría por actividad intrínseca e interminante del objeto. La superficie helada así rejuvenecida con nuevos hielos tendría un color más azulado.

La dependencia con el perihelio, afelio, o semieje mayor podría ser vista como un indicador del incremento del nivel de actividad del agente que domina la emisión cuando los KBOs estuvieran más cercanos al sol: sublimación de hielos de  $N_2$  y CO podría ser una posibilidad (Delsemme 1982). Sin embargo, el cambio en la curva de luz de 1996TO<sub>66</sub> puede ser también explicado utilizando el efecto oposición (Belskaya et al. 2006).

La creación de una fina atmósfera, o coma, en un TNO puede ser ayudada también por colisiones que podrían quebrar la frágil corteza que cubre algunos TNOs, y precipitar (o activar) la sublimación de las especies químicas más volátiles (Delsanti et al. 2004). Para que esto suceda, el manto que cubre el TNO debe de ser suficientemente fino para permitir la sublimación de los volátiles, y el objeto debe encontrarse a una distancia heliocéntrica tal, que las temperaturas sean suficientes para que haya sublimación. La atmósfera así generada podría inducir una superficie uniforme en los objetos más grandes capaces de mantenerla, y haría que los objetos más grandes no mostraran apenas variación al rotar (esto se discute en profundidad en la sección 7.9.1.2, a partir de nuestros datos rotacionales de KBOs). Uno de los puntos débiles de este modelo es que predice una correlación entre el color y la inclinación orbital opuesta a la que se encuentra.

- **Criovulcanismo**

Los procesos de criovulcanismo (o vulcanismo a muy bajas temperaturas producido por un “magma helado”) se han observado en algunos satélites helados de los planetas gigantes, por ejemplo: en Europa, Encélado y Tritón, satélites de Júpiter, Saturno, y Neptuno, respectivamente. Sería posible que dicho proceso tuviera lugar también en alguno de los TNOs más grandes. De hecho, dicho proceso se ha propuesto como mecanismo de renovación superficial continua del TNO (50000) Quaoar, en el que se detectaron trazas de hielo de agua cristalina (Jewitt y Luu 2004), y de otros TNOs de gran tamaño, como Caronte (Cook et al. 2007). El criovulcanismo, en estos casos, podría estar relacionado con la presencia de hidrato de amonio.

Los resultados de algunos modelos (Thébault 2003), desarrollados usando suposiciones simplificadas de la estructura del cinturón transneptuniano y de los procesos físicos de evolución superficial, no apoyan la correlación color versus inclinación mencionada anteriormente. En cambio, los modelos predicen una correlación con la excentricidad que no se ha encontrado en los datos existentes. Gomes (2003) y Morbidelli et al. (2003) introducen una interpretación para la población clásica dinámicamente excitada (objetos Clásicos en orbitas de alta inclinación y excentricidad, la población “Caliente”): estos objetos podrían ser cuerpos expulsados de la región de los gigantes gaseosos Urano y

Neptuno. Debido a las diferentes condiciones más cerca del sol, estos objetos podrían haber crecido hasta grandes tamaños antes de ser inyectados en la región Clásica lo que podría ser una explicación alternativa al misterioso origen de la población Caliente. Como subproducto de esta interpretación los autores sugieren que las propiedades químicas de los objetos clásicos dispersados (Calientes) podrían ser distintas a las de los objetos Fríos, lo que debería explicar la tendencia al azulamiento en vez de tener gradientes espectrales muy enrojecidos.

Es muy posible que la diversidad de colores de los TNOs y Centauros pueda explicarse por una combinación compleja de efectos de evolución superficial (como los que se acaban de explicar), junto con efectos debidos a un diferente origen primordial, en definitiva, un rompecabezas con muchas piezas que necesita más observaciones para ser resuelto (al menos en parte).

### 2.4.3 El efecto oposición

Otros resultados fotométricos están relacionados con la llamada función de fase. Las medidas de las magnitudes de algunos TNOs a diferentes ángulos de fase alrededor del sol muestran que hay un incremento brusco en el brillo cerca de la oposición, cuando el ángulo de fase está muy próximo a cero. Este incremento es casi lineal con un valor promedio de 0.15 magnitudes por grado (Sheppard y Jewitt 2002; Schaefer y Rabinowitz 2002). Este comportamiento es mucho más acusado que el observado en Plutón. Los asteroides con albedos pequeños también muestran este tipo de comportamiento brusco con la fase por lo que dicha dependencia acusada podría ser un indicador de TNOs con superficies de albedo pequeño, como se sospechaba inicialmente, ya que los cometas de período corto tienen albedos muy pequeños.

### 2.4.4 Espectros

El espectro visible de la mayor parte de los TNOs no presenta estructuras destacables, aunque algunos objetos muestran estructuras de absorción anchas y débiles, posiblemente debidas a alteración acuosa de minerales (Fornasier et al. 2004; de Bergh et al. 2004; Lazzarin et al. 2003). Algunos de ellos presentan pendientes de enrojecimiento importantes, como ya se intuía de las medidas fotométricas, especialmente en los Centauros.

Las distintas pendientes medidas son compatibles con la variedad de colores observada en las campañas de fotometría realizadas. El programa observacional de larga duración de TNOs con el telescopio VLT (ESO, Cerro Paranal, Chile) ha sido el que ha obtenido el mayor número de espectros de TNOs hasta el momento (Boehnhardt et al. 2003), y ha detectado estas bandas anchas de absorción relacionadas posiblemente con minerales alterados por agua. Este programa de observación también ha mostrado gracias a la rotación de los objetos que las superficies de algunos TNOs es claramente heterogénea.



Los espectros en el IR cercano son una herramienta muy poderosa para revelar estructuras de absorción debidas a diferentes especies moleculares como el hielo de agua. En particular, las estructuras espectrales debidas al hielo de agua en 1.5 y 2.0 micras son sencillas de detectar en la mayor parte de los cuerpos del sistema solar, y era esperable que se detectaran también en los TNOs, ya que en su composición debería haber un gran porcentaje de hielo de agua. Sin embargo la razón señal/ruido es normalmente muy baja incluso para los mayores TNOs y con los mayores telescopios. Por tanto la idea de detectar hielo de agua en los TNOs era una tarea complicada. La primera detección de hielo de agua fue hecha con el telescopio Keck (Brown et al. 1999). Hasta el momento sólo se ha detectado hielo de agua en algunos TNOs y Centauros, como en 2003EL<sub>61</sub> (Pinilla-Alonso et al. 2009; Merlin et al. 2006), 2005RR<sub>43</sub> (Pinilla-Alonso et al. 2007), etc. Se ha detectado también metano (CH<sub>4</sub>) en algunos de los TNOs más grandes, como Plutón, (50000) Quaoar (Schaller y Brown 2007), 2005FY<sub>9</sub> (Licandro et al. 2006), Eris (Dumas et al. 2007), en estos dos últimos también podría haberse detectado nitrógeno (N<sub>2</sub>) helado (Licandro et al. 2006a; Tegler et al. 2008a), etc.

Algunos modelos que suponen diferentes composiciones superficiales pueden ajustar los datos espectroscópicos, esto significa que los modelos no dan resultados únicos en cuanto a composiciones. Sin embargo la mayor parte de las composiciones superficiales supuestas son compatibles con mezclas de compuestos orgánicos con diferentes cantidades de hielo de agua, e incluso carbono puro. Hay pistas de alteración acuosa de algunos minerales en algún TNO, y poco más se puede decir. Cuando hay también medidas de albedo geométrico para algún TNO los modelos pueden constreñirse más (Cruikshank y Dalle Ore 2003), pero diferentes composiciones pueden ajustar los espectros en algún caso. Las medidas de albedo, por tanto, son muy importantes.

### 2.4.5 Albedos

Hay diferentes tipos de albedo. El albedo al que usualmente nos referiremos es el albedo geométrico  $p$  en la banda V, que está relacionado con el concepto más amplio de albedo,  $A$ , a través de la ecuación:

$$p = A \cdot q \quad (2.4)$$

donde,  $q$  es la integral de fase cuyo valor es conocido, a partir de diferentes modelos de dispersión de la luz. Para obtener albedos geométricos a partir de las observaciones se necesitan datos en el visible y en la parte térmica del espectro. A través del uso de modelos térmicos sencillos podemos obtener las incógnitas:  $A$ ,  $p$  y  $r$ , donde  $r$  es el radio del cuerpo. El resto de las variables del modelo térmico son parámetros conocidos o se obtienen de las magnitudes observadas.

Las observaciones térmicas para los TNOs deberían hacerse idealmente en el rango de

las 60–70 micras, ya que la temperatura esperada para un TNO está alrededor de los 50K. Esto pudo hacerse con ISO para un objeto, y para unos cuantos objetos con el telescopio infrarrojo Spitzer (Stansberry et al. 2004; Stansberry et al. 2005; Stansberry et al. 2008). En un futuro cercano se podrá usar también el telescopio infrarrojo Herschel, que fue lanzado el 14 de mayo de 2009, y para el que ya hay aprobado un programa de observación de TNOs y Centauros con 280 horas de uso del telescopio concedidas a un grupo internacional al que pertenecemos (Müller et al. 2008; Müller et al. 2009). Este programa incrementará, sin lugar a dudas, nuestro conocimiento de albedos de TNOs y Centauros.

Desde observatorios situados en tierra el rango de observación más cercano a esta banda térmica es el milimétrico. El radiotelescopio IRAM–30 ha sido usado para un buen número de objetos, aunque sólo se ha detectado claramente señal para unos pocos. Para el resto sólo se ha obtenido un límite inferior para los albedos. Otra técnica para estimar albedos es la medida directa del tamaño del objeto usando el Hubble Space Telescope (HST), aunque sólo se ha medido así el albedo de Quaoar y de el de Eris pues solamente los objetos más grandes presentan discos que pueda resolver el HST. El objeto 2004DW podría ser potencialmente mayor que Quaoar, pero su albedo no ha sido medido aún.

Si se compilan todas las medidas de albedos obtenidas hasta el momento es claro que la mayor parte de los objetos tienen albedos geométricos por encima del valor canónico 0.04, que es el utilizado normalmente para los cometas. Un valor más apropiado para los TNOs parece ser 0.12. Por lo tanto, los TNOs son oscuros, pero no tan oscuros como los núcleos cometarios. Algunos albedos han sido medidos por el Spitzer (Stansberry et al. 2004; Stansberry et al. 2005; Stansberry et al. 2008) como el de Varuna y otros TNOs grandes. Sus albedos son incluso mayores que 0.15, lo que refuerza la afirmación de que  $p = 0.04$  es un valor demasiado bajo para estos cuerpos. Esta conclusión podría ser un debida a un sesgo observacional, ya que los objetos para los que se ha medido el albedo son los más grandes. Quizá los TNOs más pequeños tengan albedos más bajos. Sin embargo, hay datos para objetos binarios pequeños (sección 2.4.7) que se pueden interpretar como indicadores de que efectivamente los albedos son mayores que el valor canónico de 0.04, también para los TNOs de pequeño tamaño.

#### 2.4.6 Variabilidad fotométrica

Las series temporales fotométricas de TNOs y Centauros han mostrado que algunos de estos objetos tienen una variabilidad fotométrica notable. Según resultados hasta el año 2004, aproximadamente el 27% de estos cuerpos presenta una variación fotométrica (amplitud) por encima de 0.15 mag, aproximadamente el 15% tienen amplitudes por encima de las 0.40 mag, e incluso el 9% de los TNOs muestra amplitudes superiores a las 0.60 magnitudes (Sheppard y Jewitt 2003; Ortiz et al. 2003a). Esta variabilidad es mucho más pronunciada que la de los asteroides de tamaños similares del cinturón principal. Resultados muy actuales (Thirouin et al 2009; Duffard et al. 2009), muestran que el porcentaje de objetos con variabilidad mayor que 0.15 mag es mucho menor (10-17%) que lo que se creía hasta

hace poco (ver sección 7.7).

Estas variaciones fotométricas se deben a la propia rotación del cuerpo que puede tener una forma irregular o a estructuras de diferente albedo que pueda haber en la propia superficie del cuerpo, o quizá a una combinación de ambas causas. Sin embargo, las marcas superficiales producen normalmente variaciones pequeñas de magnitud. Variaciones de color en el máximo o el mínimo de las curvas de luz podrían indicar variabilidad inducida por marcas superficiales más que por forma irregular de los cuerpos. Curvas de luz con pico doble pueden, por otro lado, indicar forma irregular más que marcas superficiales, pero una distribución de albedo apropiada puede “imitar” cualquier curva de luz debida a forma irregular. Si asumimos que las variaciones fotométricas son debidas únicamente a formas irregulares (lo que es estrictamente válido sólo para cuerpos con amplitudes grandes) podíamos pensar que los TNOs son más irregulares que sus análogos del cinturón principal de asteroides. Esto podría explicarse si los TNOs tuvieran estructuras internas débiles o fueran estructuras tipo “montón de escombros”<sup>2</sup>, fácilmente deformables por la propia rotación del cuerpo. Sin embargo, datos más actuales indican que la variabilidad no parece ser mayor que en los asteroides (Thirouin et al 2009; Duffard et al. 2009).

Variaciones extremas quizá sólo pueden ser explicadas en términos de binarios muy próximos o binarios de contacto (Sheppard y Jewitt 2004). El estudio de los periodos rotacionales y las amplitudes para las distintas poblaciones de TNOs revela también alguna tendencia, y actualmente ya empezamos a contar con el suficiente número de datos para hacer estudios interesantes sobre posibles correlaciones (ver capítulo de Rotación, y citar artículo de Audrey sobre rotaciones).

A partir de las curvas de luz de los TNOs más grandes pueden obtenerse conclusiones interesantes, algunas de las cuales se discuten en el capítulo 7. Varuna tiene una curva de luz con doble pico con un período de 6.34h, sin variaciones de color en los máximos o mínimos, lo que indica que la variabilidad es debida a una forma muy elongada. Tal elongación es notable para un objeto tan grande (cuyo tamaño se supone de unos 900km de diámetro). Jewitt et al 2000 concluyen que la estructura interna de este objeto apenas debe tener fuerzas de cohesión y se comportaría como una “pila de escombros” deformada por rotación. Usando figuras de equilibrio para cuerpos sin fuerzas de cohesión han podido calcular una densidad del orden de los  $1000\text{kg}/\text{m}^3$  que es muy pequeña para un objeto tan grande, incluso si estuviera compuesto fundamentalmente de hielos y rocas. Jewitt et al. concluyen que una densidad tan baja podría ser el resultado de una alta porosidad. Por lo tanto, Varuna podría tener una estructura de “pila de escombros” muy porosa. Posteriores medidas del albedo de Varuna por Stansberry et al (2004) muestran que este es del orden de 0.17, lo que indica un diámetro menor para este objeto, de unos 600km, por lo que la densidad estimada por Jewitt et al. debe ser mayor.

---

<sup>2</sup>Traducción directa de la expresión inglesa: *rubble-pile*. Este tipo de material es altamente poroso y con una estructura de baja cohesión, probablemente debida a un pasado colisional. Es el tipo de material del que se cree están compuestos los cometas, algunos asteroides, y también, probablemente, algunos TNOs y Centauros.

Para el objeto Quaoar, que es incluso mayor que Varuna, el periodo de rotación tan lento y la amplitud tan pequeña que se han medido (Ortiz et al. 2003b) no permiten obtener conclusiones muy relevantes respecto a la densidad y estructura interna. Es muy interesante estudiar los períodos y amplitudes rotacionales de los TNOs más grandes, ya que estos cuerpos no son productos colisionales por lo que deberían retener información del momento angular primordial de la nebulosa solar en el instante de su formación. Se cree que los TNOs más pequeños se han formado a partir de colisiones por lo que no deberían haber conservado esta información primordial.

Una descripción más profunda sobre variabilidad fotométrica debida a rotación puede consultarse en primeras secciones del capítulo 7.

### 2.4.7 Objetos binarios

Una cuestión clave para determinar masas y densidades es la detección de sistemas de TNOs binarios. Esto se consiguió ya hace tiempo (Veillet et al. 2002) y en la actualidad se conocen  $\sim 50$  sistemas binarios o múltiples descubiertos fundamentalmente usando el HST o Sistemas de Óptica Adaptativa (Benecchi et al. 2008; Noll et al. 2008; Barker y Noll 2007). La masa puede ser deducida para los objetos binarios utilizando el período orbital del satélite y el semieje mayor de la órbita. Para determinar la densidad hace falta estimar los tamaños de los cuerpos. Comoquiera que los tamaños son muy complicados de medir con exactitud (salvo que el primario sea un objeto muy grande), hay que asumir un albedo, por lo que las densidades calculadas de esta manera estarán afectadas de una gran incertidumbre. Por lo tanto, asumiendo un albedo de por ejemplo 0.04 podemos calcular los diámetros y con ello las densidades. Para un albedo de 0.04 las densidades obtenidas para algunos TNOs binarios son del orden de  $500\text{kg}/\text{m}^3$  (Osip et al. 2003), valor mucho menor que el esperado. Para obtener densidades más razonables cercanas a los  $1000\text{kg}/\text{m}^3$  debemos usar albedos del orden de 0.09, valor consistente con los albedos derivados radiométricamente (obtenidos en observaciones milimétricas) que son cercanos a 0.08.

El porcentaje de binarios en el cinturón de Kuiper es mayor que en el cinturón de asteroides, los binarios están más separados y las masas de ambos componentes son usualmente similares, en contraste con los asteroides binarios del cinturón principal. (Noll et al. 2002) señalan que hay al menos un 5% de TNOs binarios con separaciones angulares de 0.15 segundos de arco e incluso un 15% de los objetos podrían ser binarios con separaciones de 0.1 segundos de arco. Más recientemente, Noll et al. (2008a) han identificado dos posibles poblaciones dentro de los TNOs binarios. En una muestra de 101 TNOs Clásicos encuentran un 29% de binariedad para inclinaciones orbitales menores que  $5.5^\circ$ , y sólo un 10% de binarios dentro de los objetos con inclinaciones mayores que  $5.5^\circ$ . Estos resultados apoyan la existencia de las dos poblaciones, separadas por inclinación, dentro de los objetos Clásicos: los objetos Clásicos Fríos (menos inclinados), y los Clásicos Calientes (más inclinados). Estudios recientes de los colores de los objetos

binarios (Benecchi et al. 2008), indican también que la distribución de colores es muy similar a la del resto de la población general de TNOs, presentando también una amplia variedad de colores, desde los más azulados, a los más enrojecidos. Se ha constatado también que los colores de los dos componentes del mismo binario son prácticamente idénticos.

Se han propuesto diferentes escenarios para explicar la formación de una fracción tan grande de objetos binarios con tamaños similares (Weidenschilling 2002; Goldreich et al. 2002; Petit y Mousis 2004; Funato et al. 2004), pero todas las propuestas necesitan un disco transneptuniano con una masa inicial grande, de acuerdo con los modelos de acreción y la densidad superficial de la nebulosa solar. Por tanto, ahora hay pocas dudas de que la masa inicial del cinturón transneptuniano debió ser mayor de lo que es en la actualidad.

## Capítulo 3

# Instrumentación y técnicas básicas de reducción de datos

“Tú también, ¡oh cometa!, bello y violento, que atrajiste el corazón de este frágil universo hacia el tuyo...”

*Percy Shelley,  
“Epipsychidion”, 1821*

Todos los datos de las campañas de observación descritos en el capítulo 5 han sido adquiridos usando colectores matriciales bidimensionales de fotones conocidos como dispositivos o detectores CCDs. Estos detectores generan gran cantidad de efectos no deseados que deben ser eliminados de los datos o imágenes brutas. Al proceso que convierte una imagen o dato bruto bidimensional en una imagen ya procesada lista para medir se le llama proceso de **reducción**. Una vez procesados los datos o imágenes podrán ser utilizados para medir el flujo fotónico de nuestros objetos en los rangos de longitudes de onda seleccionados, y para calibrarlos según las escalas fotométricas estándar. Hoy por hoy, las técnicas de reducción de imágenes astronómicas son procesos prácticamente estandarizados y mecánicos. En este capítulo se describen las técnicas básicas de reducción utilizadas sobre las imágenes. Existen muchos paquetes de software para ejecutar estas tareas y obtener los mismos resultados finales. La mayor parte de los datos e imágenes reducidas en esta tesis se han hecho utilizando el lenguaje de programación IDL (Interactive Data Language) creado por la empresa estadounidense RSI.

### 3.1 Detectores CCD

Haremos aquí una breve introducción de las cuestiones básicas referentes a los detectores CCD, y sobre todo su relación con la astronomía y la astrofísica. Existen excelentes monografías y libros sobre los detectores CCD donde se puede ampliar y completar esta información (Martinez y Klotz 1997; Howell 2006; Burke et al. 2005).

Los Dispositivos de Carga Acoplada o CCDs (Charge Coupled Devices) han revolucionado, sin duda, la astronomía moderna. Fueron inventados en 1969 en los laboratorios Bell (Boyle y Smith 1970; Amelio et al. 1970). Hasta el año 1975 no se tomó la primera imagen astronómica con un CCD, y hasta los años 80 no se popularizó su uso astronómico, en la actualidad se ha extendido su uso en muchas cámaras fotográficas digitales. Los CCDs son matrices bidimensionales compuestas por pequeñas unidades colectoras de fotones fabricadas con silicio. Estas unidades son conocidas como elementos de imagen, o más habitualmente “píxeles”. Los fotones incidentes en la matriz de píxeles golpean el silicio contenido dentro de los mismos y son absorbidos. La absorción fotónica causa la generación de electrones por parte del silicio (efecto fotoeléctrico). La sensibilidad del detector CCD depende de la eficiencia cuántica de la matriz de píxeles, es decir, de la cantidad de fotones que deben incidir sobre cada píxel para una longitud de onda dada para conseguir arrancar un electrón. Los electrones generados de esta forma se mantienen en un pozo de potencial mediante la aplicación de voltajes en el píxel. Podemos visualizar cada uno de los píxeles como diminutos vasos de agua que, en vez de llenarse con líquido, se van llenando de electrones. Cuantos más fotones hayan incidido en un píxel concreto, más electrones se habrán generado, más lleno estará el vaso, si seguimos con el símil de los vasos de agua. Así, el comportamiento de un detector CCD es lineal, a mayor número de fotones incidentes mayor número de electrones generados en un píxel dado.

Cuando la exposición a la luz termina, el CCD se lee transfiriendo estos electrones atrapados por medio de una variación cíclica de un potencial eléctrico aplicada sobre bandas de semiconductores horizontales y aisladas entre sí por una capa de  $SiO_2$ . De este modo el CCD se lee línea a línea, aunque existen numerosos diseños distintos. La carga contenida en cada píxel es detectada y amplificada por un amplificador de salida. El voltaje de salida medido para un píxel dado se convierte en un número digital, que se suele llamar “cuentas” o bien ADUs (Analog to Digital Units). El número de electrones necesarios para producir un ADU es lo que se conoce como ganancia. Hay muchas fuentes internas de error durante este proceso de funcionamiento de un CCD. En todos los CCD el ruido electrónico aumenta fuertemente con la temperatura y suele doblarse cada 6 u 8 kelvin. Es por ello extremadamente importante cuantificar los electrones térmicos que también se han sumado, en cada píxel, a los debidos a la exposición fotónica. Las CCDs astronómicas se enfrían a temperaturas muy bajas y, mientras la temperatura se mantenga estable, es posible cuantificar y quitar los electrones generados térmicamente. Un error que no se puede quitar es el ruido de lectura, que son los electrones introducidos en cada píxel en las cuentas finales debidos al propio modo de leer el CCD. Este ruido de lectura está distribuido estadísticamente y centrado en un valor promedio y está limitado por las

propiedades electrónicas de cada CCD. La sensibilidad de un CCD dependerá de la eficiencia cuántica de los píxeles, es decir, de la cantidad de fotones que deben incidir sobre cada píxel para arrancar electrones del silicio. Generalmente, nos referimos a un CCD astronómico no haciendo referencia a sus dimensiones físicas, sino al número de píxeles, y al campo total de imagen sobre la matriz CCD una vez instalado el detector en el telescopio. Los tamaños típicos de los píxeles son del orden de fracciones de segundo de arco, esto es lo que se conoce como la escala o resolución del CCD, y se suele expresar en arcseg/píxel.

## 3.2 Reducción de imágenes CCD

La adquisición de imágenes directas es el uso más sencillo que se le puede dar a un CCD en los campos de la astronomía y la astrofísica. La imagen directa se puede usar para longitudes de onda visibles o en el infrarrojo cercano. En esta sección se describen los métodos de procesado (reducción) de imágenes para observaciones visibles, muchos de estos métodos se pueden extender a detectores infrarrojos con alguna modificación.

### 3.2.1 Efectos sistemáticos

En la adquisición de una imagen CCD se producen una serie de efectos sistemáticos cuya corrección es sencilla si previamente se toman las medidas oportunas. Se describen brevemente estos efectos, así como las técnicas básicas para eliminarlos de nuestras imágenes.

#### 3.2.1.1 Bias y overscan

Sobre un detector CCD se aplica siempre un voltaje constante con el fin de mantener los electrones confinados dentro de los pozos de potencial (píxeles). Esto produce una señal de corriente directa diferente de cero cuando leemos el CCD. Esta señal, que básicamente es un offset que hay que quitar a la imagen final, se puede determinar usando una región llamada de sobre-escaneo (overscan), que habitualmente consiste en unas pocas filas o columnas situadas en los borde de cada imagen, y que no son expuestas a la luz. Promediando todos los valores de los píxeles de esta zona de sobre-escaneo podemos obtener un valor constante que puede restarse a todos los píxeles de la imagen para así corregir este efecto. Como la zona de overscan se adquiere a la vez que la propia imagen reflejará muy bien el ruido electrónico real y cualquier variación temporal. Lo negativo es que las regiones de sobre-escaneo o overscan no contienen la información bidimensional completa en todos los píxeles de la imagen.

Por lo tanto, y además del overscan, que corrige del nivel de corriente directa para cada imagen, es necesario hacer otras correcciones bidimensionales que den cuenta de las



pequeñas variaciones en la frecuencia espacial de los amplificadores a través de todo el detector CCD. Como esta variación sucede en todas las columnas y filas del detector es necesario restar a las imágenes información bidimensional que muestre la estructura de todo el CCD. Tal imagen bidimensional recibe el nombre de “bias” (tendencia) y se obtiene leyendo el CCD tras una exposición de cero segundos con el obturador cerrado. Como sustraer una única imagen bias puede introducir ruido de lectura para esa imagen concreta, suelen promediarse unas cuantas imágenes bias y la imagen resultante es la que se usa para hacer la sustracción. El promediado de bias usado debería descartar los valores más grandes y más pequeños para cada píxel. Para controlar que estos efectos de corriente directa son constantes durante toda la noche, las imágenes bias se suelen tomar al principio y al final de la misma. Una imagen bias contiene tanto el nivel de corriente directa (overscan) como sus variaciones. Los detectores CCD de alta gama actuales suelen tener efectos de corriente directa muy estables. Por lo tanto no suele ser necesaria una sustracción imagen a imagen del overscan. Una única imagen bias promediada que se reste a todas las imágenes de la misma noche, ignorando las zonas de overscan, suele ser más que suficiente para corregir de este efecto de corriente directa.

### 3.2.1.2 Corriente de oscuridad (dark)

En cada píxel, por el hecho de estar a una temperatura diferente del cero absoluto, se generan térmicamente algunos electrones, este efecto se conoce como ruido térmico. Este ruido térmico del propio CCD y su entorno añade también algunas cuentas extra a las imágenes. Estas cuentas deberían ser restadas a cada imagen. Para hacer esta corrección bastará con adquirir imágenes con el obturador cerrado y el mismo tiempo de exposición que las imágenes que queremos corregir, estas imágenes se conocen como imágenes de corriente de oscuridad o “darks”. De la misma manera que para la sustracción del bias deberían tomarse unas pocas imágenes de corriente de oscuridad (darks) para cada tiempo de exposición diferente y promediarse (o hacer la mediana) luego en una sola imagen que es la que finalmente se resta a cada imagen. Además, si alguna de las imágenes de corriente de oscuridad o darks de larga exposición captara rayos cósmicos, estos serían eliminados si hacemos la mediana de las imágenes. Los detectores se enfrían, precisamente, para minimizar esta corriente de oscuridad. Los CCDs modernos, enfriados con nitrógeno líquido ( $-195.8C$ ), tienen corriente de oscuridad muy baja, por lo que no es necesario sustraer los darks a las imágenes, al menos si queremos hacer fotometría visible. Sin embargo, correcciones por corriente de oscuridad, y por tanto imágenes darks, sí son necesarias si trabajamos en el infrarrojo cercano. Si corregimos por imágenes de corriente de oscuridad no será necesario corregir por bias, ya que el nivel de bias está, lógicamente, incluido en cada una de las imágenes dark.

### 3.2.1.3 Imagen de campo uniformemente iluminado (flat field)

Todos los CCDs presentan variaciones de sensibilidad píxel a píxel. Además de ello a menudo no están uniformemente iluminados, lo que puede introducir un gradiente de iluminación en las imágenes. Para corregir este efecto se utilizan imágenes de campo uniforme o plano, conocidas también como “flat fields”, o simplemente “flats”. Estas imágenes se consiguen exponiendo el CCD bajo una luz homogénea que típicamente se obtiene tomando imágenes de cielo en el crepúsculo (al amanecer o al anochecer), o iluminando uniformemente alguna pantalla situada en la propia cúpula del telescopio. La exposición debe de ser lo suficientemente larga para que obtengamos una imagen de alta relación señal/ruido, pero sin llegar a saturar ningún píxel del CCD. La imagen así tomada dará cuenta de las variaciones de sensibilidad píxel a píxel, y también de todos los patrones (donuts, franjas, etc.) que puedan aparecer en el detector y/o filtro debidos a píxeles malos, suciedad, motas de polvo, etc. Es necesario tomar imágenes flat en cada uno de los filtros en los que vamos a observar, dado que la suciedad de los mismos no estará distribuida de la misma forma y darán patrones diferentes en la imagen. Como en los efectos anteriores, es conveniente promediar varias imágenes flat en una única imagen final. La técnica de promediado para producir la imagen flat final debe ser tal que elimine píxeles con cuentas por encima de 3 sigma respecto a la media. Esto puede hacerse calculando la mediana de todas las imágenes flat, o usando un proceso de promedio conocido como “sigma-clipping”, que precisamente elimina los píxeles con un valor sigma seleccionado por encima de la media. También puede obtenerse la imagen flat final promediando todas las imágenes científicas que tengamos de una noche dada. El promedio mediante mediana, o mediante sigma-clipping, eliminará las estrellas y objetos de la imagen. La imagen flat así obtenida mostrará sólo las variaciones píxel a píxel debidas al CCD y los filtros usados y recibe el nombre de “superflat”.

### 3.2.1.4 Obtención de la imagen corregida

Para obtener la imagen final corregida de todos estos efectos sistemáticos deberemos restar a nuestras imágenes científicas el bias y dividir las por la imagen de campo uniformemente iluminado (flat) tomada en el mismo filtro que cada una de las imágenes. Los imágenes flat promedio finales deben haber sido previamente normalizadas al valor uno para así preservar las cuentas originales tanto como sea posible. El proceso completo se puede expresar matemáticamente como:

$$I_{corr} = \frac{I_{orig} - \langle B \rangle}{N \langle F - \langle B \rangle \rangle} \quad (3.1)$$

donde,  $I_{corr}$  es la imagen final corregida,  $I_{orig}$  es la imagen bruta original,  $B$  es la imagen “bias”,  $F$  es la imagen de campo uniformemente iluminado o “flat”,  $\langle \rangle$  indica una imagen promedio de unas cuantas imágenes, y  $N$  es un factor de normalización. Hay que tener en

cuenta que en esta expresión  $I_{corr}$ ,  $I_{orig}$ ,  $B$ , y  $F$  son imágenes, es decir, matemáticamente son matrices bidimensionales.

Las imágenes finales así corregidas pueden presentar todavía efectos cosméticos que necesitan ser corregidos.

### 3.2.2 Efectos “cosméticos”

Llamaremos efectos “cosméticos” a todos aquellos que afecten **localmente** a la calidad de la imagen. Como son efectos locales a menudo pueden ignorarse y no afectarán a la ciencia que queramos hacer con nuestra imagen. Sin embargo, en algún caso puede suceder que estos efectos afecten precisamente a zonas de la imagen sobre las que queremos medir. En tal caso deberemos corregir la imagen de estos defectos cosméticos.

#### 3.2.2.1 Fringing

Algunas observaciones en luz monocromática, o casi monocromática, pueden causar patrones de franjas sobre nuestra imagen CCD. Estas franjas se deben a interferencias entre ondas de luz reflejadas dentro del propio CCD, o bien a luz de longitud de onda larga que pasa a través del array y se refleja desde atrás dentro de él. Este efecto se conoce en el argot astrofísico como “fringing”, un ejemplo de este molesto efecto cosmético puede verse en la figura 3.2. Una de las causas productoras de este efecto más importante son las líneas de emisión del cielo nocturno que se producen en la atmósfera superior de la tierra. Estas líneas de emisión del cielo nocturno se deben fundamentalmente a transiciones de los iones hidroxilos,  $OH^-$  que se hallan en la mesosfera. Debido al movimiento propio de la alta atmósfera terrestre, a la concentración de iones  $OH^-$ , y a su tiempo de decaimiento tan largo, estas líneas de emisión son altamente variables e intensas, incluso dentro de la misma noche. El efecto del “fringing” es generalmente más intenso cuando utilizamos el filtro I (ver sección 4.1.1).

Eliminar estas franjas de nuestras imágenes puede ser un problema complejo. Como las imágenes de campo uniformemente iluminado (flat fields) se obtienen con luz “blanca” no servirán para corregir estas franjas. Además, dichas franjas tienen un patrón aditivo, y tienen por lo tanto que ser sustraídas de la imagen, y no divididas como se hace con un flat. Existen varios métodos, más o menos equivalentes, para eliminar el fringing. Nuestro preferido es el siguiente:

1. Restamos el bias de todas las imágenes tomadas en el filtro dado para las que se observan problemas de franjas.
2. Normalizamos el nivel de cielo de todas las imágenes en ese filtro al nivel de cielo promedio en cada imagen. El factor de normalización obtenido se usará en el paso 7,

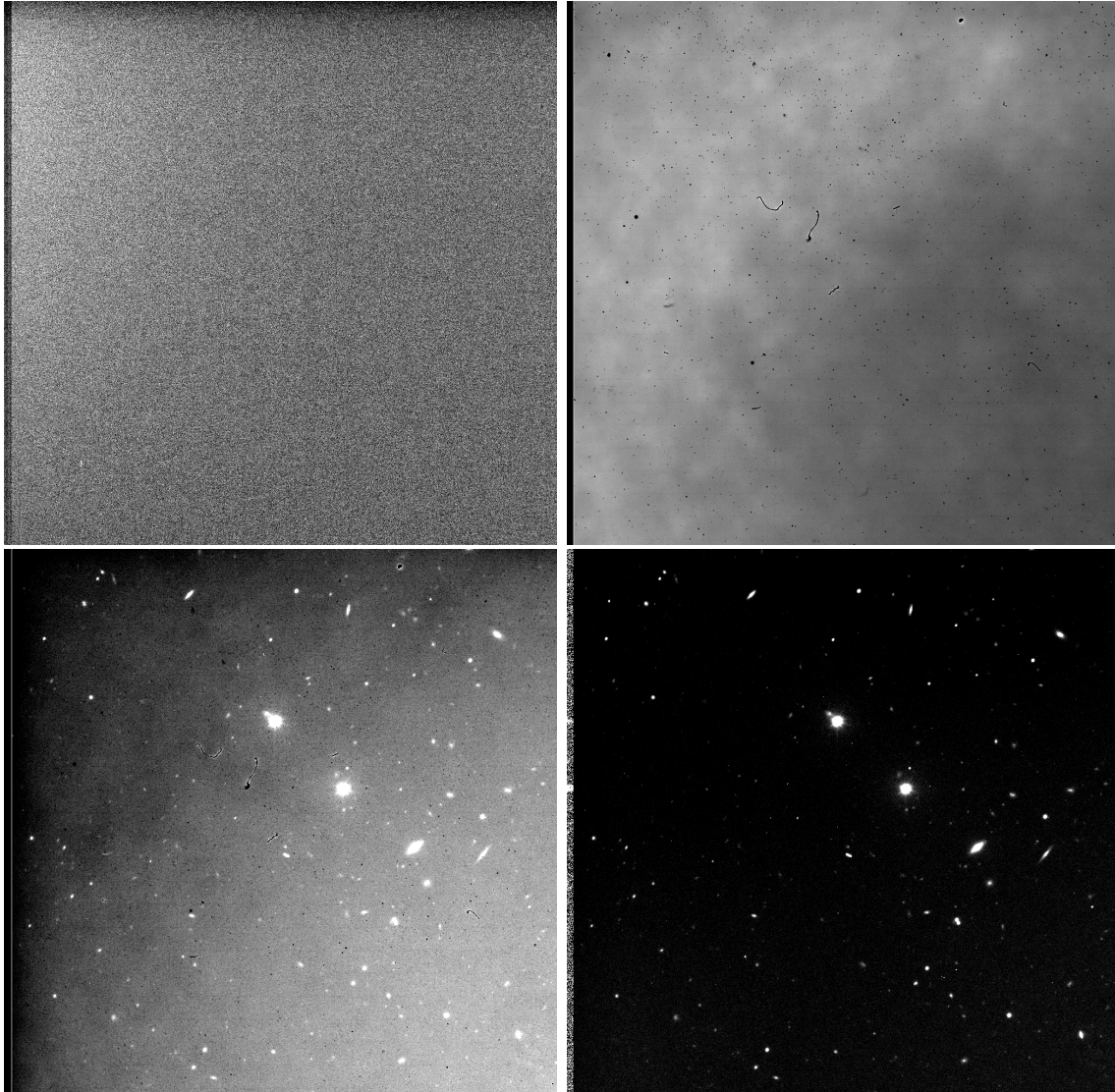


Figura 3.1: Ejemplos de imágenes CCD tomadas con el detector FORS1 de VLT (ESO). Las imágenes son recortes del mismo campo de la imagen de aproximadamente 1000x1000 píxeles. Arriba a la izquierda: una imagen “Bias” en la que la homogeneidad de cuentas es patente. Arriba a la derecha: Imagen de campo uniformemente iluminado (‘flat’) tomada en el filtro I, se ve claramente la inhomogeneidad de sensibilidad del CCD, hay píxeles malos (fríos y calientes) y suciedad (manchas, pelusas, etc.). Abajo a la izquierda: Imagen de cielo en el filtro I antes de haber sido reducida, nótese que presenta aún las inhomogeneidades que se ven en la imagen de flat. Abajo a la derecha: Misma imagen en el filtro I que la anterior una vez reducida según el método indicado en este capítulo y resumido en la ecuación 3.1. Nótese la columna en el borde izquierdo de todas las imágenes, es la columna de “overscan” o sobre-escaneo, que no se ha usado para la reducción.

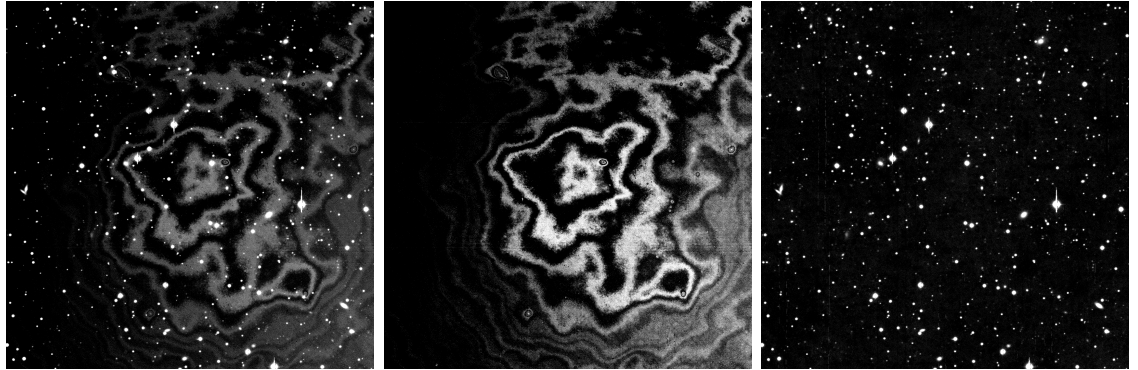


Figura 3.2: A la izquierda: ejemplo clarísimo de “fringing” o franjas en una imagen de 600 segundos de integración tomada con el instrumento WFC (ver sección 5.3.3.1) del INT (ver sección 5.3.3) sin usar filtro. La imagen fue tomada el 5 de julio de 2008, y es un recorte de 1500x1500 píxeles de la imagen total. En el centro: imagen maestra del patrón de “fringing” generada como se explica en el proceso de eliminación de franjas (ver texto). A la derecha: imagen corregida obtenida restando a la imagen original (izda.) el patrón de “fringing” (centro) multiplicado por un factor de escala, como se explica en el texto. Nótese que esta imagen final está prácticamente libre de franjas (faltaría dividirla por la imagen de flatfield para completar la reducción).

por lo que es conveniente guardarlo.

3. Hacemos la mediana de todas las imágenes en el filtro correspondiente. La imagen resultante no contendrá objetos, sólo el patrón de franjas y también las estructuras propias del flat field.
4. Dividimos la imagen resultante del paso anterior por el flat en el filtro correspondiente. El resultado es una imagen del patrón de interferencias que hemos dividido por el flat, pero que no debería estar dividida, pues en la corrección final de la imagen original vamos a dividir de nuevo por el flat.
5. Calculamos el nivel de cielo promedio y se lo restamos a la imagen anterior, así tendremos solamente la imagen, corregida de flat field, del patrón de franjas.
6. Multiplicamos el resultado anterior por el flat field. Así conseguimos la imagen maestra del patrón de franjas.
7. Para cada imagen, multiplicamos la imagen maestra del patrón de franjas por el factor de normalización obtenido en el paso 2 para esa imagen concreta.
8. Restamos el resultado anterior a la imagen original, y así lograremos quitar las franjas.
9. Las imágenes sin franjas se dividen finalmente por el flat en el filtro que corresponda.

Ocasionalmente, las franjas no desaparecen totalmente en algunas imágenes, en tal caso pueden ser eliminadas buscando factores de normalización (paso 7) de forma interactiva. Además, cuando hay grandes variaciones en las condiciones de la noche, el patrón de franjas cambia considerablemente y este procedimiento no puede eliminarlas de toda la imagen. En estos casos deberemos intentar corregir las franjas al menos en las regiones que tengan interés fotométrico.

### 3.2.2.2 Píxeles y columnas malas

En un detector CCD es habitual encontrar píxeles aislados o pequeños grupos de píxeles con corrientes de oscuridad muy superiores a la de los píxeles vecinos. Estos píxeles darán cuentas extremadamente altas respecto a la media. Debido a esto, estos píxeles o grupos de ellos se suelen llamar píxeles calientes (“hot pixels”) o manchas calientes (“hot spots”). También hay píxeles o grupos de ellos en los que se da el efecto contrario, son píxeles con sensibilidad cero, o cercana a cero. Estos píxeles reciben el nombre de píxeles fríos (“cold pixels”), o manchas frías (“cold spots”). En conjunto, los píxeles o grupos de píxeles calientes y/o fríos reciben el nombre de píxeles malos.

Hay métodos para crear máscaras globales de píxeles malos, e incluso algunos observatorios proveen de ellas para cada uno de sus detectores. Por lo general, sólo es necesario corregir estos efectos si afectan a la zona de la imagen con interés científico. La corrección consiste simplemente en reemplazar las cuentas de los píxeles malos por el valor promedio de sus píxeles vecinos buenos. La manera más común de evitar estas correcciones es intentar que el objeto/s cuyo estudio nos interesa caiga en las imágenes lejos de estas zonas de píxeles malos.

A veces, aunque esto es menos frecuente, pueden aparecer columnas o filas enteras de píxeles malos (fríos o calientes). Estas filas o columnas malas se eliminan interpolando los valores de cuentas de las filas o columnas vecinas.

En la actualidad se ha popularizado un método más sencillo para eliminar de una imagen píxeles y columnas malas. Este método se conoce con el nombre de “dithering”, y consiste en desplazar un poco el telescopio en cada exposición individual para luego combinar las imágenes del mismo campo mediante mediana o “sigma-clipping” (ver sección 3.2.1.3), lo que hará desaparecer los posibles píxeles y columnas malas.

### 3.2.2.3 Rayos cósmicos

Es bastante común detectar impactos de rayos cósmicos en nuestras imágenes, sobre todo para tiempos de exposición largos. Estos rayos cósmicos suelen dejar picos de intensidad muy pronunciados localizados en algunos píxeles de la imagen. Los tiempos de integración usados en nuestro caso son como mucho de 1200 s. Tiempos tan largos se usaron solamente

para los objetos más débiles de los que se hizo fotometría absoluta en el filtro B, como se explica en las secciones 5.4.1, y 6.1. Para estos tiempos de exposición no suele ser necesario corregir de rayos cósmicos, pero si quisiéramos hacerlo, el método es similar al usado para eliminar los píxeles fríos y calientes. Para eliminar los rayos cósmicos de toda la imagen se pueden usar también rutinas automáticas. Estas rutinas identifican los candidatos a rayos cósmicos buscando píxeles cuyas cuentas están por encima de un cierto umbral. Este umbral suele tomarse típicamente como 5 veces la desviación estandar de un área de cielo en torno al píxel sospechoso. El flujo (cuentas/tiempo) de los candidatos a ser cósmicos se compara con el flujo de sus píxeles vecinos. Si el flujo de los píxeles vecinos es inferior al 6-8% del flujo del píxel sospechoso, entonces lo consideraremos como contaminado por un rayo cósmico, y lo reemplazaremos por interpolación. No usaremos una imagen para hacer fotometría si un rayo cósmico cae sobre el perfil del objeto que queremos estudiar.

Todos estos métodos de eliminación de rayos cósmicos están dejando de usarse en la actualidad, pues resulta mucho más sencillo, y menos engorroso, usar el método de “dithering” para quitar los cósmicos. Este método, mucho más directo y rápido, está descrito al final de la sección 3.2.2.2.

## Capítulo 4

# Técnicas fotométricas y otros métodos

**“Cuando vemos aparecer un cometa, pensamos que somos desventurados, pero la desgracia es del cometa.”**

*Bernard de Fontenelle.*

*“La pluralidad de los mundos”,*

*Paris, 1686*

En este capítulo se describen las técnicas fotométricas utilizadas para la obtención de los resultados de esta tesis doctoral. Primeramente, se describe la técnica de fotometría absoluta de apertura CCD. Posteriormente, se explican los métodos relacionados con la fotometría relativa CCD, utilizada para obtener los períodos de rotación y amplitudes de los TNOs y Centauros a partir de series temporales de datos fotométricos. Los métodos de cálculo de estos períodos de rotación, usando dichas series temporales de datos fotométricos, se describen también en esta segunda y última parte del capítulo.

### 4.1 Fotometría absoluta

Definimos fotometría como la medida de la luminosidad (intrínseca o reflejada) de cualquier objeto, en nuestro caso nos referiremos únicamente a objetos astronómicos. La fotometría es una de las técnicas básicas de la astronomía observacional, ya que permite estudiar la distribución espacial de la luminosidad de un objeto en una longitud de onda dada, así como la evolución temporal (si la hubiera), de dicha luminosidad. Podemos decir que la fotometría astronómica se originó en la Grecia clásica. Los antiguos griegos clasificaban la



luminosidad de las estrellas en seis clases que daban cuenta de su *magnitud*. La luminosidad de un objeto astronómico puede medirse, por tanto, estimando la *magnitud* de dicho objeto. El astrónomo griego Hiparco de Nicea elaboró en el siglo II A.C. un catálogo que contenía al menos 850 estrellas, visibles sin ayuda óptica. El catálogo daba información de la posición y *magnitud* de cada estrella. Hiparco asignó a las estrellas más brillantes visibles a simple vista la *magnitud* uno, y a las más débiles la seis: su clasificación de *magnitudes* ha sobrevivido hasta la actualidad. Hay que esperar hasta el siglo XIX para que el astrónomo inglés Norman Pogson proponga una escala logarítmica de *magnitudes* que reproducía bastante bien la clasificación de *magnitudes* utilizada por Hiparco. En la escala de Pogson, una estrella de magnitud aparente  $n$  es aproximadamente 2.5 veces más luminosa que otra de magnitud  $n+1$ . Entonces, y siguiendo a Pogson, la *magnitud*,  $m$ , de un objeto puede escribirse en términos de su luminosidad como:

$$m = -2.5 \cdot \log(F) \quad (4.1)$$

Donde  $F$  es una medida del flujo luminoso del objeto astronómico del que queremos medir la magnitud.  $F$  puede ser por ejemplo: número de fotones por unidad de tiempo. Si tenemos dos estrellas con flujos luminosos  $F_1$  y  $F_2$ , la diferencia de sus magnitudes podrá expresarse de la siguiente forma:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \cdot \log \frac{F_1}{F_2} \quad (4.2)$$

El signo menos de las ecuaciones 4.1 y 4.2 es el responsable de que los objetos más luminosos tengan un valor numérico más pequeño en magnitud que los objetos menos luminosos.

La estrella más débil visible a simple vista, según la escala definida por la ecuación 4.1, tendrá magnitud seis, que es la magnitud límite para el ojo humano sin ayuda de ningún instrumento óptico. Esta magnitud viene determinada por el diámetro máximo de la pupila humana, que es de unos siete milímetros en condiciones de visión nocturna. Si utilizamos un instrumento óptico, la magnitud límite se verá incrementada por un factor  $G$ , conocido como la potencia luminosa del instrumento óptico.

Existen muchos métodos para medir la luminosidad de los objetos estelares, es decir, muchos métodos para medir las magnitudes de los cuerpos celestes:

1. **Estimaciones visuales de magnitudes:** Se compara la luz de la estrella u objeto a estudiar con un conjunto de estrellas cuya luminosidad es conocida. Las ventajas de este método son fundamentalmente su rapidez, y que no requiere un equipo especial, ni formación teórica especializada, ni analizar datos, etc. Las estimaciones visuales sin ayuda óptica están limitadas a una exactitud de 0.1 a 0.2 magnitudes, y a la región visible del espectro electromagnético.

2. **Fotometría fotográfica:** Se basa en la relación existente entre la intensidad de luz de una estrella y el tamaño dejado por su imagen en una placa fotográfica. Esta relación no es sencilla, y varía de placa a placa. Hay otros factores que complican además la fotometría fotográfica, como la deformación del campo en los bordes de la placa fotográfica. Por estas razones, la fotometría fotográfica se ayuda de la fotometría fotoeléctrica. La fotometría fotográfica se hace sobre imágenes en placas, valiéndose de un fotómetro de iris que sirve para medir los diámetros de las imágenes estelares. Los diámetros así medidos se comparan con los diámetros de estrellas estándar o de calibración registradas en la misma placa fotográfica, transformando así las magnitudes instrumentales a magnitudes en el sistema estándar que se esté usando. La principal desventaja de este método es que debemos tener estrellas estándar dentro del mismo campo en el que están los objetos cuyas magnitudes queremos medir.
3. **Fotometría fotoeléctrica:** Consiste en la medida mediante medios eléctricos de la intensidad de la luz proveniente de las estrellas u otros objetos astronómicos. Tiene dos ventajas fundamentales respecto de la fotometría fotográfica: mayor exactitud y posibilidad de estudio en otras longitudes de onda. La fotometría fotoeléctrica se lleva a cabo usando un tubo fotomultiplicador, cuya función es la de detectar los fotones provenientes de la estrella y transformarlos en corriente eléctrica que se digitaliza, convirtiéndola en un número de cuentas, para su análisis posterior. Para obtener medidas estándar deberemos usar filtros de alguno de los sistemas estándar. El sistema más utilizado es el UBVR<sub>I</sub> desarrollado por Johnson y Morgan (ver sección 4.1.1.4) en los años cincuenta (Johnson y Morgan 1953). Para hacer fotometría fotográfica o fotoeléctrica necesitamos instrumentos especializados, una calibración cuidadosa, y un profundo análisis posterior.
4. **Fotometría CCD:** Como se ha visto en la sección 3.1, un detector CCD es un dispositivo de acoplamiento de carga compuesto por una matriz de píxeles que consisten en pozos de potencial mantenidos mediante una corriente eléctrica. Una de las características más importantes de los detectores CCD es su linealidad, de forma que la carga generada en cada píxel es proporcional a la cantidad de luz que sobre él ha incidido (a más luz, más carga, y por lo tanto mayor número de cuentas). Un detector CCD permite la observación y comparación simultánea de todas las estrellas del campo observado, algo que sería imposible, por ejemplo, si hacemos fotometría fotoeléctrica usando un tubo fotomultiplicador. Varios ejemplos de la sensibilidad espectral para algunos detectores CCD comerciales se puede ver en la figura 4.1.

Esta última técnica fotométrica es la más reciente, y se basa en la utilización de este tipo de detectores. Se ejecuta de forma numérica sobre la imagen digital captada por el CCD. Hacer fotometría con imágenes CCD es más práctico y sencillo que utilizando otros métodos, no solo porque la CCD es más sensible y lineal, sino también porque permite capturar un cielo “*virtual*” bidimensional que puede ser cuidadosamente analizado a posteriori. Las estrellas capturadas en una imagen CCD presentan un perfil tridimensional gaussiano, (véase figura 4.2). El plano de la imagen se puede imaginar como si fuera un mapa en

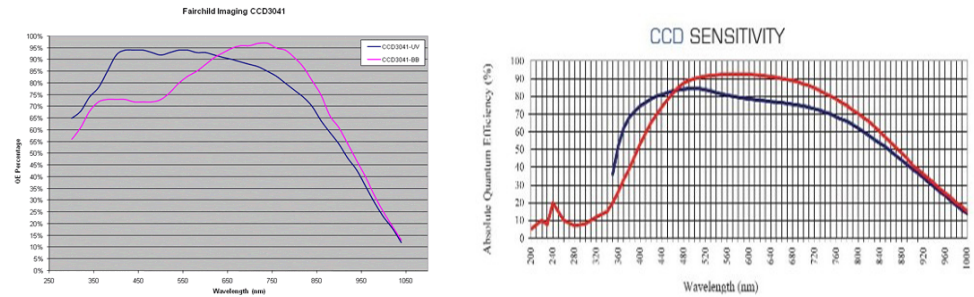


Figura 4.1: Algunas curvas de sensibilidad espectral para varios chips CCD. En el eje de ordenadas se indica la eficiencia cuántica (en %), y en el de abscisas la longitud de onda (en nanómetros). La curva de la izquierda corresponde al sensor Fairchild Imaging CCD3041 (con mayor sensibilidad en el ultravioleta -curva azul-, o en el infrarrojo -curva roja-), que lleva el detector PL3041-BB de la empresa Finger Lakes Instrumentation (<http://www.flicamera.com/fli/proline.html>). A la derecha la correspondiente al chip E2V CCD42-40, que trae el detector alta U42 de la empresa Apogee Instruments Inc (<http://www.ccd.com/pdf/U42.pdf>). La eficiencia cuántica es el porcentaje de fotones incidentes que son convertidos en carga eléctrica (electrones).

relieve con picos cuyas alturas corresponden a las intensidades de las estrellas presentes en el campo. Si varias estrellas se hallan muy cercanas en la imagen, sus gaussianas correspondientes pueden estar mutuamente contaminadas. Cada estrella presentará una gaussiana de diferente tamaño según su magnitud, su perfil, etc. Sin embargo, este perfil será idéntico para todas las estrellas de una misma imagen, puesto que estaban sujetas a idénticas condiciones atmosféricas e instrumentales. Un desarrollo más en detalle de esta técnica fotométrica puede consultarse en la sección 4.1.3.

#### 4.1.1 Diferentes sistemas de filtros fotométricos

A continuación se describen los diferentes sistemas fotométricos usados para “medir” la radiación electromagnética “visible” que nos llega de los objetos astronómicos.

##### 4.1.1.1 Generalidades.

La luz que nos llega de los objetos astronómicos contiene muchísima información. Para poder hacer fotometría necesitaremos filtrar sólo una parte de esa información. Los filtros fotométricos nos permiten seleccionar el rango de frecuencias sobre el que queremos medir. Si queremos hacer fotometría de muy alta precisión y comparar nuestros datos con los de otros autores no quedará más remedio que usar filtros fotométricos estandarizados para hacer nuestras medidas fotométricas. Los filtros suelen estar elaborados a partir de vidrio óptico coloreado y nos permiten eliminar o filtrar una parte de la luz recibida para quedarnos

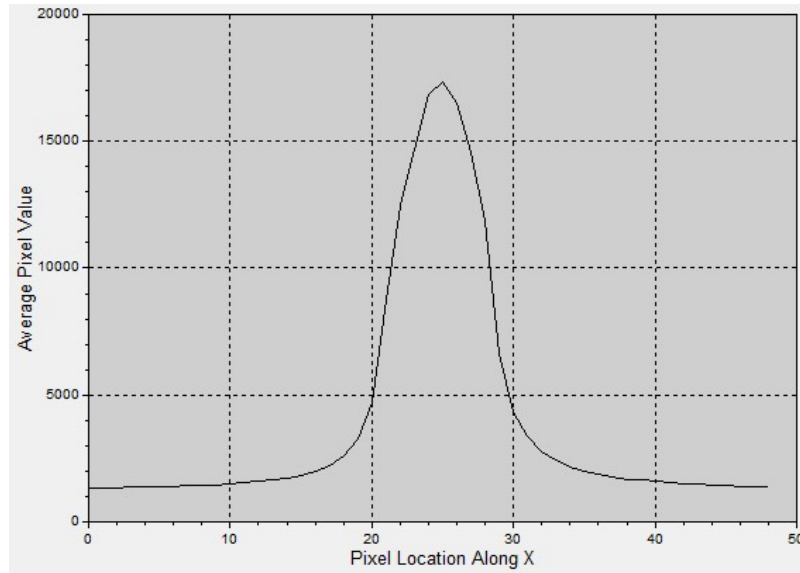


Figura 4.2: Ejemplo de perfil bidimensional de una estrella tomada con un detector CCD, se ve claramente que ajusta bien con una curva de tipo gaussiana. En el eje de abscisas se representa la posición del píxel en la dirección X del detector, y en el de ordenadas el número de cuentas promedio para cada píxel. Gráfica propia.

sólo con el rango de longitudes de onda que nos interese. Usar filtros de diferente color nos permite hacer colorimetría, es decir, podremos determinar en que longitud de onda o color brilla más un cuerpo celeste y partir de ello podremos inferir, si se trata por ejemplo de una estrella, su temperatura superficial y su tipo espectral aproximado. De alguna forma tendremos un espectro discreto del cuerpo celeste con tantos puntos como filtros diferentes hayamos usado. Para que estas mediciones sean precisas es muy importante utilizar filtros cuyo máximo de transmisión y anchura de banda se hayan medido con la mayor exactitud posible. Podemos clasificar los sistemas fotométricos teniendo en cuenta el ancho de banda ( $\Delta\lambda$ ) de los filtros que vamos a utilizar en:

- Sistemas fotométricos de banda ancha:  $\Delta\lambda \sim 100nm$
- Sistemas fotométricos de banda intermedia:  $10nm < \Delta\lambda < 50nm$
- Sistemas fotométricos de banda estrecha:  $0.05nm < \Delta\lambda < 10nm$

Esta clasificación no tiene ninguna base física. Cada sistema se usará para una aplicación astrofísica concreta. Por ejemplo, los de banda ancha se pueden utilizar para caracterizar de forma muy general un espectro: podrán servir para estudiar las pendientes o gradientes espectrales, y su cambio con la temperatura (es decir su cambio de uno a otro filtro). Si se utiliza un sistema de banda estrecha se podrá obtener información más detallada del

espectro del objeto, pero se perderá mucha intensidad luminosa al hacer pasar la luz del objeto por el filtro.

#### 4.1.1.2 Sistema “Visual”.

El sistema de filtros más antiguo está determinado por la respuesta del propio ojo humano. El máximo de sensibilidad de un ojo humano en visión nocturna está aproximadamente en los 510 nm con un ancho de banda de unos 200 nm. Las magnitudes observacionales medidas usando el sistema de color del ojo se conocen como magnitudes visuales.

#### 4.1.1.3 Sistema Fotográfico.

El segundo sistema fotométrico se desarrolló junto con la fotografía astronómica a finales del siglo XIX. Los astrónomos se percataron de que las estrellas más rojas parecían algunas magnitudes más débiles en las fotografías que las magnitudes estimadas de forma visual. La razón de esto estaba en que la sensibilidad de las primeras placas fotográficas utilizadas para astronomía era máxima en los 460 nm, longitud de onda que corresponde a la luz azul. La sensibilidad caía a la mitad a los 495 nm, y apenas eran sensibles a partir de los 520 nm. Las magnitudes estimadas usando estas placas fotográficas más sensibles al azul reciben el nombre de magnitudes fotográficas. Posteriormente se pudo refinar la técnica de fotometría fotográfica con el uso de placas pancromáticas sensibles a un mayor rango espectral, [460nm, 580nm]. Para este tipo de placas pancromáticas se diseñó un sistema fotométrico que usaba un filtro amarillo.

#### 4.1.1.4 Sistema de Johnson-Morgan (UBV).

A partir de los años 50 del siglo XX comienzan a utilizarse fotomultiplicadores para medir la luz de los cuerpos celestes. Esto hace que se pueda extender el estudio de magnitudes a regiones espectrales más amplias por lo que se hacía necesario definir un nuevo sistema fotométrico. En 1953 Johnson y Morgan (Johnson y Morgan 1953) ponen a punto un nuevo sistema fotoeléctrico de color que reproducía las medidas de magnitudes que se habían obtenido visual y fotográficamente. Para poder recuperar las magnitudes visuales y fotográficas utilizaron un filtro verde (V=Visual), otro azul (B=Blue), y añadieron además un tercer filtro ultravioleta (U=Ultraviolet) con el fin de poder diferenciar mejor los tipos espectrales de las estrellas. El filtro V permite reproducir las medidas de magnitudes visuales, mientras que el U y B las magnitudes obtenidas con el sistema fotográfico. Este sistema se conoce también como sistema fotométrico UBV, en referencia a los tres filtros en los que se basa. Los filtros fotométricos se pueden caracterizar por la longitud de onda donde se produce la transmitancia máxima ( $\lambda_{max}$ ) y por un ancho de banda medio ( $\Delta\lambda$ ), como puede verse en la tabla 4.1

Tabla 4.1: Caracterización de los filtros del sistema fotométrico de Johnson-Morgan ó UBV.  $\lambda_{max}(nm)$  es la longitud de onda donde la transmitancia es máxima, y  $\Delta\lambda$  el ancho de banda medio para un filtro dado.

	U	B	V
$\lambda_{max}(nm)$	360	440	550
$\Delta\lambda$	70	100	90

Por el ancho de banda medio ( $\Delta\lambda$ ) de los filtros de este sistema lo podemos clasificar dentro de los sistemas fotométricos de banda ancha (ver sección 4.1.1.1).

El punto cero de este sistema fotométrico se estableció a partir de 10 estrellas estándar principales (véase tabla 4.2). Johnson y Morgan definieron 108 estrellas estándares secundarias distribuidas a lo largo de todo el cielo del hemisferio norte, y algunos cientos de estrellas más situadas en cúmulos abiertos de estrellas (M44 -El Pesebre-, M45 -Las Pléyades-, e IC4665). Posteriormente Landolt (1973) extiende las estrellas estándar del sistema UBV a 24 áreas distribuidas por todo el cielo (norte y sur) en zonas cercanas al ecuador celeste, así publica los colores de 642 nuevas estrellas estándar secundarias. Estas nuevas estrellas estándar tienen magnitudes visuales entre 10.5-12.5 lo que permite usarlas incluso para hacer fotometría con grandes telescopios en los que las estándar Johnson-Morgan saturarían. Estas estándar catalogadas por Landolt han sustituido a las estándar Johnson, y se usan habitualmente para hacer fotometría CCD. Las estrellas estándar Landolt son lo suficientemente brillantes como para lograr la suficiente relación S/R (ecuación 4.8) con poco tiempo de exposición, y no son tan brillantes como para saturar el CCD. Landolt publicó en 1992 (Landolt 1992) un nuevo catálogo con 526 estrellas estándar nuevas con magnitudes en V entre 11.5-16.0.

#### 4.1.1.5 Sistema fotométrico de Johnson-Kron-Cousins (UBVRI).

El sistema de Johnson-Morgan se extiende al rojo (filtro R) y al infrarrojo (filtro I), haciéndose necesario un nuevo sistema fotométrico conocido como UBVRI. La caracterización inicial de los filtros de este sistema fotométrico se muestran en la tabla 4.3.

Este sistema inicial es modificado por Cousins (Cousins 1973) con el fin de adaptarse a la mejora de sensibilidad de los CCDs en el rojo y en el infrarrojo (véase tabla 4.4). El sistema fotométrico así modificado se conoce como sistema de Johnson-Kron-Cousins o UBVRI. Las curvas de transmisión de los filtros UBVRI de este sistema se pueden ver en la figura 4.3.

Los sistemas fotométricos UBV y UBVRI se desarrollaron para utilizarlos con fotómetros fotoeléctricos, prácticamente obsoletos en la astrofísica actual. Estos sistemas se usan

Tabla 4.2: Estrellas estándar con las que se definió el sistema fotométrico de Johnson-Morgan. En columnas: Nombre de la estrella; Magnitud en V y colores (B-V) y (U-B); Tipo espectral de la estrella.

Estrella	V	B-V	U-B	Tipo Espectral
10-Lac	4.88	-0.203	-1.04	O9 V
$\eta$ -Hya	4.30	-0.195	-0.74	B3 V
$\tau$ -Her	3.89	-0.152	-0.56	B5 IV
$\beta$ -Lib	2.61	-0.108	-0.37	B8 V
HR-875	5.17	+0.084	+0.05	A1 V
HR-8832	5.57	+1.010	+0.89	K3 V
$\alpha$ -Ari	2.00	+1.151	+1.12	K2 III
$\alpha$ -Ser	2.65	+1.168	+1.24	K2 III
$\epsilon$ -CrB	4.15	+1.230	+1.28	K3 III
$\beta$ -Cnc	3.52	+1.480	+1.78	K4 III

Tabla 4.3: Caracterización inicial de los filtros del sistema fotométrico UBVRI.  $\lambda_{max}(nm)$  es la longitud de onda donde la transmitancia es máxima, y  $\Delta\lambda$  el ancho de banda medio para un filtro dado.

	U	B	V	R	I
$\lambda_{max}(nm)$	360	440	550	700	900
$\Delta\lambda$	70	100	90	220	240

Tabla 4.4: Caracterización de los filtros del sistema fotométrico de Johnson-Kron-Cousins ó UBVRI.  $\lambda_{max}(nm)$  es la longitud de onda donde la transmitancia es máxima, y  $\Delta\lambda$  el ancho de banda medio para un filtro dado.

	U	B	V	R	I
$\lambda_{max}(nm)$	360	440	550	650	800
$\Delta\lambda$	70	100	90	100	150

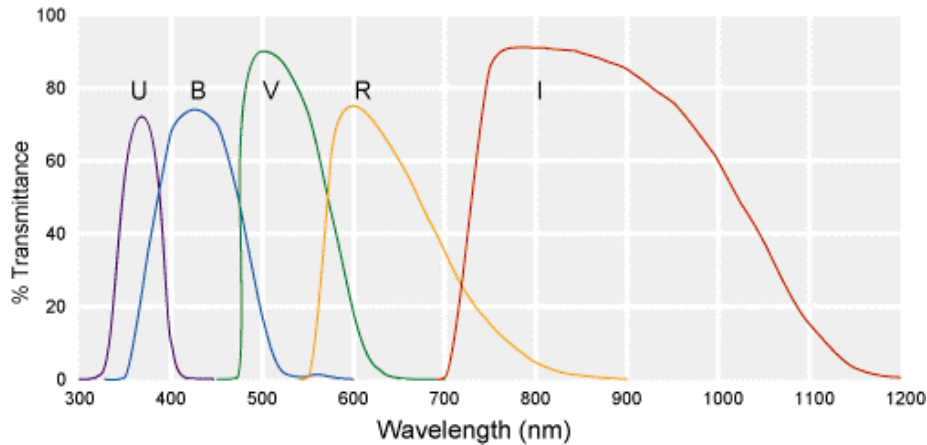


Figura 4.3: Curvas de transmisión (transmitancia [%] vs. longitud de onda [nm]) de filtros comerciales UBVRI del sistema Johnson-Kron-Cousins. Figura obtenida de la página web de la empresa Andover Corporation ([http://www.andovercorp.com/web\\_store/UBVRI/Johnson.php](http://www.andovercorp.com/web_store/UBVRI/Johnson.php)).

también para hacer fotometría CCD utilizando filtros que reproducen las mismas bandas que conseguían los filtros estándar UBVRI usando fotomultiplicadores. Inicialmente, no se utilizaban los filtros U y B en la fotometría CCD, ya que los primeros detectores eran poco sensibles al azul. Las CCD modernas, más sensibles al azul, si permiten hacer fotometría completa en el sistema UBVRI estándar.

#### 4.1.1.6 Sistema fotométrico uvgr.

Este sistema, elaborado por Thuan y Gunn (1976), surge con la idea de mejorar el sistema UBVRI. El sistema intenta evitar el efecto en las observaciones fotométricas de las líneas espectrales producidas por las luces del alumbrado urbano. A diferencia de los sistemas anteriores *v* es el filtro violeta, y *g* el verde (*u*, *r*, e *i* siguen siendo el ultravioleta, rojo e infrarrojo, respectivamente). Este sistema es sensible a todo el espectro visible entre los 360 y los 1000 nanómetros. Los filtros y características de este sistema fotométrico se pueden ver en la tabla 4.5.

#### 4.1.1.7 Sistema fotométrico uvby (Strömgren-Crawford).

Este sistema fotométrico fue puesto a punto por Strömgren y Crawford (Strömgren 1963a; Strömgren 1963b; Crawford 1958; Crawford 1960) y se compone de cuatro filtros caracterizados por los parámetros mostrados en la tabla 4.6.

Entre los filtros *u* y *v* se encuentra el salto de Balmer. Estos filtros no cubren regiones



Tabla 4.5: Caracterización de los filtros del sistema fotométrico uvgr.  $\lambda_{max}(nm)$  es la longitud de onda donde la transmitancia es máxima, y  $\Delta\lambda$  el ancho de banda medio para un filtro dado. u: filtro ultravioleta. v: filtro violeta. g: filtro verde. r: filtro rojo. i: filtro infrarrojo.

	u	v	g	r	i
$\lambda_{max}(nm)$	353	398	493	655	820
$\Delta\lambda$	40	40	70	90	130

Tabla 4.6: Caracterización de los filtros del sistema fotométrico uvby (Strömgren-Crawford).  $\lambda_{max}(nm)$  es la longitud de onda donde la transmitancia es máxima, y  $\Delta\lambda$  el ancho de banda medio para un filtro dado.

	u	v	b	y
$\lambda_{max}(nm)$	350	411	467	547
$\Delta\lambda$	34	20	16	24

de líneas, excepto el filtro  $v$ , que incluye la línea  $H_{\delta}$  situada en los 410nm. Los filtros  $b$  e  $y$  no transmiten características fuertes del espectro, y elegidos de tal manera que están libres de líneas de absorción y emisión.

El sistema fotométrico más utilizado hoy en día para hacer fotometría CCD es el de Johnson-Kron-Cousins o UBVRI (sección 4.1.1.5).

#### 4.1.1.8 “Sistema fotométrico” de Bessell.

En realidad, no es un sistema fotométrico como tal, sino que es una leve modificación del sistema fotométrico UBVRI, con el fin de adaptarlo a la fotometría CCD (en particular en el rojo e infrarrojo cercano), y poder comparar las medidas hechas con los fotómetros que dieron lugar al sistema UBVRI con las actuales medidas hechas con detectores CCDs (Bessell 1990). Este “sistema fotométrico” es muy usado en muchos observatorios del mundo.

La caracterización de sus filtros puede consultarse en la tabla 4.7, donde se aprecia que, las diferencias con el sistema UBVRI original (tabla 4.4), son realmente pequeñas. Los filtros utilizados para hacer la fotometría de colores de TNOs y Centauros del capítulo 6 pertenecen a este “sistema fotométrico”.

Una revisión, bastante actualizada, de todos los sistemas fotométricos usados en astrofísica en la actualidad puede consultarse en Bessell (2005).

Tabla 4.7: Caracterización de los filtros del “sistema fotométrico” de Bessell.  $\lambda_{max}(nm)$  es la longitud de onda donde la transmitancia es máxima, y  $\Delta\lambda$  el ancho de banda medio para un filtro dado.

	U	B	V	R	I
$\lambda_{max}(nm)$	367	436	545	638	797
$\Delta\lambda$	65	89	84	158	154

### 4.1.2 Índices de color

Por definición, se llama índice de color de cualquier objeto astronómico, al resultado de restar la magnitud de dicho objeto medida en un filtro dado a la magnitud del mismo objeto, pero medida en un filtro diferente. De este modo, lo que determinamos es el *color* o rango espectral en el que se registra la emisión más alta de luz para ese objeto. Los índices de color nos informan de forma indirecta del tipo espectral del cuerpo astronómico que estamos estudiando (si es que éste emite dicha radiación, algo que no ocurre con los TNOs y Centauros, que reflejan la luz solar). Una de las aplicaciones más importantes de los índices de color es que, una vez realizada la fotometría en alguno de los sistemas estándar, tendremos una relación entre las diferentes magnitudes y los índices de color en dicho sistema. De los índices de color aplicados al estudio estelar pueden derivarse propiedades como la luminosidad, composición química, edad, temperatura, etc. En el caso de cuerpos del sistema solar, que brillan porque reflejan la luz solar, los índices de color nos informarán de la composición físico-química de las superficies de los cuerpos estudiados. Así, estudiando los índices de color de objetos del sistema solar, podremos hacernos una idea de las propiedades de absorción y/o reflexión de la luz solar recibida por las superficies de dichos cuerpos. En el caso de los planetas de nuestro sistema solar podemos medir los índices de color B-V, y compararlos con los colores que observamos visualmente para estos cuerpos (o con los colores solares). Para nuestro ojo, el planeta más rojizo es Marte (B-V= +1.36), seguido de Saturno, al que vemos de color amarillento (B-V= +1.04). En el lado opuesto de los índices de color B-V está Neptuno, con un valor de +0.41, y al que apreciamos con un color azulado (ver tabla 4.8).

Si por ejemplo tuviéramos un cuerpo pequeño del sistema solar con magnitudes B= 23.5, V= 22.2, y R= 21.6 –magnitudes que podrían ser las de un objeto transneptuniano típico– sus índices de color serán:

$$\begin{aligned} B - V &= +1.3mag. \\ V - R &= +0.6mag. \\ B - R &= +1.9mag. \end{aligned}$$

podremos decir entonces que la superficie de dicho objeto está “enrojecida”, pues en

Tabla 4.8: Índices de color B-V, y “color visual” de los planetas del Sistema Solar ordenados de mayor a menor valor del índice B-V. Visualmente están ordenados de más enrojecidos a más azulados. Tabla adaptada de Budding y Demircan (2007).

Planeta	B-V [mag.]	Color
Marte	+1.36	Anaranjado
Saturno	+1.04	Amarillento
Mercurio	+0.93	Amarillo
Júpiter	+0.83	Blanco
Venus	+0.82	Blanco
Urano	+0.56	Verdoso
Neptuno	+0.41	Azulado

todos los casos estos índices de color son mayores que los solares:  $B-V=0.67$  mag,  $V-R=0.36$  mag,  $B-R=1.03$  mag (Hardorp 1980; Degewij et al. 1980). Esto lo podíamos haber deducido directamente del hecho de que su máximo brillo se obtiene para el filtro R (magnitud 21.6). Además el resultado concuerda con los colores visuales, ya que recordemos que para Marte, al que vemos anaranjado,  $B-V= +1.36$  mag. Por lo general, las superficies de los TNOs suelen estar enrojecidas, lo que se pondrá de manifiesto estudiando los índices de color de estos objetos, que serán, por lo general, mayores que los solares.

### 4.1.3 Fotometría de apertura sintética

La fotometría CCD, o fotometría de apertura, se basa en el cálculo del flujo bajo la función de esparcimiento de punto (PSF) de cada estrella u objeto astronómico. Este flujo será transformado posteriormente en una magnitud instrumental (ecuación 4.1).

El primer problema que hay que resolver al hacer fotometría de apertura, es determinar el centro exacto del objeto del que queremos medir el flujo. Esto suele hacerse de forma automática buscando el centroide del objeto en una región circular que lo contenga.

El segundo problema es qué apertura usar. La luz procedente de un objeto se esparce por una región de la CCD, e idealmente queremos medir todo ese flujo. El tamaño de la apertura usada para medir el flujo del objeto debe de ser lo suficientemente grande para que incluya todo el flujo proveniente del mismo. Para hacer esto de la mejor manera posible será muy conveniente calcular la forma matemática del perfil estelar, a partir del promedio de un número suficiente de estrellas de la imagen. La función así calculada debe poderse escalar a estrellas (de la misma imagen) de magnitud distinta sin que cambien sus propiedades matemáticas. Esta función escalable es conocida como “Función de esparcimiento de punto” o PSF: “Point Spread Function”. Si tenemos bien caracterizada matemáticamente la PSF podremos saber qué cantidad de señal del objeto perdemos por el hecho de elegir una

apertura concreta. El problema es, por tanto, buscar una buena aproximación matemática a la PSF, que no se ajustará con una función simple, pues no es exactamente una gaussiana. Cuando queremos ajustar una PSF de forma muy precisa deberemos ajustarla mediante una combinación de las siguientes funciones:

- Gaussiana:  $G(r) \propto e^{-\frac{r^2}{2 \cdot a^2}}$
- Lorentziana modificada:  $L(r) \propto \frac{1}{1+(r^2/a^2)^b}$
- Moffat:  $M(r) \propto \frac{1}{(1+r^2/a^2)^b}$

donde,  $r$  es el radio en píxeles medido desde el centroide de la fuente puntual, y  $a$  y  $b$  son los parámetros del ajuste. Para determinar la PSF deben tenerse en cuenta también; los tiempos de exposición, la ganancia y ruido del detector, las condiciones del cielo, así como el valor máximo y mínimo de cuentas en la imagen. La PSF puede verse alterada por multitud de factores como: la turbulencia atmosférica, que distorsionará el frente de ondas; el guiado del telescopio, que podrá dar imágenes deformadas en la dirección este-oeste; los elementos ópticos (espejos, lentes, filtros), o la propia instrumentación del telescopio. En toda PSF podemos distinguir tres regiones o zonas:

1. Una zona central, que tiene un comportamiento más o menos gaussiano.
2. Una zona externa, conocida como “cola” de la PSF .
3. Una zona de transición, que une la región central con la “cola”.

Las colas pueden tener tamaños típicos que van desde unas décimas de minuto de arco hasta unos 5 minutos de arco. Este tamaño será de gran importancia a la hora de elegir la apertura más adecuada para llevar a cabo la fotometría.

La anchura a media altura (FWHM: Full Width Half Maximum) de la PSF, una vez ajustada por una combinación de las funciones matemáticas que acabamos de ver, es lo que se conoce con el nombre de “seeing”. A menudo es más conveniente describir la PSF en términos de la FWHM de su perfil. Si ajustamos el perfil estelar usando solamente una gaussiana (lo que es más o menos correcto, como hemos visto, para la parte central), la relación aproximada entre la FWHM y la gaussiana es:

$$FWHM \approx 1.67 \cdot \sigma \tag{4.3}$$

La PSF también nos dará información de las condiciones y calidad del cielo en el momento de la observación. Como las estrellas y nuestros objetos a observar se comportan como fuentes puntuales, cuanto más estrecha sea la PSF (menos esparcimiento de la fuente),

mejor será la calidad de nuestras observaciones. Así, un seeing entre 0.8" y 1.0" se considera un buen seeing. Mejores valores que estos son muy raros en observaciones hechas desde tierra, desde donde es casi imposible alcanzar seeing por debajo de los 0.5" (salvo usando óptica adaptativa).

Otro problema añadido al hacer fotometría de apertura CCD, es que al elegir un diafragma de apertura podemos estar introduciendo flujo de otras fuentes que entren en la apertura, habrá que determinar y restar el flujo contaminante debido a dichas fuentes.

Una vez calculada la PSF para los objetos estelares de nuestra imagen obtendremos, mediante algún tipo de software, el número de cuentas debajo de una apertura seleccionada de la misma, esta cantidad estará directamente relacionada con el flujo de nuestro objeto. A cierta distancia la intensidad del objeto decae suficientemente pero el área sobre la cual tenemos que medir aumenta, por eso solo conseguiremos medir todo el flujo del objeto cuando nos alejemos del centro unas 3-4 veces el ancho de la PSF. Por otra parte, conforme aumentamos la distancia al pico de la PSF aumenta el número de píxeles dominados por el fondo de cielo frente a aquellos que contienen fotones del objeto y por tanto disminuye la relación señal/ruido y también puede disminuir la suma de cuentas en el área total de la apertura seleccionada. Debe existir una apertura óptima para la cual tengamos la mayor parte del flujo emitido por el objeto sin meter demasiado fondo de cielo (Howell 1989). En la práctica lo que se hace es medir con aperturas diferentes y luego seleccionar la que da mejores resultados (mejor relación señal/ruido), o bien, de forma más sofisticada, utilizar aperturas pequeñas y corregir por la cantidad de flujo que no se incluye y que se habrá perdido. Esta última técnica es bastante usual en la fotometría CCD, y se conoce como *corrección de apertura* (sección 4.1.4). Este método de hacer fotometría CCD se conoce con el nombre de método de la "apertura sintética". La apertura dentro de la cual medimos el flujo del objeto se suele llamar apertura (o diafragma).

#### 4.1.3.1 Elección de la apertura sintética

La señal en el detector CCD de cualquier objeto astronómico está, matemáticamente, infinitamente esparcida. Así que, independientemente del tamaño de la apertura que usemos, estaremos perdiendo siempre algo de señal del objeto. Por ello, elegiremos la apertura que más nos convenga, en función de los errores máximos en la medida de flujo que estemos dispuestos a aceptar.

Una elección más o menos habitual para la apertura<sup>1</sup> consiste en tomarla de un tamaño de 3 veces el seeing (o la FWHM). Según algunos autores (McBride et al. 1999), bajo condiciones de seeing que podemos calificar de habituales ( $FWHM \leq 2.5''$ ), la apertura óptima deberá ser ligeramente mayor que  $3 \cdot FWHM$ . Estos autores encuentran que una PSF puede ajustarse bastante bien por una función de tipo Moffat, siempre que ajustemos

---

<sup>1</sup>A partir de aquí entenderemos por apertura el valor de diámetro del círculo dentro del cuál hacemos la medida fotométrica.

el logaritmo del número de cuentas. De dicho ajuste estos autores concluyen que, por ejemplo, para un seeing de  $1''$  si queremos medir el 99% del flujo total del objeto tendremos que utilizar una apertura de  $3.5 \cdot FWHM$ , como puede verse en la gráfica de la figura 4.4.

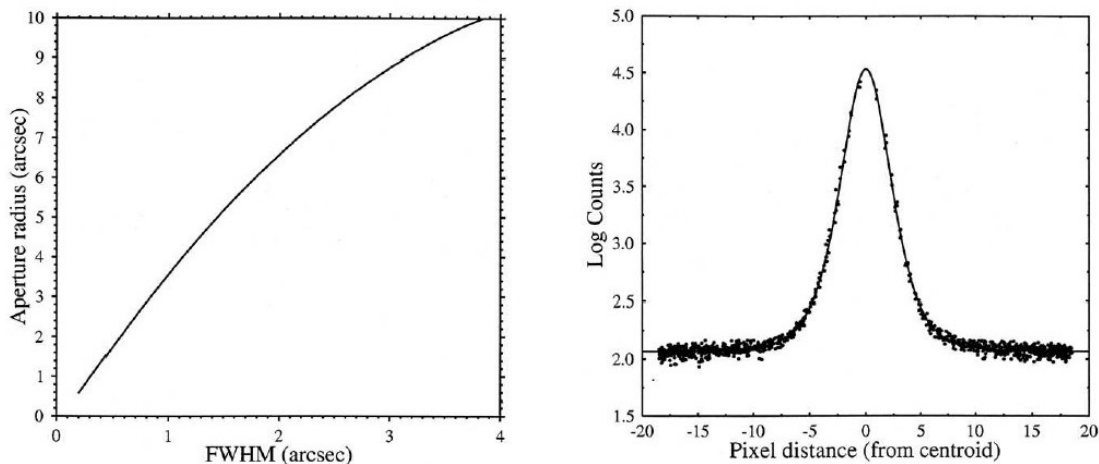


Figura 4.4: En la figura de la izquierda, la curva representa el radio de apertura que contiene el 99% del flujo del objeto como función de la FWHM (seeing), para el caso del ajuste Moffat mostrado en la figura de la derecha. En la figura de la derecha se muestra un ejemplo de ajuste del perfil de un objeto, usando el logaritmo de las cuentas, en vez de ajustar a las cuentas, mediante una función de tipo Moffat. (Figuras tomadas de McBride et al 1999).

#### 4.1.3.2 Estimación del fondo de cielo

Cualquier medida de flujo con una apertura determinada no será correcta si no restamos la contribución del fondo de cielo en ese mismo área o apertura. Para calcular este fondo de cielo medimos el número de cuentas en un anillo concéntrico a la apertura, y separado de ella cierta distancia. Este anillo debe estar lo suficientemente alejado del objeto, para garantizar que no estamos introduciendo flujo del mismo. Una distancia típica para colocar este anillo es de unas 5 veces la FWHM, medido desde el centroide del objeto, y una anchura típica para este anillo es  $\sim 2 \cdot FWHM$ . Para garantizar que la incertidumbre en la determinación del fondo de cielo es pequeña, el anillo deberá contener algunos cientos de píxeles sobre los que se mide el flujo. Tomamos como valor de fondo de cielo, la media de esta distribución en flujo de píxeles medidos bajo el anillo. Tomar la media es apropiado ya que, en teoría, el flujo del fondo de cielo debería cumplir con una distribución gaussiana. En realidad, dentro del anillo usado para medir el fondo de cielo siempre habrá contribuciones de fuentes débiles, galaxias, colas de la PSF de fuentes brillantes, etc, que contaminarán la medida de este flujo. En el caso de que la distribución en flujo sea muy asimétrica, la media, la mediana, y la moda tendrán valores muy diferentes. En tales casos, la mejor estimación para la verdadera señal del fondo de cielo vendrá dada por el valor de la moda,

que puede obtenerse a partir de la siguiente expresión:

$$Moda = 3 \cdot Mediana - 2 \cdot Media \quad (4.4)$$

Hay algunos algoritmos de cálculo de fondo de cielo que incluso descartan aquellos píxeles bajo el anillo que presenten cuentas muy desviadas respecto a la media, con el fin de mejorar la estimación. En la mayoría de los casos, la media suele ser un buen estimador del fondo de cielo, no muy distinta de la moda, salvo que haya muchas fuentes parásitas en la zona concreta donde medimos con el anillo.

#### 4.1.3.3 Cálculo de magnitudes

Lo que queremos estimar, finalmente, para poder calcular la magnitud del objeto, es el flujo del mismo. El flujo total de un objeto astronómico concreto vendrá dado por la suma de las cuentas de todos los píxeles bajo la apertura, donde a cada uno de los píxeles se le debe restar la estimación de cuentas del fondo de cielo, y este resultado se dividirá entre el tiempo de exposición. Todo esto puede resumirse en la ecuación:

$$F = \frac{N - A \cdot C}{t_{exp}} = \frac{N^*}{t_{exp}} \quad (4.5)$$

donde,  $F$  es el flujo que queremos calcular;  $N$  es el número de cuentas medido para el objeto, bajo la apertura elegida;  $A$  es el área de la apertura que hemos usado;  $C$  es la estimación para el fondo de cielo, calculado según se ha explicado en la sección anterior; y  $t_{exp}$  es el tiempo de exposición de la imagen, expresado en segundos;  $N^*$  representa el número de cuentas del objeto corregidas por el fondo de cielo. Finalmente, calcularemos la magnitud a partir del flujo ( $F$ ) utilizando la ecuación 4.1.

#### 4.1.3.4 Errores asociados al cálculo de la magnitud

Desgraciadamente, todo el proceso descrito para calcular el flujo, y a partir de él la magnitud, lleva asociados varios errores. Algunos de ellos son: el error asociado a la suma de todas las cuentas bajo la apertura, el debido a la estimación del fondo de cielo, el debido al fondo de cielo existente dentro de la propia apertura fotométrica, etc. Tenemos, por ello, que evaluar el error en el cálculo del flujo del objeto, lo que se traducirá finalmente en un error en la estimación de la magnitud. Hay varias maneras de calcular este error, una de las más utilizadas es (Howell 1989):

$$Err_F = \frac{\sqrt{N^* + n_{pix} \cdot (N_c + N_d + N_l^2)}}{t_{exp}} \quad (4.6)$$

donde,  $N^*$  es el número de cuentas del objeto corregido de fondo de cielo;  $n_{pix}$  el número de píxeles contenidos dentro de la apertura;  $N_c$  el número total de fotones debidos al fondo de cielo por cada píxel;  $N_d$  la corriente de oscuridad en fotones por píxel;  $N_l$  es el ruido de lectura de la CCD en electrones por píxel; y  $t_{exp}$  es el tiempo de exposición de la imagen, expresado en segundos. Esta ecuación puede aproximarse por  $\sqrt{N}$  (donde  $N$  es el número total de cuentas del objeto, sin restarle el fondo de cielo) sólo en el caso de que los términos del denominador sean aceptablemente bajos comparados con el valor de  $N^*$ . Para la mayor parte de las CCD modernas el término debido a la corriente de oscuridad ( $N_d$ ) puede ser ignorado sin problemas.

Podemos convertir este error en flujo a error en magnitudes, por medio de la ecuación 4.1, con lo que obtendremos:

$$Err_{mag} = \frac{2.5}{\ln(10)} \cdot \frac{Err_F}{F} \quad (4.7)$$

donde, todos los términos son ya conocidos. Este será, por tanto, el error total obtenido al calcular la llamada magnitud instrumental. Convertir esta magnitud a magnitud absoluta conllevará mucho más cálculo, y por ello muchos más errores asociados a todo el proceso intermedio.

#### 4.1.4 Corrección de apertura

Hemos visto en la sección 4.1.3.1, que para medir la mayor parte del flujo de un objeto es necesario utilizar una apertura relativamente grande. Pero si usamos una apertura muy grande, también se incrementará el ruido y el fondo de cielo que mediremos dentro de dicha apertura. Debemos, por lo tanto, buscar un equilibrio entre el flujo acumulado y el ruido dentro de la apertura que usamos para medir. Para estudiar esto necesitamos definir la expresión conocida como relación señal/ruido (S/R). Y vamos a definirla, simplemente, como el flujo medido para un objeto (ecuación 4.5) dividido entre los errores asociados a dicha medida (ecuación 4.6), así se obtiene la expresión (Howell 1989):

$$S/R = \frac{F}{Err_F} = \frac{N^*}{\sqrt{N^* + n_{pix} \cdot (N_c + N_d + N_l^2)}} \quad (4.8)$$

donde,  $N^*$ ,  $n_{pix}$ ,  $N_c$ ,  $N_d$ , y  $N_l$  son los mismos términos explicados para la ecuación 4.6.

Lo que se busca es maximizar esta relación S/R, para ello, podemos ver en la ecuación que dicha relación se incrementará si disminuye el número de píxeles ( $n_{pix}$ ) que contiene la apertura usada, es decir si disminuye el área de la apertura usada para medir el flujo. En el caso que nos ocupa para esta tesis, queremos medir el flujo total de TNOs y Centauros,



para así estimar sus magnitudes. El problema es que estos objetos son muy débiles, por lo que tendrán también flujos muy bajos. Si elegimos una apertura lo suficientemente grande para que contenga la mayor parte del flujo del objeto, el flujo debido al fondo de cielo dominará al flujo del objeto. Lo malo de usar una apertura grande para medir un flujo muy débil, es que, cualquier estimación errónea en el valor del fondo de cielo, producirá una estimación errónea del flujo del objeto y, finalmente, una estimación errónea de la magnitud final. Este efecto es menos importante para objetos brillantes (con S/R grande), para los que el flujo del objeto es grande, y domina sobre el flujo del fondo de cielo.

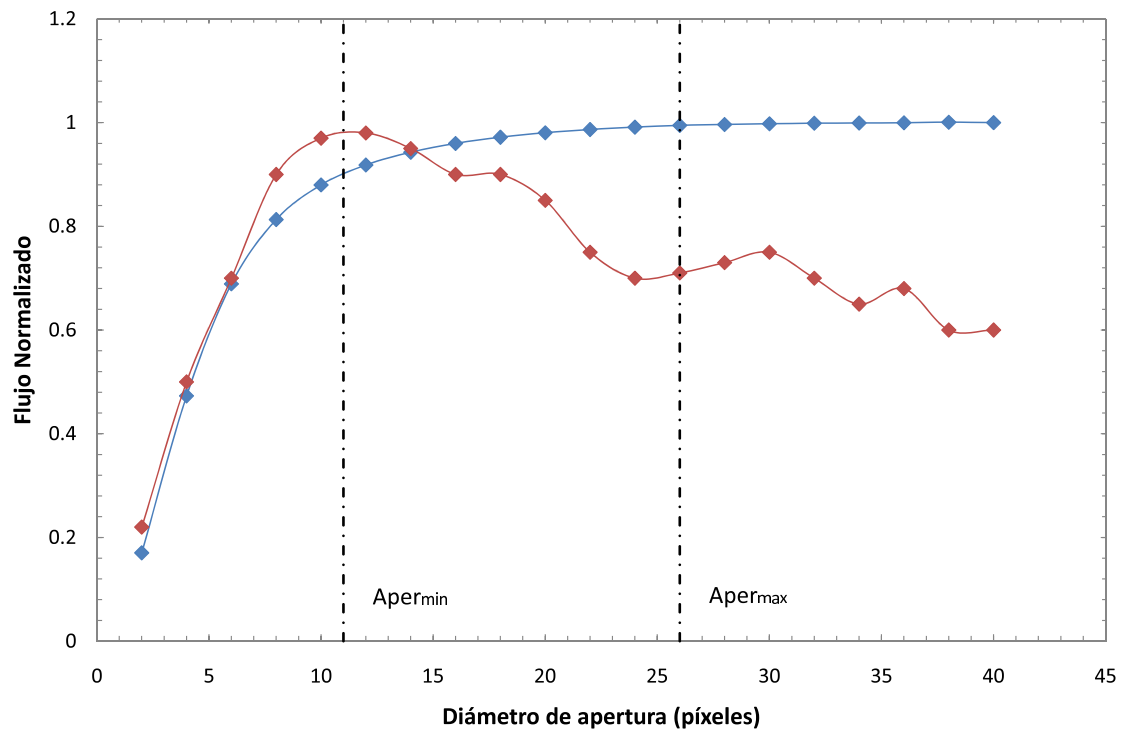


Figura 4.5: Curvas de crecimiento (flujo normalizado vs. apertura) para dos estrellas observadas desde el “Very Large Telescope”. Los rombos y línea azul corresponden a la más brillante (magnitud más baja), dicha gráfica alcanza una estabilidad horizontal (en flujo) para valores suficientemente grandes de la apertura. Los rombos y línea roja corresponden a la estrella más débil (magnitud más alta), la gráfica muestra como el flujo alcanza un máximo, y posteriormente se hace inestable, debido a que, para aperturas grandes (como el flujo de la estrella es muy bajo), el fondo de cielo domina sobre las cuentas del objeto, lo que hace que midamos un flujo erróneo si cometemos algún error al estimar este fondo de cielo. La línea de puntos  $Aper_{min}$  indica la apertura a partir de la cual el flujo estimado para la estrella más débil comienza a ser inestable (la apertura para la cual se obtiene la mayor S/R). La línea  $Aper_{max}$  indica la apertura, por encima de la cual, apenas se pierde flujo para la estrella más brillante.

La medida del flujo de los objetos muy brillantes no se ve afectada por el uso de aperturas grandes, ya que estos presentan una relación S/R grande. Podemos construir la llamada curva de crecimiento para un objeto brillante. Dicha curva no es más que la medida del flujo del objeto en función de la apertura. La curva de crecimiento de un objeto dado mostrará el perfil de la PSF de ese objeto. Si el objeto tiene la suficiente S/R esta curva alcanzará una zona de estabilidad, es decir, aunque midamos con aperturas mayores no incrementaremos el flujo. Así podemos elegir una apertura que contenga la mayor parte del flujo del objeto, y podremos garantizar que para aperturas mayores no perdemos flujo, por lo que obtendremos la misma estimación de magnitud que si elegimos una apertura menor (al principio de esa zona de estabilidad). Para objetos muy débiles (con S/R baja), la curva de crecimiento alcanza un máximo para cierta apertura, que suele ser pequeña, y pasado este valor de la apertura el flujo se degrada debido a que, para aperturas grandes, el fondo de cielo domina sobre el flujo del objeto (y cualquier error en la estimación del fondo de cielo se traduce en una gran incertidumbre en el flujo que estamos midiendo). Estos dos casos extremos de comportamiento de las curvas de crecimiento pueden verse en la figura 4.5, donde la curva azul corresponde a una estrella brillante (S/R alta), mientras que la curva roja corresponde a una estrella muy débil (S/R baja). Por lo tanto, podemos medir el flujo del objeto débil bajo la zona en la que es estable su curva de crecimiento, pero así estaremos perdiendo flujo, y por ello estaremos subestimando su magnitud.

Este problema puede solucionarse gracias a una técnica, conocida como corrección de apertura, desarrollada para mejorar la relación S/R, incluso para objetos muy débiles (Howell 1989; Stetson 1990). Esta técnica se basa en la propiedad de que el perfil de la PSF en una misma imagen debería ser el mismo para todas las fuentes puntuales que aparecen en esta imagen (suponiendo que la imagen está bien reducida, y sin zonas desenfocadas, etc). Usando dicha propiedad, podemos recuperar el flujo perdido al usar una apertura pequeña, simplemente estimando ese porcentaje de flujo perdido, usando para ello la curva de crecimiento de un objeto con la suficiente S/R para que su curva de crecimiento alcance la zona de estabilidad (figura 4.5).

Si llamamos  $Aper_{min}$  a la apertura para la que medimos el flujo del objeto con S/R baja, y  $Aper_{max}$  a la apertura correspondiente para la que incluiríamos la mayor parte del flujo del objeto, podemos estimar el cociente  $Flujo(Aper_{max})/Flujo(Aper_{min})$ , para la curva de crecimiento de un objeto puntual, con suficiente S/R, como para que alcance la estabilidad para grandes aperturas (ver figura 4.5). El cociente así estimado sirve para calcular el flujo perdido por la fuente débil, al haberlo medido con una apertura  $Aper_{min}$ . Para aplicar el método de corrección de apertura, simplemente habrá que calcular el cociente  $Flujo(Aper_{max})/Flujo(Aper_{min})$ , para un número suficiente de curvas de crecimiento de estrellas brillantes del campo, y obtener finalmente la media o mediana de todos esos cocientes. Ese factor corrector será el que deba multiplicar al flujo medido del objeto débil, para obtener finalmente el flujo que tendría si lo hubiera medido con una apertura  $Aper_{max}$ . Así estimaremos correctamente el flujo del objeto débil, ya que la mayor parte del mismo estará bajo una apertura  $Aper_{max}$ . Podemos resumir todo lo dicho en forma de ecuación:

$$F_d(Aper_{max}) = F_d(Aper_{min}) \cdot \frac{F_b(Aper_{max})}{F_b(Aper_{min})} \quad (4.9)$$

donde,  $F_d$  es el flujo para el objeto más débil (con menor S/R);  $F_b$  es el flujo medido para el objeto más brillante (con mayor S/R). Un ejemplo real de aplicación de este método sobre una imagen puede verse en la sección 6.3.2. Generalmente, elegiremos el valor de  $Aper_{min}$  como aquel que maximice la S/R del objeto del que queremos estimar la magnitud. El valor de  $Aper_{max}$  lo calculamos a partir de las curvas de crecimiento de estrellas brillantes del campo.

#### 4.1.5 Calibración fotométrica

Una vez aplicados los métodos para calcular el flujo del objeto, podremos obtener ya las magnitudes instrumentales usando la ecuación 4.1. Estas magnitudes no serán las magnitudes finales, pues no estarán calibradas. Calibrarlas, supone expresar las magnitudes medidas para los diferentes filtros en uno de los sistemas fotométricos estándar, que en nuestro caso será el UBVRI, o sistema de Johnson-Kron-Cousins (sección 4.1.1.5), con las modificaciones propuestas por Bessell (sección 4.1.1.8).

Para poder hacer efectiva esta calibración, se deben observar campos de estrellas estándar durante la noche. Para la fotometría en el rango visible, habitualmente se usan estrellas estándar Landolt (1992). Dichas estrellas estándar son las que se usan para calcular los puntos cero, y los coeficientes de extinción atmosférica, necesarios ambos para hacer una calibración absoluta de nuestras medidas.

##### 4.1.5.1 Extinción atmosférica

La luz recibida de un objeto astronómico por un observador situado en tierra habrá sufrido una atenuación al haber tenido que atravesar una columna, más o menos gruesa, de atmósfera. Como consecuencia de ello, la intensidad luminosa del objeto astronómico disminuirá. La intensidad perdida, por causa de la atmósfera, es lo que se conoce como “extinción atmosférica”, y depende de: el grosor de la columna de atmósfera que haya tenido que atravesar la luz proveniente del objeto, la longitud de onda de la luz, y de las condiciones atmosféricas concretas en el instante de la observación. Una buena calibración fotométrica sólo puede llevarse a cabo en condiciones atmosféricas estables (ausencia de viento, cirros, etc) mientras dure la observación.

La columna de atmósfera que debe atravesar la luz proveniente del objeto es lo que se conoce como “masa de aire” ( $X$ ), cuya expresión matemática aproximada es la siguiente (Young e Irvine 1967):

$$X \approx \sec(z) \cdot [1 - 0.0012 \cdot (\sec^2(z) - 1)] \quad (4.10)$$

siendo  $z$  el ángulo zenital, es decir, la distancia angular desde el zenit hasta el objeto. De la ecuación anterior podemos ver que,  $X = 1$ , cuando  $z = 0$ , esto significa que la masa de aire tomará el valor 1 cuando el objeto se encuentre en el zenit.

Podemos cuantificar la extinción atmosférica por unidad de masa de aire, dicha magnitud se conoce con el nombre de coeficiente de extinción,  $K_\lambda$ . Dicho coeficiente depende de la longitud de onda, por lo que, tomará valores distintos para cada uno de los filtros que usemos en nuestra observación. Así, si nuestra magnitud instrumental medida a través de un filtro concreto es  $m(\lambda)$ , podremos estimar la magnitud extra-atmosférica,  $m_0(\lambda)$ , es decir, la que habríamos medido de no haber existido atmósfera, de la siguiente forma:

$$m_0(\lambda) = m(\lambda) - K_\lambda \cdot X \quad (4.11)$$

La magnitud así calculada sigue siendo una magnitud instrumental, pero ya corregida de todos los efectos causados por la atmósfera.

#### 4.1.5.2 Calibración estándar

La magnitud instrumental corregida de extinción atmosférica debe ser convertida en una magnitud referida a uno de los sistemas fotométricos estándar. En nuestro caso vamos a expresar las magnitudes finales en el sistema fotométrico BVRI (o de Johnson-Kron-Cousins), por lo que solo se darán las ecuaciones necesarias para trabajar en dicho sistema.

Se debe encontrar, para cada uno de los filtros, el cero de la escala fotométrica y desplazar las magnitudes extra-atmosféricas, previamente medidas, de acuerdo con dicho valor. Este valor es lo que se llama punto cero, y será diferente para cada filtro:  $Z_B$ ,  $Z_V$ ,  $Z_R$ , y  $Z_I$ . Debemos introducir más términos correctores, pues usando solamente los puntos cero, habrá aún pequeños desajustes entre el sistema fotométrico estándar, y nuestro sistema fotométrico instrumental, ya que no todos los conjuntos de filtros son idénticos (aunque pertenezcan al mismo sistema fotométrico). Añadimos, por tanto, un nuevo término corrector, conocido como término de color, que afectará a los índices de color (ver sección 4.1.2) de bandas adyacentes. Este término de color dependerá del índice de color concreto que estemos usando. Los puntos cero y los términos de color se obtienen experimentalmente a partir de un ajuste por mínimos cuadrados a un conjunto grande de observaciones de estrellas estándar Landolt a diferentes masas de aire tomadas a lo largo de la noche de observación.

Podemos entonces expresar las magnitudes absolutas (B,V,R,I) en el sistema fotométrico BVRI de la siguiente manera:

$$\begin{aligned}
B &= m_B - Z_B - K_B \cdot X_B - C_{BV} \cdot (B - V) \\
V &= m_V - Z_V - K_V \cdot X_V - C_{BV} \cdot (B - V) \\
R &= m_R - Z_R - K_R \cdot X_R - C_{VR} \cdot (V - R) \\
I &= m_I - Z_I - K_I \cdot X_I - C_{VI} \cdot (V - I)
\end{aligned} \tag{4.12}$$

donde,  $m_B$ ,  $m_V$ ,  $m_R$ , y  $m_I$  son las magnitudes instrumentales en los filtros correspondientes;  $Z_B$ ,  $Z_V$ ,  $Z_R$ , y  $Z_I$  son los puntos cero correspondientes a cada filtro;  $K_B$ ,  $K_V$ ,  $K_R$ , y  $K_I$  son los coeficientes de extinción, cuyo significado se ha explicado en la sección 4.1.5.1;  $X_B$ ,  $X_V$ ,  $X_R$ , y  $X_I$  son las masas de aire;  $C_{BV}$ ,  $C_{VR}$ , y  $C_{VI}$  son los términos de color que acompañan al índice de color correspondiente, (B-V), (V-R), y (V-I) en este caso. En principio, la calibración se puede hacer eligiendo cualquier índice de color arbitrario, según lo que nos interese. Las ecuaciones 4.12, suelen expresarse, habitualmente, despejando las magnitudes instrumentales ( $m_B$ ,  $m_V$ ,  $m_R$ , y  $m_I$ ), así llegaremos al siguiente sistema de ecuaciones, equivalente al anterior:

$$\begin{aligned}
m_B &= B + Z_B + K_B \cdot X_B + C_{BV} \cdot (B - V) \\
m_V &= V + Z_V + K_V \cdot X_V + C_{BV} \cdot (B - V) \\
m_R &= R + Z_R + K_R \cdot X_R + C_{VR} \cdot (V - R) \\
m_I &= I + Z_I + K_I \cdot X_I + C_{VI} \cdot (V - I)
\end{aligned} \tag{4.13}$$

Como las magnitudes de las estrellas estándar en los catálogos suelen darse como V, (B-V), (V-R), y (V-I), es conveniente transformar un poco el sistema de ecuaciones 4.13, para que esté expresado en términos de V, y esos índices de color, así llegamos al sistema:

$$\begin{aligned}
m_B &= [(B - V) + V] + Z_B + K_B \cdot X_B + C_{BV} \cdot (B - V) \\
m_V &= V + Z_V + K_V \cdot X_V + C_{BV} \cdot (B - V) \\
m_R &= [V - (V - R)] + Z_R + K_R \cdot X_R + C_{VR} \cdot (V - R) \\
m_I &= [V - (V - I)] + Z_I + K_I \cdot X_I + C_{VI} \cdot (V - I)
\end{aligned} \tag{4.14}$$

Utilizando estas ecuaciones, y habiendo calculado previamente los puntos cero, coeficientes de extinción, y términos de color (a partir de los campos de estrellas estándar), podremos finalmente obtener las magnitudes en el sistema fotométrico estándar BVRI, que es lo que se busca. En realidad, del sistema de ecuaciones 4.14, lo que obtendremos será la magnitud V, y los índices de color: (B-V), (V-R), y (V-I), de los que podemos obtener, trivialmente, las magnitudes B, R, e I que nos faltaban, con lo que concluirá el cálculo de las magnitudes absolutas en dicho sistema fotométrico.

El calculo de errores asociado a todo el proceso que acabamos de ver: estimación del flujo por el método de la apertura sintética, corrección de apertura del flujo medido, y calibración fotométrica, se describe en la sección 6.3.3 para la fotometría BVRI de TNOs y Centauros.

## 4.2 Fotometría relativa y cálculo de períodos

Se explica a continuación el método de fotometría relativa con imágenes CCD. Los datos obtenidos al realizar fotometría relativa de TNOs y Centauros son series temporales de datos que se utilizan para obtener los períodos de rotación, amplitudes de la curva de luz, etc, aplicando los métodos de cálculo descritos en la segunda parte de esta sección.

### 4.2.1 Fotometría relativa de apertura sintética

Este método fotometrico es el usado para obtener los resultados de períodos de rotación y amplitudes de KBOs del capítulo 7. La fotometría relativa, o diferencial, se basa en ignorar la extinción causada por la atmósfera, y en obtener medidas relativas entre el objeto del que se quiere medir la variación de flujo (es decir, la variación de magnitud), y una o varias estrellas de comparación situadas en el mismo campo. Conceptualmente es una fotometría mucho más sencilla que la fotometría absoluta, pues no es necesario estimar la extinción, ni hacer una calibración absoluta en ningún sistema fotométrico estándar. Se buscan solamente variaciones relativas de brillo (magnitud) del objeto astronómico en estudio.

Esta manera de hacer fotometría se basa en la suposición de que la extinción atmosférica es aproximadamente la misma para todas las estrellas de un mismo campo. Esta suposición parece razonable, ya que todas las estrellas del mismo campo estarán, aproximadamente, a la misma distancia cenital; por lo tanto, su luz habrá atravesado, aproximadamente, la misma masa de aire, con lo que todas sufrirán, aproximadamente, la misma extinción debida a la atmósfera. Bajo este supuesto, la extinción se cancelará al hacer medidas relativas o diferenciales.

Es muy importante elegir cuidadosamente la/s estrella/s de comparación, intentando que éstas no presenten variabilidad, ni sean dobles, ni estén saturadas en la imagen, e intentando que tengan, en la medida de lo posible, un color similar al objeto en estudio. Respecto a la medida del flujo del objeto y las estrellas de comparación, vale todo lo dicho en las secciones pasadas, en particular en la sección 4.1.3.1. Es conveniente, de cualquier manera, hacer las medidas de flujo con varias aperturas diferentes, y comparar los resultados de los flujos relativos objeto/estrella. Nos quedaremos, generalmente, con las medidas de flujo que presenten las dispersiones más pequeñas. El cociente de los flujos del objeto y la/s estrella/s de referencia,  $F_{obj}/F_{estr}$ , podrá ser convertido, directamente, a diferencias

de magnitud,  $\Delta m$ , simplemente aplicando la ecuación 4.2:

$$\Delta m = m_{obj} - m_{estr} = -2.5 \cdot \log(F_{obj}/F_{estr}) \quad (4.15)$$

donde  $m_{obj}$ , y  $m_{estr}$  son las magnitudes del objeto, y de la estrella de referencia, respectivamente. Si tenemos varias estrellas de comparación, tendremos que normalizar todas las variaciones de magnitud; podemos suponer una variación nula para la primera medida, así todas las variaciones partirán de dicho valor para ese instante de tiempo. Tomaremos como resultado final para la variación relativa de magnitud la media, o la mediana de dicha variación normalizada para todas las estrellas de referencia. Es recomendable mantener las mismas estrellas de referencia durante la misma noche (e incluso durante toda la campaña de observación, a ser posible). El error final de todo este proceso será: el asociado a los cálculos de flujo mediante la fotometría de apertura, más el asociado al cálculo de la media/mediana, si se utilizan varias estrellas de comparación en cada campo. Con este método podremos conseguir precisiones de  $\sim 0.01$  mag relativas para el caso de los TNOs y Centauros (para  $m_V \sim 21$  mag, utilizando telescopios de la clase 2 m).

Este método fotométrico es sencillo y potente si usamos un detector CCD, pues podemos elegir la/s estrella/s de comparación en el mismo campo del objeto, lo que nos permitirá tomar imágenes consecutivas, separadas en el tiempo. Así podremos estudiar la evolución o variación temporal relativa del flujo (magnitud) del objeto que queremos analizar. Este método fotométrico es, por tanto, muy útil a la hora de investigar posibles variaciones temporales de la magnitud, aplicables a la búsqueda de fenómenos periódicos. El resultado final que se obtiene al aplicar este método es la variación relativa de la magnitud en función del tiempo. En particular, en el caso que nos ocupa, es un método muy potente a partir del cual se pueden calcular períodos de rotación de cuerpos pequeños del sistema solar: asteroides, objetos trasneptunianos, Centauros, satélites de los planetas gigantes, etc (ver sección 4.2.2).

Para usar el método de fotometría diferencial no son necesarias unas condiciones muy buenas de estabilidad atmosférica, incluso puede funcionar bien a través de nubes finas, o con un seeing regular, algo impensable si quisiéramos hacer fotometría absoluta. La única premisa para usar este método es que las imágenes finales tengan una calidad lo bastante buena como para que el objeto que se quiere estudiar tenga una relación S/R suficiente ( $\geq 25$ ), que permita medir el flujo con un error admisible.

#### 4.2.2 Métodos de cálculo de períodos de rotación en fotometría de series temporales

Utilizando la información obtenida de la variación relativa de magnitud frente al tiempo ( $\Delta m$  vs.  $t$ ), según se ha explicado en la sección 4.2.1, podemos intentar determinar los períodos de rotación de los objetos estudiados. El primer paso en la determinación del

período de rotación de un cuerpo celeste –en nuestro caso concreto de un TNO o de un Centauro– pasa por el análisis de las **periodicidades** de las series temporales. Para poder hacer esto con cierta fiabilidad es necesario tener una cantidad suficientemente grande de observaciones, que se extiendan, además, a lo largo de un amplio período temporal. Conseguir esto para TNOs o Centauros no es sencillo, ya que suelen ser objetos muy débiles y es complicado conseguir mucho tiempo de observación en grandes telescopios. Por lo que, pese a conocerse a día de hoy del orden de 1000 objetos transneptunianos y Centauros, sólo se conocen con fiabilidad los períodos rotacionales de una pequeña fracción ( $\sim 7\%$ ) del total de objetos conocidos en la actualidad (véase capítulo 7). Por tanto, hay un sesgo importante en el conocimiento de las propiedades rotacionales de TNOs y Centauros, hacia los objetos más brillantes (y por tanto, los más grandes).

En esta sección se hace un repaso general de los métodos utilizados para la determinación de períodos de rotación a partir de observaciones de series temporales fotométricas, centrándonos, sobre todo, en los más utilizados para el cálculo de períodos de rotación de TNOs y Centauros en la literatura. Hay varios métodos generales para determinar el período de rotación de TNOs y Centauros a partir de series temporales de datos:

1. Método de Lomb (1976).
2. Minimización de la dispersión de la fase (*Phase Dispersion Minimization, PDM*), Stellingwerf (1978).
3. Método de Harris (Harris et al. 1989).
4. Método CLEAN (Belton y Gandhi 1988).
5. Minimización de longitud de cadena (Dworetsky 1983).

Todos estos métodos se basan en la búsqueda de alguna propiedad periódica obtenida a partir del análisis de series temporales de observaciones fotométricas. A partir de una serie temporal, lo más homogénea posible, se trata de obtener un conjunto de medidas de alguna cantidad (en el caso que nos ocupa será  $\Delta m$ ) que varíe de forma continua como resultado de la rotación. A partir de este conjunto de medidas se derivan las periodicidades de las que se pueden obtener los períodos de rotación más plausibles.

La precisión en la determinación de los períodos depende críticamente del tiempo total,  $T_0$ , de la serie temporal utilizada, así podemos estimar el error en el período calculado como  $\delta P \sim P^2/(2\pi \cdot T_0)$ . Un límite superior aproximado a los períodos calculables viene dado por  $P < T_0/2$ . O visto de otro modo, el tiempo total de nuestras observaciones debe de ser necesariamente mayor que el doble del período que queremos estimar,  $T_0 > 2P$ . El cálculo de períodos mayores no será fiable.

En análisis típicos de datos tomados desde tierra, el muestreo sigue un patrón regular caracterizado por los ciclos diurnos, es decir, los datos no están aleatoriamente espaciados



en el tiempo. Superpuestos a éstos, hay patrones irregulares causados por cambios meteorológicos, variaciones en los planes observacionales y, finalmente, los errores asociados a los procedimientos observacionales, calibraciones, telescopios etc. Los patrones regulares introducen en los datos frecuencias inherentes que interfieren en el cálculo del período real, produciendo periodicidades artificiales que dan lugar a falsas estimaciones de los períodos, conocidas como “alias”. Los alias principales están asociados al hueco temporal de datos existente entre noche y noche de observación, y tienen la siguiente expresión:

$$P_{alias}^{-1} = 1.0027 \pm P_{real}^{-1} \quad (4.16)$$

donde  $(1.0027)^{-1}$  es la duración del día sidereo (expresada en días). Hay otros alias o falsos períodos menores que aparecen como múltiplos enteros de la expresión anterior:

$$P_{alias}^{-1} = m \cdot 1.0027 \pm P_{real}^{-1} \quad (4.17)$$

donde  $m$  es un número entero. Estas periodicidades superpuestas deben ser identificadas en el periodograma<sup>2</sup>, para poder obtener los períodos reales. Si el periodograma se traza en función de la frecuencia de rotación (en vez de en función del período) los alias serán fáciles de identificar, pues estarán espaciados  $\sim 1$  (ecuación 4.16).

#### 4.2.2.1 Método de Lomb

El método de Lomb (1976) generalmente se programa numéricamente según está descrito en Press et al. (1992). Se basa en un análisis espectral de Fourier, pero algo modificado, ya que los datos no presentan un muestreo equiespaciado. El método tiene en cuenta que los datos están desigualmente espaciados, por lo que la potencia espectral se normaliza de modo que los datos se pesan según un intervalo de datos, y no según un intervalo temporal. La expresión de la potencia espectral normalizada como función de la frecuencia será entonces la siguiente:

$$P_N(\omega) = \frac{1}{2\sigma^2} \frac{\left[ \sum_j (m_j - \bar{m}) \cdot \cos(\omega(t_j - \tau)) \right]^2}{\sum_j \cos^2(\omega(t_j - \tau))} + \frac{\left[ \sum_j (m_j - \bar{m}) \cdot \sen(\omega(t_j - \tau)) \right]^2}{\sum_j \sen^2(\omega(t_j - \tau))} \quad (4.18)$$

donde,  $\omega$  es la frecuencia angular ( $\omega = 2\pi \cdot f = 2\pi \cdot 1/P$ , con  $P$  el período de prueba);  $\sigma^2$  es la varianza de los datos;  $m_j$  es una medida dada, y  $t_j$  el tiempo asociado a la misma;

<sup>2</sup>Se llama periodograma al resultado gráfico de aplicar un método de búsqueda de períodos. Generalmente, en uno de los ejes aparecerán los posibles períodos (o frecuencias), y en el otro el parámetro o función que haya que maximizar o minimizar, según el método, para obtener el mejor período.

$\bar{m}$  es la media de todas las medidas; y  $\tau$  es una especie de compensación que hace que la potencia espectral,  $P_N(\omega)$ , sea independiente de cambiar todos los valores de  $t_j$  por una constante cualquiera. La expresión cuantitativa para  $\tau$  es la siguiente:

$$\tan(2 \cdot \omega \cdot \tau) = \frac{\sum_j \text{sen}(2\omega \cdot \tau_j)}{\sum_j \text{cos}(2\omega \cdot \tau_j)} \quad (4.19)$$

El mejor período para este método será aquel que maximice la potencia espectral de Lomb normalizada (ecuación 4.18).

#### 4.2.2.2 Minimización de la dispersión de la fase (PDM)

El método de minimización de la dispersión de la fase, o simplemente PDM (Stellingwerf 1978), es especialmente adecuado para detectar períodos, independientemente de la forma de la curva de luz. Este método busca el mejor período que minimiza un parámetro específico que denotaremos por  $\theta$ . Este parámetro mide la dispersión (varianza) de los datos “faseados”<sup>3</sup> a un período específico dividido entre la varianza de los datos sin “fasear”. Así, el mejor período será aquel que minimice la dispersión de la curva de luz “faseada”. El parámetro  $\theta$  tiene la siguiente expresión:

$$\theta = \frac{s^2}{\sigma^2} \quad (4.20)$$

donde,  $\sigma^2$  es la varianza de los datos brutos (sin haber supuesto para ellos ningún período), y  $s^2$  es una medida de la dispersión de los datos “faseados” (suponiendo un período), que se expresa como:

$$s^2 = \frac{\sum_{j=1}^M (f_j - 1) \cdot s_j^2}{\sum_{j=1}^M (f_j - M)} \quad (4.21)$$

donde  $f_j$  son los datos “faseados” a un período dado; y  $s_j^2$  son las varianzas de  $M$  muestras distintas. Las muestras se eligen de modo que todos los elementos de la misma tengan un valor similar de  $\phi_i$ , donde  $\phi_i$  es la fase correspondiente a un período de prueba. Usualmente, el intervalo de fases (0,1) se divide en intervalos de tamaño fijo, aunque las muestras se pueden elegir de cualquier otra forma que satisfaga el criterio que se acaba de mencionar (elementos con valor de  $\phi_i$  similar).

Este método es bueno para analizar datos irregularmente espaciados, y con una variabilidad no sinusoidal (Millis et al. 1988). Sin embargo, la mayor ventaja de este

---

<sup>3</sup>El concepto de “fasear” una curva de luz a un período dado está explicado en la sección 7.7.

método es su simplicidad y sencillez de aplicación. Según A'Hearn et al. (1989), hay un problema importante con este método que debe ser tenido en cuenta cuando se intentan obtener del periodograma períodos físicos significativos. El problema estriba en que, para períodos cortos, los subconjuntos de datos son “difuminados” en el tiempo, con lo cual, las observaciones en cada subconjunto de datos tienden a juntarse en el tiempo, esto reduce de manera artificial la dispersión de datos. Otro problema es que grandes huecos en el conjunto de datos producen la aparición en el periodograma de muchos lóbulos laterales y falsos períodos (alias). Stellingwerf notó que también pueden aparecer en el periodograma sub-armónicos e indicó como podían identificarse<sup>4</sup>.

#### 4.2.2.3 Método de Harris

Este método (Harris et al. 1989) fue desarrollado específicamente para estudiar las curvas de luz de los asteroides. Por lo tanto, se puede aplicar bastante bien a las curvas de luz de TNOs y Centauros. El método de Harris es básicamente un ajuste de los datos mediante series de Fourier del grado que uno desee. La expresión del ajuste es la siguiente:

$$H(\alpha, t) = \bar{H}(\alpha) + \sum_{l=1}^m A_l \cdot \text{sen} \left( \frac{2\pi \cdot l}{P} \right) \cdot (t - t_0) + B_l \cdot \text{cos} \left( \frac{2\pi \cdot l}{P} \right) \cdot (t - t_0) \quad (4.22)$$

donde  $H(\alpha, t)$  es la magnitud calculada para un ángulo de fase  $\alpha$ , para un instante de tiempo  $t$ ;  $\bar{H}(\alpha)$  es la magnitud promedio para un ángulo de fase  $\alpha$ ;  $A_l$ , y  $B_l$  son los coeficientes del ajuste de Fourier;  $P$  es el período de rotación supuesto; y  $t_0$  es un punto cero de tiempo, que es conveniente tomar, aproximadamente, en la mitad de la campaña de observación. Para un período dado,  $P$ , el ajuste (por mínimos cuadrados) se lleva a cabo buscando el mínimo de una “varianza corregida de sesgo”, que viene dada por:

$$s^2 = \frac{1}{n - k} \cdot \sum_{i=1}^n \left( \frac{\delta_i}{\epsilon_i} \right)^2 \quad (4.23)$$

donde,  $n$  es el número total de observaciones;  $k = (2 \cdot m + p + 1)$  es el número total de parámetros libres de la solución (el “1” es por el período de rotación, que también es un parámetro de la solución);  $m$  es el grado de las series de Fourier;  $p$  es el número total de días con datos;  $\delta_i = V_i(\alpha_j) - H(\alpha_j, t_i)$  es lo que se desvían las observaciones del modelo (con  $\alpha_j$  el ángulo de fase para la noche  $j$ ); y  $\epsilon_i$  son las estimaciones “a priori” de los errores en las medidas.

El período que minimice el valor de  $s^2$  será considerado la mejor solución. Si al

---

<sup>4</sup>Siempre que el período principal no sea una senoide perfecta habrá sub-armónicos.

incrementar el grado de la solución por uno el valor de  $s^2$  no decrece como  $s^2/(n - k)$ , entonces, el nuevo armónico de orden superior no se considerará significativo.

#### 4.2.2.4 Método CLEAN

El algoritmo de ventana “limpia” o, simplemente, método “CLEAN” (Belton y Gandhi 1988) es una aplicación especial del algoritmo CLEAN (Högbom 1974), muy utilizado por los radioastrónomos, y muy usado para sintetizar imágenes cuando se trabaja con aperturas sintéticas. Para el caso de análisis de series temporales, su aplicación se hace calculando una función ventana, que deberá tener en cuenta los tiempos en los que se realizaron las observaciones, así, la función asignará un valor cero para aquellos tiempos en los que no hay datos, y un valor de “1” para el resto. Esta función ventana se utiliza para deconvolucionar la verdadera señal por medio del algoritmo CLEAN. Dicho de otra forma, la función ventana se usa para generar una especie de filtro en el dominio de las frecuencias, que se aplica al espectro de Fourier habitual, con el fin de suavizar la potencia espectral de las señales que proceden del patrón de muestreo. Por lo tanto, la verdadera señal periódica se mostrará más claramente en el espectro así corregido.

#### 4.2.2.5 Minimización de longitud de cadena

El método de minimización de longitud de cadena, o simplemente método de la “cadena” (Dworetzky 1983), es una versión moderna del método de *longitud de cadena* de Lafler y Kinman (1965). Jewitt y Meech (1985), han usado a menudo este método, que es popular por las mismas razones que el método PDM (sección 4.2.2.2). Este método encuentra el mejor período buscando aquel que minimice un parámetro que puede ser considerado como una “longitud”, y que se expresa como:

$$L = \sum_{i=1}^n [(m_i - m_{i-1})^2 + (\Phi_i - \Phi_{i-1})^2]^{1/2} + [(m_i - m_n)^2 + (\Phi_i - \Phi_n + 1)^2]^{1/2} \quad (4.24)$$

donde,  $m_i$  son los valores experimentales;  $\Phi_i$  son las fases obtenidas al “fasear” los valores experimentales a un período de prueba; y  $n$  es el número de observaciones.

#### 4.2.2.6 Niveles de confianza para los períodos obtenidos

Después de haber identificado un período por medio de uno de los métodos que se acaban de describir (desde la sección 4.2.2.1 a la 4.2.2.5), es lógico preguntarse cuán confiable es dicho período. Una de las características que hacen más útil el método de Lomb (4.2.2.1),

es que da directamente un nivel de confianza para el período de prueba, según la expresión (Scargle 1982):

$$P(> z) = 1 - (1 - e^{-z})^M \quad (4.25)$$

donde,  $z$  es el máximo de la potencia espectral; y  $M$  el número de frecuencias independientes, que puede estimarse de forma sencilla. En el caso del método PDM (4.2.2.2), aquel período que minimice el valor de  $\theta$ , será el que tenga mayor nivel de confianza. Aunque no hay una expresión formal para calcular cuantitativamente la significancia de un período en el método PDM, se considera que un valor de  $\theta < 0.2$  corresponde a un período altamente significativo. Otros métodos dan también parámetros que están relacionados con el nivel de confianza, o dan criterios para aceptar o descartar períodos, pero en todos los casos se asume que los errores cumplen con una distribución de tipo Gaussiano.

En la práctica, los errores instrumentales tienen componentes sistemáticas que conviene modelizar. Por ejemplo, los datos de una noche a la siguiente suelen presentar pequeños saltos. Todo ello se puede modelizar con técnicas de Montecarlo, y así estudiar la verdadera significancia de los períodos obtenidos.

## Capítulo 5

# Campañas de Observación.

**“Tenemos razones para sospechar que existen muchos más cometas, que se encuentran a distancias remotas del Sol, y que son oscuros y sin cola, por lo que escapan a nuestras observaciones.”**

*Edmond Halley.  
Memorias de la Royal Society de Londres,  
Volumen 24, Pág. 882  
(1706).*

En este capítulo se describen brevemente las campañas de observación y los telescopios/detectores utilizados en cada una de ellas. Las circunstancias observacionales de los objetos observados dentro del programa de larga duración de la ESO para Centauros y TNOs se muestran en la tabla 6.1 del capítulo 6. Las circunstancias observacionales de los objetos de los que se han calculado los períodos de rotación/amplitudes dentro del Programa de Larga duración del IAA–CSIC se describen en la tabla 7.1. Un resumen de todos los telescopios, detectores y filtros usados en las observaciones que se describen en este capítulo puede verse en la tabla 5.1.

### 5.1 Preparación de las observaciones.

En cualquier área de la astronomía y astrofísica observacional es muy importante una preparación exhaustiva y cuidadosa de las observaciones. Esta preparación debe ser más cuidadosa aún si cabe para observaciones de objetos con movimiento propio, como es el caso de objetos del sistemas solar, y en particular de objetos transNeptunianos y Centauros, que son el tema de estudio de esta tesis. Se describe a continuación el proceso básico para

la preparación de una campaña de observación fotométrica (absoluta o relativa) de estos objetos. Las observaciones de fotometría relativa y de colores (fotometría absoluta) son levemente distintas, por lo que puede haber alguna diferencia en la preparación de las mismas, lo que también se discutirá en esta sección.

Una vez concedidas las fechas de observación, hay que preseleccionar primero los objetos (TNOs y Centauros) visibles para esas fechas desde el observatorio concreto en el que se vayan a realizar las observaciones. Esto puede hacerse utilizando varias aplicaciones *web* que nos permiten generar las posiciones relativas (coordenadas en AR y Decl.) de los objetos en el cielo desde un lugar concreto para una fecha dada (efemérides). Para esta tarea podemos usar, por ejemplo, las páginas para generar/consultar efemérides de cuerpos pequeños distantes del sistema solar del *Minor Planet Center* (MPC)<sup>1</sup>, o la aplicación *Horizons* del *Jet Propulsion Laboratory* (JPL)<sup>2</sup>. De todos los objetos visibles para las fechas de observación elegiremos aquellos con la magnitud que nos convenga. Para hacer fotometría relativa buscaremos objetos más brillantes que la magnitud  $\sim 21$  en V, ya que estamos limitados a telescopios, como mucho, de la clase 2m. Para los estudios de fotometría absoluta de colores, como usamos el telescopio *Very Large Telescope*, que es de la clase 8m, podremos elegir objetos hasta la magnitud  $\sim 23.5$  en V.

Una vez hecha la primera preselección de objetos, comprobaremos si alcanzan una altura sobre el horizonte adecuada para ser observados con la suficiente calidad. No es recomendable observar los objetos por debajo de  $30^\circ$  de altura, es decir, a masas de aire mayores que 2. A tales masas de aire se pierde bastante señal del objeto y de las estrellas de referencia, lo que hace más complicado obtener datos fiables de los flujos y la posible variación de los mismos, sobre todo si nuestro objeto no es muy brillante. Eliminaremos, por tanto, los objetos que estén por debajo de los  $30^\circ$  de altura sobre el horizonte para las fechas/lugares de observación y, también, en la medida de lo posible, aquellos de los que ya exista información fiable en la literatura de fotometría relativa y/o de colores.

Para fotometría relativa es conveniente fijarse también en la velocidad media de los objetos durante las fechas de la campaña observacional. Para los TNOs, generalmente, no habrá problema con esto, ya que son objetos muy lentos que se mueven básicamente por la traslación de la propia tierra a lo largo de su órbita (paralaje). Sí habrá que tener especial cuidado, sin embargo, si queremos observar Centauros, ya que estos sí pueden moverse a velocidades considerables ( $\geq 10 \text{arcsec/h}$ ) en determinadas circunstancias. Si el objeto se mueve muy rápido, podrá salirse del campo de la imagen a los pocos días, lo que no nos interesa, pues en este tipo de observaciones buscamos variación temporal de magnitud, para lo que se usan estrellas de referencia que es conveniente sean las mismas. En resumen, nos interesa que el objeto esté el mayor tiempo posible dentro del campo de la imagen. Una campaña de observación de fotometría relativa típica puede llegar a durar hasta 7 días, en ese tiempo, un Centauro con una velocidad de 10 arcseg/h se habrá movido 28 minutos de

---

<sup>1</sup><http://www.cfa.harvard.edu/iau/MPEph/MPEph.html>, y <http://www.cfa.harvard.edu/iau/Ephemerides/Distant/index.html>

<sup>2</sup><http://ssd.jpl.nasa.gov/horizons.cgi>

arco, por lo que se habría salido del campo de nuestra imagen para la mayor parte de los detectores usados en este tipo de observaciones, salvo para la *Wide Field Camera* del *Isaac Newton Telescope* (ver tabla 5.1, y sección 5.3.3.1). En caso de que el objeto que queramos observar se mueva a velocidades  $\geq 10 \text{arcsec}/h$  tendremos que buscar el mayor número de estrellas intermedias comunes en las zonas de solapamiento de los diferentes campos por los que pase el objeto. Es muy conveniente hacer la fotometría relativa con estas estrellas (las mismas, en la medida de lo posible, aunque cambie el campo). Es mejor usar pocas estrellas comunes en todas las imágenes de la campaña para un objeto dado, que no muchas diferentes.

Es conveniente verificar también la densidad de estrellas, y otros objetos astronómicos (galaxias, nebulosas, cúmulos, etc) que pudiera haber en las zonas del cielo en las que se encuentran los objetos preseleccionados para las fechas de observación. Habitualmente, esto puede verificarse obteniendo una imagen de una base de datos de imágenes astronómicas<sup>3</sup> centrada en la posición del objeto para la mitad de la campaña, y con un campo igual al del instrumento/detector que vamos a usar en las observaciones. Esto nos permite descartar TNOs y Centauros que estén pasando por campos muy poblados o en los que hubiera objetos que pudieran ser molestos y contaminar la fotometría del objeto que queremos estudiar.

Finalmente, para los objetos que hayan sobrevivido al paso anterior, tendremos que estimar el tiempo de exposición más adecuado para conseguir una relación señal/ruido suficiente para cada detector/telescopio dado. Para ello, necesitamos información de la magnitud de los objetos, esta información se obtiene, generalmente, de los valores de las efemérides del Minor Planet Center (MPC)<sup>4</sup>. Hay que tener en cuenta que las magnitudes obtenidas a partir de las efemérides del MPC son solamente estimaciones, que en muchas ocasiones se alejan bastante de la magnitud real. Con esta información de magnitudes deberemos estimar los tiempos de exposición en los diferentes filtros para el detector/telescopio dado. Cada telescopio/detector suele tener alguna aplicación web que nos permite estimar el tiempo de exposición necesario para conseguir una determinada señal/ruido para un objeto de magnitud dada en un filtro concreto (bajo ciertas condiciones de seeing, masa de aire, etc). Algunas de estas páginas con las aplicaciones para calcular la relación señal/ruido para los detectores/telescopios usados son:

- Telescopio VLT de 8.2 m del Observatorio de Cerro Paranal (ESO) con el instrumento FORS1: <http://www.eso.org/observing/etc/>
- Telescopio 1.5 m del Observatorio de Sierra Nevada (IAA-CSIC) con el detector Roper VersArray/Apogee: <http://www.osn.iaa.es/signal.html>
- Telescopio de 2.2 m del Observatorio de Calar Alto (IAA-CSIC/MPI) con el instrumento CAFOS: [http://www.caha.es/prada/tcl/script/cafos\\_im.html](http://www.caha.es/prada/tcl/script/cafos_im.html)

---

<sup>3</sup>Base de datos como la del *STScI Digitized Sky Survey* ([http://archive.stsci.edu/cgi-bin/dss\\_form](http://archive.stsci.edu/cgi-bin/dss_form)), o cualquiera equivalente.

<sup>4</sup><http://www.cfa.harvard.edu/iau/MPEph/MPEph.html>



- Telescopio INT de 2.5 m del Observatorio del Roque de los Muchachos (IAC-ING): <http://catserver.ing.iac.es/signal/>

La magnitud estimada por el MPC es sólo magnitud en la banda V, por lo que deberemos estimar las magnitudes en otros filtros, si queremos a su vez estimar los tiempos de exposición en cada filtro (esto será necesario para preparar las campañas de observación de fotometría absoluta de colores). Esta estimación se puede hacer a partir de los valores promedio de las diferencias de colores de todos los objetos de los que se tiene información de fotometría absoluta (Hainaut y Delsanti 2002)<sup>5</sup>. Por ejemplo, si queremos observar un TNO Clásico con una magnitud estimada por el MPC de 21.5, eso significa que  $V = 21.5$ . Usamos los datos promedio de todos los TNOs Clásicos de los que hay información de colores (Hainaut y Delsanti 2002):  $B - V = 0.99 \pm 0.17$ ,  $V - R = 0.63 \pm 0.12$ , y  $V - I = 1.19 \pm 0.24$ . De donde obtendremos que, para este objeto concreto, se esperan unas magnitudes en los diferentes filtros de:  $B = 0.99 + 21.5 = 22.49$ ;  $V = 21.5$ ;  $R = 21.5 - 0.63 = 20.87$ ;  $I = 21.5 - 1.19 = 20.31$ . Con estas magnitudes esperables en cada banda ya podremos usar los programas para calcular tiempos de exposición anteriormente citados, y estimar con ellos los tiempos necesarios para conseguir una relación señal/ruido dada para cada objeto en cada uno de los filtros.

Una vez tengamos la selección óptima de los objetos que vamos a estudiar durante una campaña de observación dada, se programará cada noche teniendo en cuenta si queremos hacer fotometría relativa, o absoluta (colores). Se usarán los tiempos de exposición estimados para cada objeto como guía para organizar el plan de observación de cada noche. Para la fotometría relativa, como se buscan variaciones temporales de brillo, lo más adecuado será intentar obtener la mayor información temporal de los objetos, por lo que, no es conveniente intentar observar muchos objetos diferentes en una misma noche. Es preferible tener pocos objetos e irlos alternando a lo largo de la noche que tener muchos, pues en tal caso, tendremos pocos datos realmente útiles para obtener los períodos/amplitudes. Lo ideal es repetir los mismos objetos durante todas las noches de la campaña, así se consigue la mayor cobertura temporal posible, que nos permitirá poder trazar la curva de luz completa, y eliminar los eventuales alias de los períodos de rotación.

Para la fotometría absoluta de colores no es necesario tener una cobertura temporal amplia de los objetos, por lo que sí se puede seguir el criterio de observar el mayor número de objetos durante una noche, alternando los filtros BVRI, como se explica en la sección 5.4.1. También es conveniente haber elegido previamente los campos con estrellas estándares a diferentes masas de aire, para poder hacer posteriormente las correspondientes calibraciones fotométricas de la forma más fiable.

---

<sup>5</sup>Información actualizada de colores de TNOs y Centauros puede obtenerse en la página web de O. Hainaut: <http://www.sc.eso.org/~ohainaut/MBOSS/>

## 5.2 Colores: El Programa de Larga duración de la ESO (PL)

Ha habido varios programas de larga duración para medir colores de TNOs y Centauros, uno de los más relevantes es el programa de larga duración usando telescopios de la ESO para medir colores y espectros de TNOs y Centauros. El programa tuvo una primera fase entre abril de 2001 y marzo de 2003, y una segunda ejecutada entre noviembre de 2003 y marzo de 2004. Las observaciones fotométricas presentadas en esta tesis pertenecen a esta segunda fase del programa y fueron realizadas en modo visitante con el VLT de 8.2m de Cerro Paranal durante dos campañas (períodos ESO 72A y 72B) entre los días 1–2 noviembre de 2003, y 25–26 de marzo de 2004. Para estas dos campañas concretas sólo se hizo fotometría visible de TNOs y Centauros obteniéndose colores de 32 objetos. Estos resultados se han publicado, de forma resumida, en Santos-Sanz et al. 2009.

### 5.2.1 El Telescopio “Muy Grande” de la ESO (VLT)

El Telescopio “Muy Grande” de la ESO (Very Large Telescope: VLT) se encuentra situado en el Observatorio de Cerro Paranal (Chile) y está compuesto por cuatro unidades de 8.2m de espejo primario cada una. Cada unidad está equipada con óptica activa y puede funcionar independientemente, o de forma combinada. Cada una de las unidades es un telescopio de tipo Ritchey–Chretien con un foco Cassegrain, dos focos Nasmyth, y un foco Coudé. Cada una de las cuatro unidades se conoce por los siguientes nombres: UT1 (Antu), UT2 (Kueyen) UT3 (Melipal) and UT4 (Yepun). Todas las unidades tienen montura altazimutal lo que permite a las unidades moverse sobre un eje horizontal (el eje de elevación) de manera que pueden apuntar a cualquier objeto del cielo. Más información sobre VLT y cada unidad se puede encontrar en las siguientes referencias bibliográficas: Glindemann et al. 2000, y Wallander et al. 2000. Las observaciones fotométricas descritas en esta tesis fueron realizadas con la unidad UT1 (Antu).

#### 5.2.1.1 Instrumentos FORS

Los instrumentos FORS (FOcal Reducer and low dispersion Spectrograph) permiten hacer imagen y espectros en longitudes de onda comprendidas entre los 330 nm y los 1100 nm (Szeifert et al. 1998; Szeifert et al. 2000). FORS puede trabajar en dos modos de resolución, uno estandar, y otro de alta resolución. Se han construido dos instrumentos FORS (FORS1 y FORS2) que se colocan en los focos Cassegrain de alguna de las cuatro unidades de VLT. FORS1 en modo imagen está compuesto por 4 detectores Tektronics CCD de 2048 x 2048 píxeles (tamaño de pixel de  $24 \times 24 \mu m$ ) lo que da un campo total de 6.8 x 6.8 minutos de arco con una resolución en modo estandar de 0.2 arcsec/pixel. El ruido de lectura del detector es de  $5 e^-$  (electrones) y su ganancia de 1.45–1.64  $e^-/ADU$ . Tiene una corriente de oscuridad despreciable ( $\sim 2 e^-/píxel/hora$ ) y satura a 65535 ADUs, manteniendo un comportamiento lineal incluso por encima de las 60000 ADUs. En nuestras

observaciones trabajamos con FORS1 colocado en la unidad Antu en el modo de resolución estandar.

### 5.3 Variabilidad Rotacional: El programa de larga duración del IAA–CSIC

Desde el año 2001 se comenzó a hacer en el Instituto de Astrofísica de Andalucía–CSIC un estudio de larga duración con el fin de determinar las curvas de luz de los objetos Transneptunianos y Centauros más brillantes. Este estudio ha permitido determinar los períodos de rotación y amplitudes de casi 40 objetos, lo que lo convierte en uno de los esfuerzos más importantes a nivel mundial en el estudio de variabilidad rotacional de los TNOs y Centauros. Para este estudio se ha usado fundamentalmente el telescopio de 1.5 m del Observatorio de Sierra Nevada (IAA–CSIC) en Granada, España, pero también el 2.2m del Observatorio de Calar Alto (IAA–CSIC–MPI) en Almería, España, y en alguna ocasión el Isaac Newton Telescope (INT) de 2.5m en La Palma, España. La descripción de estos telescopios y detectores usados puede verse en las siguientes secciones de este capítulo. En esta tesis se presenta un resumen de todas las observaciones realizadas dentro de este programa de larga duración de curvas de luz desde el año 2001 hasta la actualidad. La mayor parte los períodos de rotación y amplitudes que se presentan en el capítulo 7 de esta tesis doctoral están a punto de ser publicados, en forma resumida, en Thirouin et al. 2009.

#### 5.3.1 El telescopio de 1.5m del OSN

El telescopio de 1.5 m del Observatorio de Sierra Nevada (OSN) pertenece al Instituto de Astrofísica de Andalucía–CSIC y se encuentra situado en el paraje conocido como la Loma de Dilar, en el parque nacional de Sierra Nevada, en Granada, España. Es un telescopio RitcheyChretien con un espejo primario de 1.5 m y relación focal  $f/8$ . El telescopio posee dos focos Nasmyth en uno de los cuales se coloca el detector de imagen, el otro está ocupado por un espectrógrafo de fibras (Albireo). Todo el conjunto está colocado sobre una montura ecuatorial de tipo horquilla cuyo eje ecuatorial descansa sobre un cojinete a bolas situado sobre almohadillas de aceite. Mediante la presión del aceite se produce la elevación del eje dejándolo libre para rotar sin apenas fricción.

##### 5.3.1.1 Detector Apogee

Esta CCD modelo Apogee AP6E estaba colocada en el foco Nasmyth Este del telescopio y fue sustituida por la cámara Roper VersArray en marzo de 2003. La cámara posee un chip Kodak KAF1001E, de grado 2. Tiene 1024x1024 píxeles cuadrados ( $24 \times 24 \mu m$ ), con un ruido de lectura de  $15 e^-$  rms, una ganancia fija de  $13 e^-/ADU$ , la digitalización es a 14

bits, el tiempo de lectura de la imagen completa es de aproximadamente un segundo. La cámara está refrigerada termoeléctricamente y tiene una velocidad de lectura alta. Cuando ha alcanzado su temperatura de operación óptima, la corriente de oscuridad medida es menor de  $1 e^-/\text{píxel/s}$  por lo que hay que corregir las imágenes por “dark”. El campo total en el telescopio de 1.5m es de  $7.0 \times 7.0$  arcmin y la escala de imagen  $0.413$  arcseg/píxel.

### 5.3.1.2 Detector Roper VersArray

Este detector está colocado en el foco Nasmyth Este del telescopio de 1.5m del OSN y sustituyó a la CCD Apogee a partir de marzo de 2003. Todas las campañas de búsqueda de variabilidad rotacional de TNOs y Centauros desde esa fecha se han hecho con este detector. Se trata de una cámara CCD con chip del tipo iluminado por detrás (“back illuminated”), de alta eficiencia cuántica y con respuesta acentuada en el ultravioleta. Está compuesta por un chip Marconi–EEV CCD42–40 de  $2048 \times 2048$  píxeles cuadrados ( $13.5 \times 13.5 \mu\text{m}$ ) el modelo es RoperScientific VersArray 2048B. El campo de visión es de  $7.9 \times 7.9$  arcmin con una resolución de  $0.232$  arcseg/píxel. Tiene dos modos de lectura de baja y alta velocidad, el tiempo de lectura de una imagen  $2048 \times 2048$  es 4 segundos en el modo de alta velocidad, y 40s en el modo de baja velocidad. En binning  $2 \times 2$  la velocidad de descarga de una imagen se reduce en un factor cuatro y por tanto las imágenes se descargan en 1 segundo y 10 segundos respectivamente. El ruido de lectura en el modo de velocidad alta es de  $9e^-$  rms, y entre  $3 - 5e^-$  rms a velocidad de lectura baja. La refrigeración es por medio de nitrógeno líquido ( $T = -80^\circ\text{C} / -110^\circ\text{C}$ ). La digitalización se realiza a 16 bits, incluso en el modo de alta velocidad de lectura. Para nuestras campañas de observación usamos este detector generalmente en modo binning  $2 \times 2$  (salvo que el seeing fuera mejor que  $1.1$  arcseg) y el modo de alta velocidad de lectura, por lo que trabajamos a una resolución de  $0.464$  arcseg/píxel. Los objetos más brillantes son observados en el filtro R de Johnson y los más débiles sin filtro para conseguir así la máxima señal/ruido.

### 5.3.2 El telescopio de 2.2 m de CAHA

Este telescopio, de 2.2m de espejo primario, y sistema óptico del tipo RitcheyChretien, comenzó a funcionar en la primavera de 1979. Posee un foco Cassegrain a  $f/8$  y un foco Coudé a  $f/40$ . Está situado en el Observatorio Astronómico Hispano–Aleman de Calar Alto, en la Sierra de los Filabres, al norte de Almería (España). Es operado conjuntamente por el Instituto Max–Planck de Astronomía en Heidelberg, Alemania, y el Instituto de Astrofísica de Andalucía (CSIC) en Granada, España. El telescopio descansa sobre una montura ecuatorial de tipo horquilla y ha sido el más usado –después del 1.5m del OSN– para este tipo de observaciones que buscan variabilidad rotacional en TNOs y Centauros brillantes.

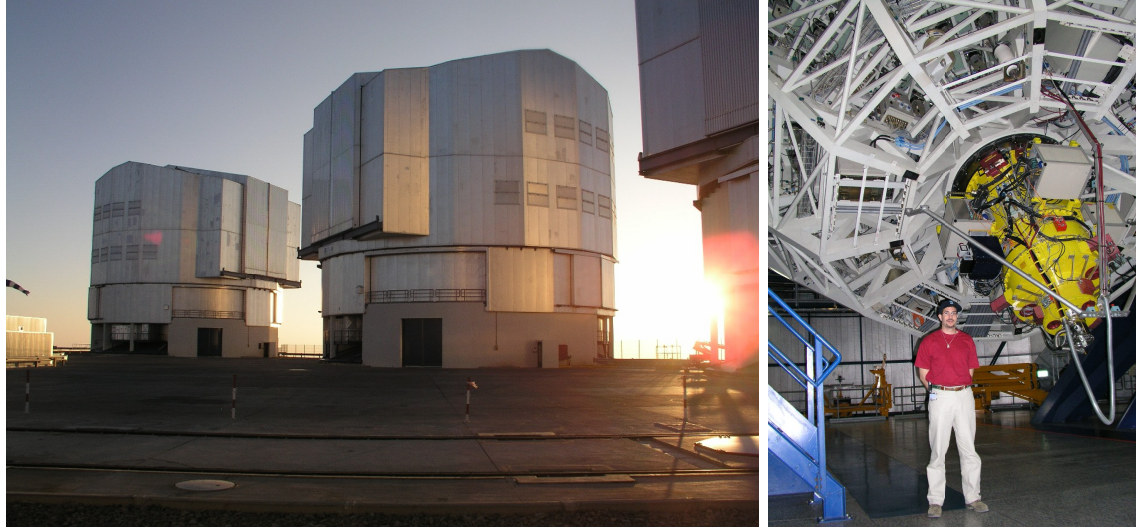


Figura 5.1: Imagen izquierda: tres de las cuatro unidades que componen VLT en el observatorio de Cerro Paranal, Chile (ESO). Imagen derecha: detalle del detector FORS colocado en una de las cuatro unidades de VLT. Créditos: El autor.

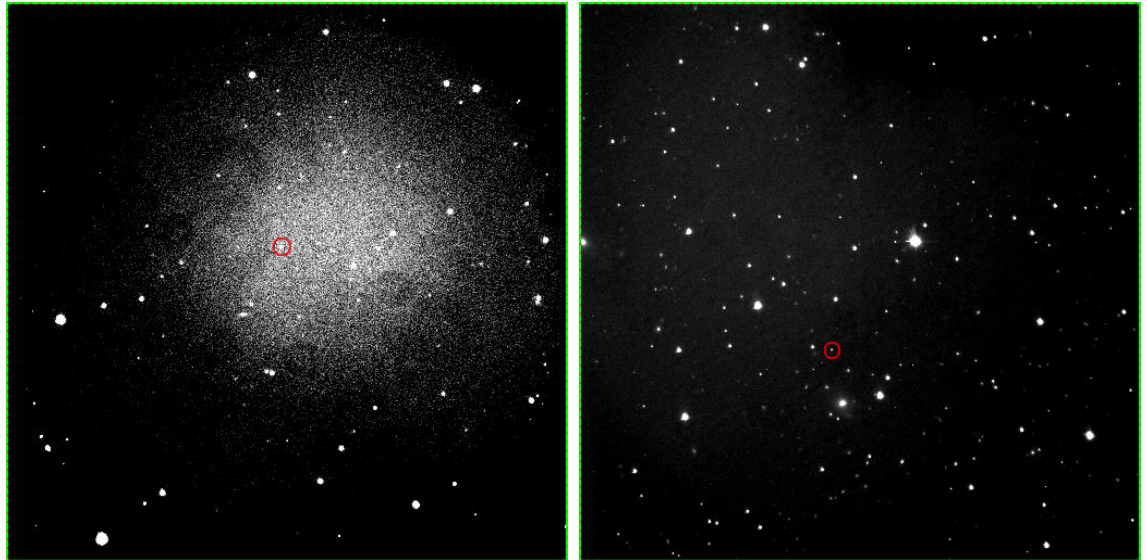


Figura 5.2: Imágenes tomadas con los dos detectores del telescopio de 1.5 m del OSN. La imagen de la izquierda está tomada el año 2001 con el detector Apogee, es una imagen del campo del TNO 2001PT<sub>13</sub>, el objeto está marcado con un círculo rojo. La imagen de la derecha es del año 2008 con el detector Roper VersArray, es una imagen del campo del TNO 2005RN<sub>43</sub>, el objeto aparece también dentro del círculo rojo. Puede verse la diferencia de calidad entre imágenes. En marzo de 2003 se sustituyó el detector Apogee por el Roper VersArray. Créditos: IAA–CSIC.

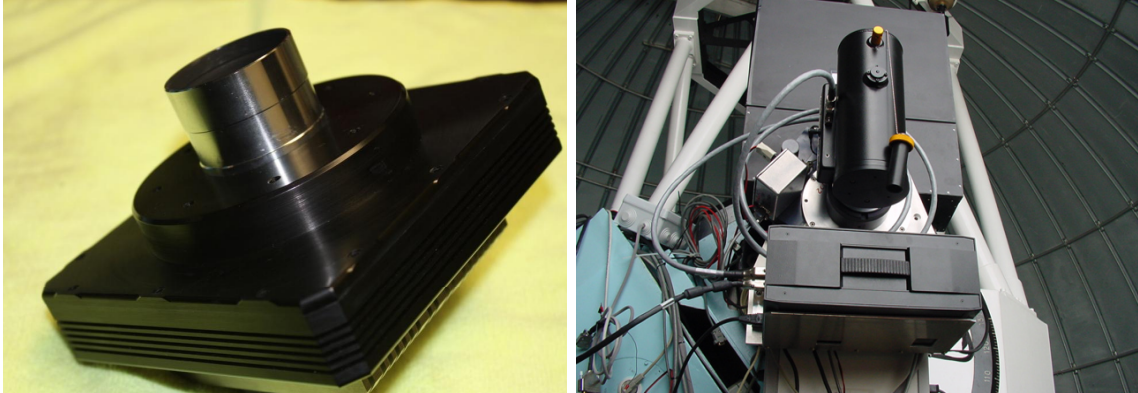


Figura 5.3: A la izquierda la CCD Apogee AP6E que estuvo operativa en el foco Nasmyth Este del telescopio de 1.5m del OSN hasta que fue sustituida por la CCD Roper VersArray (imagen de la derecha) en marzo de 2003. En la imagen de la derecha el criostato que contiene a la Roper VersArray colocado en el foco Nasmyth Este del 1.5 m. Créditos: IAA–CSIC.



Figura 5.4: A la izquierda el Observatorio de Sierra Nevada (IAA–CSIC) situado en la Loma de Dilar en Granada, y a la derecha el Observatorio de Calar Alto (IAA–CSIC/MPIA) situado en la Sierra de los Filabres, en Almería, ambos en España. Créditos: El autor.



### 5.3.2.1 Instrumento CAFOS

Este instrumento, cuyas siglas vienen de “Calar Alto Faint Object Spectrograph” está situado en el foco Cassegrain del telescopio de 2.2 m de CAHA. CAFOS es un reductor focal que cambia la razón  $f/8$  del telescopio en su foco Cassegrain a  $f/4.4$ , y que permite hacer imagen directa, espectroscopía con “grisms” (red de difracción+prisma), de rendija larga o con máscara multiobjetos, polarimetría (directa o con grisms), e imagen a través de un “Fabry-Pérot-Etalon”. En su configuración estándar CAFOS está equipado con una CCD de 2048x2048 píxeles sensible al azul. Hay dos CCDs similares que pueden usarse en CAFOS; una de ellas posee un chip SITE1d con píxeles cuadrados de  $24\mu m$  lo que da una resolución de  $0.53''/\text{pix}$  y un tamaño de campo de  $16.0 \times 16.0$  arcmin, la otra posee un chip LORAL con píxeles de  $15\mu m$ , una resolución de  $0.33''/\text{pixel}$ , y un campo de  $10.8 \times 10.8$  arcmin. En nuestro caso hemos usado CAFOS en modo imagen directa con la CCD SITE1d. Para esta configuración el tiempo de lectura por imagen es de 180 s, la corriente de oscuridad de  $0.0 \text{ ADU/h}$ , el ruido de lectura de  $6.6 e^-$ , y la CCD tienen un comportamiento lineal hasta alcanzar las 65000 cuentas. Nuestras imágenes se han tomado o bien sin filtro (posición clear), o usando un filtro R de Johnson para los objetos más brillantes.

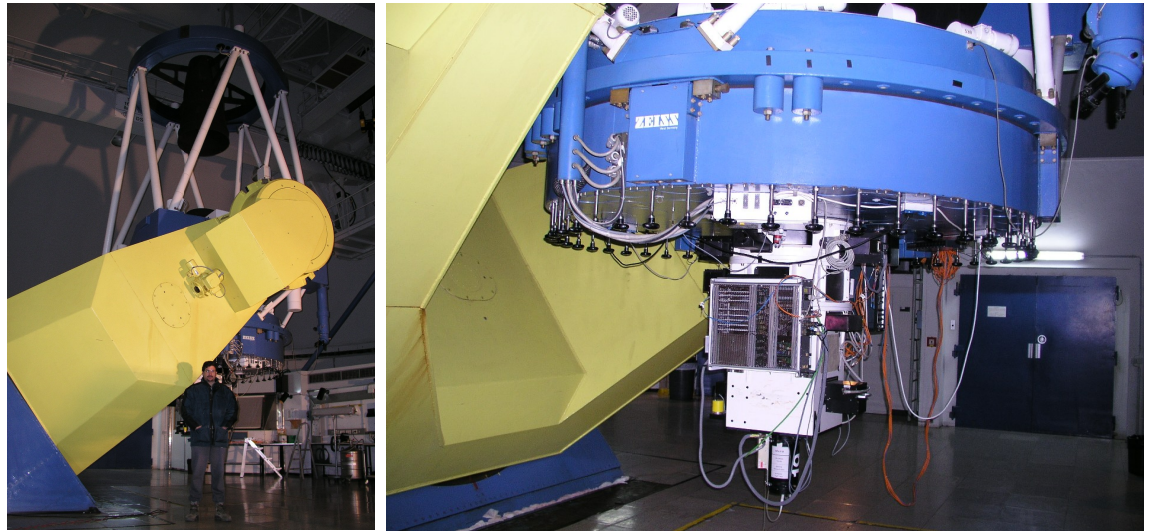


Figura 5.5: El telescopio de 2.2m del Observatorio de Calar Alto (a la izquierda), con el detector CAFOS (a la derecha) usado en las observaciones descritas en este capítulo. Créditos: El autor.

### 5.3.3 El telescopio INT del ORM

El “Isaac Newton Telescope” (INT) pertenece al “Isaac Newton Group” (ING) y está situado en el Observatorio del Roque de los Muchachos (ORM), gestionado por el Instituto

de Astrofísica de Canarias en la isla de La Palma (España). El INT es un telescopio tipo Cassegrain con un espejo primario parabólico de 2.54 m de diámetro y una distancia focal de 7.5 m, lo que da una relación focal de  $f/2.94$  en el foco primario (sin corregir). Con el sistema corrector de imagen se obtiene un campo final a foco primario de 40 minutos de arco con una relación focal  $f/3.29$ . En el foco Cassegrain la relación focal es  $f/15$ , con un campo total sin viñeteo de 20 minutos de arco de diámetro. El tubo óptico junto con los detectores colocados en su foco Cassegrain o primario descansan sobre una montura ecuatorial de horquilla.

### 5.3.3.1 Instrumento WFC

El instrumento “Wide Field Camera” (WFC) está colocado en el foco primario del INT. Consta de cuatro CCDs EEV de  $4200 \times 2154$  píxeles cada una con tamaño de píxel de  $13.5 \mu m$ , lo que da una escala de  $0.33''/\text{píxel}$ . El tamaño total del campo de los cuatro detectores (sin contar  $\sim 1$  arcmin de espacio entre los chips) es de  $34.2 \times 34.2$  arcmin. El tiempo de lectura completo de las cuatro CCDs es de unos 48 segundos en el modo de lectura lento, y de unos 29 segundos en el modo rápido. El sistema de CCDs está metido dentro de un criostato refrigerado con nitrógeno líquido a unos  $-120C$ , a esta temperatura la corriente de oscuridad de los cuatro chips es prácticamente despreciable ( $CCD1 = 0.5 e^-/\text{píxel}/h$ ;  $CCD2 = 0.7 e^-/\text{píxel}/h$ ;  $CCD3 = 0.3 e^-/\text{píxel}/h$ ;  $CCD4 = 0.5 e^-/\text{píxel}/h$ ).

## 5.4 Características específicas de la observación de TNOs

Los estudios observacionales de TNOs y Centauros no son tan sencillos como pudiera parecer a primera vista. Estos objetos son muy débiles y requieren tiempos de exposición largos para poder extraer información de las imágenes. Esto no sería un problema si no fuera por el hecho de que los TNOs y Centauros se mueven. Un TNO situado entre 40–50 UA tiene un movimiento típico entre 1–3 arcseg/hora, para el caso de un Centauro el movimiento es aún mayor. Esto significa que si usamos un detector con una escala de  $0.2''/\text{píxel}$  y obtenemos una imagen de un TNO integrando 1 hora el objeto se habrá desplazado entre 5–15 píxeles. En ese tiempo el objeto dejará una traza en la imagen lo que hará imposible sacar ninguna información fotométrica medianamente fiable. Por lo tanto, debemos llegar a una solución de compromiso respecto al tiempo de integración usado; debe ser lo suficientemente grande como para que el objeto tenga una relación señal/ruido aceptable para poder hacer un estudio fotométrico con poco error, y no tan grande como para que deje una traza excesiva en la imagen.

Si queremos hacer fotometría de colores tendremos problemas adicionales ya que, además de moverse, los TNOs y Centauros rotan y pueden presentar una variación de brillo importante en un período de tiempo relativamente corto (menor que 1 hora). Esta variación de brillo puede deberse a que los objetos presenten formas altamente





Figura 5.6: Arriba, el “Isaac Newton Telescope” de 2.54 m de espejo primario. El telescopio pertenece al “Isaac Newton Group” y está situado en el Observatorio del Roque de Los Muchachos del IAC, en la isla de la Palma (España). Debajo, la “Wide Field Camera” con sus cuatro detectores de 4kx2k y el chip de autoguiado (el de más abajo). La WFC aparece aquí colocada dentro del criostato que se rellena con nitrógeno líquido. Créditos: Jens Moser (imagen superior); SimonTulloch (imagen inferior).

Instrumento				Filtro		
Telescopio	Detector	Campo (arcmin)	Escala ("/pix)	Tipo	$\lambda_c$ (nm)	FWHM (nm)
VLT <sup>(1)</sup> 8.2m	FORS1	6.8x6.8	0.20	B (Bessel)	429.0	88.0
				V (Bessel)	554.0	111.5
				R (Bessel)	657.0	150.0
				I (Bessel)	768.0	138.0
OSN <sup>(2)</sup> 1.5m	Apogee (hasta 03/2003)	7.0x7.0	0.41	Sin Filtro		
	Roper (desde 03/2003)	7.9x7.9	0.46	R (Johnson)	640.4	152.5
				R (Jonhson)	640.4	152.5
CAHA <sup>(2)</sup> 2.2m	CAFOS (SITE1d)	16.0x16.0	0.53	Sin Filtro		
INT <sup>(2)</sup> 2.5m	WFC	34.2x34.2	0.33	Clear	600.0	400.0
				R (Harris)	638.0	152.0

Tabla 5.1: Resumen de los telescopios, detectores y filtros usados en las observaciones en las que se basa esta tesis. Para cada telescopio se indica el nombre y el diámetro de su espejo primario. De cada detector se indica: nombre o tipo (Detector); Campo en arcmin, y Escala en arcsec/pix. En las últimas columnas se muestra una lista de los filtros usados, indicando: el sistema fotométrico al que pertenecen (Tipo); la longitud de onda central del filtro ( $\lambda_c$ ); y el ancho a media altura del filtro (FWHM) en nanómetros. <sup>(1)</sup> Son los telescopios/detectores/filtros usados para el Programa fotométrico de Larga duración de la ESO (ver sección 5.2). <sup>(2)</sup> Son los telescopios/detectores/filtros usados para el Programa fotométrico de Larga duración del IAA–CSIC que busca propiedades rotacionales de TNOs y Centauros (ver sección 5.3). Para este programa casi todas las observaciones se han hecho sin filtro o en la posición “Clear” para así conseguir la mayor relación señal/ruido (ver sección 5.4.2).

asimétricas o a inhomogeneidades superficiales (ver sección 7.2). Lo ideal sería poder medir simultáneamente en todos los filtros, de otro modo, al combinar dos magnitudes medidas en diferentes filtros, podemos estar combinando magnitudes medidas en diferentes hemisferios del objeto, por lo que el color así medido no será representativo de la superficie del objeto. Desafortunadamente, en la práctica, observaciones simultáneas de este tipo (en todos los filtros) son impracticables.

#### 5.4.1 Fotometría absoluta de TNOs

Como acabamos de ver, lo ideal para hacer un estudio superficial en diferentes longitudes de onda de un TNO o Centauro sería poder hacer observaciones simultáneas en todos los filtros, para así poder garantizar que estamos caracterizando el mismo hemisferio del objeto. Como esto no es técnicamente posible con la mayoría de los instrumentos, la única forma de reducir los errores sistemáticos debidos a la rotación de los objetos es adoptar una secuencia de filtros que permita obtener índices de color de imágenes tomadas en filtros simultáneos. En nuestro caso adoptamos la secuencia de filtros fotométricos: RBRVIR. En esta secuencia los índices de color B–R, V–R, V–I, y R–I son casi simultáneos. Esta secuencia se repite una segunda, e incluso una tercera vez para algunos objetos para así tener más certeza en las medidas de los colores y posibles variaciones de color en las superficies. La variabilidad de colores es un tema bastante importante en el estudio de TNOs y Centauros que además ha sido poco estudiado en la literatura.

La mayor parte de los telescopios actuales permiten seguir objetos en movimiento usando un seguimiento diferencial sobre el objeto, en vez del seguimiento sidéreo que se usa habitualmente. Esto se usa, por ejemplo, para espectroscopía, donde el objeto se observa a través de una rendija delgada. Para fotometría, sin embargo, no hemos usado guiado diferencial. Como estamos tomando imágenes, si hacemos guiado sobre el objeto este quedará puntual en la imagen, pero las estrellas dejarán un trazo que será más grande cuanto mayor sea la velocidad del objeto y/o el tiempo de integración. Necesitamos las estrellas del campo (puntuales) para mejorar la exactitud fotométrica mediante el método de la corrección por apertura que se describe en el capítulo 3, luego este tipo de guiado diferencial sobre el objeto no nos servirá para estudios fotométricos. Los tiempos de exposición en cada filtro se calcularán, por tanto, teniendo en cuenta el brillo del objeto y la velocidad (trazo) para poder aplicar el método de corrección por apertura. En algún caso, en particular para los filtros B e I, puede ser necesario tomar varias imágenes de tiempos de integración más cortos (la suma de todos los tiempos será el tiempo de exposición total). Con estas imágenes se generan dos imágenes: una centrada en el objeto, que servirá para hacer su fotometría, y la otra centrada en las estrellas del campo, que servirá para hacer las correcciones fotométricas. Todos los detalles del proceso de reducción fotométrica se pueden consultar en el capítulo 3.

Los tiempos típicos de integración para un objeto con  $m_V \sim 21$  para conseguir una relación señal/ruido  $> 100$  en VLT (8.2m) son: 600 s en el filtro B, 300 s en los filtros V y

R, y 500 s en el filtro I. Si el objeto tiene  $m_V \sim 19$  necesitaríamos sólo: 250 s en los filtros B e I, y 200s en los filtros V y R. En nuestro caso, para la fotometría con VLT descrita en el capítulo 6, los tiempos de integración variaron entre 180–1200 s, ya que teníamos objetos con  $m_V \sim 19 - 24$ . Aunque en este trabajo no se hacen estudios en el infrarrojo cercano no está de más saber que para estos filtros (J, H, K) habría que incrementar bastante los tiempos de exposición. Tendremos una relación señal/ruido menor, y por lo tanto unas barras de error más grandes. El trazo que pueda dejar el objeto en exposiciones muy largas se soluciona igual que para algunas imágenes en filtro B ó I: partiendo el tiempo de integración en varias imágenes, y creando las dos imágenes que permiten hacer la fotometría del objeto, y las correcciones pertinentes. En estos casos no podremos evitar las posibles variaciones debidas a rotación, y sólo podremos detectarlas. Tiempos típicos para un objeto de  $m_V \sim 21$  son: 45 minutos en la banda J, 120 minutos en la banda H, y 160 minutos en la banda K.

#### 5.4.2 Fotometría relativa de TNOs

Esta técnica observacional permite medir las variaciones de brillo relativas de los TNOs y Centauros. El método de fotometría relativa es más rápido y sencillo de realizar que la fotometría absoluta, ya que no precisa de una calibración/corrección tan exhaustiva. El flujo del objeto se compara con el de estrellas de referencia en la misma imagen para obtener así variaciones relativas en el brillo del mismo. Hay que tener especial cuidado en la elección de las estrellas de referencia que no deben estar saturadas, ni ser estrellas variables. Se deben evitar también imágenes en las que el objeto esté muy cerca de alguna estrella, lo que podría contaminar la medida de su flujo. Los datos de flujo fotométrico así obtenidos se analizan posteriormente para así buscar posibles períodos y determinar las amplitudes de las curvas de luz de cada objeto.

Elegimos siempre objetos de la rama brillante (hasta  $m_v \sim 21$ ), ya que este programa de muy larga duración, que comenzó en el año 2001 y está en desarrollo actualmente, está limitado por el uso de telescopios de la clase 2 m (ver secciones 5.3.1, 5.3.2, y 5.3.3). Como en el caso de las observaciones para hacer fotometría absoluta necesitamos que el objeto tenga la suficiente relación señal/ruido (mínimo  $\sim 10$ ) como para poder obtener una fotometría de precisión ( $\sim 0.02$  mag), y las exposiciones deben de ser lo suficientemente cortas como para que el objeto no deje trazo en nuestras imágenes debido a que presenta movimiento propio. Teniendo esto muy en cuenta se programan las observaciones. La estrategia adoptada intenta que se observe un mismo objeto durante períodos de 3 a 6 horas en secuencias de 10 imágenes de entre 100 y 600 segundos de integración dependiendo del brillo del objeto (300–400 segundos de integración es lo habitual). Con esta estrategia se consigue tener una cobertura temporal suficiente para poder determinar posibles variaciones de brillo debidas a rotación. Esta estrategia observacional se repite un mínimo de 4 noches para tener una cobertura temporal aún mayor de cada objeto. Se suelen solicitar campañas de 6–7 días, para poder garantizar esta cobertura mínima de 4 noches, ya que la experiencia nos dice que tener 4 noches consecutivas sin ningún tipo de incidencias (debidas fundamentalmente

a problemas meteorológicos, o de carácter técnico, etc) en un observatorio es muy poco probable. Para los objetos más brillantes usamos el filtro “R” de Johnson, lo que permite también hacer fotometría absoluta en esa banda. Los objetos más débiles se observan sin filtro, en lo que llamamos posición “clear” de la rueda de filtros. El no usar filtros nos permite mejorar la relación señal/ruido y no afecta a la fotometría, ya que estamos haciendo medidas relativas de variación de magnitud (o sea, de flujo) y no referenciamos a ningún sistema fotométrico estándar. Datos de campañas distintas, incluso de diferentes telescopios, se pueden mezclar para tener así una mayor completitud de la posible curva de luz debida a rotación. En este caso se normalizan las curvas de luz de diferentes campañas a un mismo valor medio, y se hace la corrección por tiempo luz correspondiente para cada dato fotométrico.

Como la fotometría se hace respecto a las estrellas del campo y los objetos transneptunianos y Centauros tienen movimientos propios típicos de 5–10 minutos de arco en unos 3 ó 4 días ( $v \sim 2 - 10''/h$ ), las observaciones no pueden hacerse en días muy separados en el tiempo, salvo para el detector WFC del INT que tiene un campo muy amplio ( $\sim 34$  arcmin, ver sección 5.3.3.1). Esto vale, sin embargo, para la mayor parte de las campañas realizadas, pues hemos usado el telescopio de 1.5 m del OSN con el detector Apogee o Roper (ver secciones 5.3.1.1, y 5.3.1.2) o bien el telescopio de 2.2 m de CAHA con el detector CAFOS (ver sección 5.3.2.1) que tienen campos  $\sim 7 - 16$  arcmin. En caso de que el objeto se moviera muy rápido y se saliera del campo inicial podrían usarse nuevas estrellas de referencia, pero es muy recomendable hacer la fotometría relativa respecto a las mismas en cada campaña de observación. Esto implica apuntar al mismo campo para cada objeto y mantenerlo durante toda la campaña. Esto minimiza los errores que pueden derivarse de introducir estrellas de comparación diferentes para hacer la fotometría relativa de un mismo objeto.

## Capítulo 6

# Resultados de fotometría de colores de Objetos Transneptunianos y Centauros

**“Nuestros conocimientos sobre los cometas han llegado ya al límite final de la tierra firme. Ante nosotros se extiende la región encantada de la especulación.”**

*William Huggins.*

*Sobre los cometas, conferencia del viernes por la tarde*

*Royal Institution,*

*Londrés, 20 de enero de 1882.*

La medida de los colores BVRI de los objetos transneptunianos es la información más básica que se puede obtener de forma sencilla para estudiar las propiedades superficiales de estos débiles y primitivos objetos del sistema solar exterior. La fotometría multicolor en banda ancha es, hoy por hoy, la única herramienta que tenemos para caracterizar todas las poblaciones de KBOs, y la única que nos proporciona un número suficiente de datos como para poder hacer un estudio estadístico relevante. El resultado más llamativo de la fotometría BVRI es una amplia variedad de colores dentro de estos objetos exteriores del sistema solar. Los objetos transneptunianos muestran superficies cuyos colores y reflectancias espectrales varían drásticamente desde colores neutros, hasta muy rojos. Hay evidencias de correlaciones con niveles de confianza altos entre colores y parámetros orbitales para algunas poblaciones de TNOs. Tanto la diversidad de colores, como la anisotropía de los mismos, son importantes porque sirven para diagnosticar algunos efectos físicos de procesamiento de superficies de TNOs y/o alguna posible diversidad composicional, quizá

relacionada con distintos orígenes para las diferentes poblaciones dinámicas detectadas en el cinturón transneptuniano.

En este capítulo se presentan los resultados de las observaciones fotométricas en colores BVRI de 32 KBOs (TNOs y Centauros) que se llevaron a cabo con la intención de incrementar el número de TNOs/Centauros de los que se tenía información de colores en el rango visible. En particular, estas observaciones han incrementado significativamente el número de SDOs y objetos Clásicos de los que se tenía información fotométrica BVRI. Se prestó especial atención a estos grupos dinámicos (TNOs Clásicos y SDOs), porque para ellos se habían encontrado posibles correlaciones entre colores BVRI y parámetros orbitales pendientes de confirmar (Tegler y Romanishin 2000; Doressoundiram et al. 2002; Trujillo y Brown 2002). El incremento en el número de estos objetos con información de colores en el visible nos ha permitido descartar o confirmar muchas de estas correlaciones. Estas correlaciones podrían aportar claves importantes sobre la formación y evolución de los TNOs Clásicos y SDOs, y podrían ayudarnos a responder a éstos y otros interrogantes:

- ¿Podrían los SDOs y los objetos Clásicos Calientes haberse formado en la región comprendida entre los planetas Urano y Neptuno?
- ¿Podría el entorno colisional en el cinturón transneptuniano ser diferente a lo que creemos en la actualidad?
- ¿Modifica algún tipo de actividad cometaria las superficies de los KBOs?

Todos estos resultados, además, aportan información de entrada necesaria para dar peso estadístico a los escenarios de los modelos teóricos evolucionales y/o colisionales.

Hemos mezclado nuestras medidas con resultados de características similares de otros autores para conseguir así un conjunto mayor y lo más homogéneo posible de datos. Estos datos fotométricos se han analizado con distintos métodos estadísticos con el fin de obtener información física relevante.

## 6.1 Observaciones

Las observaciones presentadas en este capítulo de la tesis doctoral son una continuación del Programa de larga duración pensado para estudiar las propiedades físicas de los TNOs y Centauros que se ejecutó en instalaciones del “European Southern Observatory” (ESO) entre los años 2000 y el 2002 (Boehnhardt et al. 2002). Las observaciones aquí presentadas se llevaron a cabo durante 4 noches: el 1 y 2 de noviembre de 2003, y el 25 y 26 de marzo de 2004 con la unidad *Antu* de 8.2m del “Very Large Telescope” (VLT) en el observatorio de Cerro Paranal, Chile, perteneciente al ESO. El instrumento usado fue FORS1 con reductor focal. Una descripción más exhaustiva de este programa observacional, así como del telescopio y detector utilizados pueden consultarse en la sección 5.2.

Las imágenes, tomadas a través de filtros anchos de Bessell BVRI (para una descripción de estos filtros consultar la tabla 5.1), consistieron en secuencias RVIR de exposiciones de un máximo de  $\sim 1$ h de duración para corregir de variaciones de brillo que pudieran ser debidas a rotación del objeto. Se dio preferencia a los KBOs más débiles (magnitudes 23-24) con el fin de compensar el sesgo observacional hacia los objetos más brillantes (y probablemente más grandes) que existe en el conjunto de datos fotométricos. Para los objetos más brillantes también hicimos fotometría usando el filtro B, siguiendo la secuencia de filtros RBRVIR. Esta información puede ampliarse consultando la sección 5.4.1. En la mayor parte de los casos los objetos observados tienen órbitas bien establecidas (objetos observados durante 2-6 oposiciones), excepto para 2003QB<sub>112</sub> que tenía, por aquel entonces, un arco de órbita de sólo 57 días (tabla 6.1). Esto es vital para poder hacer estudios de posibles correlaciones entre propiedades físicas (como son los índices de color) y elementos orbitales.

Las imágenes fueron tomadas en condiciones fotométricas y noches oscuras. Los ángulos de fase de los objetos en el momento de las observaciones estuvieron comprendidos entre 0.1-1.2 grados, con el fin de observarlos en una posición de reflectividad óptima (cerca de la oposición) y para evitar a su vez posibles efectos de enrojecimiento debidos a ángulos de fase grandes (Millis et al. 1976; Bowell y Lumme 1979). El observar para ángulos de fase  $\geq 0.1$  grados también evita, en la medida de lo posible, un aumento desmedido, no lineal, del efecto oposición (ver sección 7.2.4).

## 6.2 Reducción de datos

Cada imagen se redujo usando técnicas estándar de sustracción de bias, y aplicando corrección por flatfield, como se explica detalladamente en el capítulo 3. Dada la baja corriente de oscuridad del detector utilizado dentro del instrumento FORS, no fue necesario corregir las imágenes de “darks” (ver sección 3.2.1.2). No fue preciso, tampoco, corregir de “fringing” (ver sección 3.2.2.1), ni de otros defectos cosméticos. No se han utilizado algoritmos para quitar rayos cósmicos de las imágenes, por lo que hemos descartado aquellas imágenes con rayos cósmicos o estrellas muy cercanas al objeto.

## 6.3 Fotometría absoluta

Se describen a continuación los métodos usados para hacer la fotometría absoluta de colores de los objetos observados con FORS1 en el telescopio VLT. Una descripción genérica de estos métodos se puede consultar en el capítulo 4.

En esta sección se hace una descripción concreta y pormenorizada de la aplicación de esos métodos fotométricos a nuestras imágenes. Las ecuaciones del sistema fotométrico de BVRI utilizadas para hacer todos los cálculos referentes a la calibración fotométrica, términos de color, etc, pueden consultarse en la sección 4.1.5.2.



	Objeto	Clase	Fecha	$\Delta$ (UA)	$r$ (UA)	$\alpha$ (grados)	Opos.
	1997SZ <sub>10</sub>	2:1	2003 Nov 2	31.139	32.104	0.4	3
(60458)	2000CJ <sub>105</sub>	Clásico(Caliente)	2004 Mar 26	46.893	47.829	0.4	4
	2000CM <sub>114</sub>	SDO	2004 Mar 26	42.100	42.759	1.0	4
	2000CN <sub>105</sub>	Clásico(Frío)	2004 Mar 26	45.233	46.074	0.7	4
	2000CP <sub>104</sub>	Clásico(Caliente)	2004 Mar 25	45.651	46.499	0.7	3
	2000CR <sub>105</sub>	ESDO	2004 Mar 26	53.930	54.612	0.8	3
	2000YB <sub>2</sub>	Clásico(Frío)	2003 Nov 2	37.616	38.535	0.6	3
	2000YC <sub>2</sub>	SDO	2003 Nov 2	38.617	39.540	0.5	3
	2000YU <sub>1</sub>	Clásico(Caliente)	2003 Nov 1	43.290	44.218	0.5	3
(82075)	2000YW <sub>134</sub>	SDO	2004 Mar 25	42.750	43.190	1.2	4
	2001FM <sub>194</sub>	SDO	2004 Mar 26	35.439	36.435	0.1	3
	2001HY <sub>65</sub>	Clásico(Caliente)	2004 Mar 25	38.305	39.299	0.1	4
	2001HZ <sub>58</sub>	Clásico(Frío)	2004 Mar 25	42.460	43.269	0.8	2
	2001QC <sub>298</sub>	Clásico(Caliente)	2003 Nov 1	40.051	40.563	1.2	4
	2001QO <sub>297</sub>	Clásico(Frío)	2003 Nov 1	42.724	43.386	1.0	3
	2001QP <sub>297</sub>	Clásico(Frío)	2003 Nov 1	42.810	43.522	0.9	3
	2001QX <sub>322</sub>	SDO	2003 Nov 2	38.599	39.387	0.9	2
	2001RZ <sub>143</sub>	Clásico(Frío)	2003 Nov 2	40.458	41.402	0.4	3
	2001SQ <sub>73</sub>	Cent	2003 Nov 2	15.021	15.999	0.6	3
(42301)	2001UR <sub>163</sub>	SDO	2003 Nov 2	48.313	49.264	0.3	6
	2002CC <sub>249</sub>	Clásico(Frío)	2004 Mar 25	37.743	38.699	0.4	3
	2002CX <sub>154</sub>	SDO	2004 Mar 25	37.684	38.629	0.5	3
	2002CY <sub>224</sub>	SDO	2004 Mar 26	35.589	36.208	1.2	3
	2002GH <sub>32</sub>	Clásico(Caliente)	2004 Mar 25	42.009	42.848	0.7	3
	2002GJ <sub>32</sub>	Clásico(Caliente)	2004 Mar 26	42.132	42.952	0.8	3
(84522)	2002TC <sub>302</sub>	SDO	2003 Nov 2	47.080	48.055	0.2	4
(55637)	2002UX <sub>25</sub>	Clásico(Caliente)	2003 Nov 1	41.575	42.540	0.3	5
	2002VT <sub>130</sub>	Clásico(Frío)	2003 Nov 2	41.768	42.688	0.5	2
	2003AZ <sub>84</sub>	3:2(Plutino)	2003 Nov 2	45.492	45.844	1.2	4
	2003QB <sub>112</sub>	Clásico(Caliente)	2003 Nov 1	38.972	39.734	0.9	(57d.)
	2003QW <sub>90</sub>	Clásico(Caliente)	2003 Nov 1	43.718	44.484	0.8	2
	2003QY <sub>111</sub>	Clásico(Frío)	2003 Nov 1	41.359	42.088	0.9	2

Tabla 6.1: **Objetos observados y datos de la observación.** *Clase:* Clasificación dinámica del objeto según se describe en la sección 6.5.  $\Delta$ : Distancia Objeto-Tierra en Unidades Astronómicas.  $r$ : Distancia Objeto-Sol en Unidades Astronómicas.  $\alpha$  (*grados*): Ángulo de fase en grados. *Opos.*, número de oposiciones observadas del objeto para la fecha en que se hicieron las observaciones. Como puede verse en esta tabla, la mayor parte de los objetos observados fueron TNOs Clásicos (Fríos y Calientes), y SDOs. Esto se debe a que en la época en que se hicieron estas observaciones había poca información de colores para estas poblaciones de objetos. Con estas observaciones se ha aumentado considerablemente el número de estos objetos con información de colores BVRI, lo que ha permitido descartar o corroborar posibles correlaciones entre colores y parámetros orbitales dentro de estas poblaciones.

<i>Fecha</i>	<i>N</i>	<i>X</i>	$K_B$	$K_V$	$K_R$	$K_I$
31/10/2003	25	1.1-2.7	$0.253 \pm 0.021$	$0.159 \pm 0.026$	$0.103 \pm 0.029$	$0.039 \pm 0.006$
1/11/2003	25	1.1-1.8	$0.249 \pm 0.019$	$0.157 \pm 0.023$	$0.101 \pm 0.030$	$0.036 \pm 0.007$
24/3/2004	35	1.1-1.8	$0.234 \pm 0.013$	$0.123 \pm 0.027$	$0.076 \pm 0.026$	$0.048 \pm 0.008$
25/3/2004	33	1.1-1.8	$0.229 \pm 0.007$	$0.114 \pm 0.006$	$0.073 \pm 0.006$	$0.030 \pm 0.009$

Tabla 6.2: Coeficientes de extinción obtenidos para las distintas bandas de los filtros del sistema de Bessell, calculados a partir del flujo de campos de estrellas estándar. La columna, “*Fecha*”, indica la fecha de la noche de observación; *N*, es el número de estrellas estándar usadas para el ajuste; *X*, es el rango de masas de aire para el que se tomaron imágenes de los campos de calibración;  $K_B$ ,  $K_V$ ,  $K_R$ , y  $K_I$ , son los coeficientes de extinción con sus correspondientes errores ( $\sigma$ ), derivados de los ajustes para los distintos filtros.

<i>Fecha</i>	<i>N</i>	<i>X</i>	$Z_B$	$Z_V$	$Z_R$	$Z_I$
31/10/2003	25	1.1-2.7	$27.131 \pm 0.010$	$27.494 \pm 0.014$	$27.396 \pm 0.017$	$26.482 \pm 0.003$
1/11/2003	25	1.1-1.8	$27.098 \pm 0.006$	$27.477 \pm 0.008$	$27.368 \pm 0.010$	$26.477 \pm 0.001$
24/3/2004	35	1.1-1.8	$27.054 \pm 0.003$	$27.396 \pm 0.008$	$27.377 \pm 0.007$	$26.481 \pm 0.002$
25/3/2004	33	1.1-1.8	$27.020 \pm 0.002$	$27.332 \pm 0.001$	$27.279 \pm 0.001$	$26.410 \pm 0.003$

Tabla 6.3: Puntos Cero para las distintas bandas de los filtros del sistema de Bessell calculados a partir del flujo de campos de estrellas estándar. “*Fecha*”, indica la fecha de la noche de observación; *N*, es el número de estrellas estándar usadas para el ajuste; *X*, es el rango de masas de aire para el que se tomaron imágenes de los campos de calibración;  $Z_B$ ,  $Z_V$ ,  $Z_R$ , y  $Z_I$ , son los puntos cero con sus correspondientes errores ( $\sigma$ ), derivados de los ajustes para los distintos filtros.

### 6.3.1 Calibración fotométrica

Para calcular los parámetros de calibración fotométrica: puntos cero fotométricos, y coeficientes de extinción de primer orden, se han usado imágenes de campos de estrellas estándares Landolt, tomadas a diferentes masas de aire para cada noche de observación. En las tablas 6.2, y 6.3 se pueden consultar los resultados de los cálculos de los coeficientes de extinción, y puntos cero obtenidos con la ayuda de estas estrellas estándar, según la metodología descrita en el capítulo 4 (sección 4.1.5.2). Los cálculos de estos coeficientes y parámetros se han hecho utilizando rutinas en IDL desarrolladas para este propósito. Los términos de color se han obtenido de los planes de calibración mantenidos por ESO para FORS1, y pueden consultarse en la página web: <http://www.eso.org/observing/dfo/quality/FORS1/qc/qc1.html>

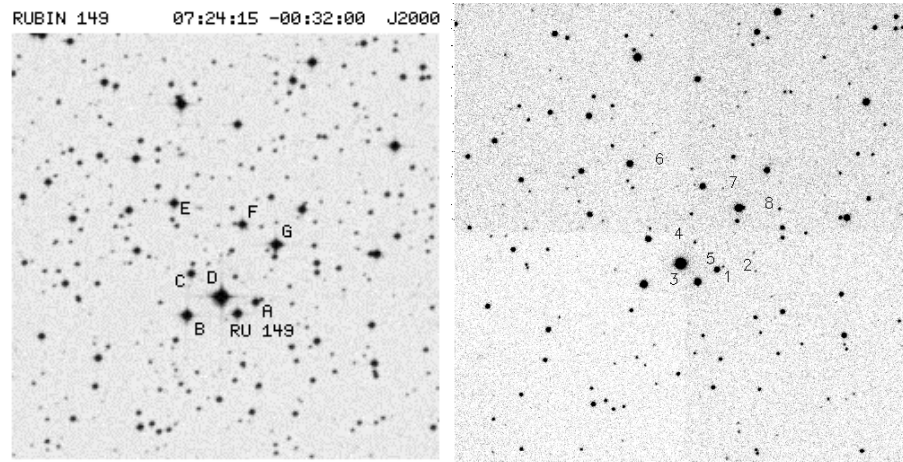


Figura 6.1: Ejemplo de campo de estrellas estándar (Rubin149) utilizado para la calibración fotométrica de la noche del 24 de marzo de 2004. La imagen de la izquierda es una imagen de catálogo de las estrellas de calibración de este campo (fuente: <http://www.noao.edu/wiyn/obsprog/images/charts/c55.html>), la de la derecha es una imagen de 3 segundos de integración en la banda B de dicho campo de estándares tomado con FORS1 en el telescopio VLT del ESO. Las estrellas utilizadas para la calibración son las marcadas en ambas imágenes, con la siguiente correspondencia (izda=dcha): RU149=1, A=2, B=3, C=4, D=5, E=6, F=7, y G=8.

### 6.3.2 corrección de apertura del flujo del objeto

Como los TNOs y Centauros observados son débiles ( $m_R \sim 20-24$  mag.) medimos sus magnitudes usando aperturas pequeñas y corrigiendo el flujo perdido usando el método de corrección de apertura descrito en 4.1.4. Como ya se dijo anteriormente, las rutinas usadas en todo este capítulo han sido programadas en el lenguaje IDL. Para todas las medidas fotométricas una pieza clave es la rutina “Daophot” (Stetson 1987) implementada dentro de la librería astronómica de IDL. Para hacer esta corrección de apertura seguimos un proceso, más o menos estandar, que se describe paso a paso a continuación. En todo el proceso se discute sobre una imagen concreta adquirida con el instrumento FORS1 de VLT para un mejor entendimiento:

1. El primer paso es encontrar el objeto en las imágenes, porque es fácil confundir a un TNO o Centauro con una estrella de campo, puesto que no hay imágenes de “surveys”, ni catálogos tan profundos como magnitud 23 (SDSS no llega tan profundo). Para ello puede ayudar hacer ‘blink’<sup>1</sup> con imágenes lo suficientemente

<sup>1</sup>La técnica del ‘blink’, del inglés ‘parpadeo’, consiste en mostrar las imágenes consecutivamente con un pequeño retraso entre una y otra, de manera que el resultado final se vea como una animación. Esta técnica es usual en astrofísica para detectar, visualmente, cambios entre imágenes del mismo campo. Se utiliza, por ejemplo, para detectar objetos en movimiento respecto a las estrellas de campo en una serie de imágenes temporalmente espaciadas.

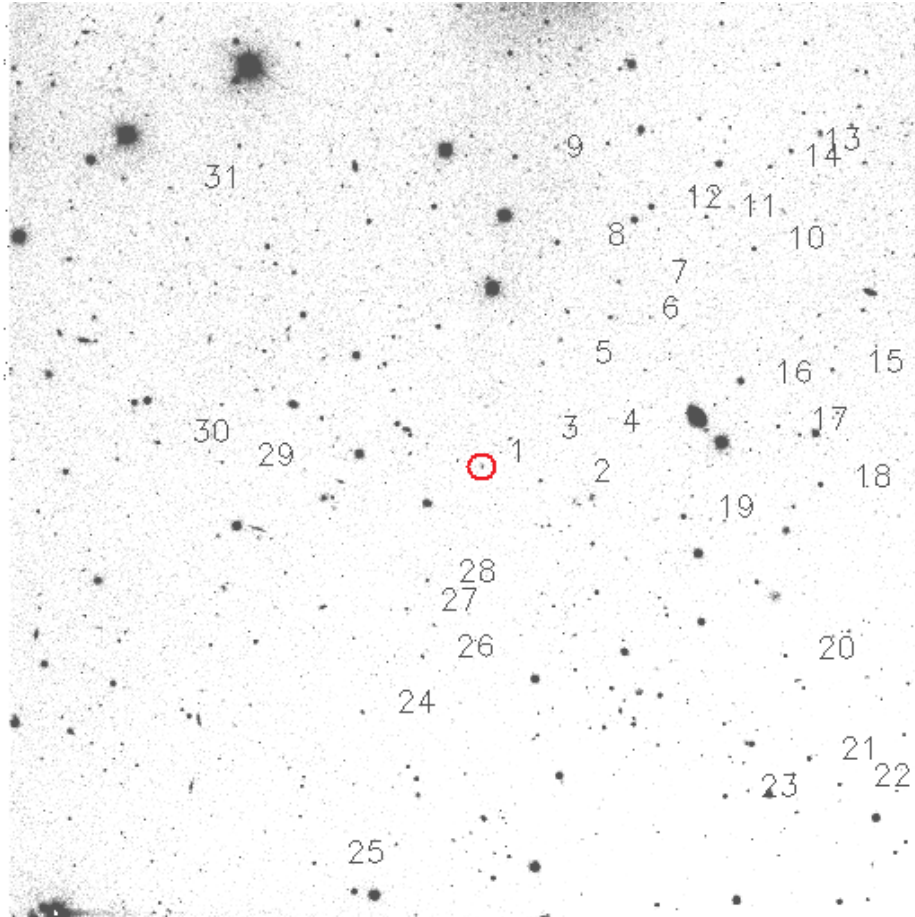


Figura 6.2: Imagen en el filtro V adquirida con FORS1 de VLT el 24 de marzo de 2004. En el centro de la imagen se ha marcado con un círculo rojo la posición del TNO 2001HZ<sub>58</sub>. La posición del objeto está marcada también con el número 1. El resto de los números, desde el 2 hasta el 31, indican las 30 estrellas seleccionadas, en ese campo concreto, para construir las curvas de crecimiento, como se describe en el paso 3 de la sección 6.3.2. Las mismas 30 estrellas se utilizan también para calcular la corrección de apertura (flujo perdido) como se explica en los pasos 4 y 5 de la misma sección.

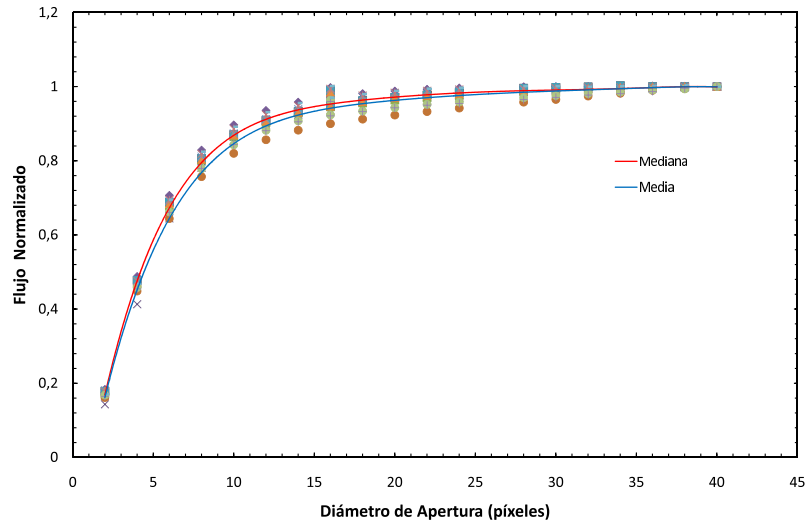


Figura 6.3: Curva de crecimiento construida a partir de las estrellas seleccionadas en la figura 6.2. De las 30 estrellas sólo se usan 17: las que dan curvas de crecimiento más coherentes y similares entre sí, las otras 13 se descartan. A partir de los valores de estas 17 curvas de crecimiento, mostradas con símbolos de colores en la imagen, se calcula la media y la mediana punto a punto, y se ajustan estos resultados con un polinomio. El resultado de los ajustes polinómicos se muestra en la figura con una línea roja para la mediana, y una línea azul para la media.

espaciadas temporalmente, e identificarlo por su desplazamiento de imagen a imagen. Por lo general, es conveniente hacer esto mientras se realiza la observación y van adquiriéndose las imágenes, así logramos un doble objetivo: por un lado nos cercioramos de que el objeto está realmente en el campo, y por el otro ya lo tenemos detectado para el momento en el que debemos hacer la medida de su flujo para hacer la fotometría. Es de gran ayuda, una vez encontrado el objeto, imprimir la imagen y marcar de alguna manera su posición.

2. Una vez localizado el objeto, se busca el radio de la apertura sintética que hace que la relación señal/ruido al medir su flujo sobre cada imagen sea máxima. Para las dos campañas de fotometría absoluta con VLT, el radio de apertura que maximiza el cociente señal/ruido de los objetos varía entre 2-6 píxeles, dependiendo de las condiciones de la noche y del brillo del objeto. Para el caso del objeto 2001HZ<sub>58</sub> mostrado en la figura 6.2 esta apertura óptima se obtiene para un radio de apertura de 4 píxeles (8 píxeles de diámetro). A partir de aquí llamaremos  $Aper_{min}$  a esta apertura que maximiza la razón señal/ruido.
3. Se seleccionan, sobre cada imagen, 30 estrellas no saturadas (figura 6.2). Se calcula el flujo de estas 30 estrellas para radios de apertura comprendidos entre 1-20 píxeles (o lo que es lo mismo, diámetros de apertura comprendidos entre 2 – 40 píxeles, que es lo que se representa en el eje de ordenadas de la figura). Con los datos de flujos

de estas 30 estrellas (para una imagen dada) se construyen 30 curvas de crecimiento normalizadas al valor 1 en flujo (Howell, 1989). De estas 30 curvas de crecimiento normalizadas eliminamos las que no concuerdan con la tendencia general, y pueden contaminar la curva de crecimiento final. En el caso de la figura 6.2, de las 30 estrellas seleccionadas previamente, sólo se utilizaron 17 para trazar la curva de crecimiento final, construida, por tanto, a partir de los valores de 17 curvas de crecimiento para estrellas individuales. Una vez seleccionadas las mejores curvas de crecimiento, se utilizan para calcular dos curvas alternativas, una usando la mediana de todos los valores para cada apertura, y la otra usando la media de todos los valores para cada apertura. Se hace un ajuste polinómico de estos datos de media y mediana, y se trazan dos curvas de crecimiento definitivas para cada imagen. El resultado final de este proceso para el caso de  $2001HZ_{58}$  en la banda V se puede ver en la figura 6.3. Esta figura incluye las 17 curvas de crecimiento normalizadas en flujo superpuestas, el ajuste polinómico a la mediana (en rojo), y a la media (en azul). Puede verse que la diferencia entre ambas curvas (mediana y media) es mínima, sobre todo en la zona en la que el flujo se estabiliza (aperturas grandes), que es la que nos interesa para calcular el factor corrector como se verá en los pasos siguientes. Todas las curvas de crecimiento deben alcanzar una asíntota, más o menos horizontal, para aperturas grandes. Se usan estas curvas para determinar esta apertura (la mínima para la que comienza la estabilidad en flujo). En la mayor parte de las imágenes de las campañas de VLT esta apertura, que a partir de aquí llamaremos  $Aper_{max}$ , tomó un valor  $\sim 13$  píxeles de radio ( $\sim 26$  píxeles de diámetro). Esta apertura es la que da los menores cambios de flujo de imagen a imagen, es decir, las menores correcciones. Para el caso particular de la figura 6.3 se tomó un valor para  $Aper_{max} = 30$  píxeles de diámetro.

4. Por medio de la curva de crecimiento obtenida en el paso anterior se estima el valor perdido en flujo por el hecho de medir sobre el objeto usando una apertura  $Aper_{min}$  en vez de una  $Aper_{max}$ . La razón por la que es conveniente usar una apertura menor en vez de directamente la apertura grande para objetos débiles se ha descrito y justificado en detalle en las secciones 4.1.3 y 4.1.4. Sobre los ajustes polinómicos (mediana y media) de la curva de crecimiento normalizada se calcula la razón de flujos:  $\text{Flujo}(Aper_{max})/\text{Flujo}(Aper_{min})$ . Esto dará una primera estimación del factor de corrección de apertura (el flujo perdido al usar una apertura menor para medir el flujo del objeto). Para el caso de la figura 6.3 obtenemos (tanto para la curva mediana, como para la media):  $\text{Flujo}(30 \text{ píxeles})/\text{Flujo}(8 \text{ píxeles}) \sim 1.20$ . Este valor es una primera estimación del factor por el que hay que multiplicar el flujo del TNO, medido usando una apertura  $Aper_{min}$ , para obtener el flujo equivalente para una apertura  $Aper_{max}$ .
5. El factor corrector de flujo estimado en el paso anterior se usa para calcular un factor corrector más preciso. Para ello, se utilizan las mismas 30 estrellas seleccionadas en el paso 3, calculando para cada una de ellas el factor de corrección de apertura como el cociente  $\text{Flujo}(Aper_{max})/\text{Flujo}(Aper_{min})$ . De estos 30 factores correctores así calculados se usan sólo con aquellos que estén un 10% por encima o por debajo del

factor corrector estimado en 3. Se calcula la media de todos los factores correctores que pasen este filtro (ver figura 6.4). El valor así obtenido es una estimación bastante precisa del factor de corrección de apertura. Para mayor seguridad, y para probar la coherencia de estos cálculos, se hace también un ajuste lineal de la gráfica Flujo( $Aper_{min}$ ) vs. Flujo( $Aper_{max}$ ) para los valores que pasan el filtro de  $\pm 10\%$  del factor estimado en el paso 4. La pendiente de este ajuste nos dará también una medida bastante buena del factor de corrección. Si el proceso ha sido correcto, ambos valores del factor de corrección (el calculado con la media y el hallado con la pendiente del ajuste lineal de los valores filtrados) deberán coincidir. Para el caso concreto de la imagen en el filtro V de 2001HZ<sub>58</sub> (figura 6.2) se pueden ver los resultados finales de este cálculo del factor corrector a partir de la media, y de la pendiente del ajuste lineal en la figura 6.4. Las cruces rojas son los valores descartados por estar por encima/debajo del 10%, los círculos azules son los valores buenos usados para hacer la media/ajuste lineal. En este caso, de las 30 estrellas iniciales, solo 13 pasan el filtro del 10%. Puede verse también en la figura que los valores obtenidos para el factor de corrección usando ambos métodos coinciden y dan un valor de 1.23.

Este proceso de 5 pasos para calcular los factores de corrección en flujo se repitió para cada una de las imágenes de las campañas de observación en VLT.

### 6.3.3 Cálculo de errores

En todos los procesos descritos en las secciones anteriores de este capítulo hay errores de todo tipo, que hay que cuantificar cuidadosamente, para poder dar un error total de nuestras medidas de magnitudes fotométricas. Este error total en la medida fotométrica lo calculamos como la siguiente suma cuadrática de errores parciales:

$$\sigma = \sqrt{\sigma_{\text{fotom}}^2 + \sigma_{\text{corrap}}^2 + \sigma_{\text{calib}}^2} \quad (6.1)$$

donde:

$\sigma_{\text{fotom}}$  es el error asociado a las medidas fotométricas hechas con la apertura  $Aper_{min}$ , estimado a partir de una estadística de Poisson y usando los parámetros de la CCD necesarios. Aquí están incluidos todos los errores en la estimación del flujo obtenido mediante la rutina *aper*, de “Daophot” (Stetson 1987) en IDL. Este error viene descrito por la ecuación 4.7.

$\sigma_{\text{corrap}}$  es la incertidumbre debida a la corrección de apertura y la obtenemos a partir de la dispersión de las medidas del flujo perdido por apertura de las 30 estrellas no saturadas seleccionadas en cada imagen (en realidad, no usamos las 30 estrellas, sino solo las que dan valores coherentes entre sí, como se ha explicado en la sección anterior). Todos los errores derivados de los pasos 3, 4, y 5 de la sección 6.3.2 están incluidos aquí. Este término incluye

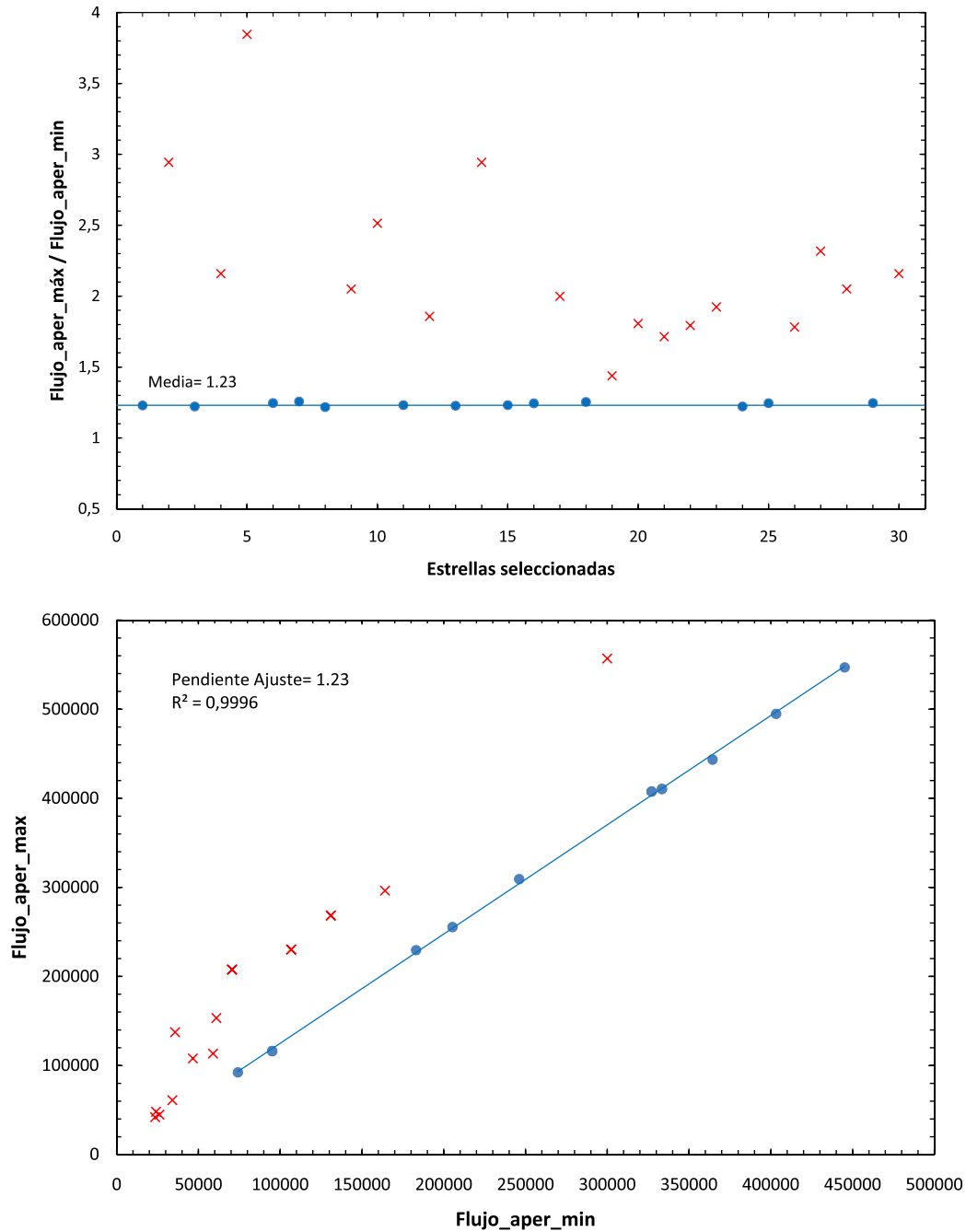


Figura 6.4: Cálculo del factor de corrección en flujo para el caso de la imagen mostrada en la figura 6.2. La figura superior ( $\text{Flujo}(\text{Aper}_{\text{máx}})/\text{Flujo}(\text{Aper}_{\text{mín}})$  frente a las 31 estrellas seleccionadas) muestra el resultado de hacer la media para calcular el factor de corrección, la línea azul indica el mejor valor (media) obtenido para este factor. En la figura inferior ( $\text{Flujo}(\text{Aper}_{\text{máx}})$  vs.  $\text{Flujo}(\text{Aper}_{\text{mín}})$ ) se muestra el mejor ajuste lineal (línea azul) cuya pendiente es el factor de corrección, se indica también el valor del coeficiente de correlación del factor de corrección (muy cercano a 1). Los puntos azules son las medidas usadas para hacer la media y el ajuste lineal. Los puntos rojos son los descartados por no pasar el filtro del  $\pm 10\%$  que se describe en el paso 5. Se puede ver que el factor de corrección da un valor de 1.23 con ambos métodos.



también, intrínsecamente, errores sistemáticos como gradientes, o variaciones debidas al flatfield.

$\sigma_{\text{calib}}$  es el error debido a la calibración fotométrica. Este error se obtiene como la suma cuadrática de las medias cuadráticas obtenidas en los ajustes de las estrellas de calibración utilizadas (campos de estrellas estandar Landlot), y de los errores derivados de los cálculos de los puntos cero, los coeficientes de extinción, y los términos de color. En resumen, este término incluye todos los errores derivados del método descrito en la sección 6.3.1.

La calibración ( $\sigma_{\text{calib}}$ ) y las incertidumbres fotométricas ( $\sigma_{\text{fotom}}$ ) suelen ser los errores más importantes. Generalmente, el error de calibración es mayor que el error fotométrico del objeto. En la práctica, el error debido a la corrección de apertura ( $\sigma_{\text{corrap}}$ ) es insignificante, aunque debe ser tenido en cuenta. Los errores fotométricos que aparecen en la tabla 6.4 son el resultado de los errores calculados de esta manera.

## 6.4 Descripción y estudio del nuevo conjunto de datos

A continuación se describen y analizan en detalle nuestros resultados fotométricos BVRI (PROP). Nuestro conjunto de datos fotométricos son el resultado del análisis de los 32 KBOs observados con el instrumento FORS1 del telescopio VLT de la ESO.

### 6.4.1 Visión general y comparación con los resultados de otros autores

Los resultados principales de la fotometría de colores de los objetos observados con FORS1 de VLT pueden verse en la tabla 6.4. Para los objetos que mostraban variabilidad de brillo de corto período en el filtro R (ver tabla 6.5) calculamos el valor medio de todas las magnitudes en R de la secuencia para poder así calcular las otras diferencias de color en las que aparece la magnitud R. 13 de los 32 objetos tienen colores medidos por otros autores: 1997SZ<sub>10</sub> (Tegler y Romanishin 2000); 2000CM<sub>114</sub>, 2000CR<sub>105</sub>, 2001FM<sub>194</sub>, 2001QX<sub>322</sub>, 2001SQ<sub>73</sub> (Tegler et al. 2003); 2000CN<sub>105</sub>, 2000YW<sub>134</sub> (Peixinho et al. 2004); 2001UR<sub>163</sub>, 2002GH<sub>32</sub>, 2002GJ<sub>32</sub> (Doressoundiram et al. 2005)); 2002UX<sub>25</sub> (Rabinowitz et al. 2007); y 2003AZ<sub>84</sub> (Fornasier et al. 2004). 5 de estos 13 objetos presentan diferencias en colores y/o magnitudes con respecto a nuestros resultados: 2000CR<sub>105</sub>, 2001FM<sub>194</sub>, 2001QX<sub>322</sub>, 2001UR<sub>163</sub>, and 2002GJ<sub>32</sub>. Las diferencias en colores de 2000CR<sub>105</sub> y 2001QX<sub>322</sub> están por debajo de  $2\sigma$ . Las diferencias de 2000CR<sub>105</sub> respecto a otros autores pueden ser explicadas por la variabilidad de brillo de corto período que parece presentar este objeto (tabla 6.5). Para los otros 3 objetos las diferencias en magnitudes o colores están por encima de  $2\sigma$  y pueden deberse a diferentes circunstancias observacionales (fechas distintas de observación, lo que implica ángulos de fase distintos, efecto oposición, etc.), errores de calibración, o posible variabilidad de brillo debida a la rotación del objeto.

Objeto	R (mag)	B-V (mag)	V-R (mag)	R-I (mag)	V-I (mag)	B-R (mag)	B-I (mag)	S (%/100mm)
Colores solares								
1997SZ <sub>10</sub>	23.01±0.09	0.67	0.36	0.33	0.69	1.03	1.36	43.1±18.4
2000CJ <sub>105</sub>	22.44±0.04	1.08±0.08	0.68±0.07	0.70±0.06	1.38±0.07	1.76±0.07	2.46±0.06	33.3±8.1
(60458)2000CM <sub>114</sub>	23.21±0.04			0.66±0.09	0.75±0.09			16.0±5.0
2000CN <sub>105</sub>	21.72±0.06	1.06±0.10	0.66±0.08	0.69±0.08	1.35±0.08	1.72±0.10	2.41±0.10	32.0±10.4
2000CP <sub>104</sub>	23.22±0.03		0.53±0.06	0.64±0.06	1.17±0.07			21.4±7.3
2000CR <sub>105</sub>	23.47±0.06		0.28±0.08	0.87±0.09	1.16±0.09			15.3±9.9
2000YB <sub>2</sub>	22.24±0.06	0.86±0.10	0.64±0.09	0.55±0.07	1.18±0.08	1.49±0.09	2.04±0.08	21.2±9.2
2000YC <sub>2</sub>	23.04±0.05		0.67±0.11	0.24±0.11	0.91±0.10			14.2±12.5
2000YU <sub>1</sub>	22.83±0.03		0.66±0.06	0.52±0.04	1.19±0.06			25.5±6.7
(82075)2000YW <sub>134</sub>	20.71±0.06	1.00±0.07	0.45±0.08	0.52±0.08	0.97±0.08			15.4±7.4
2001FM <sub>194</sub>	22.83±0.04		0.47±0.06	0.62±0.06	1.09±0.07			16.2±6.9
2001HY <sub>65</sub>	21.93±0.05	1.03±0.06	0.48±0.07	0.71±0.06	1.19±0.05	1.51±0.06	2.22±0.05	22.6±6.6
2001HZ <sub>58</sub>	22.48±0.05	1.17±0.06	0.47±0.06	0.70±0.06	1.17±0.05	1.64±0.06	2.34±0.05	24.5±6.1
2001QC <sub>298</sub>	22.51±0.05	0.66±0.07	0.37±0.07	0.63±0.07	1.00±0.06	1.03±0.08	1.66±0.06	6.9±6.7
2001QO <sub>297</sub>	22.31±0.09		0.69±0.11	0.58±0.10	1.27±0.07			30.1±14.6
2001QP <sub>297</sub>	23.03±0.07		0.63±0.10	0.60±0.09	1.23±0.10			26.6±12.5
2001QX <sub>322</sub>	21.99±0.06	1.36±0.13	0.65±0.11	0.42±0.09	1.07±0.11	2.01±0.11	2.43±0.11	27.7±10.4
2001RZ <sub>143</sub>	22.36±0.08	1.08±0.14	0.51±0.13	0.49±0.10	1.00±0.12	1.59±0.12	2.07±0.12	19.0±11.5
2001SQ <sub>73</sub>	20.68±0.06	0.52±0.09	0.50±0.09	0.57±0.09	1.07±0.09	1.02±0.08	1.59±0.08	6.2±9.6
(42301)2001UR <sub>163</sub>	20.41±0.06	1.00±0.10	1.06±0.08	0.91±0.07	1.96±0.07	2.05±0.10	2.96±0.09	68.1±16.1
2002CC <sub>349</sub>	21.87±0.05		0.51±0.08	0.69±0.06	1.20±0.07			22.3±8.5
2002CX <sub>154</sub>	22.99±0.05	0.90±0.10	0.57±0.08	0.50±0.07	1.07±0.08	1.47±0.09	1.97±0.09	17.6±8.2
2002CY <sub>224</sub>	21.42±0.04	1.02±0.08	0.66±0.06	0.64±0.06	1.30±0.06	1.69±0.07	2.33±0.07	29.2±7.1
2002GH <sub>32</sub>	22.35±0.05	0.99±0.07	0.57±0.07	0.59±0.07	1.16±0.06	1.56±0.07	2.15±0.06	22.3±7.4
2002GJ <sub>32</sub>	21.69±0.09	1.33±0.12	0.59±0.14	0.42±0.12	1.01±0.13	1.92±0.11	2.34±0.10	24.4±12.7
(84522)2002TC <sub>302</sub>	20.27±0.06	1.17±0.07	0.58±0.08	0.67±0.07	1.25±0.06	1.75±0.07	2.42±0.06	28.9±7.9
(55637)2002UX <sub>25</sub>	19.64±0.04	0.94±0.06	0.54±0.06	0.59±0.05	1.13±0.05	1.48±0.06	2.07±0.05	19.8±5.8
2002VT <sub>130</sub>	21.68±0.07	1.45±0.21	0.56±0.10	0.63±0.09	1.19±0.10	2.00±0.20	2.63±0.20	30.8±11.0
2003AZ <sub>84</sub>	20.14±0.04	0.61±0.08	0.45±0.07	0.35±0.06	0.80±0.07	1.06±0.07	1.41±0.07	1.6±6.4
2003QB <sub>112</sub>	22.63±0.04		0.75±0.07	0.01±0.06	0.77±0.07			12.0±7.1
2003QW <sub>90</sub>	21.17±0.03	1.11±0.07	0.67±0.06	0.65±0.05	1.32±0.06	1.78±0.06	2.43±0.06	31.5±6.2
2003QY <sub>111</sub>	23.48±0.06		0.46±0.16	0.69±0.07	1.15±0.15			18.5±15.5

Tabla 6.4: Resultados fotométricos de los KBOs observados. En la primera fila se muestran los colores solares (Hardorp 1980; Degewij et al. 1980) como referencia. Cada color, o diferencia de colores, va acompañado de su correspondiente error, calculado según se explica en la sección 6.3.3. En la última columna están los valores del gradiente espectral,  $S$ , expresados en porcentaje cada 100 nanómetros, y calculados según se explica en la sección 6.4.6.

Las medidas fotométricas del resto de los 19 objetos observados son totalmente nuevas, y no han sido publicadas por ningún autor hasta la fecha. Vamos a designar a partir de ahora como ‘PROP’ al conjunto de nuestros propios resultados fotométricos (los obtenidos a partir de las dos campañas en VLT descritas en la sección 5.2), ‘PL’ indicará los resultados publicados por otros autores del Programa de Larga duración de ESO usando el telescopio VLT (Boehnhardt et al. 2002; Peixinho et al. 2004), y ‘SMM’ son los datos fotométricos tomados del Survey Multicolor de Meudon (Doressoundiram et al. 2005). Usaremos nuestros propios datos en el caso de que nuestros objetos hayan sido también medidos por los programas ‘PL’ y ‘SMM’, es decir, cuando hagamos las mezclas de datos: PROP+PL, y PROP+PL+SMM, si hay datos repetidos nos quedaremos con los obtenidos a partir de nuestras medidas fotométricas.

### 6.4.2 Diagramas color-color

Los diagramas color-color muestran dos índices de color (ver sección 4.1.2), medidos para una muestra dada de objetos, trazados uno frente al otro. Por ejemplo, podemos graficar el índice V-R frente al B-V (V-R vs. B-V) medidos para todos los TNOs y/o Centauros de una determinada muestra. Los colores solares (Hardorp 1980; Degewij et al. 1980) nos sirven de referencia para objetos que tuvieran un enrojecimiento intrínseco nulo. Consideraremos que un objeto está “enrojecido” si presenta un índice de color mayor que el solar. Del mismo modo, un objeto podrá ser considerado “azulado” si presenta un índice de color menor que el del sol. Los colores “enrojecidos” o “azulados” equivalen a gradientes espectrales positivos o negativos (respectivamente) comparados con el espectro solar. En los diagramas color-color se suele trazar la llamada “línea de enrojecimiento” para guiar al ojo. Esta línea conecta puntos en el diagrama con valores crecientes de pendiente constante de reflectancia espectral. Desviaciones de esta línea de enrojecimiento indican un comportamiento no lineal del enrojecimiento intrínseco a lo largo del rango espectral cubierto por los filtros del diagrama color-color. Ejemplos de diagramas color-color para TNOs y Centauros pueden verse en las figuras 6.5, y 6.6.

Cambios de color a lo largo de la superficie de un objeto, unidos a la propia rotación, pueden producir, en principio, variaciones en los colores del objeto, dependiendo de la fase rotacional en la que hagamos las observaciones. Esto podría afectar, incluso, aunque hagamos exposiciones simultáneas o casi simultáneas en los diferentes filtros (ver sección 5.4.1). Para Centauros en órbitas excéntricas, cambios en el ángulo de aspecto debido a su movimiento orbital pueden producir también variaciones de color en objetos con superficies no homogéneas. Este efecto no es tan importante para los TNOs ya que, debido a las distancias a las que se encuentran, cambios en los ángulos de aspecto a lo largo de la órbita podrían ocurrir, pero sólo para escalas de tiempo del orden de décadas, un intervalo de tiempo mucho mayor que el lapso de tiempo durante el cual se llevan haciendo observaciones fotométricas de TNOs (al menos, hasta la fecha). Discusiones muy similares a ésta se hicieron en los años 60 y 80 para interpretar los efectos rotacionales, albedos y colores de los asteroides (Bowell y Lumme 1979; French y Binzel 1989).

Los diagramas color-color para TNOs y Centauros (figuras 6.5 y 6.6) muestran una distribución muy variada de colores en el visible, desde los neutros (incluso alguno ligeramente azulado), hasta valores muy rojos. También pueden verse en las figuras 6.5 y 6.6 las diferentes clases dinámicas para los KBOs (objetos Clásicos -Fríos y Calientes-, SDOs, Centauros, etc). Todas estas subclases parecen indistinguibles según sus colores, lo que sería consistente con un origen común para estos objetos.

Los diagramas color-color para nuestros objetos (PROP) se pueden ver en la figura 6.5. En la gráfica superior se ha graficado B-V frente a V-R con las barras de error correspondientes a cada diferencia de colores. Para cada grupo dinámico se usan los siguientes símbolos: objetos Clásicos ‘Fríos’ (*rombos azules*), objetos Clásicos ‘Calientes’ (*cuadrados verdes*), Objetos atrapados en resonancia con Neptuno (*círculos violetas*), SDOs (*triángulos naranjas*), Centauros (*asteriscos*) y el Sol (*triángulo amarillo*). Se ha trazado también la línea de enrojecimiento (*línea roja*), que representa la localización de objetos que tuvieran una reflectividad espectral lineal y que va desde -10 hasta 60%/100 nm (objetos muy rojos). Sobre dicha línea de enrojecimiento hay marcas con forma de cruz cada 10 unidades. El Sol (*triángulo amarillo*) sirve de referencia, ya que tiene un espectro de reflectividad lineal con una pendiente nula ( $S = 0\%/100nm$ ). En esta gráfica hay aproximadamente el mismo número de puntos por encima que por debajo de la línea de enrojecimiento. Este resultado indica una pendiente espectral aproximadamente constante en el rango BVR. Hay un claro valor atípico: 2001UR<sub>163</sub> (*triángulo naranja a la dcha de la gráfica*) que es un SDO. Este objeto fue medido por Doressoundiram et al. (2005) obteniendo valores más rojos incluso que los nuestros. Nosotros obtenemos, sin embargo, un valor muy enrojecido para este objeto ( $B-R = 2.05 \pm 0.10$ ), valor no muy alejado del resultado obtenido por Doressoundiram et al. ( $B-R = 2.28 \pm 0.04$ ). Esta diferencia entre nuestro valor para B-R y el obtenido por Doressoundiram et al. (2005) puede deberse a variaciones en el color producidas por la rotación del objeto, pero no puede achacarse al efecto oposición (pues los ángulos de fase para ambas medidas son los mismos:  $\alpha = 0.3$ ). No obstante, Sheppard y Jewitt (2003) no encuentran variaciones fotométricas medibles para este objeto, con una amplitud de la curva de luz  $< 0.08$  magnitudes y/o un período  $> 24$  horas. Por lo tanto, los diferentes resultados que obtenemos para este objeto no tienen explicación posible, salvo si suponemos que los errores en el cálculo de los colores de este objeto estén subestimados, en particular, quizá lo estén los errores debidos a la calibración fotométrica.

En la gráfica central de la figura 6.5 se ha graficado V-R frente a R-I, usando los mismos símbolos para los objetos que se utilizan en la gráfica superior. Se añade además el objeto transneptuniano distante 2000CR<sub>105</sub> (*representado por un círculo azul*), que se considera un objeto del Disco Disperso Extendido (ESDO). Se muestra la línea de enrojecimiento (*línea roja*) desde -10 hasta 70%/100 nm. El número de puntos por encima de la línea de enrojecimiento es ligeramente mayor que los que están bajo la misma, este resultado sugiere un ligero incremento de la pendiente espectral en el rango VRI. En este caso hay dos valores atípicos: 2001UR<sub>163</sub> (*triángulo naranja arriba a la dcha.*) y 2000CR<sub>105</sub> (*círculo azul abajo a la dcha.*). Las diferencias de color de 2001UR<sub>163</sub> ya han sido discutidas en el párrafo anterior.

Las diferencias de color de  $2000CR_{105}$  respecto a la tendencia general de los otros objetos pueden ser explicadas por el hecho de que este objeto pertenece a la poco conocida población de objetos del Disco Disperso Extendido (Gladman et al. 2002) que contiene objetos con órbitas desacopladas con Neptuno, y que quizá tengan propiedades superficiales diferentes a las del resto de los KBOs. Sin embargo, no podemos aportar ninguna evidencia sólida y fundamentada para esta última afirmación meramente especulativa.

En la gráfica inferior de la figura 6.5 se muestra B-R vs. R-I, usando de nuevo los mismos símbolos que para los casos anteriores. La línea de enrojecimiento (*línea roja*) cubre en esta ocasión gradientes comprendidos entre -10 y 50%/100 nm. De nuevo, el número de objetos por encima de esta línea es mayor que el número de objetos por debajo, lo que indica un ligero aumento de la pendiente espectral en el rango BRI. Estas dos últimas gráficas (V-R vs. R-I, y B-R vs. R-I) nos están dando información del cambio de la pendiente espectral según nos acercamos a colores más “infrarrojos” (filtro I), algo que era de esperar de los resultados de los espectros en el infrarrojo cercano (Barucci et al. 2008), y que es discutido más abajo para el conjunto total de datos de la muestra, donde éste efecto queda más patente aún (figura 6.6).

Si trazamos las mismas gráficas para todos los objetos (PROP+PL+SMM) obtenemos los resultados que pueden verse en la figura 6.6.

En la gráfica superior, B-V vs. V-R, ya no hay aproximadamente el mismo número de objetos por encima que por debajo de la línea de enrojecimiento, sino claramente más objetos (aproximadamente el doble) por debajo que por encima de la línea de enrojecimiento. Este resultado indica una disminución de la pendiente espectral en el rango BVR. Dicho resultado puede estar sesgado por el hecho de que en la muestra total de objetos hay un porcentaje mayor (curiosamente del orden del doble) de objetos Clásicos Calientes y SDOs ( $n = 42 + 25 = 67$ ), que tienden a tener superficies menos enrojecidas (más “azuladas”), que de objetos Clásicos Fríos ( $n = 31$ ), que tienden a tener superficies más enrojecidas (ver tabla 6.9). De cualquier manera, los valores atípicos más azules que los colores solares son muy interesantes ya que podrían deberse a bandas de absorción o a la presencia de hielos superficiales ( $H_2O$ ,  $CH_4$ ) que influyeran en la fotometría de banda ancha (esto puede observarse, sobre todo, si hacemos fotometría en el infrarrojo cercano, en particular en los filtros H y K). Por lo tanto, colores muy azulados respecto a los solares en el infrarrojo cercano se pueden usar para identificar objetos con posibles bandas de absorción espectral debidas a presencia de hielos aunque, obviamente, los índices fotométricos no reemplazan el análisis espectroscópico de los objetos para la detección de hielo superficial.

En la gráfica intermedia de la figura 6.6 se muestra V-R frente a R-I, usando los mismos símbolos para los diferentes tipos de objetos que se utilizan en la gráfica superior. En este caso, el número de objetos por encima de la línea de enrojecimiento es claramente mayor (aproximadamente el doble) que los que están bajo la misma, lo que sugiere un incremento de la pendiente espectral en el rango VRI, como obteníamos en la figura 6.5 (centro) sólo con nuestros datos.

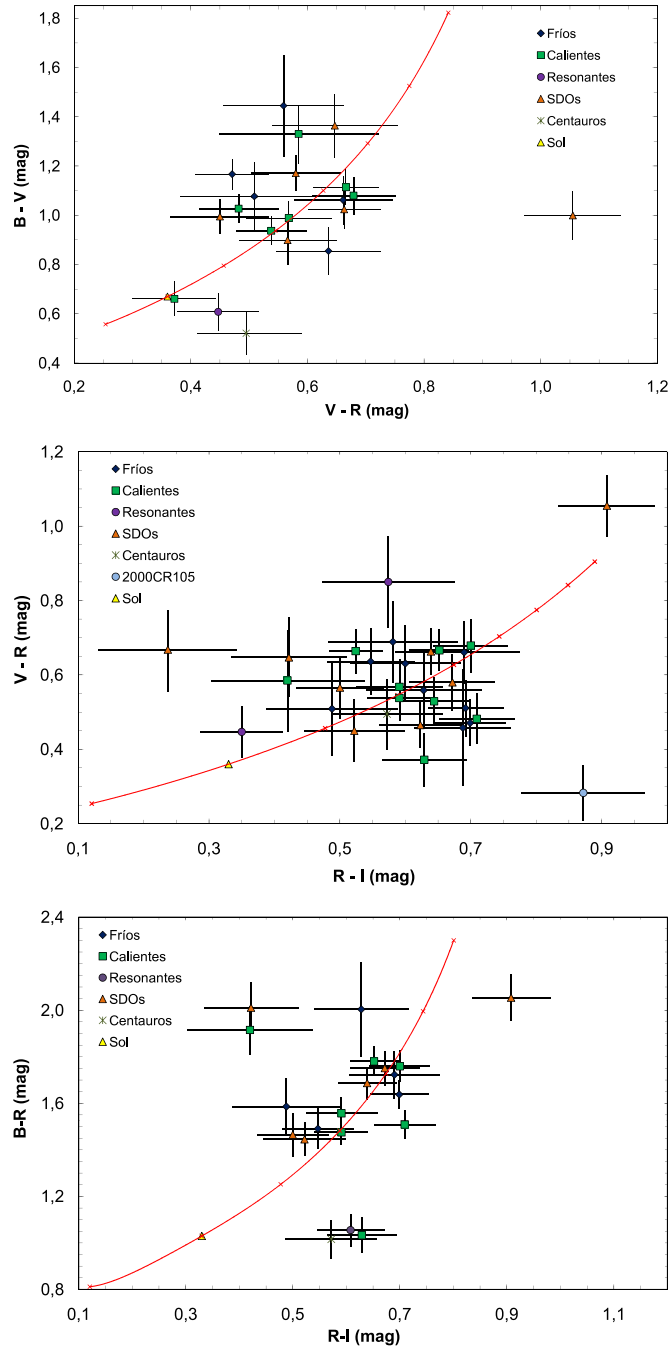


Figura 6.5: Diagramas color-color: B-V vs. V-R (*superior*), V-R vs. R-I (*centro*), y R-I vs. B-R (*inferior*) para nuestra muestra de objetos. En la figura superior e inferior no aparecen los 32 objetos observados porque no hay información en el filtro B para todos ellos. Símbolos: objetos Clásicos Fríos (*rombos azules*), objetos Clásicos Calientes (*cuadrados verdes*), objetos resonantes con Neptuno (círculos violetas), SDOs (*triángulos naranjas*), Centauros (*asteriscos*), 2000CR<sub>105</sub> (*círculo azul*) y el Sol (*triángulo amarillo*). Se ha trazado la línea de enrojecimiento (*línea roja*) que representa la localización de objetos que tuvieran una reflectividad espectral lineal. Las marcas con forma de cruz sobre la línea de enrojecimiento indican 10 unidades de gradiente espectral medidas en %/100 nm. En la figura superior el rango de gradientes espectrales mostrados va de -10 a +60%/100 nm, en la central de -10 a +70%/100 nm, y en la inferior de -10 a +50%/100 nm.

Finalmente, en la gráfica inferior de la figura 6.6 se muestra B-R vs. R-I, usando los mismos símbolos para cada tipo de objeto que en todas las gráficas anteriores, y con la línea de enrojecimiento trazada en rojo, y comprendida entre -10 y +50% cada 100 nm. También en este caso el número de objetos por encima de esta línea es mayor que los que están por debajo, lo que nos informa de un leve incremento de la pendiente espectral a lo largo del rango de longitudes de onda cubiertos por los filtros BRI.

La orientación “diagonal” de la nube de KBOs en la gráfica B-V vs. V-R (figura 6.6, arriba), siguiendo la línea de enrojecimiento creciente, sugiere un enrojecimiento superficial constante para la mayor parte de los objetos para las longitudes de onda comprendidas entre los filtros B y R. En cambio, las gráficas V-R vs. R-I, y más especialmente B-R vs. R-I (figura 6.6; centro y abajo), indican claramente desviaciones sistemáticas de la línea de enrojecimiento hacia enrojecimientos más pequeños para las longitudes de onda más largas del espectro visible. Como conclusión general podemos decir que los colores visibles para los KBOs están mutuamente correlacionados, aunque la correlación disminuye según nos acercamos a longitudes de onda más largas, es decir, para colores más rojos, o infrarrojos (Doressoundiram et al. 2002; Delsanti et al. 2006).

### 6.4.3 Objetos que muestran variación en brillo de corto período.

Dentro de la muestra total de 32 objetos tenemos 11 con cierta cobertura temporal en el filtro R, lo que nos permite estudiar posibles variaciones de brillo de corto período debidas a rotación. Para el análisis descrito más abajo tendremos en cuenta sólo objetos que muestran variaciones de magnitud en  $R \geq 0.15$  magnitudes durante la secuencia de exposición (este valor es mayor que el promedio de errores medidos listados en la tabla 6.4). Dentro de estos 11 objetos, 7 presentan variabilidad de corto período mayor que tres veces las barras de error fotométrico correspondientes (variaciones  $3\sigma$ ), y 4 presentan posible variabilidad de corto período igual o por debajo de dos veces las barras de error ( $\leq 2\sigma$ ) como puede verse en la tabla 6.5. En este caso usamos como error de referencia  $\sigma = \sigma_{\text{fotom}}$ , es decir, no tenemos en cuenta aquí errores debidos a la corrección de apertura ( $\sigma_{\text{corrap}}$ ) o errores debidos a la calibración ( $\sigma_{\text{calib}}$ ), porque observamos cada objeto durante sólo una noche y estamos calculando variaciones en magnitud ( $\Delta R$ s) para intervalos temporales pequeños ( $\Delta t$ s) por lo que, bajo estas condiciones particulares,  $\sigma_{\text{corrap}}$  y  $\sigma_{\text{calib}}$  no intervienen porque no se aplican, ni la corrección de apertura, ni la calibración fotométrica.

De los 11 objetos 2 ( $\sim 18\%$ ) muestran variaciones  $\geq 0.40$  mags., una proporción similar que la obtenida por Ortiz et al. 2006 ( $\sim 16\%$ ) y Sheppard & Jewitt 2003 ( $\sim 15\%$ ). 4 de los 11 objetos ( $\sim 36\%$ ) muestran variaciones entre 0.15 y 0.40 magnitudes, un porcentaje mayor que el obtenido por Ortiz et al. 2006 ( $\sim 15\%$ ) y Sheppard & Jewitt 2003 ( $\sim 12\%$ ). En total, por lo tanto, hay 6 de los 11 objetos ( $\sim 55\%$ ) que presentan variaciones  $\geq 0.15$  mags., resultado de nuevo mayor que el encontrado por Ortiz et al. 2006 ( $\sim 31\%$ ), Sheppard & Jewitt 2003 ( $\sim 27\%$ ) y Lacerda y Luu 2006 ( $\sim 30\%$ ) y, mucho mayor que el obtenido por Thirouin et al. 2009 (10-17%), como se discute en la sección 7.7. Tenemos que tener

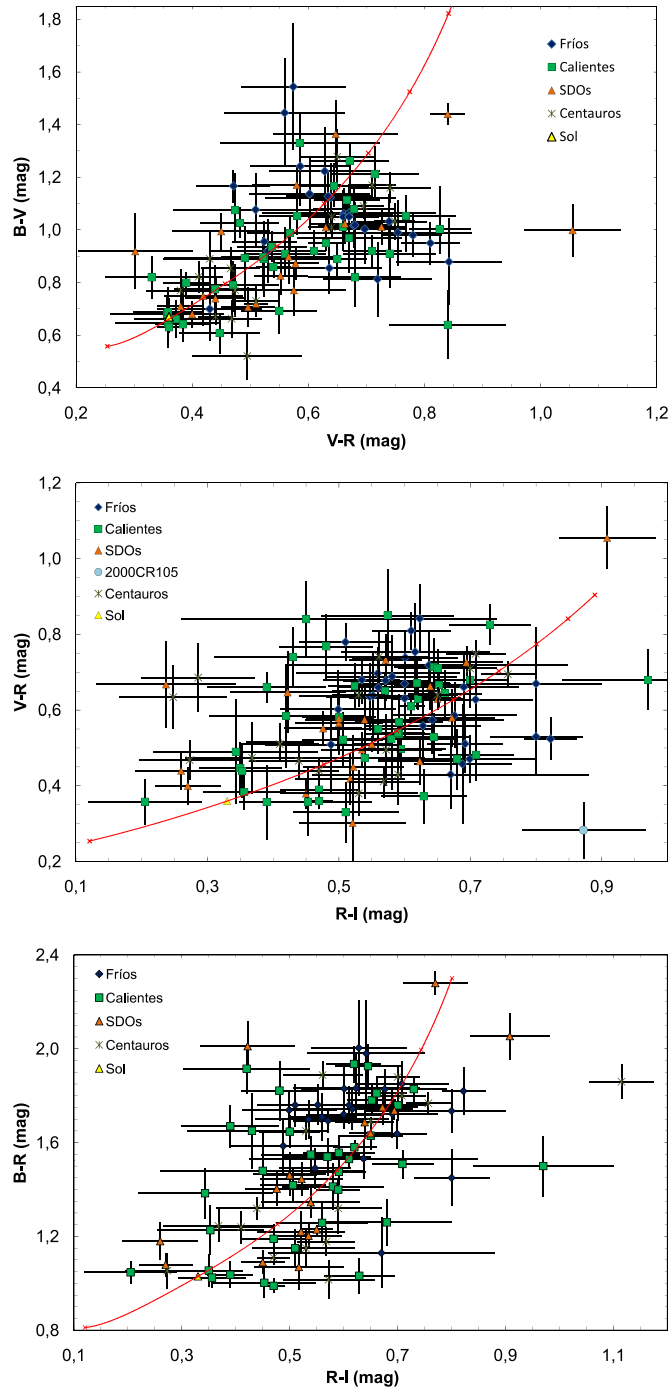


Figura 6.6: Diagramas color-color: B-V vs. V-R (*superior*), V-R vs. R-I (*centro*), y R-I vs. B-R (*inferior*) para todos los objetos (PROP+PL+SMM) considerados en nuestro estudio. Símbolos: objetos Clásicos Fríos (*rombos azules*), objetos Clásicos Calientes (*cuadrados verdes*), SDOs (*triángulos naranjas*), Centauros (*asteriscos*), 2000CR<sub>105</sub> (*círculo azul*) y el Sol (*triángulo amarillo*). Se ha trazado la línea de enrojecimiento (*línea roja*) que representa la localización de objetos que tuvieran una reflectividad espectral lineal. Las marcas con forma de cruz sobre la línea de enrojecimiento indican 10 unidades de gradiente espectral medidas en %/100 nm. En la figura superior el rango de gradientes espectrales mostrados va de -10 a +60%/100 nm, de -10 a +70%/100 nm en la central, y de -10 a +50%/100 nm en la inferior.



	Objeto	Tipo	$\Delta t$ (min.)	$\Delta R$ (mags.)	$\sigma_{\text{fotom}}$	Rango-R
var. $3\sigma$	1997SZ <sub>10</sub>	2:1	33	0.36	0.06	22.82-23.18
	2000CR <sub>105</sub>	ESDO	50	0.21	0.05	23.28-23.49
	2000YC <sub>2</sub>	SDO	42	0.33	0.10	22.86-23.19
	2000YU <sub>1</sub>	Caliente	44	0.12	0.03	23.77-23.89
	2003AZ <sub>84</sub>	3:2	18	0.20	0.01	20.04-20.24
	2003QB <sub>112</sub>	Caliente	151	0.48	0.05	22.40-22.88
	2003QY <sub>111</sub>	Frío	156	0.72	0.11	23.10-23.82
var. $\leq 2\sigma$	2000CP <sub>104</sub>	Caliente	58	0.08	0.04	23.17-23.25
	2001QX <sub>322</sub>	SDO	24	–	0.05	21.97-22.01
	2002UX <sub>25</sub>	Caliente	46	–	0.01	19.63-19.64
	2003QW <sub>90</sub>	Caliente	18	–	0.01	21.16-21.19

Tabla 6.5: Objetos con posible variabilidad de brillo de corto período. *Tipo*, indica la clasificación dinámica del objeto tal y como se explica en la sección 6.5: Calientes (objetos Clásicos con  $i > 4.5^\circ$ ), frío (objetos Clásicos con  $i < 4.5^\circ$ ), SDO (objetos del disco dispersado), ESDO (objetos del disco dispersado extendido), 2:1 y 3:2 (objetos resonantes con Neptuno).  $\Delta t$ , intervalo temporal (expresado en minutos) para el que se mide la variación de magnitud.  $\Delta R$ , es la variación de la magnitud R.  $\sigma_{\text{fotom}}$  es la incertidumbre en la fotometría relativa del objeto (ver texto). Rango-R, es el rango total de variación de las magnitudes R medidas. No se incluyen en la tabla variaciones  $\Delta R$ s menores que  $\sigma_{\text{fotom}}$ .

también en cuenta que la cobertura temporal promedio para los 11 objetos es del orden de 1 hora, un valor menor que los períodos de rotación típicos medidos para los TNOs (que normalmente son del orden de unas pocas horas o varias decenas de horas). Por lo tanto, los valores de amplitudes que se pueden ver en la tabla 6.5 son probablemente límites inferiores, lo que implica que más del 55% de los objetos podría tener variaciones de amplitud  $\geq 0.15$  mag. Como hemos visto, este resultado es mayor que el obtenido por otros autores. Dada la muestra tan pequeña de objetos de los que tenemos cobertura temporal suficiente para estudiar variabilidad de corto período (solo 11), este resultado debe ser tomado con cuidado. Por otro lado, si consideramos que nuestros objetos son significativamente más débiles, y por tanto mucho más pequeños, que los estudiados desde otros lugares, esta tendencia no debería ser una sorpresa, ya que se espera que los objetos más pequeños estén más deformados por colisiones que los más grandes, como predicen los modelos de evolución colisional de TNOs (Farinella y Davis 1996). Existe también la posibilidad de que algunos de los errores fotométricos hayan sido subestimados.

Para estimar el color de los objetos que muestran variación de brillo en R calculamos un valor de R interpolado en el tiempo para el mismo instante que las medidas tomadas con los otros filtros usados en la secuencia de exposición. Este valor interpolado es la magnitud R que aparece en la tabla 6.4 para estos 11 objetos de los que se tiene suficiente cobertura temporal en R.

#### 6.4.4 Magnitudes absolutas.

Definimos la magnitud absoluta como la magnitud que tendría el TNO o Centauro si se encontrara a 1 UA de la tierra y del sol con un ángulo de fase cero (en oposición).

Calculamos las magnitudes absolutas para todos los objetos observados utilizando dos métodos distintos: el formalismo de Bowell (Bowell et al. 1989), y la aproximación lineal de función de fase. Para el formalismo de Bowell usamos el llamado parámetro  $G$ . El valor  $G$  lo hemos obtenido como el promedio pesado con los errores de los valores  $G$  para los TNOs publicados por (Sheppard y Jewitt 2003). Haciendo esto obtenemos para los TNOs un valor  $G = -0.03 \pm 0.02$ . Además, corregimos las magnitudes medidas fotométricamente ( $m$ ) por la distancia Objeto-Sol ( $r$ ), y Objeto-Tierra ( $\Delta$ ), para obtener así  $H_\alpha$  según la ecuación:

$$H_\alpha = m - 5 \cdot \log(r \cdot \Delta) \quad (6.2)$$

Usando el valor promedio de  $G$ , el ángulo de fase  $\alpha$ , y los parámetros de Bowell:  $A_1=3.33$ ,  $A_2=1.87$ ,  $B_1=0.63$ ,  $B_2=1.22$ , aplicamos la corrección de fase del formalismo de Bowell (Bowell et al. 1989);

$$\varphi_1 = e^{(-A_1 \cdot \tan(\alpha)^{B_1})} \quad (6.3)$$

$$\varphi_2 = e^{(-A_2 \cdot \tan(\alpha)^{B_2})} \quad (6.4)$$

Entonces, la magnitud absoluta,  $H$ , se obtiene como (Bowell et al. 1989):

$$H = H_\alpha + 2.5 \cdot \log((1 - G) \cdot \varphi_1 + G \cdot \varphi_2) \quad (6.5)$$

Por otro lado, calculamos también la magnitud absoluta usando la aproximación lineal de función de fase según la ecuación:

$$H = m - 5 \cdot \log(r \cdot \Delta) - \alpha \cdot \beta \quad (6.6)$$

en donde  $m$ ,  $r$ ,  $\Delta$ , y  $\alpha$  son los mismos parámetros que se acaban de explicar para la ecuación 6.2, y  $\beta$  es la pendiente de la curva de fase o coeficiente de fase *lineal*. Para los TNOs tomamos  $\beta = 0.16 \pm 0.03$  mag/deg, y para los Centauros  $\beta = 0.11 \pm 0.01$  mag/deg (valores modales tomados de estimaciones de  $\beta$  hechas por (Sheppard y Jewitt 2002)).

Así, para cada objeto, calculamos las magnitudes absolutas en  $V$  y en  $R$  usando los dos formalismos que se acaban de explicar. Las cuatro magnitudes absolutas resultantes así

calculadas ( $H_V(Bowell)$ ,  $H_V(Lineal)$ ,  $H_R(Bowell)$ , and  $H_R(Lineal)$ ) pueden verse en la tabla 6.6. Las magnitudes absolutas usadas para los cálculos estadísticos descritos en la sección 6.5 son las correspondientes a la columna  $H_R(Lineal)$ , ya que así aseguramos la compatibilidad de nuestros datos con los de Doressoundiram et al. (2002) y Peixinho et al. (2004), ya que ellos las calculan usando esta aproximación.

Los valores calculados para las magnitudes absolutas,  $H_V$  y  $H_R$ , usando tanto el formalismo de Bowell, como la aproximación lineal dan valores muy parecidos como puede verse en la tabla 6.6, y en la figura 6.7. Los valores obtenidos mediante la aproximación lineal están algo por encima de los obtenidos por el formalismo de Bowell (figura 6.7), pero son totalmente compatibles si tenemos en cuenta los errores asociados a ambas estimaciones.

#### 6.4.5 Estimación de tamaños

A partir de los valores calculados para las magnitudes absolutas en R ( $H_R$ ) es posible estimar los tamaños de los objetos observados en VLT. Para hacerlo con exactitud habría que conocer el albedo para todos los objetos. Vamos a suponer, para estos cálculos, dos albedos geométricos límite diferentes en la banda R para todos los objetos, uno relativamente bajo, y similar al albedo cometario,  $p_R = 0.04$ , y otro mayor, más acorde con los últimos resultados de albedos publicados para KBOs,  $p_R = 0.09$  (Stansberry et al. 2008). La expresión más usual para calcular el diámetro (D) en kilómetros a partir del albedo es la fórmula de Russell (1916), cuya expresión viene dada por:

$$D = 2 \cdot \sqrt{\frac{2.24 \cdot 10^{16} \cdot 10^{0.4 \cdot (R_{\odot} - H_R)}}{p_R}} \quad (6.7)$$

donde,  $R_{\odot}$  es la magnitud en la banda R del sol (cuyo valor se ha tomado igual a -27.10);  $p_R$  es el albedo geométrico del objeto en la banda R; y  $H_R$  la magnitud absoluta del objeto en la banda R. Por medio de esta expresión se calculan los posibles diámetros de los objetos observados, para los dos valores obtenidos para  $H_R$  (por el método de Bowell y el lineal: ecuaciones 6.2 y 6.6), y para los dos valores de albedo límites anteriormente citados (ver tabla 6.7).

La principal fuente de error en la estimación del tamaño de un objeto se debe a la incertidumbre en la medida de su albedo. Además, el valor calculado para la magnitud absoluta, H, puede fácilmente ser incorrecto, y tener errores de media magnitud e incluso mayores, ya que se hacen unas cuantas simplificaciones relativas a la relación de fase del objeto (Bowell et al. 1989). Los cálculos de H, además, asumen una curva de luz plana, que en algunos casos puede no ser cierta, ya que la curva de luz del objeto puede presentar amplitudes importantes (como se verá en el capítulo 7). Por lo tanto, las incertidumbres en las estimaciones de tamaños de los objetos aquí presentadas pueden ser muy grandes, sobre todo, porque hemos supuesto un albedo, desconocido en la mayor parte de los casos. Estos

Objeto	$H_V(Bowell)$	$H_V(Lineal)$	$H_R(Bowell)$	$H_R(Lineal)$
1997SZ <sub>10</sub>	8.75±0.08	8.80±0.08	7.90±0.09	7.95±0.09
2000CJ <sub>105</sub>	6.26±0.06	6.31±0.06	5.58±0.05	5.63±0.04
2000CM <sub>114</sub>	6.82±0.05	6.87±0.05	6.74±0.04	6.78±0.04
2000CN <sub>105</sub>	5.63±0.06	5.68±0.06	4.97±0.07	5.02±0.06
2000CP <sub>104</sub>	6.96±0.06	7.01±0.06	6.43±0.03	6.48±0.03
2000CR <sub>105</sub>	6.24±0.05	6.28±0.05	5.96±0.06	6.00±0.06
2000YB <sub>2</sub>	6.93±0.07	6.98±0.07	6.30±0.06	6.34±0.06
2000YC <sub>2</sub>	7.82±0.08	7.86±0.07	7.00±0.05	7.05±0.05
2000YU <sub>1</sub>	6.97±0.05	7.01±0.05	6.30±0.03	6.35±0.03
2000YW <sub>134</sub>	4.61±0.06	4.65±0.06	4.16±0.06	4.20±0.06
2001FM <sub>194</sub>	7.70±0.05	7.73±0.05	7.23±0.04	7.26±0.04
2001HY <sub>65</sub>	6.48±0.05	6.51±0.05	6.00±0.05	6.03±0.05
2001HZ <sub>58</sub>	6.47±0.05	6.51±0.04	5.99±0.05	6.04±0.05
2001QC <sub>298</sub>	6.62±0.05	6.65±0.05	6.25±0.06	6.28±0.05
2001QO <sub>297</sub>	6.47±0.07	6.51±0.06	5.78±0.10	5.82±0.09
2001QP <sub>297</sub>	7.14±0.08	7.18±0.08	6.51±0.07	6.55±0.07
2001QX <sub>322</sub>	6.55±0.10	6.60±0.09	5.91±0.06	5.95±0.06
2001RZ <sub>143</sub>	6.65±0.10	6.69±0.10	6.14±0.08	6.18±0.08
2001SQ <sub>73</sub>	9.14±0.07	9.21±0.07	8.64±0.07	8.71±0.06
2001UR <sub>163</sub>	4.49±0.06	4.53±0.06	3.44±0.06	3.48±0.06
2002CC <sub>249</sub>	6.46±0.06	6.50±0.06	5.95±0.05	5.99±0.05
2002CX <sub>154</sub>	7.62±0.07	7.67±0.07	7.06±0.05	7.10±0.05
2002CY <sub>224</sub>	6.32±0.05	6.35±0.05	5.66±0.04	5.69±0.04
2002GH <sub>32</sub>	6.49±0.05	6.54±0.05	5.92±0.06	5.97±0.05
2002GJ <sub>32</sub>	5.83±0.11	5.87±0.11	5.24±0.09	5.28±0.09
2002TC <sub>302</sub>	4.01±0.05	4.05±0.05	3.43±0.06	3.47±0.06
2002UX <sub>25</sub>	3.85±0.05	3.89±0.04	3.31±0.04	3.36±0.04
2002VT <sub>130</sub>	5.87±0.08	5.91±0.08	5.31±0.07	5.35±0.07
2003AZ <sub>84</sub>	3.78±0.06	3.81±0.05	3.33±0.05	3.36±0.04
2003QB <sub>112</sub>	7.26±0.06	7.30±0.05	6.50±0.04	6.54±0.04
2003QW <sub>90</sub>	5.23±0.05	5.27±0.05	4.56±0.03	4.61±0.03
2003QY <sub>111</sub>	7.56±0.15	7.60±0.15	7.10±0.07	7.14±0.06

Tabla 6.6: **Magnitudes absolutas para los TNOs y Centauros de nuestra muestra.** Magnitudes absolutas en V y en R para los objetos observados. Las magnitudes se han estimado usando el formalismo de Bowell ( $H_V(Bowell)$ ,  $H_R(Bowell)$ ), y la aproximación lineal ( $H_V(Lineal)$ ,  $H_R(Lineal)$ ) como se explica en el texto.

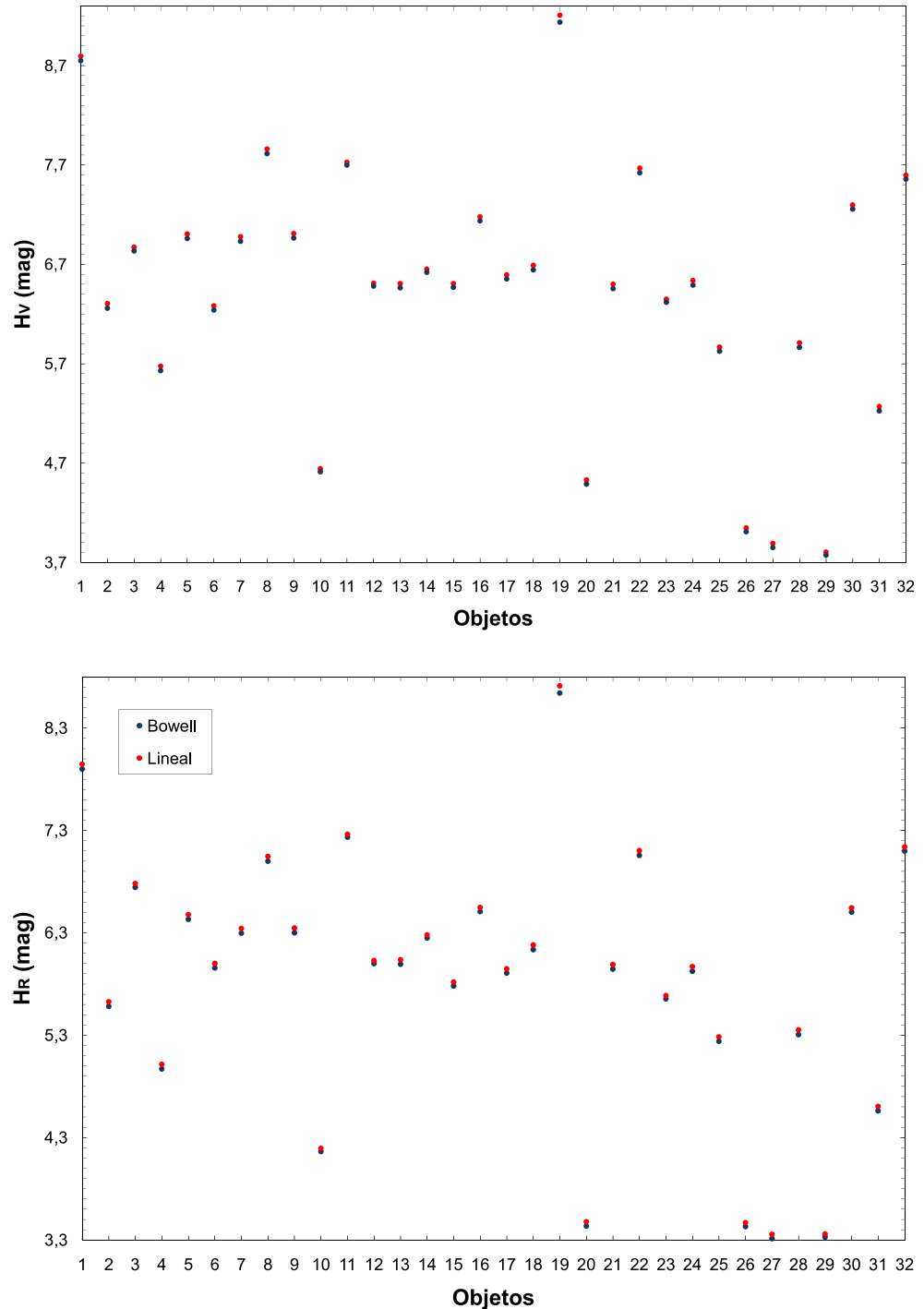


Figura 6.7: En la gráfica superior se muestran los resultados del cálculo de la magnitud absoluta en la banda V ( $H_V$ ) mediante el formalismo de Bowell (círculos azules), y la aproximación lineal (círculos rojos). En la gráfica inferior los mismos resultados pero esta vez para el cálculo de la magnitud absoluta en la banda R ( $H_R$ ) mediante ambos métodos. Los números del eje de abscisas indican los 32 KBOs observados con VLT, en el mismo orden en que aparecen en la tabla 6.6. No se ha trazado el error por claridad en las gráficas, pero puede consultarse en la tabla 6.6. Nótese que para ambas gráficas la aproximación lineal da valores algo mayores que los obtenidos bajo el formalismo de Bowell.

valores de  $D$  son, por ello, solamente orientativos, es decir, deben ser tomados con mucha cautela. En la tabla 6.7 pueden verse los resultados de los cálculos para los diferentes valores de albedos supuestos, y diferentes valores para  $H_R$  (ver explicaciones detalladas al pie de la propia tabla). En la penúltima columna de la misma se muestran los valores mínimo y máximo entre los que varían nuestras estimaciones, como se ve, el rango de variación de tamaños es bastante grande.

### 6.4.6 Gradientes espectrales

Sabemos que, en general, los espectros visibles de los TNOs y Centauros no presentan apenas estructura y que tienen pendientes casi constantes a lo largo de un amplio rango de longitudes de onda (Barucci et al. 2008). Esto aparece claramente reflejado en las gráficas color frente a color de nuestra muestra de objetos (ver sección 6.4.2, y figuras 6.5 y 6.6). Sin embargo, la pendiente de los espectros de TNOs y Centauros no es realmente constante a lo largo de todo el espectro visible (al menos en ciertos casos): el más notable es el cambio de la pendiente espectral cerca del infrarrojo cercano (Davies et al. 2000; Delsanti et al. 2006). Este cambio de pendiente ocurre para objetos concretos entre aproximadamente los 750 y 1400 nm, afectando sobre todo a la reflectancia en los filtros I y J. Por lo tanto, utilizar un conjunto de filtros a lo largo de todas las longitudes de onda **visible** para calcular la pendiente espectral puede darnos resultados bastante exactos, con la posible desventaja de que las pendientes espectrales de algunos objetos estarán afectadas por el cambio producido en la pendiente cerca de las longitudes de onda muy largas (rojas), y otros no.

En nuestro caso, calculamos los Gradientes Espectrales ( $S$ ) (es decir, las pendientes) para los colores: B-V, V-R, y R-I, los llamaremos  $S_{(B-V)}$ ,  $S_{(V-R)}$ , y  $S_{(R-I)}$  respectivamente. Tomando el promedio de  $S_{(B-V)}$ ,  $S_{(V-R)}$ , y  $S_{(R-I)}$  obtenemos un único valor de  $S$  para cada objeto que incluye toda la información de colores para el rango de longitudes de onda de los filtros BVRI del sistema de Bessell [436,797 nm]. El resultado de este cálculo puede verse en la tabla 6.4. Por tanto, obtenemos primero los gradientes o pendientes espectrales parciales,  $S_{(\lambda_1-\lambda_2)}$  usando la ecuación (Hainaut y Delsanti 2002):

$$S_{(\lambda_1-\lambda_2)} = \frac{R(\lambda_1) - R(\lambda_2)}{|\lambda_1 - \lambda_2|} \cdot 10^4 \quad (6.8)$$

donde,  $\lambda_1$  y  $\lambda_2$  son las longitudes de onda centrales de los diferentes filtros (B,V,R, e I) expresadas en nanómetros (nm) y  $R(\lambda_n)$  son las correspondientes reflectividades espectrales (Jewitt y Meech 1986) normalizadas a 1 en la longitud de onda central del filtro V, y expresadas según la fórmula:

$$R(\lambda_n) = 10^{-0.4 \cdot [(m(\lambda_n) - m(v)) - (m(\lambda_n)_\odot - m(v)_\odot)]} \quad (6.9)$$

en donde,  $m(\lambda_n)$  y  $m(v)$  son las magnitudes del objeto en los filtros  $\lambda_n$  y V;  $m(\lambda_n)_\odot$

Objeto	$D_B^1$ (km)	$D_B^2$ (km)	$D_L^1$ (km)	$D_L^2$ (km)	$D_{min} - D_{max}$ (km)	$D_{med}$ (km)
1997SZ10	150	100	147	98	98 - 150	124
2000CJ105	435	290	426	284	284 - 435	359
2000CM114	255	170	250	167	167 - 255	211
2000CN105	577	384	565	377	377 - 577	476
2000CP104	294	196	288	192	192 - 294	243
2000CR105	366	244	359	239	239 - 366	302
2000YB2	313	209	307	204	204 - 313	258
2000YC2	227	151	222	148	148 - 227	187
2000YU1	313	208	306	204	204 - 313	258
2000YW134	836	557	824	550	550 - 836	692
2001FM194	203	136	201	134	134 - 203	169
2001HY65	359	239	354	236	236 - 359	297
2001HZ58	360	240	353	235	235 - 360	297
2001QC298	320	213	316	210	210 - 320	265
2001QO297	397	265	390	260	260 - 397	328
2001QP297	284	190	279	186	186 - 284	235
2001QX322	375	250	368	245	245 - 375	310
2001RZ143	337	225	330	220	220 - 337	278
2001SQ73	106	71	103	69	69 - 106	87
2001UR163	1170	780	1147	765	765 - 1170	966
2002CC249	368	245	361	240	240 - 368	304
2002CX154	221	147	216	144	144 - 221	182
2002CY224	421	280	415	276	276 - 421	348
2002GH32	372	248	364	243	243 - 372	307
2002GJ32	509	339	499	333	333 - 509	420
2002TC302	1172	781	1152	768	768 - 1172	968
2002UX25	1237	825	1213	809	809 - 1237	1021
2002VT130	494	329	484	323	323 - 494	408
2003AZ84	1229	819	1212	808	808 - 1229	1017
2003QB112	285	190	279	186	186 - 285	235
2003QW90	697	464	683	455	455 - 697	575
2003QY111	216	144	212	142	142 - 216	179

Tabla 6.7: Estimación de los diámetros (en kilómetros) de los KBOs observados, bajo ciertas suposiciones. Los diámetros,  $D$ , han sido calculados usando la fórmula de Russell (ver ecuación 6.7); el superíndice 1 indica que hemos supuesto un albedo geométrico  $p_R = 0.04$  para todos los objetos; el superíndice 2 indica que hemos supuesto un albedo geométrico  $p_R = 0.09$  para todos los objetos; el subíndice  $B$  indica que hemos usado el valor para  $H_R$  obtenido a partir de la aproximación de Bowell (ecuación 6.2) para hacer los cálculos; el subíndice  $L$  indica que hemos usado el valor para  $H_R$  obtenido a partir de la aproximación lineal (ecuación 6.6) para hacer los cálculos. Así por ejemplo, la columna  $D_L^2$  de la tabla está indicando que ha sido calculada suponiendo un albedo geométrico en R para el objeto,  $p_R = 0.09$ , y usando la  $H_R$  para este objeto obtenida de la aproximación lineal. En la penúltima columna de la tabla se muestran los diámetros mínimo y máximo obtenidos para cada objeto, nótese la gran diferencia entre ambos valores, que da idea de la gran incertidumbre de estas estimaciones. En la última columna de la tabla se muestra el valor medio,  $D_{med}$ , de todos los diámetros estimados.

y  $m(v)_{\odot}$  son las magnitudes del sol en los mismos filtros. El valor final promedio de S se obtiene a partir de aquí como promedio pesado con los errores de estos valores parciales. Podemos hacer esto y usar un solo valor final de S porque los colores en el visible están mutuamente correlacionados a lo largo del régimen BVRI, como se discutió en la sección 6.4.2 para la figura 6.6 (Boehnhardt et al. 2001; Doressoundiram et al. 2002). La suposición física básica que hay implícita en estas correlaciones color-color es que el *agente colorante* de las superficies de los KBOs es un material de tipo “tholin”<sup>2</sup> (Jewitt y Luu 2001; Cruikshank et al. 2005a) que tiende a producir un gradiente de color uniforme a lo largo de la región visible del espectro.

La relación entre el gradiente espectral y los índices de color en el visible se ilustra en la figura 6.8, en la que se representa el gradiente espectral S (expresado en % cada 100 nm) frente a los índices de color V-R para todos los objetos de nuestra muestra (PROP+PL+SMM). En esta figura podemos ver que hay una correlación clara entre estas magnitudes, luego podemos usar S como único valor que incluya toda la información de colores en el visible.

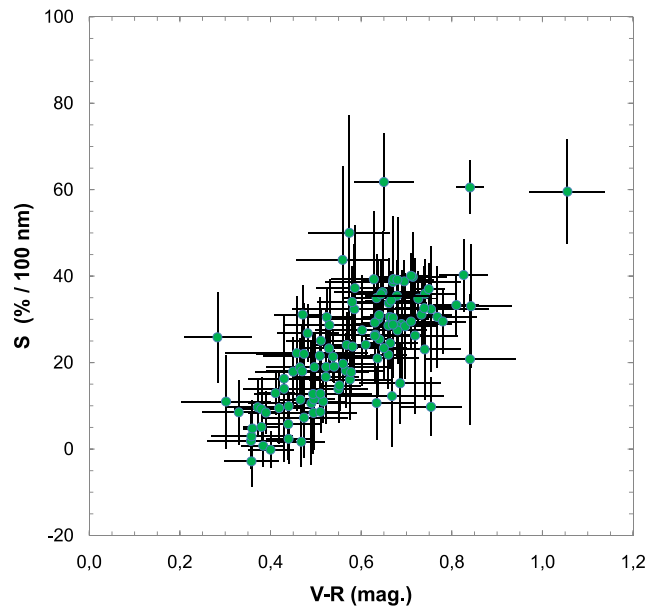


Figura 6.8: Gradiente espectral (S) medido en % cada 100 nm frente a V-R. En esta gráfica se aprecia una fuerte correlación entre el Gradiente espectral (S), calculado en el rango visible (BVRI), y el índice de color V-R para todos los objetos de la muestra estudiada (PROP+PL+SMM). La utilización de la pendiente espectral (S) nos permite incluir la información de todos los colores visibles, y disminuye el error al usar información combinada de los colores B, V, R, e I.

<sup>2</sup>El “tholin” es un compuesto orgánico refractario complejo que se cree que forma parte importante de las superficies de los cuerpos menores del sistema solar (cometas, asteroides, KBOs, etc). Este tipo de material se enrojece y oscurece por efecto de la radiación solar y los rayos cósmicos (ver secciones 2.4.1 y 2.4.2).



Los resultados obtenidos finalmente para  $S$  están expresados en *porcentaje por cada 100 nm* (%/100 nm). En el caso de que tengamos medidas en todos los filtros (B,V,R,I) calculamos el valor promedio usando los tres valores parciales de  $S$  para los colores adyacentes, si sólo hay datos de tres filtros, el valor promedio para  $S$  se obtiene a partir de los dos valores parciales de  $S$ , etc. Los resultados de gradientes (pendientes espectrales) para nuestro conjunto de objetos pueden verse en la tabla 6.4. Como se ha discutido en los párrafos anteriores, estos resultados pueden ser considerados como un buen indicador de los gradientes o pendientes espectrales a lo largo del rango de longitudes de onda  $[B, I] = [436, 797nm]$ . Los errores en los gradientes de la tabla 6.4 se han calculado usando los errores estadísticos de los colores promedio, y los errores debidos al promediado de los propios gradientes espectrales respecto a los diferentes filtros.

El gradiente espectral,  $S$ , así calculado (expresado en % cada 100 nm) está íntimamente relacionado con la composición y estructura de la superficie del objeto estudiado. Desgraciadamente, a día de hoy no es posible extraer ninguna conclusión detallada sobre las propiedades superficiales específicas de los KBOs a partir de los gradientes espectrales (o de los colores). Por definición, los gradientes espectrales son una medida directa del enrojecimiento intrínseco del objeto, producido por las propiedades superficiales del mismo. Es decir, los colores solares son de alguna forma “eliminados”, o “desplazados” por efecto del reflejo con la superficie del objeto, por lo tanto,  $S=0$  significa exactamente colores solares (enrojecimiento nulo). Resumiendo, tanto los colores como los gradientes espectrales se pueden considerar como parámetros “integrales” de caracterización de las propiedades superficiales de los objetos: “integral” respecto a la parte iluminada y visible de la superficie, que para los TNOs y Centauros distantes es prácticamente equivalente a un hemisferio completo, ya que los ángulos de fase son pequeños, e “integral”, por otro lado, a lo largo de todo el rango de longitudes de onda de los filtros utilizados.

#### 6.4.6.1 Histogramas y características de cada grupo dinámico

Hemos calculado los valores promedio de los gradientes espectrales y la distribución de pendientes de enrojecimiento para cada grupo dinámico de KBOs de nuestra muestra (PROP) y usando también el conjunto de datos completos (PROP+PL+SMM). Más adelante usaremos este resultado para buscar posibles correlaciones de los gradientes espectrales con parámetros orbitales y con  $H_R$  (ver tabla 6.12). Estos resultados se discuten en la sección 6.5 y subsecciones del mismo.

Obtenemos que la mayor parte de los gradientes espectrales de los KBOs están comprendidos entre los -5%/100 nm y los 45%/100 nm, con la excepción de algún Centauro muy enrojecido, y algún otro objeto aislado. Podemos construir el histograma de los gradientes espectrales dividiendo todo el rango de gradientes en intervalos  $[S_{min}, S_{max}]$  de tamaño 10%/100 nm. Si hacemos esto para las diferentes poblaciones dinámicas en estudio (TNOs Clásicos -Fríos y Calientes-, SDOs, y Centauros) obtendremos el histograma que puede verse en la figura 6.9. Un primer vistazo al histograma nos da información de las

diferentes distribuciones de los gradientes espectrales (es decir, de los colores superficiales de los objetos) para cada grupo dinámico. Los TNOs Clásicos tienen su máximo en el intervalo de gradientes [20, 30], mientras que los SDOs lo tienen en el [10, 20], esto nos está diciendo que los objetos Clásicos tienen superficies más enrojecidas que los SDOs (que son más “azulados”). Por otro lado, los objetos Clásicos tienen una diversidad de gradientes más amplia que los SDOs. Dentro de los objetos Clásicos, los Fríos, con inclinaciones orbitales  $< 4.5^\circ$ , muestran el máximo en el intervalo de gradientes [20, 30], con un máximo algo menor en el [30, 40], si comparamos con los objetos Calientes, con inclinaciones  $> 4.5^\circ$ , y un máximo en [20, 30], podemos concluir que los objetos Fríos tienden a tener gradientes mayores (superficies más enrojecidas) que los objetos Calientes (superficies menos enrojecidas). Además, los objetos Calientes presentan una diversidad de colores más amplia que los Fríos, con objetos bastante “azulados”: hay 8 objetos Clásicos Calientes en el intervalo de gradientes [0, 10].

Respecto a los Centauros, en el histograma se ve claramente la bimodalidad en colores, detectada por primera vez por Peixinho et al. 2003, y Tegler et al. 2003. Podemos ver claramente dos máximos; uno de ellos en los intervalos [0, 10] y [10, 20], que corresponde a la población “gris” o más “azulada” de Centauros, y otro menor en el intervalo [30, 40] que corresponde a la población de Centauros con superficies más enrojecidas. Si lo miramos en términos de porcentaje, el número de objetos poco enrojecidos (con valores de gradientes espectrales entre el 0%/100nm y el 20%/100nm) dentro de los Centauros ( $\sim 61\%$ ) es comparable al de los SDOs ( $\sim 72\%$ ).

Los mismos resultados y conclusiones se obtienen si calculamos los gradientes promedio para todos los objetos de cada población (tabla 6.8). Se ven claramente las diferencias características entre el grupo enrojecido de objetos Clásicos Fríos, con un valor promedio alto del gradiente de enrojecimiento ( $S=27.4\%/100nm$ ), y los objetos Clásicos Calientes, con un gradiente o pendiente de enrojecimiento menor ( $S=19.6\%/100nm$ ). Sin embargo, debemos también señalar, que las dos pendientes de enrojecimiento son compatibles si tenemos en cuenta las barras de error. A pesar de las posibles diferencias entre las distribuciones de pendientes para los diferentes grupos, los gradientes espectrales promedio de SDOs ( $S=18.6\%/100\text{ nm}$ ) y Centauros ( $S=19.8\%/100\text{ nm}$ ) son compatibles, dentro de las barras de error, con los objetos Clásicos Calientes. Estos resultados son totalmente coherentes con los obtenidos por Hainaut & Delsanti (2002); Boehnhardt et al. (2002); Boehnhardt et al. (2003); Doressoundiram et al. (2008).

La caracterización superficial mediante gradientes espectrales implica, de alguna manera, que los espectros de reflexión de los objetos apenas presentan estructura, lo que equivale a decir que no hay absorción debida a hielos en la superficie de los mismos. Este requerimiento se cumple de forma razonable en el rango de longitudes de onda visibles, donde se han encontrado bandas de absorción débiles en unos pocos TNOs (Barucci et al. 2008) sin efectos notables sobre las magnitudes en los diferentes filtros. Sí se han detectado fuertes bandas de absorción en el infrarrojo cercano, debidas a hielos de  $H_2O$  y  $CH_4$ , pero esto no afecta a los gradientes aquí discutidos, que se obtienen sólo en el

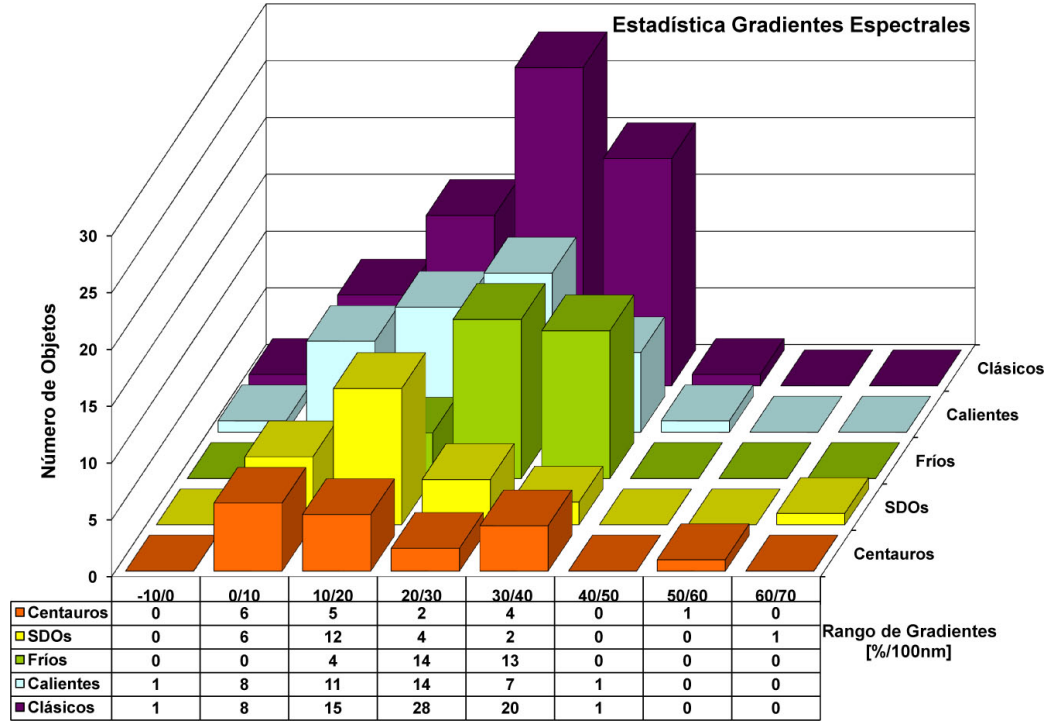


Figura 6.9: Histograma con la estadística de gradientes de enrojecimiento de TNOs y Centauros para la muestra completa de objetos: PROP+PL+SMM. Clases dinámicas (eje Z): Clásicos, Calientes, Fríos, SDOs y Centauros. La pendiente de enrojecimiento de los objetos (en %/100 nm) en comparación con el Sol se ha calculado usando la ecuación 6.8 y se ha contado el número de objetos (eje Y) contenidos en cada intervalo de enrojecimiento (eje X).

	$S$	$n$
	(%/100nm)	
Classical	$22.9 \pm 9.8$	73
Calientes	$19.6 \pm 8.5$	42
Fríos	$27.4 \pm 11.3$	31
SDOs	$18.6 \pm 7.6$	25
Centaurs	$19.8 \pm 6.7$	18

Tabla 6.8: Gradientes espectrales promedio para los diferentes grupos dinámicos (excepto objetos resonantes) calculados para la muestra completa de objetos: PROP+PL+SMM.  $S$ , es el gradiente espectral (pendiente de enrojecimiento) calculado como se explica en la sección 6.4.6. Los errores se obtienen a partir de los errores estadísticos del promedio de los colores, y del ajuste de los diferentes valores parciales del gradiente espectral.  $n$ , es el número total de objetos usados para calcular la pendiente de enrojecimiento promedio.

rango visible.

En resumen, podemos decir, que la estructura observada en los histogramas de los gradientes espectrales (figura 6.8) sugiere la existencia de subpoblaciones dentro de los objetos Clásicos (objetos Fríos más enrojecidos, y Calientes más “azulados”) y de los Centauros (subpoblaciones menos enrojecida y enrojecida). De cualquier manera, las distribuciones de enrojecimiento totales de TNOS y Centauros necesitan una interpretación basada en modelos y escenarios de procesamiento de superficies.

### 6.4.6.2 Línea de enrojecimiento

A partir de las ecuaciones 6.8, y 6.9 podemos deducir las expresiones para calcular la línea de enrojecimiento, que representa la localización de objetos que tuvieran una reflectividad espectral lineal, y que se muestra (línea roja) en las figuras 6.5, y 6.6. Básicamente, tenemos que expresar las diferencias de colores (B-V), (V-R), (R-I), y (B-R), en función de los correspondientes gradientes espectrales  $S_{(B-V)}$ ,  $S_{(V-R)}$ ,  $S_{(R-I)}$ , y  $S_{(B-R)}$  (por simplicidad en las expresiones ponemos B, V, R, e I, en vez de  $m(b)$ ,  $m(v)$ ,  $m(r)$ , y  $m(i)$  como usábamos en las ecuaciones 6.8, y 6.9). Manipulando y despejando de las ecuaciones llegamos finalmente a las siguientes expresiones que nos permiten trazar las diferentes líneas de enrojecimiento:

$$(B - V) = (B - V)_{\odot} - 2.5 \cdot \log \left( 1 - \frac{S_{(B-V)} \cdot |\lambda_B - \lambda_V|}{10^4} \right) \quad (6.10)$$

$$(V - R) = (V - R)_{\odot} + 2.5 \cdot \log \left( 1 + \frac{S_{(V-R)} \cdot |\lambda_V - \lambda_R|}{10^4} \right) \quad (6.11)$$

$$(R - I) = (R - I)_{\odot} + 2.5 \cdot \log \left( 1 + \frac{S_{(R-I)} \cdot |\lambda_R - \lambda_I|}{10^4 \cdot 10^{0.4 \cdot [(V-R) - (V-R)_{\odot}]}} \right) \quad (6.12)$$

$$(B - R) = (B - R)_{\odot} + 2.5 \cdot \log \left( 1 + \frac{S_{(B-R)} \cdot |\lambda_B - \lambda_R|}{10^4 \cdot 10^{-0.4 \cdot [(B-V) - (B-V)_{\odot}]}} \right) \quad (6.13)$$

donde,  $(B - V)_{\odot}$ ,  $(V - R)_{\odot}$ ,  $(R - I)_{\odot}$ , y  $(B - R)_{\odot}$  son las diferencias de los colores correspondientes para el sol;  $\lambda_B$ ,  $\lambda_V$ ,  $\lambda_R$ , y  $\lambda_I$  son las longitudes de onda centrales de los filtros correspondientes; el significado del resto de los parámetros de las expresiones ya ha sido explicado en el párrafo anterior. Como todos los gradientes están normalizados a 1 en la longitud de onda central del filtro V (ecuaciones 6.8 y 6.9) es necesario obtener previamente los valores de (B-V) y (V-R) de las expresiones 6.10 y 6.11 para meterlos en las expresiones 6.13 y 6.12 y así poder obtener los correspondientes valores para (B-R), y (R-I).

## 6.5 Análisis estadístico y discusión.

La motivación principal de medir un gran número de magnitudes BVRI de TNOs y Centauros es descubrir si los colores superficiales de estos objetos están relacionados con alguna magnitud dinámica. Estas relaciones, de existir, pueden aportar pistas sobre cómo pueden afectar a la composición de estos cuerpos diversos factores generales presentes en el sistema solar. Lo que queremos, por tanto, es estudiar si los colores de las superficies aportan información sobre algún proceso físico. Cualquier proceso físico que se descubra para las superficies de los KBOs es interesante, aunque tenemos un conocimiento muy poco detallado de los mecanismos físicos productores de dichos procesos. Los procesos físicos más sencillos de buscar, con un conocimiento tan limitado de los mecanismos físicos subyacentes, consisten en la comparación de los colores superficiales medidos (BVRI y S) con diferentes combinaciones de parámetros físicos orbitales. Esta comparación la haremos buscando correlaciones entre los índices de color y gradientes espectrales (S) frente a diferentes parámetros orbitales. Vamos a extender este análisis a la correlación de los colores (y gradientes) frente al parámetro  $\psi$ , que es una medida que cuantifica la energía promedio de las colisiones sufridas por un TNO o Centauro.  $\psi$  es proporcional al cuadrado del promedio de la velocidad relativa del objeto con respecto a una órbita circular, y depende de la inclinación orbital ( $i$ ), la excentricidad ( $e$ ), y el semieje mayor ( $a$ ) a través de la expresión (Opik 1976):

$$\psi = \frac{\sin^2 i + 0.625 \cdot e^2}{a} \quad (6.14)$$

Para hacer una búsqueda de posibles correlaciones entre diferentes colores (y gradientes) frente a parámetros orbitales ( $a$ , semieje mayor;  $q$ , distancia perihélica;  $Q$ , distancia afélica;  $e$ , excentricidad;  $i$ , inclinación, etc) usamos un test estadístico no paramétrico, ya que este tipo de métodos no asumen ninguna probabilidad de distribución poblacional concreta, ni ninguna forma funcional para las variables/parámetros que queremos relacionar. En particular, hemos elegido el método de Spearman (Spearman, 1904) para calcular las posibles correlaciones usando para ello el parámetro  $\rho$  de Spearman. Este método estadístico no depende nada del tipo de distribución que tengamos, y es menos sensible que otros métodos a los valores atípicos o anómalos que pudieran aparecer en nuestra muestra de datos. Estudiamos la intensidad o fuerza de las correlaciones por medio del coeficiente de Spearman  $\rho$ , y del Nivel de Confianza (NC), que se calcula como la probabilidad de que la hipótesis nula (muestras no correlacionadas) no sea cierta.

Consideraremos que una correlación es (Delsanti et al. 2006; Peixinho et al. 2004; Santos-Sanz et al. 2009):

- Fuerte: cuando  $\rho$  sea mayor que 0.6 (en valor absoluto).
- Débil: cuando  $\rho$  está entre 0.3 y 0.6 (en valor absoluto).

- No existe: si  $\rho$  es menor que 0.3 (en valor absoluto).

Lógicamente, este criterio para el coeficiente de correlación tiene que ser usado conjuntamente con un criterio para el Nivel de Confianza. Para evaluar el Nivel de Confianza usaremos el criterio de clasificación propuesto por Efron y Tibshirani (1993):

- Si NC es mayor que el 99% = Evidencia muy fuerte de correlación.
- Si NC es mayor que el 97.5% = Evidencia fuerte de correlación.
- Si NC es mayor que el 95% = Evidencia razonablemente fuerte de correlación.

La interpretación de los valores obtenidos para  $\rho$ , NC, y las representaciones gráficas de las magnitudes entre las que queremos estudiar las correlaciones nos permiten detectar estas posibles relaciones entre las diferentes magnitudes. Aparte de estos criterios de clasificación para  $\rho$  y NC, se va a considerar, de aquí en adelante, que puede haber una correlación entre dos magnitudes/parámetros dados cuando  $\rho$  es mayor o igual que 0.3, y NC es mayor que el 80% (Santos-Sanz et al. 2009), en particular, para muestras con pocos objetos que no nos permiten hacer una estadística concluyente. Es pertinente mencionar que este umbral particular ( $\rho \geq 0.3$ ;  $NC \geq 80\%$ ) es solamente una pista de posible correlación digna de ser estudiada y tenida en cuenta, pero que necesitaría más datos para ser confirmada.

Primero, hemos buscado correlaciones usando el método de Spearman con los resultados de nuestra propia muestra de TNOs y Centauros (PROP), luego hemos mezclado nuestros objetos con los resultados del Programa de Larga duración de ESO (PL; (Boehnhardt et al. 2002; Peixinho et al. 2004)) y, finalmente, hemos añadido a la muestra los resultados del Survey Multicolor de Meudon (SMM; (Doressoundiram et al. 2005)). Un resumen del número de objetos para cada muestra y grupo de KBOs puede verse en la tabla 6.9. En esta tabla podemos también ver el número de objetos aportados por cada muestra: PROP, PL, y SMM.

El análisis estadístico con el método de Spearman lo hacemos separando los datos en diferentes grupos dinámicos: Objetos Clásicos, Objetos Clásicos Calientes y Fríos, Objetos del Disco Dispersado (SDOs), Centauros (Cent) etc. Para clasificar los objetos en uno u otro grupo dinámico usamos el esquema descrito en Doressoundiram et al. 2005. Los Centauros y los SDOs aparecen mezclados en la lista del MPC -Minor Planet Center- (<http://www.cfa.harvard.edu/iau/lists/Centaurs.html>) sin ninguna distinción entre uno u otro grupo. Consideraremos como Centauros a los objetos de esta lista que tengan perihelio (q) por debajo de las 30 UA (distancia que corresponde con el semieje mayor de Neptuno), y afelio (Q) por debajo de las 48 UA (distancia que corresponde a la resonancia 2:1 con Neptuno). El resto de objetos de la lista serán considerados como SDOs<sup>3</sup>. Usando la otra lista de objetos distantes que aparece en el MPC llamada

<sup>3</sup>La única excepción a este esquema es el objeto extremadamente distante 2000CR<sub>105</sub> con Q= 394 AU y a= 219 AU, al que clasificamos como objeto del disco disperso extendido (ESDO).

lista de TNOs (<http://www.cfa.harvard.edu/iau/lists/TNOs.html>), consideraremos objetos Clásicos todos los objetos no resonantes comprendidos entre las resonancias 3:2 y 2:1 con Neptuno ( $39.5AU < a < 48AU$ ), y que estén fuera de la esfera de influencia con Neptuno, de la llamada esfera de Hill ( $q > 35AU$ ). Objetos con órbitas poco inclinadas respecto al plano de la eclíptica con  $q < 36AU$  y  $36 AU < a < 40 AU$  también son estables y los consideraremos objetos Clásicos (Duncan et al. 1995). De los objetos de nuestra muestra dos están en resonancia con Neptuno: 1997SZ<sub>10</sub> (resonancia 2:1) y 2003AZ<sub>84</sub> (resonancia 3:2, Plutino). No incluimos estos dos objetos en nuestro análisis estadístico. Dentro del análisis vamos a mezclar, también, grupos dinámicos que podrían estar física o evolucionalmente relacionados entre sí para intentar buscar algún posible incremento en las correlaciones de las mezclas que pueda apoyar esta relación dinámica y/o evolucional. Algunas de las mezclas de grupos analizadas son: SDOs + Objetos Calientes, SDOs + Centauros, etc. En algunos casos falta la información de color en algún filtro para algún objeto (pej: en el filtro B), por esta razón siempre indicamos el número total de objetos en cada cálculo de correlaciones. Los coeficientes de correlación ( $\rho$ ) y Niveles de Confianza (NC) correspondientes están listados en la tabla 6.10.

### 6.5.1 Correlaciones Color-Color

Las correlaciones color-color (ver también sección 6.4.2) son esperables si uno toma como buenas las conclusiones de las medidas de espectros visibles para TNOs y Centauros (Boehnhardt et al. 2002; Boehnhardt et al. 2003; Delsanti et al. 2006; Peixinho et al. 2004), es decir, los espectros de estos objetos no presentan generalmente estructura y tienen una pendiente bastante constante con desviaciones muy pequeñas hacia gradientes más bajos en las cercanías del rojo/infrarrojo. Por lo tanto, las correlaciones color-color pueden servir como prueba de que esta tendencia general observada en los espectros visibles es correcta. Es decir, nos sirven para probar si el comportamiento general del enrojecimiento espectral en el rango visible de los TNOs y Centauros es consistente para los objetos de nuestra muestra (PROP+PL+SMM). En particular, los colores que cubren un amplio rango de longitudes de onda deberían satisfacer los criterios exigidos para correlaciones fuertes. Las correlaciones entre colores “vecinos” podrían ser menos relevantes para mostrar esta tendencia, ya que los errores en las medidas pueden desempeñar un papel importante. Anticorrelaciones entre colores tendrían un interés real, ya que podrían indicar una característica de absorción poco común, que podría estar presente en el espectro visible del conjunto de objetos.

La inspección de los parámetros de correlación para las distintas muestras de objetos incluidos en la tabla 6.10 indica un buen acuerdo con lo esperado, es decir, existen, por lo general, correlaciones claras color-color para los grupos dinámicos de objetos Clásicos (incluyendo los subgrupos Calientes y Fríos), SDOs, y Centauros. En particular, pueden verse las gráficas de algunas de estas correlaciones color-color fuertes para diferentes grupos dinámicos en las figuras 6.10, 6.11, 6.12, y 6.13, también puede verse la discusión al respecto en la sección 6.4.2, junto con la figura 6.6. Todas estas figuras apoyan el comportamiento

espectral observado para objetos Transneptunianos y Centauros descrito en el párrafo anterior.

Destacamos la figura 6.11- a) en la que se puede observar una anticorrelación fuerte, con evidencia muy fuerte en el NC, para objetos Clásicos Fríos ( $\rho = -0.64$ ,  $NC = 99.50\%$ ,  $n = 20$ ). Esta anticorrelación es muy interesante ya que, como acabamos de ver, podría estar relacionada con alguna característica de absorción superficial. No obstante, uno esperaría no encontrar ninguna anticorrelación color-color, es decir, ninguna banda de absorción superficial en el visible. Esto no implica que tal tipo de anticorrelaciones no puedan existir para objetos individuales, en cuyo caso podrían deberse a errores en las medidas fotométricas, variabilidad intrínseca, o incluso a una química superficial particular. Esto último podría ser perceptible en el infrarrojo cercano, donde se han detectado, para algunos TNOs y Centauros, fuertes bandas de absorción debidas a la presencia de hielos superficiales (a este respecto se puede consultar la sección 6.4.6.1). Sin embargo, es realmente difícil concluir la presencia de estas bandas de absorción a partir, solamente, de fotometría de filtros de banda ancha. De cualquier forma, este resultado de anticorrelación color-color, que aparece solo para los Objetos Clásicos Fríos, es importante porque puede estar dándonos una clave sobre una composición superficial diferente para estos objetos, y por lo tanto, sobre un origen primordial distinto al de los otros objetos transneptunianos (en particular un origen primordial diferente al de los objetos Clásicos Calientes).

En las secciones siguientes en las que se discute sobre posibles correlaciones y propiedades superficiales de TNOs y Centauros no vamos a mencionar ni a tratar explícitamente ninguna correlación color-color, ya que han sido discutidas extensamente en las secciones 6.4.2, 6.4.6 y en esta misma sección. A partir de aquí las correlaciones discutidas serán sólo las posibles correlaciones de colores (o gradientes espectrales) frente a diferentes parámetros orbitales (incluyendo el parámetro  $\psi$  definido por la ecuación 6.14).

## 6.5.2 Objetos Clásicos (n=73)

Para los objetos del cinturón Transneptuniano Clásico confirmamos casi todas las correlaciones y tendencias encontradas en trabajos previos a este, que utilizaban una muestra más reducida de objetos (Peixinho et al. 2004; Doressoundiram et al. 2005; Doressoundiram et al. 2008). Sin embargo, podemos identificar algunas correlaciones nuevas y ciertas diferencias (ver tabla 6.10). Nuestro propio conjunto de datos de objetos Clásicos que puede verse en la tabla 6.1 supone del orden de un 26% del número total de objetos Clásicos con colores medidos usados en este trabajo (PROP+PL+SMM).

### 6.5.2.1 Correlaciones fuertes

Las correlaciones más fuertes obtenidas para los objetos Clásicos son (aparte de las correlaciones color-color) las anticorrelaciones obtenidas para B-R y B-V vs. inclinación, i



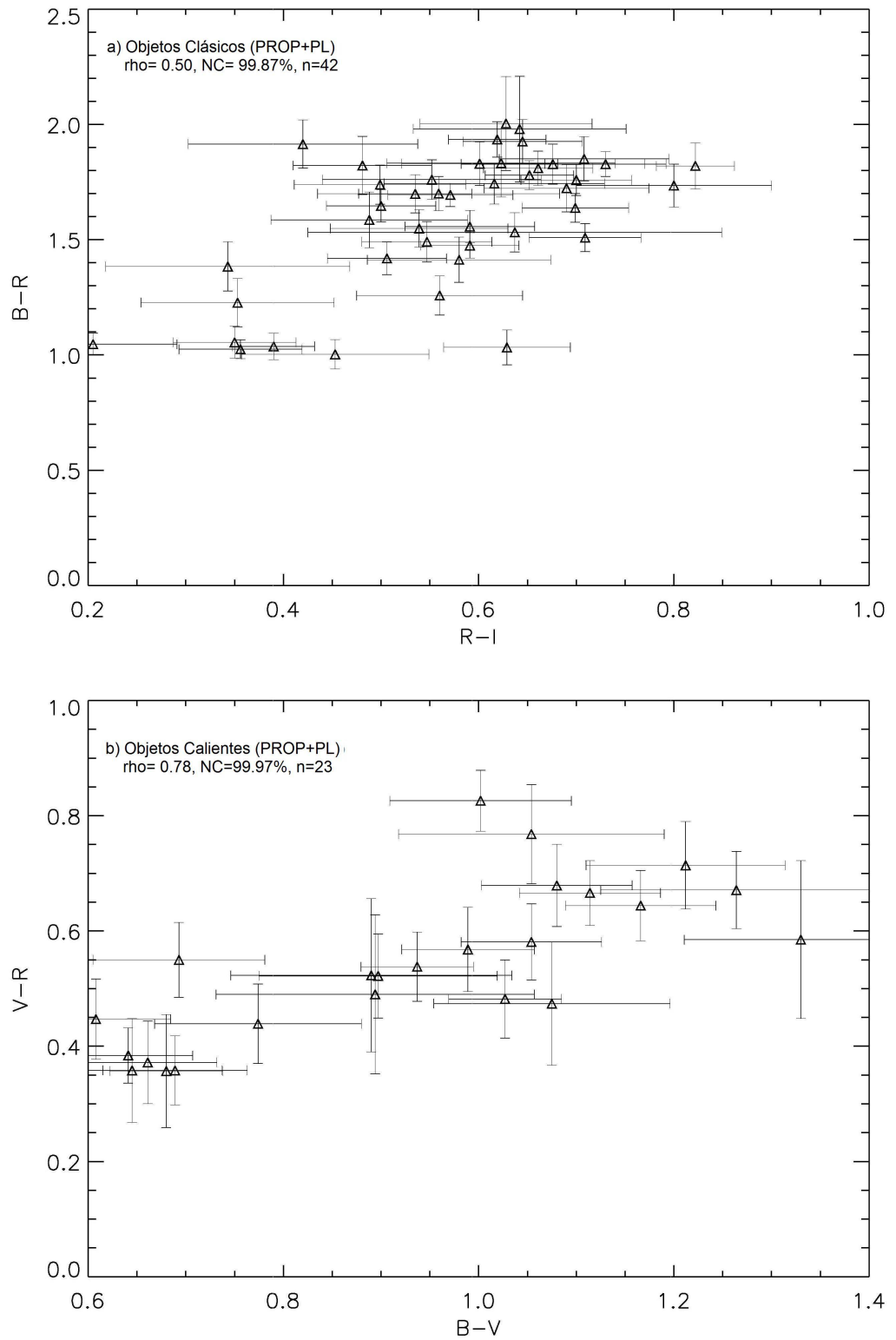


Figura 6.10: Algunas gráficas color-color que dan correlaciones fuertes, con evidencias muy fuertes en el nivel de confianza,  $NC > 99\%$  (ver tabla 6.10). a) B-R vs. R-I para los 42 objetos Clásicos de la muestra PROP+PL. b) V-R vs. B-V para los 23 objetos Clásicos Calientes de la muestra PROP+PL.

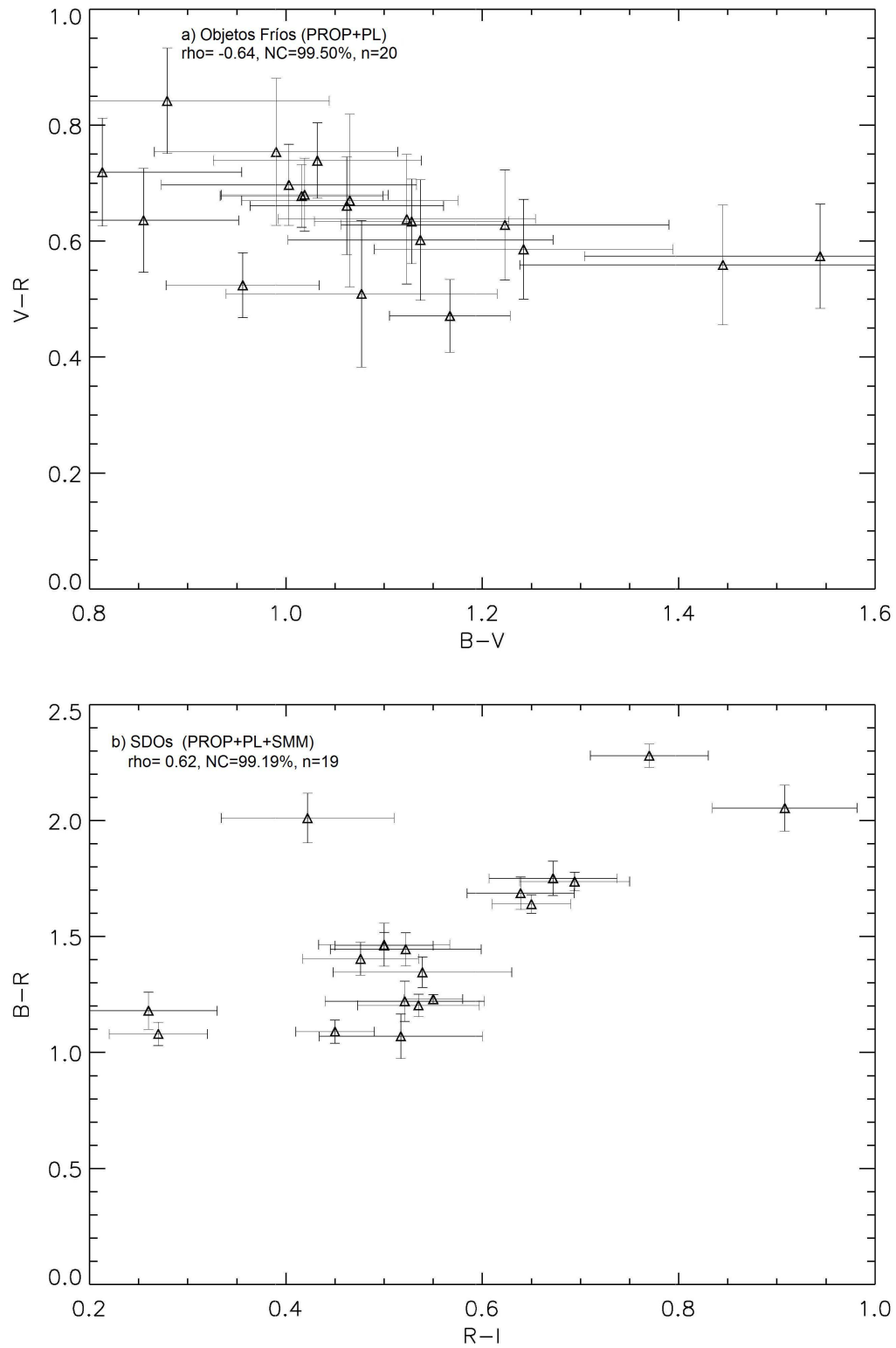


Figura 6.11: Algunas gráficas color-color que dan correlaciones fuertes, con evidencias muy fuertes en el nivel de confianza,  $NC > 99\%$  (ver tabla 6.10). a) V-R vs. B-V para los 20 objetos Clásicos Fríos de la muestra PROP+PL, esta interesante anticorrelación color-color se discute en el texto. b) B-R vs. R-I para los 19 objetos del Disco Disperso (SDOs) de la muestra PROP+PL+SMM.

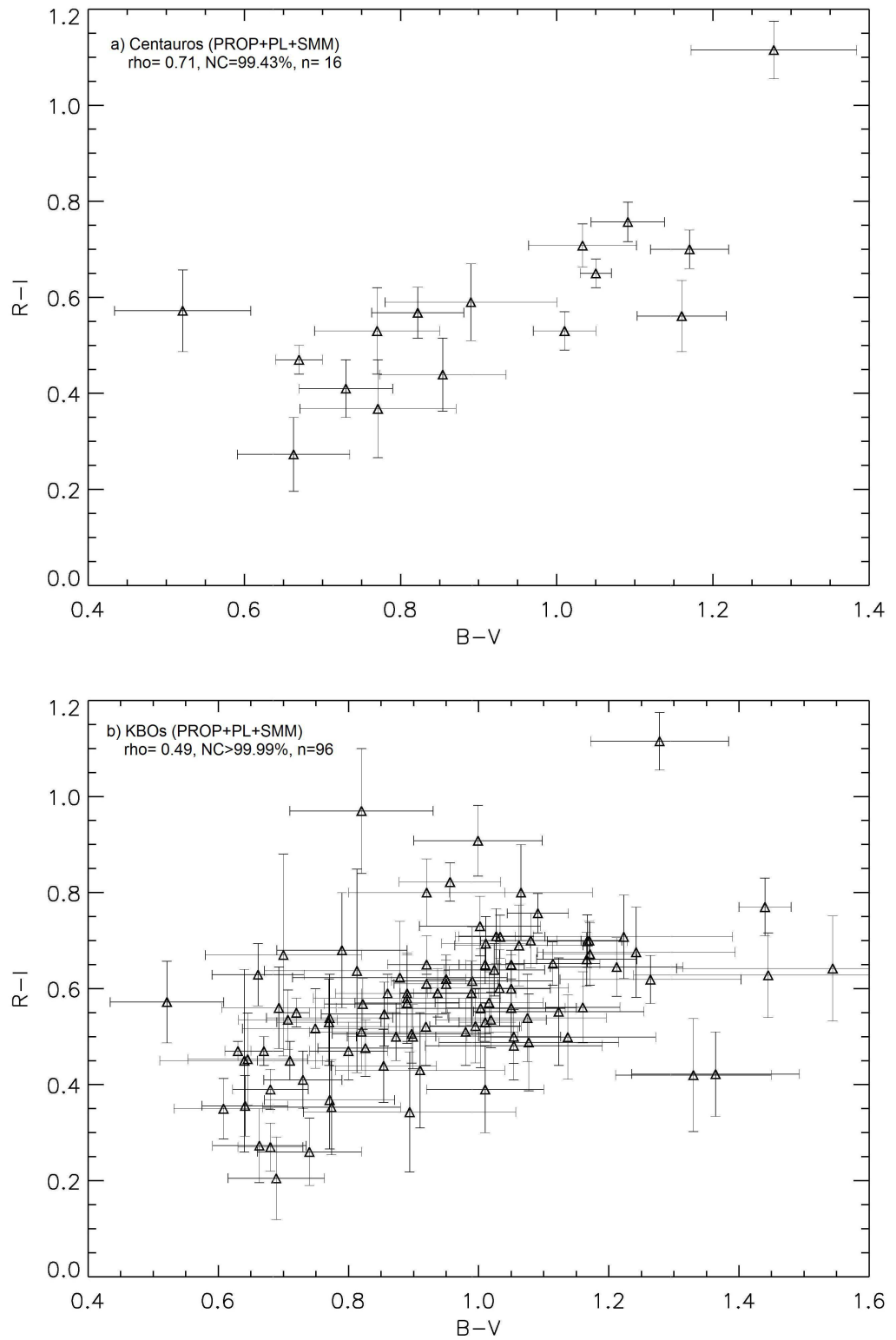


Figura 6.12: Algunas gráficas color-color que dan correlaciones fuertes, con una evidencia en el nivel de confianza muy fuerte,  $NC > 99\%$  (ver tabla 6.10). a) R-I vs. B-V para los 16 Centauros de la muestra PROP+PL+SMM. b) R-I vs. B-V para todos los objetos de la muestra PROP+PL+SMM.

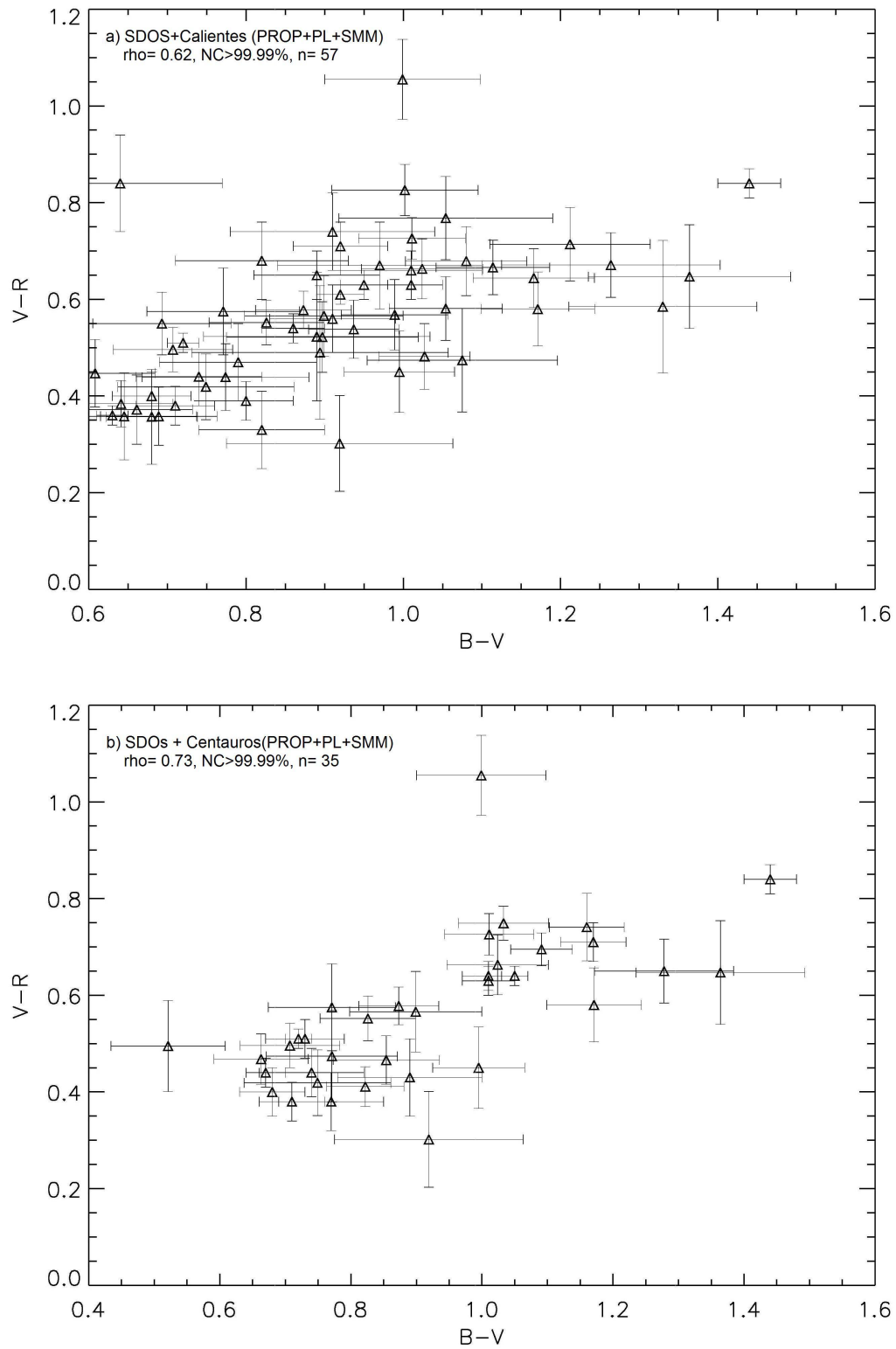


Figura 6.13: Algunas gráficas color-color que dan correlaciones fuertes, con una evidencia en el nivel de confianza muy fuerte,  $NC > 99\%$  (ver tabla 6.10). a) V-R vs. B-V para los 57 SDOs y objetos Clásicos Calientes de la muestra PROP+PL+SMM. b) V-R vs. B-V para los 35 SDOs y Centauros de la muestra PROP+PL+SMM.

(ver tabla 6.10, y figura 6.14), así como el gradiente espectral,  $S$  vs.  $i$  (ver tabla 6.12), todas estas presentan una evidencia muy fuerte de correlación ( $NC > 99\%$ ). Estos resultados están de acuerdo con los encontrados por otros autores (Peixinho et al. 2004; Doressoundiram et al. 2005). Obtenemos también una evidencia muy fuerte de correlación ( $NC > 99\%$ ) para  $B-R$  vs.  $q$ , y  $B-V$  vs.  $q$  (ver tabla 6.10, y figura 6.15). Las correlaciones entre colores o pendientes espectrales frente a los parámetros orbitales dinámicos  $i$ ,  $q$  y  $e$  se utilizan con frecuencia para validar o descartar el escenario de rejuvenecimiento colisional de las superficies de los TNOs (Thebault y Doressoundiram 2003). A pesar del hecho de que tales correlaciones existen, su interpretación en términos de la evolución de las superficies de los TNOs Clásicos sigue siendo confusa, ya que las predicciones de los modelos de evolución superficial son aún muy controvertidas (ver sección 2.4.2 y las referencias bibliográficas allí incluidas). Sí podemos afirmar que hay, por tanto, procesos físicos de coloración de superficies para los TNOs Clásicos que dependen de la inclinación ( $i$ ), y de la distancia perihélica ( $q$ ), pero no podemos decir demasiado de los mecanismos físicos que hay detrás de estos procesos, como ya se discutió en la sección 6.5.

### 6.5.2.2 Correlaciones débiles y pistas de otras posibles correlaciones

Analizamos aquí correlaciones con valores de  $\rho$  no muy altos ( $0.3 < \rho < 0.6$ ), pero con valores suficientemente altos del nivel de confianza ( $NC$ ). Estas correlaciones son de utilidad para el estudio de los TNOs y Centauros porque implican tendencias amplias (en el sentido de dispersas), pero significativas. Aparte de esto usaremos el umbral  $\rho \geq 0.3$  y  $NC \geq 80\%$  como una pista para identificar posibles correlaciones, que deberían ser estudiadas con más profundidad (lo que implica que son necesarios más datos observacionales) en el futuro (ver sección 6.5).

Teniendo en cuenta los criterios que acabamos de exponer encontramos tres correlaciones interesantes (ver tabla 6.10);  $R-I$  vs.  $q$ , que no está presente en análisis realizados en trabajos previos, y dos ya conocidas que son,  $B-R$  vs.  $e$  (ver figura 6.14), y  $V-R$  vs.  $q$ .

$R-I$  vs.  $q$  muestra una fuerte evidencia de correlación respecto al nivel de confianza ( $n=69$ ,  $\rho=0.30$ ,  $NC=98.71\%$ ) que apoya el escenario de que los objetos más enrojecidos tienen órbitas con mayores distancias perihélicas. Esta correlación es consistente con la correlación fuerte  $B-R$  vs.  $q$ , ya conocida por otros estudios y discutida en el apartado anterior (sección 6.5.2.1).

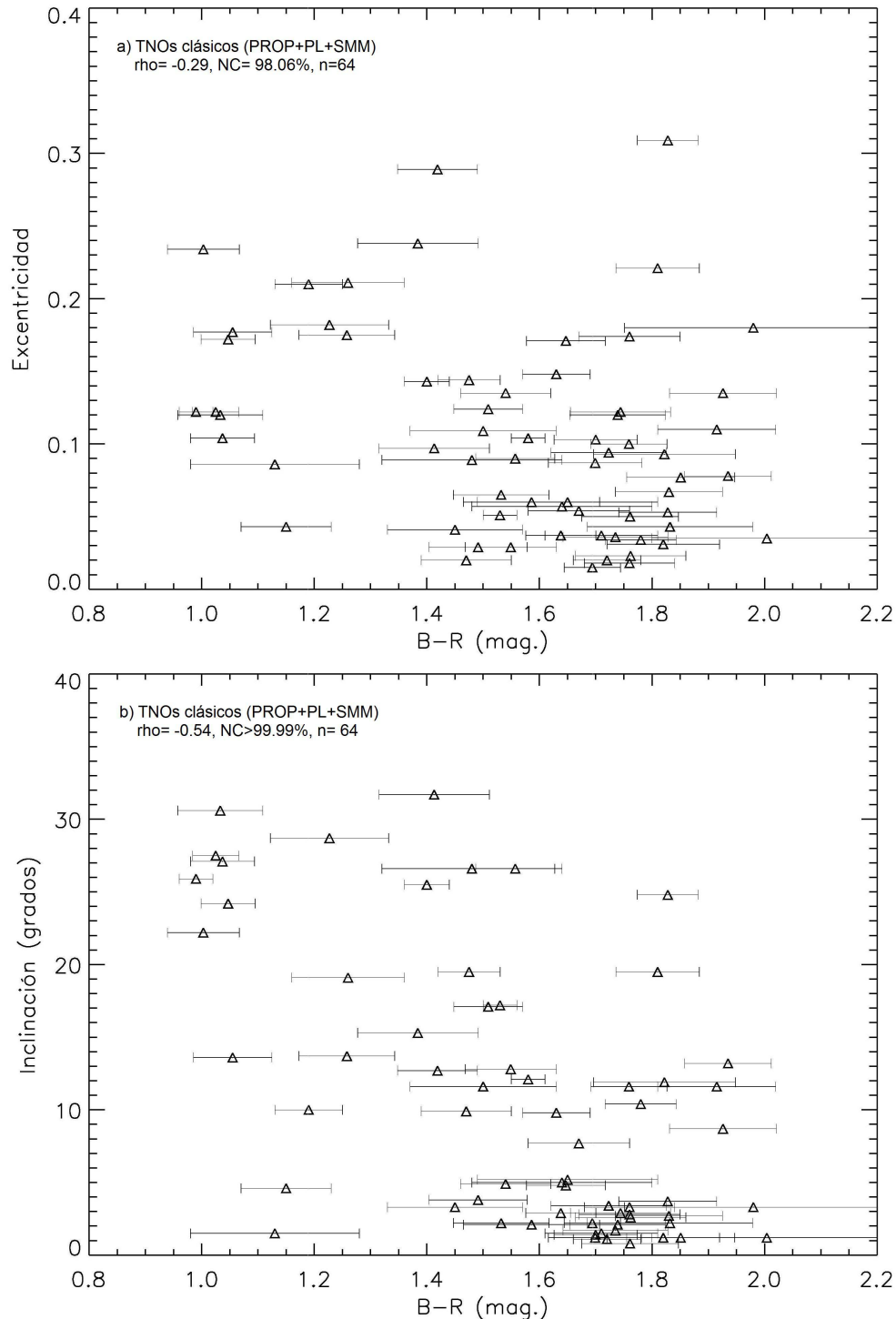


Figura 6.14: Algunas gráficas de elementos orbitales frente al color (B-R) para TNOs Clásicos que dan correlaciones fuertes o interesantes (ver tabla 6.10). Se indica en cada figura el valor del coeficiente de correlación ( $\rho$ ), el nivel de confianza (NC), y el número de objetos ( $n$ ). a) e vs. B-R para los 64 objetos Clásicos de la muestra PROP+PL+SMM, esta posible anticorrelación débil se discute en las secciones 6.5.2.2, y 6.5.2.3. b) i vs. B-R para los 64 objetos Clásicos de la muestra PROP+PL+SMM. Esta última gráfica corresponde a una correlación fuerte, con evidencia muy fuerte de correlación ( $NC > 99\%$ ). La discusión sobre esta última gráfica puede verse en las secciones 6.5.2.1, y 6.5.2.3.

	Todos	Clásicos	Tipos			Centauros
			Fríos	Calientes	SDOs	
PROP	30	19	9	10	10 <sup>(*)</sup>	1
PL	53	33	16	17	10	10 <sup>(•)</sup>
SMM	33	21	6	15	5	7
Total	116	73	31	42	25	18

Tabla 6.9: Resumen de los objetos de cada muestra. Número de objetos para los diferentes grupos dinámicos (no se incluyen los 2 objetos resonantes con Neptuno): *Todos* (el conjunto completo), *Clásicos* (TNOs Clásicos), *Fríos* (TNOs Clásicos con inclinaciones  $< 4.5^\circ$ ), *Calientes* (TNOs Clásicos con inclinaciones  $> 4.5^\circ$ ), *SDOs* (Objetos del Disco Dispersado), y *Centauros*. *PL* es el Programa de Larga duración de ESO (Boehnhardt et al. 2002; Peixinho et al. 2004), y *SMM* el Survey Multicolor de Meudon (Doressoundiram et al. 2005). <sup>(\*)</sup> Incluimos en este grupo el objeto peculiar distante 2000CR<sub>105</sub>. <sup>(•)</sup> Incluimos en este grupo el objeto 2002CB<sub>249</sub> que no es considerado Centauro con total certidumbre.

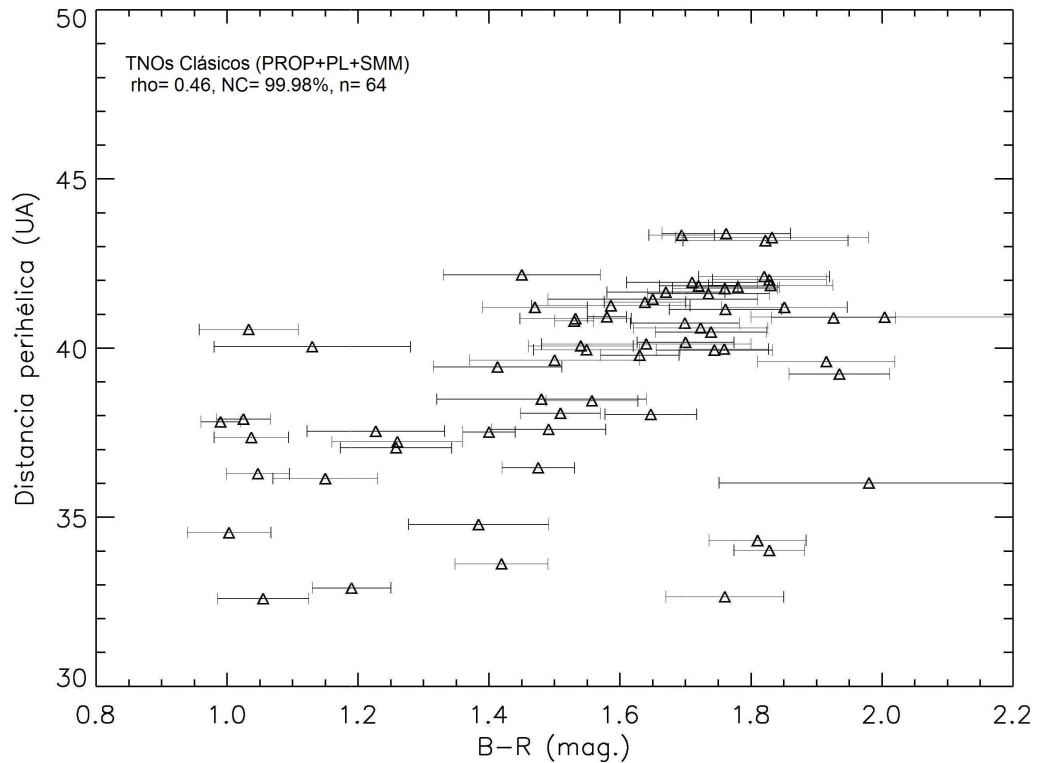


Figura 6.15: Distancia perihélica ( $q$ ) vs.  $B-R$  para los 64 objetos Clásicos de la muestra PROP+PL+SMM. Se indica en la figura el valor del coeficiente de correlación ( $\rho$ ), el nivel de confianza (NC), y el número de objetos ( $n$ ). Esta gráfica da una correlación fuerte, con evidencia muy fuerte de correlación ( $NC > 99\%$ ). En relación a la misma véanse las secciones 6.5.2.1, y 6.5.2.3.

Tabla 6.10: Correlaciones. Resultados de aplicar el método de Spearman a los colores frente a los colores, y a los colores frente a los parámetros orbitales. “1” indica la muestra ‘PROP’ compuesta por nuestros propios resultados fotométricos; “2” indica la muestra ‘PROP+PL’ compuesta por nuestros resultados mezclados con los del Programa de Larga duración de ESO usando el telescopio VLT (Boehnhardt et al. 2002; Peixinho et al. 2004); “3” indica la muestra ‘PROP+PL+SMM’ compuesta por los datos ‘PROP+PL’ mezclados con los datos fotométricos del Survey Multicolor de Meudon (Doressoundiram et al. 2005).  $\rho$ = Coeficiente de correlación de Spearman,  $NC$ = Nivel de Confianza,  $n$ = Número de objetos. Las correlaciones más fuertes están en negrita, y las interesantes o nuevas, aunque sean débiles, están en itálica.

	Magnitudes	1			2			3		
		$\rho$	NC(%)	n	$\rho$	NC(%)	n	$\rho$	NC(%)	n
Clásicos	<i>B-V vs. V-R</i>	0.23	55.60	12	<i>0.33</i>	<i>96.57</i>	<i>43</i>	<i>0.33</i>	<i>99.11</i>	<i>64</i>
	<b>B-V vs. R-I</b>	0.05	15.66	12	<b>0.40</b>	<b>99.03</b>	<b>42</b>	0.34	99.09	61
	<b>R-I vs. B-R</b>	0.03	8.33	12	<b>0.50</b>	<b>99.87</b>	<b>42</b>	<b>0.38</b>	<b>99.70</b>	<b>61</b>
	<b>B-V vs. q</b>	<b>0.59</b>	<b>95.13</b>	<b>12</b>	<b>0.37</b>	<b>98.24</b>	<b>43</b>	<b>0.40</b>	<b>99.83</b>	<b>64</b>
	<i>V-R vs. q</i>	-0.07	23.98	19	<i>0.30</i>	<i>97.00</i>	<i>52</i>	<i>0.32</i>	<i>99.31</i>	<i>73</i>
	<i>R-I vs. q</i>	0.17	52.53	19	<i>0.32</i>	<i>97.63</i>	<i>50</i>	<i>0.30</i>	<i>98.71</i>	<i>69</i>
	<b>B-R vs. q</b>	<b>0.55</b>	<b>92.96</b>	<b>12</b>	<b>0.46</b>	<b>99.71</b>	<b>43</b>	<b>0.46</b>	<b>99.98</b>	<b>64</b>
	<b>B-V vs. i</b>	<b>-0.63</b>	<b>96.24</b>	<b>12</b>	<b>-0.48</b>	<b>99.83</b>	<b>43</b>	<b>-0.49</b>	<b>99.99</b>	<b>64</b>
	<i>V-R vs. i</i>	-0.04	15.07	19	<i>-0.41</i>	<i>99.66</i>	<i>52</i>	<i>-0.32</i>	<i>99.40</i>	<i>73</i>
	<i>R-I vs. i</i>	-0.03	10.67	19	<i>-0.29</i>	<i>96.03</i>	<i>50</i>	<i>-0.27</i>	<i>97.63</i>	<i>69</i>
	<b>B-R vs. i</b>	<b>-0.57</b>	<b>94.32</b>	<b>12</b>	<b>-0.54</b>	<b>99.96</b>	<b>43</b>	<b>-0.54</b>	<b>&gt;99.99</b>	<b>64</b>
	<i>B-V vs. e</i>	<i>-0.32</i>	<i>71.40</i>	<i>12</i>	<i>-0.30</i>	<i>94.65</i>	<i>43</i>	<i>-0.29</i>	<i>97.93</i>	<i>64</i>
	<i>V-R vs. e</i>	-0.19	58.30	19	-0.17	78.76	52	-0.18	86.78	73
	<i>R-I vs. e</i>	0.17	54.82	19	-0.21	86.62	50	-0.17	84.83	69
	<i>B-R vs. e</i>	<i>-0.38</i>	<i>79.79</i>	<i>12</i>	<i>-0.31</i>	<i>95.28</i>	<i>43</i>	<i>-0.29</i>	<i>98.06</i>	<i>64</i>
	<i>V-R vs. a</i>	-0.14	45.84	19	0.18	80.79	52	0.12	69.48	73
	<i>B-R vs. a</i>	0.08	21.92	12	0.09	43.80	43	0.14	73.85	64
Calientes	<b>B-V vs. V-R</b>	<b>0.75</b>	<b>93.38</b>	<b>7</b>	<b>0.78</b>	<b>99.97</b>	<b>23</b>	<b>0.56</b>	<b>99.94</b>	<b>38</b>
	<b>B-V vs. R-I</b>	-0.02	3.52	7	<b>0.49</b>	<b>97.83</b>	<b>23</b>	<b>0.41</b>	<b>98.38</b>	<b>36</b>
	<i>V-R vs. R-I</i>	-0.32	67.53	10	<i>0.39</i>	<i>95.27</i>	<i>27</i>	<i>0.29</i>	<i>92.79</i>	<i>40</i>
	<b>R-I vs. B-R</b>	-0.18	34.11	7	<b>0.53</b>	<b>98.76</b>	<b>23</b>	<b>0.41</b>	<b>98.50</b>	<b>36</b>
	<b>B-V vs. q</b>	0.29	51.60	7	<b>0.41</b>	<b>94.71</b>	<b>23</b>	<b>0.38</b>	<b>97.96</b>	<b>38</b>
	<b>V-R vs. q</b>	0.18	40.20	10	0.29	86.08	27	<b>0.46</b>	<b>99.67</b>	<b>42</b>
	<i>R-I vs. q</i>	0.20	45.27	10	0.23	75.89	27	0.19	76.46	40
	<b>B-R vs. q</b>	0.32	56.89	7	0.36	91.02	23	<b>0.49</b>	<b>99.68</b>	<b>38</b>
	<b>B-V vs. i</b>	<b>-0.90</b>	<b>97.27</b>	<b>7</b>	<b>-0.72</b>	<b>99.93</b>	<b>23</b>	<b>-0.47</b>	<b>99.57</b>	<b>38</b>
	<b>V-R vs. i</b>	-0.51	87.45	10	<b>-0.58</b>	<b>99.70</b>	<b>27</b>	<b>-0.40</b>	<b>98.98</b>	<b>42</b>
	<b>B-R vs. i</b>	<b>-0.82</b>	<b>95.77</b>	<b>7</b>	<b>-0.64</b>	<b>99.72</b>	<b>23</b>	<b>-0.48</b>	<b>99.67</b>	<b>38</b>
	<i>B-V vs. e</i>	<i>-0.50</i>	<i>77.93</i>	<i>7</i>	<i>-0.34</i>	<i>89.33</i>	<i>23</i>	<i>-0.25</i>	<i>86.82</i>	<i>38</i>
	<i>B-R vs. e</i>	-0.64	88.47	7	<i>-0.28</i>	<i>80.56</i>	<i>23</i>	<i>-0.26</i>	<i>88.78</i>	<i>38</i>
	<i>V-R vs. a</i>	-0.31	64.62	10	0.18	65.45	27	0.21	82.91	42
	<i>R-I vs. a</i>	0.10	25.73	10	0.08	32.57	27	0.24	86.00	40
<i>B-R vs. a</i>	<0.01	<0.01	7	0.12	41.24	23	0.22	82.46	38	
Fríos	<b>B-V vs. V-R</b>	-0.60	76.99	5	<b>-0.64</b>	<b>99.50</b>	<b>20</b>	-0.39	94.91	26
	<i>V-R vs. R-I</i>	-0.33	65.42	9	<i>-0.30</i>	<i>83.42</i>	<i>23</i>	<i>-0.38</i>	<i>95.41</i>	<i>29</i>
	<i>R-I vs. B-R</i>	0.50	68.27	5	0.36	87.48	19	0.16	56.04	25
	<i>V-R vs. q</i>	-0.58	90.10	9	-0.02	7.21	25	0.02	8.88	31
	<i>R-I vs. q</i>	0.15	32.86	9	0.25	75.53	23	<i>0.27</i>	<i>84.35</i>	<i>29</i>
	<i>B-R vs. i</i>	-0.60	76.99	5	-0.17	54.38	20	-0.09	35.44	26
	<i>V-R vs. a</i>	-0.17	36.26	9	<i>0.35</i>	<i>91.29</i>	<i>25</i>	0.09	38.31	31
	<i>V-R vs. H<sub>R</sub></i>	-0.50	84.27	9	-0.10	37.31	25	-0.17	63.72	31
	<i>B-R vs. H<sub>R</sub></i>	-0.90	92.81	5	0.28	77.47	20	0.22	73.43	26
SDOs	<b>B-V vs. V-R</b>	0.43	66.21	6	<b>0.63</b>	<b>97.14</b>	<b>13</b>	<b>0.76</b>	<b>99.87</b>	<b>19</b>
	<i>B-V vs. R-I</i>	-0.03	5.09	6	0.24	60.36	13	0.55	97.96	19
	<i>V-R vs. R-I</i>	0.14	29.45	8	0.32	79.78	17	0.51	98.43	23
	<b>R-I vs. B-R</b>	0.37	59.38	6	0.30	70.11	13	<b>0.62</b>	<b>99.19</b>	<b>19</b>
	<b>B-V vs. q</b>	-0.54	77.52	6	<b>0.70</b>	<b>98.44</b>	<b>13</b>	0.36	87.66	19
	<i>V-R vs. q</i>	-0.24	47.13	8	0.41	90.25	17	0.26	77.54	23
	<i>R-I vs. q</i>	0.17	36.26	9	<i>0.35</i>	<i>86.46</i>	<i>19</i>	0.21	69.30	25
	<b>B-R vs. q</b>	-0.60	82.03	6	<b>0.62</b>	<b>96.85</b>	<b>13</b>	0.34	85.54	19
	<i>R-I vs. Q</i>	-0.73	96.19	9	-0.31	80.62	19	-0.22	71.90	25
	<i>B-V vs. i</i>	0.49	72.26	6	<i>0.49</i>	<i>90.97</i>	<i>13</i>	0.29	77.80	19



Tabla 6.10: Correlaciones (continuación).

Magnitudes	1			2			3			
	$\rho$	NC(%)	n	$\rho$	NC(%)	n	$\rho$	NC(%)	n	
R-I vs. i	-0.25	52.05	9	-0.22	64.05	19	-0.22	70.81	25	
<b>B-V vs. e</b>	0.03	5.09	6	<b>-0.59</b>	<b>95.83</b>	<b>13</b>	-0.32	81.97	19	
<b>R-I vs. e</b>	<b>-0.62</b>	<b>91.89</b>	<b>9</b>	<b>-0.46</b>	<b>95.11</b>	<b>19</b>	-0.31	86.93	25	
R-I vs. a	-0.52	85.61	9	-0.22	65.00	19	-0.20	68.03	25	
B-R vs. a	-0.49	72.26	6	0.25	61.87	13	0.07	24.54	19	
<b>B-V vs. <math>H_R</math></b>	-0.26	43.47	6	<b>-0.77</b>	<b>99.27</b>	<b>13</b>	<b>-0.54</b>	<b>97.73</b>	<b>19</b>	
<i>V-R vs. <math>H_R</math></i>	-0.26	51.16	8	<i>-0.49</i>	<i>94.89</i>	<i>17</i>	<i>-0.36</i>	<i>90.57</i>	<i>23</i>	
R-I vs. $H_R$	-0.58	90.10	9	-0.31	81.25	19	-0.25	78.43	25	
<b>B-R vs. <math>H_R</math></b>	-0.31	51.78	6	<b>-0.81</b>	<b>99.49</b>	<b>13</b>	<b>-0.57</b>	<b>98.41</b>	<b>19</b>	
Cent	<b>B-V vs. V-R</b>			0.55	88.02	9	<b>0.67</b>	<b>99.07</b>	<b>16</b>	
	<b>B-V vs. R-I</b>			0.58	90.10	9	<b>0.71</b>	<b>99.43</b>	<b>16</b>	
	<i>V-R vs. R-I</i>			0.35	73.78	11	<i>0.38</i>	<i>87.84</i>	<i>18</i>	
	R-I vs. B-R			0.43	77.97	9	0.61	98.21	16	
	<i>V-R vs. q</i>			<i>0.52</i>	<i>89.87</i>	<i>11</i>	0.27	72.61	18	
	<i>B-V vs. Q</i>			<i>0.50</i>	<i>84.27</i>	<i>9</i>	0.32	78.56	16	
	<b>V-R vs. Q</b>			<b>0.65</b>	<b>96.15</b>	<b>11</b>	<b>0.58</b>	<b>98.37</b>	<b>18</b>	
	<i>B-R vs. Q</i>			<i>0.55</i>	<i>88.02</i>	<i>9</i>	<i>0.39</i>	<i>87.34</i>	<i>16</i>	
	<b>B-V vs. i</b>			<b>-0.62</b>	<b>91.89</b>	<b>9</b>	<b>-0.53</b>	<b>95.97</b>	<b>16</b>	
	<i>R-I vs. i</i>			-0.35	73.78	11	<i>-0.33</i>	<i>82.28</i>	<i>18</i>	
	<b>B-R vs. i</b>			<b>-0.68</b>	<b>94.67</b>	<b>9</b>	<b>-0.52</b>	<b>95.39</b>	<b>16</b>	
	<b>B-V vs. e</b>			<b>0.72</b>	<b>95.73</b>	<b>9</b>	<b>0.74</b>	<b>99.59</b>	<b>16</b>	
	V-R vs. e			0.17	41.51	11	0.43	92.62	18	
	<b>B-R vs. e</b>			<b>0.58</b>	<b>90.10</b>	<b>9</b>	<b>0.67</b>	<b>99.08</b>	<b>16</b>	
	<b>V-R vs. a</b>			<b>0.61</b>	<b>94.59</b>	<b>11</b>	<b>0.53</b>	<b>97.04</b>	<b>18</b>	
	<i>B-R vs. a</i>			0.42	76.14	9	<i>0.35</i>	<i>82.14</i>	<i>16</i>	
	<b>B-V vs. <math>H_R</math></b>			<b>-0.72</b>	<b>95.73</b>	<b>9</b>	-0.18	50.57	16	
	<b>V-R vs. <math>H_R</math></b>			<b>-0.64</b>	<b>95.58</b>	<b>11</b>	-0.37	87.14	18	
	<b>R-I vs. <math>H_R</math></b>			<b>-0.60</b>	<b>94.22</b>	<b>11</b>	-0.27	74.25	18	
	<b>B-R vs. <math>H_R</math></b>			<b>-0.73</b>	<b>96.19</b>	<b>9</b>	-0.27	70.83	16	
Todos	<b>B-V vs. V-R</b>	0.29	78.06	19	<b>0.50</b>	<b>99.99</b>	<b>65</b>	<b>0.55</b>	<b>&gt;99.99</b>	<b>99</b>
	<b>B-V vs. R-I</b>	0.07	24.84	19	<b>0.46</b>	<b>99.98</b>	<b>64</b>	<b>0.49</b>	<b>&gt;99.99</b>	<b>96</b>
	<i>V-R vs. R-I</i>	-0.20	71.66	29	<i>0.27</i>	<i>98.41</i>	<i>79</i>	<i>0.30</i>	<i>99.83</i>	<i>111</i>
	<b>R-I vs. B-R</b>	0.23	66.51	19	<b>0.56</b>	<b>&gt;99.99</b>	<b>64</b>	<b>0.54</b>	<b>&gt;99.99</b>	<b>96</b>
	<i>R-I vs. q</i>	0.22	75.82	30	<i>0.32</i>	<i>99.60</i>	<i>81</i>	<i>0.28</i>	<i>99.71</i>	<i>113</i>
	<i>V-R vs. i</i>	<i>-0.29</i>	<i>87.86</i>	<i>29</i>	<i>-0.38</i>	<i>99.92</i>	<i>81</i>	<i>-0.33</i>	<i>99.96</i>	<i>115</i>
	<i>R-I vs. i</i>	-0.17	64.89	30	<i>-0.29</i>	<i>98.95</i>	<i>81</i>	<i>-0.27</i>	<i>99.60</i>	<i>113</i>
	R-I vs. e	<0.01	2.96	30	-0.23	95.60	81	-0.19	95.79	113
	SDOs + Calientes	<b>B-V vs. V-R</b>	<b>0.55</b>	<b>94.30</b>	<b>13</b>	<b>0.70</b>	<b>&gt;99.99</b>	<b>36</b>	<b>0.62</b>	<b>&gt;99.99</b>
<b>B-V vs. R-I</b>		<0.01	2.28	13	<b>0.44</b>	<b>99.01</b>	<b>36</b>	<b>0.47</b>	<b>99.95</b>	<b>55</b>
<i>V-R vs. R-I</i>		-0.04	11.84	18	<i>0.35</i>	<i>97.80</i>	<i>44</i>	<i>0.38</i>	<i>99.70</i>	<i>63</i>
<b>R-I vs. B-R</b>		0.17	44.54	13	<b>0.51</b>	<b>99.76</b>	<b>36</b>	<b>0.52</b>	<b>99.99</b>	<b>55</b>
<i>B-V vs. q</i>		-0.02	6.07	13	<i>0.43</i>	<i>98.90</i>	<i>36</i>	<i>0.33</i>	<i>98.54</i>	<i>57</i>
Cent + Calientes	<b>V-R vs. i</b>	<b>-0.55</b>	<b>97.72</b>	<b>18</b>	<b>-0.44</b>	<b>99.60</b>	<b>44</b>	-0.35	99.44	65
	B-V vs. V-R				0.77	> 99.99%	33	0.67	> 99.99%	55
	B-V vs. R-I				0.57	99.86	33	0.54	99.99	53
	V-R vs. R-I				0.39	98.55	38	0.35	99.28	60
	R-I vs. B-R				0.56	99.86	33	0.54	99.99	53
	B-V vs. Q				0.05	20.37	33	0.03	16.74	55
	V-R vs. Q				0.09	44.13	38	0.10	58.31	30
	R-I vs. Q				0.02	9.51	38	0.07	40.71	60
	B-R vs. Q				0.09	37.03	33	0.07	38.83	55
	B-V vs. q				0.27	88.01	33	0.20	86.31	55
	V-R vs. q				0.08	38.93	38	0.22	91.99	60
	R-I vs. q				0.18	73.01	38	0.12	66.01	60
	B-R vs. q				0.24	83.07	33	0.25	93.83	55
	B-V vs. i				-0.57	99.86	33	-0.44	99.88	55
	V-R vs. i				-0.40	98.84	38	-0.30	98.10	60
	R-I vs. i				-0.14	61.94	38	-0.12	64.30	60

Tabla 6.10: Correlaciones (continuación).

Magnitudes	1			2			3		
	$\rho$	NC(%)	n	$\rho$	NC(%)	n	$\rho$	NC(%)	n
B-R vs. i				-0.54	99.77	33	-0.43	99.85	55
B-V vs. e				-0.11	46.55	33	-0.02	10.63	55
V-R vs. e				0.05	24.30	38	-0.03	16.23	60
R-I vs. e				-0.11	51.25	38	-0.01	5.19	60
B-R vs. e				-0.07	31.84	33	-0.04	21.02	55
B-V vs. a				0.11	45.74	33	0.11	57.53	55
V-R vs. a				0.16	69.62	38	0.22	90.71	60
R-I vs. a				0.10	45.61	38	0.14	70.96	60
B-R vs. a				0.15	61.86	33	0.18	80.23	55
B-V vs. $H_R$				-0.08	36.76	33	0.01	6.46	55
V-R vs. $H_R$				-0.01	3.04	38	-0.05	28.81	60
R-I vs. $H_R$				-0.19	76.98	38	-0.11	62.26	60
B-R vs. $H_R$				-0.13	53.91	33	-0.05	27.57	55
Cent	B-V vs. V-R			0.08	33.10	29	0.30	94.87	42
+	B-V vs. R-I			0.45	97.99	28	0.46	99.67	41
Fríos	V-R vs. R-I			0.14	56.53	34	0.17	74.19	47
	R-I vs. B-R			0.55	99.59	28	0.51	99.88	41
	B-V vs. q			0.27	84.15	29	0.28	92.90	42
	V-R vs. q			0.11	50.06	36	0.22	86.83	49
	R-I vs. q			0.34	94.71	34	0.33	97.59	47
	B-R vs. q			0.30	88.88	29	0.34	96.88	42
	B-V vs. Q			0.37	95.06	29	0.37	98.31	42
	V-R vs. Q			0.31	93.23	36	0.31	97.06	49
	R-I vs. Q			0.17	66.57	34	0.20	82.51	47
	B-R vs. Q			0.43	97.74	29	0.43	99.44	42
	B-V vs. i			-0.32	91.36	29	-0.37	98.35	42
	V-R vs. i			-0.17	67.79	36	-0.22	86.98	49
	R-I vs. i			-0.21	76.80	34	-0.26	92.21	47
	B-R vs. i			-0.35	93.65	29	-0.39	98.80	42
	B-V vs. e			-0.10	39.42	29	-0.11	51.09	42
	V-R vs. e			0.03	11.86	36	-0.08	43.00	49
	R-I vs. e			-0.26	86.66	34	-0.27	93.33	47
	B-R vs. e			-0.07	26.92	29	-0.13	60.12	42
	B-V vs. a			0.23	78.43	29	0.33	96.76	42
	V-R vs. a			0.31	93.46	36	0.29	95.56	49
	R-I vs. a			0.17	68.22	34	0.26	92.51	47
	B-R vs. a			0.33	91.88	29	0.39	98.83	42
	B-V vs. $H_R$			-0.33	91.60	29	-0.22	84.72	42
	V-R vs. $H_R$			-0.20	77.02	36	-0.28	94.92	49
	R-I vs. $H_R$			-0.23	80.94	34	-0.16	73.33	47
	B-R vs. $H_R$			-0.22	75.50	29	-0.22	84.79	42
Cent	<b>B-V vs. V-R</b>			<b>0.66</b>	<b>99.73</b>	<b>22</b>	<b>0.73</b>	<b>&gt;99.99</b>	<b>35</b>
+	<b>B-V vs. R-I</b>			0.47	96.88	22	<b>0.64</b>	<b>99.98</b>	<b>35</b>
SDOs	<b>V-R vs. R-I</b>			<i>0.34</i>	<i>92.27</i>	<i>28</i>	<b>0.46</b>	<b>99.64</b>	<b>41</b>
	<b>R-I vs. B-R</b>			<b>0.48</b>	<b>97.18</b>	<b>22</b>	<b>0.63</b>	<b>99.98</b>	<b>35</b>
	<i>R-I vs. i</i>			-0.25	81.66	30	-0.27	91.77	43

### 6.5.2.3 Discusión de las correlaciones encontradas

Teniendo en cuenta los resultados de las correlaciones de B-R (y S en algún caso) frente a la excentricidad (e), inclinación (i), y distancia perihélica (q), podemos decir que la población clásica de los TNOs presenta las siguientes tendencias: los objetos más “azulados” son los que tienden a tener mayores inclinaciones, menores distancias perihélicas y presentan

mayores excentricidades. Este conjunto de objetos es el que usualmente se conoce como población “caliente” ( $i > 4.5,^\circ$ ), o dinámicamente excitada. Paralelamente, los objetos más enrojecidos tienden a tener inclinaciones menores, presentan mayores distancias perihélicas y órbitas menos excéntricas; son la población de TNOs Clásicos conocida como “Fríos” ( $i < 4.5,^\circ$ ), no excitada dinámicamente.

Las distancias perihélicas más pequeñas de los objetos más “azulados” podría apoyar un escenario de coloración de las superficies por recubrimiento de las mismas con hielos nuevos generados en la sublimación de especies volátiles poco comunes (Delsemme, 1982). Estas especies sublimarían cerca del perihelio y se congelarían posteriormente cuando el objeto volviera a estar lejos del sol, recubriendo la superficie de hielos jóvenes, y por tanto más azulados. Sin embargo, hay otros mecanismos de coloración de superficies que podrían explicar estas correlaciones, como por ejemplo, un incremento de las colisiones, que podría atribuirse, en algún caso, a un bombardeo de micrometeoritos. Dicho bombardeo actuaría, preferentemente, a distancias perihélicas más pequeñas, donde la densidad de partículas susceptibles de colisionar con el objeto sería mayor.

#### 6.5.2.4 Dependencias de las correlaciones con los “tamaños”

Buscamos también posibles dependencias de las correlaciones con los “tamaños” de los objetos, lo que es equivalente a buscar dependencias con las magnitudes absolutas ( $H_R$ ) si asumimos el mismo albedo para todos los objetos. Esta es una suposición razonable si tenemos en cuenta que estamos analizando aquí solamente objetos Clásicos con magnitudes débiles, por lo tanto es esperable que la muestra sea bastante homogénea. A partir de 28 medidas de albedos de TNOs Clásicos de diferentes autores (Jewitt et al. 2001; Margot et al. 2002; Sheppard y Jewitt 2002; Osip et al. 2003; Brown y Trujillo 2004; Noll et al. 2004; Cruikshank et al. 2005b; Grundy et al. 2005; Lykawka y Mukai 2005; Stansberry et al. 2005; Stansberry et al. 2008) obtenemos un albedo promedio en R de  $p_R = 0.12$ , que es el que usaremos para estimar los tamaños de los objetos.

Podemos, en principio, especular y esperar una dependencia con los tamaños, ya que los objetos más pequeños están posiblemente más evolucionados colisionalmente. Por esta razón, los objetos más grandes deberían presentar diferentes propiedades físico-químicas que los más pequeños, lo que afectaría a los colores medidos en sus superficies. Peixinho et al. (2004) estudiaron la tendencia color-perihelio para los objetos Clásicos, en particular la correlación de B-R vs.  $q$ . Usando un corte de magnitud absoluta de  $H_R < 6.2\text{mag}$  como representativo de un tamaño mínimo de los objetos (diámetro  $D > 190\text{km}$ , calculado usando la ecuación 6.7, para un albedo  $p_R = 0.12$ ), encuentran un incremento importante en la correlación de B-R con la distancia perihélica,  $q$ , para los objetos Clásicos, y una disminución en la correlación, cuando  $H_R > 6.2$  ( $D < 190\text{ km}$ ). Los objetos con menores distancias perihélicas están más cercanos al sol y podrían ser susceptibles de desarrollar algún tipo de coma/atmósfera que los envolviera, si son lo suficientemente grandes ( $D > 150\text{ km}$ ) (Delsanti et al. 2004). Sus superficies podrían -como ya se explicó en la sección 6.5.2.3-

experimentar la deposición de hielos nuevos y “azulados” cuando el objeto se mueva a distancias alejadas del perihelio, con lo que las superficies de los objetos aparecerían más “azuladas” (menos enrojecidas) que antes.

Encontramos un ligero incremento en la correlación B-R vs.  $q$  para los objetos Clásicos (PROP+PL+SMM) con  $H_R < 6.2$  ( $D > 190\text{km}$ ), como puede verse en la tabla 6.11. Desgraciadamente, este incremento no va acompañado de un aumento convincente del Nivel de Confianza (NC) obtenido de los cálculos. Para B-V vs.  $q$  se obtienen resultados similares. Por lo tanto, no podemos obtener ninguna conclusión firme de la dependencia con los tamaños de los objetos para las correlaciones color vs. distancia perihélica. Tampoco encontramos dependencias con el tamaño para los gradientes espectrales frente a la distancia perihélica ( $q$ ). Es digno de mención, sin embargo, que para R-I vs.  $q$ , parece observarse una tendencia opuesta que la encontrada para B-V vs.  $q$ , en el sentido de que la correlación parece incrementarse para  $H_R > 6.2$ , y disminuye para  $H_R < 6.2$  (tabla 6.11 y figura 6.16), en este caso, además, este aumento de la correlación va acompañado también por un aumento del nivel de confianza. Este resultado podría implicar que el índice de color R-I correlaciona mejor con la distancia perihélica para los objetos Clásicos más pequeños, es decir, que los objetos Clásicos más pequeños tienden a ser más “azules” (menos rojos) según disminuye la distancia perihélica ( $q$ ). Este mecanismo de coloración superficial que depende de la distancia perihélica ( $q$ ) no puede explicarse mediante una actividad de tipo cometario, ya que estos objetos son demasiado pequeños ( $H_R > 6.2$ ;  $D < 190\text{km}$ ) como para poder retener una coma o atmósfera. Bombardeos por micrometeoroides u otros mecanismos de coloración dependientes de la distancia perihélica ( $q$ ) podrían ser necesarios para explicar esta tendencia particular. Este hallazgo debe ser tomado con mucha cautela ya que se observa sólo para un color y requiere por ello de una interpretación física muy cuidadosa que no podemos hacer con los conocimientos que tenemos actualmente. No encontramos dependencias con el tamaño para correlaciones respecto a la distancia afélica ( $Q$ ).

Encontramos una posible dependencia con los tamaños en las correlaciones de los colores frente al semieje mayor ( $a$ ), en particular para B-R vs  $a$  ( $H_R < 6.2$ ) para la muestra PROP+PL ( $\rho = 0.56$ ,  $\text{NC}=97.04\%$ ), como puede verse en la tabla 6.11, y en la figura 6.17. Una tendencia similar se observa también para V-R vs.  $a$  (PROP+PL) y R-I vs.  $a$  (PROP+PL+SMM). Este resultado se encuentra también para B-R vs.  $\psi$  ( $H_R < 6.2$ ) como se puede ver en la tabla 6.11, aunque en este caso sólo como una pista de posible anticorrelación débil ( $\rho=-0.32$ ,  $\text{NC}=92.06\%$ ,  $n=32$ ). Todos estos resultados son compatibles entre sí ya que  $\psi$  depende de  $\frac{1}{a}$ . El resultado S vs.  $\psi$  ( $H_R < 6.2$ ) que puede verse en la tabla 6.12 también apoya esta tendencia.

Respecto a las correlaciones de colores frente a la excentricidad ( $e$ ), para el caso de R-I vs.  $e$  sí hay un claro aumento, tanto del coeficiente de correlación, como del nivel de confianza, para el conjunto de los objetos Clásicos más pequeños ( $H_R > 6.2$ ;  $D < 190\text{km}$ ), como puede verse en la tabla 6.11 y figura 6.18. Este aumento en la correlación, igual que para el caso de R-I vs.  $q$ , debe ser tomado con mucha cautela, al obtenerse solamente para un índice de color aislado. No deja de ser curioso que ambos incrementos en la correlación

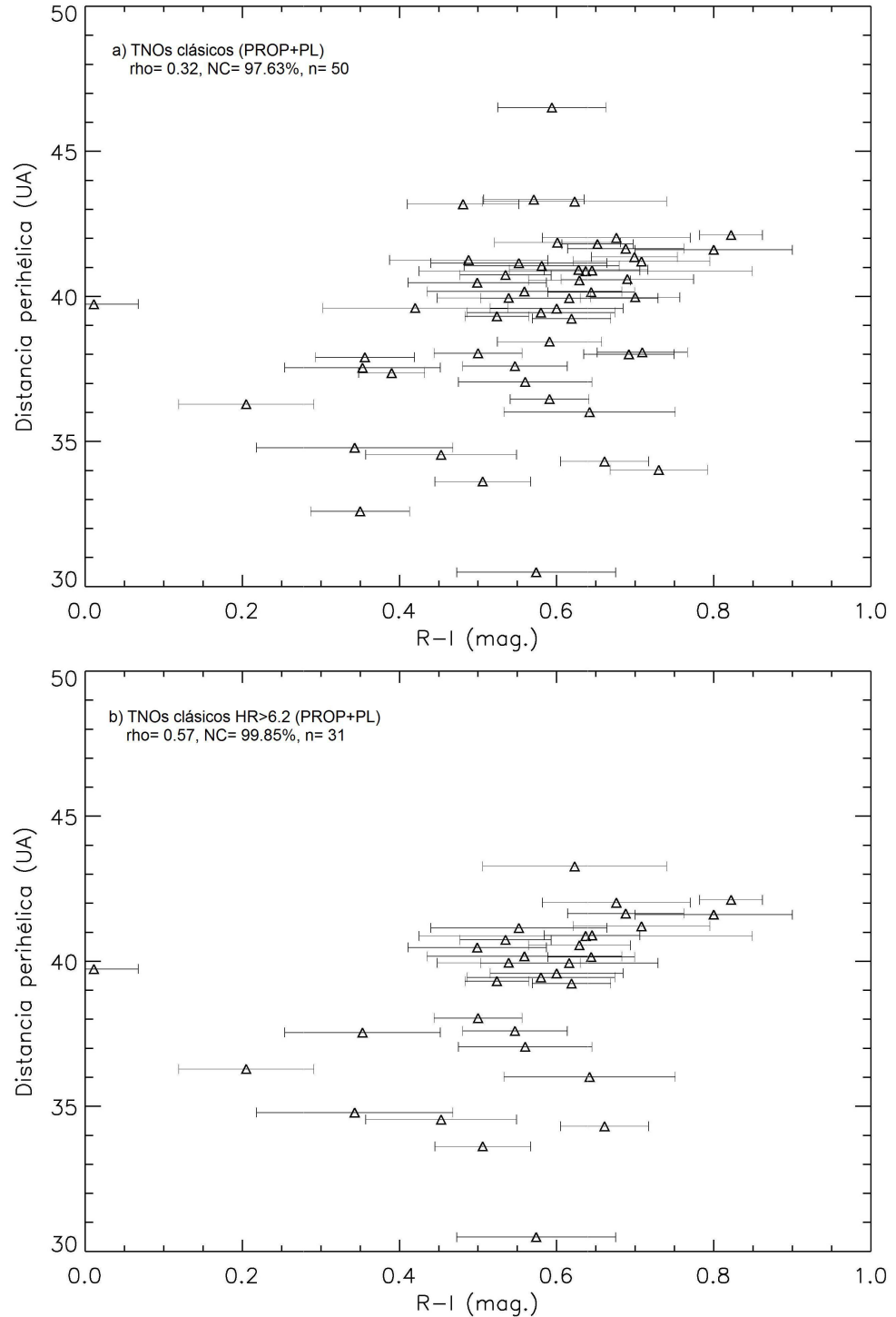


Figura 6.16: Dependencia con los tamaños para TNOs Clásicos. Gráficas de la distancia perihélica ( $q$ ) frente a  $R-I$  discutidas en el texto de la sección 6.5.2.4. a)  $q$  vs.  $R-I$  para los 50 objetos Clásicos de la muestra PROP+PL, es una correlación débil con fuerte evidencia respecto al NC. b)  $q$  vs.  $R-I$  para los 31 objetos Clásicos con  $H_R > 6.2$  de la muestra PROP+PL. En este caso la correlación aumenta respecto a la gráfica anterior, y se convierte en una correlación fuerte (con evidencia muy fuerte respecto a NC).

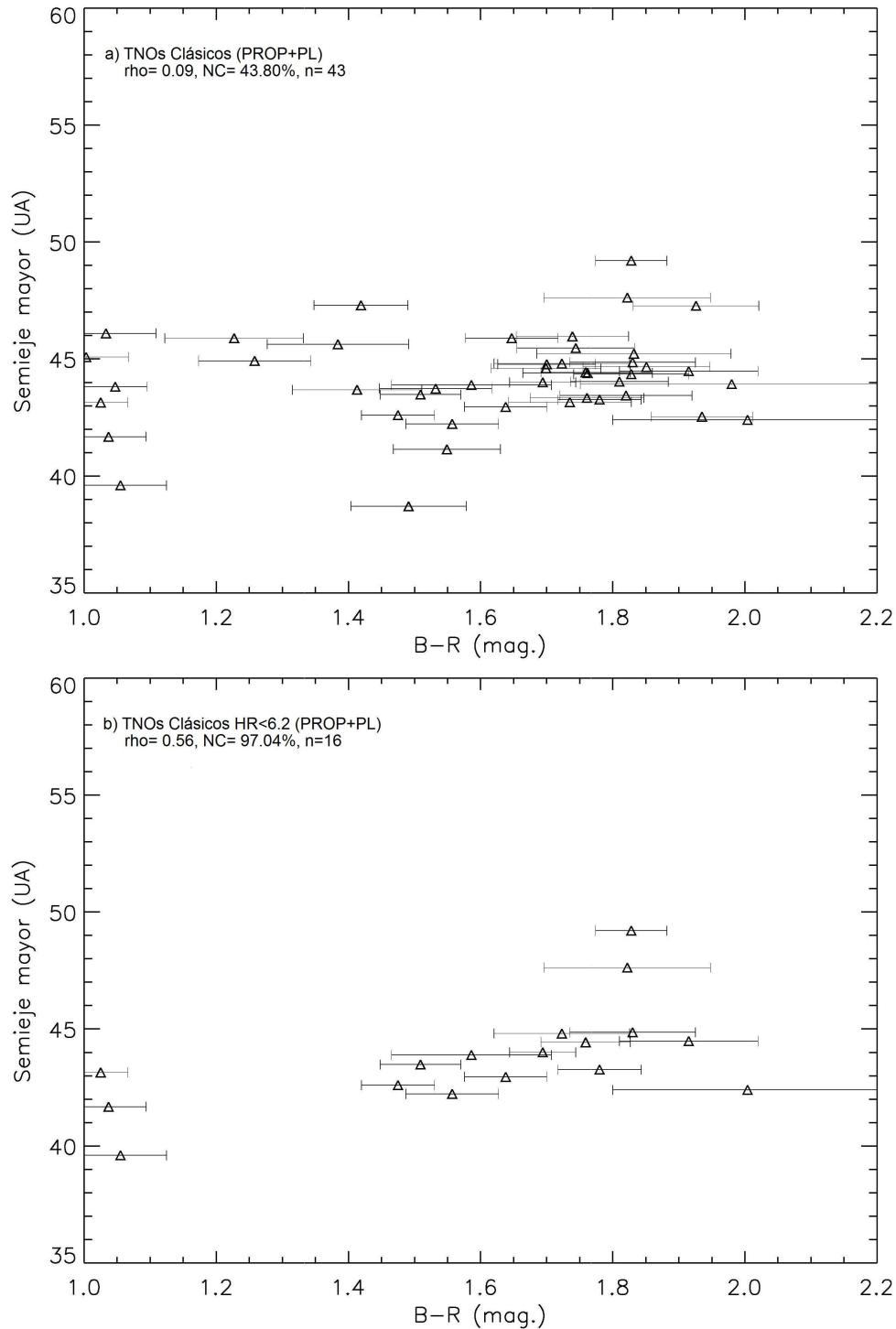


Figura 6.17: Dependencia con los tamaños para TNOs Clásicos. Gráficas del semieje mayor (a) vs. B-R discutidas en el texto de la sección 6.5.2.4. a) a vs. B-R para los 43 objetos Clásicos de la muestra PROP+PL, no hay indicio de correlación. b) a vs. B-R para los 16 objetos Clásicos con  $H_R < 6.2$  de la muestra PROP+PL. Hay un aumento de esta correlación respecto a la gráfica a), en este caso tenemos ahora una correlación fuerte, con evidencia razonablemente fuerte respecto al NC.

y el nivel de confianza (R-I vs.  $e$ , y R-I vs.  $q$ ) se produzcan para los objetos Clásicos más pequeños y en las longitudes de onda más largas del visible (rojas/infrarrojas), que es donde puede tener lugar el ligero cambio de la pendiente espectral.

Parece observarse una leve tendencia de aumento de las correlaciones para los índices de color con respecto a la inclinación (V-R vs.  $i$ , R-I vs.  $i$ , B-R vs.  $i$ ) para los objetos Clásicos más pequeños ( $H_R > 6.2$ ;  $D < 190\text{km}$ ). Este aumento es algo más claro para el caso de los gradientes espectrales (S) frente a la inclinación ( $i$ ) para los objetos Clásicos más pequeños ( $H_R > 6.2$ ;  $D < 190\text{km}$ ), como puede verse en la tabla 6.12, y en la figura 6.19. En este caso el nivel de confianza se mantiene aproximadamente igual ( $\sim 99.9\%$ ) al de la correlación sin dividir en tamaños, aunque hay un aumento notable de  $\rho$ , por lo que parece un resultado interesante.

Podemos resumir e interpretar los resultados encontrados respecto a la dependencia de las correlaciones con los tamaños para los objetos Clásicos con estas tres afirmaciones:

- Respecto a los objetos Clásicos más pequeños ( $D < 190\text{km}$ ), y basándonos en los resultados para R-I vs.  $q$ , R-I vs.  $e$ , y S vs.  $i$ , se puede decir que tienden a ser más “azules” (menos rojos) según disminuye la distancia perihélica ( $q$ ), aumenta la excentricidad ( $e$ ), y la inclinación ( $i$ ) -y viceversa-. Este mecanismo de coloración superficial que depende de la distancia perihélica ( $q$ ), la excentricidad ( $e$ ), y la inclinación ( $i$ ) no puede explicarse mediante una actividad que genere una atmósfera o coma que luego se deposite en la superficie en forma de hielos más “azulados”, pues estos objetos son demasiado pequeños ( $H_R > 6.2$ ;  $D < 190\text{km}$ ) como para poder retenerla. Bombardeos por micrometeoroides, horadamiento de la superficie por pequeños impactos de cuerpos (“surface gardening”), u otros mecanismos de coloración dependientes de la distancia perihélica ( $q$ ), la excentricidad ( $e$ ), y la inclinación ( $i$ ), son necesarios para explicar esta tendencia particular. Este hallazgo debe ser tomado con mucha cautela ya que, para el caso de  $q$  y  $e$ , se observa sólo para un único índice de color (R-I), por lo tanto, debemos tener mucho cuidado al interpretarlo pues desconocemos, hoy por hoy, los mecanismos físicos involucrados en tal proceso. Es interesante también destacar que estas correlaciones (respecto a “ $q$ ” y “ $e$ ”) aparecen, precisamente, en la zona del espectro visible donde es más probable un cambio de la pendiente espectral (filtros R e I).
- Para los objetos Clásicos más grandes ( $D > 190\text{km}$ ) hay una tendencia evidente de incremento del enrojecimiento cuando aumenta el semieje mayor  $a$ , en otras palabras, estos objetos son más azulados cuanto más cerca del Sol están sus órbitas. Basándonos en esta tendencia podemos especular que estos cuerpos son los suficientemente grandes ( $D > 190\text{km}$ ) para retener los volátiles producidos, bien por impactos contra su superficie, o bien por actividad intrínseca. La posterior deposición de estos volátiles en forma de hielo sobre la superficie del cuerpo rejuvenecería su apariencia con colores más “azulados” (o menos rojos).
- No se encuentra una dependencia con el tamaño de las correlaciones de los índices de

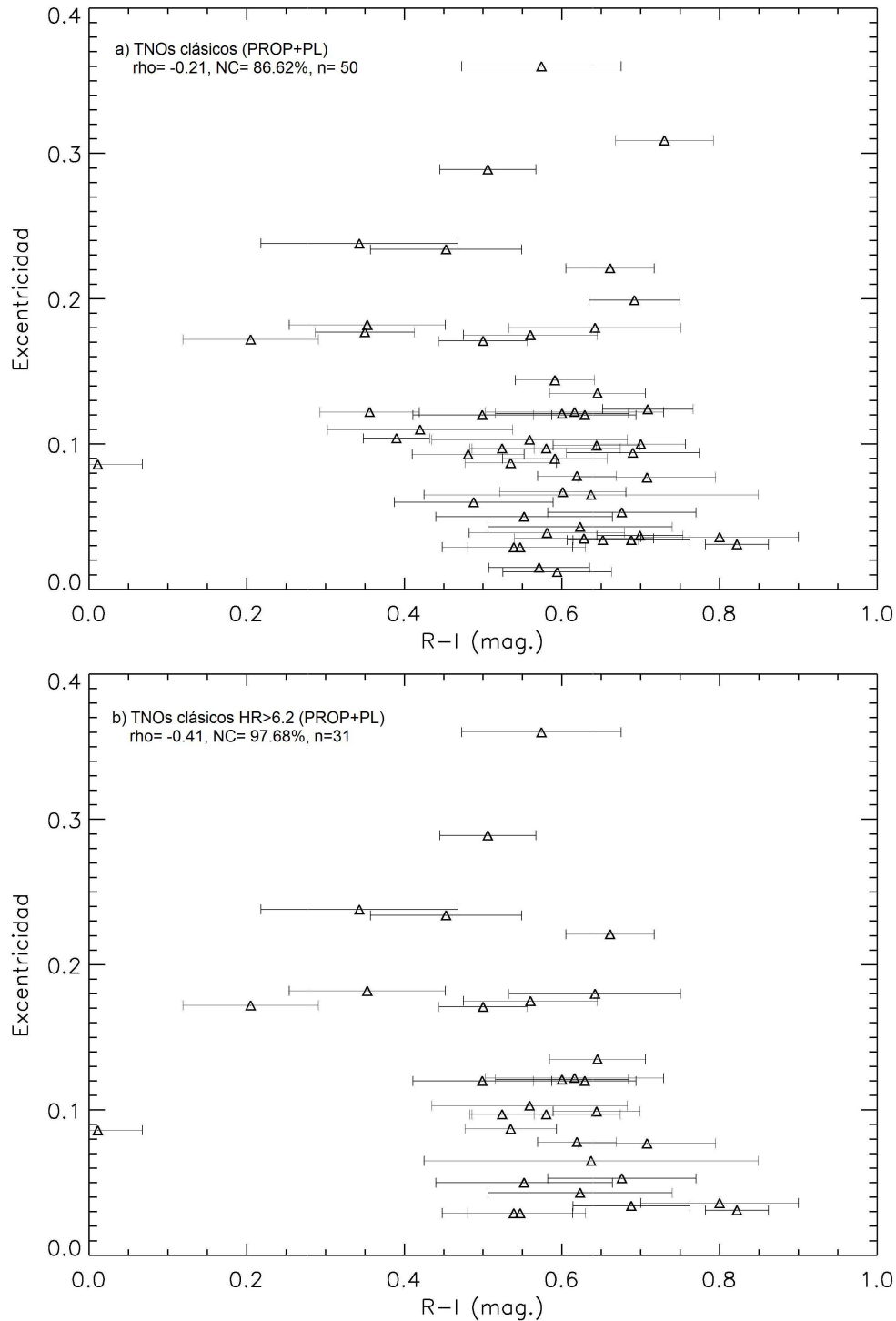


Figura 6.18: Dependencia con los tamaños para TNOs Clásicos. Gráficas de la excentricidad ( $e$ ) vs.  $R-I$  discutidas en el texto de la sección 6.5.2.4. a) e vs.  $R-I$  para los 50 objetos Clásicos de la muestra PROP+PL, en este caso no hay correlación. b) e vs.  $R-I$  para los 31 objetos Clásicos con  $H_R > 6.2$  de la muestra PROP+PL. Para esta gráfica hay un aumento de la correlación respecto a la gráfica anterior, tenemos ahora una anticorrelación débil, pero con evidencia fuerte respecto al NC.



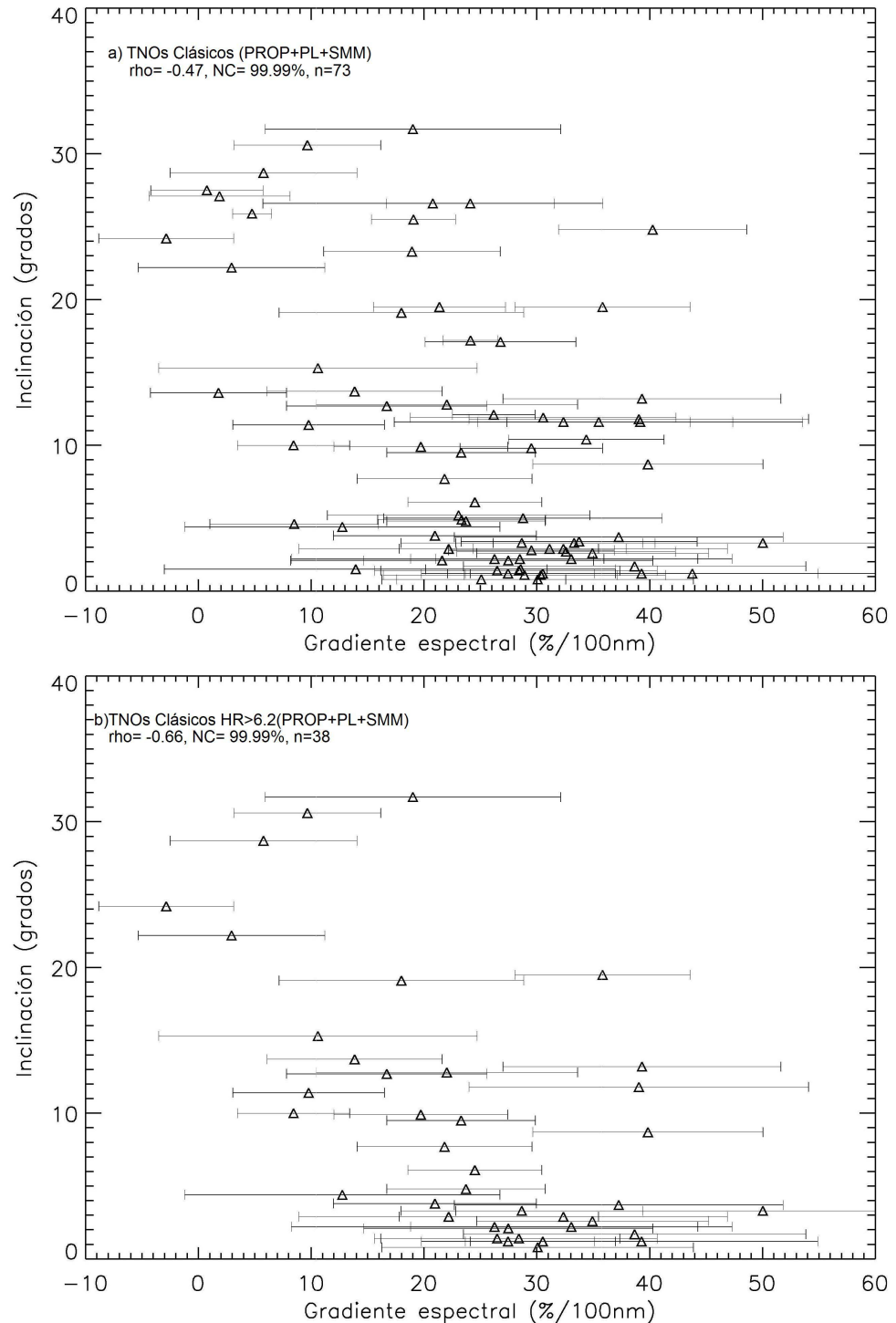


Figura 6.19: Dependencia con los tamaños para TNOs Clásicos. Gráficas de la inclinación (i) frente a gradiente espectral (S) discutidas en el texto de la sección 6.5.2.4. a) i vs. S para los 73 objetos Clásicos de la muestra PROP+PL+SMM. Es una anticorrelación débil, con evidencia muy fuerte. b) i vs. S para los 38 objetos Clásicos con  $H_R > 6.2$  de la muestra PROP+PL+SMM. Nótese el aumento del coeficiente de correlación,  $\rho$ , respecto a la gráfica a). Ahora tenemos una anticorrelación fuerte, con evidencia muy fuerte.

color frente a la distancia afélica ( $Q$ ).

### 6.5.3 Subpoblaciones dentro de los Objetos Clásicos

En el año 2000 Tegler y Romanishin encontraron las primeras evidencias de que los objetos Clásicos en órbitas casi circulares más allá de las 40 UA tienen colores muy rojos y podrían por tanto constituir un grupo separado de objetos dentro del cinturón de transneptuniano. Otros autores consideraban la existencia de dos grupos separados en función de la inclinación de sus órbitas respecto al plano de la eclíptica (Brown et al. 2001; Levison y Stern 2001; Doressoundiram et al. 2002). La prueba más convincente sobre la existencia de dos grupos separados dentro de los objetos transneptunianos Clásicos se la debemos a Peixinho et al. (2004). Basándose en las propiedades color-inclinación y usando un test de rangos cuadráticos -squared ranks test- (Talwar y Gentle 1977; Conover e Iman 1978) Peixinho et al. obtienen dos poblaciones diferentes dentro de los TNOs Clásicos :

- Un grupo de TNOs dinámicamente Fríos ('Cold'), con inclinaciones menores que  $4.5^\circ$ , con colores muy rojos.
- Una población dinámicamente caliente ('Hot'), con inclinaciones mayores que  $4.5^\circ$ , que muestra valores poco enrojecidos.

Este mismo autor ha publicado recientemente otro resultado (Peixinho et al. 2008), según el cual no se encuentra una evidencia observacional clara de esta separación para los  $4.5^\circ$ , situando ahora este ángulo de corte para las inclinaciones en los  $12^\circ$ . En un trabajo también reciente, Gladman et al. (2008), afirman que el ángulo de corte para la inclinación  $\sim 5^\circ$  puede ser útil para separar y estudiar estas poblaciones más enrojecidas y más "azuladas" dentro de los TNOs Clásicos, aunque no parece reflejar ninguna separación en grupos dinámicos reales. De cualquier manera, a partir de aquí, vamos a utilizar el valor para la separación de objetos Fríos y Calientes mayoritariamente admitido ( $4.5^\circ$ ) y estudiaremos separadamente la existencia de posibles correlaciones para las dos poblaciones clásicas (Calientes -"azulada"-, y frías -enrojecida-), aplicando el criterio de selección de inclinación para cada población.

Tabla 6.11: Correlaciones y dependencias con los “tamaños”. Resultados de las correlaciones de los colores frente a los parámetros orbitales y frente a  $\psi$ , una medida de la “energía colisional promedio” sufrida por un TNO (Opik 1976), para los objetos Clásicos. Aplicamos el método de Spearman al conjunto completo de los objetos Clásicos, y para dos subgrupos dentro de los Clásicos con diferentes “tamaños”:  $H_R > 6.2$ , y  $H_R < 6.2$ . “1” indica la muestra ‘PROP’ compuesta por nuestros propios resultados fotométricos; “2” indica la muestra ‘PROP+PL’ compuesta por nuestros resultados mezclados con los del Programa de Larga duración de ESO usando VLT (Boehnhardt et al. 2002; Peixinho et al. 2004); “3” indica la muestra ‘PROP+PL+SMM’ compuesta por los datos ‘PROP+PL’ mezclados con los datos fotométricos del Survey Multicolor de Meudon (Doressoundiram et al. 2005).  $\rho$ = Coeficiente de correlación de Spearman,  $NC$ = Nivel de Confianza,  $n$ = Número de objetos. En negrita, algunas correlaciones interesantes, o discutidas en el texto.

	Magnitudes correladas	1			2			3		
		$\rho$	NC(%)	n	$\rho$	NC(%)	n	$\rho$	NC(%)	n
Clásicos	B-V vs. q	0.59	95.13	12	0.37	98.24	43	0.40	99.83	64
	B-V vs. q( $H_R > 6.2$ )			2	0.28	84.33	27	0.33	93.04	32
	<b>B-V vs. q(<math>H_R &lt; 6.2</math>)</b>	<b>0.64</b>	<b>94.37</b>	<b>10</b>	<b>0.52</b>	<b>95.50</b>	<b>16</b>	<b>0.49</b>	<b>99.40</b>	<b>32</b>
	V-R vs. q	-0.07	23.98	19	0.30	97.00	52	0.32	99.31	73
	V-R vs. q( $H_R > 6.2$ )	-0.71	91.98	7	0.30	91.51	33	0.34	96.38	38
	V-R vs. q( $H_R < 6.2$ )	0.18	45.35	12	0.26	73.26	19	0.27	88.27	35
	R-I vs. q	0.17	52.53	19	0.32	97.63	50	0.30	98.71	69
	<b>R-I vs. q(<math>H_R &gt; 6.2</math>)</b>	<b>0.71</b>	<b>91.98</b>	<b>7</b>	<b>0.57</b>	<b>99.85</b>	<b>31</b>	<b>0.51</b>	<b>99.68</b>	<b>35</b>
	R-I vs. q( $H_R < 6.2$ )	-0.10	26.38	12	-0.09	30.42	19	0.06	26.99	34
	B-R vs. q	0.55	92.96	12	0.46	99.71	43	0.46	99.98	64
	B-R vs. q( $H_R > 6.2$ )			2	0.48	98.58	27	0.47	99.06	32
	B-R vs. q( $H_R < 6.2$ )	0.55	90.20	10	0.43	90.37	16	0.49	99.39	32
	B-V vs. i	-0.63	96.24	12	-0.48	99.83	43	-0.49	99.99	64
	B-V vs. i( $H_R > 6.2$ )			2	-0.42	96.84	27	-0.49	99.36	32
	B-V vs. i( $H_R < 6.2$ )	-0.69	96.24	10	-0.73	99.52	16	-0.48	99.27	32
	V-R vs. i	-0.04	15.07	19	-0.41	99.66	52	-0.32	99.40	73
	<b>V-R vs. i(<math>H_R &gt; 6.2</math>)</b>	<b>-0.04</b>	<b>6.97</b>	<b>7</b>	<b>-0.51</b>	<b>99.63</b>	<b>33</b>	<b>-0.54</b>	<b>99.89</b>	<b>38</b>
	V-R vs. i( $H_R < 6.2$ )	<0.01	0.93	12	-0.26	72.30	19	-0.15	63.02	35
	R-I vs. i	-0.03	10.67	19	-0.29	96.03	50	-0.27	97.63	69
	<b>R-I vs. i(<math>H_R &gt; 6.2</math>)</b>	<b>-0.21</b>	<b>40.03</b>	<b>7</b>	<b>-0.37</b>	<b>95.74</b>	<b>31</b>	<b>-0.35</b>	<b>96.02</b>	<b>35</b>
	R-I vs. i( $H_R < 6.2$ )	0.05	12.02	12	-0.20	60.22	19	-0.23	81.77	34
	B-R vs. i	-0.57	94.32	12	-0.54	99.96	43	-0.54	>99.99	64
	<b>B-R vs. i(<math>H_R &gt; 6.2</math>)</b>			2	<b>-0.56</b>	<b>99.60</b>	<b>27</b>	<b>-0.62</b>	<b>99.95</b>	<b>32</b>
	B-R vs. i( $H_R < 6.2$ )	-0.57	91.01	10	-0.54	96.46	16	-0.48	99.20	32
	B-V vs. e	-0.32	71.40	12	-0.30	94.65	43	-0.29	97.93	64
	B-V vs. e( $H_R > 6.2$ )			2	-0.22	74.30	27	-0.28	88.11	32
	B-V vs. e( $H_R < 6.2$ )	-0.56	90.91	10	-0.50	94.58	16	-0.34	94.13	32
	V-R vs. e	-0.19	58.30	19	-0.17	78.76	52	-0.18	86.78	73
	V-R vs. e( $H_R > 6.2$ )	-0.32	56.89	7	-0.25	84.92	33	-0.28	91.03	38
	V-R vs. e( $H_R < 6.2$ )	-0.21	52.79	12	-0.06	21.70	19	-0.03	14.26	35
	R-I vs. e	0.17	54.82	19	-0.21	86.62	50	-0.17	84.83	69
	<b>R-I vs. e(<math>H_R &gt; 6.2</math>)</b>	<b>0.14</b>	<b>27.36</b>	<b>7</b>	<b>-0.41</b>	<b>97.68</b>	<b>31</b>	<b>-0.38</b>	<b>97.28</b>	<b>35</b>
	R-I vs. e( $H_R < 6.2$ )	0.15	38.26	12	0.13	42.35	19	0.04	19.76	34
	B-R vs. e	-0.38	79.79	12	-0.31	95.28	43	-0.29	98.06	64
	B-R vs. e( $H_R > 6.2$ )			2	-0.36	93.43	27	-0.37	95.99	32
	B-R vs. e( $H_R < 6.2$ )	-0.53	88.63	10	-0.29	74.53	16	-0.27	87.10	32
	B-V vs. a	0.04	11.07	12	-0.09	44.59	43	0.05	31.02	64
	B-V vs. a( $H_R > 6.2$ )			2	-0.18	64.48	27	-0.13	54.74	32
	B-V vs. a( $H_R < 6.2$ )	0.14	32.42	10	0.19	54.10	16	0.19	71.74	32
	V-R vs. a	-0.14	45.84	19	0.18	80.79	52	0.12	69.48	73
	V-R vs. a( $H_R > 6.2$ )	-0.43	70.62	7	-0.06	26.64	33	-0.02	10.12	38
	V-R vs. a( $H_R < 6.2$ )	0.03	7.39	12	0.48	96.01	19	0.21	76.84	35
	R-I vs. a	0.23	66.70	19	-0.03	16.04	50	0.13	70.50	69
	R-I vs. a( $H_R > 6.2$ )	0.18	33.82	7	-0.23	78.47	31	-0.09	39.14	35
	R-I vs. a( $H_R < 6.2$ )	0.22	54.28	12	0.28	76.94	19	0.30	91.95	34
	B-R vs. a	0.08	21.92	12	0.09	43.80	43	0.14	73.85	64
	B-R vs. a( $H_R > 6.2$ )			2	-0.19	67.17	27	-0.11	44.33	32
	<b>B-R vs. a(<math>H_R &lt; 6.2</math>)</b>	<b>0.25</b>	<b>54.40</b>	<b>10</b>	<b>0.56</b>	<b>97.04</b>	<b>16</b>	<b>0.29</b>	<b>89.64</b>	<b>32</b>
	B-V vs. $\psi$	0.14	35.73	12	-0.02	8.15	43	-0.03	16.27	64

Tabla 6.11: Correlaciones y dependencias con los “tamaños” (continuación).

Magnitudes correladas	1			2			3		
	$\rho$	NC(%)	n	$\rho$	NC(%)	n	$\rho$	NC(%)	n
B-V vs. $\psi(H_R > 6.2)$			2	-0.04	17.25	27	0.08	36.27	32
B-V vs. $\psi(H_R < 6.2)$	-0.13	29.74	10	-0.06	17.13	16	-0.19	70.98	32
V-R vs. $\psi$	0.20	61.21	19	0.05	27.68	52	0.05	30.00	73
V-R vs. $\psi(H_R > 6.2)$	0.14	27.36	7	0.28	88.87	33	0.35	96.69	38
V-R vs. $\psi(H_R < 6.2)$	0.10	25.46	12	-0.34	84.70	19	-0.28	89.76	35
R-I vs. $\psi$	-0.17	51.84	19	-0.03	14.25	50	-0.15	76.83	69
R-I vs. $\psi(H_R > 6.2)$	-0.36	61.83	7	0.02	9.14	31	-0.11	48.38	35
R-I vs. $\psi(H_R < 6.2)$	-0.23	54.98	12	-0.23	67.98	19	-0.25	84.68	34
B-R vs. $\psi$	0.20	48.39	12	<0.01	1.44	43	-0.02	14.42	64
B-R vs. $\psi(H_R > 6.2)$			2	0.06	24.44	27	0.19	70.87	32
<b>B-R vs. <math>\psi(H_R &lt; 6.2)</math></b>	<b>-0.07</b>	<b>15.85</b>	<b>10</b>	<b>-0.23</b>	<b>62.57</b>	<b>16</b>	<b>-0.32</b>	<b>92.06</b>	<b>32</b>
Calientes B-V vs. q	0.29	51.60	7	0.41	94.71	23	0.38	97.96	38
B-V vs. $q(H_R > 6.2)$			1	0.20	51.87	13	0.31	78.33	17
B-V vs. $q(H_R < 6.2)$	0.77	91.55	6	0.70	96.35	10	0.39	91.46	21
R-I vs. q	0.20	45.27	10	0.23	75.89	27	0.19	76.46	40
R-I vs. $q(H_R > 6.2)$	0.60	70.13	4	0.37	84.55	16	0.20	61.21	19
R-I vs. $q(H_R < 6.2)$	0.09	15.42	6	<0.01	2.30	11	0.13	45.04	21
B-V vs. a	0.11	20.70	7	-0.02	6.28	23	0.10	43.71	38
B-V vs. $a(H_R > 6.2)$			1	-0.13	35.22	13	-0.17	49.50	17
B-V vs. $a(H_R < 6.2)$	0.77	91.55	6	0.61	93.37	10	0.38	91.19	21
V-R vs. a	-0.31	64.62	10	0.19	65.45	27	0.21	82.91	42
V-R vs. $a(H_R > 6.2)$			4	-0.23	61.99	16	-0.16	51.09	20
V-R vs. $a(H_R < 6.2)$	0.37	59.38	6	0.67	96.66	11	0.49	97.41	22
R-I vs. a	0.11	25.73	10	0.08	32.57	27	0.24	86.00	40
R-I vs. $a(H_R > 6.2)$	0.80	83.41	4	0.06	18.91	16	0.24	68.14	19
R-I vs. $a(H_R < 6.2)$	0.06	10.31	6	0.44	83.77	11	0.39	91.56	21
B-R vs. a	<0.01	<0.01	7	0.12	41.24	23	0.22	82.46	38
B-R vs. $a(H_R > 6.2)$			1	-0.13	33.84	13	-0.09	26.85	17
B-R vs. $a(H_R < 6.2)$	0.60	82.03	6	0.79	98.28	10	0.59	99.15	21
V-R vs. $\psi$	0.19	42.70	10	0.01	5.71	27	0.13	59.88	42
V-R vs. $\psi(H_R > 6.2)$	0.40	51.16	4	0.22	61.37	16	0.29	79.31	20
V-R vs. $\psi(H_R < 6.2)$	-0.26	43.47	6	-0.56	92.53	11	-0.23	70.77	22
Fríos B-V vs. q	0.70	83.85	5	0.01	4.70	20	0.04	14.78	26
B-V vs. $q(H_R > 6.2)$			1	0.02	4.42	14	-0.07	21.07	15
B-V vs. $q(H_R < 6.2)$	0.40	51.16	4	-0.60	82.03	6	0.02	4.60	11
R-I vs. q	0.15	32.86	9	0.25	75.53	23	0.27	84.35	29
<b>R-I vs. <math>q(H_R &gt; 6.2)</math></b>			<b>3</b>	<b>0.56</b>	<b>96.29</b>	<b>15</b>	<b>0.60</b>	<b>98.06</b>	<b>16</b>
R-I vs. $q(H_R < 6.2)$	-0.14	25.06	6	-0.45	76.86	8	-0.30	69.60	13
B-V vs. e	< 0.01	< 0.01	5	0.14	45.35	20	0.09	35.75	26
B-V vs. $e(H_R > 6.2)$			1	0.33	76.85	14	0.36	82.71	15
B-V vs. $e(H_R < 6.2)$			4	-0.09	15.20	6	-0.08	19.95	11
R-I vs. e	0.23	49.07	9	-0.10	35.03	23	-0.11	43.65	29
R-I vs. $e(H_R > 6.2)$	0.50	52.05	3	-0.33	78.11	15	-0.40	87.76	16
R-I vs. $e(H_R < 6.2)$	0.09	15.20	6	0.31	58.72	8	0.18	45.81	13
B-V vs. a	< 0.01	< 0.01	5	-0.11	35.83	20	0.09	34.33	26
B-V vs. $a(H_R > 6.2)$			1	0.16	44.77	14	0.19	52.95	15
B-V vs. $a(H_R < 6.2)$			4	-0.83	93.61	6	< 0.01	< 0.01	11
V-R vs. a	-0.17	36.26	9	0.35	91.29	25	0.09	38.31	31
<b>V-R vs. <math>a(H_R &gt; 6.2)</math></b>	<b>-0.50</b>	<b>52.05</b>	<b>3</b>	<b>0.41</b>	<b>90.05</b>	<b>17</b>	<b>0.42</b>	<b>91.52</b>	<b>18</b>
V-R vs. $a(H_R < 6.2)$	-0.20	34.53	6	0.17	34.08	8	-0.30	69.60	13
R-I vs. a	0.35	67.78	9	-0.09	31.32	23	0.06	25.95	29
R-I vs. $a(H_R > 6.2)$	0.50	52.05	3	-0.34	80.05	15	-0.34	81.58	16
R-I vs. $a(H_R < 6.2)$	0.31	51.78	6	0.17	34.08	8	0.25	60.83	13
B-R vs. a	0.30	45.15	5	0.24	69.96	20	0.17	59.11	26
B-R vs. $a(H_R > 6.2)$			1	0.22	57.65	14	0.23	60.01	15
B-R vs. $a(H_R < 6.2)$	-0.40	51.16	4	0.09	15.20	6	-0.29	64.35	11

### 6.5.3.1 Objetos Clásicos “Calientes” (n=42)

Como acabamos de ver, consideramos objetos Calientes a todos aquellos objetos transneptunianos Clásicos con inclinaciones respecto al plano de la eclíptica,  $i > 4.5^\circ$ . El número total de objetos Calientes (PROP+PL+SMM) con colores medidos usados en este trabajo es de 42. Nuestras nuevas observaciones (PROP) contribuyen en un 24% a este grupo.

#### Correlaciones fuertes

Obtenemos los mismos resultados principales que encuentran otros autores (Peixinho et al. 2004; Doressoundiram et al. 2005; Doressoundiram et al. 2008) con ligeras diferencias. Aparte de las correlaciones color-color (ver sección 6.5.1) son particularmente destacables las correlaciones fuertes de colores frente a la inclinación ( $i$ ), y frente a la distancia perihélica ( $q$ ), que pueden verse en la tabla 6.10, y que también obtienen, por ejemplo, Doressoundiram et al. (2005). La correlación mayor de un índice de color frente a un parámetro orbital se obtiene para B-V vs.  $i$  para los 23 objetos Clásicos Calientes de la muestra PROP+PL ( $\rho=-0.72$ , SL=99.93%), como puede verse en la figura 6.20-a). Los resultados de V-R vs.  $i$ , y B-R vs.  $i$  de la tabla 6.10 corroboran y apoyan esta correlación. Las correlaciones de índices de color frente a la distancia perihélica son algo menos fuertes (en realidad son débiles, aunque con evidencias fuertes o muy fuertes respecto al nivel de confianza) y se dan para los índices de color B-V y V-R. Los resultados para las correlaciones de gradientes espectrales (S) respecto a los parámetros orbitales apoyan también estos resultados para la inclinación y la distancia perihélica, aunque como correlaciones algo más débiles (tabla 6.12).

Tabla 6.12: Correlaciones de los gradientes o pendientes espectrales (S) frente a diferentes parámetros orbitales, y frente a  $H_R$  (en algún caso). Para algún grupo dinámico también se busca la posible dependencia de las correlaciones con los tamaños ( $H_R > 6.2$ ,  $D < 190km$ ;  $H_R < 6.2$ ,  $D > 190km$ ), como se indica en la sección 6.5.2.4. La pendiente espectral, S (%/100nm), se ha calculado por medio de un ajuste a lo largo de los intervalos de color disponibles para cada objeto, como se explica en la sección 6.4.6. “1” indica la muestra ‘PROP’, compuesta por nuestros propios resultados fotométricos; “2” indica la muestra ‘PROP+PL’, compuesta por nuestros resultados mezclados con los del Programa de Larga duración del ESO usando VLT (Boehnhardt et al. 2002; Peixinho et al. 2004); “3” indica la muestra ‘PROP+PL+SMM’, compuesta por los datos ‘PROP+PL’ mezclados con los datos fotométricos del Survey Multicolor de Meudon (Doressoundiram et al. 2005).  $\rho$  es el coeficiente de correlación de Spearman; NC es el Nivel de Confianza; n es el Número de objetos. En negrita, algunas correlaciones interesantes, o discutidas en el texto.

	Magnitudes correladas	$\rho$	1			2			3		
			$\rho$	NC(%)	n	$\rho$	NC(%)	n	$\rho$	NC(%)	n
Clásicos	S vs. q	0.32	82.92	19	0.37	99.16	52	0.40	99.92	73	
	S vs. q ( $H_R > 6.2$ )	-0.32	56.89	7	0.44	98.62	33	0.46	99.49	38	
	S vs. q ( $H_R < 6.2$ )	0.45	86.83	12	0.18	54.33	19	0.30	92.03	35	
	S vs. Q	-0.06	19.40	19	-0.13	63.44	52	-0.12	70.01	73	
	S vs. Q ( $H_R > 6.2$ )	0.11	20.70	7	-0.23	81.37	33	-0.25	86.83	38	
	S vs. Q ( $H_R < 6.2$ )	-0.16	40.63	12	0.07	23.98	19	0.02	7.03	35	
	<b>S vs. i</b>	-0.28	77.11	19	<b>-0.49</b>	<b>99.95</b>	<b>52</b>	<b>-0.47</b>	<b>99.99</b>	<b>73</b>	
	<b>S vs. i (<math>H_R &gt; 6.2</math>)</b>	<b>-0.68</b>	<b>90.35</b>	<b>7</b>	<b>-0.61</b>	<b>99.94</b>	<b>33</b>	<b>-0.66</b>	<b>99.99</b>	<b>38</b>	
	S vs. i ( $H_R < 6.2$ )	-0.17	42.29	12	-0.37	88.47	19	-0.36	96.48	35	
	S vs. e	-0.09	28.20	19	-0.22	87.82	52	-0.23	95.08	73	
	S vs. e ( $H_R > 6.2$ )	0.32	56.89	7	-0.28	88.42	33	-0.32	94.71	38	
	S vs. e ( $H_R < 6.2$ )	-0.48	88.52	12	-0.12	38.72	19	-0.12	52.27	35	
	S vs. a	0.03	9.48	19	0.05	25.94	52	0.11	65.11	73	

Tabla 6.12: Correlaciones de gradientes espectrales (continuación).

Magnitudes correladas	1			2			3		
	$\rho$	NC(%)	n	$\rho$	NC(%)	n	$\rho$	NC(%)	n
S vs. a ( $H_R > 6.2$ )	0.11	20.70	7	-0.08	36.89	33	-0.02	11.27	38
S vs. a ( $H_R < 6.2$ )	0.13	34.05	12	0.29	78.06	19	0.23	82.87	35
S vs. $\psi$	0.12	37.68	19	-0.03	16.76	52	-0.08	48.26	73
S vs. $\psi$ ( $H_R > 6.2$ )	-0.14	27.36	7	0.13	55.39	33	0.16	66.45	38
<b>S vs. <math>\psi</math> (<math>H_R &lt; 6.2</math>)</b>	<b>-0.20</b>	<b>49.88</b>	<b>12</b>	<b>-0.41</b>	<b>91.71</b>	<b>19</b>	<b>-0.40</b>	<b>97.90</b>	<b>35</b>
Calientes <b>S vs. q</b>	0.08	18.68	10	0.27	83.40	27	<b>0.40</b>	<b>98.86</b>	<b>42</b>
S vs. q ( $H_R > 6.2$ )	-0.80	83.41	4	0.29	73.57	16	0.40	91.88	20
S vs. q ( $H_R < 6.2$ )	0.89	95.24	6	0.12	29.14	11	0.31	84.15	22
S vs. Q	-0.24	52.17	10	-0.04	17.01	27	-0.03	16.00	42
S vs. Q ( $H_R > 6.2$ )	-0.40	51.16	4	-0.30	75.93	16	-0.32	83.34	20
S vs. Q ( $H_R < 6.2$ )	0.26	43.47	6	0.54	91.01	11	0.40	93.34	22
<b>S vs. i</b>	-0.32	66.62	10	<b>-0.49</b>	<b>98.70</b>	<b>27</b>	<b>-0.39</b>	<b>98.76</b>	<b>42</b>
S vs. i ( $H_R > 6.2$ )			4	-0.60	97.92	16	-0.55	98.41	20
S vs. i ( $H_R < 6.2$ )	-0.84	93.99	6	-0.68	96.93	11	-0.44	95.75	22
S vs. e	-0.16	37.65	10	-0.18	63.18	27	-0.17	72.92	42
S vs. e ( $H_R > 6.2$ )	-0.40	51.16	4	-0.36	83.22	16	-0.40	91.66	20
S vs. e ( $H_R < 6.2$ )	-0.54	77.52	6	0.08	20.42	11	0.09	33.64	22
S vs. a	-0.08	18.68	10	0.11	40.76	27	0.21	81.33	42
S vs. a ( $H_R > 6.2$ )	-0.40	51.16	4	-0.16	46.90	16	-0.09	30.59	20
S vs. a ( $H_R < 6.2$ )	0.66	85.83	6	0.61	94.59	11	0.57	99.12	22
S vs. $\psi$	0.20	45.15	10	-0.03	10.40	27	0.04	20.75	42
S vs. $\psi$ ( $H_R > 6.2$ )	-0.60	70.13	4	-0.14	40.76	16	-0.06	20.18	20
S vs. $\psi$ ( $H_R < 6.2$ )	-0.09	15.20	6	-0.34	71.25	11	-0.24	73.30	22
Fríos S vs. q	0.15	32.86	9	0.25	77.79	25	0.28	87.68	31
S vs. q ( $H_R > 6.2$ )	0.50	52.05	3	0.27	72.78	17	0.28	75.11	18
S vs. q ( $H_R < 6.2$ )	-0.14	25.06	6	-0.12	24.72	8	0.08	22.47	13
S vs. Q	-0.017	3.76	9	0.08	29.93	25	-0.01	6.51	31
S vs. Q ( $H_R > 6.2$ )			3	0.31	79.05	17	0.29	76.48	18
S vs. q ( $H_R < 6.2$ )	-0.49	72.26	6	-0.31	58.72	8	-0.36	79.10	13
S vs. i	-0.23	49.25	9	-0.01	5.13	25	0.06	24.26	31
S vs. i ( $H_R > 6.2$ )			3	-0.18	52.47	17	-0.18	54.02	18
S vs. i ( $H_R < 6.2$ )	0.37	59.38	6	0.43	74.32	8	0.44	86.84	13
S vs. e	0.18	39.59	9	-0.01	3.01	25	-0.11	43.65	31
S vs. e ( $H_R > 6.2$ )			3	0.16	46.96	17	0.13	40.52	18
S vs. e ( $H_R < 6.2$ )	-0.54	77.52	6	-0.14	29.45	8	-0.25	60.89	13
S vs. a	-0.02	3.76	9	0.09	32.98	25	0.03	14.72	31
S vs. a ( $H_R > 6.2$ )			3	0.31	78.33	17	0.29	77.15	18
S vs. a ( $H_R < 6.2$ )	-0.49	72.26	6	-0.29	55.03	8	-0.35	76.95	13
S vs. $\psi$	0.18	39.59	9	-0.16	58.00	25	-0.27	86.22	31
S vs. $\psi$ ( $H_R > 6.2$ )	0.50	52.05	3	-0.18	51.97	17	-0.16	50.13	18
S vs. $\psi$ ( $H_R < 6.2$ )	0.09	15.20	6	-0.10	19.89	8	-0.44	87.22	13
SDOs S vs. Q	-0.37	70.03	9	-0.09	29.02	19	-0.09	35.16	25
S vs. q	-0.37	70.03	9	-0.09	29.02	19	-0.09	35.16	25
S vs. $H_R$	-0.52	85.61	9	-0.64	99.34	19	-0.34	90.86	25
S vs. i	-0.10	22.27	9	< 0.01	0.30	19	-0.01	4.81	25
S vs. e	-0.32	62.96	9	-0.49	96.28	19	-0.27	81.78	25
S vs. a	-0.30	60.39	9	0.03	11.25	19	-0.05	19.06	25
Cent S vs. Q				0.24	54.52	11	0.22	63.52	18
S vs. q				0.24	54.52	11	0.22	63.52	18
S vs. $H_R$				-0.51	89.26	11	-0.26	72.21	18
S vs. i				-0.31	67.16	11	-0.31	79.67	18
S vs. e				0.39	78.36	11	0.56	98.01	18
S vs. a				0.10	24.82	11	0.16	48.50	18
Todos S vs. q	0.13	52.55	30	0.34	99.77	83	0.33	99.96	117
S vs. q ( $H_R > 6.2$ )	0.11	28.94	12	0.38	99.51	55	0.36	99.65	68
S vs. q ( $H_R < 6.2$ )	-0.12	38.74	18	0.04	15.34	28	0.14	66.97	49
S vs. Q	0.04	17.35	30	-0.07	47.09	83	-0.06	45.30	117
S vs. Q ( $H_R > 6.2$ )	0.19	46.88	12	-0.13	66.25	55	-0.07	44.35	68

Tabla 6.12: Correlaciones de gradientes espectrales (continuación).

Magnitudes correladas		1			2			3			
		$\rho$	NC(%)	n	$\rho$	NC(%)	n	$\rho$	NC(%)	n	
	S vs. Q ( $H_R < 6.2$ )	-0.03	9.82	18	0.01	3.40	28	-0.02	8.33	49	
	S vs. i	-0.29	87.56	30	-0.43	99.99	83	-0.39	100.00	117	
	S vs. i ( $H_R > 6.2$ )	-0.52	91.81	12	-0.52	99.99	55	-0.50	99.99	68	
	S vs. i ( $H_R < 6.2$ )	-0.20	59.14	18	-0.34	92.03	28	-0.30	96.45	49	
	S vs. e	-0.07	28.97	30	-0.25	97.59	83	-0.23	98.60	117	
	S vs. e ( $H_R > 6.2$ )	-0.05	12.90	12	-0.32	98.07	55	-0.27	97.24	68	
	S vs. e ( $H_R < 6.2$ )	-0.11	35.11	18	-0.06	24.13	28	-0.07	36.30	49	
	S vs. a	0.08	32.06	30	0.06	40.07	83	0.07	54.42	117	
	S vs. a ( $H_R > 6.2$ )	0.19	46.88	12	< 0.01	2.50	55	0.06	36.16	68	
	S vs. a ( $H_R < 6.2$ )	0.10	30.77	18	0.11	42.47	28	0.08	40.63	49	
	S vs. $\psi$	-0.07	29.94	30	-0.03	23.33	83	-0.08	60.56	117	
	S vs. $\psi$ ( $H_R > 6.2$ )	-0.44	85.60	12	0.02	11.22	55	-0.05	29.83	68	
	S vs. $\psi$ ( $H_R < 6.2$ )	-0.15	45.71	18	-0.21	73.02	28	-0.22	87.64	49	
	SDOs +	S vs. q	-0.14	44.85	19	0.29	94.77	46	0.33	99.20	67
S vs. Q		-0.04	13.59	19	-0.04	18.87	46	-0.08	49.14	67	
Calientes		S vs. i	-0.27	75.31	19	-0.28	94.34	46	-0.24	94.78	67
		S vs. $H_R$	-0.57	98.38	19	-0.40	99.21	46	-0.26	96.39	66
		S vs. e	< 0.01	1.19	19	-0.16	70.61	46	-0.18	84.83	67
		S vs. a	-0.01	4.75	19	0.11	55.52	46	0.07	44.52	67
		S vs. $\psi$	-0.04	13.59	19	-0.10	48.27	46	< -0.01	2.48	67
Cent +	S vs. q				0.15	63.86	38	0.21	89.75	60	
	S vs. Q				0.11	48.83	38	0.11	60.37	60	
	Calientes	S vs. i				-0.44	99.35	38	-0.36	99.49	60
		S vs. e				-0.02	8.45	38	-0.02	9.77	60
		S vs. a				0.17	71.47	38	0.21	89.52	60
		S vs. $H_R$				-0.09	41.49	38	-0.09	52.29	60
S vs. $\psi$				-0.03	13.21	38	-0.04	24.36	60		
Cent +	S vs. q				0.33	94.96	36	0.35	98.52	49	
	S vs. Q				0.32	94.32	36	0.33	97.60	49	
	Fríos	S vs. i				-0.30	92.62	36	-0.34	98.01	49
		S vs. e				-0.18	71.97	36	-0.22	86.42	49
		S vs. a				0.28	89.68	36	0.32	97.41	49
		S vs. $H_R$				-0.29	91.42	36	-0.27	94.00	49
		S vs. $\psi$				-0.11	48.94	36	-0.28	94.98	49
Cent +	S vs. Q				0.14	53.44	30	0.08	37.68	43	
	S vs. q				0.14	53.44	30	0.08	37.68	43	
	SDOs	S vs. $H_R$				-0.51	99.36	30	-0.24	87.94	43
		S vs. i				-0.11	42.92	30	-0.13	60.12	43
		S vs. e				-0.13	50.31	30	0.06	28.05	43
		S vs. a				0.15	59.49	30	0.07	36.57	43

### Correlaciones débiles y pistas de otras posibles correlaciones

Encontramos una pista de posible anticorrelación para B-V vs. e ( $\rho=-0.34$ , NC=89.33%, n=23) como puede verse en la tabla 6.10 y en la figura 6.20-b). Esta posible anticorrelación indicaría que los objetos Clásicos Calientes más enrojecidos son los que tienen las órbitas menos excéntricas. Hay que tomar con mucho cuidado este resultado ya que, aparte de que no cumple con los criterios para ser correlación, se obtiene sólo para un índice de color aislado, y además para filtros con longitudes de onda adyacentes, como lo son el B y el V, lo que puede producir una gran dispersión debida a incertidumbres en las medidas. Quizá halla alguna pista más de posibles correlaciones (tabla 6.10) de los índices de color frente al semieje mayor (a), pero el coeficiente de correlación, y el nivel de confianza no permiten

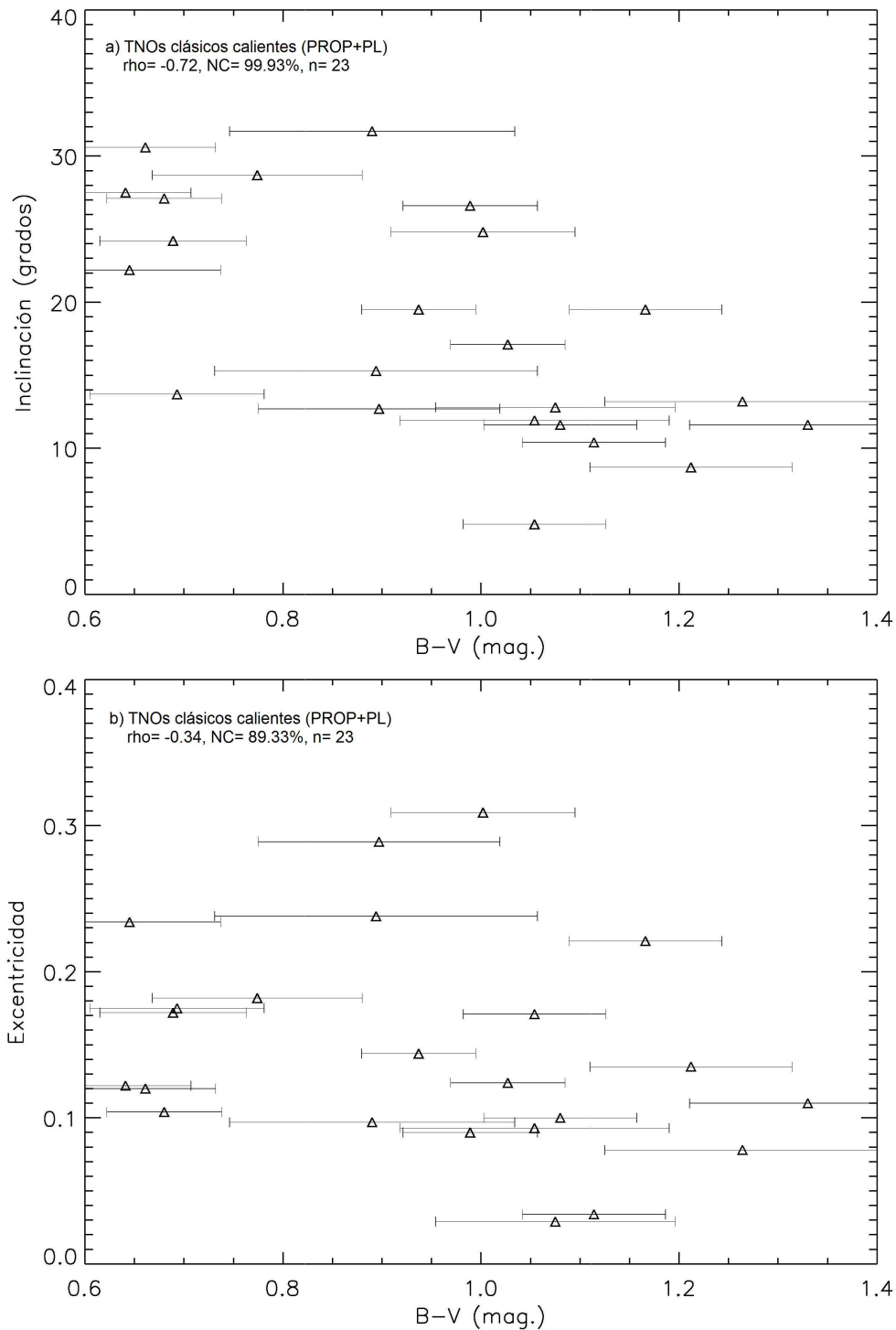


Figura 6.20: Algunas gráficas para TNOs Clásicos Calientes discutidas en el texto de la sección 6.5.3.1. a)  $i$  vs.  $B-V$  para los 23 objetos Clásicos Calientes de la muestra PROP+PL. Esta es una anticorrelación fuerte, con evidencia muy fuerte respecto al NC, de hecho la más fuerte que se encuentra para este grupo, dejando aparte las correlaciones color-color. b)  $e$  vs.  $B-V$  para los 23 objetos Clásicos Calientes de la muestra PROP+PL. Esta es una pista de posible anticorrelación débil ( $\rho \geq 0.3$ ;  $NC \geq 80\%$ ) que necesita de más datos para ser confirmada o descartada.



afirmar nada al respecto. No aparecen más correlaciones ni sospecha de las mismas frente a otros parámetros orbitales.

Podemos resumir los resultados encontrados para el grupo de objetos Clásicos Calientes en dos puntos:

- De las correlaciones fuertes podemos concluir que los objetos Clásicos Calientes que tienen menores distancias perihélicas ( $q$ ), y mayores inclinaciones ( $i$ ) son los que tienden a tener colores más “azulados” (y viceversa para los más enrojecidos). Un mecanismo de coloración que dependa de la distancia perihélica podría ser una actividad tipo cometaria, plausible para los objetos más grandes, o un bombardeo por micrometeoritos. El problema es que cualquiera de estos mecanismos no explica la dependencia con la inclinación, por lo que, a día de hoy, el mecanismo asociado a este proceso de coloración es desconocido.
- Si la posible correlación débil frente a la excentricidad se confirmara, podría existir también un mecanismo de coloración para estos objetos dependiente de este parámetro orbital. Dicho mecanismo debería explicar la tendencia a que los objetos con órbitas más excéntricas tengan superficies más “azuladas” (y viceversa).

### Dependencia con los “tamaños”

Encontramos la misma tendencia para los objetos Calientes Clásicos que para el grupo completo de objetos Clásicos con respecto a las correlaciones de colores frente a la distancia perihélica ( $q$ ). Aunque se observa para los Calientes un ligero incremento en el Nivel de Confianza (NC) cuando  $H_R < 6.2$  ( $D > 190$  km), como puede constatarse en la tabla 6.11 y en la figura 6.21. Sin embargo, este incremento se observa sólo para el índice de color B-V para la muestra PROP+PL.

Aparte de esto, obtenemos una clara dependencia con el tamaño para las correlaciones de colores frente a los semiejes mayores (tabla 6.11), en particular para B-R vs. a ( $H_R < 6.2$ ,  $D > 190$  km), como puede verse en la figura 6.22. Esta correlación se complementa con otras como V-R vs.  $\psi$ , S vs. a para  $H_R < 6.2$  (tablas 6.11 y 6.12) y V-R vs. a para  $H_R < 6.2$  (ver figura 6.23, y tabla 6.11). No se encuentran estas correlaciones o similares para los objetos más débiles ( $H_R > 6.2$ ).

Finalmente, nos gustaría mencionar que podría haber una débil dependencia con el tamaño para las pendientes de enrojecimiento frente a la distancia afélica ( $Q$ ) para  $H_R < 6.2$  ( $D > 190$  km), como puede verse en la tabla 6.12 y en la figura 6.24. No se encuentra dependencia con el tamaño para las correlaciones de índices de color frente a inclinación y excentricidad, tampoco para los gradientes espectrales.

Considerando todas las dependencias con el tamaño encontradas para el grupo dinámicamente caliente de objetos Clásicos (respecto a la distancia perihélica - $q$ -, el semieje mayor - $a$ -, y la pista de posible correlación débil con la distancia afélica - $Q$ -), podemos

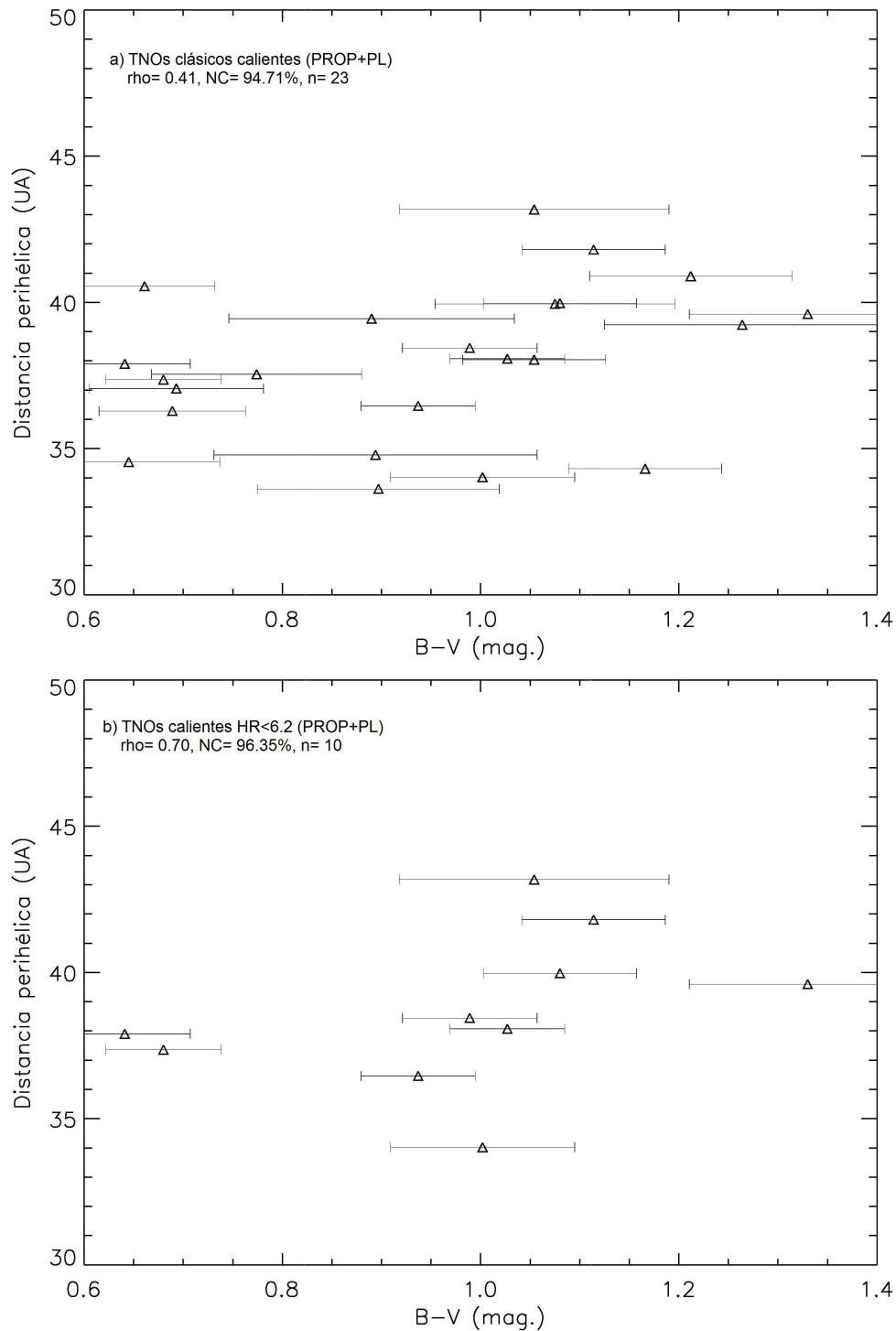


Figura 6.21: Dependencia con los tamaños para TNOs Clásicos Calientes. Gráficas de la distancia perihélica ( $q$ ) frente a  $B-V$  discutidas en el texto de la sección 6.5.3.1. a)  $q$  vs.  $B-V$  para los 23 objetos Clásicos Calientes de la muestra PROP+PL, es una correlación débil. b)  $q$  vs.  $B-V$  para los 10 objetos Clásicos Calientes con  $H_R < 6.2$  de la muestra PROP+PL. Para esta gráfica hay un aumento de la correlación respecto a la gráfica anterior, aunque el pequeño número de objetos hacen necesarias más observaciones para corroborar este resultado.

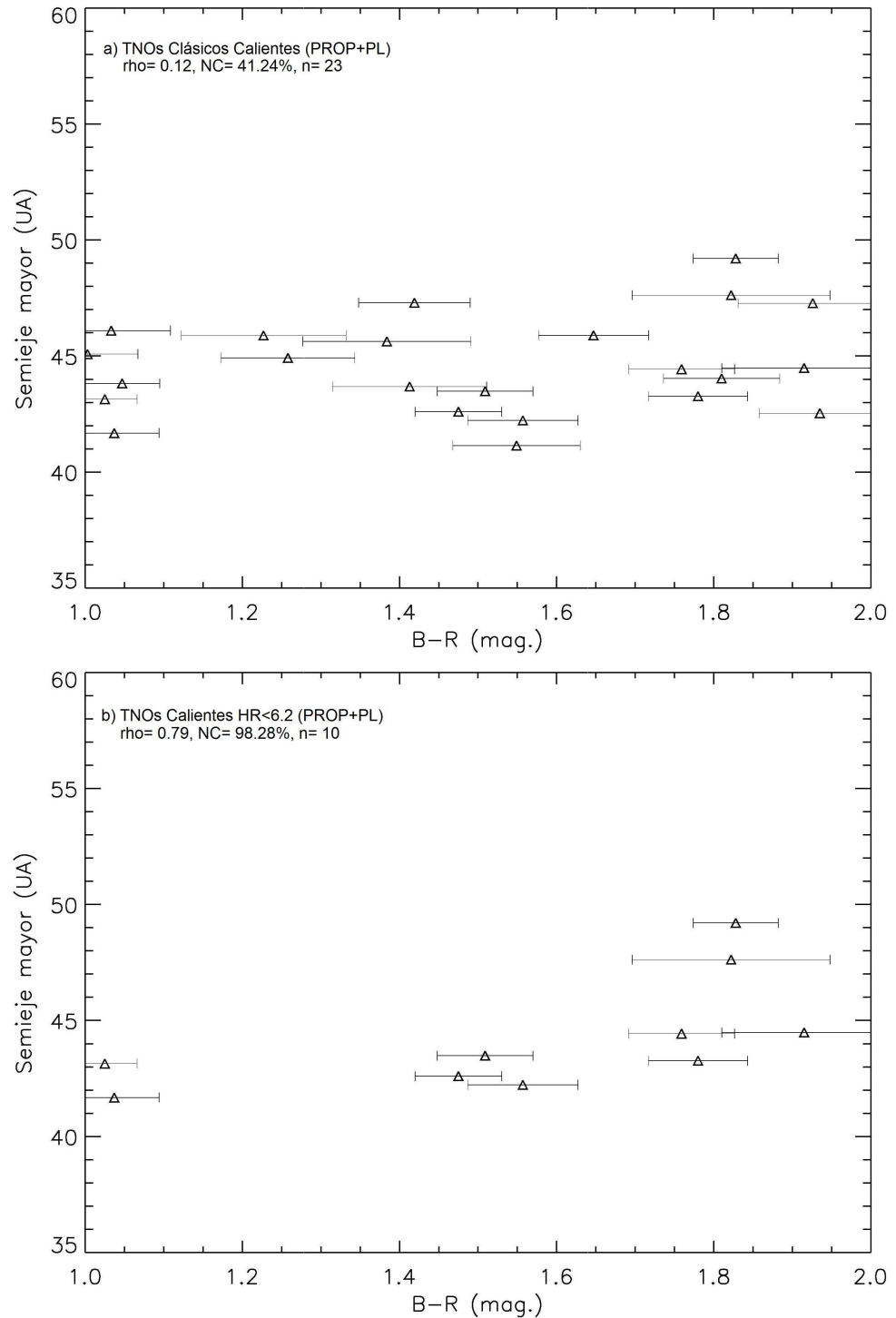


Figura 6.22: Dependencia con los tamaños para TNOs Clásicos Calientes. Gráficas del semieje mayor (a) frente a B-R discutidas en el texto de la sección 6.5.3.1. a) a vs. B-R para los 23 objetos Clásicos Calientes de la muestra PROP+PL, en este caso no hay correlación, ni indicio de ella. b) a vs. B-R para los 10 objetos Clásicos con  $H_R < 6.2$  de la muestra PROP+PL. Hay un aumento clarísimo del coeficiente de correlación ( $\rho$ ) y el nivel de confianza (NC) respecto a la gráfica a), obteniéndose ahora una correlación fuerte con evidencia fuerte, aunque el pequeño número de objetos hacen necesarias más observaciones para confirmar este resultado.

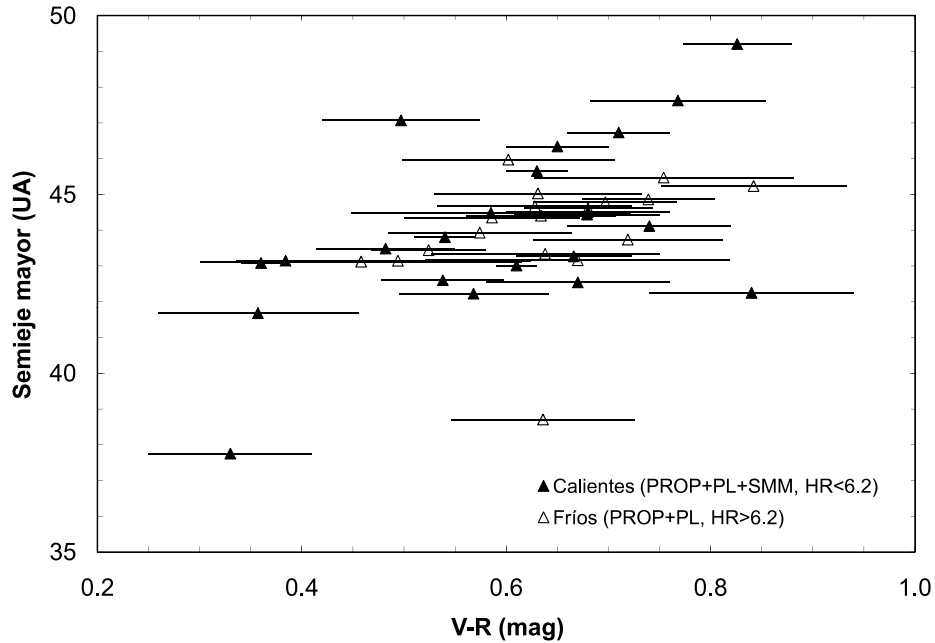


Figura 6.23: Semieje mayor (a) vs. V-R para 22 (PROP+PL+SMM) objetos Clásicos Calientes (*triángulos negros*) con  $H_R < 6.2$  ( $D > 190\text{km}$ ) y para 17 (PROP+PL) objetos Clásicos Fríos (*triángulos blancos*) con  $H_R > 6.2$  ( $D < 190\text{km}$ ).

resumir estos resultados concluyendo que para los objetos más grandes de esta población ( $D > 190$  km) los más enrojecidos son los que tienen las órbitas con mayores distancias perihélicas, semiejes mayores, y si se confirma la correlación débil con  $Q$ , también mayores distancias afélicas. Este resultado es consistente con un escenario de rejuvenecimiento de superficies debido a deposición de hielo producido por una coma temporal que envuelve el objeto, como fue sugerido por Delsanti et al. (2004). De nuestros resultados podemos interpretar diferentes comportamientos para los objetos que reflejarían dos diferentes historias:

1. El rejuvenecimiento de las superficies de los objetos con  $D > 190$  km debería estar dominado por la historia acrecional del cuerpo.
2. El rejuvenecimiento de superficies para los objetos con  $D < 190$  km debería deberse sobre todo a su historia colisional.

Nuestros resultados son también compatibles con la explicación dada por Mc Kinnon (2002) para el “azulamiento” de superficies de los TNOs Clásicos más grandes. Este autor tiene en cuenta la evolución interna de los TNOs grandes que son capaces de movilizar CO, por ejemplo, a través de conductos superficiales, este CO se depositaría posteriormente como hielo en las capas porosas exteriores que se encuentran a temperaturas mucho más bajas.

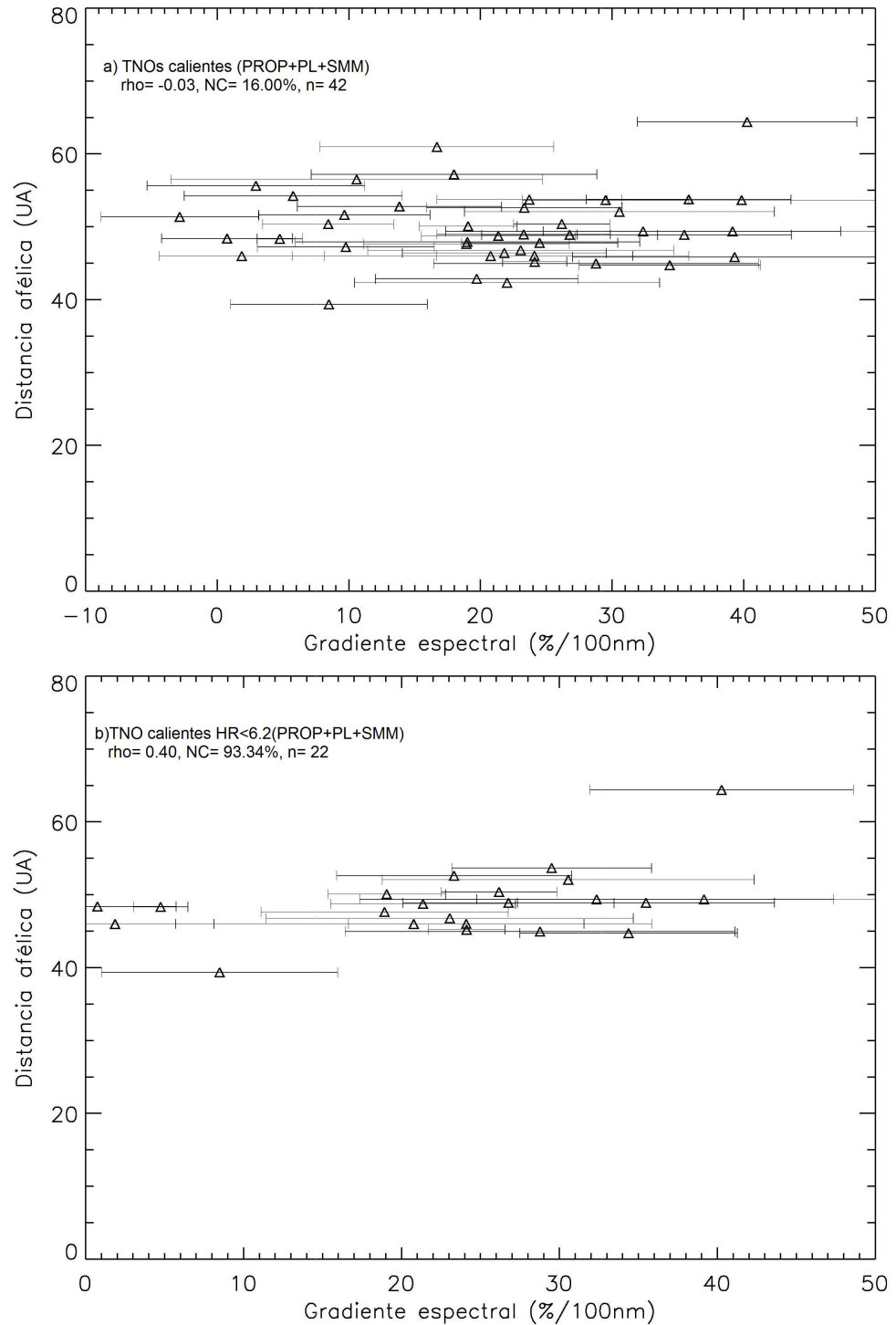


Figura 6.24: Dependencia con los tamaños para TNOs Clásicos Calientes. Algunas gráficas interesantes de la distancia afélica ( $Q$ ) frente al gradiente espectral ( $S$ ) discutidas en la sección 6.5.2.4. a)  $Q$  vs.  $S$  para los 42 objetos Clásicos Calientes de la muestra PROP+PL+SMM. Claramente no hay correlación. b)  $Q$  vs.  $S$  para los 22 objetos Clásicos Calientes con  $H_R < 6.2$  de la muestra PROP+PL+SMM. Aparece una posible correlación débil que no aparecía en la gráfica anterior.

Este comportamiento de sublimación de volátiles (outgassing o “desinflado”) podría verse acelerado para objetos con distancias perihélicas pequeñas. Por último, pero no por ello menos importante, el rejuvenecimiento superficial de TNOs por colisiones con meteoroides podría jugar un papel destacable para pequeñas distancias, como ya se mencionó en la sección 6.5.2.2, y en esta misma sección. Por ahora, y con los datos con los que contamos, no somos capaces de discernir cual de los escenarios propuestos es el más plausible para explicar los colores superficiales de la población clásica caliente. Sin embargo, las correlaciones entre superficies (colores) y propiedades dinámicas encontradas para este grupo, apoyan la existencia de una población clásica dinámicamente caliente separada y diferente del resto de los objetos transneptunianos.

Por último, la ausencia de correlaciones para los objetos Clásicos Calientes más pequeños ( $D < 190$  km), significa que si estos objetos presentan algún mecanismo de coloración, este no parece estar relacionado con la distancia del objeto al sol, y apoya la idea de que los objetos más grandes podrían retener más componentes volátiles

### 6.5.3.2 Objetos Clásicos “Fríos” (n=31)

Este grupo de objetos transneptunianos Clásicos está compuesto por aquellos con inclinaciones orbitales respecto al plano eclíptico  $i < 4.5^\circ$ . Nuestras nuevas medidas fotométricas de este grupo de TNOs contribuyen un 29% al conjunto total (PROP+PL+SMM) de objetos Clásicos dinámicamente Fríos con colores medidos. A continuación se discuten correlaciones de colores frente a parámetros orbitales nuevas o ya conocidas dentro de este grupo de TNOs.

#### Correlaciones fuertes

No encontramos ninguna correlación fuerte dentro del grupo de objetos Clásicos Fríos, excepto una correlación color-color que no vamos a discutir aquí (véanse tabla 6.10, y secciones 6.4.2 y 6.5.1).

#### Correlaciones débiles y pistas de otras posibles correlaciones

La correlación más fuerte (si nos fijamos en los valores de  $\rho$ ) de colores frente a parámetros orbitales la encontramos para V-R vs. semieje mayor -a-, siendo una correlación débil ya conocida ( $\rho=0.35$ ,  $NC=91.29\%$ ,  $n=25$ ; tabla 6.10). Sin embargo, como se ve, el nivel de confianza para esta posible correlación débil no es lo suficientemente grande ( $NC < 95\%$ ) para que tengamos una evidencia razonablemente fuerte de que existe realmente.

Encontramos también una pista de posible correlación débil para el color R-I vs. distancia perihélica -q- ( $\rho=0.27$ ,  $NC=84.35\%$ ,  $n=29$ ; ver tabla 6.10). Tanto para confirmar esta pista de posible correlación, como para corroborar la anterior (V-R vs. a) son necesarios más datos fotométricos de objetos Clásicos Fríos.

### Dependencia con los “tamaños”

Encontramos una correlación fuerte (figura 6.25), con evidencia fuerte respecto al nivel de confianza, para R-I vs. distancia perihélica -q- ( $\rho=0.60$ , SL=98.06%, n=16) para los objetos Clásicos Fríos más pequeños ( $H_R > 6.2$ ). Este resultado se obtiene también para el grupo clásico completo (Calientes+Fríos), como se puede ver en la tabla 6.11, y como ya se discutió en la sección 6.5.2.4. Como los objetos Clásicos Calientes no muestran esta dependencia con el tamaño, podemos concluir que ésta es característica únicamente de la población fría.

V-R vs. semieje mayor (a) da también una mejor correlación (aunque sea débil) para objetos con  $H_R > 6.2$ , que para objetos con  $H_R < 6.2$  (véase figura 6.23 y tabla 6.11). Esto significa que, para esta correlación, el comportamiento de los objetos Clásicos Fríos es justo el opuesto al del grupo completo de objetos Clásicos y, en particular, el opuesto al encontrado en los objetos Clásicos Calientes (para estos grupos se obtenía un aumento de las correlaciones respecto al semieje mayor cuando  $H_R < 6.2$ ). Este resultado, junto con el anterior respecto a la dependencia con el tamaño de R-I vs. q, y unido a algunos resultados diferentes para las correlaciones color-color (B-V vs. V-R y V-R vs. R-I, en la tabla 6.10) que presentan pendientes espectrales opuestas para estos dos grupos dentro de los objetos Clásicos, podría estar indicando un origen primordial diferente de las poblaciones clásicas caliente y fría. De acuerdo con Morbidelli et al. (2003), la población “*azulada*” *dinámicamente caliente* podría haberse formado en una región más cercana del Sistema Solar que la población *enrojecida dinámicamente fría*. La migración de Neptuno habría sido la responsable del traslado de ambas poblaciones a las distancias que ocupan actualmente en el cinturón de Kuiper.

Basándonos en las correlaciones anteriormente discutidas, podemos especular sobre un mecanismo de coloración de las superficies que actuaría de forma opuesta (respecto a los tamaños) para ambas poblaciones de objetos Clásicos (caliente vs. fría). Dicho mecanismo dependería, además, de la distancia perihélica (q) y del semieje mayor (a) para los objetos Clásicos Fríos más pequeños. Podemos decir entonces, en virtud de estos resultados, que los objetos Clásicos Fríos más pequeños ( $H_R > 6.2$ ) tienden a ser más “azulados” cuando tienen órbitas con menores distancias perihélicas, y menores semiejes mayores (y viceversa para los enrojecidos). Tal mecanismo de coloración no puede ser debido a actividad de tipo cometario, ya que estamos hablando de los objetos pequeños ( $D < 190km$ ) de esta población. Estos resultados deben de ser tomados con cuidado, pues las correlaciones sólo se obtienen con valores convincentes para un único índice de color, y no se recuperan, con valores lo suficientemente altos de los coeficientes de correlación y los niveles de confianza, para los gradientes espectrales (tabla 6.12).

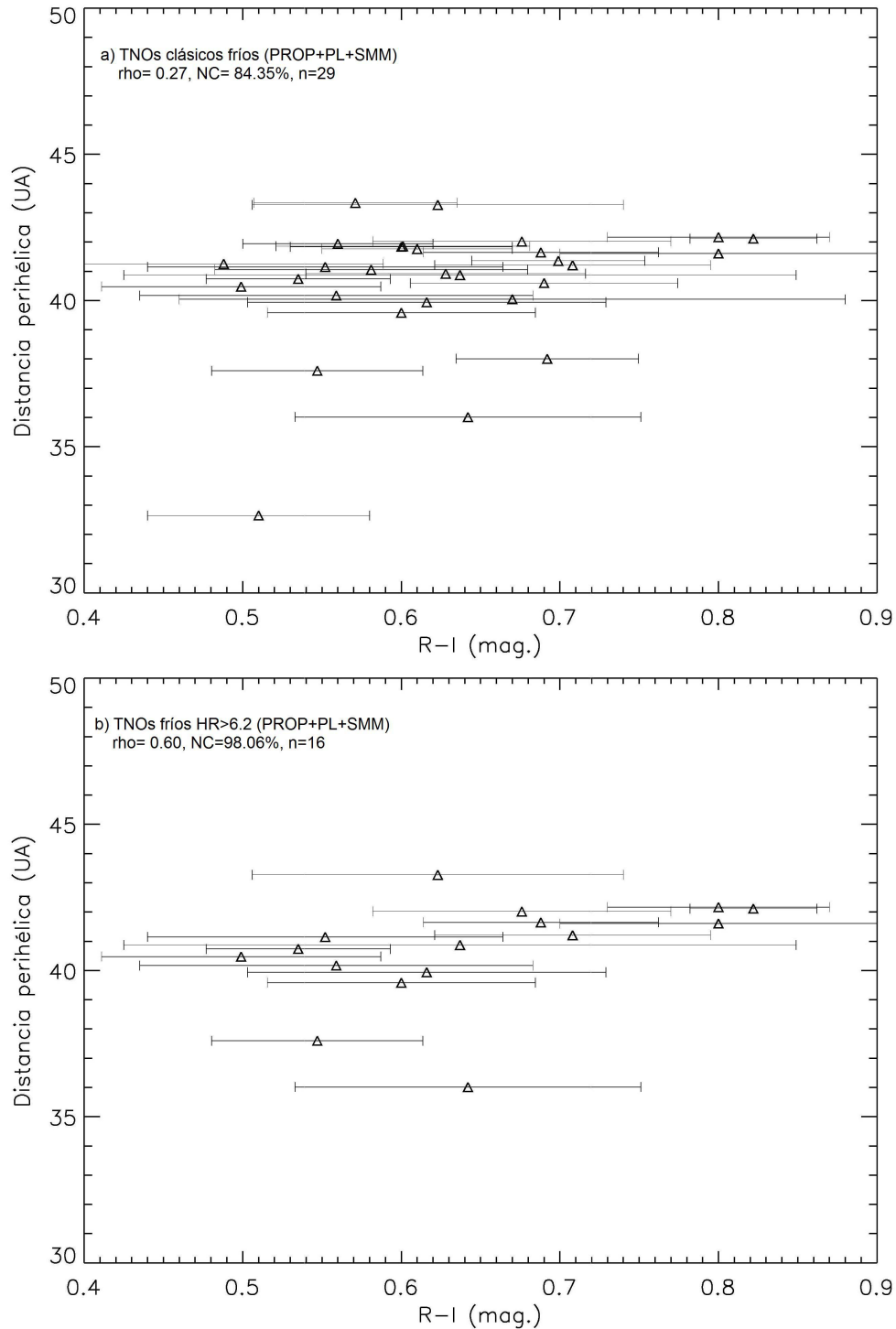


Figura 6.25: Dependencia con los tamaños para TNOs clásicos Fríos (véase sección 6.5.3.2). a)  $q$  vs.  $R-I$  para los 29 objetos Clásicos Fríos de la muestra PROP+PL+SMM. No hay evidencia de correlación (ni respecto a  $\rho$ , ni respecto al NC), tan solo una pista de posible correlación débil ( $\rho \geq 0.3$ ;  $NC \geq 80\%$ ). b)  $q$  vs.  $R-I$  para los 16 objetos Clásicos Fríos con  $H_R > 6.2$  de la muestra PROP+PL+SMM. En este caso sí tenemos una correlación fuerte respecto a  $\rho$ , con evidencia fuerte también respecto al nivel de confianza.



### 6.5.4 Objetos del Disco Dispersado “SDOs” (n=25)

El número total de SDOs de la muestra PROP+PL+SMM de los que se han medido colores BVRI es de 25. Nuestras medidas contribuyen un 40% a la muestra total<sup>4</sup> (PROP+PL+SMM). De nuestro análisis estadístico de las correlaciones obtenemos resultados muy similares a los obtenidos por otros autores (Peixinho et al. 2004; Doressoundiram et al. 2005; Doressoundiram et al. 2008) para este grupo dinámico.

#### 6.5.4.1 Correlaciones fuertes

Además de las correlaciones de algunos índices de color frente a la distancia perihélica ( $q$ ), la magnitud absoluta ( $H_R$ ) y la excentricidad ( $e$ ) mencionadas por Peixinho et al. (2004) y Doressoundiram et al. (2005), encontramos correlaciones para B-V vs.  $q$  (figura 6.26-a), B-V vs.  $H_R$ , B-V vs.  $e$ , y R-I vs.  $e$  (para saber las características concretas de cada una de estas correlaciones se puede consultar la tabla 6.10, fundamentalmente para el conjunto de datos PROP+PL).

Contrariamente a lo publicado por Doressoundiram et al. (2005), que anunciaron haber detectado una correlación débil para B-R frente a la excentricidad ( $e$ ), nosotros encontramos una anticorrelación, en este caso para B-V vs.  $e$ . Este hallazgo (ver figura ??) viene además corroborado por los resultados de correlaciones para S frente a la excentricidad - $e$ - (véase tabla 6.12 y figura 6.27-a), y podría estar indicándonos que los SDOs con los valores más bajos de excentricidad tienden a tener superficies más enrojecidas que los que tienen excentricidades mayores. O en otras palabras, los SDOs en órbitas más circulares tenderían a tener superficies más rojas que los SDOs que se hallaran en órbitas más elípticas. En consecuencia, los SDOs situados en órbitas de excentricidad alta deberían estar más sujetos a mecanismos de recubrimiento o rejuvenecimiento superficial que produjeran colores más “azulados”.

Respecto a las correlaciones ya conocidas con anterioridad B-R vs.  $H_R$  es para la que se obtiene el mayor valor para el coeficiente de correlación y el nivel de confianza ( $\rho=0.81$ , NC=99.49%, n=13), lo que implica una evidencia muy fuerte de correlación. Como impresión general los resultados de las correlaciones sugieren que las relaciones de colores frente a magnitudes absolutas,  $H_R$ , parecen jugar un papel muy importante en el grupo de los SDOs (ver tabla 6.10). Parece haber, por tanto, una relación clara entre los colores de las superficies y los tamaños para los SDOs. Este resultado se repite también para las correlaciones de los gradientes espectrales, S vs.  $H_R$ , como puede verse en la tabla 6.12 y en la figura 6.26-b).

Por último, encontramos una tendencia similar a la encontrada ya por Peixinho et al. (2004) para B-R frente a la distancia perihélica ( $q$ ), aunque el nivel de confianza (NC) decrece cuando mezclamos nuestros resultados con los de otros autores (SMM) para obtener

<sup>4</sup>Incluyendo el peculiar objeto distante 2000CR<sub>105</sub>.

una muestra mayor de objetos ( $n=13$ :  $\rho=0.62$ ,  $NC=96.85\%$ ;  $n=19$ :  $\rho=0.34$ ,  $NC=85.54\%$ ; ver tabla 6.10), lo que quizá nos puede hacer dudar de éste y otros resultados. Esta disminución en la intensidad de las correlaciones al añadir la muestra SMM quizá sea debida a que los datos para PROP y PL son más homogéneos, ya que han sido adquiridos, fundamentalmente, usando el telescopio VLT, lo que no ocurre con los datos de la muestra SMM. De cualquier forma, tener más datos fotométricos del grupo de los SDOs arrojará luz sobre las correlaciones dudosas o débiles.

#### 6.5.4.2 Correlaciones débiles y pistas de otras posibles correlaciones

Nuestro análisis estadístico proporciona indicios ( $NC < 95\%$ ) de una correlación débil entre B-V y la inclinación (ver tabla 6.10 y figura 6.27-b), para el conjunto de datos PROP+PL). Dicha posible correlación era ya conocida de análisis de datos previos (Doressoundiram et al. 2008). Esta correlación podría implicar que los SDOs con órbitas muy inclinadas tienen superficies más enrojecidas que aquellos con menores inclinaciones. Ya que el número de objetos de la muestra es relativamente pequeño ( $n=13$ ), fotometría adicional de SDOs permitiría confirmar o descartar esta posible correlación débil.

Queremos destacar también que hemos encontrado algunas pistas de posibles correlaciones débiles adicionales entre colores y elementos orbitales, como son: R-I y V-R vs. distancia perihélica ( $q$ ), etc.

#### 6.5.4.3 Resumen de resultados

Encontramos, en resumen, dos anticorrelaciones de colores (frente a la magnitud absoluta,  $H_R$ , y frente a la excentricidad), y dos correlaciones de colores (frente a la distancia perihélica, y la inclinación -esta última es sólo una “posible” correlación, pendiente de más datos para ser confirmada o descartada-), como se puede ver en las figuras 6.26, y 6.27. De todo ello podemos concluir que: los SDOs con magnitudes absolutas más grandes (es decir, los más pequeños), inclinaciones y distancias perihélicas pequeñas, y excentricidades grandes tienden a tener superficies más “azuladas” (y viceversa). Desafortunadamente, los escenarios de rejuvenecimiento y recubrimiento superficial ya mencionados no son capaces de explicar estas posibles correlaciones, y tampoco se conoce ningún mecanismo simple que pueda justificar correctamente tales tendencias de coloración. Por lo tanto, habría que pensar en efectos o mecanismos combinados y complejos y, en cualquier caso, reevaluar las características respectivas de las correlaciones utilizando una muestra mayor de SDOs.

#### 6.5.5 Centauros ( $n=18$ )

No vamos a hacer un análisis muy profundo de este grupo, ya que nuestra aportación a los colores BVRI de los Centauros ha sido de un único objeto: 2001SQ<sub>73</sub>. Es sabido que

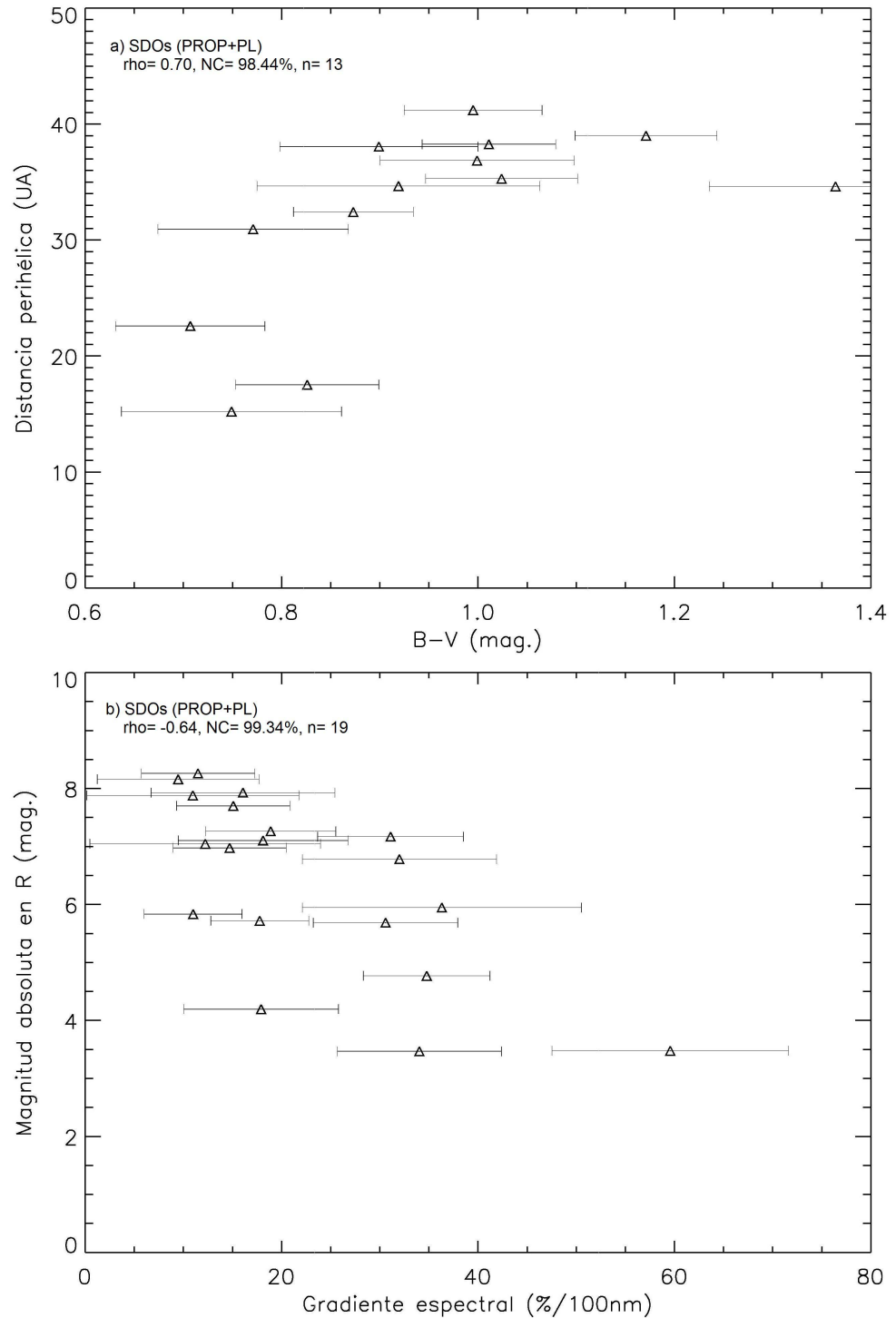


Figura 6.26: Algunas gráficas de correlaciones fuertes discutidas en la sección 6.5.4. a)  $q$  vs.  $B-V$  para los 13 SDOs de la muestra PROP+PL. Es una correlación fuerte, con evidencia fuerte respecto al NC. b)  $H_R$  vs.  $S$  para los 19 SDOs de la muestra PROP+PL. Es una anticorrelación fuerte, con evidencia muy fuerte respecto al NC.

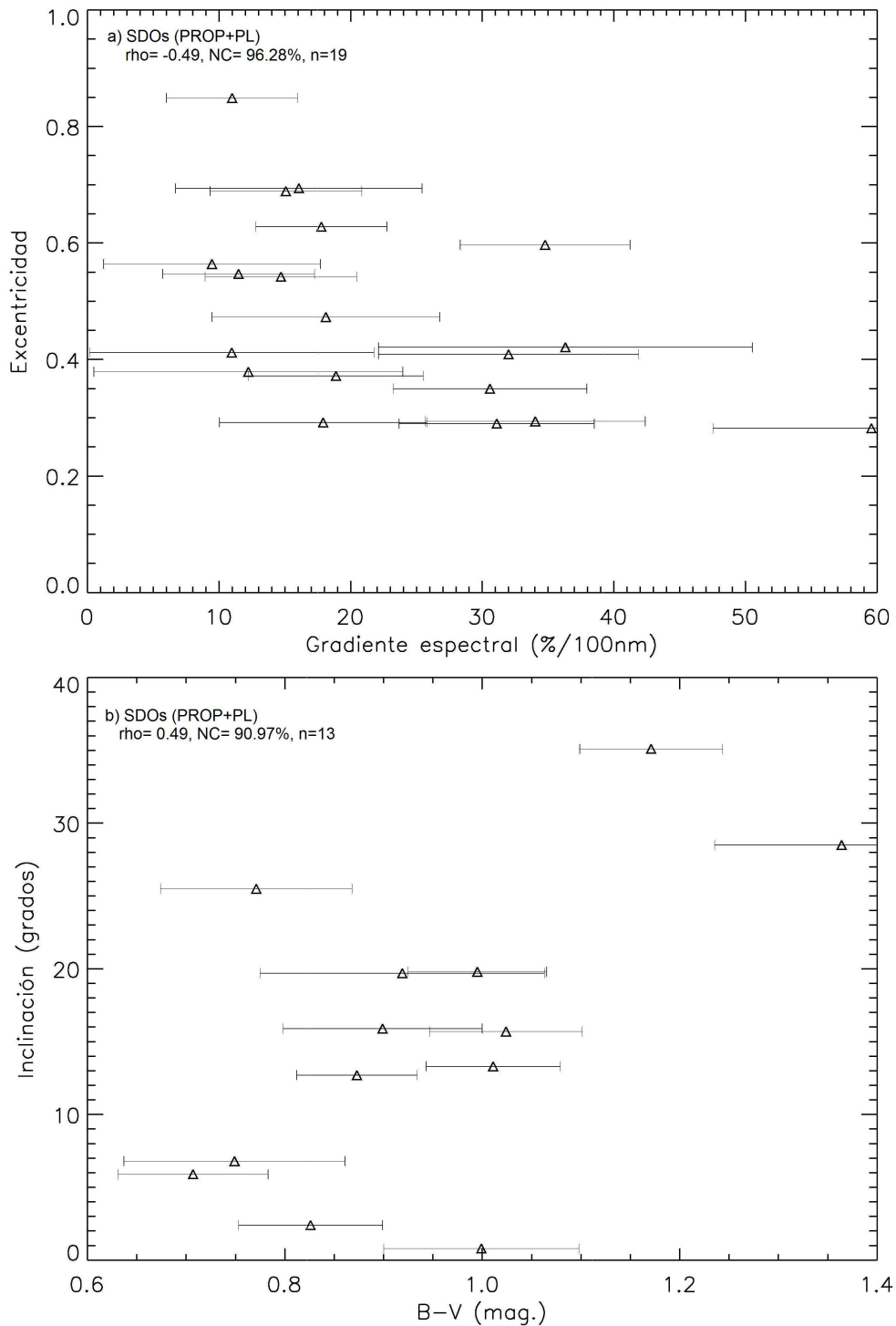


Figura 6.27: Algunas gráficas de correlaciones débiles discutidas en la sección 6.5.4. a) e vs.  $S$  para los 19 SDOs PROP+PL, en este caso es una anticorrelación débil, con evidencia razonablemente fuerte respecto al NC. b) i vs.  $B-V$  para los 13 SDOs de la muestra PROP+PL. Este es un caso de posible correlación débil, con un nivel de confianza que no nos permite decir nada ( $NC < 95\%$ ).

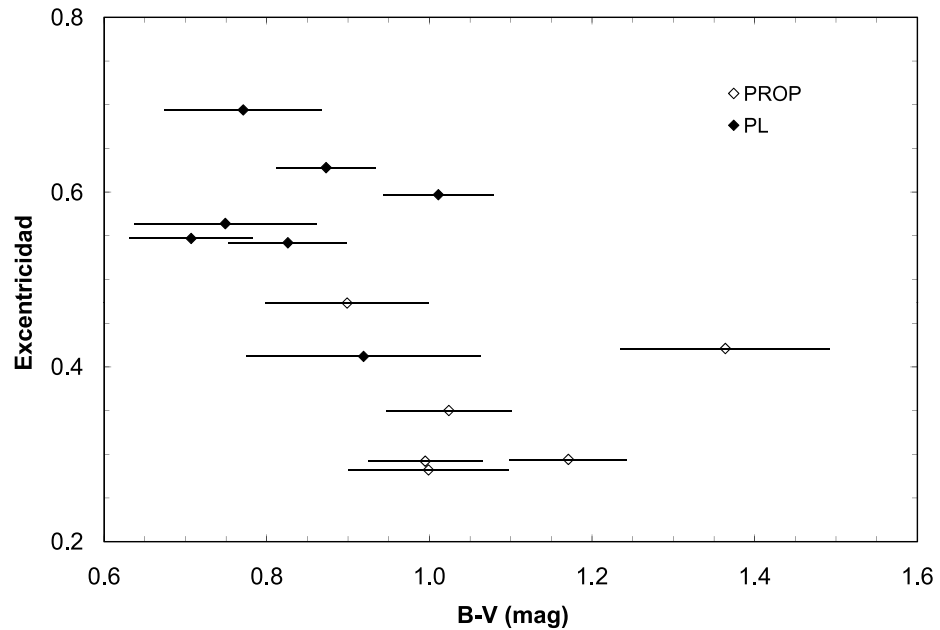


Figura 6.28: Excentricidad ( $e$ ) vs. B-V para 13 SDOs (PROP+PL). Símbolos: Objetos PROPIOS (*Rombos blancos*) y Objetos de PL (*Rombos Negros*). En este caso se trata de una anticorrelación fuerte, con evidencia razonablemente fuerte de existencia según el nivel de confianza (ver tabla 6.10 para más detalles).

este grupo presenta dos poblaciones diferenciadas según los colores de sus superficies, que fueron descubiertas para el índice de color B-R (Peixinho et al. 2003; Tegler et al. 2003). Una de las poblaciones presenta colores más “azulados”, con tendencia a tener inclinaciones mayores  $-i_{media} \sim 15^\circ$ , y la otra presenta colores más enrojecidos, con tendencia a tener menores ángulos de inclinación orbital  $-i_{media} \sim 10^\circ$  (Tegler et al. 2008). Estas dos poblaciones, separadas según sus colores B-R (y probablemente también según sus ángulos de inclinación) pueden verse claramente representadas en el histograma B-R para la muestra PROP+PL+SMM (figura 6.29).

Además de varias correlaciones color-color, encontramos cinco resultados destacables: dos anticorrelaciones (frente a la inclinación, y frente a la magnitud absoluta), y tres correlaciones (frente a la excentricidad, el semieje mayor, y la distancia afélica). Todas ellas son conocidas en la literatura (Peixinho et al. 2004; Doressoundiram et al. 2005; Bauer et al. 2003; Tegler et al. 2008), salvo la posible correlación con respecto a la distancia afélica ( $Q$ ) mostrada en la figura 6.30. Todas pueden consultarse en la tabla 6.10.

Podemos concluir por lo tanto que, para este grupo, los objetos más “azulados” tenderán a ser los de menor tamaño, **mayores inclinaciones**, y órbitas con valores más bajos de la excentricidad, el semieje mayor, y la distancia afélica. Este resultado es compatible con la existencia del grupo de Centauros más “azulados” (ver figura 6.29), con inclinaciones más

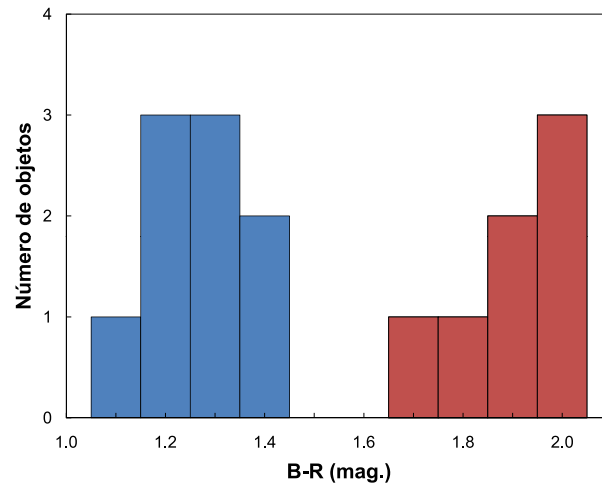


Figura 6.29: Histograma del índice de color B-R para los 16 centauros de la muestra (PROP+PL+SMM). En realidad hay 18 Centauros en esta muestra, pero sólo hay colores en la banda B de 16 de ellos, que son los representados en el histograma. En el mismo se ve claramente la existencia de dos grupos diferenciados por los colores (B-R) de sus superficies dentro de los Centauros. En azul en el histograma la población “azulada” con colores entre  $1.05 < B - R < 1.45$ , en rojo la población enrojecida con colores entre  $1.65 < B - R < 2.05$  (como referencia el sol tiene un índice de color B-R= 1.03). Nótese el hueco que separa ambas poblaciones ( $1.45 < B - R < 1.65$ ) en el que no hay ningún objeto.

grandes.

De la misma manera, los objetos más enrojecidos tenderán a ser los de mayor tamaño, a tener inclinaciones más pequeñas, y mayores excentricidades, semiejes mayores, y distancias afélicas. Este resultado es compatible con la existencia del grupo de Centauros enrojecidos (figura 6.29) en órbitas menos inclinadas.

### 6.5.6 Mezcla de grupos

Con la intención de analizar posibles relaciones de parentesco entre distintos grupos dinámicos de KBOs estudiamos el comportamiento de las correlaciones resultantes al combinar diferentes grupos. En concreto, hacemos un estudio de correlaciones de las muestras resultantes de mezclar los SDOs con los objetos Clásicos Calientes, los Centauros con los objetos Clásicos Calientes, los Centauros con los objetos Clásicos Fríos, y los Centauros con los SDOs. La propiedad común entre los SDOs, los objetos Clásicos Calientes, y los Centauros es que sus órbitas estuvieron expuestas a dispersión gravitacional, posiblemente debida a la influencia de Neptuno, en el pasado. Hay indicios, también, de que las dos poblaciones dentro de los Centauros: la población “azulada”, y la enrojecida (ver sección 6.5.5 y figura 6.29) pueden tener orígenes distintos. Así la población de Centauros “azulados” (con tendencia a tener mayores inclinaciones) provendría de los SDOs,

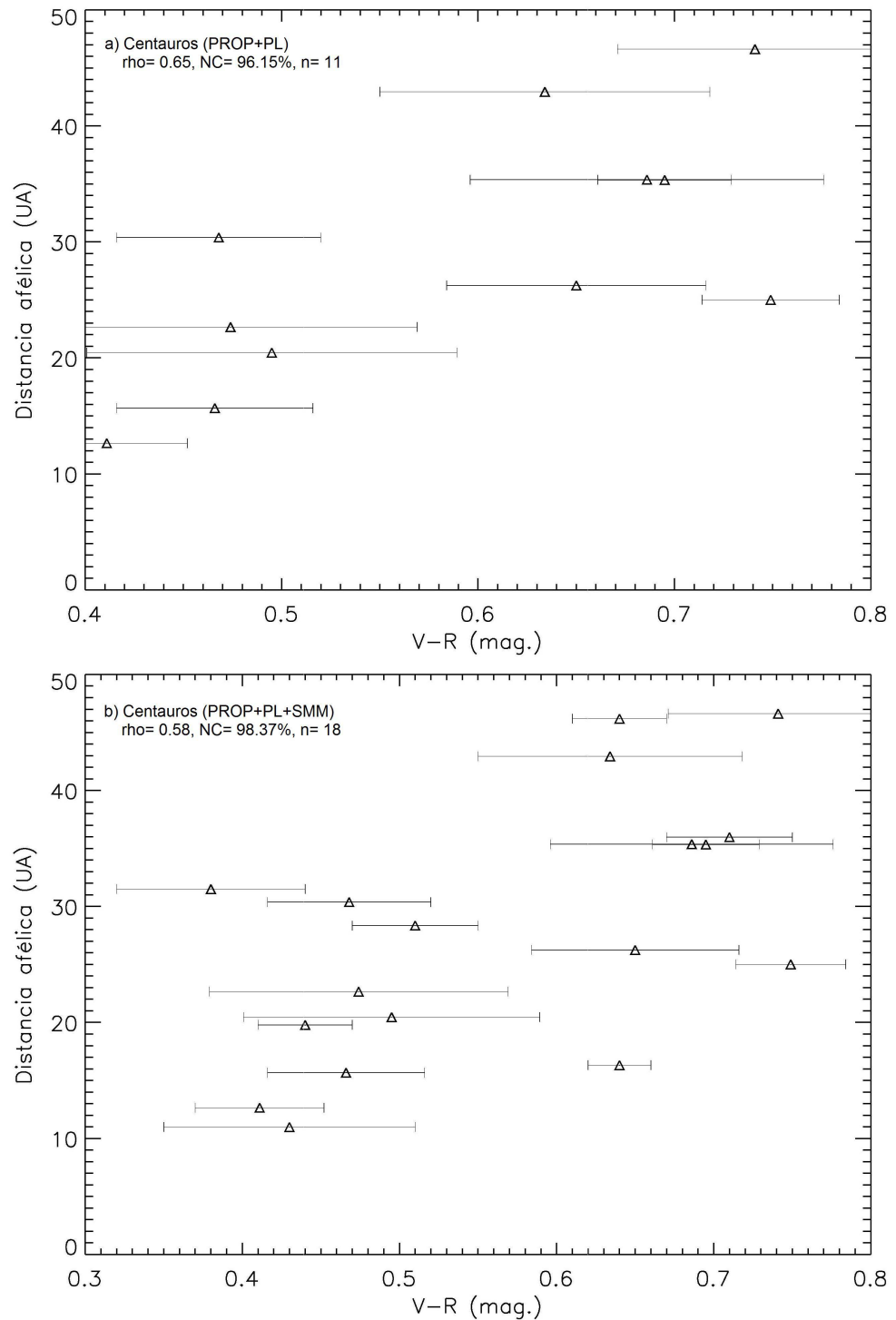


Figura 6.30: Posible correlación de la distancia afélica (Q) frente a V-R, para los Centauros. a) Q vs. V-R para los 11 Centauros de la muestra PROP+PL. Los cálculos de Spearman dan una correlación fuerte ( $\rho > 0.6$ ), con una evidencia razonablemente fuerte respecto al nivel de confianza ( $NC > 95\%$ ). b) Q vs. V-R para los 18 Centauros de la muestra PROP+PL+SMM. En este caso se obtiene una correlación débil, aunque casi es fuerte, con una evidencia fuerte respecto al nivel de confianza ( $NC > 97.5\%$ ).

y la población de Centauros enrojecidos (con tendencia a tener inclinaciones menores) de los objetos Clásicos Fríos (Tegler et al. 2008). De cualquier manera es muy difícil, o casi imposible, usar los actuales parámetros orbitales de los KBOs para intentar decir algo de los parámetros orbitales antes de que fueran dispersados, el único parámetro orbital que quizá puede retener alguna memoria de la historia pasada sería la inclinación orbital (Levison y Duncan 1997). Pondremos especial atención, por ello, a las posibles correlaciones respecto a la inclinación ( $i$ ), ya que pueden ser la clave para relacionar estos grupos dinámicamente diferenciados en la actualidad.

Por lo tanto, comparando los resultados de las correlaciones de las muestras mezcladas con los de los grupos individuales (antes de mezclarlos), podríamos aislar posibles semejanzas o diferencias que podrían permitirnos discriminar entre un origen y/o evolución común o diferente para estos grupos. A la hora de hacer el análisis es importante tener en cuenta que en la muestra combinada los grupos individuales tendrán diferentes pesos de acuerdo al número de objetos respectivo de cada grupo individual.

#### 6.5.6.1 SDOs y Objetos Clásicos Calientes (n=67)

El número total de objetos de este grupo es de 67, de los cuales 42 son objetos Clásicos Calientes, y 25 son SDOs.

Algunas evidencias correlacionales se incrementan al mezclar estos dos grupos, si las comparamos con el grupo de los SDOs, como por ejemplo: V-R vs. inclinación ( $i$ ), y B-R vs. inclinación ( $i$ ). Por otro lado, hay también algunas correlaciones que desaparecen al mezclar estos dos grupos, como son: B-V vs. magnitud absoluta ( $H_R$ ), B-V vs. excentricidad ( $e$ ), V-R vs. magnitud absoluta ( $H_R$ ), R-I vs. distancia perihélica ( $q$ ), R-I vs. excentricidad ( $e$ ), B-R vs. magnitud absoluta ( $H_R$ ), y B-R vs. excentricidad ( $e$ ), etc. El aumento en las correlaciones de colores frente a inclinación ( $i$ ) se debe claramente a la contribución de los objetos Calientes, que son  $\sim 63\%$  de la mezcla estudiada (tabla 6.10).

De la comparación entre los resultados de la mezcla y los objetos Calientes Clásicos obtenemos una situación similar. Las correlaciones menos prominentes, o que se desvanecen con respecto al grupo Caliente al mezclarlo con los SDOs son por ejemplo: B-V vs. inclinación ( $i$ ), B-V vs. excentricidad ( $e$ ), V-R vs. semieje mayor ( $a$ ), B-R vs. distancia perihélica ( $q$ ), B-R vs. inclinación( $i$ ), B-R vs. excentricidad ( $e$ ), y B-R vs. semieje mayor ( $a$ ) (véase tabla 6.10).

Sí se aprecia un aumento en la correlación y/o el nivel de confianza para algunas relaciones color-color, como es el caso de B-V vs. V-R y B-V vs R-I (tabla 6.10). Sin embargo, éstas correlaciones color-color no son suficientes por ellas mismas para relacionar entre sí estos dos grupos dinámicos de TNOs, ya que no involucran ningún parámetro orbital (dinámico).

En resumen, no hay un aumento o reforzamiento significativo de las correlaciones de



colores frente a parámetros orbitales (en particular para la inclinación) o  $H_R$  para el conjunto de datos de la mezcla (SDOs y Calientes) con respecto a los SDOs, o a los objetos Clásicos Calientes de la que podamos deducir un origen común o evoluciones similares para estos dos grupos de TNOs. Nada podemos decir a partir de la estadística de correlaciones de la posible relación en el pasado entre estos dos grupos.

### 6.5.6.2 Centauros y Objetos Clásicos Calientes (n=60)

El resultado de combinar estos dos grupos da un total de 60 objetos, de los cuales 18 corresponden a Centauros, y 42 a objetos Clásicos Calientes.

Si comparamos los resultados de combinar ambos grupos con los Centauros sólo se puede ver que la mayor parte de las correlaciones (fuertes, débiles, y pistas de correlaciones) que aparecían en el grupo de los Centauros desaparecen o disminuyen en la mezcla (tablas 6.10 y 6.12). En particular, desaparecen o disminuyen la mayor parte de las correlaciones o indicios de las mismas de índices de color (y gradientes espectrales) frente a la distancia perihélica ( $q$ ), distancia afélica ( $Q$ ), excentricidad ( $e$ ), semieje mayor ( $a$ ), y magnitud absoluta ( $H_R$ ). Las correlaciones de índices de color respecto a la inclinación ( $i$ ) se mantienen más o menos igual, con un ligero aumento poco relevante en el caso de S vs. i (tabla 6.12).

Si comparamos el resultado de la mezcla con los objetos Clásicos Calientes observamos que también hay una disminución de las pocas correlaciones que encontrábamos en el grupo de los Clásicos Calientes (tablas 6.10 y 6.12). En particular disminuyen o desaparecen en los resultados de la mezcla las correlaciones fuertes o débiles de los índices de colores (y gradientes espectrales) frente a la distancia perihélica ( $q$ ). Correlaciones respecto a la distancia afélica ( $Q$ ), la excentricidad ( $e$ ), y el semieje mayor ( $a$ ) que no aparecían para los objetos Calientes tampoco aparecen en la mezcla. Se mantiene la correlación de algunos índices de color (y el gradiente espectral) respecto a la inclinación ( $i$ ) con una leve disminución. Está claro, por lo tanto, que los resultados de la mezcla de estos grupos están dominados por los resultados obtenidos para los objetos Clásicos Calientes, lo cual era de esperar pues estos objetos son  $\sim 70\%$  del total de la mezcla.

Se aprecia un incremento en algunas de las correlaciones color-color de la mezcla frente a los resultados parciales de Centauros y objetos Clásicos Calientes, pero de nuevo este resultado no nos aporta nada para poder ligar estos dos grupos dinámicos, pues no involucra ningún parámetro orbital.

Los resultados de estadística de correlaciones de la mezcla de estos grupos no producen ningún aumento, ni disminución significativa en los niveles de correlaciones. En particular, la correlación respecto a la inclinación (que aparecía en los Centauros y objetos Calientes por separado) se mantiene prácticamente igual. No podemos, por tanto, concluir nada a partir de la estadística de correlaciones de un posible origen común, y/o relación evolutiva entre el grupo de los Centauros y los objetos Clásicos Calientes.

### 6.5.6.3 Centauros y Objetos Clásicos Fríos (n=49)

Este grupo tiene un total de 49 objetos, de los que 18 son Centauros, y 31 son objetos Clásicos Fríos.

De la comparación de los resultados de la mezcla con los Centauros podemos ver que la mayor parte de las correlaciones de índices de color frente a parámetros orbitales disminuyen o desaparecen al mezclar ambos grupos (tabla 6.10). Disminuyen, por ejemplo, las correlaciones de índices de color respecto a la distancia perihélica ( $q$ ), y afélica ( $Q$ ), la excentricidad ( $e$ ), el semieje mayor ( $a$ ), y la magnitud absoluta ( $H_R$ ). Respecto a la inclinación ( $i$ ), la correlación observada en los Centauros se mantiene en la mezcla, con una pequeña disminución. Si nos fijamos en los gradientes espectrales, se obtienen incrementos en algunas de las correlaciones respecto a algunos parámetros orbitales, como son frente a las distancias perihélicas, afélicas, y el semieje mayor de las órbitas (tabla 6.12). Se incrementa también la correlación entre  $S$  y la inclinación, resultado que no aparece en los grupos por separado. Esta correlación,  $S$  vs.  $i$ , aparece en la mezcla de grupos como una correlación débil, con evidencia fuerte de correlación de acuerdo al NC (ver figura 6.31).

Respecto a la comparación de las correlaciones de la mezcla con los objetos Fríos, se aprecia un aumento en algunas correlaciones (tanto de índices de color, como de gradientes espectrales) con respecto a las distancias perihélicas ( $q$ ), afélicas ( $Q$ ), y a la inclinación ( $i$ ). Otras correlaciones se mantienen más o menos igual, con un ligero incremento, como son aquellas respecto a la excentricidad ( $e$ ), el semieje mayor ( $a$ ), y la magnitud absoluta ( $H_R$ ). La correlación respecto a la inclinación es muy interesante, y aparece en este caso tanto en los índices de color, como en el  $S$  (y recordemos que no aparecía en los resultados de los objetos Clásicos Fríos).

Las correlaciones color-color no nos aportan tampoco nada en este caso, se observan en ellas aumentos, disminuciones y/o resultados análogos respecto a los grupos parciales en el grupo mezcla.

El resultado del aumento de la correlación respecto a la inclinación ( $S$  vs.  $i$ ) para esta mezcla de grupos podría ser una pista de que Centauros (al menos el grupo más enrojecido, que tiende a tener menores inclinaciones) y objetos Clásicos de inclinación baja habrían formado parte de la misma población de objetos en el pasado (Tegler et al. 2008). Sin embargo, hay que tener en cuenta que, aunque no aparezca una correlación  $S$  vs.  $i$  para los Centauros, sí aparece para los índices de color vs. inclinación para este grupo (y además como correlaciones fuertes). Por lo tanto, esta correlación  $S$  vs.  $i$  puede deberse simplemente a la aportación de los Centauros a la muestra, que aunque no son un porcentaje muy grande de la mezcla ( $\sim 37\%$ ), sí pueden incrementar la correlación final de  $S$  vs.  $i$  (al aportar correlaciones fuertes de índices de color vs.  $i$ ). De cualquier forma, este resultado puede ser tomado, tentativamente, como una pista de una posible relación en el pasado entre estas dos poblaciones de KBOs, ya que la inclinación, como hemos visto en 6.5.6, es el único parámetro orbital que podría retener memoria de la historia orbital pasada

(Levison y Duncan 1997).

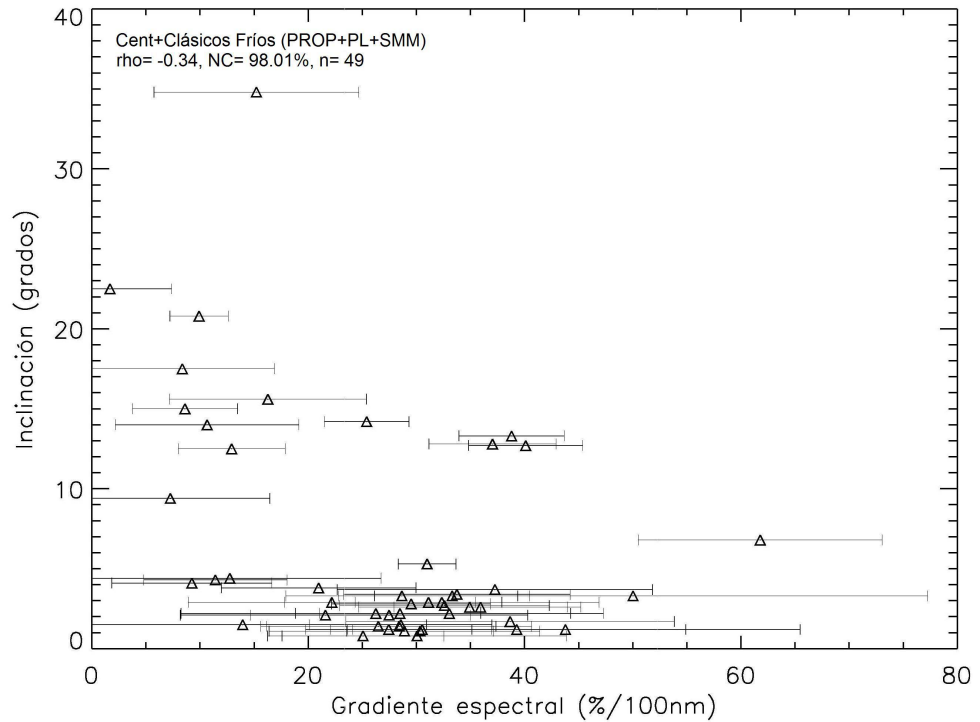


Figura 6.31: Posible correlación débil para la inclinación ( $i$ ) frente al gradiente espectral ( $S$ ) para la mezcla de grupos Centauros y objetos Clásicos Fríos (muestra PROP+PL+SMM). Esta correlación presenta una evidencia fuerte respecto al nivel de confianza. Se aprecian los objetos clásicos Fríos para ángulos menores de  $5^\circ$  (mezclados con algún Centauro de baja inclinación). Este resultado debe ser tomado con cautela pues puede estar sesgado por la dependencia de los colores respecto a la inclinación del grupo de los Centauros (ver discusión en el texto de la sección 6.5.6.3).

#### 6.5.6.4 Centauros y SDOs (n=43)

El grupo resultante tiene 43 objetos, de los cuales 18 son Centauros, y 25 son SDOs.

Los resultados de la muestra de SDOs y Centauros comparados con los de los SDOs y Centauros por separado difieren muy poco, como en la mayor parte de los casos anteriores. Sólo hay unas pocas correlaciones que aumentan moderadamente en el grupo mezcla si las comparamos con los SDOs (por ejemplo, R-I vs.  $i$ , y B-R vs.  $a$ , etc) y otras correlaciones que se debilitan o desaparecen en la mezcla (B-V vs.  $q$ , B-V vs.  $H_R$ , B-V vs.  $i$ , B-V vs.  $e$ , V-R vs.  $q$ , V-R vs.  $H_R$ , R-I vs.  $q$ , R-I vs.  $e$ , B-R vs.  $q$ , B-R vs.  $H_R$ , and B-R vs.  $e$ , etc). El aumento de la evidencia correlacional de colores respecto a la inclinación ( $i$ ) y al semieje mayor ( $a$ ) son debidas, posiblemente, a la contribución de los Centauros.

Por otro lado, si comparamos los resultados de la mezcla con los Centauros, encontramos evidencias de aumento para las correlaciones entre R-I frente a la excentricidad ( $e$ ), B-R frente a la distancia perihélica ( $q$ ), y B-R frente a la magnitud absoluta ( $H_R$ ), que se deben, obviamente, a la contribución de los SDOs a la mezcla. También disminuyen o desaparecen evidencias de correlaciones en la mezcla respecto a los resultados para los Centauros para: B-V vs. inclinación ( $i$ ), B-V vs. excentricidad ( $e$ ), V-R vs. distancia perihélica ( $q$ ), V-R vs. magnitud absoluta ( $H_R$ ), V-R vs. excentricidad ( $e$ ), V-R vs. semieje mayor ( $a$ ), R-I vs. magnitud absoluta ( $H_R$ ), R-I vs. inclinación ( $i$ ), B-R vs. inclinación ( $i$ ), B-R vs. excentricidad ( $e$ ), y B-R vs. semieje mayor ( $a$ ).

Se aprecian, por último, como en los casos anteriores, incrementos en las correlaciones y/o niveles de confianza de las relaciones entre índices de color, como por ejemplo para B-V vs. V-R, B-V vs. R-I, R-I vs. B-R, etc (tabla 6.10). Estas correlaciones que no involucran parámetros orbitales no son de utilidad, por si solas, para poder relacionar estos dos grupos dinámicos de KBOs.

En resumen, no hay cambios evidentes en los resultados o significancias de las correlaciones (en particular vs. inclinaciones) que nos permitan posicionarnos en pro o en contra de un posible origen y/o evolución común para los SDOs y los Centauros. Nada nos dicen, por tanto, estas correlaciones de posibles relaciones entre estos dos grupos.



## Capítulo 7

# Resultados de fotometría de series temporales: Rotación de TNOs, Centauros y Planetas enanos

“Los astrónomos... prestan más atención a las leyes de sus movimientos que a la extrañeza de su forma.”

*Immanuel Kant.*

*Historia natural general y teoría de los cielos, 1755.*

Una de las maneras más directas de obtener información de las propiedades físicas de los TNOs y Centauros es a través del análisis de sus curvas de luz, o lo que es lo mismo, estudiando las variaciones de brillo con el tiempo debidas a la rotación de estos objetos. La caracterización de las propiedades rotacionales de los KBOs es esencial para entender su evolución colisional. La forma de muchos KBOs está probablemente afectada por colisiones, y la forma aproximada de algunos de ellos puede deducirse a partir de las amplitudes de las curvas de luz observadas. Los KBOs más grandes pueden estar deformados por la propia rotación, y su forma aproximada también puede deducirse a partir del período de rotación y la amplitud obtenida a partir de su curva de luz. En las primeras secciones de este capítulo se describe la física básica de las curvas de luz, y se dan razones de porqué son tan importantes dentro del estudio de los TNOs y Centauros.

### 7.1 Importancia de las curvas de luz

El conocimiento de los distintos parámetros rotacionales (períodos, amplitudes, etc.) de TNOs y Centauros acota y proporciona claves sobre las propiedades físicas de su interior,

su distribución de tamaños, historia acrecional y evolución colisional. De hecho, la gran diversidad de colores observada actualmente en los TNOs (ver capítulo 6), debería haberse originado a partir de procesos colisionales de recubrimiento superficial. Además, las medidas de albedo, los estudios espectroscópicos, y la fotometría en colores de estos objetos, dependen críticamente del conocimiento de sus propiedades rotacionales (o variaciones temporales de magnitud), ya que no pueden hacerse observaciones simultáneas en todas las bandas, y se necesitan tiempos de integración muy largos, sobre todo en el infrarrojo. Por lo tanto, identificar variaciones de magnitud de corto período es de gran importancia, y permite preseleccionar los candidatos para los que podemos detectar un período de rotación.

Se sabía que los Centauros presentaban variabilidad, incluso antes de que se descubriera el primer TNO. Romanishin y Tegler (1999) fueron los primeros en detectar curvas de luz con variabilidad temporal para los TNOs, estimando los períodos rotacionales de 1995QY<sub>9</sub>, 1994VK<sub>8</sub>, y 1994TB. A principios de 2002 sólo se habían publicado los períodos de otros tres TNOs más: Varuna (Farnham 2001; Jewitt y Sheppard 2002), 1996TO<sub>66</sub> (Hainaut et al. 2000) y 1998SM<sub>165</sub> (Romanishin et al. 2001), más tarde se descubrió que este último TNO era en realidad un objeto doble (Brown y Trujillo 2002). Actualmente, y gracias, sobre todo, al trabajo desarrollado en el IAA (CSIC), se conocen los períodos de rotación de 74 objetos, y las amplitudes de más de 100 (ver tabla 7.5 al final del capítulo).

Con la pequeña muestra de períodos de rotación conocida en 2002, Lacerda y Luu (2003) propusieron que, usando suposiciones razonables, la fracción de TNOs con curvas de luz detectables podía usarse como cota para la distribución de formas de estos objetos. Estos autores demostraron que aproximadamente el 85% de los TNOs tienen asimetría axial  $a/b \leq 1.5$ , y que hay una fracción significativa de objetos ( $\sim 12\%$ ) con formas muy elongadas ( $a/b \geq 1.7$ ). Más adelante, estos mismos autores (Lacerda y Luu 2006) encuentran también evidencias de que los TNOs con diámetros  $D \lesssim 400\text{km}$  muestran un mayor rango de amplitudes en sus curvas de luz que aquellos objetos con  $D \gtrsim 400\text{km}$ . Según estos autores, el valor de corte para el tamaño ( $D \sim 400\text{km}$ , asumiendo un albedo de 0.04) podría estar indicando una transición entre dos estados: a) un estado dominado por el régimen gravitatorio, donde la autogravedad tiende a hacer a los objetos más esféricos (equilibrio hidrostático), b) un estado dominado por la cohesión, en el que, la propia fuerza de cohesión del material que compone el cuerpo, o las partes constituyentes del mismo, le permiten mantener una forma irregular frente a la compresión gravitatoria. Hay alguna evidencia de que, al menos algunos TNOs, pueden ser agregados de pequeñas partes heladas que se mantienen unidas por gravedad, este tipo de material se conoce habitualmente como *montón de escombros* (Jewitt y Sheppard 2002). Sin embargo, estos resultados hay que tomarlos con cuidado ya que la base de datos usada por Lacerda y Luu (2003) era muy pequeña y puede estar muy sesgada observacionalmente.

Lacerda y Luu (2006) sugieren diferentes historias evolucionales para relacionar los períodos de rotación con las diferencias de forma sugeridas para los TNOs pequeños (más elongados) y los grandes (más esféricos). Según ellos, objetos con  $D \lesssim 400\text{km}$  no se pueden interpretar como los restos más grandes que hayan sobrevivido a colisiones con objetos

agregados, sino que se pueden explicar mejor como subproductos complejos (roturas y reagrupaciones sucesivas) derivados de la evolución colisional. Por otro lado, los TNOs más grandes podrían ser perfectamente objetos agregados (montones de escombros) que hubieran sobrevivido a la evolución colisional. Esta interpretación, obtenida a partir de los períodos de rotación, es compatible en parte con el modelo de evolución colisional del cinturón de Kuiper presentado por Farinella y Davis (1996). Según estos autores, la mayor parte de los TNOs con diámetros  $\gtrsim 100km$  habrían sobrevivido prácticamente intactos durante toda la historia del sistema solar, mientras que, para los TNOs de menor tamaño, la rotura por colisiones sería frecuente, lo que produciría una cascada de fragmentos que cumplirían con una distribución del tipo ley de potencias. Así, todos los TNOs más pequeños, se habrían formado como resultado de colisiones entre objetos con  $D < 100km$ . Los objetos con  $D \gtrsim 100km$  no se romperían, pero sí habrían sufrido colisiones, que arrancarían trozos de sus superficies, que volverían a caer sobre el objeto pues no tendrían energía suficiente para vencer la gravedad de estos cuerpos. Como consecuencia, estos objetos más grandes, tendrían una estructura fragmentada y frágil del tipo montón de escombros, como sugieren también Lacerda y Luu (2006) para los TNOs con  $D \gtrsim 400km$ . En conclusión, los estudios de curvas de luz sugieren que las formas de los TNOs no se pueden explicar mediante un mecanismo sencillo, sino que deberían explicarse como resultado de varios efectos combinados.

El valor de corte en diámetros para TNOs que usan Lacerda y Luu (2006), se ha estimado usando un albedo de 0.04<sup>1</sup>, si usamos un albedo de 0.12, más real según los datos actuales (ver sección 6.5.2), el diámetro de transición entre uno y otro régimen (gravitatorio vs. cohesional) para los TNOs no será  $D \sim 400km$ , sino  $D \sim 230km$ .

## 7.2 Física de las curvas de luz

Como ya se ha explicado en la sección 4.2.2 de esta memoria de tesis doctoral, a través del análisis de las curvas de luz podemos evaluar el período rotacional de un objeto. La variación temporal de brillo de un TNO o Centauro puede ser causada por ciertos procesos que pueden ser periódicos o variables. La magnitud aparente de un TNO está determinada por su posición geométrica relativa respecto a la tierra y el sol, depende también de sus atributos físicos propios, y puede ser calculada como:

$$m_R = m_{\odot} - 2.5 \cdot \log \left( \frac{p_R \cdot r^2 \cdot \phi(\alpha)}{2.25} \cdot 10^{16} \cdot R^2 \cdot \Delta^2 \right) \quad (7.1)$$

donde,  $r(km)$  es el radio del TNO;  $R$  (UA) es la distancia heliocéntrica (TNO-Sol);  $\Delta$  (UA) es la distancia geocéntrica (TNO-Tierra);  $m_{\odot}$  es la magnitud aparente en R del sol

---

<sup>1</sup>Farinella y Davis (1996) usan el mismo valor para el albedo en su modelo de evolución colisional de KBOs.



( $-27.10$ );  $m_R$  es la magnitud aparente en R del TNO;  $p_R$  es el albedo geométrico en el filtro R; y  $\phi(\alpha)$  es la función de fase, normalizada de forma que en oposición, cuando  $\alpha = 0$ ,  $\phi(0) = 1$ . Esta función de fase depende de las propiedades superficiales del objeto. Para estudios de curvas de luz de TNOs podemos usar la aproximación lineal más simple para la función de fase  $\phi(\alpha) = 10^{-0.4\beta\alpha}$ . Esta aproximación describe la dependencia lineal de la fase en magnitudes, siendo  $\beta$  el coeficiente lineal de fase. Las variaciones de brillo debidas a las distintas posiciones geométricas de un TNO en la ecuación 7.1 se pueden eliminar usando simplemente la magnitud absoluta, definida en la ecuación 6.6 de la sección 6.4.4, en vez de la magnitud aparente. Los efectos de las distancias heliocéntricas y geocéntrica son bien conocidos, pero el efecto del coeficiente de fase no lo es tanto, ya que depende de las características superficiales de los TNO (Belskaya et al. 2008).

Como ya se explicó en la sección 4.2.2, podemos obtener los períodos de rotación de TNOs y Centauros a partir del análisis de sus curvas de luz. Las variaciones de brillo de TNOs y Centauros pueden ser debidas a:

1. Variaciones de albedo.
2. Forma no esférica.
3. Objetos binarios eclipsantes y de contacto.
4. Efectos de fase.
5. Otros posibles efectos:
  - Colisiones con pequeños cuerpos.
  - Estado rotacional complejo.
  - Estallidos de actividad (sublimación repentina), etc.

En principio, las variaciones de brillo pueden deberse a una combinación de varios de estos factores, aunque sabemos que, en general, la causa principal es la primera de las que acabamos de enumerar: la variación de albedo. Los estudios de curvas de luz no necesitan telescopios de grandes tamaños, al menos para los TNOs y Centauros más brillantes, pero sí necesitan, sin embargo, campañas largas de observación, para tener así una cobertura temporal lo suficientemente grande para poder reconstruir la curva de luz de los objetos estudiados. Con este tipo de telescopios es bastante complicado detectar curvas de luz con variaciones de amplitud baja ( $< 0.15$ ), lo que supone un sesgo observacional. Otro sesgo es la tendencia humana a ignorar resultados negativos, es decir aquellos en los que no se detecta variabilidad en las curvas de luz. En este caso, sin embargo, los resultados negativos pueden darnos información muy relevante ya que proporcionan límites inferiores a las propiedades rotacionales, formas de los objetos, u orientaciones de los ejes de rotación. Vamos a ver con más profundidad los efectos que pueden producir variaciones de brillo, así como qué se puede deducir de los mismos.

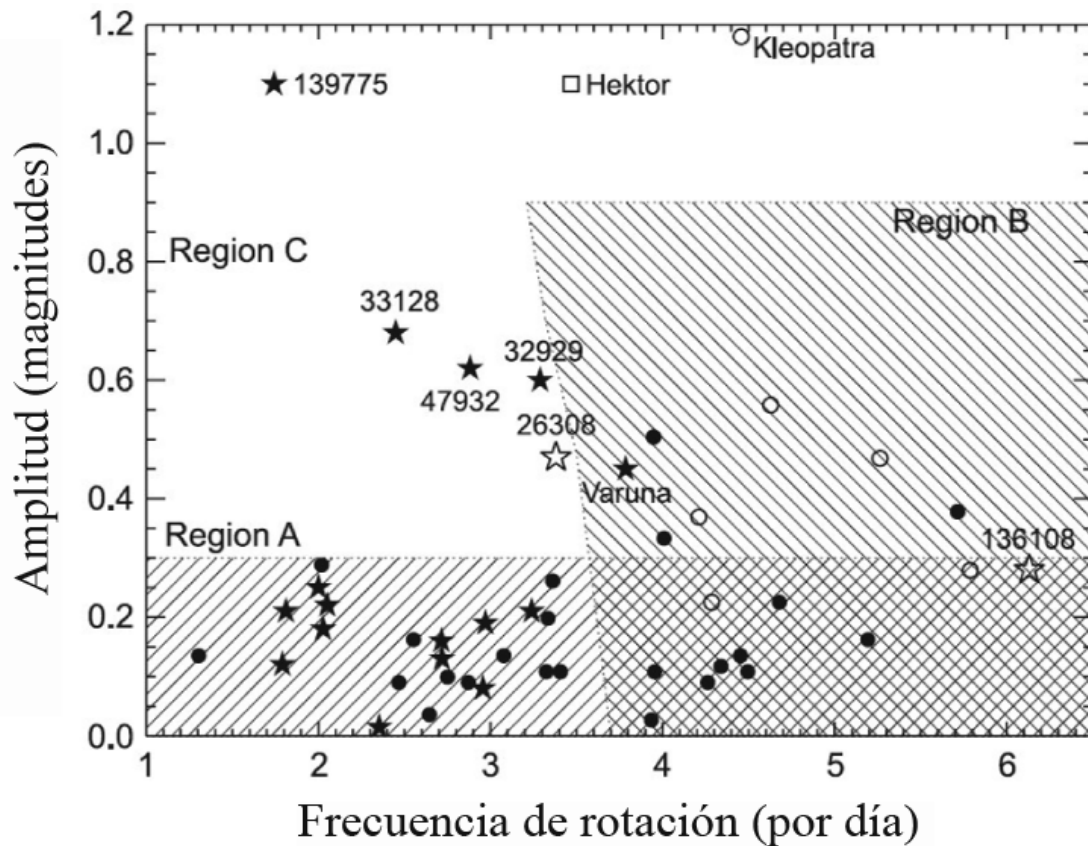


Figura 7.1: Se muestran los períodos de rotación (frecuencia de rotación por día) y las amplitudes ( $\Delta m$ ) de los TNOs con curvas de luz resueltas que se conocían hasta 2004, y de los asteroides del cinturón principal con radios mayores de 100 km. Se marcan tres regiones en las que la variabilidad rotacional puede deberse a un factor concreto, o a una combinación de varios factores. **Región A:** El rango de curvas de luz (período/amplitud) contenidas en esta región puede explicarse por variación de albedo, forma elongada, o binariedad. **Región B:** El rango de curvas de luz se debe, con bastante probabilidad, a objetos elongados por rotación. **Región C:** El rango de curvas de luz se debe probablemente a objetos binarios. Las estrellas indican objetos del cinturón de Kuiper, los círculos indican asteroides del cinturón principal ( $r \geq 100$  km), y los cuadrados corresponden al troyano de Júpiter 624 Hektor, y al asteroide del cinturón principal 216 Kleopatra, cuyas curvas de luz se explican por binariedad, como se discute en la sección 7.2.3. Los símbolos abiertos indican objetos binarios. Los objetos más a la izquierda de la *Región B* tendrían densidades significativamente menores que  $1g/cm^3$  ya que su deformación se debería a momento angular alto. No se espera que los objetos binarios tengan amplitudes  $> 1.2mag$ . No se han pintado los TNOs con amplitudes por debajo de las incertidumbres fotométricas ( $\sim 0.1 mag$ ), ya que sus períodos son desconocidos: todos estos objetos estarían dentro de la *Región A*. Los asteroides se muestran suponiendo un ángulo de su eje de rotación proyectado respecto a nuestra línea de visión,  $\theta \sim 60^\circ$ , para así comparar mejor con los TNOs, cuyo ángulo de aspecto es desconocido (figura adaptada de Sheppard y Jewitt, 2004).

### 7.2.1 Variaciones de albedo

Las variaciones superficiales de brillo, u oscurecimientos debidos a diferencias en la topografía o composición del objeto, pueden producir curvas de luz significativas. En el caso, por ejemplo, de un objeto esférico con uno de los hemisferios más oscuro que el otro, cada rotación producirá un máximo y un mínimo en la curva de luz (pico simple), si el objeto fuera no esférico cada rotación produciría dos máximos y dos mínimos en la curva de luz. Se espera que las variaciones de albedo estén asociadas a variaciones de color. Medir colores es mucho más simple que medir albedos, sin embargo, esta asociación de variaciones albedo-color no es necesariamente cierta para todas las superficies, y las variaciones de color pueden ser minúsculas. Las marcas de albedo o topográficas causarán una curva de luz fotométrica correlacionada con la velocidad de rotación del objeto. Para objetos sin atmósfera estas variaciones superficiales no darán, generalmente, curvas de luz de gran amplitud. Se ha encontrado empíricamente que la variabilidad debida a efectos de albedo/marcas en la superficie debe ser menor del 10-20% del total de los asteroides (Degewij et al. 1979; Magnusson 1991)<sup>2</sup>. No se han encontrado hasta la fecha variaciones significativas de color con la rotación para TNOs sin atmósfera, que si hubieran sido observadas podrían ser una indicación de diferentes composiciones a lo largo de la superficie, y podrían ser interpretadas como variación en la curva de luz debida a marcas de albedo. Sin embargo, creemos que la mayor parte de las curvas de luz de pequeña amplitud para objetos grandes se debe a variaciones de albedo. Objetos lo suficientemente grandes como para mantener una atmósfera, como el propio Plutón, pueden producir variaciones de albedo ligeramente mayores, ya que las áreas oscuras absorberán luz más eficientemente, calentando los hielos, y liberando volátiles a la atmósfera. Estos volátiles podrán después condensar como manchas brillantes en las superficies heladas de los TNOs (Spencer et al. 1997). Así, se han observado algunos contrastes de albedo extremos para objetos del sistema solar exterior, por ejemplo, el satélite de Saturno Japeto, y el planeta Plutón presentan curvas de luz debidas a variaciones de albedo con amplitudes  $\Delta m = 2$  y  $\Delta m = 0.33$  mag respectivamente. Sin embargo, son casos muy aislados, en concreto el de Japeto se debe a que tiene uno de sus hemisferios mucho más oscurecido que el otro.

Las variaciones de albedo pueden detectarse también a través de curvas de luz térmicas, ya que la emisión térmica depende del albedo. Como se verá en la siguiente sección (7.2.2), otra causa de variabilidad es la forma elongada de los objetos. Como consecuencia de esto, una rotación corresponderá a dos ciclos de la curva de luz (pico doble). Sin embargo, buscando variabilidad rotacional en el flujo térmico, es posible distinguir entre estas dos posibilidades: variación en la curva de luz debida a marcas de albedo (pico simple), o debida a un objeto elongado en rotación (pico doble). Efectivamente, una correlación positiva de la curva de luz térmica con la óptica indicaría sin lugar a dudas una forma elongada del objeto como causa de la variación de brillo, como se ha observado en los asteroides Ceres (Altenhoff et al. 1996) y Vesta (Redman et al. 1992). Una anti-correlación indicaría marcas de albedo como la responsable de la variación de brillo, como se ha comprobado

---

<sup>2</sup>Para los TNOs lo hemos estimado nosotros (Thirouin et al 2009) entre un 4-10% (ver sección 7.7).

por ejemplo con Plutón (Lellouch et al. 2000). Desafortunadamente, en la actualidad no hay observaciones térmicas de suficiente calidad para TNOs y Centauros que nos permitan discernir entre uno u otro efecto. Seguramente esto cambie con los datos que nos reportará el Observatorio Espacial Herschel (*Herschel Space Observatory*) que fue lanzado el 14 de mayo de 2009, y que se propone observar en el rango térmico más de 140 TNOs y Centauros.

### 7.2.2 Forma no esférica

Si suponemos una superficie con albedo uniforme, un objeto con forma no esférica y asimétrica<sup>3</sup> con respecto a su eje de rotación, mostrará una variación periódica del área proyectada. Un objeto de este tipo producirá una curva de luz de pico doble, ya que cada uno de los dos ejes largos y cortos serán observados durante una rotación completa (ver figura 7.2). Si asumimos que la curva de luz se produce por la propia asimetría del objeto, podemos usar el flujo máximo y mínimo para determinar la proyección de la asimetría del cuerpo en el plano del cielo a través de la ecuación (Binzel et al. 1989):

$$\Delta m = 2.5 \cdot \log \left( \frac{a}{b} \right) - 1.25 \cdot \log \left( \frac{a^2 \cdot \cos^2 \theta + c^2 \cdot \sin^2 \theta}{b^2 \cdot \cos^2 \theta + c^2 \cdot \sin^2 \theta} \right) \quad (7.2)$$

donde,  $a \geq b \geq c$ , son los semiejes de un objeto con forma de elipsoide triaxial rotando alrededor del eje más corto ( $c$ );  $\Delta m$ , es la amplitud, definida como la diferencia entre el flujo máximo y mínimo expresado en magnitudes; y  $\theta$  es el ángulo de aspecto, que indica la inclinación del eje de rotación ( $c$ ), respecto a la línea de visión desde la tierra (un objeto con  $\theta = 90^\circ$  estará rotando ecuatorialmente, es decir, perpendicular a nuestra línea de visión). En este caso ( $\theta = 90^\circ$ ) la ecuación 7.2 se simplifica y obtenemos la expresión:

$$\Delta m = 2.5 \cdot \log \left( \frac{a}{b} \right) \quad (7.3)$$

válida para un objeto no esférico con forma de elipsoide triaxial de semiejes  $a$ ,  $b$ , y  $c$  ( $a \geq b \geq c$ ), rotando perpendicularmente a la línea de visión ( $\theta = 90^\circ$ ) alrededor del eje más corto ( $c$ ). En este caso, cada rotación del elipsoide dará lugar a dos máximos y dos mínimos del área transversal proyectada ( $S_{\max}$  y  $S_{\min}$  en la figura 7.2), lo que producirá dos mínimos y dos máximos, respectivamente, en la curva de luz.

A partir de la amplitud de la curva de luz  $\Delta m$  y de la ecuación 7.3 se puede deducir la *razón de asimetría* del objeto según la expresión:

$$\frac{a}{b} = 10^{0.4 \cdot \Delta m} \quad (7.4)$$

---

<sup>3</sup>Si el objeto es simétrico respecto a su eje de rotación, como un esferoide de McLaurin, no producirá una variación de brillo al rotar.

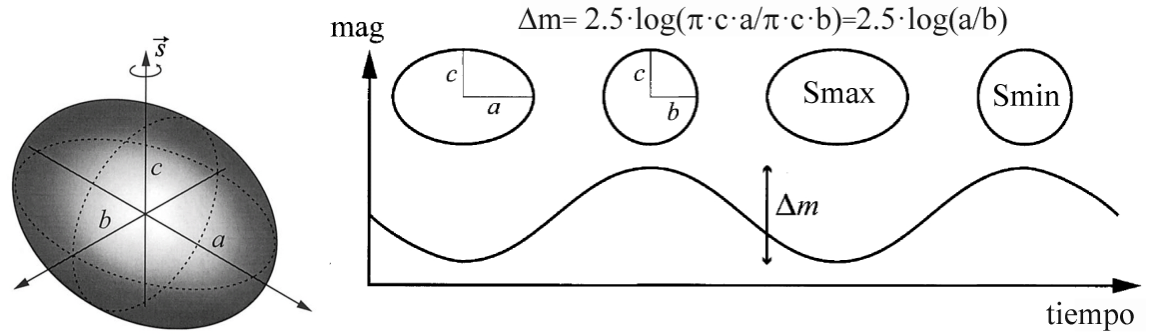


Figura 7.2: Curva de luz doble-pico debida al efecto de rotación de un elipsoide triaxial de ejes  $a \geq b \geq c$  en torno al eje menor,  $c$ . Se muestran las variaciones de las áreas transversales proyectadas y la correspondiente variación, en magnitudes, de la curva de luz. Se ve claramente que una rotación completa produce dos máximos y dos mínimos en la curva de luz, es lo que se llama una curva de luz de *pico doble*.  $\vec{S}$  es el vector velocidad angular (figura adaptada de Lacerda y Luu, 2003).

Las curvas de luz de los asteroides y de los satélites de los planetas muestran que la mayor parte de los objetos con radios  $\geq 50 - 75 \text{ km}$  tienen formas dominadas fundamentalmente por la autogravedad, y no por la cohesión o resistencia del material (Farinella 1987; Farinella y Zappala 1997). Esto se atribuye a que estos objetos deben tener una estructura débil y fragmentada producida por una historia de violentas colisiones en el pasado (Davis y Farinella 1997). A diferencia de los TNOs más grandes, se espera que los más pequeños no estén dominados por la autogravedad, aunque sí se espera que sean elongados, precisamente por su pasado colisional. Hasta la fecha sólo se tienen observaciones rotacionales de muy pocos TNOs pequeños, pero parecen tener curvas de luz de gran amplitud (Trilling y Bernstein 2006; Santos-Sanz et al. 2009).

El período crítico de rotación ( $P_{\text{crit}}$ ) para un objeto dado se calcula imponiendo la igualdad de la aceleración centrífuga con la aceleración gravitacional. Si suponemos un objeto sin cohesión interna, el período crítico para el cual el objeto comenzará a romperse y a eyectar material desde su ecuador viene dado por:

$$P_{\text{crit}} = \sqrt{\frac{3 \cdot \pi}{G \cdot \rho}} \quad (7.5)$$

donde  $G$  es la constante de gravitación universal, y  $\rho$  la densidad del objeto. Incluso con periodos rotacionales grandes un objeto debería estar algo deformado por rotación. Por ejemplo, en el cinturón principal de asteroides, sólo los más pequeños, con tamaños  $\sim 0.1 \text{ km}$ , tienen la fuerza de cohesión suficiente como para resistir la deformación rotacional (Pravec et al. 2003). El grado de deformación dependerá, lógicamente, de la estructura y cohesión interna de cada cuerpo. Para estructuras sin apenas cohesión, del tipo *montón de escombros*, la rotación creará elipsoides de "Jacobi" triaxiales con rotaciones justo por

encima del punto de rotación crítico (Chandrasekhar 1969; Weidenschilling 1981). Como podemos estimar la forma y el momento angular específico a partir de la amplitud y el período de rotación de un objeto, también podremos estimar su densidad global. La forma más burda de estimar una densidad global crítica o mínima se obtiene despejando  $\rho$  de la ecuación 7.5:

$$\rho_{crit} = \frac{3 \cdot \pi}{G \cdot P^2} \quad (7.6)$$

donde  $P$  es el período obtenido de las curvas de luz de nuestras observaciones. Esta ecuación sólo es válida si suponemos un objeto sin fuerzas de cohesión internas.

Para un caso más realista, en el que supongamos la existencia de fuerzas de cohesión interna, una aproximación al período de rotación crítico puede obtenerse de la siguiente expresión, debida a Davidsson (1999, 2001):

$$P_{crit} = \frac{\pi}{\sqrt{\frac{1}{3} \cdot \pi \cdot G \cdot \rho + \frac{S}{\rho \cdot R^2}}} \quad (7.7)$$

dónde,  $P$  es el período de rotación del objeto;  $G$ , la constante de gravitación universal;  $\rho$ , la densidad del objeto, en  $kg/m^3$ ;  $S$ , la *resistencia a la tensión* (expresada en Pascales), que da cuenta de las fuerzas de cohesión internas del objeto; y  $R$ , el radio del objeto, en kilómetros, suponiendo que éste es esférico.

Las estimaciones anteriores de los períodos y densidades críticos no utilizan la amplitud, que es uno de los parámetros que pueden obtenerse de las curvas de luz, aparte del período rotacional. Por ello, buscamos expresiones alternativas del período crítico que dependan de la amplitud de la curva de luz ( $\Delta m$ ).

Pravec y Harris (1999), encuentran una expresión para el período de rotación crítico, para el caso de objetos con forma de esferoides prolatos, cuyas curvas de luz presenten amplitudes pequeñas. Esta expresión depende de  $\rho$ , y de  $\Delta m$ , y viene dada por:

$$P_{crit} = 3.3 \cdot \sqrt{\frac{1 + \Delta m}{\rho}} \quad (7.8)$$

dónde,  $P_{crit}$  es el período de rotación crítico, expresado en horas;  $\Delta m$ , la amplitud de la curva de luz; y  $\rho$  la densidad, expresada en  $g/cm^3$ .

De la ecuación anterior podemos despejar directamente la densidad crítica, como función del período ( $P$ ), y la amplitud de la curva de luz ( $\Delta m$ ), es decir, de los dos parámetros que podemos obtener al determinar la curva de luz de un objeto:

$$\rho_{crit} = \left(\frac{3.3}{P}\right)^2 \cdot (1 + \Delta m) \quad (7.9)$$

Esta ecuación sólo es válida para amplitudes pequeñas, típicamente para  $\Delta m < 0.15mag$ .

Hasta la fecha, al menos dos curvas de luz de TNOs se pueden explicar con bastante certeza en términos de deformación debida a rotación: (20000) Varuna (Jewitt y Sheppard 2002), y (136108) 2003EL<sub>61</sub> (Rabinowitz et al. 2006). Algunos asteroides grandes del cinturón principal tienen características rotacionales similares a estos dos TNOs (Farinella et al. 1981). Podemos estimar las densidades de estos objetos si suponemos que su variación en la curva de luz se debe únicamente a que están deformados por rotación. Suponemos, por tanto, que el objeto tiene forma de elipsoide triaxial, con semiejes,  $a$ ,  $b$ , y  $c$  ( $a \geq b \geq c$ ). En tal caso podemos usar las ecuaciones para la amplitud ( $\Delta m$ ) desarrolladas en esta misma sección. En particular, usamos la ecuación 7.2. Comoquiera que no sabemos la orientación exacta del eje de rotación de cada objeto (ángulo de aspecto,  $\theta$ ), sólo podremos calcular un límite inferior para  $\Delta m$ , suponiendo un ángulo de aspecto  $\theta = 90^\circ$  (eje de rotación del objeto perpendicular a nuestra línea de visión), con lo que obtenemos la expresión 7.4 para la razón de asimetría,  $a/b$ . De esta forma, sólo vamos a poder obtener un límite inferior para la deformación del objeto ( $a/b$ ) a partir de la amplitud, ( $\Delta m$ ), de su curva de luz. A partir de estos valores para la razón de asimetría ( $a/b$ ), y de los períodos de rotación ( $P$ ) medidos para los objetos, es posible obtener un límite inferior para la densidad. Esta densidad puede obtenerse a partir del trabajo publicado por Chandrasekhar (1967) para cuerpos “fluidos”. En este libro aparecen varias tablas en las que se pueden consultar las formas permitidas para diferentes elipsoides de Jacobi (con distintas razones de asimetría) para diferentes valores de densidad y período de rotación. En este trabajo también se calcula la deformación máxima para que un objeto sea estable, obteniéndose un valor de corte para la razón de asimetría  $a/b = 2.31$ . Así, objetos con  $a/b < 2.31$  serán estables, mientras que aquellos con  $a/b > 2.31$  serán inestables. Por lo tanto, conocida la razón de asimetría ( $a/b$ , deducida a partir de  $\Delta m$ ), y el período de rotación ( $P$ ) de nuestro objeto, podemos encontrar la densidad ( $\rho$ ) que debería tener un elipsoide de Jacobi con esa asimetría, rotando a esa velocidad. Cada par de valores ( $a/b$ ;  $P$ ) sólo permite una densidad, con lo que así estimamos el límite inferior de densidad. Dicha densidad está estimada asumiendo las siguientes suposiciones:

- Las curvas de luz observadas se deben exclusivamente a deformación por rotación del objeto (ver figura 7.2).
- El objeto se encuentra en equilibrio hidrostático.
- El objeto adopta al rotar la forma de un elipsoide de Jacobi triaxial.

Se espera que los TNOs más pequeños tengan orientaciones aleatorias de sus ejes de rotación debidas a colisiones, aunque queda pendiente ver si esto sigue siendo cierto para los

TNOs más grandes. Para una distribución aleatoria de TNOs, la probabilidad de encontrar un objeto con ángulos de aspecto en el rango  $(\theta, \theta + d\theta)$  es proporcional al  $\text{sen}(\theta)d\theta$ . Ya que el ángulo de visión promedio es de un radián ( $\theta \sim 60^\circ$ ) la razón promedio sobre el plano del cielo de los ejes de un cuerpo elongado es menor que la razón real por un factor  $\text{sen}(60^\circ) \sim 0.87$ . En experimentos colisionales realizados en laboratorio se ha constatado que los fragmentos producidos por colisiones tendrán en promedio una razón de ejes de  $2 : 2^{1/2} : 1$  (Fujiwara et al. 1978; Capaccioni et al. 1984). Cuando se vean ecuatorialmente ( $\theta = 90^\circ$ ) estos fragmentos presentarán una amplitud rotacional  $\Delta m = 0.38$  mag. Para el ángulo de visión medio ( $\theta = 60^\circ$ ) esta amplitud sería,  $\Delta m = 0.20$  mag.

Existen métodos que permiten calcular la orientación del eje de rotación de un objeto (Magnusson 1986). Estos métodos necesitan al menos tres curvas de luz, obtenidas en diferentes fechas, para proporcionar información del cambio del ángulo de aspecto ( $\theta$ ) del objeto en rotación según se desplaza en su órbita. Se ha publicado ya el primer cálculo de la orientación del eje de rotación del Centauro *Pholus* (Farnham 2001a). Los cálculos de Farnham dan razones de ejes,  $a/b = 1.8$ , y  $c/b = 1.0$ , y una longitud y latitud eclíptica para el polo de,  $\lambda = 149^\circ$ , y  $\beta = +26^\circ$  respectivamente. Según estos cálculos este Centauro tuvo su eje de rotación perpendicular a la línea de visión desde la tierra ( $\theta = 90^\circ$ ) durante el año 2008. Este método no se ha podido aplicar aún a ningún TNO, pues se mueven tan lentamente, que su ángulo de aspecto apenas varía en decenios.

Se cree que tanto los TNOs como los Centauros son los precursores de los cometas de corto período, es razonable suponer que la densidad de los KBOs es similar a la de estos cometas. Los cometas poseen densidades medias comprendidas entre  $0.5 - 1.0g/cm^3$ , si asumimos una densidad media para los TNOs/Centauros de  $1.0g/cm^3$ , el período de rotación crítico obtenido de la expresión (7.5) será de 3.3 horas.

### 7.2.3 Objetos binarios eclipsantes y de contacto

Si el objeto Transneptuniano o Centauro es un binario, las ocultaciones de un componente por el otro (eclipses) pueden producir también curvas de luz detectables. En el caso de que los objetos estén muy separados las curvas de luz debidas a estos eclipses mutuos serán más bruscas que las debidas a otros efectos, que son mucho más suaves y sinusoidales.

Si los dos cuerpos están muy cercanos tendremos un objeto binario de contacto, en el que los dos componentes casi se tocarán, o incluso habrán podido llegar a fusionarse. En el caso extremo de que la razón de ejes (asimetría) sea de 2:1, tendremos un objeto binario de contacto formado por dos esferas de tamaños iguales, que dará una curva de luz de amplitud  $\Delta m = 0.75$  mag si el eje de rotación es perpendicular a nuestra línea de visión ( $\theta = 90^\circ$ ). Para el ángulo de aspecto promedio,  $\theta = 60^\circ$ , tendríamos una curva de luz con  $\Delta m = 0.45$  mag. Si los dos cuerpos están muy cercanos, ambos componentes podrían estar elongados debido a las fuerzas gravitatorias de marea mutuas, produciendo una curva de luz de gran amplitud (Leone et al. 1984). Leone et al. (1984) encuentran una amplitud



máxima  $\Delta m \sim 1.2\text{mag}$  para objetos binarios muy cercanos (que no llegan a ser de contacto) deformados por fuerzas de marea mutuas.

Aunque no se conocen demasiados objetos transneptunianos binarios, pues son muy difíciles de resolver observacionalmente, la curva de luz del TNO 2001 $QG_{298}$  puede deberse, con bastante probabilidad, al efecto de un binario de contacto (Sheppard y Jewitt 2004). Las curvas de luz del trojano de Júpiter (624) Hektor (Hartmann y Cruikshan 1978; Weidenschilling 1980; Leone et al. 1984), y del asteroide el cinturón principal (216) Kleopatra (Leone et al. 1984; Ostro et al. 2000; Hestroffer et al. 2002) también pueden explicarse si suponemos que estos cuerpos son binarios de contacto.



Figura 7.3: De izquierda a derecha: visión artística del TNO binario de contacto 2001 $QG_{298}$ ; concepción artística del trojano de Júpiter binario (624) Hektor; observación del asteroide binario del cinturón principal (216) Kleopatra con el radiotelescopio de Arecibo, reconstrucción de las imágenes a partir de los ecos reflejados en la superficie del asteroide. Créditos: Sky&Telescope/S.A. Simpson; W.K. Hartmann; Observatorio de Arecibo/JPL/NASA.

Jewitt y Sheppard (2002) intentan explicar la curva de rotación observada para el objeto (20000) Varuna suponiendo que el objeto es un binario de contacto en el que los dos componentes conservan la forma esférica y tienen densidades similares. Bajo estas suposiciones obtienen una expresión para obtener la densidad de tal tipo de objeto a partir de las dos magnitudes rotacionales observadas, el período ( $P$ ) y la amplitud ( $\Delta m$ ):

$$\rho = \frac{3 \cdot \pi}{G \cdot P^2} \cdot \frac{[1 + (10^{0.4 \cdot \Delta m} - 1)^{1/2}]^3}{1 + (10^{0.4 \cdot \Delta m} - 1)^{3/2}} \quad (7.10)$$

dónde,  $G$  es la constante de gravitación universal. Esta ecuación es aplicable bajo las condiciones antedichas, siempre que tengamos amplitudes grandes, algo esperable, como hemos visto, para variabilidad debida a objetos binarios.

### 7.2.4 Efectos de fase

Cuando observamos un objeto, en particular un TNO o un Centauro, raramente lo observamos en oposición perfecta, es decir en posición antisolar exacta (alineados sol-tierra-objeto, por ese orden). Los resultados de las observaciones indican que para ángulos de fase  $\alpha < 0.1^\circ - 0.2^\circ$  tiene lugar un aumento muy grande y no lineal del efecto oposición (Belskaya et al. 2003; Belskaya et al. 2008). Para valores de  $\alpha > 0.2$ , los coeficientes de fase medidos,  $\beta$ , varían de forma aproximadamente lineal desde  $\beta_{min} \approx 0.01mag/^\circ$  hasta  $\beta_{max} \approx 0.20mag/^\circ$ . Con variaciones de ángulo de fase de  $\Delta\alpha/\Delta t \lesssim 0.03^\circ/día$ , considerando un objeto a 30 UA, y un lapso de tiempo de unos 7 días, esto podría implicar una variación máxima de la magnitud debida al efecto de la fase de  $\Delta m_{max} \approx 7días \cdot 0.03^\circ/día \cdot \beta_{max} = 0.04mag.$ , un efecto que en ocasiones podrá estar por encima de las barras de error<sup>4</sup>, por lo que hay que tener mucho cuidado a la hora de elegir las fechas (ángulos de fase de los objetos en estudio) de nuestras observaciones fotométricas. En resumen, para observaciones que se extiendan mucho a lo largo del tiempo, o cercanas a la oposición, los efectos de la fase se deben tener en cuenta pues pueden *contaminar* las medidas fotométricas de una eventual curva de luz debida a la rotación del objeto.

### 7.2.5 Otros posibles efectos

Aparte de los descritos en las secciones anteriores, hay otros efectos que también pueden causar variaciones de brillo en series temporales fotométricas. Entre ellos están: colisiones recientes de pequeños cuerpos contra la superficie del TNO o Centauro, estados rotacionales complejos, objetos binarios con frecuencias de rotación distintas para cada componente, o incluso estallidos de actividad de tipo cometario (Hainaut et al. 2000).

Se cree que las colisiones son, en la actualidad, extremadamente raras en el sistema solar exterior, por lo que la probabilidad de que seamos testigos de uno de estos eventos es realmente muy baja.

La escala de tiempo ( $T_{relajación}$ ) para que un objeto en rotación pase de un estado rotacional complejo a rotar respecto a su eje principal viene estimada por la ecuación (Burns y Safronov 1973; Harris 1994):

$$T_{relajación} \sim \frac{\mu \cdot Q}{\rho \cdot K \cdot r^2 \cdot \omega^3} \quad (7.11)$$

donde  $\mu$ , es la rigidez del material que compone el objeto;  $Q$  es la proporción de energía contenida en la oscilación respecto a la energía perdida por ciclo;  $\rho$  es la densidad global

---

<sup>4</sup>Para nuestras observaciones las barras de error típicas son del orden de  $0.01mag.$ , en algún caso muy concreto en el que la razón señal/ruido es muy baja, o la meteorología muy mala, tenemos errores  $\sim 0.06mag.$  (sección 7.5), por lo que, para un intervalo temporal de 7 días, nuestras medidas fotométricas si pueden verse afectadas por el efecto oposición.

del cuerpo;  $K$  da cuenta de la *irregularidad* del objeto;  $r$  es el radio medio del objeto; y  $\omega$  la frecuencia angular de rotación. La *irregularidad*,  $K$ , toma valores  $\sim 0.01$  para objetos esféricos, y de  $\sim 0.1$  para objetos que estén muy elongados. Todos los TNOs y Centauros observados hasta la fecha son relativamente grandes, si hacemos suposiciones razonables para los otros parámetros, se encuentra que esperamos que todos estén rotando respecto a su eje de rotación principal, ya que el tiempo de relajación es mucho menor que la edad del sistema solar. Por otro lado, debido a los períodos orbitales tan grandes que presentan la mayoría de los TNOs ( $> 200$  años) no se espera que la orientación del polo respecto a nuestra línea de visión (ángulo de aspecto,  $\theta$ ) cambie de forma significativa en el curso de unos pocos años, por lo que no se esperaría ningún cambio significativo en las curvas de luz de los TNOs debido a diferentes orientaciones del polo de un año a otro. Los Centauros, que están más cercanos de la tierra que los TNOs, pueden tener períodos orbitales más cortos, por lo que las orientaciones de sus polos respecto a nuestra línea de visión pueden cambiar significativamente en el término de unos pocos años. Como ya se ha visto en la sección 7.2.2, se han hecho varios intentos para determinar las posibles orientaciones de los polos para Centauros a partir de la variación de las amplitudes de sus curvas de luz (Farnham 2001a; Tegler et al. 2005).

Un estallido de actividad de tipo cometario para los TNOs no es esperable a distancias tan alejadas del sol, aunque haya habido varios intentos de detectar tal proceso, no se ha detectado ninguna actividad de forma clara, al menos para objetos más allá de la órbita de Neptuno. Se han reportado dos posibles TNOs con variabilidad, quizá debida a actividad, (19308) 1996TO<sub>66</sub> (Hainaut et al. 2000), y (24835) 1995SM<sub>55</sub> (Sheppard y Jewitt 2003). La variabilidad de 1996TO<sub>66</sub> parece deberse a algunas observaciones obtenidas a ángulos de fase muy diferentes (Belskaya et al. 2006). La variabilidad para 1995SM<sub>55</sub> ha sido solamente sugerida, pero no ha sido confirmada aún.

### 7.3 Observaciones

Como ya se explicó en la sección 5.3, desde el año 2001, y hasta la actualidad, se vienen haciendo observaciones, utilizando diferentes telescopios de la clase 2 m, con la intención de determinar los períodos de rotación (y amplitudes) de objetos transneptunianos y Centauros de la rama brillante. Es lo que se ha llamado en esta memoria el “Programa de Larga Duración del IAA-CSIC” (5.3). Los telescopios y detectores utilizados están descritos en detalle en el capítulo 5. Como resumen, se puede citar que para este tipo de observaciones se utilizan: el telescopio de 1.5 m del Observatorio de Sierra Nevada (IAA-CSIC), con los detectores Apogee y Roper (sección 5.3.1); el telescopio de 2.2 m del Observatorio de Calar Alto (IAA-CSIC/MPIA), con el instrumento CAFOS (sección 5.3.2); y el telescopio Isaac Newton del Observatorio del Roque de los Muchachos (ING), con el instrumento WFC (secciones 5.3.3). El “seeing” (medido como la altura a anchura mitad -FWHM- del ajuste gaussiano a las estrellas del campo) durante las observaciones en el OSN varió entre 1” y 2”, con una mediana de 1.4”, para el caso de CAHA, la mediana del seeing fue del orden

de 0.9", y en el INT del orden de 1".

Durante todos estos años, y usando los telescopios/detectores/instrumentos ya citados, se han obtenido resultados rotacionales de 39 objetos transneptunianos y Centauros. Los resultados de 24 de estos objetos ya han sido publicados (ver tabla 7.5 al final del capítulo). Los resultados de los restantes 15 objetos están próximos a publicarse (Thirouin et al 2009), junto con un re-análisis de 14 de los 24 objetos ya publicados (en total, se analizan de forma homogénea 29 objetos). Un resumen de las circunstancias observacionales de estos 29 objetos (15 nuevos+14 re-analizados) puede consultarse en la tabla 7.1. La mayor parte de las observaciones se han hecho sin utilizar filtro (posición "Clear") para así maximizar la relación señal/ruido, aunque en algún caso se utiliza el filtro R de Johnson (ver sección 5.4.2). En particular, de los 29 objetos de la tabla 7.1, se utilizó el filtro R para: 1999TZ<sub>1</sub>, 2003EL<sub>61</sub>, Makemake (2005FY<sub>9</sub>), Orcus (2004DW), Varuna (2000WR<sub>106</sub>), y para todos los objetos observados desde el INT. Puede verse en la tabla 7.1 que la mayor parte de los objetos han sido observados para ángulos de fase ( $\alpha$ ) mayores que 0.2°, lo que garantiza no tener aumentos desmedidos en la magnitud debidos al efecto oposición (ver sección 7.2.4), que podrían enmascarar la variación debida a la propia rotación.

Tabla 7.1: Circunstancias observacionales de los 29 objetos estudiados en Thirouin et al. 2009. *Clase*: Clasificación dinámica del objeto según se describe en la sección 6.5 (C.Caliente y C.Frío indican objetos transneptunianos Clásicos Calientes y Fríos, respectivamente). *Fecha*: Fecha de la observación. *N*: Número de imágenes útiles de cada objeto en una noche dada. *r (AU)*: Distancia Objeto-Sol en Unidades Astronómicas.  $\Delta$  (UA): Distancia Objeto-Tierra en Unidades Astronómicas.  $\alpha$  (grados): Ángulo de fase en grados. *Telescopio*: telescopios usados en las observaciones; OSN (1.5 m del Observatorio de Sierra Nevada); CAHA (2.2m del Centro Astronómico Hispano Alemán de Calar Alto); INT (2.5m Isaac Newton Telescope). Mas detalles de telescopios y detectores/instrumentos usados pueden consultarse en el capítulo 5. \*Aunque este objeto aparece clasificado como Centauro en la lista del MPC, un estudio reciente lo clasifica como troyano de Júpiter.

Objeto	Clase	Fecha	N	r (UA)	$\Delta$ (UA)	$\alpha$ (grados)	Telescopio
(15874) 1996TL66	SDO	15/12/2004	16	35.140	34.343	0.95	OSN
		16/12/2004	16	35.141	34.354	0.98	OSN
		17/12/2004	30	35.141	34.365	1.00	OSN
		18/12/2004	14	35.141	34.376	1.02	OSN
(52872) 1998SG35	Centauro	05/12/2007	26	5.804	5.626	9.73	OSN
		06/12/2007	33	5.804	5.610	9.71	OSN
		07/12/2007	19	5.804	5.594	9.69	OSN
		08/12/2007	14	5.803	5.578	9.67	OSN
		10/12/2007	40	5.803	5.546	9.61	OSN
		11/12/2007	33	5.803	5.530	9.58	OSN
		12/12/2007	35	5.803	5.517	9.54	OSN
		13/12/2007	33	5.803	5.500	9.51	OSN
		14/12/2007	38	5.803	5.483	9.47	OSN
		15/12/2007	38	5.803	5.468	9.42	OSN
		(12929) 1999TZ1	Centauro*	23/02/2007	10	5.317	4.736
25/02/2007	10			5.317	4.708	8.95	OSN
09/03/2007	20			5.314	4.554	7.45	OSN
10/03/2007	30			5.314	4.543	7.31	OSN
11/03/2007	29			5.314	4.532	7.16	OSN
12/03/2007	30			5.313	4.521	7.01	OSN
(20000) 2000WR106	C.Caliente	05/01/2005	22	43.248	42.266	0.06	OSN
		07/01/2005	13	43.249	42.267	0.09	OSN
		31/01/2005	27	43.252	42.378	0.61	OSN
		01/02/2005	5	43.252	42.387	0.63	OSN
		09/02/2005	10	43.253	42.462	0.79	OSN
		10/02/2005	11	43.253	42.473	0.81	OSN

Tabla 7.1: Circunstancias observacionales (continuación).

Objeto	Clase	Fecha	N	r (UA)	$\Delta$ (UA)	$\alpha$ (grados)	Telescopio
(126154) 2001YH140	Resonante	15/12/2004	7	36.437	35.572	0.75	OSN
		16/12/2004	10	36.437	35.564	0.72	OSN
		17/12/2004	12	36.437	35.556	0.70	OSN
		18/12/2004	6	36.437	35.548	0.67	OSN
		19/12/2004	10	36.438	35.541	0.65	OSN
(55565) 2002AW197	C.Caliente	01/02/2003	100	47.272	46.295	0.16	OSN
		02/02/2003	66	47.272	46.294	0.15	OSN
		19/01/2004	20	47.158	46.221	0.37	OSN
		21/01/2004	50	47.158	46.211	0.33	OSN
		22/01/2004	30	47.157	46.207	0.31	OSN
		23/01/2004	45	47.157	46.202	0.29	OSN
		24/01/2004	30	47.157	46.199	0.28	OSN
		25/01/2004	30	47.156	46.195	0.26	OSN
(42355) 2002CR46	SDO	28/01/2003	109	17.892	16.909	0.18	OSN
		02/02/2003	69	17.889	16.905	0.16	OSN
		04/03/2003	91	17.871	17.039	1.77	OSN
		06/03/2003	87	17.870	17.057	1.87	OSN
		09/03/2003	51	17.869	17.086	2.00	OSN
(55576) 2002GB10	Centauro	08/03/2003	67	15.188	14.328	1.93	OSN
		09/03/2003	64	15.188	14.320	1.87	OSN
(50000) 2002LM60	C.Caliente	21/05/2003	30	43.406	42.421	0.31	OSN
		22/05/2003	77	43.406	42.418	0.29	OSN
		23/05/2003	98	43.406	42.415	0.27	OSN
		17/06/2003	18	43.404	42.430	0.38	OSN
		18/06/2003	38	43.404	42.434	0.40	OSN
		19/06/2003	62	43.404	42.438	0.42	OSN
		20/06/2003	65	43.404	42.443	0.44	OSN
		21/06/2003	45	43.404	42.448	0.46	OSN
		22/06/2003	12	43.404	42.454	0.48	OSN
(55636) 2002TX300	C.Caliente	07/08/2003	127	40.824	40.305	1.23	OSN
		08/08/2003	177	40.825	40.292	1.22	OSN
		09/08/2003	173	40.825	40.279	1.21	OSN
(55638) 2002VE95	Resonante	19/01/2004	10	28.016	27.651	1.88	OSN
		14/12/2004	5	28.050	27.202	1.04	OSN
		15/12/2004	10	28.050	27.211	1.07	OSN
		16/12/2004	15	28.050	27.220	1.10	OSN
		17/12/2004	18	28.050	27.229	1.12	OSN
		18/12/2004	5	28.051	27.239	1.15	OSN
		19/12/2004	50	28.051	27.248	1.18	OSN
		2003AZ84	Resonante	22/01/2004	15	45.829	44.884
23/01/2004	15			45.828	44.888	0.37	OSN
24/01/2004	21			45.828	44.892	0.39	OSN
25/01/2004	10			45.828	44.897	0.40	OSN
14/12/2004	5			45.765	44.892	0.57	OSN
15/12/2004	19			45.765	44.884	0.55	OSN
16/12/2004	20			45.765	44.877	0.54	OSN
17/12/2004	25			45.765	44.870	0.52	OSN
18/12/2004	4			45.764	44.863	0.50	OSN
19/12/2004	20			45.764	44.856	0.48	OSN
(120061) 2003CO1	Centauro			19/01/2004	5	11.445	10.811
		21/01/2004	15	11.444	10.798	3.82	OSN
		22/01/2004	20	11.443	10.785	3.77	OSN
		23/01/2004	13	11.442	10.773	3.72	OSN
		24/01/2004	30	11.441	10.760	3.67	OSN
		25/01/2004	23	11.440	10.748	3.62	OSN
		19/04/2004	71	11.354	10.692	3.93	OSN
		23/04/2004	52	11.351	10.735	4.13	OSN
		25/04/2004	60	11.349	10.758	4.23	OSN
		26/04/2004	53	11.348	10.769	4.27	OSN

Tabla 7.1: Circunstancias observacionales (continuación).

Objeto	Clase	Fecha	N	r (UA)	$\Delta$ (UA)	$\alpha$ (grados)	Telescopio
		27/04/2004	10	11.347	10.780	4.31	OSN
(136108) 2003EL61	Resonante	12/01/2007	6	51.175	51.050	1.09	CAHA
		13/01/2007	7	51.175	51.032	1.09	CAHA
		14/01/2007	8	51.175	51.017	1.09	CAHA
		15/01/2007	11	51.175	51.002	1.09	CAHA
		16/01/2007	4	51.175	50.986	1.08	CAHA
		17/01/2007	4	51.175	50.971	1.08	CAHA
(120132) 2003FY128	C.Caliente	09/02/2005	19	38.063	37.366	1.06	OSN
		10/02/2005	28	38.063	37.354	1.04	OSN
		11/02/2005	44	38.063	37.342	1.03	OSN
		12/02/2005	44	38.066	37.331	1.01	OSN
		09/03/2005	13	38.071	37.124	0.45	OSN
(174567) 2003MW12	C.Caliente	28/05/2006	14	48.186	47.233	0.41	OSN
		05/06/2006	11	48.186	47.240	0.44	OSN
		06/06/2006	29	48.185	47.242	0.45	OSN
		07/06/2006	22	48.185	47.245	0.46	OSN
		23/06/2006	5	48.180	47.319	0.65	OSN
		24/06/2006	10	48.180	47.326	0.66	OSN
		12/04/2008	10	47.968	47.307	0.91	OSN
		13/04/2008	17	47.967	47.295	0.89	OSN
		14/04/2008	10	47.967	47.284	0.88	OSN
		26/04/2008	36	47.963	47.158	0.73	OSN
		27/04/2008	27	47.963	47.150	0.71	OSN
(120178) 2003OP32	C.Caliente	05/08/2005	15	41.059	40.111	0.51	OSN
		06/08/2005	10	41.059	40.109	0.50	OSN
		07/08/2005	15	41.060	40.107	0.49	OSN
		10/08/2005	15	41.060	40.103	0.47	OSN
		03/10/2005	10	41.074	40.440	1.09	OSN
		04/10/2005	21	41.075	40.452	1.10	OSN
		05/10/2005	24	41.075	40.465	1.11	OSN
		15/09/2007	10	41.265	40.410	0.74	OSN
		16/09/2007	12	41.265	40.418	0.76	OSN
		17/09/2007	10	41.266	40.427	0.78	OSN
(84922) 2003VS2	Resonante	22/12/2003	34	36.431	35.654	0.96	OSN
		26/12/2003	21	36.431	35.696	1.04	OSN
		28/12/2003	26	36.431	35.718	1.08	OSN
		04/01/2004	109	36.431	35.803	1.20	OSN
		19/01/2004	19	36.431	36.015	1.41	OSN
		20/01/2004	30	36.431	36.030	1.42	OSN
		21/01/2004	40	36.431	36.046	1.43	OSN
		22/01/2004	50	36.431	36.061	1.44	OSN
(136204) 2003WL7	Centaurio	05/12/2007	51	15.201	14.300	1.55	OSN
		06/12/2007	32	15.201	14.307	1.61	OSN
		07/12/2007	20	15.200	14.313	1.67	OSN
		08/12/2007	40	15.200	14.321	1.72	OSN
		10/12/2007	35	15.199	14.336	1.84	OSN
		11/12/2007	44	15.199	14.343	1.90	OSN
		13/12/2007	40	15.198	14.360	2.01	OSN
		14/12/2007	41	15.198	14.369	2.06	OSN
(90482) 2004DW	Resonante	08/03/2004	34	47.612	46.746	0.59	OSN
		09/03/2004	24	47.612	46.752	0.60	OSN
		10/03/2004	32	47.612	46.759	0.62	OSN
		11/03/2004	16	47.612	46.768	0.63	OSN
		23/03/2004	23	47.614	46.874	0.81	OSN
		22/04/2004	39	47.619	47.267	1.14	OSN
		23/04/2004	53	47.619	47.282	1.15	OSN
		25/04/2004	48	47.619	47.313	1.16	OSN
		26/04/2004	42	47.620	47.329	1.16	OSN
		27/04/2004	37	47.620	47.345	1.17	OSN

Tabla 7.1: Circunstancias observacionales (continuación).

Objeto	Clase	Fecha	N	r (UA)	$\Delta$ (UA)	$\alpha$ (grados)	Telescopio
(120347) 2004SB60	C.Caliente	05/08/2005	15	43.697	42.904	0.84	OSN
		06/08/2005	15	43.698	42.896	0.82	OSN
		07/08/2005	10	43.698	42.888	0.81	OSN
		10/08/2005	15	43.699	42.867	0.77	OSN
		03/08/2008	16	43.975	43.237	0.91	OSN
		04/08/2008	15	43.975	43.228	0.90	OSN
		06/08/2008	52	43.975	43.210	0.87	OSN
(144897) 2004UX10	Resonante	07/08/2008	26	43.976	43.201	0.86	OSN
		14/09/2007	10	38.824	38.016	0.89	OSN
		17/09/2007	12	38.825	37.988	0.83	OSN
2005CB79	C.Caliente	30/11/2007	52	38.834	38.103	0.99	OSN
		06/01/2008	22	40.171	39.337	0.75	CAHA
		07/01/2008	15	40.171	39.328	0.73	CAHA
		01/05/2008	14	40.131	40.073	1.44	OSN
(136472) 2005FY9	C.Caliente	04/05/2008	18	40.130	40.122	1.44	OSN
		26/12/2008	38	40.048	39.333	0.97	OSN
		01/03/2006	21	51.926	51.076	0.57	OSN
		02/03/2006	9	51.926	51.073	0.56	OSN
		07/04/2006	145	51.932	51.150	0.69	OSN
		08/04/2006	23	51.933	51.157	0.70	OSN
		10/04/2006	84	51.933	51.171	0.72	OSN
		12/04/2006	55	51.933	51.188	0.75	OSN
		27/05/2006	15	51.941	51.716	1.09	OSN
		28/05/2006	20	51.941	51.731	1.10	OSN
		29/05/2006	5	51.941	51.744	1.10	OSN
		05/06/2006	5	51.942	51.846	1.12	OSN
		06/06/2006	10	51.942	51.863	1.12	OSN
		07/06/2006	35	51.942	51.877	1.12	OSN
		10/06/2006	10	51.943	51.922	1.12	OSN
		15/12/2006	31	51.973	51.974	1.08	OSN
		16/12/2006	36	51.974	51.960	1.08	OSN
		17/12/2006	30	51.974	51.945	1.08	OSN
		18/12/2006	18	51.974	51.930	1.08	OSN
		19/12/2006	5	51.974	51.915	1.08	OSN
12/01/2007	9	51.978	51.570	0.99	CAHA		
13/01/2007	10	51.978	51.557	0.98	CAHA		
14/01/2007	7	51.978	51.544	0.98	CAHA		
15/01/2007	9	51.978	51.531	0.97	CAHA		
16/01/2007	4	51.978	51.518	0.96	CAHA		
17/01/2007	5	51.979	51.505	0.95	CAHA		
10/03/2007	10	51.987	51.122	0.54	OSN		
11/03/2007	20	51.987	51.121	0.54	OSN		
12/03/2007	32	51.987	51.121	0.54	OSN		
13/03/2007	25	51.987	51.120	0.54	OSN		
(145451) 2005RM43	SDO	13/10/2006	19	35.139	34.322	0.94	OSN
		14/10/2006	12	35.139	34.314	0.92	OSN
		15/12/2006	18	35.146	34.356	0.97	OSN
		17/12/2006	12	35.146	34.375	1.01	OSN
		18/12/2006	27	35.146	34.385	1.03	OSN
		11/01/2007	4	35.149	34.687	1.43	CAHA
		12/01/2007	5	35.149	34.702	1.44	CAHA
		13/01/2007	5	35.149	34.716	1.45	CAHA
		14/01/2007	8	35.149	34.731	1.46	CAHA
		15/01/2007	3	35.149	34.747	1.47	CAHA
(145452) 2005RN43	C.Caliente	22/10/2006	6	40.723	40.265	1.25	INT
		14/09/2007	7	40.714	39.807	0.62	OSN
		16/09/2007	10	40.714	39.821	0.66	OSN
		17/09/2007	10	40.714	39.828	0.68	OSN
		19/09/2007	6	40.714	39.843	0.71	OSN

Tabla 7.1: Circunstancias observacionales (continuación).

Objeto	Clase	Fecha	N	r (UA)	$\Delta$ (UA)	$\alpha$ (grados)	Telescopio
		03/08/2008	15	40.706	39.767	0.55	OSN
		04/08/2008	15	40.706	39.761	0.53	OSN
		05/08/2008	30	40.706	39.756	0.51	OSN
		07/08/2008	25	40.706	39.747	0.47	OSN
		08/08/2008	37	40.706	39.743	0.45	OSN
(145453) 2005RR43	C.Caliente	22/10/2006	10	37.527	38.410	0.69	INT
		23/10/2006	6	37.522	38.410	0.68	INT
		26/10/2006	7	37.507	38.411	0.62	INT
		15/12/2006	17	38.423	37.639	0.90	OSN
		16/12/2006	18	38.423	37.648	0.91	OSN
		17/12/2006	12	38.424	37.658	0.93	OSN
		18/12/2006	26	38.424	37.668	0.95	OSN
		11/01/2007	4	38.430	37.974	1.31	CAHA
		12/01/2007	5	38.430	37.989	1.32	CAHA
		13/01/2007	1	38.430	38.004	1.33	CAHA
		14/01/2007	6	38.430	38.019	1.34	CAHA
		15/01/2007	5	38.431	38.034	1.35	CAHA
		16/01/2007	5	38.431	38.050	1.36	CAHA
		14/09/2007	5	38.491	38.025	1.33	OSN
		15/09/2007	10	38.491	38.011	1.32	OSN
17/09/2007	15	38.492	37.984	1.30	OSN		
(145486) 2005UJ438	Centauro	11/01/2007	4	9.837	9.345	5.10	CAHA
		12/01/2007	4	9.834	9.358	5.14	CAHA
		13/01/2007	5	9.832	9.371	5.19	CAHA
		15/01/2007	3	9.828	9.398	5.28	CAHA
		16/01/2007	7	9.826	9.411	5.32	CAHA
		30/11/2007	39	9.190	8.205	0.27	OSN
		06/01/2008	23	9.123	8.372	4.16	CAHA
		07/01/2008	29	9.122	8.381	4.24	CAHA
		26/12/2008	15	8.594	7.634	0.29	OSN
2007UL126 (ó 2002KY14)	Centauro	01/08/2008	15	8.665	7.793	3.62	OSN
		02/08/2008	15	8.665	7.787	3.55	OSN
		03/08/2008	30	8.664	7.781	3.48	OSN
		04/08/2008	25	8.664	7.775	3.40	OSN
		05/08/2008	5	8.663	7.769	3.34	OSN

## 7.4 Reducción de datos

Cada una de las imágenes individuales debe ser reducida de forma estándar con el fin de corregir todos los efectos sistemáticos que aparecen al tomar cualquier imagen CCD (corrección por imágenes de campo plano *-flat field-*, *bias*, etc). Las correcciones se deben llevar a cabo utilizando los métodos descritos en el capítulo 3, y usando series de bias, e imágenes flat field tomadas, generalmente, cada noche. En algún caso particular fue necesario corregir de defectos cosiméticos como el “fringing” (ver sección 3.2.2.1), en concreto para muchas de las imágenes tomadas con el telescopio Isaac Newton del Roque de los Muchachos. No fue necesario, por lo general, aplicar ninguna corrección para eliminar píxeles o columnas malas (sección 3.2.2.2). No se han usado las imágenes en las que algún rayo cósmico haya caído justo sobre el objeto, o en las que había alguna estrella o galaxia muy cercana al objeto, que pudiera contaminar la medida de su flujo.



Las rutinas necesarias para operar con las matrices de imágenes y corregir las mismas fueron programadas en el lenguaje IDL (Interactive Data Language) de la empresa estadounidense RSI, y están integradas en el programa de fotometría relativa que se describe en la siguiente sección.

## 7.5 Fotometría relativa de los objetos

La fotometría relativa se llevó a cabo midiendo, en primer lugar, el flujo del objeto y de las estrellas seleccionadas como estrellas de referencia (hasta un número máximo de 24 estrellas) sobre cada una de las imágenes. Un ejemplo de estrellas seleccionadas (mostrando el propio objeto transneptuniano o Centauro marcado con un círculo violeta) para los tres telescopios utilizados -1.5 m del OSN, 2.2 m de CAHA, e Isaac Newton de 2.5 m-, puede verse en las figuras 7.4 y 7.5. Estas imágenes en formato “tiff”, son generadas por el programa de reducción fotométrica, y pueden ser de gran utilidad a la hora de desarrollar todo el método de la fotometría relativa. Las estrellas seleccionadas como de referencia no deben ser ni estrellas dobles, ni variables, ni estar saturadas. Se debe poner también especial cuidado en no introducir resultados espúreos o engañosos debido a estrellas débiles de fondo o galaxias que puedan caer dentro de la apertura usada para medir el flujo del objeto y/o los flujos de las estrellas de referencia. No usaremos imágenes o estrellas que estén afectadas por rayos cósmicos que pudieran caer dentro de la apertura.

El código para extraer la fotometría de apertura utiliza la rutina “Daophot” (Stetson 1987), implementada en el lenguaje IDL, para medir el flujo, tanto del objeto como de las estrellas de referencia. Este código fotométrico, programado en IDL, es semiautomático ya que, una vez seleccionado el objeto y las estrellas de referencia manualmente, hace la fotometría de todas las imágenes del mismo campo, calculando los desplazamientos del TNO o Centauro de imagen a imagen. Esto permite seguir y localizar el objeto, que se mueve lentamente entre las imágenes tomadas en diferentes instantes de tiempo, y obtener el flujo del mismo y de todas las estrellas de referencia (que no se habrán desplazado). Este programa se utiliza para obtener la fotometría de las imágenes de los diferentes telescopios, aunque se hace necesario modificar algunos de los parámetros dependiendo del telescopio/detector del que provengan las imágenes. Estos parámetros están relacionados con el diámetro de apertura, que varía entre los 6 y los 24 píxeles. La elección del diámetro de apertura adecuado es muy importante. Queremos elegir una apertura tan pequeña como sea posible, para conseguir así la mayor relación señal/ruido, pero lo suficientemente grande para que incluya la mayor parte del flujo del objeto. Generalmente, usamos un radio de apertura del orden de la anchura a media altura (FWHM) obtenida del perfil estelar de cada imagen. Hacemos entonces la fotometría usando unos cuantos valores para el radio, en torno al valor de la FWHM. El programa, desarrollado en el IAA (CSIC), usa también un radio de apertura variable, que es diferente para cada una de las imágenes, y que se obtiene del ajuste por una función Moffat del perfil de unas cuantas estrellas del campo. Esto hace que el programa adapte la apertura a los posibles

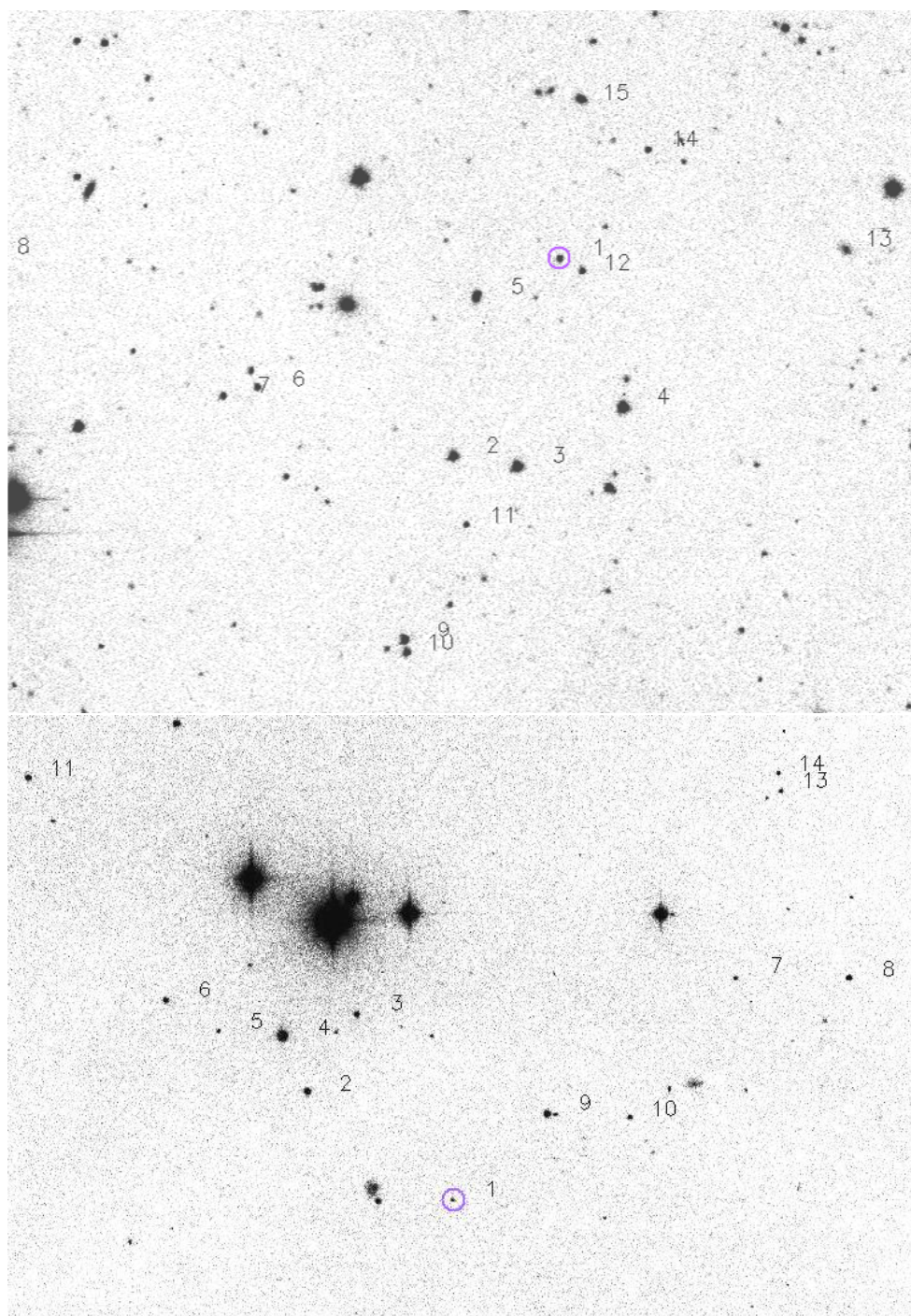


Figura 7.4: La figura superior es un recorte de una imagen que fue tomada el 22 de enero de 2004 con el telescopio de 1.5 m del OSN utilizando el detector Apogee. La imagen original, que muestra el Centauro 2003CO<sub>1</sub>, se tomó con una exposición de 200 s, sin filtro (posición “Clear”). La figura inferior es un recorte de una imagen que fue tomada el 6 de enero de 2008, usando el 2.2 m de CAHA con el instrumento CAFOS. Es una imagen de 400 s, sin filtro, del TNO 2002UX<sub>25</sub>. En ambas imágenes el objeto está marcado con un círculo violeta y un “1”, mientras que las estrellas de referencia están indicadas por el resto de los números, desde el 2 en adelante.

cambios de seeing que pudieran suceder dentro de la noche. Elegimos, finalmente, aquellas aperturas que den la menor dispersión para la fotometría del objeto, y para la fotometría de estrellas de referencia con brillo similar al del objeto. De todas las estrellas de referencia seleccionadas, sólo sobrevivirán aquellas que den la menor dispersión fotométrica. En algún caso se han descartado estrellas porque mostraban algo de variabilidad. Los datos finales que obtenemos tras aplicar este programa a las imágenes de una campaña para un objeto dado, serán el número de cuentas del objeto (proporcional al flujo del objeto), más el de las estrellas de referencia supervivientes, para todas las imágenes, es decir: los “flujos” del objeto más los de las estrellas de referencia frente al tiempo (fecha juliana).

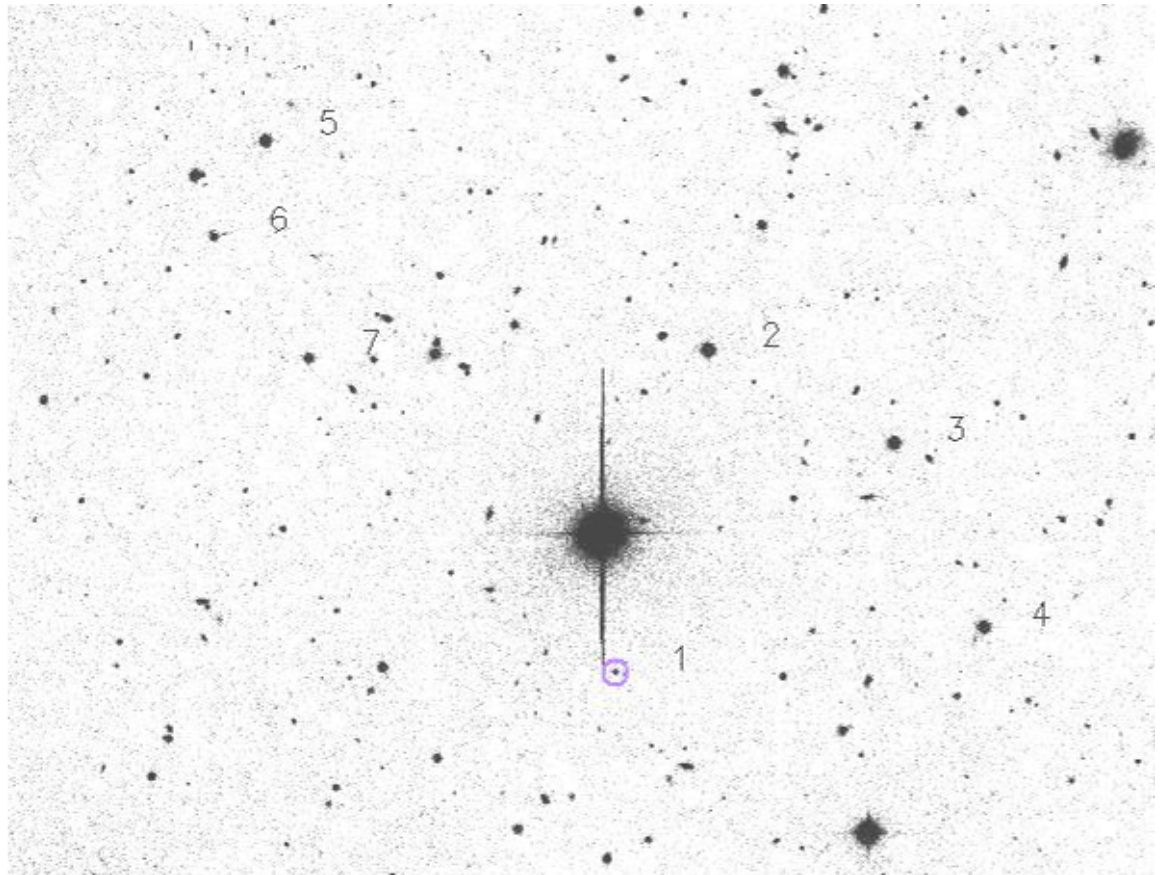


Figura 7.5: Recorte de imagen tomada el 24 de octubre de 2008 usando el INT (2.5 m) del ORM con el detector WFC. Es una imagen de 180 s, en el filtro R de Johnson, del SDO 2005RM43<sub>25</sub>. El objeto aparece marcado con un círculo violeta y un “1”. Las estrellas de referencia están indicadas por el resto de los números, desde el 2 en adelante.

Una vez obtenidos estos flujos fotométricos frente al tiempo, tanto del objeto como de las estrellas de referencia, se aplican los métodos y técnicas específicos para obtener la fotometría relativa de apertura de objetos transneptunianos y Centauros, tal y como están descritos en la sección 4.2.1. Tras aplicar estos métodos se obtienen finalmente los datos de

la variación relativa en magnitud del objeto estudiado en función del tiempo (fecha juliana). Los errores en las magnitudes típicos para las imágenes individuales son  $\sim 0.01$  mag para los objetos más brillantes, y  $\sim 0.06$  mag para los más débiles, o bajo las peores condiciones de observación (mal seeing, cirros, extinción alta, etc). La fotometría final del objeto se calcula tomando la media de todas las curvas de luz (tiempo vs. magnitud relativa) obtenidas con respecto a cada una de las estrellas de referencia. Haciendo esto se consiguen eliminar los resultados falsos o contaminados, y la dispersión en la fotometría disminuye. Durante cada campaña de observación se intenta mantener el mismo campo estelar para cada objeto en estudio, y por lo tanto las mismas estrellas de referencia (ver sección 5.4.2). En algún caso, debido al movimiento del objeto, el campo de las imágenes puede cambiar, parcial o totalmente. Si el campo cambia parcialmente se intentan mantener el mayor número de estrellas de referencia comunes para toda la campaña. Este número de estrellas comunes puede variar entre las 6 y las 24 estrellas. Si el campo cambiara completamente (p.ej. para el caso de un objeto con movimiento rápido, como un Centauro) se usan diferentes estrellas de referencia para dos o tres subgrupos de noches dentro de la campaña completa. Como ya se ha visto al principio de esta sección, el programa de reducción fotométrica también genera una imagen “tiff” en la que se marca el objeto, y las estrellas de referencia seleccionadas (figuras 7.4 y 7.5). Esta imagen puede ser de utilidad si queremos repetir las medidas utilizando las mismas estrellas de referencia, o para evaluar posibles errores en la fotometría debidos a otros factores.

En el caso de que tengamos que combinar diferentes campañas de observación (o imágenes de la misma con diferentes campos, es decir, distintas estrellas de referencia) se normalizan los datos fotométricos a sus medias, ya que no tenemos fotometría absoluta que nos permita relacionar unas campañas con otras. En algún caso se ha comprobado que al combinar varias campañas usando fotometría absoluta, los errores obtenidos son, por lo general, mucho mayores que los obtenidos normalizando los datos fotométricos a la media o a la mediana. Además, los pequeños saltos en la fotometría aumentan debido a los inevitables errores de calibración que introduce la fotometría absoluta, lo que puede producir frecuencias falsas en el análisis de los periodogramas. Esto es especialmente cierto para objetos con variabilidad de brillo pequeña, lo que es muy común dentro de los KBOs.

La información finalmente obtenida es el tiempo frente a la magnitud relativa, que son los datos de entrada necesarios para aplicar los métodos de cálculo de períodos de rotación, y también para calcular las amplitudes (o variaciones máximas de magnitud,  $\Delta m$ , para cada curva de luz).

## 7.6 Cálculo de los períodos de rotación y amplitudes

Las series temporales fotométricas de los objetos, obtenidas según se ha explicado en la sección 7.5, se analizan a la búsqueda de periodicidades, utilizando primeramente el método de Lomb (Lomb 1976), con la implementación numérica descrita en Press et al. (1992).



Este método se describe con más profundidad en la sección 4.2.2.1. Los resultados se verifican también utilizando otras técnicas de análisis de series temporales, como el método de “Minimización de Dispersión de Fase” (más conocido como PDM -Phase Dispersion Minimization-, véase sección 4.2.2.2), el método de Harris et al. (1989), descrito en 4.2.2.3, u otros métodos basados en series de Fourier, como el método CLEAN (sección 4.2.2.4), tal y como está descrito en Foster (1995). Como se ha mencionado ya, también se inspecciona la posible variabilidad de corto período de las estrellas de referencia seleccionadas. Así podemos tener la confianza de que ningún error se deberá a la elección de dichas estrellas.

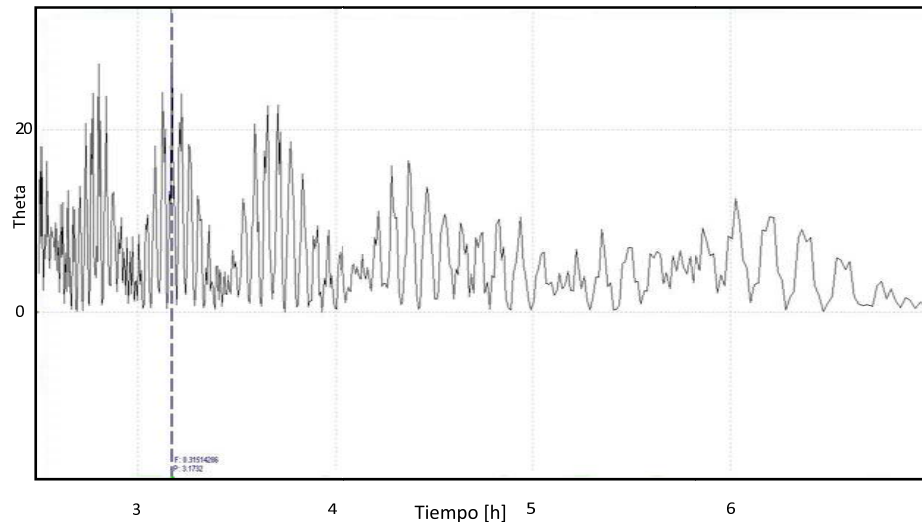


Figura 7.6: Ejemplo de Períodograma obtenido por el método CLEAN (Belton y Gandhi 1988) para el objeto (20000) Varuna. El período preferido está marcado con una línea discontinua, y corresponde a 3.1732 ciclos/día (7.56 h).

Las amplitudes de las curvas de luz se calculan ajustando los datos de la curva de luz mediante series de Fourier. Así determinamos la amplitud total ( $\Delta m$ ), es decir, la variación máxima de magnitud, que será la comprendida entre los picos (máximos absolutos de la curva de luz), y los valles (mínimos absolutos de la curva de luz) -véase figura 7.2-.

## 7.7 Resultados

Un resumen de los períodos de rotación obtenidos, aplicando los métodos citados en la sección 7.6 para los 29 objetos (Thirouin et al 2009) de los que tenemos resultados más recientes puede verse en la tabla 7.2.

Los métodos aplicados producen una serie de períodogramas, en los que se muestran los períodos más probables que ajustan a cada conjunto de datos. Generalmente, los máximos de los períodogramas nos indicarán cuál es el período o períodos más probables (ver figura 7.7). En muchos casos, las soluciones pueden apuntar a curvas de luz con pico doble

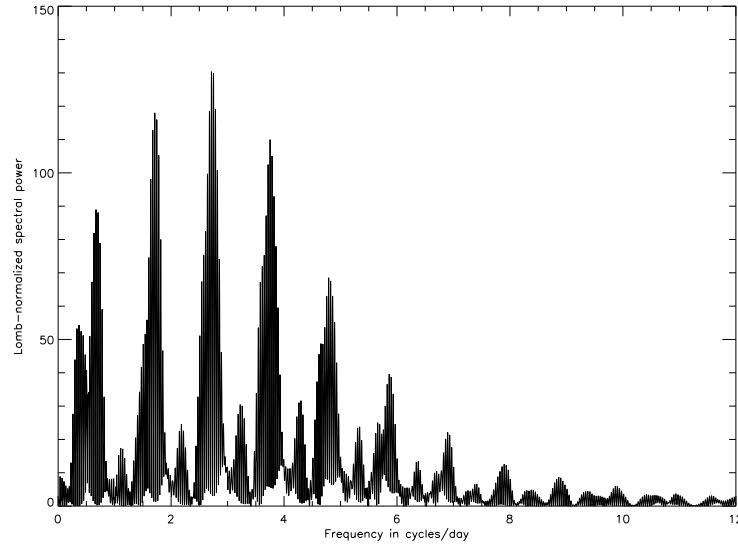


Figura 7.7: Períodograma de Lomb (Lomb 1976) obtenido para los datos fotométricos de (50000) Quaoar. Se obtiene un máximo claro, con una potencia espectral alta para el valor de 2.715 ciclos/día, equivalente a un período de  $24/2.715 \sim 8.84$ h. Este valor da una periodicidad de pico simple, aunque la curva de rotación parece favorecer el doble de este período, es decir 17.68 h (ver figura 7.8).

(variabilidad debida probablemente a un objeto no esférico en rotación, ver sección 7.2.2) o a curvas de luz con pico simple (variabilidad debida probablemente a variaciones de albedo, sección 7.2.1). Una vez obtenido el período o períodos más probables se puede trazar la curva de luz resultante teniendo en cuenta estos valores. Para ello, lo primero que hay que hacer es calcular la *fase rotacional* asociada a cada tiempo ( $DJ$ , día juliano). El cálculo de la *fase rotacional* se efectúa dividiendo el tiempo transcurrido en días (para cada imagen) desde el día en el que se tomó la primera observación válida para ese objeto entre el período de rotación más probable (expresado en días):

$$FR = \frac{DJ - \varphi_0}{P} \quad (7.12)$$

dónde,  $FR$ , es la fase rotacional (sin unidades);  $DJ$ , el día juliano del dato del cuál quiero calcular la fase rotacional;  $\varphi_0$ , es el día juliano del dato fotométrico más antiguo; y  $P$ , es el período de rotación (en días) obtenido de los períodogramas. Con esta información ya podemos representar la fase rotacional frente a la magnitud relativa, que es lo que se llama “curva de fase rotacional”, que no es más que la curva de luz “faseada” a un período concreto (ver figura 7.8), a partir de aquí llamaremos, “curva de luz”, a la curva ya “faseada” a un período. En las curvas de fase rotacional, la fase rotacional suele representarse entre 0 y 1, en 0 suponemos que comienza una rotación, y en 1 acaba, y volvería de nuevo a 0. En

nuestras curvas de luz rotacionales se muestra la fase rotacional entre 0 y 2, porque así se comprueba que no hay saltos en la curva de luz, o sea, que es continua. Se superpone sobre las figuras de fase rotacional un ajuste por serie de Fourier a los datos, lo que hace más fácil identificar la variabilidad, y descubrir si la curva es de pico simple (máximos/mínimos igual de altos/bajos), o pico doble (un máximo/mínimo más alto/bajo que el consecutivo).

Tabla 7.2: Resumen de los períodos de rotación y amplitudes de los 29 KBOs discutidos en el texto. *Objeto*, es el nombre y/o designación del objeto observado. *Período preferido* y  $\Delta m$  son los períodos que más nos convencen para cada objeto, y la correspondiente amplitud, derivada de su curva de luz.  $H_V$  es la magnitud visual obtenida del MPC.  $\varphi_0$  es el día juliano para el que la fase rotacional es cero en nuestras curvas de luz.  $\rho$ , son los límites inferiores para las densidades de los objetos, estimados usando las tablas de Chandrasekhar (1969), según se explica al final la sección 7.2.2. Finalmente, en la columna *¿Binario, múltiple?* se indica si se sabe que el objeto es múltiple o binario.

Objeto	Período preferido [h]	$\Delta m$ [mag.]	$\varphi_0$ [DJ]	$H_V$ [mag.]	$\rho$ [g/cm <sup>3</sup> ]	¿Binario, múltiple?
(55567)Amycus	9.76	0.16±0.01	2452707.45519	7.8	0.42	
(136108)2003EL61	3.92	0.28±0.02	2454112.62040	0.2	2.64	Sí
(136472)Makemake	7.65	0.014±0.002	2453796.63861	-0.3	0.67	
(52872)Okyrhoe	4.86/6.08	0.07±0.01	2454440.62025	11.3	1.66/1.06	
(90482)Orcus	10.47	0.04±0.01	2453073.36884	2.3	0.36	Sí
(50000)Quaoar	8.84	0.15±0.04	2452781.58859	2.6	0.51	
(42355)Typhon	9.67	0.07±0.01	2452668.46043	7.2	0.42	Sí
(20000)Varuna	6.3418	0.43±0.01	2453376.47462	3.6	1.01	
(15874)1996TL66	12	0.07±0.02	2453355.37197	5.4	0.27	
(12929)1999TZ1	10.422	0.07±0.01	2454155.67015	9.3	0.36	
(126154)2001YH140	13.20	0.13±0.05	2453355.62794	5.4	0.23	
(55565)2002AW197	8.78	0.04±0.01	2452672.42954	3.3	0.51	
(55636)2002TX300	8.16	0.04±0.01	2452859.51500	3.3	0.59	
(555638)2002VE95	9.97	0.05±0.01	2453024.42248	5.3	0.40	
2003AZ84	6.79	0.07±0.01	2453026.54640	3.6	0.85	Sí
(120061)2003CO1	4.51	0.07±0.01	2453024.70117	8.9	1.93	
(120132)2003FY128	8.54	0.15±0.01	2453411.64303	5.0	0.54	
(174567)2003MW12	5.90/7.87	0.06±0.01	2453884.58013	3.6	1.13/0.63	
(120178)2003OP32	4.05	0.13±0.01	2453588.39312	4.1	2.42	
(84922)2003VS2	7.42	0.21±0.01	2452996.37506	4.2	0.72	
(136204)2003WL7	8.24	0.05±0.01	2454440.28625	8.7	0.58	
(120347)2004SB60	6.09/8.10	0.03±0.01	2453588.43205	4.4	1.06/0.60	Sí
(144897)2004UX10	5.68	0.08±0.01	2454358.47542	4.7	1.22	
2005CB79	6.76	0.13±0.02	2454472.56600	5.0	0.87	
(145451)2005RM43	6.71	0.04±0.01	2454022.46809	4.4	0.87	
(145452)2005RN43	5.62/7.32	0.04±0.01	2454358.44257	3.9	1.24/0.73	
(145453)2005RR43	7.87	0.06±0.01	2454031.46931	4.0	0.63	
(145486)2005UJ438	8.32	0.13±0.01	2454112.31250	10.5	0.57	
2007UL126(2002KY14)	7.12/8.40	0.13±0.01	2454680.38646	9.4	0.78 /0.56	

Queda claro, si miramos la tabla 7.2, que la mayoría de los 29 objetos estudiados presentan una variabilidad de amplitud muy pequeña. De hecho, la amplitud promedio para todos los objetos es igual a 0.1 mag. Hay sólo de 3 a 5 casos, si tenemos en cuenta las barras de error, en los que la amplitud está por encima de 0.15 mag. Esto significa que hay entre un 10-17% de objetos que presentan variabilidad grande ( $\Delta m > 0.15$  mag.). Este porcentaje es mucho más pequeño que el obtenido en estimaciones previas por otros autores (Jewitt y Sheppard 2002; Ortiz et al. 2003a; Ortiz et al. 2003b; Lacerda y Luu 2006), posiblemente porque los objetos reportados en estos trabajos son preferencialmente aquellos de los que se puede derivar una periodicidad clara, lo que supone

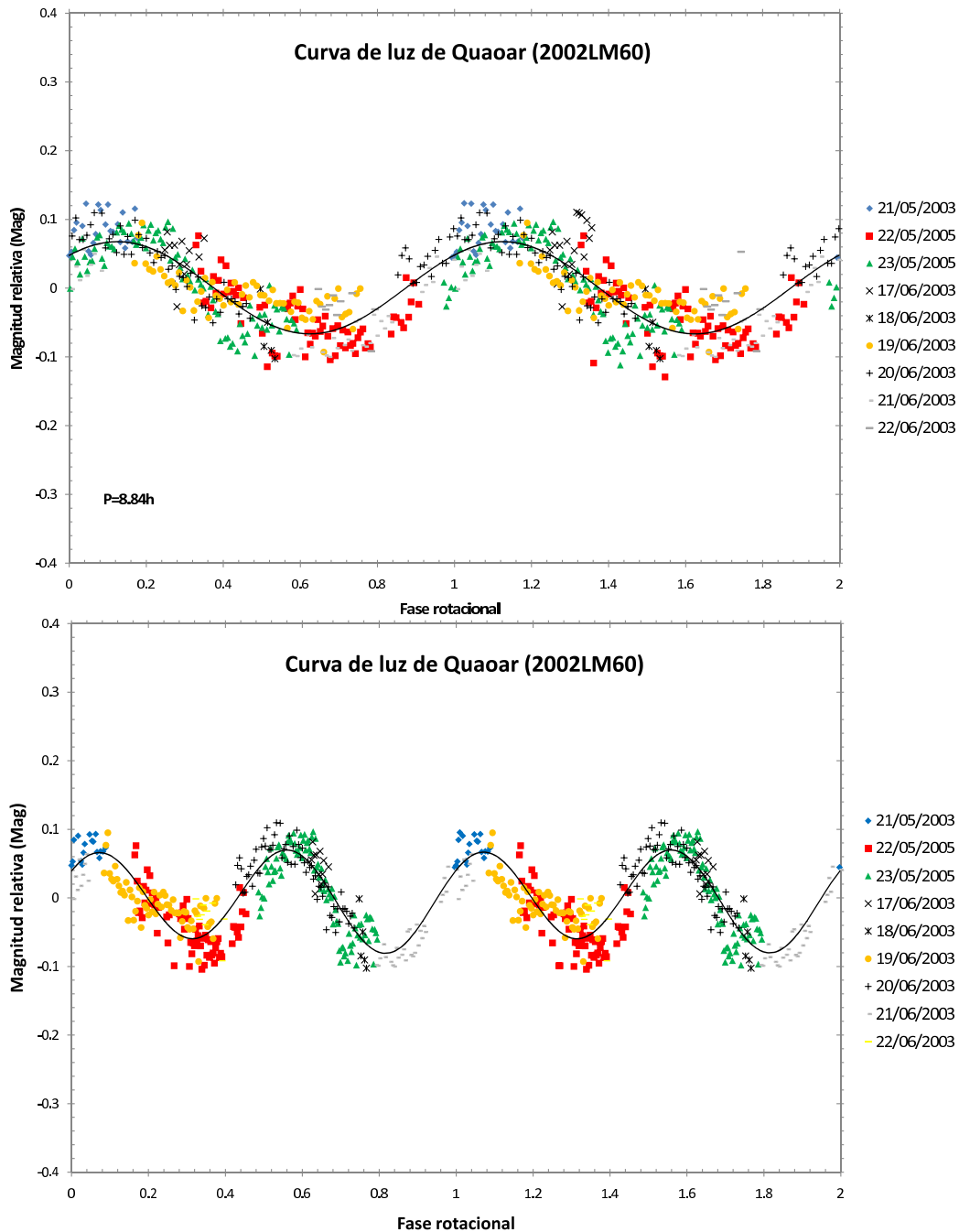


Figura 7.8: Curvas de luz para (50000) Quaoar. Cada símbolo indica una fecha distinta. Se ha representado la fase entre 0 y 2 para que la periodicidad se vea más clara (en realidad a partir de la fase rotacional 1 se repite la misma curva ya representada entre 0 y 1). La línea continua es el resultado de un ajuste por series de Fourier a los datos representados. En la figura de arriba se ha representado la curva para pico simple, faseada para el período de 8.84 h obtenido del períodograma de Lomb (figura 7.7). En la figura de abajo se ha faseado a un período de 17.68 h, que parece más apropiada a la vista del ajuste por series de Fourier (se ven claros máximos y mínimos de diferente valor), el método de Harris también apoya este período pico doble. La amplitud ( $\Delta m$ ) obtenida de los ajustes de Fourier es de  $0.15 \pm 0.04$  mag.



un sesgo hacia los objetos con variabilidad de mayor amplitud, como ya fue apuntado por Ortiz et al. (2003b). También este porcentaje es mucho menor que el obtenido en la sección 6.4.3, ó en el trabajo de Santos-Sanz et al. (2009), en el que se estudian objetos mucho más débiles, y por lo tanto más pequeños, que deberían estar más deformados por colisiones que los más grandes.

Las curvas de luz de menor amplitud son causadas, generalmente, por variaciones o heterogeneidades de albedo a lo largo de la superficie del objeto (sección 7.2.1), aunque también pueden causar curvas de luz casi planas objetos elongados vistos bajo ciertas condiciones geométricas. La variabilidad más pequeña se espera para objetos con forma de elipsoide de McLaurin (sección 7.2.2) con heterogeneidades superficiales modestas o pequeñas. Por lo tanto, el gran número de curvas de luz casi planas podría ser una indicación de la presencia de muchas formas McLaurin en la región transneptuniana.

Las curvas de luz de gran amplitud de los objetos grandes, que podemos atribuir claramente a una forma no esférica, pueden darnos indicaciones sobre la magnitud típica de los cambios de albedo hemisférico, simplemente comparando entre los dos máximos o los dos mínimos (a diferente altura) en la curva de luz de pico doble. Tales diferencias son del orden de 0.04 mag. para el caso de 2003VS<sub>2</sub> la mayor diferencia es de 0.1 mag. Eso significa que el albedo promediado hemisféricamente tiene variaciones típicas entre el 4 y el 10%. Por lo tanto, es esperable que la variabilidad debida a marcas superficiales sea del orden de 0.1 mag. En el caso de los asteroides, las variaciones de albedo producen curvas de luz con amplitudes entre las 0.1 y 0.2 mag (Magnusson y Lagerkvist 1991). Vamos a adoptar, en principio, un valor intermedio para los TNOs de 0.15 mag como el mejor umbral de variabilidad por encima del cual podemos tener bastante confianza en que las variaciones de brillo se deben a efectos de la forma del objeto. Este valor de 0.15 mag ha sido usado por algunos investigadores como el umbral de transición entre variabilidad baja y variabilidad media-grande (Sheppard et al. 2008). Variabilidad por debajo de 0.15 mag será atribuible a marcas de albedo, o bien a una forma tipo McLaurin, por lo que la mayor parte de las curvas de luz de nuestra muestra son atribuibles a estos efectos.

En la muestra de 29 objetos hay dos rotadores rápidos: 2003EL<sub>61</sub>, con un período de 3.96 h, y 2003OP<sub>32</sub>, con 4.05 h. Por lo tanto, teniendo en cuenta nuestra muestra, parece haber una barrera de rotación entre las 3.90 y las 4.0 h (ver figura 7.9). Cualquier objeto con un período por debajo de este límite estaría fuera del equilibrio entre la aceleración centrífuga y la aceleración gravitacional (ver ecuación 7.5). Si consideramos 3.90 h como el período crítico de rotación podemos obtener la densidad crítica ( $\rho_{crit}$ ) aplicando la ecuación 7.6. Obtenemos el valor de  $0.72 \text{ g/cm}^3$ , que será un límite inferior para la densidad de nuestra muestra de objetos. Sabemos que objetos menos densos se romperían, por tanto este valor de densidad es una cota mínima.

Ya hemos visto que la expresión 7.6 es una aproximación muy burda y bastante irreal, pues no consideramos ningún efecto debido a las fuerzas de cohesión internas (sección 7.2.2). Una aproximación más real pasa por aplicar la expresión alternativa obtenida por Davidsson (1999, 2001), que ya vimos en la ecuación 7.7. Despejando de esta ecuación

podemos obtener también una densidad crítica para el periodo de rotación de 3.90 h. Si suponemos en dicha ecuación una fuerza de cohesión ( $S$ ) de 0.01 MPa y un radio ( $R$ ) para el objeto de 100 km, obtenemos un límite algo más pequeño para nuestra cota inferior de densidad,  $0.70 \text{ g/cm}^3$ , pero prácticamente igual al obtenido sin considerar ninguna fuerza de cohesión interna.

## 7.8 Gráficas derivadas de los períodos de rotación y amplitudes de las curvas de luz

Vamos a estudiar, con más detalle, algunas gráficas concretas trazadas a partir de los datos rotacionales obtenidos para nuestro conjunto de datos. Dichas gráficas apoyan lo dicho en párrafos anteriores, o aportan nuevas ideas para la discusión y/o conclusiones.

### 7.8.1 Períodos de rotación frente a magnitudes absolutas para nuestra muestra

Si graficamos los períodos de rotación frente a las magnitudes absolutas ( $P$  vs.  $H_V$ ) para los 29 KBOs estudiados (figura 7.9), estaremos en realidad estudiando si hay o no dependencia de la velocidad de rotación con el diámetro o tamaño de estos objetos (directamente relacionado con  $H_V$ ). Podemos ver claramente en la figura 7.9 que los objetos más pequeños (es decir, los de mayor valor de  $H_V$ ) son los que rotan más rápido. Este resultado es consistente con el escenario estándar de evolución colisional, en el que los objetos más pequeños son fragmentos surgidos de colisiones y, por lo tanto, están más evolucionados que los objetos de mayor tamaño (Davis y Farinella 1997). Comoquiera que las colisiones tienden a aumentar las velocidades de rotación de los objetos, el hecho de que los objetos más pequeños de nuestra muestra tiendan a tener las mayores velocidades de rotación, parece apoyar esta idea. Sin embargo, hay que tener presente que los objetos más pequeños de nuestra muestra son todos Centauros (cuadrados verdes a la derecha de la figura), que pueden haber sufrido procesos específicos y diferentes a los de los TNOs, que hayan acelerado sus velocidades de rotación. Por lo tanto, este resultado queda pendiente de confirmación utilizando estimaciones de períodos de rotación de más KBOs.

En la figura también se ha trazado (línea discontinua horizontal) el límite de velocidad de rotación determinado por los períodos de 2003EL<sub>61</sub> (3.96 h), y 2003OP<sub>32</sub> (4.05 h), y que hemos trazado entre 3.90 y 4.00 h. 2003EL<sub>61</sub> aparece a la izquierda sobre esta línea (cuadrado rojo), y 2003OP<sub>32</sub> más hacia el centro (cuadrado violeta).

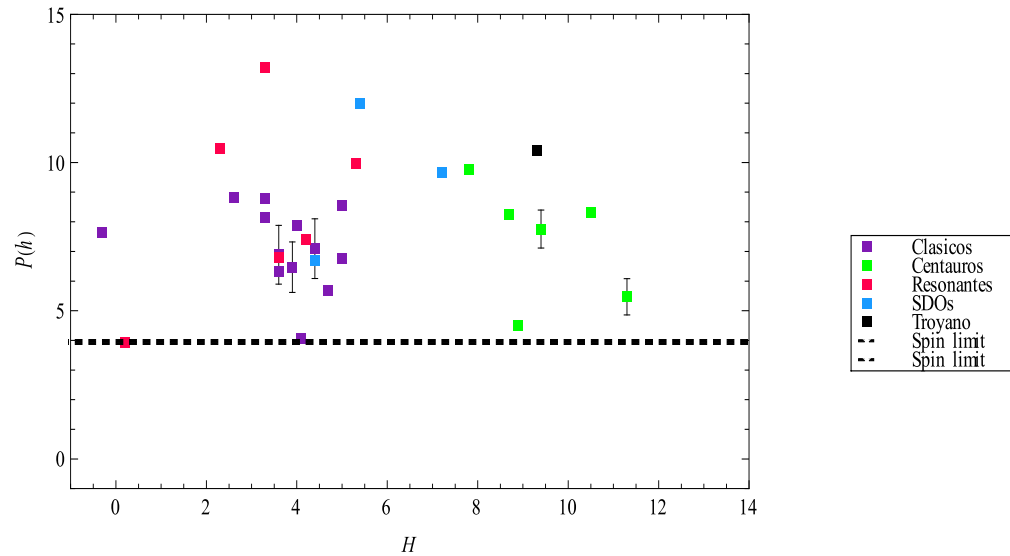


Figura 7.9: Períodos de rotación (en horas) frente a magnitudes absolutas. Las magnitudes absolutas son las obtenidas de la lista del MPC. Los diferentes colores de los símbolos corresponden a distintos tipos de objetos, clasificados según se explica en la sección 6.5. La línea horizontal discontinua representa el límite de “spin” obtenido para nuestra muestra de objetos, entre las 3.90 y las 4.00 h.

### 7.8.2 Amplitudes frente a magnitudes absolutas para nuestra muestra

Podemos también trazar las amplitudes de las curvas de luz obtenidas frente a la magnitud absoluta (figura 7.10). Dicha gráfica nos da idea del grado de variabilidad de los objetos en función de sus tamaños ( $H_V$ ). Se pueden apreciar, claramente, los Centauros, en la zona de los mayores valores de  $H_V$  (triángulos verdes). Sus amplitudes, además, parecen estar sistemáticamente por encima de las de los TNOs, si no tenemos en cuenta los tres objetos con amplitudes muy grandes ( $\Delta m > 0.20\text{mag}$ ): Varuna (cuadrado violeta en la parte superior), 2003EL<sub>61</sub> (pentágono rojo a la izda., con amplitud 0.28 mag), y 2003VS<sub>2</sub> (pentágono rojo con amplitud 0.21 mag). Parece, además, que para el grupo de los Centauros hay una ausencia de amplitudes extremadamente bajas, como también puede verse en la figura.

Se han trazado en la figura dos ajustes lineales. La línea discontinua decreciente negra es el resultado del ajuste a todos los objetos de la muestra. La línea roja creciente es el resultado de un ajuste lineal a todos los objetos de la muestra, exceptuando los tres objetos que presentan amplitudes grandes ( $\Delta m > 0.20\text{mag}$ ). Este último ajuste muestra claramente que los objetos más pequeños (con mayores magnitudes absolutas) son los que tienden a tener una mayor amplitud de variabilidad rotacional, quizá porque los objetos más pequeños presenten superficies más elongadas explicables por una historia colisional. Este resultado es consistente con el obtenido en el capítulo 6 de esta misma tesis doctoral,

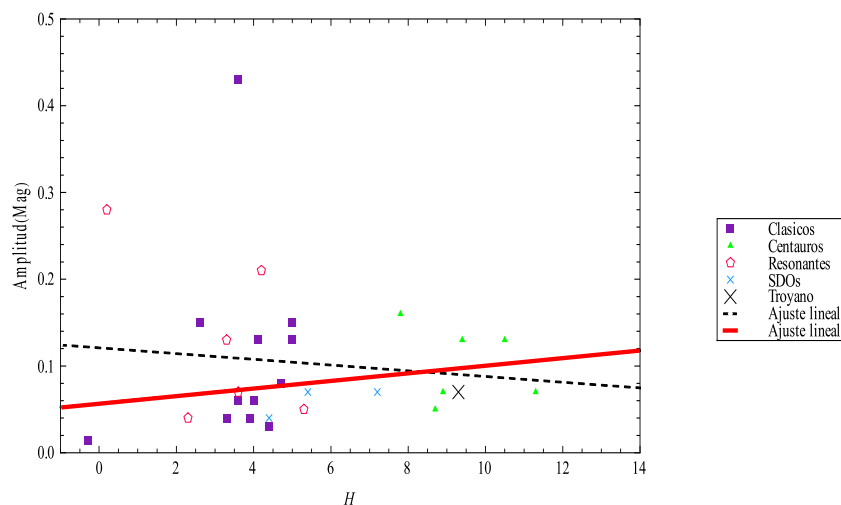


Figura 7.10: Amplitudes (en magnitudes) frente a magnitudes absolutas. Las magnitudes absolutas son las obtenidas de la lista del MPC. Los diferentes colores de los símbolos corresponden a distintos tipos de objetos, clasificados según se explica en la sección 6.5. La línea discontinua decreciente corresponde a un ajuste lineal con todos los datos de la muestra, la línea continua roja creciente corresponde a un ajuste lineal con todos los datos de la muestra, exceptuando los tres objetos con amplitudes mayores de 0.20 mag.

para el caso de los objetos débiles (por lo tanto pequeños) observados con VLT (ver sección 6.4.3).

### 7.8.3 Histogramas de las frecuencias de rotación para nuestra muestra

Construimos también los histogramas de las frecuencias de rotación para los objetos de nuestra muestra. Calculamos las frecuencias de rotación (por día),  $\Omega$ , como  $24h/P$  (con  $P$  el período de rotación expresado en horas), así obtendremos una medida de la velocidad angular de rotación de cada uno de los objetos en revoluciones/día, o ciclos/día. Vamos a considerar, en principio, intervalos de 1 ciclo/día para construir los histogramas.

Para el caso de los asteroides de mayor tamaño ( $D > 200km$ ), se ha observado que las frecuencias de rotación ajustan bastante bien con una distribución de tipo Maxwelliano (Binzel et al. 1989). Podemos intentar ajustar las frecuencias de rotación de los KBOs observados ya que, por lo general, todos son objetos brillantes, y por lo tanto grandes, luego cabría esperar una distribución similar a la de los asteroides. Una condición suficiente para que un conjunto de datos (que deben ser vectores) adopten una distribución Maxwelliana es que sus tres componentes sigan una distribución normal (o gaussiana), con media cero, y varianza idéntica para las tres (es decir, las mismas dispersiones). El conjunto de vectores, en nuestro caso, es el conjunto de las frecuencias de rotación,  $\Omega$ . De hecho, se espera que una

distribución de este tipo sea el resultado típico de un sistema evolucionado colisionalmente (Salo 1987), que es lo que se cree que ha podido suceder para la población de los TNOs y Centauros (Davis y Farinella 1997). Una distribución Maxwelliana para las frecuencias de rotación,  $\Omega$ , tendrá la siguiente expresión:

$$f(\Omega) = \sqrt{\frac{2}{\pi}} \cdot \frac{N \cdot \Omega^2}{\sigma^3} \cdot \exp\left(\frac{-\Omega^2}{2 \cdot \sigma^2}\right) \quad (7.13)$$

donde,  $\Omega$  es la frecuencia de rotación (ciclos/día);  $f(\Omega)$  es la fracción de objetos que tienen frecuencias de rotación en el rango  $(\Omega, \Omega + d\Omega)$ ;  $N$  es el número total de objetos; y  $\sigma$  la anchura de la distribución Maxwelliana. Podemos intentar ajustar los histogramas por una distribución de este tipo, lo que será equivalente a suponer, como hemos visto, que la distribución en frecuencias de rotación de las poblaciones estudiadas se debe a evolución colisional. Podemos obtener un valor medio (para  $\Omega$ ) a partir del ajuste Maxwelliano, cuya expresión vendrá dada por:

$$\Omega_{medio} = \sqrt{\frac{8}{\pi}} \cdot \sigma \quad (7.14)$$

Vamos a ajustar nuestros histogramas de frecuencias de rotación a una distribución Maxwelliana como la descrita por la ecuación 7.13, utilizando para ello el método de mínimos cuadrados. Para evaluar la *bondad* de nuestro ajuste Maxwelliano vamos a utilizar el test estadístico *Pearson Chi-cuadrado*. El test *Chi-cuadrado* nos permite calcular la probabilidad de que la distribución observacional sea distinta de la distribución teórica (Maxwelliana en nuestro caso). Calculamos el nivel de confianza de nuestro ajuste como la probabilidad de que la hipótesis nula (la distribución observacional y teórica no están relacionadas) no sea cierta. Daremos el nivel de confianza de nuestro ajuste en porcentaje. Así, un ajuste para el que obtengamos un nivel de confianza del 98%, significará que tiene una probabilidad del 2% de que nuestros datos observacionales no ajusten a una distribución Maxwelliana. Por lo general, consideraremos buenos ajustes aquellos para los que obtengamos un nivel de confianza  $\geq 95\%$ .

### 7.8.3.1 Histograma de las frecuencias de rotación para todos los objetos

Para construir los histogramas tenemos que suponer para algunos objetos un período derivado de la curva de luz de pico doble, y para otros de pico simple. Podemos elegir varios umbrales de variabilidad para la amplitud de la curva de luz que nos permitan escoger entre los períodos derivados de las curvas de pico simple o doble. Lo más común ha sido elegir el valor de 0.15 magnitudes como umbral de variabilidad, es decir, considerar que los objetos con amplitudes  $\leq 0.15mag$  tienen curvas de luz de pico simple, y los objetos con amplitudes  $> 0.15mag$  tienen curvas de luz de pico doble. Esto es más o menos equivalente a suponer

que la variabilidad rotacional de los objetos con  $\Delta m \leq 0.15\text{mag}$  es debida a marcas de albedo, mientras que la de los objetos con  $\Delta m > 0.15\text{mag}$  es debida a la forma del objeto. En primer lugar, vamos a usar este valor arbitrario de 0.15 mag, que es el utilizado por varios investigadores (ver discusión al respecto casi al final de la sección 7.7) para diferenciar los objetos con variabilidad detectable del resto. Construimos también los histogramas usando los umbrales de variabilidad de 0.10, y 0.20 mag., para poder determinar si hay un valor más conveniente para la transición entre curvas de luz dominadas por albedo, y curvas de luz dominadas por la deformación del objeto.

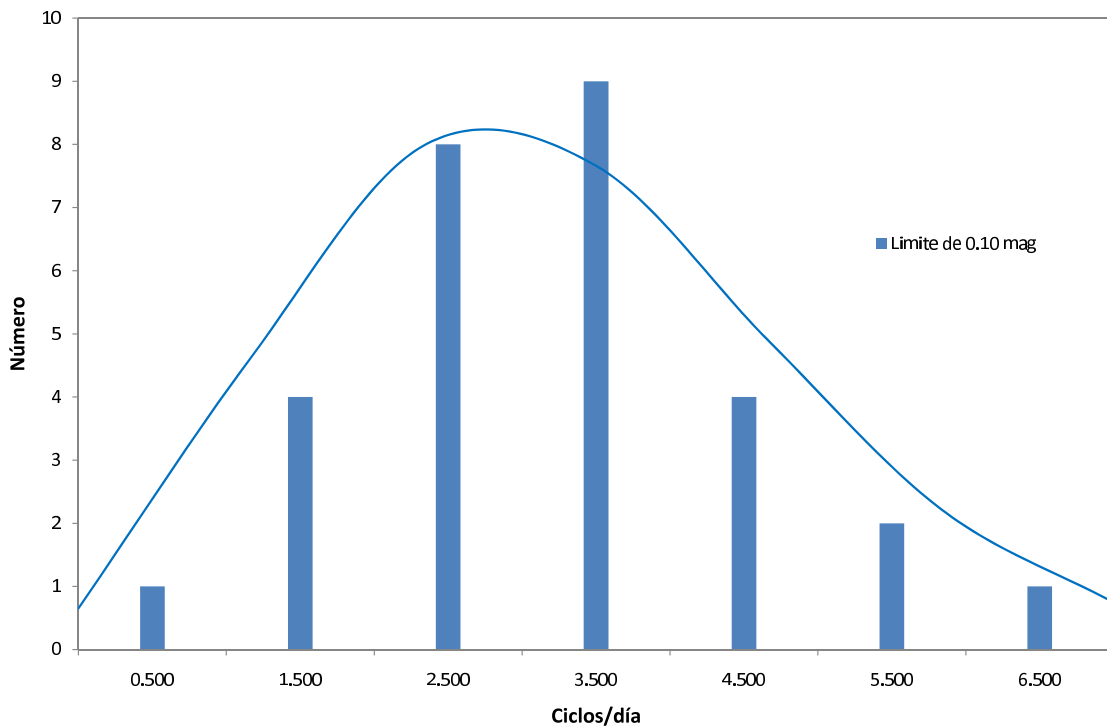


Figura 7.11: Histograma de las frecuencias de rotación (en ciclos/día) para todos los objetos de la muestra. Se ha supuesto, en este caso, un valor de corte entre períodos de pico simple/doble de 0.10 mag. La curva azul es el resultado de un ajuste a una distribución Maxwelliana usando la expresión 7.13. El nivel de confianza de este ajuste, estimado usando un test chi-cuadrado, tal y como se describe en la sección 7.8.3, es del 99%.

Lo primero que descubrimos es que, si construimos el histograma con el umbral de variabilidad de 0.15 mag, el nivel de confianza del ajuste por una distribución Maxwelliana es muy malo ( $\ll 95\%$ ). Lo mismo ocurre si usamos el valor de corte de 0.20 mag, el ajuste Maxwelliano tiene muy bajo nivel de confianza.

Si usamos el umbral de variabilidad de 0.10 mag, obtenemos, sin embargo, el mejor ajuste, con una probabilidad del 99%, como puede verse en la figura 7.11. En el histograma se ve claro un exceso de objetos de rotación lenta frente a los rápidos, este resultado puede

deberse, simplemente, a que en nuestra muestra hay muy pocos Centauros, que son los que parecen tener velocidades de rotación mayores frente a las de los TNOs. El valor medio deducido a partir de este ajuste (ecuación 7.14) para el período de rotación es de 7.34 h (3.27 ciclos/día). La mayor frecuencia para el histograma se obtiene para un período de 6.86 h (intervalo de frecuencias de rotación centrado en 3.5 ciclos/día). Si hacemos simplemente la media de todos los períodos, obtenemos un valor de 6.76 h, y si hacemos la mediana de 7.50 h. Estos valores son algo más bajos que los obtenidos por Sheppard et al. (2008), cuya media es de 8.5 h. Luego, la velocidad de rotación obtenida de los 29 KBOs de nuestra muestra, parece ser algo mayor que la obtenida hasta ahora en los trabajos publicados. Por otro lado, el mejor valor para el umbral de variabilidad entre las curvas dominadas por albedo, y las dominadas por forma del objeto, es de 0.10 magnitudes, siempre suponiendo que los KBOs, al igual que los asteroides más grandes, cumplen con una distribución de tipo Maxwelliano. Este resultado del ajuste apoya el hecho de que la población de los KBOs ha tenido una evolución colisional (considerando 0.10 mag. como el umbral de variabilidad pico simple/doble).

### 7.8.3.2 Histograma de las frecuencias de rotación para los TNOs

Construimos también el histograma para los TNOs (quitando los Centauros de la muestra). En este caso, también usamos los tres valores de corte para la amplitud usados en la sección anterior: 0.10, 0.15, y 0.20 mag. Como en el caso anterior, sólo el histograma usando el valor de 0.10 mag, da un buen ajuste a distribución Maxwelliana (figura 7.12). En este caso, puede verse que el ajuste es peor que en el caso anterior, de hecho el test chi-cuadrado da un nivel de confianza del 95%. El mayor valor del histograma se obtiene de nuevo para 3.5 ciclos/hora ( $P = 6.86$  h). En este caso hay una distribución más simétrica de frecuencias, centrada en el valor 3.5 ciclos/h, lo que era de esperar al quitar los Centauros, que son los que rotan más rápidamente. El valor medio obtenido para el período a partir de la ecuación 7.14 es de 7.29 h, algo menor que el obtenido para todos los objetos (cuando uno esperaría que fuera mayor al quitar los Centauros, esto seguramente se deba a que el ajuste es peor que en el caso anterior). En este caso, el promedio de todos los períodos de rotación da el valor de 7.11 h, y la mediana 7.56 h. Si comparamos con los resultados de la sección anterior vemos que los TNOs de nuestra muestra parecen rotar algo más lentos que los objetos de la muestra completa, lo que si es coherente, al haber quitado los Centauros.

También en este caso, parece que el histograma de las frecuencias de rotación cumple bastante bien ( $NC = 95\%$ ) con una distribución de tipo Maxwelliano (figura 7.12), al menos para el valor de corte en amplitudes de 0.10 mag. Este valor aparece de nuevo como el mejor valor de corte (atendiendo al NC del ajuste Maxwelliano) entre curvas de pico simple (debidas a marcas de albedo), y de pico doble (debidas a forma del objeto).

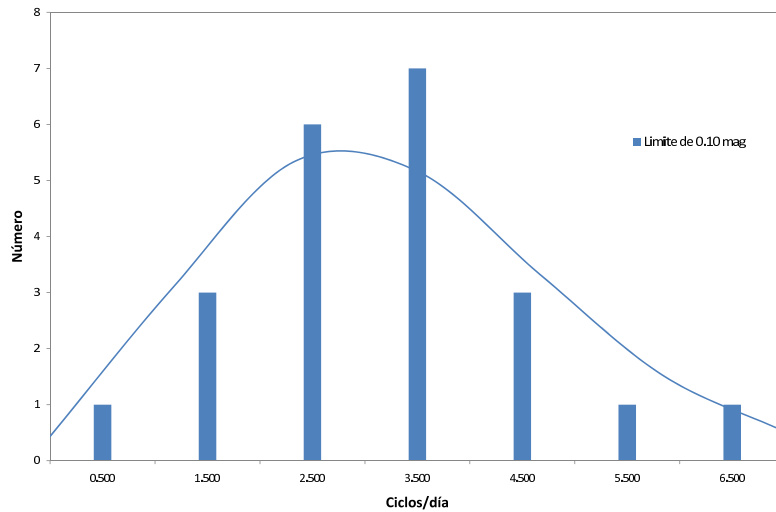


Figura 7.12: Histograma de las frecuencias de rotación (en ciclos/día) para los TNOs de la muestra. Se ha supuesto, en este caso, un valor de corte entre períodos de pico simple/doble de 0.10 mag. La curva azul es el resultado de un ajuste a una distribución Maxwelliana usando la expresión 7.13. El nivel de confianza de este ajuste, estimado usando un test chi-cuadrado, tal y como se describe en la sección 7.8.3, es del 95%.

### 7.8.3.3 Histograma de las frecuencias de rotación para los Centauros

En el caso de los Centauros el número de datos (6 Centauros) no es lo suficientemente grande como para poder construir el histograma, y hacer un estudio estadísticamente significativo. Por ello, lo único que hemos hecho en este caso es calcular la media de todos los períodos de rotación, obteniendo un valor de 4.86 h. Si hacemos la mediana de los períodos de rotación de los Centauros obtenemos un período más lento de 7.33 h. Estos valores, como era de esperar, son menores que los obtenidos para todo el conjunto de datos, y para los TNOs sólo. Por lo tanto, y como ya sabíamos (ver sección 7.8.1), los Centauros de nuestra muestra presentan frecuencias de rotación mayores que las del resto de los objetos del cinturón de Kuiper. Esta mayor velocidad rotacional posiblemente esté ligada a la peculiar historia evolutiva y colisional de estos cuerpos (Davis y Farinella 1997).

Todos los histogramas anteriores se intentaron ajustar también mediante una combinación lineal de dos distribuciones Maxwellianas, pero no se consiguió ningún buen resultado. En caso de haberlo logrado, este ajuste por una doble Maxwelliana podría habernos estado indicando la existencia de dos poblaciones con una evolución colisional diferente (Binzel et al. 1989). Esto podría ser bastante cierto para el caso de todos los objetos, ya que en dicha muestra están incluidos los TNOs, y los Centauros, que sí creemos que han tenido evoluciones colisionales distintas. El hecho de no haber logrado ningún buen ajuste con una doble Maxwelliana quizá se deba al pequeño número de Centauros de nuestra muestra. Se intentó también hacer un ajuste de este tipo para los TNOs y los



Centauros por separado, sin obtener tampoco ningún resultado positivo.

## 7.9 Combinación de nuestros últimos datos con los de la literatura

En un desarrollo paralelo al del capítulo 6, mezclamos nuestro último conjunto de datos de períodos de rotación y amplitudes de las curvas de luz de KBOs con todos los datos del mismo tipo existentes en la literatura. Así conseguimos una muestra con una significancia estadística mayor. De esta manera, contamos ahora con 75 objetos de los que se conocen los períodos de rotación, y 106 de los que hay una estimación, o al menos una cota, para la amplitud. Los períodos y amplitudes estos 106 objetos se pueden consultar en la tabla 7.5 (ver final del capítulo), que aparecerá publicada en breve en Duffard et al. 2009. Cuando hay varios períodos de rotación para un mismo objeto, el/los períodos preferidos por el autor aparecen en negrita en la tabla. Si el autor no se hubiera decantado por ningún período, se hace una media de los que haya estimado, y ese es el valor que aparecerá en la tabla. Se han incluido también en la tabla los Damocloides: 1996PW, 1998WU<sub>24</sub>, y 2002RP<sub>120</sub>. Se cree que los Damocloides son núcleos de cometas del tipo del Halley, que han perdido todos sus volátiles por sublimación. Estos objetos representan el límite inferior, en cuanto a tamaño se refiere, de la muestra.

Una importante limitación, de la que ya hemos hablado con anterioridad a lo largo de este capítulo, es que la mayor parte de las curvas de luz medidas para los KBOs han sido obtenidas utilizando telescopios de tamaño medio (generalmente de la clase 2 m, como el 1.5 m del OSN, el 2.5 m del ORM, ó el 2.2 m de CAHA, usados para nuestras observaciones). Es complicado conseguir tiempo de observación suficiente para este tipo de estudios en telescopios más grandes, por lo que hay un sesgo importante hacia los KBOs más brillantes (y por tanto, los más grandes). Como excepción, sí hay algunas curvas de luz obtenidas con el telescopio espacial Hubble (HST, *Hubble Space Telescope*), con las que se ha llegado a obtener información rotacional de objetos de hasta 20-100 km de diámetro (Trilling y Bernstein 2006). Por lo general, la magnitud absoluta límite accesible para conseguir una curva de luz con un telescopio de la clase 2 m es  $H < 9$ , para los TNOs, y  $H < 11$ , para los Centauros. Objetos más pequeños solo han sido observados, con el fin de obtener curvas de luz, desde telescopios espaciales.

Cuando se analiza detenidamente la actual muestra de períodos y amplitudes de KBOs (tabla 7.5 al final del capítulo) llama la atención que la mayor parte de las curvas de luz presentan amplitudes muy pequeñas ( $< 0.15mag$ ), algo que también se obtenía y fue discutido para nuestra muestra de 29 objetos (sección 7.7). De hecho, el promedio global de amplitudes para todos los objetos es de 0.26 mag, para los TNOs de 0.25 mag, y para los Centauros de 0.26 mag. Como también hemos visto ya, el criterio de poner un umbral de variabilidad 0.15 mag para separar las curvas debidas a marcas de albedo ( $\Delta m \leq 0.15mag.$ ), de las debidas a deformación del objeto ( $\Delta m > 0.15mag.$ ), fue utilizado por primera vez

dentro del estudio de los KBOs por Sheppard y Jewitt (2002), y ha sido usado por otros autores (Lacerda y Luu 2006; Ortiz et al. 2003a; Ortiz et al. 2003b) para diferenciar las curvas *fotométricamente planas* ( $\Delta m < 0.15$ ), de las que no lo son. Es muy probable que la variabilidad rotacional observada no se deba exclusivamente a las marcas de albedo, o a un cuerpo elongado en rotación, sino que sea el resultado de la combinación de estos dos efectos. De cualquier forma, la preponderancia de curvas de luz con pequeña amplitud sugiere una abundancia de objetos cuasi esféricos con superficies homogéneas. Aunque es probable un efecto de selección importante debido a que, como se ha mencionado ya, la muestra actual de objetos está sesgada hacia los objetos más brillantes, que deberían ser los de mayor tamaño, y los que tengan formas más esféricas.

### 7.9.1 Gráficas derivadas de los períodos de rotación y amplitudes de las curvas de luz

De la misma forma a como se hizo en la sección 7.8 para los 29 KBOs reducidos recientemente desde el IAA (CSIC), vamos a estudiar en detalle algunas gráficas derivadas de los períodos de rotación y amplitudes, pero en este caso para los 75 KBOs de los que se conocen períodos, y para los 106 KBOs de los que hay amplitudes.

#### 7.9.1.1 Períodos de rotación frente a magnitudes absolutas para la muestra completa

Del total de 75 KBOs con períodos de rotación conocido, el grupo de investigación del IAA (CSIC) ha colaborado con un conjunto homogéneo de datos de 42 objetos, lo que supone un 56% de la muestra total (Gutiérrez et al. 2001; Ortiz et al. 2003a; Ortiz et al. 2003b; Ortiz et al. 2004; Ortiz et al. 2006; Ortiz et al. 2007; Moullet et al. 2008; Duffard et al. 2008; Thirouin et al 2009). Elegimos, de entre todos los períodos de rotación, los preferidos por los autores, o una media de estos, y los elegimos de tal forma que usamos el criterio ya explicado y usado con anterioridad del umbral de variabilidad igual a 0.15 mag. Es decir, consideramos que los objetos con amplitud  $> 0.15\text{mag}$  presentan curvas de luz de pico doble (formas elongadas), y los que tienen amplitudes  $\leq 0.15\text{mag}$  curvas de pico simple (marcas en la superficie). Descartamos los períodos extraños y claramente erróneos (por ejemplo, varios muy cortos, obtenidos a partir de fotometría muy dudosa), y no incluimos tampoco los que están ralentizados por fuerzas de marea, como es el caso de Plutón y Caronte. Si representamos el período de rotación frente a la magnitud absoluta ( $H_V$ , obtenida del MPC) obtenemos la gráfica que puede verse en la figura 7.13.

Igual que para el caso de la muestra de 29 KBOs (sección 7.8.1) se ve claramente que hay una barrera cercana al período de rotación de 4 h, y que se ha indicado en la gráfica con una línea discontinua horizontal. Desaparece la tendencia que se observaba en la figura 7.9, respecto a que los objetos más pequeños parecían rotar más rápido, resultado que podía estar contaminado por el hecho de que los objetos con mayor H (más pequeños)

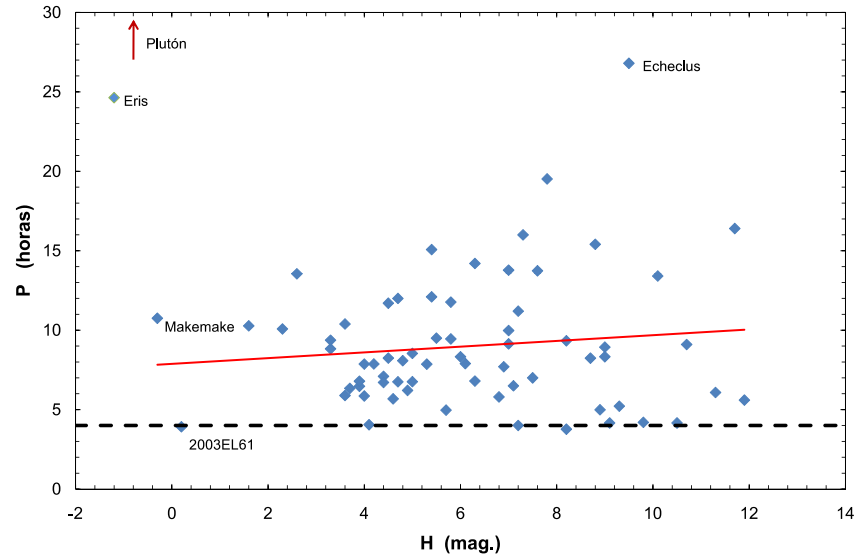


Figura 7.13: Períodos de rotación (en horas) frente a magnitudes absolutas. Las magnitudes absolutas son las obtenidas de la lista del MPC. La línea horizontal discontinua representa el límite de “spin” obtenido para nuestra muestra de objetos en unas 4.00 h. No se ha representado Plutón. Se indican en la figura la posición de los TNOs: Eris, Makemake, y 2003EL<sub>61</sub>; y del Centauro Echeclus. La línea roja creciente es el resultado de hacer un ajuste lineal a todos los datos de la gráfica, quitando Eris.

que aparecían en nuestra muestra eran Centauros, que tienden a rotar más rápido. Ahora aparece la tendencia justo contraria, pues parece que los objetos más pequeños (los de mayor valor de  $H$ ) rotan más lentos. Esto se ve apoyado si hacemos un ajuste lineal a todos los datos (quitando Eris), el resultado es una línea creciente que se puede ver en rojo en la figura 7.13. De cualquier forma, los pocos datos de períodos rotacionales para objetos pequeños, y la gran dispersión de los mismos, hacen que debemos tomar este resultado con cuidado.

### 7.9.1.2 Amplitudes frente a magnitudes absolutas para la muestra completa

En la figura 7.14 se muestra la amplitud vs.  $H$  (magnitud absoluta) para todos los objetos de la literatura, lo que nos da una idea del grado de variabilidad frente al tamaño. Para obtener una única amplitud por objeto se han promediado los valores de todas las amplitudes, obtenidas por diferentes autores, para un mismo objeto. Lo primero que llama la atención es el gran número de objetos con variabilidad por debajo de 0.15 mag ( $\sim 60\%$  de los objetos de la muestra). En la gráfica se ha trazado este límite (línea discontinua negra), para que se vea más fácilmente esta tendencia. Claramente, hay una gran concentración de KBOs bajo la línea que marca el umbral de 0.15 mag. Esto sugiere que la variabilidad puede ser debida, fundamentalmente, a marcas en la superficie, y no a forma elongada de objetos en

rotación.

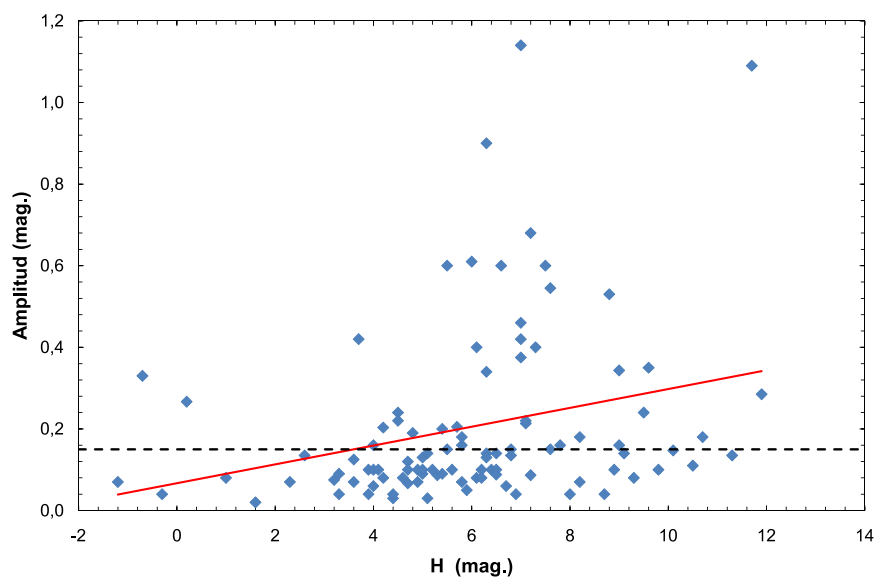


Figura 7.14: Amplitudes (en magnitudes) frente a magnitudes absolutas para todos los KBOs de la literatura. Las magnitudes absolutas son las obtenidas de la lista del MPC. Las amplitudes se obtienen promediando los datos de la literatura. La línea discontinua negra horizontal marca el umbral de 0.15 mag, y bajo ella podemos ver la mayor concentración de objetos de la muestra. La línea roja creciente corresponde a un ajuste lineal a todos los datos de la muestra, y nos está indicando una variabilidad mayor para los objetos más pequeños del conjunto de datos.

También parece haber una tendencia a que los objetos más débiles (con mayores valores de  $H$ ), tengan amplitudes mayores. Este resultado sugiere una dependencia de la variabilidad con el tamaño: los objetos más pequeños parecen tener una variabilidad mayor. Para explorar esta idea hacemos un ajuste lineal a todos los datos de la figura 7.14, y obtenemos la línea roja creciente que puede observarse en la gráfica. Claramente, este ajuste apoya las ideas anteriores de mayor variabilidad para menor tamaño. Este es un resultado similar al obtenido para la figura 7.10 de la sección 7.8.2, aunque, en este caso, no ha sido necesario eliminar los objetos con amplitudes muy grandes ( $\Delta m > 0.20\text{mag}$ ) para obtener un ajuste lineal creciente.

La gran cantidad de objetos con amplitudes por debajo de las 0.15 mag sugiere una predominancia de superficies bastante uniformes dentro de los TNOs y Centauros. La mayor parte de dichos objetos tienen tamaños grandes ( $H < 7\text{mag}$ ), como puede comprobarse en la figura 7.14, por lo que es esperable que sean bastante esféricos, y que adopten formas de equilibrio hidrostático. La gran uniformidad superficial que se cree deben presentar estos objetos podría quizá explicarse por la existencia de una atmósfera, o por sublimación de material, que posteriormente se depositaría sobre la superficie, rejuveneciéndola, y uniformizándola (sección 6.5.2.4). La existencia de atmósferas tenues, permanentes o

transitorias, para los objetos transneptunianos y Centauros, no es algo descabellado, ya que en las regiones en las que se hallan estos cuerpos sabemos que hay gran abundancia de especies volátiles, cuyas temperaturas de sublimación son comparables a las temperaturas reinantes en dicho entorno. Hay, además, varias evidencias observacionales que apoyan dicha existencia:

- La posible actividad de tipo cometario observada en algunos Centauros (por ejemplo, la actividad detectada en Chirón por Duffard et al. 2002).
- Para algunos cometas situados a distancias heliocéntricas muy grandes (más allá del límite de sublimación del hielo de agua) se ha detectado actividad (Hainaut et al. 2000).
- La detección de las atmósferas de Plutón (Yelle y Elliot 1997), y del satélite de Neptuno Tritón (Yelle et al. 1995).

Desgraciadamente, el estudio aquí presentado se basa sólo en un análisis fotométrico, del que sólo podemos constatar que la mayor parte de los KBOs presentan curvas de luz con amplitudes prácticamente planas, por lo que no podemos detectar la presencia de posibles atmósferas en los KBOs observados. Pero si unimos ambas evidencias: las amplitudes casi planas de las curvas de luz, por un lado, y la posible existencia de atmósferas en algún TNO/Centauro, por otro, parece razonable suponer que alguno de los KBOs de mayor tamaño podría haber desarrollado atmósferas finas compuestas de gases y/o polvo. La masa de estos objetos sería suficiente para mantener esas atmósferas, evitando que sus materiales se perdieran en el espacio. La posibilidad teórica de la existencia o no de tales atmósferas ha sido explorada recientemente por Lykawka y Mukai (2005). Estos autores suponen la presencia de volátiles como el metano, el nitrógeno, y el monóxido de carbono, especies químicas bastante comunes en el sistema solar exterior, y concluyen que los TNOs y Centauros de mayor tamaño podrían retener una atmósfera tenue. Incluso, los KBOs más grandes, podrían ser cuerpos diferenciados, con formas cercanas al equilibrio hidrostático, y con la posibilidad de retener hielos de materiales extremadamente volátiles. De aquí, se concluye también que, tanto las superficies, como las características físicas internas de los KBOs más pequeños, deberían de ser muy distintas de las de los objetos más grandes. Si los resultados de este estudio teórico son ciertos, podemos explicar la uniformidad superficial detectada en los KBOs más grandes, mediante la existencia de una atmósfera que se deposita, congelada, sobre la superficie de estos objetos, cuando se encuentran cercanos a su afelio. Esta misma atmósfera helada, depositada y “dormida” sobre la superficie, podría activarse cuando el objeto se acercara al perihelio, recubriendo y uniformizando, de forma efectiva, la superficie del objeto cada pocos cientos de años (en un proceso similar al que se cree que sucede en la atmósfera de Plutón). Tenemos dos formas de confirmar estas suposiciones sobre la posible existencia de atmósferas en los KBOs más grandes, una de ellas sería la detección de la misma mediante una ocultación estelar (algo bastante complicado de prever, dadas las incertidumbres en la determinación de las órbitas

de la mayor parte de los TNOs), y la otra sería utilizar técnicas espectroscópicas, que nos permitieran detectar trazas de la existencia de dichas atmósferas.

El mecanismo que acabamos de discutir explica bastante bien la homogeneización de las superficies, pero sólo en los objetos de mayor tamaño. Para explicar el rejuvenecimiento de superficies en objetos más pequeños tenemos que acudir a procesos colisionales, que podrían explicar este, y otros fenómenos observados en la región transneptuniana (Gil-Hutton 2002; Gil-Hutton et al. 2009).

### 7.9.1.3 Histogramas de las frecuencias de rotación para la muestra completa

Exactamente igual a como hicimos en la sección 7.8.3, construimos también los histogramas de las frecuencias de rotación para los 75 KBOs de la muestra completa. Primeramente, utilizamos los tres umbrales de variabilidad que usamos anteriormente para la amplitud (0.10, 0.15, y 0.20 mag), para elegir los períodos a partir de las curvas de luz de pico simple, o doble. No vamos a explicar en detalle el proceso de elección de los períodos (de pico simple o doble) porque ya se ha hecho en muchas de las secciones anteriores. Para continuar, convertimos los períodos ( $P$ , en horas) en frecuencias de rotación ( $\Omega$ , en ciclos/día), como ya se explicó en la sección 7.8.3. Como para algunos de los objetos (incluso una vez hecha la selección de período pico simple o doble) hay varias posibles frecuencias de rotación en la literatura, lo que hacemos es diseñar un programa específico que sorteá, de forma aleatoria, una frecuencia de rotación para cada objeto de entre todas las posibles. Una vez hecho esto, construimos con los resultados de ese sorteo el histograma correspondiente, con el intervalo de frecuencias de rotación ( $\Omega$ ,  $\Omega + d\Omega$ ) deseado. Este proceso lo repetimos un número suficiente de veces, típicamente 100.000<sup>5</sup>, y construimos los correspondientes histogramas para cada sorteo (100.000 histogramas, en este caso). El histograma final se construye haciendo la media de las frecuencias para cada intervalo de frecuencias de rotación. Así, finalmente, tendremos un único histograma que tiene la información de los 100.000 histogramas intermedios (cada uno de los cuales se obtiene mediante una elección aleatoria entre las frecuencias de rotación posibles para cada KBO). Durante todo este proceso no eliminamos ninguna de las frecuencias de rotación posibles para cada objeto (una vez elegidos, previamente, según el umbral de pico simple/doble de 0.10, 0.15 ó 0.20 mag), incluso aunque éstas sean algo dudosas, ya que, eliminar estas frecuencias de rotación, podría causar un sesgo importante en nuestros histogramas (Binzel et al. 1989). Todos los histogramas mostrados en las secciones siguientes se han construido de esta manera, tras el sorteo de 100.000 posibles histogramas, que se promedian finalmente en frecuencias en un único histograma final.

Ajustamos los histogramas finales (obtenidos tras el proceso de sorteo), a una distribución de tipo Maxwelliano (ecuación 7.13) de la que podemos obtener una media

---

<sup>5</sup>Se probaron diferentes valores, y se comprobó que, a partir de 100.000 (aproximadamente), los resultados finales obtenidos tras el sorteo no variaban.

(ecuación 7.14). Evaluamos también la bondad de nuestro ajuste mediante un test Chi-cuadrado, que finalmente da un nivel de significancia, que debe de ser  $> 95\%$ , para que el ajuste sea considerado bueno (ver sección 7.8.3 para más detalles). Como ya se ha discutido en la sección que acabamos de citar, si logramos ajustar nuestros histogramas de frecuencias de rotación por una Maxwelliana, eso nos estará diciendo que dicha distribución de frecuencias de rotación es compatible con una distribución generada por evolución colisional de los objetos de la muestra (Salo 1987).

### Histogramas para todos los objetos de la muestra (N=75)

Construimos los histogramas de las frecuencias de rotación utilizando tres intervalos ( $\Omega$ ,  $\Omega + d\Omega$ ) diferentes: 0.4, 0.7, y 1 ciclo/día. A priori, sabemos que nuestro conjunto de datos es insuficiente como para poder hacer un histograma con un intervalo tan pequeño como 0.4 ciclos/día. Además, de la experiencia de Binzel et al. (1989) aplicada a nuestra muestra, sabemos que el tamaño más adecuado para el intervalo es de 1 ciclo/día. Elegimos, sin embargo, diferentes tamaños de intervalo para explorar el efecto del tamaño del intervalo sobre los ajustes a una distribución Maxwelliana. Para cada uno de estos intervalos diferentes hacemos también la triple elección respecto al umbral de amplitud: 0.10, 0.15, y 0.20 mag (curvas pico simple o doble), lo que nos permite también investigar cuál de los tres umbrales de variabilidad es el más adecuado, en virtud de los histogramas y los resultados de los ajustes Maxwellianos. Así, vamos a construir y ajustar un total de nueve histogramas para todos los objetos de la muestra: tres para intervalos de frecuencias de rotación de 0.4 ciclos/día (con umbrales de amplitud de 0.10, 0.15, y 0.20 mag), tres para intervalos de frecuencias de rotación de 0.7 ciclos/día (con umbrales de variabilidad de 0.10, 0.15, y 0.20 mag), y tres para intervalos de frecuencias de rotación de 1 ciclo/día (con umbrales de variabilidad de 0.10, 0.15, y 0.20 mag). Cada uno de estos nueve histogramas se obtiene mediante el proceso de sorteo aleatorio de 100.000 histogramas descrito en 7.9.1.3.

Analizamos primero los histogramas para intervalos de frecuencias de 0.4 ciclos/día (figura 7.15). Todos los ajustes a Maxwellianas dan un nivel de confianza muy por debajo del 95%, como puede verse en la tabla 7.3. Por lo tanto, con este intervalo de 0.4 ciclos/día, no conseguimos buenos ajustes por Maxwellianas, como queda patente al mirar la figura, en la que las curvas de los ajustes se alejan bastante de los valores reales de los tres histogramas. Por ello, los valores obtenidos para la media a partir de estos ajustes no serán razonables (aunque pueden verse en la tabla 7.3, en la que también se indica el valor de  $\sigma$ , número de datos, nivel de confianza del ajuste, etc). Para los tres histogramas el mayor valor en frecuencias se obtiene para el intervalo centrado en  $\Omega = 2.8$  ciclos/día (8.57 h). A la vista de los resultados, un intervalo de 0.4 ciclos/día no parece ser el más adecuado para hacer el estudio de histogramas (ni los ajustes Maxwellianos), aunque el pico en frecuencias (en 8.57 h) sí da un valor razonable, y cercano al obtenido por Sheppard et al. (2008), cuya media es de 8.5 h. Como ya se ha sugerido, al elegir un intervalo de frecuencias de rotación de 0.4 ciclos/día, estamos usando una resolución en las frecuencias de rotación demasiado grande para el número de datos de los que disponemos.

Los histogramas para un intervalo, ( $\Omega$ ,  $\Omega + d\Omega$ ), de 0.7 ciclos/día pueden verse en la

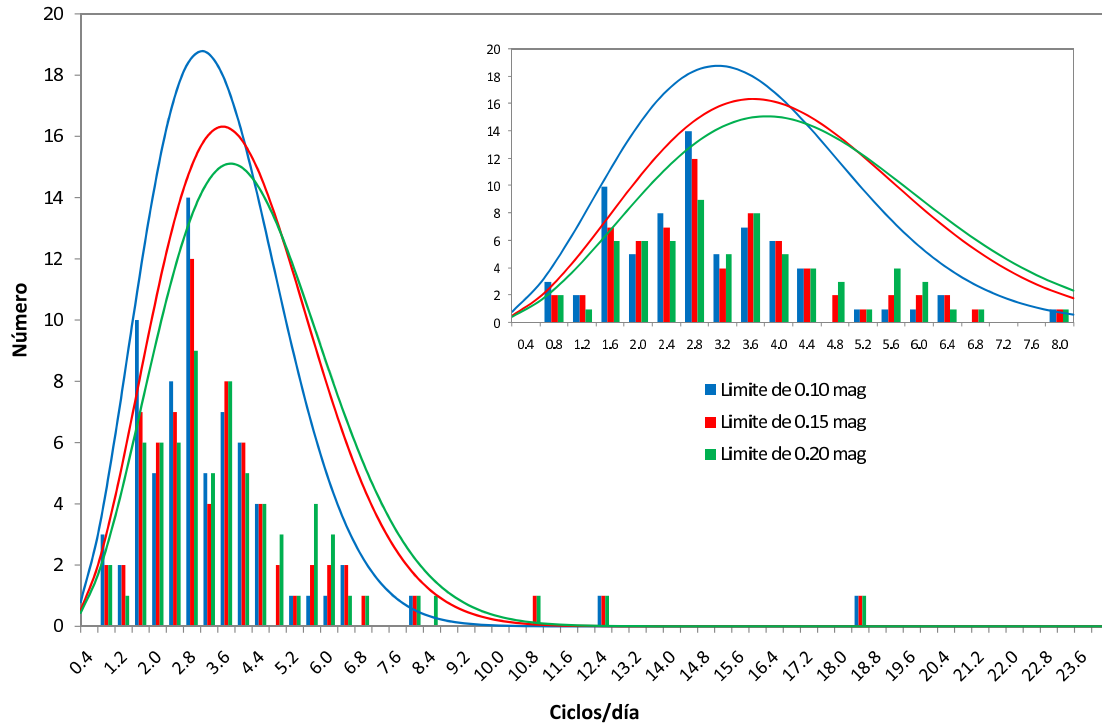


Figura 7.15: Histogramas de las frecuencias de rotación (en ciclos/día) para todos los objetos de la muestra usando un intervalo,  $(\Omega, \Omega + d\Omega)$ , de 0.4 ciclos/día. En azul el histograma obtenido al poner el umbral de variabilidad (pico simple/doble) en 0.10 mag. En rojo el histograma obtenido al poner el umbral de variabilidad (pico simple/doble) en 0.15 mag. En verde el histograma obtenido al poner el umbral de amplitud (pico simple/doble) en 0.20 mag. Las líneas continuas son los resultados de los ajustes a distribución Maxwelliana. Cada uno de estos tres histogramas se ha obtenido tras el proceso de sorteo descrito en la sección 7.9.1.3. El recuadro de la parte superior derecha muestra una ampliación de la gráfica general en la que se ve mejor la zona central de los histogramas/ajustes.



figura 7.16. Los ajustes son mejores que para el caso de 0.4 ciclos/día, obteniéndose el mayor nivel de confianza (99%) para el que usa un umbral de amplitudes de 0.15 mag, como puede verse en la tabla 7.3. La inspección visual también favorece este ajuste (en rojo en la gráfica) frente a los de umbral de amplitudes de 0.10, y 0.20 mag. La frecuencia de rotación media derivada de este ajuste Maxwelliano es de 3.43 ciclos/día, que corresponde a un período de rotación de **7.00 h**. Los tres histogramas alcanzan de nuevo los máximos para el intervalo de frecuencias centrado en 2.8 ciclos/día (8.57 h). La media para el período de rotación, obtenida directamente promediando todos los períodos de rotación de la tabla 7.5 (ver final del capítulo), en el caso de umbral de amplitudes 0.15 mag, da un valor de **6.95 h**. Por lo general, parece que el tomar un intervalo de frecuencias rotacionales de 0.7 ciclos/día da buenos resultados a la hora de construir y ajustar los histogramas, bastante mejores que con un intervalo de 0.4 ciclos/día. Por otro lado, a la vista de los resultados, nos decantamos por un valor de **0.15 mag**, como el mejor umbral de amplitudes por encima/debajo del cual tendremos períodos de pico doble/simple.

Finalmente, los histogramas construidos utilizando un intervalo de frecuencias de rotación de 1 ciclo/día pueden verse en la figura 7.17. A primera vista, los tres ajustes parecen buenos y, de hecho, todos dan un nivel de confianza  $> 95\%$  (tabla 7.3), aunque los mejores son los de umbral de amplitud de 0.15, y 0.20 mag, ambos con un nivel de confianza del 99%. Los valores medios para los períodos obtenidos de los tres ajustes Maxwellianos son de 7.84, 7.36, y 5.98 horas, para los umbrales de amplitud de 0.10, 0.15, y 0.20 mag, respectivamente. Por lo tanto, si descartamos el período poco creíble de 5.98 horas (aunque el NC del ajuste sea del 99%), nos quedaríamos con el de **7.36 horas**, correspondiente a una amplitud de corte de **0.15 mag**, como el período más convincente. Los valores máximos sobre los histogramas están centrados en el intervalo de frecuencias de rotación de 3 ciclos/día (8 h) para los histogramas con umbrales de 0.10 y 0.15 mag, mientras que hay dos máximos iguales centrados en los intervalos de 2 y 3 ciclos/día (si tomamos la media de 2.5 ciclos/día, el período máximo sería de 9.6 h), para el umbral de amplitudes de 0.20 mag.

Resumiendo, los mejores histogramas y ajustes se obtienen usando intervalos de frecuencias de rotación de 0.7 y 1 ciclos/día. Para estos casos, los períodos de rotación preferidos, obtenidos a partir de los ajustes, son de **7.00 h** (para 0.7 ciclos/día), y **7.36 horas** (para 1 ciclo/día). Por otro lado, la media obtenida directamente promediando todos los períodos de rotación de la literatura, da un período de **6.95 h**. Cualquiera de estos valores para el período de rotación es similar al obtenido para nuestros 29 objetos (ver sección 7.8.3.1), y de nuevo son menores (más rápidos) al obtenido por Sheppard et al. (2008), cuya media es de 8.5 h. Luego nuestra conclusión es que los KBOs rotan (en promedio) algo más rápidos de lo que se creía hasta la fecha. Por otro lado, el mejor valor de corte en amplitudes obtenido para la separación entre objetos con marcas de albedo, y objetos cuya curva de luz se debe a deformación, es de **0.15 mag**. Finalmente, los ajustes a algunos histogramas tienen el suficiente nivel de confianza como para poder decir que la distribución en frecuencias de rotación está bien representada por una distribución Maxwelliana, que es lo que se espera para una población en equilibrio colisional (Salo 1987).

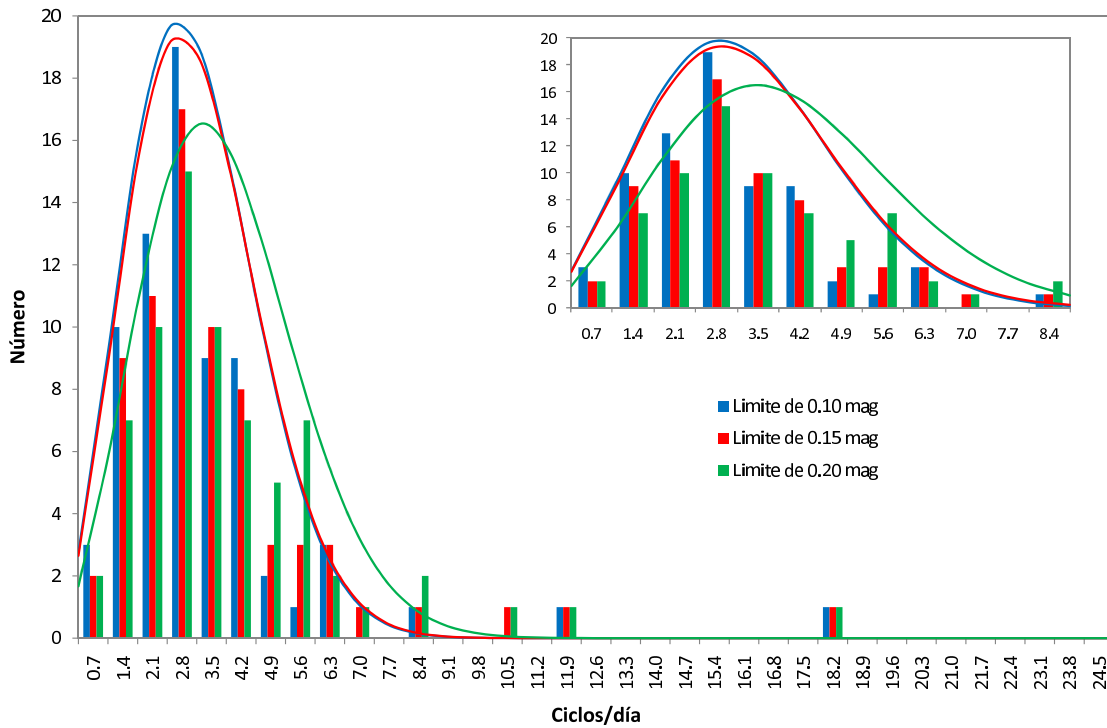


Figura 7.16: Histogramas de las frecuencias de rotación (en ciclos/día) para todos los objetos de la muestra usando un intervalo,  $(\Omega, \Omega + d\Omega)$ , de 0.7 ciclos/día. En azul el histograma obtenido al poner el umbral de amplitud (pico simple/doble) en 0.10 mag. En rojo el histograma obtenido al poner el umbral de amplitud (pico simple/doble) en 0.15 mag. En verde el histograma obtenido al poner el umbral de amplitud (pico simple/doble) en 0.20 mag. Las líneas continuas son los resultados de los ajustes por una distribución Maxwelliana. Cada uno de estos tres histogramas se ha obtenido tras el proceso de sorteo descrito en la sección 7.9.1.3. El recuadro de la parte superior derecha muestra una ampliación de la gráfica general en la que se ve mejor la zona central de los histogramas/ajustes.

Muestra	Intervalo [ciclos/día]	Amplitud umbral [mag.]	N	$\sigma$	NC [%]	$P_{medio}$ [horas]
Todos	0.4	0.10	75	2.25	4	6.69
	0.4	0.15	75	2.59	6	5.81
	0.4	0.20	75	2.72	10	5.53
	0.7	0.10	75	2.13	96	7.06
	<b>0.7</b>	<b>0.15</b>	<b>75</b>	<b>2.15</b>	<b>99</b>	<b>7.00</b>
	0.7	0.20	75	2.52	97	5.97
	1	0.10	75	1.92	97	7.84
	<b>1</b>	<b>0.15</b>	<b>75</b>	<b>2.04</b>	<b>99</b>	<b>7.36</b>
	1	0.20	75	2.51	99	5.98
TNOs	0.4	0.10	54	2.07	58	7.27
	0.4	0.15	54	2.99	23	5.03
	0.4	0.20	54	2.75	49	5.47
	0.7	0.10	54	2.33	97	6.45
	0.7	0.15	54	2.35	98	6.40
	0.7	0.20	54	2.59	99	5.81
	<b>1</b>	<b>0.10</b>	<b>54</b>	<b>2.11</b>	<b>99</b>	<b>7.12</b>
	<b>1</b>	<b>0.15</b>	<b>54</b>	<b>2.11</b>	<b>99</b>	<b>7.12</b>
	1	0.20	54	2.28	99	6.59
Centauros	1	0.10	18	1.41	< 5	10.67
	<b>1</b>	<b>0.15</b>	<b>18</b>	<b>2.51</b>	<b>86</b>	<b>5.99</b>
	1	0.20	18	2.95	81	5.10

Tabla 7.3: Resultados de los ajustes Maxwellianos a los histogramas. *Muestra*, indica el conjunto de datos para los que se han construido los histogramas. *Intervalo*, indica el tamaño de los intervalos de frecuencias de rotación,  $(\Omega, \Omega + d\Omega)$ , medidas en ciclos/día, elegidos para construir cada histograma. *Amplitud umbral*, indica los tres umbrales de variabilidad para la amplitud (0.10, 0.15, y 0.20 mag) por encima/debajo de los cuales suponemos períodos de pico doble/simple. *N*, es el número de objetos usados para construir cada histograma.  $\sigma$ , es la anchura obtenida del ajuste a una distribución Maxwelliana (ver ecuación 7.13). *NC*, es el nivel de confianza (en porcentaje) del ajuste a distribución Maxwelliana, obtenido utilizando un test Chi-cuadrado, para cada histograma (sección 7.8.3).  $P_{medio}$ , son los períodos medios obtenidos de los ajustes Maxwellianos a partir de la ecuación 7.14. En negrita se han indicado los ajustes preferidos discutidos en el texto.

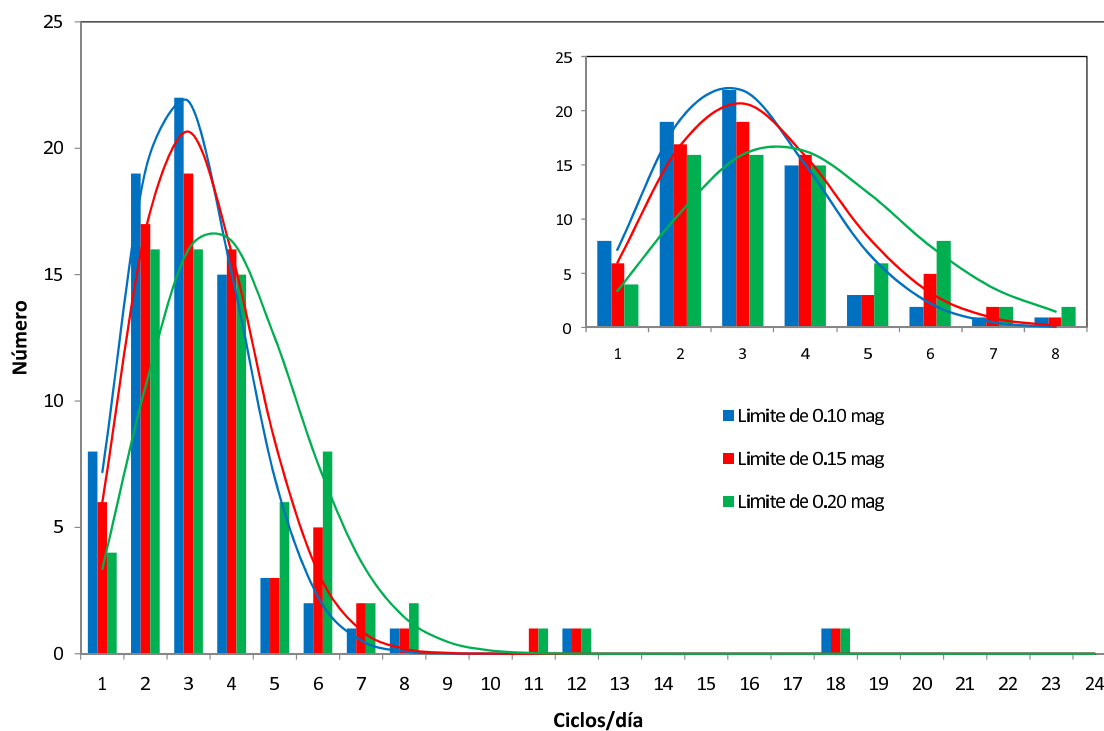


Figura 7.17: Histogramas de las frecuencias de rotación (en ciclos/día) para todos los objetos de la muestra usando un intervalo,  $(\Omega, \Omega + d\Omega)$ , de 1 ciclo/día. En azul el histograma obtenido al poner el umbral de amplitud (pico simple/doble) en 0.10 mag. En rojo el histograma obtenido al poner el umbral de amplitud (pico simple/doble) en 0.15 mag. En verde el histograma obtenido al poner el umbral de amplitud (pico simple/doble) en 0.20 mag. Las líneas continuas son los resultados de los ajustes a distribución Maxwelliana. Cada uno de estos tres histogramas se ha obtenido tras el proceso de sorteo descrito en la sección 7.9.1.3. El recuadro de la parte superior derecha muestra una ampliación de la gráfica general en la que se ve mejor la zona central de los histogramas/ajustes.

Se ha intentado también ajustar a una combinación lineal de Maxwellianas, pero no se ha logrado un nivel de confianza suficientemente bueno, aunque de la inspección de los histogramas, en particular el de 1 ciclo/día (figura 7.17), aparecen claramente dos máximos diferenciados, uno centrado en 3 ciclos/día, y el otro en 6 ciclos/día (para el umbral en amplitudes de 0.15 mag). La frecuencia de rotación menor corresponde, con toda probabilidad, a los TNOs, y la mayor, fundamentalmente, a los Centauros de la muestra. Un ajuste bi-Maxwelliano a estas dos poblaciones, que han tenido evoluciones colisionales posiblemente diferentes, quizá podría dar buenos resultados.

### Histogramas para los TNOs (N=54)

Del mismo modo a como hemos hecho para todos los KBOs de la literatura, construimos los histogramas para los TNOs, es decir, quitamos los Centauros y los tres Damocloides de nuestra muestra de períodos de rotación. Utilizamos, igual que para todos los objetos, intervalos de frecuencias de 0.4, 0.7, y 1 ciclo/día, para los tres valores de amplitud umbral de 0.10, 0.15, y 0.20 mag. En total construimos, como en el caso anterior, nueve histogramas: tres para 0.4 ciclos/día, tres para 0.7 ciclos/día, y tres para 1 ciclo/día. A continuación, analizamos por separado cada uno de estos histogramas, así como los resultados de los ajustes a distribuciones Maxwellianas.

Los tres histogramas, y los resultados de los ajustes para 0.4 ciclos/día se pueden ver en la figura 7.18 y en la tabla 7.3. Una mirada a la figura nos indica rápidamente que los ajustes a Maxwelliana no son buenos, algo que confirmamos mirando la tabla 7.3, en la que se ve que los niveles de confianza obtenidos para este caso son, para los tres ajustes  $\ll 95\%$ . En conclusión, esta elección del intervalo de frecuencias de rotación (0.4 ciclos/día) no parece la mejor.

Los tres histogramas y ajustes para 0.7 ciclos/día se pueden ver en la figura 7.19. La inspección visual de la figura ya nos informa de que los ajustes obtenidos para estos histogramas son mucho mejores que los conseguidos con 0.4 ciclos/día. Esto podemos confirmarlo consultando la tabla 7.3 en la que podemos ver que todos los ajustes tienen niveles de confianza  $> 95\%$ . El mejor ajuste ( $NC = 99\%$ ) se obtiene para un corte en amplitudes de 0.20 mag, y corresponde a una frecuencia de rotación de 4.13 ciclos/día (o un período de rotación de 5.81 h). Los máximos para los tres histogramas están centrados en el intervalo de rotación de 2.8 ciclos/día (8.57 h). El valor medio del período de rotación obtenido del mejor histograma (5.81 h) es bastante menor que el obtenido promediando todos los períodos de los TNOs, que es de 6.88 horas.

En la figura 7.20 podemos ver los tres histogramas y ajustes construidos para un intervalo de frecuencias de 1 ciclo/día. La inspección visual de los mismos nos indica muy buenos ajustes en los tres casos, de hecho los ajustes para corte en amplitud de 0.10 y 0.15 mag están superpuestos en la figura, donde sólo se ve el ajuste azul (0.10 mag), pero no el rojo (0.15 mag), que en este caso cae justo encima. Aunque los tres ajustes son muy buenos, como puede comprobarse en la tabla 7.3, donde vemos que todos tienen un nivel de confianza del 99%, nos decantamos por los dos correspondientes a las amplitudes de **0.10**, y **0.15**

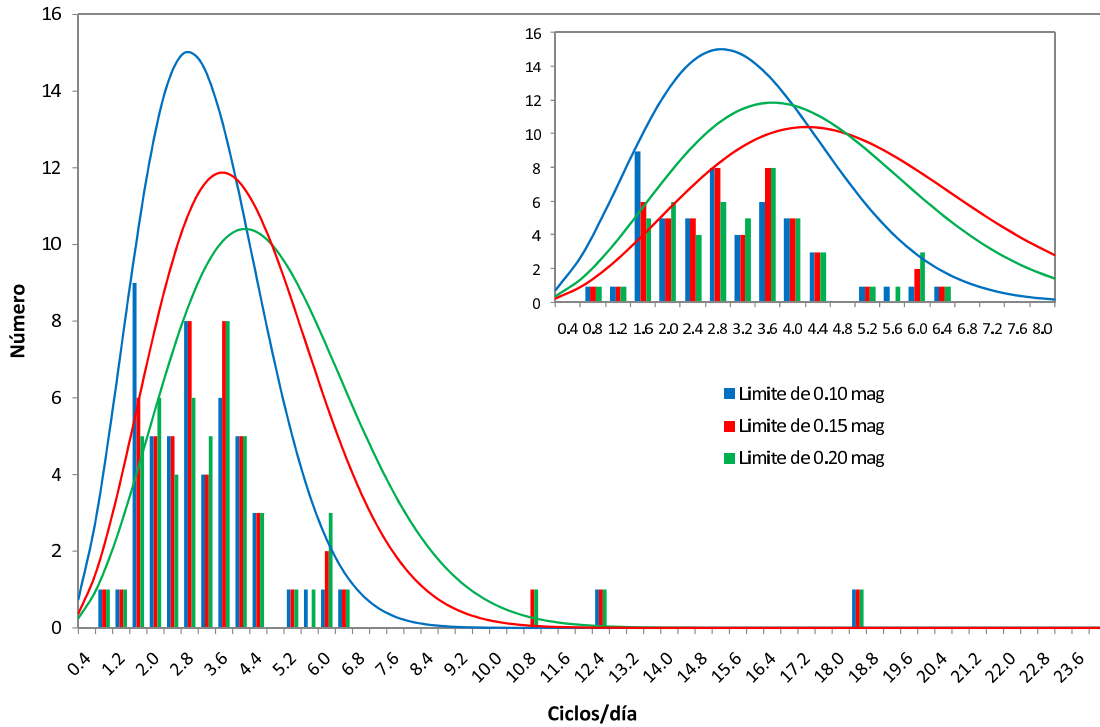


Figura 7.18: Histogramas de las frecuencias de rotación (en ciclos/día) para los TNOs de la muestra usando un intervalo,  $(\Omega, \Omega + d\Omega)$ , de 0.4 ciclos/día. En azul el histograma obtenido al poner el umbral de amplitud (pico simple/doble) en 0.10 mag. En rojo el histograma obtenido al poner el umbral de amplitud (pico simple/doble) en 0.15 mag. En verde el histograma obtenido al poner el umbral de amplitud (pico simple/doble) en 0.20 mag. Las líneas continuas son los resultados de los ajustes a distribución Maxwelliana. Cada uno de estos tres histogramas se ha obtenido tras el proceso de sorteo descrito en la sección 7.9.1.3. El recuadro de la parte superior derecha muestra una ampliación de la gráfica general en la que se ve mejor la zona central de los histogramas/ajustes.

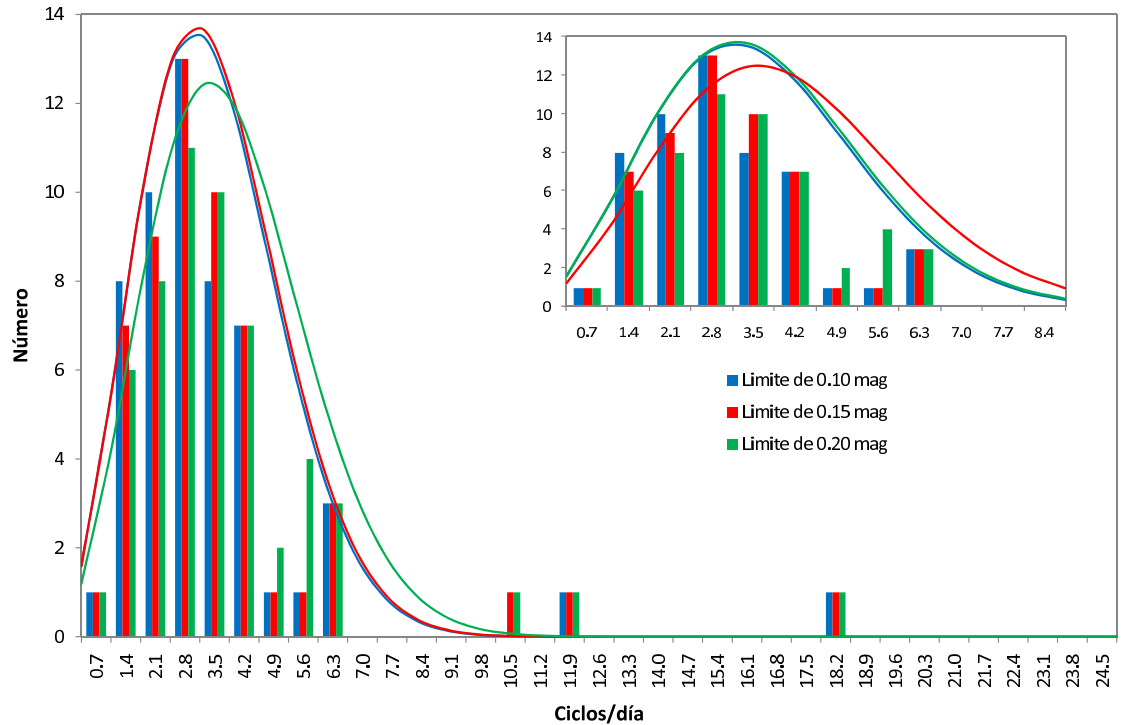


Figura 7.19: Histogramas de las frecuencias de rotación (en ciclos/día) para los TNOs de la muestra usando un intervalo,  $(\Omega, \Omega + d\Omega)$ , de 0.7 ciclos/día. En azul el histograma obtenido al poner el umbral de amplitud (pico simple/doble) en 0.10 mag. En rojo el histograma obtenido al poner el umbral de amplitud (pico simple/doble) en 0.15 mag. En verde el histograma obtenido al poner el umbral de amplitud (pico simple/doble) en 0.20 mag. Las líneas continuas son los resultados de los ajustes a distribución Maxwelliana. Cada uno de estos tres histogramas se ha obtenido tras el proceso de sorteo descrito en la sección 7.9.1.3. El recuadro de la parte superior derecha muestra una ampliación de la gráfica general en la que se ve mejor la zona central de los histogramas/ajustes.

**mag**, ya que son coincidentes. De hecho, ambos dan un mismo valor para la frecuencia de rotación media, 3.37 ciclos/día (**7.12 h**). Los valores máximos obtenidos para los tres histogramas están centrados en los intervalos correspondientes a 2 y 3 ciclos/día para corte en amplitud de 0.10 mag (si tomamos el valor promedio de 2.5 ciclos/día, corresponde a un período de 9.60 h), 3 y 4 ciclos/día para corte en 0.15 mag (tomando la media en 3.5 ciclos/día tenemos un período de 6.86 h), 4 ciclos/día (6 h) para corte en 0.20 mag.

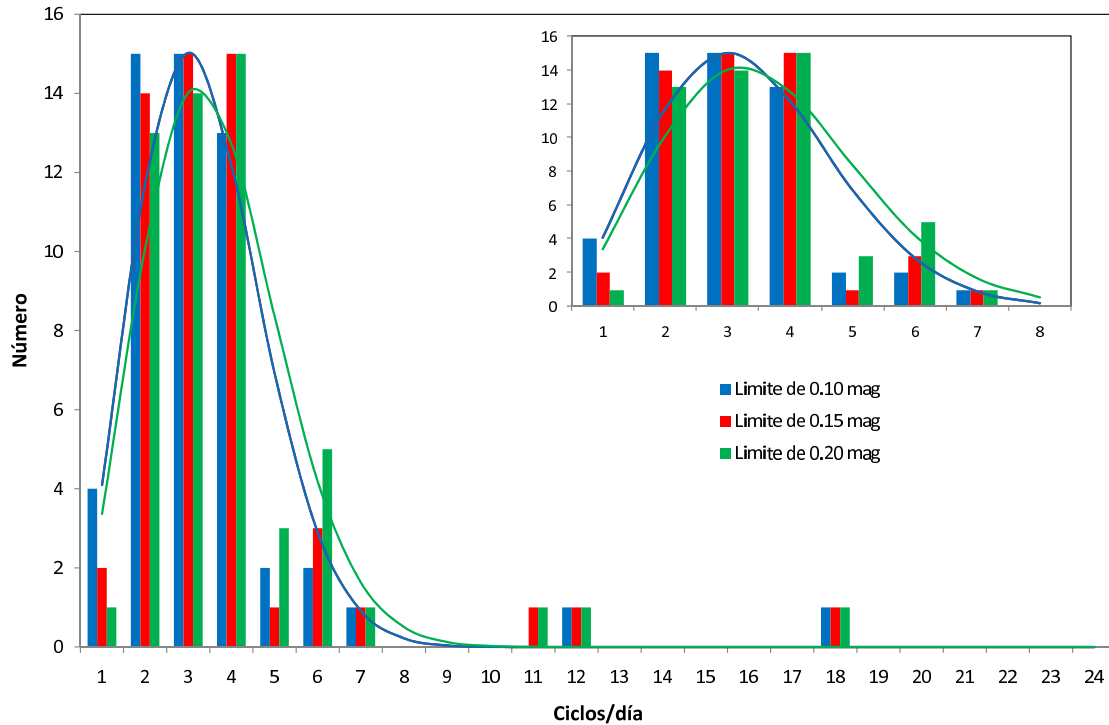


Figura 7.20: Histogramas de las frecuencias de rotación (en ciclos/día) para los TNOs de la muestra usando un intervalo,  $(\Omega, \Omega + d\Omega)$ , de 1 ciclo/día. En azul el histograma obtenido al poner el umbral de amplitud (pico simple/doble) en 0.10 mag. En rojo el histograma obtenido al poner el umbral de amplitud (pico simple/doble) en 0.15 mag. En verde el histograma obtenido al poner el umbral de amplitud (pico simple/doble) en 0.20 mag. Las líneas continuas son los resultados de los ajustes a distribución Maxwelliana (en este caso particular el ajuste para 0.10 mag -azul- está superpuesto al de 0.15 mag -rojo-, por eso sólo se ven la curva azul y la verde -0.20 mag-). Cada uno de estos tres histogramas se ha obtenido tras el proceso de sorteo descrito en la sección 7.9.1.3. El recuadro de la parte superior derecha muestra una ampliación de la gráfica general en la que se ve mejor la zona central de los histogramas/ajustes.

De todos los histogramas obtenidos para el conjunto de 54 TNOs, los que parecen mejores, atendiendo al nivel de confianza del ajuste, son los construidos con un intervalo de frecuencias de rotación de 1 ciclo/día (aunque los de 0.7 ciclos/día también dan buenos ajustes, pero con un nivel de confianza algo menor, como puede verse en la tabla 7.3) que



se muestran en la figura 7.20. Para los histogramas de 1 ciclo/día el período rotacional correspondiente preferido es de **7.12 horas** (para umbrales de 0.10 y 0.15 mag), los niveles de confianza de ambos ajustes dan iguales (99%), por lo que no podemos elegir entre **0.10** ó **0.15 mag** como umbral de variabilidad debida a albedo y debida a cuerpos elongados en rotación. Si comparamos el período promedio obtenido del ajuste (7.12 h), con el obtenido para todos los objetos para el histograma de 1 ciclo/día (7.36 h), vemos que los TNOs rotan aparentemente algo más rápido que el promedio de rotación de todos los KBOs (para la amplitud umbral de 0.15 mag). De nuevo, obtenemos una frecuencia de rotación mucho más rápida para los TNOs que las que se tenían hasta la fecha. Este valor (7.12 h) es algo mayor que el obtenido del promedio directo de todos los períodos de rotación para los TNOs (6.88 h), y es compatible con el valor obtenido para los TNOs de nuestra muestra de 29 objetos (7.29 h) mediante el ajuste discutido en la sección 7.8.3.2.

Por otro lado, los niveles de confianza de los ajustes a Maxwellianas obtenidos para los histogramas (en particular para los de 1 ciclo/día) sugieren una distribución debida a evolución colisional para los TNOs. Los histogramas apuntan de nuevo a la posible existencia de varias poblaciones, con distintas distribuciones dentro del histograma, que se corresponderían con dos poblaciones originadas por diferente evolución colisional, por lo que, de nuevo, un ajuste bi-Maxwelliano podría dar también buenos resultados.

### Histogramas para los Centauros (N=18)

La muestra de los Centauros no es lo suficientemente grande como para poder hacer un análisis muy significativo, estadísticamente hablando. Por esta razón, sólo vamos a construir el histograma para intervalo de frecuencias de rotación de 1 ciclo/día, que son para los que se han obtenido los mejores resultados en los casos anteriores (todos los objetos, y TNOs). El resultado de los tres histogramas y ajustes para 1 ciclo/día y los umbrales habituales para la amplitud (0.10, 0.15, y 0.20 mag) pueden verse en la figura 7.21. Una inspección visual de dicha figura ya nos informa de que los ajustes no son buenos, de hecho todos tienen un nivel de confianza por debajo del 95%, como puede verse en la tabla 7.3. De entre todos, el de mayor nivel de confianza (86%) se obtiene para una amplitud de corte de **0.15 mag**, y da un valor medio, derivado del ajuste, de 4.01 ciclos/día, equivalente a un período de rotación de **5.99 h**. Este valor, más pequeño que el obtenido para la muestra completa y los TNOs, es compatible con lo discutido en la sección 7.8.1, según lo cual, los objetos más pequeños (y los Centauros lo son) tenderían a tener frecuencias de rotación mayores (aunque debemos tomar este valor con cautela, ya que el nivel de confianza del ajuste es  $< 95\%$ ). El promedio de los períodos de rotación para los 18 Centauros de la muestra da un valor de 6.75 horas. Los máximos para los histogramas se obtienen centrados en los siguientes intervalos de frecuencias de rotación: 3 ciclos/día (8 h), 1 y 3 ciclos/día (promedio de 2 ciclos/día, que son 12 h), y 5 ciclos/día (4.8 h), para las amplitudes de corte de 0.10, 0.15 y 0.20 mag, respectivamente. Estos valores de máximos tan dispares nos están informando de que los histogramas construidos para los Centauros son muy sensibles al valor elegido para la amplitud de corte, posiblemente debido a que el número de objetos es muy pequeño.

El nivel de confianza derivado del ajuste a una Maxwelliana no nos permite decir nada

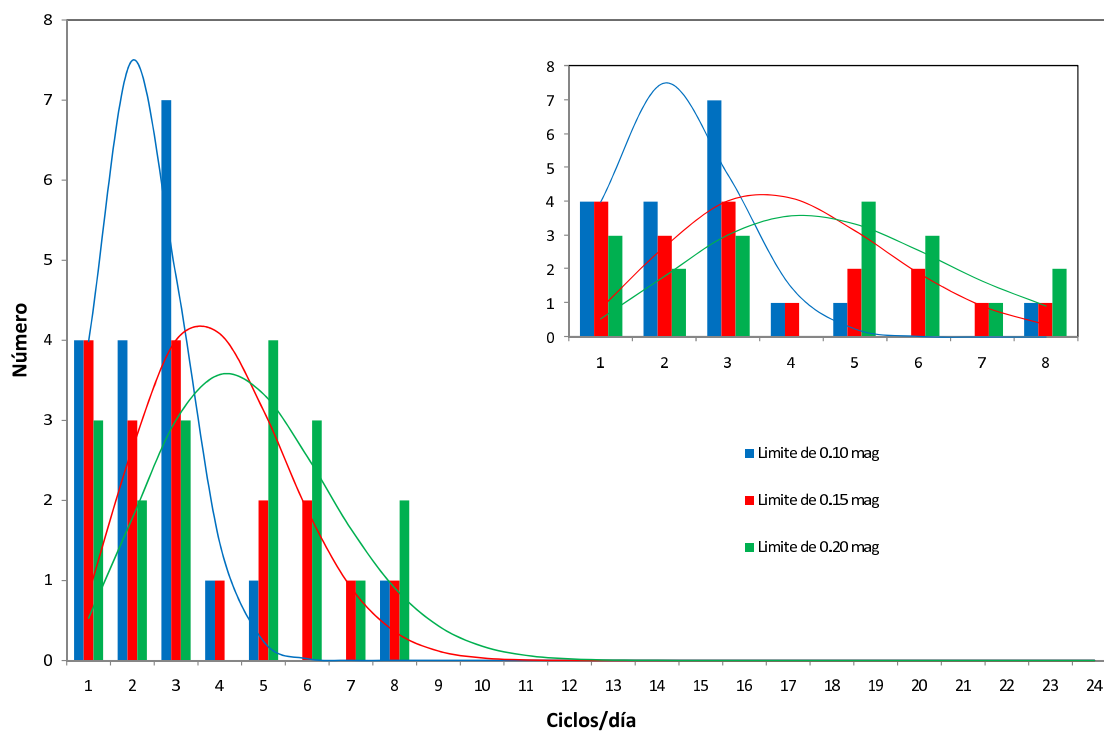


Figura 7.21: Histogramas de las frecuencias de rotación (en ciclos/día) para los Centauros de la muestra usando un intervalo,  $(\Omega, \Omega + d\Omega)$ , de 1 ciclo/día. En azul el histograma obtenido al poner el umbral de amplitud (pico simple/doble) en 0.10 mag. En rojo el histograma obtenido al poner el umbral de amplitud (pico simple/doble) en 0.15 mag. En verde el histograma obtenido al poner el umbral de amplitud (pico simple/doble) en 0.20 mag. Las líneas continuas son los resultados de los ajustes a distribución Maxwelliana. Cada uno de estos tres histogramas se ha obtenido tras el proceso de sorteo descrito en la sección 7.9.1.3. El recuadro de la parte superior derecha muestra una ampliación de la gráfica general en la que se ve mejor la zona central de los histogramas/ajustes.

sobre si la población de los Centauros tiene una distribución de frecuencias rotacionales originada a partir de una evolución colisional. Tampoco conseguimos un buen ajuste con una combinación lineal de Maxwellianas, aunque sería muy interesante seguir trabajando en esta línea, ya que, podría darnos pistas importantes sobre las dos poblaciones de Centauros, diferenciadas según sus colores B-R: los más azulados, y los más enrojecidos (ver sección 6.5.5 y figura 6.29). Ambas poblaciones posiblemente tengan orígenes distintos y, por lo tanto, hayan sufrido diferentes procesos de evolución colisional, cuya memoria puede estar guardada en la distribución de sus frecuencias de rotación. De hecho, sólo se han investigado, hasta el momento, las posibles diferencias entre estas dos poblaciones de Centauros usando los parámetros orbitales, y  $H$  -indicador del tamaño- (Tegler et al. 2008), pero no se ha hecho para los períodos rotacionales, ni las amplitudes. Ahora que comienza a haber una muestra cada vez mayor de datos rotacionales para los Centauros, podrían llevarse a cabo éste, y otros estudios similares, en los años venideros.

Del estudio realizado para todos los histogramas de las frecuencias de rotación de la muestra de KBOs podemos decir que, de los tres posibles intervalos de frecuencias de rotación investigados; 0.4 ciclos/día, 0.7 ciclos/día, y 1 ciclo/día, la mayor parte de los ajustes a Maxwellianas favorecen los histogramas construidos con intervalos de 1 ciclo/día, seguidos por los de 0.7 ciclos/día.

Hay que ser muy cuidadosos, sin embargo, con los actuales sesgos observacionales. En todos los estudios fotométricos dedicados a obtener propiedades rotacionales de los cuerpos menores del sistema solar suele haber un sesgo importante hacia los períodos cortos, y las curvas de luz de amplitud grande (Thirouin et al 2009). El cómo estimar este sesgo es un problema abierto que depende de la muestra de objetos con período estimado. Si se consigue el suficiente tiempo de observación con telescopios más grandes podrán obtenerse curvas de luz de TNOs más pequeños. Así, no sólo crecerá la muestra de objetos con período de rotación conocido, sino que el sesgo debido al tamaño ( $H$ ) será menos importante.

## 7.10 Correlaciones de periodos y amplitudes frente a colores y elementos orbitales

Parece razonable pensar, que la evolución que ha colocado a un objeto en una órbita específica haya afectado también a su estado de rotación. Por lo tanto, el estudio de las propiedades de rotación, en función de los elementos orbitales, y otros parámetros físicos, podría darnos información útil sobre la historia evolutiva del objeto (Santos-Sanz et al. 2006). Un razonamiento similar puede hacerse respecto a las propiedades rotacionales y los colores (Doressoundiram et al. 2008). Gracias a los datos rotacionales disponibles desde hace muy poco tiempo (Thirouin et al 2009; Duffard et al. 2009), en gran parte obtenidos por los esfuerzos observacionales del IAA (CSIC), podemos efectuar un estudio, estadísticamente significativo, de las posibles relaciones entre propiedades rotacionales ( $P$ , y  $\Delta m$ ), elementos orbitales, y colores.

Para explorar estas posibles relaciones, hacemos un análisis estadístico en busca de correlaciones entre los períodos de rotación, y las amplitudes de las curvas de luz, frente a los elementos orbitales, los colores, y la energía promedio colisional,  $\psi$  (ecuación 6.14), de una manera análoga a como se hizo en la sección 6.5 para colores frente a parámetros orbitales. El estudio de correlaciones se va a llevar a cabo utilizando el coeficiente de correlación de Spearman (1904),  $\rho$ , así como el nivel de confianza,  $NC$ , por las mismas razones y justificaciones descritas en la sección 6.5. Los criterios de análisis de la fortaleza de las correlaciones serán los mismos explicados en dicha sección, incluyendo el criterio para posible pista de correlación débil ( $\rho \geq 0.3$ ;  $NC \geq 80\%$ ).

De manera similar a lo hecho en el capítulo 6, vamos a estudiar las correlaciones para toda la muestra de objetos, pero también para las diferentes poblaciones dentro de los KBOs, como son los TNOs, Centauros, objetos Clásicos Calientes, Fríos, SDOs, etc, clasificados según los criterios descritos en la sección 6.5.

La presencia de varios períodos y/o amplitudes para la mayoría de los objetos (ver tabla 7.5 al final del capítulo) hizo necesario desarrollar un código específico que eligiera aleatoriamente una posible combinación de períodos/amplitudes. Este programa es muy similar al descrito en la sección 7.9.1.3, con la particularidad de que aquí no construimos histogramas, sino que buscamos correlaciones entre cada elección de períodos/amplitudes y los elementos orbitales/colores. Si hacemos esto un número suficiente de veces (típicamente, 100.000), lo que obtendremos finalmente, será un conjunto de 100.000 posibles valores de  $\rho$ , y del  $NC$ , para dos magnitudes dadas. El resultado final, para la correlación entre dos magnitudes concretas, será la media de las 100.000 correlaciones calculadas previamente, a partir de los 100.000 resultados de los sorteos. Los resultados más relevantes así calculados pueden consultarse en la tabla 7.4. Para el caso de los períodos de rotación, se han estudiado las posibles correlaciones utilizando varios umbrales de amplitud (0.10, 0.15, y 0.20 mag) para diferenciar entre curvas de luz de pico simple o doble, de la misma manera que se ha venido haciendo a lo largo de este capítulo. Hay que señalar que, todas las figuras de períodos/amplitudes frente a otras magnitudes que aparecen en esta sección, corresponden al conjunto de datos del sorteo (períodos ó amplitudes) para los que se obtuvo el mayor valor del coeficiente de correlación,  $\rho$ .

### 7.10.1 Estudio de toda la muestra

Buscamos correlaciones para todos los objetos de la muestra, en total se conocen los períodos de rotación de 75 objetos, y las amplitudes de las curvas de luz de 106 (ver tabla 7.5, al final del capítulo).

### 7.10.1.1 Correlaciones fuertes

No se obtiene ninguna correlación fuerte para todos los objetos de la muestra, ni para los períodos rotacionales, ni para las amplitudes de las curvas de luz.

### 7.10.1.2 Correlaciones débiles y pistas de otras posibles correlaciones

Obtenemos una correlación débil pero significativa ( $NC = 99.94\%$ ) para las amplitudes ( $\Delta m$ ) frente a las magnitudes absolutas ( $H$ ), como puede verse en la tabla 7.4. Esta relación presenta una evidencia muy fuerte de correlación atendiendo al nivel de confianza ( $NC > 99\%$ ). No es ninguna sorpresa, pues ya sospechábamos de una posible relación entre las amplitudes y el tamaño de los objetos en las secciones 7.8.2, y 7.9.1.2 (ver también figuras 7.10, y 7.14). Esta relación nos indica que los KBOs más pequeños (con mayor valor de  $H$ ), presentan variaciones mayores de amplitud (y viceversa). Como ya se ha discutido, esto significa, probablemente, que los objetos más pequeños están más elongados, posiblemente porque proceden de colisiones con otros objetos más grandes. Esta correlación entre grado de variabilidad y tamaño apoya una historia colisional para los KBOs más pequeños, y confirma un resultado similar al obtenido en la sección 6.4.3, dentro del estudio de fotometría de colores de objetos débiles. Este resultado justifica, por tanto, las amplitudes tan grandes observadas en los KBOs pequeños.

Encontramos sólo una pista de posible relación (anticorrelación), aunque muy débil, entre la amplitud ( $\Delta m$ ) y la distancia afélica ( $Q$ ). Esta relación presenta una evidencia razonablemente fuerte respecto al NC ( $> 95\%$ ). Dicha posible anticorrelación es difícil de explicar en términos de algún proceso físico plausible, que debería disminuir la amplitud de la curva de luz (y, presumiblemente, el grado de irregularidad) para los objetos con distancias afélicas grandes (y viceversa). Podría ser que los objetos más alejados hayan sufrido menos colisiones, o hayan sublimado menos material a lo largo de la historia del sistema solar.

Finalmente hay una última pista de posible relación débil (anticorrelación), con evidencia razonablemente fuerte de existencia, atendiendo al nivel de confianza ( $NC > 95\%$ ), entre la amplitud ( $\Delta m$ ), y la inclinación ( $i$ ). Esta relación implicaría que los objetos con menor inclinación orbital tendrían mayor grado de variabilidad en sus curvas de luz (y viceversa). En otras palabras, los objetos más irregulares estarían en órbitas menos inclinadas que los objetos menos irregulares. Esto podría deberse a que la densidad de objetos en órbitas con menor inclinación sería mayor, por lo que la probabilidad de colisiones, y por tanto de generación de objetos más pequeños, y más irregulares (y por tanto que produjeran curvas de luz con mayor amplitud) fuera mayor que en órbitas con inclinaciones mayores, donde los choques serían menos probables, y por ello los objetos tendrían menos asimetría (y por ende, menos variabilidad).

No se obtiene ninguna correlación, ni siquiera una pista débil, para los períodos de

rotación.

Tabla 7.4: Correlaciones de períodos de rotación y amplitudes vs. parámetros orbitales y colores.  $\rho$  es el coeficiente de correlación de Spearman;  $NC$  es el Nivel de Confianza;  $n$  el número de objetos de cada muestra; *Amplitud umbral* indica el valor umbral de la amplitud, que marca la diferencia entre curvas de pico simple y doble (sólo para correlaciones con el período de rotación). En la columna de las magnitudes correladas:  $P$  es el período de rotación;  $\Delta m$  la amplitud de la curva de luz;  $q$  la distancia perihélica;  $Q$  la distancia afélica;  $a$  el semieje mayor de la órbita;  $i$  la inclinación;  $e$  la excentricidad;  $H$  la magnitud absoluta, tomada del MPC;  $\psi$  la energía promedio colisional definida en la sección 6.5;  $B - V$ ,  $V - R$ , y  $R - I$  son índices de color.

Muestra	Magnitudes Correladas	$\rho$	NC [%]	n	Amplitud umbral [mag.]
Todos (KBOs)	$\Delta m$ vs. Q	-0.23	96.96	100	
	$\Delta m$ vs. H	0.35	99.94	100	
	$\Delta m$ vs. i	-0.21	95.92	100	
TNOs (sin Plutón)	$\Delta m$ vs. Q	-0.31	99.07	77	
	$\Delta m$ vs. H	0.44	99.98	77	
	$\Delta m$ vs. i	-0.30	98.80	77	
	$\Delta m$ vs. e	-0.31	99.03	77	
Clásicos	P vs. B-V	0.66	98.49	17	0.10
	P vs. B-V	0.67	98.64	17	0.15
	P vs. B-V	0.61	98.02	17	0.20
	P vs. V-R	0.44	85.84	15	0.10
	P vs. V-R	0.46	87.31	15	0.15
	P vs. V-R	0.44	87.62	15	0.20
	P vs. $\psi$	0.30	87.65	30	0.10
	P vs. $\psi$	0.33	91.68	30	0.15
	P vs. i	-0.29	87.50	30	0.15
	P vs. q	0.33	91.26	30	0.20
	$\Delta m$ vs. q	0.27	90.33	42	
	$\Delta m$ vs. Q	-0.37	97.95	42	
	$\Delta m$ vs. H	0.49	99.80	42	
	$\Delta m$ vs. i	-0.38	98.16	42	
	$\Delta m$ vs. e	-0.34	96.74	42	
$\Delta m$ vs. $\psi$	0.25	89.49	42		
Calientes	P vs. B-V	0.67	98.27	15	0.10
	P vs. B-V	0.66	98.11	15	0.15
	P vs. B-V	0.59	96.94	15	0.20
	P vs. V-R	0.49	88.28	13	0.10
	P vs. V-R	0.51	89.23	13	0.15
	P vs. V-R	0.48	89.17	13	0.20
	P vs. $\psi$	0.34	88.23	23	0.10
	P vs. $\psi$	0.38	91.68	23	0.15

Tabla 7.4: Correlaciones período de rotación y amplitud (continuación).

Muestra	Magnitudes Correladas	$\rho$	NC [%]	n	Amplitud umbral [mag.]
	P vs. q	0.27	77.90	23	0.20
	$\Delta m$ vs. H	0.35	93.22	29	
	$\Delta m$ vs. $\psi$	0.33	91.31	29	
Fríos	P vs. Q	-0.54	78.86	7	0.10
	P vs. Q	-0.54	78.86	7	0.15
	P vs. Q	-0.80	94.97	7	0.20
	P vs. e	-0.58	84.21	7	0.20
	$\Delta m$ vs. Q	-0.48	89.09	13	
	$\Delta m$ vs. H	0.47	88.73	13	
	$\Delta m$ vs. e	-0.37	78.14	13	
Plutinos	P vs. H	-0.35	77.38	15	0.10
SDOs	P vs. V-R	-0.67	92.19	8	0.10
	P vs. V-R	-0.65	91.55	8	0.15
	P vs. V-R	-0.65	91.55	8	0.20
	P vs. R-I	-0.62	82.84	6	0.10
	P vs. R-I	-0.55	78.25	6	0.15
	P vs. R-I	-0.55	78.25	6	0.20
	$\Delta m$ vs. V-R	-0.40	76.99	13	
	$\Delta m$ vs. q	-0.45	85.04	14	
	$\Delta m$ vs. H	0.57	92.86	14	
Centauros	P vs. B-V	0.52	92.62	14	0.10
	P vs. B-V	0.49	91.40	14	0.15
	P vs. e	0.47	94.04	18	0.10
	P vs. $\psi$	0.40	88.25	18	0.20
	$\Delta m$ vs. e	0.34	86.26	21	
SDOs +	P vs. BV	0.35	89.03	24	0.10
	P vs. BV	0.35	89.16	24	0.15
Calientes	P vs. BV	0.31	84.69	24	0.20
	$\Delta m$ vs. H	0.36	97.42	43	
	$\Delta m$ vs. $\psi$	0.35	97.27	43	
Centauros + Calientes	P vs. BV	0.57	99.58	29	0.10
	P vs. BV	0.54	99.35	29	0.15
	P vs. BV	0.43	97.09	29	0.20
	P vs. VR	0.39	93.25	27	0.10
	P vs. VR	0.33	89.04	27	0.15
	P vs. RI	0.35	80.80	18	0.10
	P vs. e	0.35	96.73	41	0.10
Centauros +	P vs. BV	0.46	90.52	16	0.10
	P vs. BV	0.46	91.20	16	0.15

Tabla 7.4: Correlaciones período de rotación y amplitud (continuación).

Muestra	Magnitudes Correladas	$\rho$	NC [%]	n	Amplitud umbral [mag.]
Fríos	$\Delta m$ vs. q	0.27	84.04	34	
	$\Delta m$ vs. Q	0.27	86.31	34	
	$\Delta m$ vs. a	0.27	84.77	34	
Centauros +	$\Delta m$ vs. q	-0.45	98.55	35	
	$\Delta m$ vs. Q	-0.27	85.65	35	
SDOs	$\Delta m$ vs. H	0.47	98.99	35	
	$\Delta m$ vs. a	-0.30	89.49	35	
	$\Delta m$ vs. $\psi$	0.32	93.01	35	

### 7.10.2 TNOs

Para la población de los TNOs tenemos 54 datos de períodos de rotación, y 77 de amplitudes, sin contar a Plutón, al que eliminamos de la muestra, para no contaminarla con su período de rotación tan largo, producido por la sincronización de la rotación por fuerzas de marea.

#### 7.10.2.1 Correlaciones fuertes

No se encuentra, para los TNOs, ninguna relación significativa que involucre al período de rotación, para ninguno de los casos umbral de amplitud utilizados (0.10, 0.15, y 0.20 mag) a la hora de elegir entre períodos con curva de luz de pico simple y doble. Tampoco se encuentra ninguna correlación fuerte para la amplitud de las curvas de luz.

#### 7.10.2.2 Correlaciones débiles y pistas de otras posibles correlaciones

La relación más fuerte que se encuentra es de nuevo la de la amplitud frente a la magnitud absoluta (figura 7.22). En este caso, es incluso más fuerte que para la muestra de todos los objetos, tanto respecto al coeficiente de correlación ( $\rho$ ), como respecto al nivel de confianza (ver tabla 7.4). De nuevo podemos decir que, probablemente, los TNOs más pequeños han tenido una historia evolutiva más intensa, lo que hace que estén más deformados, y presenten curvas de luz con amplitudes mayores (y viceversa). Esta es una interpretación cualitativa, que parece razonable, pero que no se ha modelizado cuantitativamente mediante algún tipo de simulación.

Encontramos, de nuevo, dos posibles relaciones débiles entre la amplitud frente a la distancia afélica (Q), y la amplitud frente a la inclinación (i). Ambas posibles relaciones son anticorrelaciones. Ya hemos visto que la posible relación,  $\Delta m$  vs. Q, es complicada



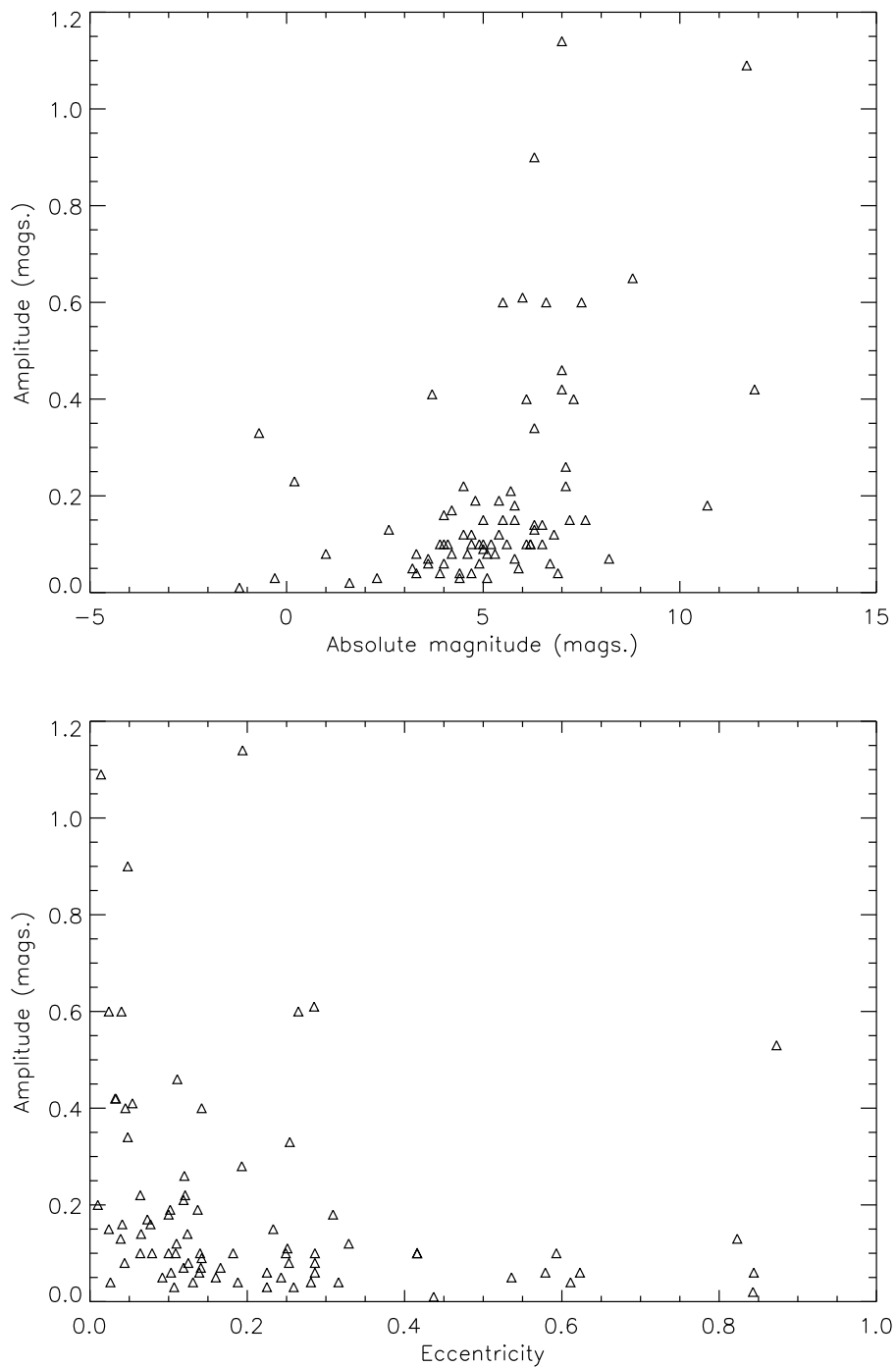


Figura 7.22: Algunas gráficas de correlaciones débiles para TNOs discutidas en la sección 7.10.2. Arriba: Amplitud frente a  $H$  para los 77 TNOs de la muestra (excluyendo Plutón y Caronte), es una correlación débil. Abajo: Amplitud frente a  $e$  para los 77 TNOs de la muestra (excluyendo a Plutón), es una correlación también débil.

de explicar con nuestros conocimientos actuales, mientras que, la de,  $\Delta m$  vs.  $i$ , hemos discutido que podría explicarse apoyándonos en una historia colisional más efectiva para los objetos que se encuentren en órbitas con menores inclinaciones, pero de nuevo, esto es sólo una idea cualitativa. Así, estos objetos acabarían siendo más irregulares, lo que se traduciría en una curva de luz con mayor amplitud de variabilidad.

Hay otra relación débil entre la amplitud y la excentricidad ( $e$ ), con evidencia fuerte en virtud del nivel de confianza (figura 7.22). Dicha anticorrelación nos estaría diciendo que los objetos con amplitudes más pequeñas (menos deformados) estarían en órbitas más excéntricas, mientras que los que tienen amplitudes más grandes (más deformados) estarían en órbitas más circulares. Quizá en las órbitas más circulares haya habido una mayor densidad de cuerpos que podría explicar esta tendencia (objetos más irregulares), debida a choques más probables y eficientes para los objetos con esas excentricidades.

### 7.10.3 Objetos Clásicos

Hay 42 objetos transneptunianos Clásicos con amplitudes conocidas, y 30 con períodos de rotación conocidos. Para esta población encontramos alguna correlación para los períodos, y no sólo para las amplitudes.

#### 7.10.3.1 Correlaciones fuertes

Hay una correlación fuerte entre los períodos de rotación ( $P$ ) y el color ( $B-V$ ), con una evidencia fuerte de existencia respecto al nivel de confianza (tabla 7.4 y figura 7.23). Esta relación es fuerte además para los tres umbrales de amplitud (curvas pico simple/doble) que se han usado (0.10, 0.15, y 0.20 mag), como puede verse en la misma tabla. Esta correlación sugiere que los objetos con menores períodos de rotación (es decir, los que giran a mayor velocidad), serían los que tienen superficies más azuladas, posiblemente porque habrían sufrido más colisiones que los objetos con períodos de rotación más largos (que tendrían superficies más enrojecidas). Las colisiones podrían rejuvenecer las superficies de estos objetos Clásicos, cubriéndolas con hielo más reciente, que las azularía, y simultáneamente modificaría su rotación hacia frecuencias de rotación más rápidas. Esta correlación se apoya en sólo 17 objetos Clásicos, por lo que son necesarias más medidas de color para objetos con período de rotación conocido, no solo para confirmar o descartar estas u otras posibles correlaciones, sino también, para confirmar si hay alguna variación de color en la superficie de los objetos.

#### 7.10.3.2 Correlaciones débiles y pistas de otras posibles correlaciones

Encontramos una correlación débil para los períodos de rotación con respecto al color ( $V-R$ ), para los tres valores de corte de la amplitud (tabla 7.4, y figura 7.24). Esta correlación

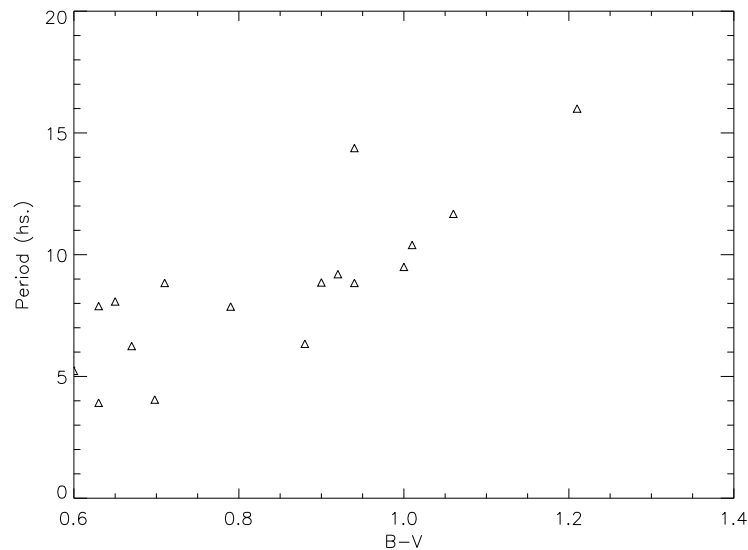


Figura 7.23: Gráfica ilustrativa de la correlación fuerte entre el período de rotación y el color (B-V) encontrada para los 17 TNOs Clásicos de la muestra. En este caso el umbral para la amplitud (cota para considerar períodos de pico doble o simple) es de 0.15 mag.

apoya el mismo proceso descrito un poco más arriba para la relación entre P vs. (B-V), e implicaría que los objetos que giran más rápido tendrían superficies menos enrojecidas, es decir, más jóvenes, y posiblemente recubiertas por hielos recientes, arrancados del cuerpo por efecto de las colisiones, y depositados sobre su superficie posteriormente.

Hay varias pistas de correlaciones débiles entre los períodos de rotación, la energía promedio de las colisiones sufridas por el objeto ( $\psi$ ), la inclinación ( $i$ ), y la distancia perihélica ( $q$ ). En este caso, además de ser débiles, no se obtienen para todos, ni para los mismos valores de corte de la amplitud pico simple/doble, lo que las hace aún menos creíbles. De cualquier forma, de ser cierta la relación P vs.  $i$  (figura 7.24), nos estaría indicando que los objetos que giran con mayor velocidad estarían en órbitas con mayor inclinación. Esto sería, cualitativamente compatible, con un proceso colisional que podría acelerar la rotación del objeto, ya que la energía colisional promedio,  $\psi$ , que da idea de las colisiones sufridas por un objeto en el pasado, aumenta si aumenta la inclinación. Desgraciadamente, la posible correlación de P vs.  $\psi$  es de sentido contrario a la de P vs.  $i$ , por lo que no apoya el proceso que acabamos de discutir.

Respecto a la amplitud, encontramos de nuevo correlaciones débiles frente a la distancia afélica ( $Q$ ), la magnitud absoluta ( $H$ ), la inclinación ( $i$ ), y la excentricidad ( $e$ ), que pueden consultarse en la tabla 7.4 (ver también figura 7.25). Si las juntamos todas, podemos decir que los objetos Clásicos con mayor amplitud (presumiblemente, los más irregulares), tienden a ser: los más pequeños, a estar a menores distancias afélicas, a tener menores inclinaciones

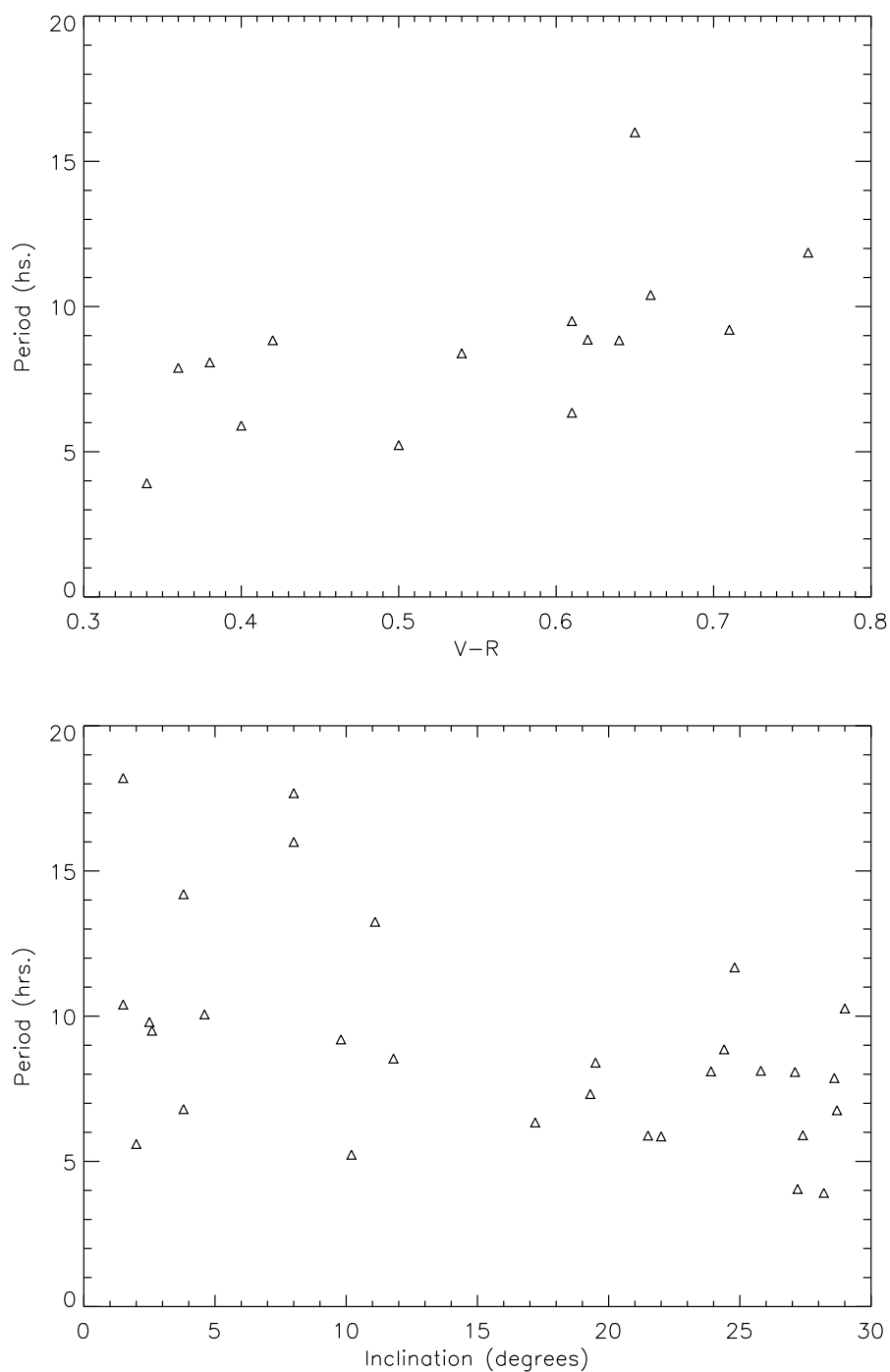


Figura 7.24: Algunas gráficas de correlaciones débiles encontradas para los TNOs Clásicos. Arriba: Período frente a (V-R), para los 15 objetos Clásicos de la muestra. Abajo: Período de rotación frente a la inclinación ( $i$ ), para los 30 objetos Clásicos de la muestra. En ambos casos el umbral para la amplitud (cota para considerar períodos de pico doble o simple) es de 0.15 mag.

orbitales, y a estar en órbitas más circulares (y viceversa). Los posibles procesos físicos (unos más fundamentados, o creíbles que otros) que explicarían cada una de estas tendencias, han sido ya descritos para los grupos anteriores.

Hay dos nuevas pistas de posibles correlaciones de la amplitud con la distancia perihélica ( $q$ ), y con la energía promedio colisional ( $\psi$ ). La primera de ellas ( $\Delta m$  vs.  $q$ ) implicaría que los objetos que tienen órbitas con menores distancias perihélicas, presentarían menor amplitud en su curva de luz (es decir, serían menos irregulares). Si suponemos que la disminución en amplitud se debe a que los objetos presentan superficies más homogéneas, esto podría explicarse mediante una actividad de tipo cometario. Así, los que estuvieran a distancias perihélicas menores presentarían mayor actividad y, estos gases, depositarían posteriormente en la superficie, homogeneizándola y, por tanto, dando una curva de luz con menor amplitud. Si tenemos en cuenta que nuestra muestra está claramente sesgada hacia los objetos más brillantes (que generalmente son los más grandes), este es un proceso plausible, pues es sabido que los objetos más grandes podrían retener una coma o fina atmósfera, generada por sublimación de especies volátiles, a distancias más cercanas al sol, y que homogeneizaría la superficie, si se deposita, posteriormente, sobre ella (algo que ya se discutió en la sección 7.9.1.2). La segunda relación ( $\Delta m$  vs.  $\psi$ ) nos está diciendo que los objetos que presentan mayores amplitudes (presumiblemente, los más irregulares), son los que tienen una mayor energía colisional promedio. O visto de otro modo, cuantas más colisiones haya sufrido un objeto, mayor será su irregularidad y, por tanto, su grado de variabilidad. Esta última relación apoya el modelo de evolución colisional para los objetos Clásicos del cinturón transneptuniano.

#### 7.10.4 Objetos Clásicos Calientes

Estudiamos a continuación las correlaciones obtenidas para el subgrupo de objetos transneptunianos Clásicos con inclinaciones orbitales por encima de los  $4.5^\circ$ . Se conocen las amplitudes de 29 objetos Clásicos Calientes, y los períodos de 23.

##### 7.10.4.1 Correlaciones fuertes

Obtenemos las mismas correlaciones fuertes (P vs. B-V) que obteníamos para la muestra de los TNOs Clásicos, para todos los valores de corte en amplitud, como puede verse en la tabla 7.4 y en la figura 7.26. Las tres correlaciones son fuertes, con evidencia fuerte o razonablemente fuerte, según el nivel de confianza. Todas nos indican que, para los TNOs Calientes, aquellos que giran más rápido son los que tienen las superficies más azuladas, probablemente debido a que han sufrido un mayor número de colisiones, como ya se ha discutido para la muestra de objetos Clásicos.

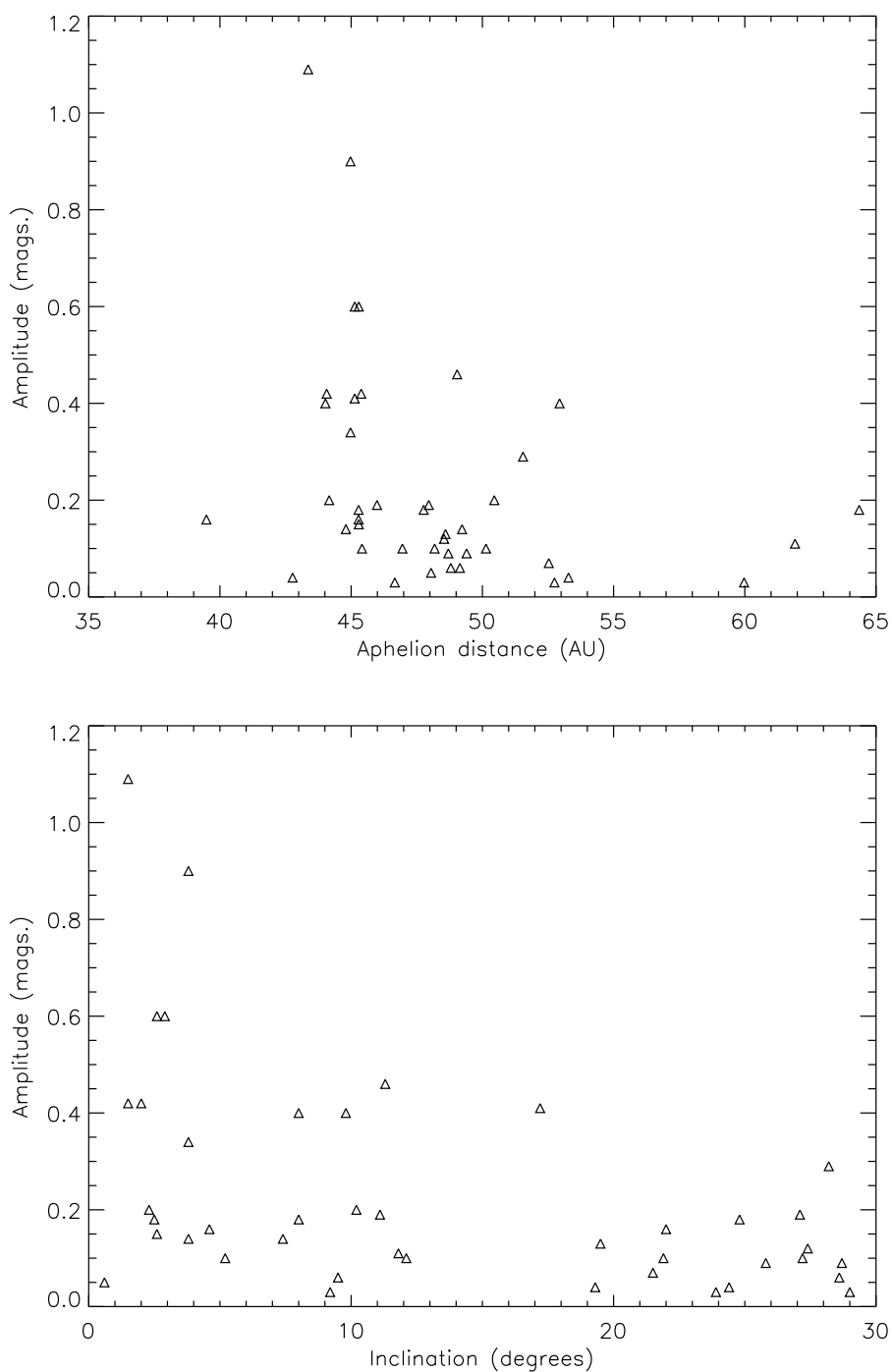


Figura 7.25: Algunas gráficas de correlaciones débiles encontradas para los TNOs Clásicos. Arriba: Amplitud frente a distancia afélica (Q), para los 42 objetos Clásicos de la muestra. Abajo: Amplitud frente a la inclinación (i), para los 42 objetos Clásicos de la muestra.

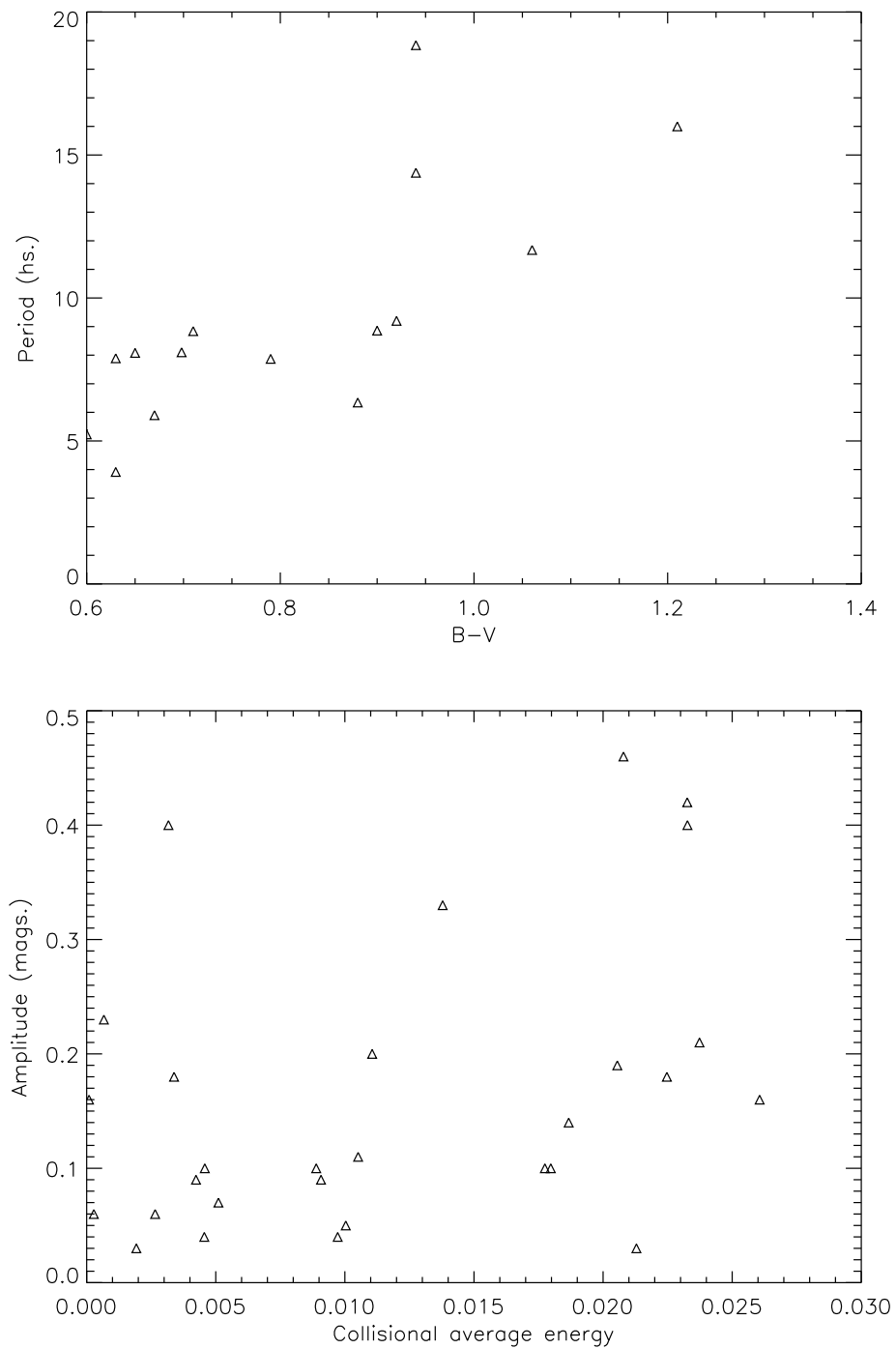


Figura 7.26: Algunas gráficas de correlaciones encontradas para los objetos Clásicos Calientes. Arriba: Período de rotación frente a color (B-V), para los 15 objetos Clásicos Calientes de la muestra (en este caso para una amplitud de corte de 0.10 mag). Es una correlación fuerte. Abajo: Amplitud frente a la energía promedio colisional ( $\psi$ ), para los 29 objetos Clásicos Calientes de la muestra. Es una correlación débil

#### 7.10.4.2 Correlaciones débiles y pistas de otras posibles correlaciones

Las correlaciones más fuertes encontradas dentro de las débiles son las del período con el color (V-R). Esta correlación se encontró también para los TNOs Clásicos, y apoya el mismo proceso que acabamos de discutir para la correlación fuerte P vs. B-V.

Encontramos las mismas pistas de correlaciones débiles que para los objetos Clásicos: P vs.  $\psi$ , P vs. q, aunque desaparece la posible relación P vs. i. Ninguna de ella parece muy convincente, pues se obtienen para valores aislados de la amplitud de corte, y no para las tres, como debería ser (ver sino el caso de alguna relación fuerte en la que intervenga el período de rotación en la tabla 7.4). Además, no son sencillas de explicar y, en algún caso, parecen hasta poco coherentes con los otros resultados obtenidos.

Respecto a la amplitud, encontramos de nuevo la relación entre la amplitud y la magnitud absoluta (H), que se da en todas las muestras anteriores, y que ya hemos discutido adecuadamente. Se encuentra, al igual que para los Clásicos, la correlación débil amplitud frente a energía colisional promedio ( $\psi$ ) -figura 7.26-, que ya vimos que era coherente con un modelo de evolución colisional para los TNOs, y que puede interpretarse como que los TNOs Clásicos Calientes con mayor amplitud variacional (es decir, probablemente, los más irregulares), son los que tienen una energía colisional promedio mayor (es decir, los que habrían sufrido más colisiones), y viceversa.

### 7.10.5 Objetos Clásicos Fríos

Dentro del grupo de los objetos Clásicos con inclinaciones por debajo de los  $4.5^\circ$ , los conocidos como TNOs Clásicos Fríos, encontramos 13 con amplitudes conocidas, y 7 con períodos de rotación estimados. Un número que no es estadísticamente significativo, pero que vamos a estudiar por completitud del análisis.

#### 7.10.5.1 Correlaciones fuertes

Sólo hay 2 TNOs Clásicos Fríos, dentro de los 7 con períodos conocidos, de los que tenemos información de colores. No podemos, por tanto, decir nada acerca de las posibles correlaciones de períodos frente a colores para los objetos Fríos, aunque sí podemos prever que, probablemente, de haber más datos de colores para estos objetos, también la obtendríamos. Si nos fijamos en la tabla 7.4 podemos comprobar que las correlaciones P vs. (B-V) son ligeramente mayores para los TNOs Clásicos (17 objetos), que para los TNOs Clásicos Calientes (15 objetos). Esos 2 objetos de diferencia son, precisamente, los 2 objetos Clásicos Fríos de los que hay información de períodos y colores. Parece, por lo tanto, que la aportación de estos 2 objetos, aunque muy modesta, apoya la tendencia observada para los objetos Clásicos y Clásicos Calientes, según la cual, los objetos que giran más rápido, son los más azulados, probablemente porque han tenido una historia colisional más rica.



Obtenemos una fuerte relación, para este grupo, entre el período de rotación y la distancia afélica ( $Q$ ). Esta correlación fuerte, aunque no respecto al nivel de confianza (tabla 7.4 y figura 7.27), no es demasiado convincente, por un lado, por el pequeño número de objetos disponibles (sólo 7) y, por el otro, porque sólo se observa como correlación fuerte para uno de los tres valores de corte de la amplitud (0.20 mag). De existir, implicaría un proceso de aumento o disminución de la frecuencia de rotación que dependiera de la distancia afélica, algo difícil de justificar.

#### 7.10.5.2 Correlaciones débiles y pistas de otras posibles correlaciones

Hay una pista de relación débil entre el período y la excentricidad que parece poco creíble, por el pequeño número de objetos de la muestra, y porque sólo se da para una de las amplitudes umbral (0.20 mag). De ser cierta, significaría que los objetos que giran más rápido son los que están en órbitas más excéntricas. Este resultado sería coherente con el hecho de que, tales cuerpos, podrían haber sufrido más colisiones, lo que les habría llevado a órbitas más excéntricas, que aquellas en las que se encontrarían otros objetos, que no hubieran sufrido tantas colisiones. De hecho, un incremento en la excentricidad se traduce en un incremento de la energía colisional promedio ( $\psi$ , ecuación 6.14).

A pesar de los pocos objetos Fríos de los que conocemos la amplitud, la relación débil entre las amplitudes y el tamaño de los objetos (magnitud absoluta,  $H$ ), se encuentra también para este grupo.

Obtenemos también pistas de correlaciones débiles entre la amplitud y la distancia afélica ( $Q$ ) -figura 7.27-, y la amplitud frente a la excentricidad ( $e$ ). Estas anticorrelaciones débiles aparecen para la muestra de los objetos Clásicos, pero no para los Clásicos Calientes. Luego, a primera vista, parece que son los objetos Fríos los que “aportan” estas correlaciones al grupo de los TNOs Clásicos.

#### 7.10.6 Plutinos

Para este grupo dinámico tenemos 17 objetos con períodos conocidos (incluyendo Plutón y Caronte), y 23 con amplitudes conocidas. Usamos los 23 objetos para buscar posibles correlaciones entre la amplitud y otros parámetros, mientras que usaremos sólo 15 objetos para hacer la búsqueda de correlaciones entre los períodos y otros parámetros. Eliminamos, por tanto, Plutón y Caronte de la muestra de los períodos, ya que pueden contaminar las correlaciones con sus períodos extremadamente grandes.

No encontramos ninguna correlación, ni pista de ella, para las amplitudes. Respecto a los períodos, encontramos una posible pista de relación muy débil frente a la magnitud absoluta ( $H$ ). Dicha correlación se encuentra sólo para uno de los valores de corte de la amplitud (0.10 mag), y tiene un nivel de confianza por debajo del 95% (tabla 7.4, y figura

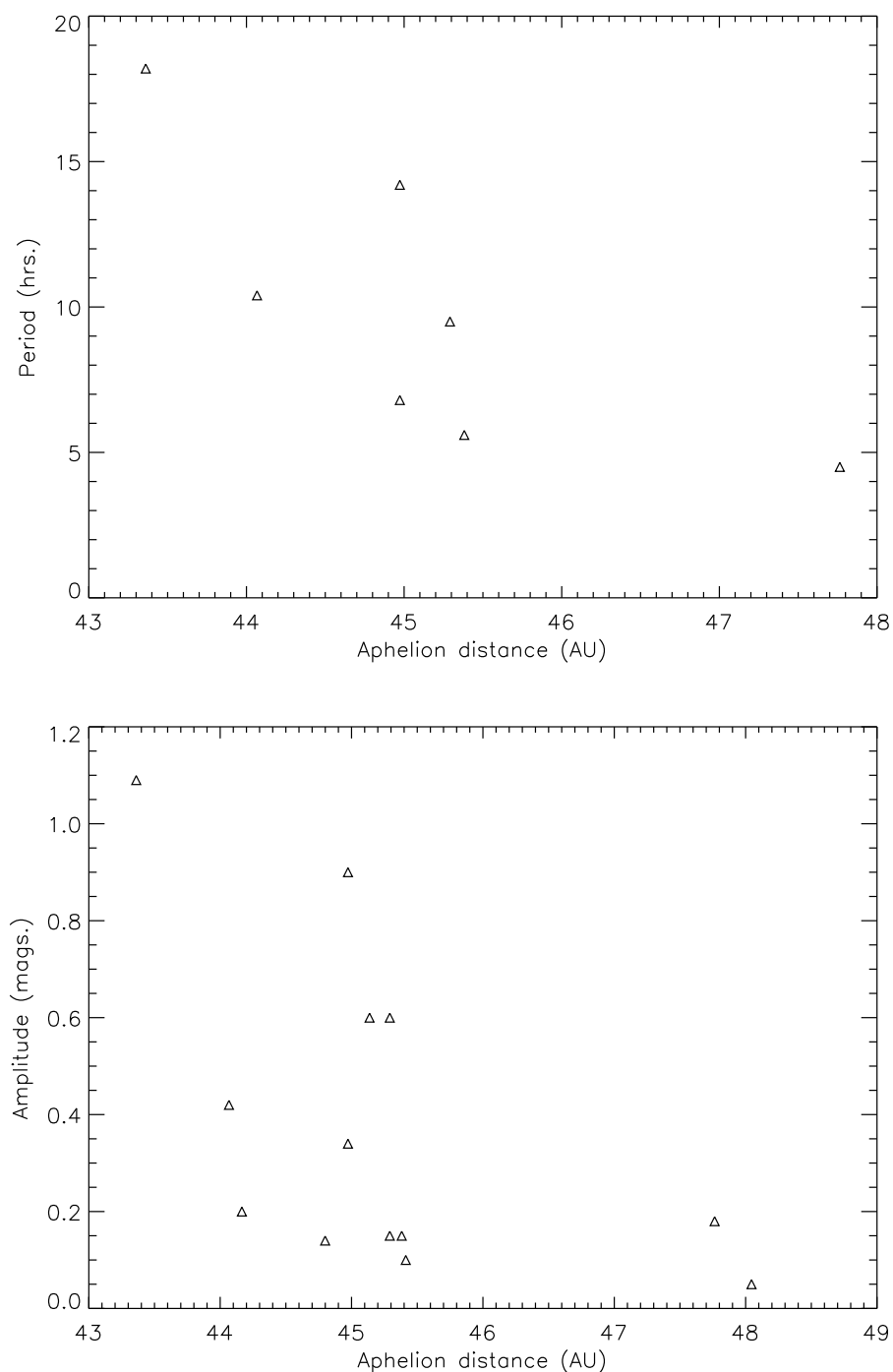


Figura 7.27: Gráficas de algunas posibles correlaciones encontradas para objetos Clásicos Fríos. Arriba: Período de rotación frente a distancia afélica ( $Q$ ), para los 7 objetos Clásicos Fríos de la muestra (en este caso para una amplitud de corte de 0.20 mag). Es una correlación fuerte, pero con muy pocos datos. Abajo: Amplitud frente a distancia afélica ( $Q$ ), para los 13 objetos Clásicos Fríos de la muestra. Es una correlación débil.

7.28). Pese a todo, si fuera cierta, nos estaría indicando que los Plutinos que giran más rápido son los más pequeños (los de mayor valor de  $H$ ). Este resultado sería compatible con un escenario de evolución colisional, pues se estima que los objetos más pequeños habrían sufrido más impactos, lo que habría inducido un aumento en su frecuencia de rotación. De cualquier manera, hacen falta más períodos de rotación de Plutinos para poder corroborar o descartar este resultado tentativo.

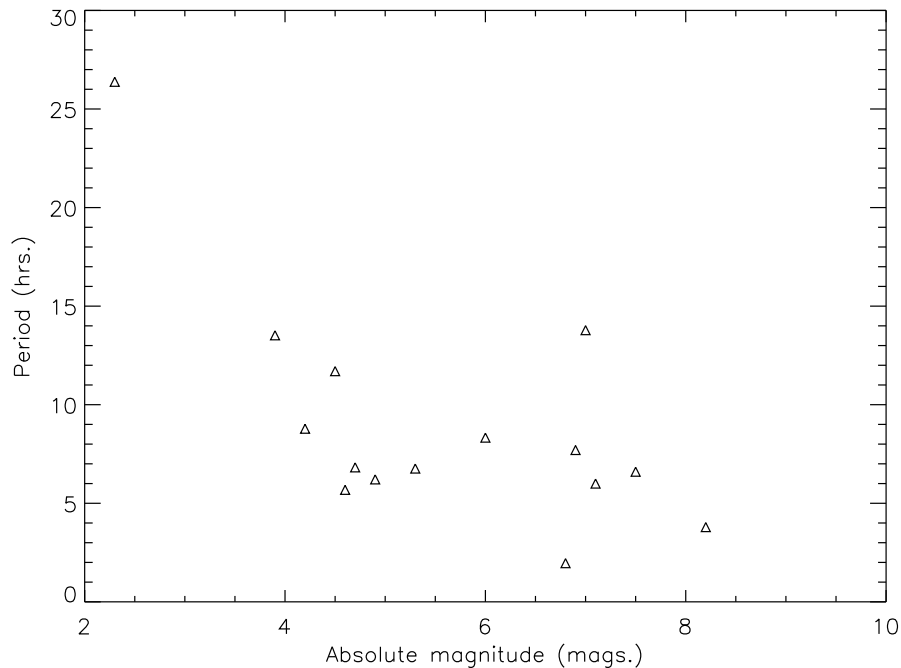


Figura 7.28: Período de rotación frente a magnitud absoluta ( $H$ ) para los 15 Plutinos (excluyendo Plutón y Caronte) de la muestra (en este caso para una amplitud de corte de 0.10 mag). Es una posible correlación débil, de hecho, la única encontrada para este grupo.

La ausencia total de correlaciones para este grupo, nos puede estar dando pistas sobre un origen primordial y/o evolución diferente al del resto de los TNOs. Quizás la resonancia orbital en la que están atrapados estos cuerpos les haya preservado de ciertos procesos evolutivos y/o colisionales en los que se han podido ver envueltos el resto de los TNOs, y quizá también, esta misma resonancia, haya “borrado” cualquier memoria de la historia pasada que pudieran guardar en sus parámetros rotacionales. Es necesaria una mayor muestra de períodos y amplitudes de estos y otros objetos atrapados en otras resonancias, para poder investigar esta interesante ausencia de correlaciones para períodos y amplitudes.

### 7.10.7 SDOs

Hasta la fecha, se conocen las amplitudes de las curvas de luz de 14 objetos del disco disperso (SDOs), y se ha determinado el período rotacional de 9 de estos objetos. A pesar de lo escaso de la muestra, hacemos el estudio estadístico para indagar las posibles correlaciones para esta población de objetos transneptunianos.

#### 7.10.7.1 Correlaciones fuertes

Encontramos dos anticorrelaciones fuertes, atendiendo al coeficiente de correlación ( $\rho$ ), entre los períodos de rotación y los colores (V-R), y (R-I) –tabla 7.4, y figura 7.29–. Si bien es cierto que, el nivel de confianza es algo bajo ( $NC < 95\%$ ). Estas anticorrelaciones significarían que los SDOs con velocidades de rotación más altas tendrían las superficies más enrojecidas, mientras que los que rotaran a velocidades menores, tendrían superficies más azuladas. El mecanismo que da lugar a este extraño comportamiento es desconocido para nosotros, ya que, si se tratara de colisiones, estas tenderían a acelerar las velocidades rotacionales, y a azular las superficies. Por lo tanto, este resultado no apoya una evolución colisional para los SDOs, sino algún otro proceso que aún no conocemos. Además, este resultado es el opuesto al que se obtiene para los TNOs Clásicos, y los Clásicos Calientes, lo que puede estar dándonos pistas sobre un origen y/o evolución distinto para estos grupos de KBOs. Estas posibles correlaciones deben ser tomadas con cuidado, pues se obtienen para una muestra muy reducida de objetos (8 y 6, respectivamente), que no tienen gran significancia estadística.

Hay otra correlación que podemos considerar fuerte, atendiendo al coeficiente de correlación, aunque no al nivel de confianza, que es la de la amplitud frente a la magnitud absoluta (H), que puede verse en la tabla 7.4. No vamos a comentar nada de esta correlación, que aparece en la mayoría de los objetos analizados.

#### 7.10.7.2 Correlaciones débiles y pistas de otras posibles correlaciones

Hay dos pistas de correlaciones débiles entre la amplitud y el color (V-R), y la amplitud frente a la distancia perihélica (q). Ambas son anticorrelaciones que no se obtienen para ningún otro grupo. La primera de ellas ( $\Delta m$  vs. V-R) nos indicaría que los SDOs con mayor amplitud (posiblemente, los más irregulares), tendrían superficies más azuladas (y viceversa). Este resultado sería compatible con un escenario ligado a evolución colisional, ya que las colisiones deformarían la superficie del objeto, haciendo que tuviera una mayor amplitud variacional y, a la vez, podrían cubrir su superficie con hielos recientes, lo que le daría un color global más azulado. Respecto a la amplitud frente a la distancia perihélica, implicaría la existencia de un mecanismo que consiguiera objetos con curvas de luz de mayor amplitud, es decir, objetos más irregulares, para menores distancias perihélicas. Tal mecanismo es desconocido para nosotros, salvo si apelamos a la existencia de una mayor

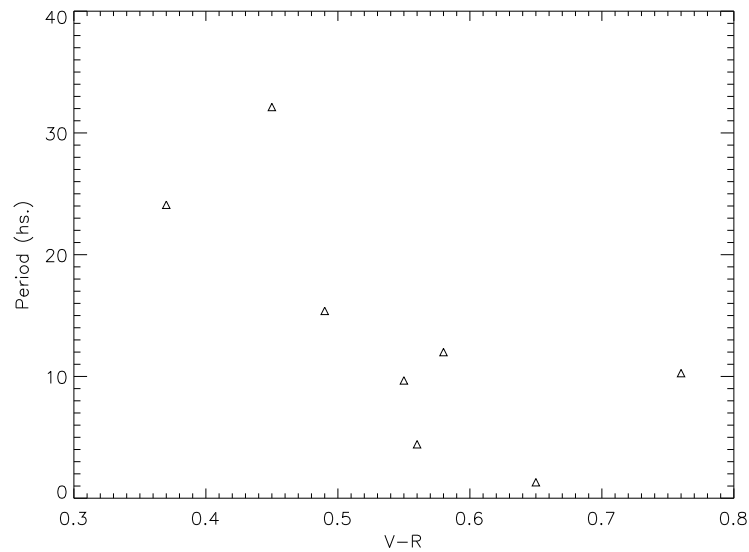


Figura 7.29: Período de rotación frente al color (V-R) para los 8 SDOs de la muestra (en este caso para una amplitud de corte de 0.10 mag). Es una correlación fuerte, que hay que tomar con cautela debido al exiguo conjunto de datos.

densidad de cuerpos a menores distancias perihélicas que pudieran bombardear (y con ello “deformar”) de forma más efectiva el objeto.

Debemos, de nuevo, tomar estos resultados como tentativos debido al pequeño número de objetos que intervienen en el cálculo de correlaciones. Un curioso resultado es que, para este grupo, no se obtiene ni una sola correlación ( $\rho > 0$ ), sino que son todas anticorrelaciones ( $\rho < 0$ ), lo que también puede estar hablándonos de diferencias de origen y/o evolucionales entre los SDOs y el resto de los KBOs.

### 7.10.8 Centauros

Se conocen los períodos rotacionales de 18 Centauros, y las amplitudes variacionales de 21. Con esta pequeña muestra no obtenemos ninguna correlación fuerte para esta población de los KBOs: ni para las amplitudes, ni para los períodos de rotación.

#### 7.10.8.1 Correlaciones débiles y pistas de otras posibles correlaciones

Se obtienen posibles correlaciones débiles del período de rotación frente al color (B-V), frente a la excentricidad (e), y frente a la energía promedio colisional ( $\psi$ ) -ver tabla 7.4 y figura 7.30-. De las tres, descartamos, P vs. e, y P vs.  $\psi$ , porque, aparte de ser débiles,

solo aparecen para uno de los umbrales de corte en amplitudes. Más interesante parece la relación entre  $P$  y  $(B-V)$ , discutida ya bastantes veces, y que, como sabemos, indica que los Centauros con rotación más rápida son los más azulados, lo que apoya un modelo de evolución colisional también para este grupo (con todas las reservas derivadas del pequeño número de objetos).

Hay también una pista de correlación debil entre la amplitud y la excentricidad ( $e$ ) -figura 7.30-. Esta correlación es de signo contrario a las que aparecen para las mismas magnitudes para los TNOs, los objetos Clásicos, y los objetos Clásicos Fríos. De ser cierta, significaría que los objetos con mayores amplitudes (posiblemente, los más irregulares), ocupan órbitas más excéntricas. Nuevamente, un mecanismo colisional podría haber deformado estos objetos, a la vez que los llevaba a órbitas con mayores excentricidades.

Los Centauros son el único grupo de los KBOs, junto con los Plutinos, para los que no se obtiene correlación de la amplitud frente a la magnitud absoluta, ni siquiera una pista de ella. Esto quizá nos esté dando información de una evolución colisional y/o origen distinto para estos grupos de KBOs. Esta ausencia de correlación también puede estar indicando una mayor homogeneidad de tamaños y amplitudes para este grupo. Al ser los Centauros objetos presumiblemente más evolucionados colisionalmente que el resto de los KBOs, tenderán a ser todos más pequeños (la población de objetos grandes habría desaparecido en la cascada colisional) y, por lo tanto, no habrá mucha variación de tamaños, lo que implicaría que la mayor parte de los objetos tendrían amplitudes similares, lo que destruye la correlación, o la hace prácticamente indetectable.

### 7.10.9 Mezcla de grupos

Hacemos un análisis similar al descrito en la sección 6.5.6, con la idea de buscar posibles relaciones entre distintos grupos de KBOs. Estudiamos el comportamiento de las correlaciones resultantes al combinar diferentes grupos, en concreto, vamos a combinar: los SDOs con los objetos Clásicos Calientes, los Centauros con los objetos Clásicos Calientes, los Centauros con los objetos Clásicos Fríos, y los Centauros con los SDOs. Las posibles propiedades comunes, y/o relaciones, entre estos grupos están descritas en detalle también en dicha sección.

Hemos visto, en el primer párrafo de la sección 7.10, que es bastante probable que la evolución que ha llevado a un objeto hasta su órbita actual haya modificado también sus propiedades rotacionales. Por ello, el estudio de las posibles relaciones entre propiedades de rotación frente a elementos orbitales y, frente a colores, nos puede proveer de información útil sobre la historia evolutiva del objeto (Santos-Sanz et al. 2006). En este sentido, como las propiedades rotacionales pueden guardar memoria de la historia pasada de los objetos, tiene sentido hacer estas correlaciones de grupos combinados, ya que, de haber tenido una historia y/o origen común, ésta debería estar “grabada” en las propiedades rotacionales y, por tanto, en las posibles relaciones con otras magnitudes.

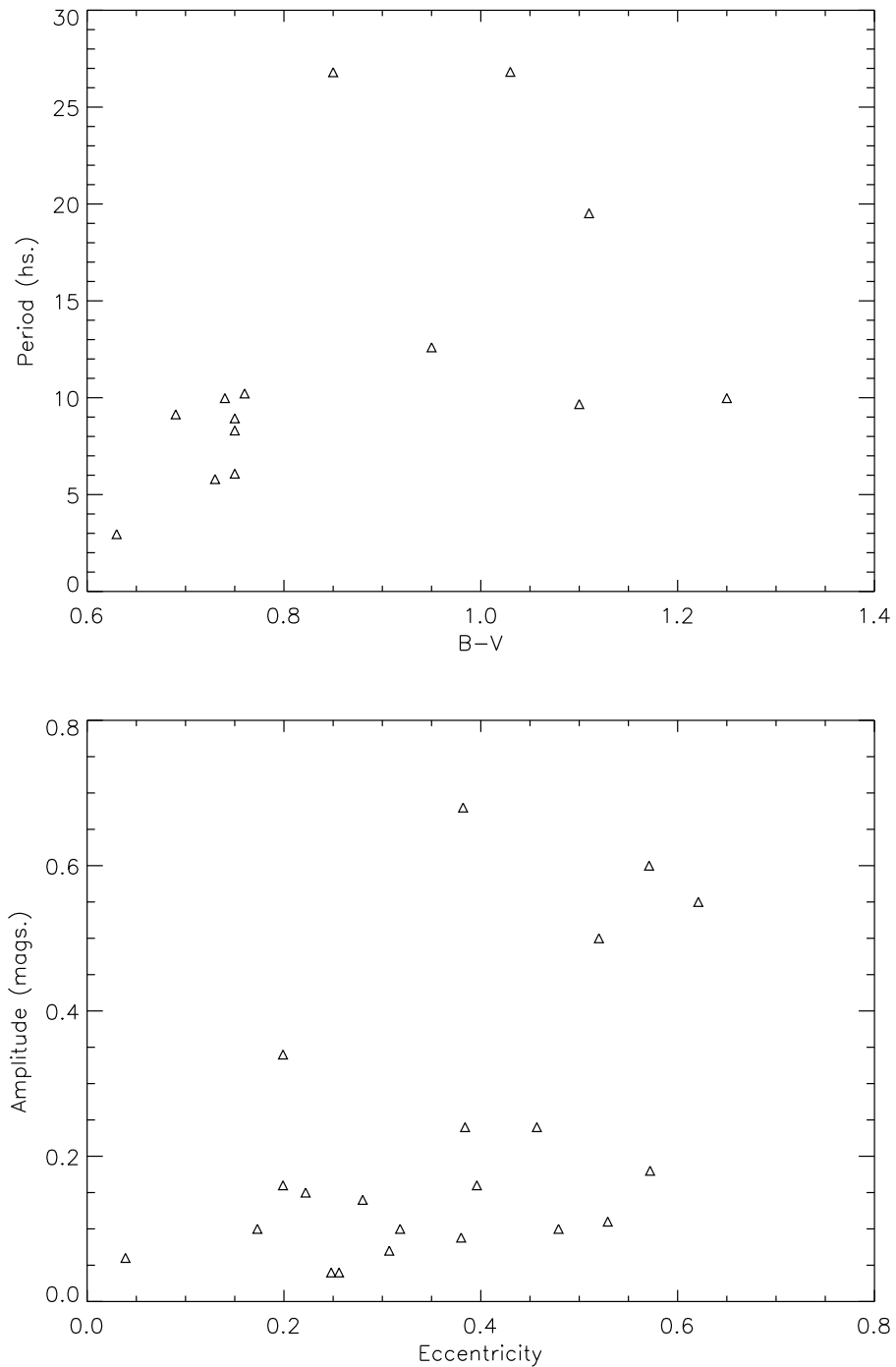


Figura 7.30: Gráficas de algunas posibles correlaciones encontradas para los Centauros. Arriba: Período de rotación frente al color (B-V) para los 14 Centauros de la muestra (en este caso para una amplitud de corte de 0.10 mag). Es una correlación débil. Abajo: Amplitud frente a excentricidad ( $e$ ), para los 21 Centauros la muestra. Es una posible correlación débil.

Así, la comparación de los resultados de las correlaciones de los grupos combinados con los de los grupos individuales, puede darnos pistas sobre un origen y/o evolución común o diferente para estos grupos.

#### 7.10.9.1 SDOs y Objetos Clásicos Calientes

Para este grupo tenemos 43 objetos con amplitudes conocidas y, 32 con períodos de rotación obtenidos a partir de las curvas de luz.

No se observa un aumento importante de las correlaciones, ni para los períodos, ni para la amplitudes, con respecto a las obtenidas para estos grupos por separado (tabla 7.4), por lo que nada podemos decir, usando estos resultados, sobre la posible relación en el pasado entre estos dos grupos de KBOs.

#### 7.10.9.2 Centauros y Objetos Clásicos Calientes

Para esta combinación de grupos hay 50 objetos con amplitudes estimadas y, 41 con períodos conocidos.

Todas las correlaciones obtenidas se pueden explicar de forma sencilla atendiendo a la aportación de cada grupo individual. Sólo se observa la aparición de una pista de correlación débil entre el período de rotación y el color (R-I) -tabla 7.4-. La extrema debilidad de esta relación, junto con el hecho de que sólo aparece para un valor de corte en amplitud (0.10 mag), y el número no muy grande de objetos de la muestra (18), hacen que no la consideremos relevante. De nuevo, no podemos decir nada, en base a las correlaciones de períodos y amplitudes, de la posible relación evolutiva y/o origen común para estos dos grupos de KBOs.

#### 7.10.9.3 Centauros y Objetos Clásicos Fríos

En este caso tenemos, 34 objetos con amplitudes conocidas y, 25 con períodos rotacionales medidos, para esta combinación particular de grupos.

Las correlaciones que aparecen para los períodos de rotación se pueden explicar por la aportación del grupo de los Centauros a la mezcla. Respecto a las correlaciones que aparecen para la amplitud, aunque son sólo pistas, no se pueden explicar atendiendo a la aportación de cada grupo por separado. De hecho, la pista de correlación para la amplitud frente a la distancia afélica (Q) -figura 7.31-, presenta un signo contrario en la mezcla, con respecto al obtenido para los TNOs Fríos. Hay, además, dos nuevas posibles pistas de correlaciones débiles, que no aparecen en ninguno de los grupos individuales: amplitud frente a la distancia perihélica (q), y amplitud frente al semieje mayor de la órbita (a) -tabla



7.4-. Estos resultados deben de ser interpretados con cuidado, ya que son muy débiles, y basados en una muestra muy pequeña de objetos Clásicos Fríos. De cualquier manera, pueden estar dándonos una pista importante, sobre una posible relación entre estos dos grupos de KBOs: los Centauros, y los objetos Clásicos Fríos. Esta posible relación entre ambos grupos no es una sorpresa, pues hay resultados que apuntan a un origen común para el grupo de Centauros más enrojecidos, y el grupo de TNOs Fríos, también más enrojecidos (Tegler et al. 2008). Este resultado es, además, compatible con el obtenido para las correlaciones de colores frente a elementos orbitales para la misma combinación de grupos (ver sección 6.5.6.3).

Para confirmar o descartar este resultado, necesitamos obtener las propiedades rotacionales de más TNOs Fríos, y de más Centauros, en particular, del grupo más enrojecido. Esto nos permitirá dilucidar si estas conclusiones tienen o no fundamento real.

#### 7.10.9.4 Centauros y SDOs

Para este grupo, surgido tras combinar los Centauros con los SDOs, conocemos las amplitudes de 35 objetos y, los períodos de rotación de 27.

Desaparecen, al combinar estos grupos, las correlaciones para los períodos de rotación, en particular las que se obtenían respecto a los colores. Esto puede explicarse por la aportación al conjunto de cada grupo individual, ya que para SDOs y Centauros, las correlaciones de períodos frente a colores son de signos opuestos (tabla 7.4). Respecto a la amplitud, hay tres pistas de correlaciones débiles que no aparecen en los grupos individuales y sí al mezclarlos: amplitud frente a distancia afélica ( $Q$ ), amplitud frente a semieje mayor ( $a$ ), y amplitud frente a energía colisional promedio ( $\psi$ ) -figura 7.31-. De nuevo, estos resultados deben de ser tomados con cautela, pues son muy débiles, y obtenidos a partir de un conjunto no muy grande de datos (en particular para los SDOs). De ser ciertos, estarían indicando una posible relación entre estos dos grupos de KBOs: los Centauros, y los SDOs. Tampoco esto es una sorpresa, pues ya hay quién ha apuntado a un posible origen común para el grupo de Centauros más azulados, y los SDOs (Tegler et al. 2008). Desgraciadamente, no se obtiene un resultado que apoye éste para las correlaciones de colores frente a elementos orbitales para esta misma combinación de grupos (sección 6.5.6.4).

Se hace necesario, al igual que para la combinación de grupos anteriores, ampliar la muestra de SDOs y Centauros (en particular los de la población azul), para poder confirmar o descartar este resultado tan interesante.

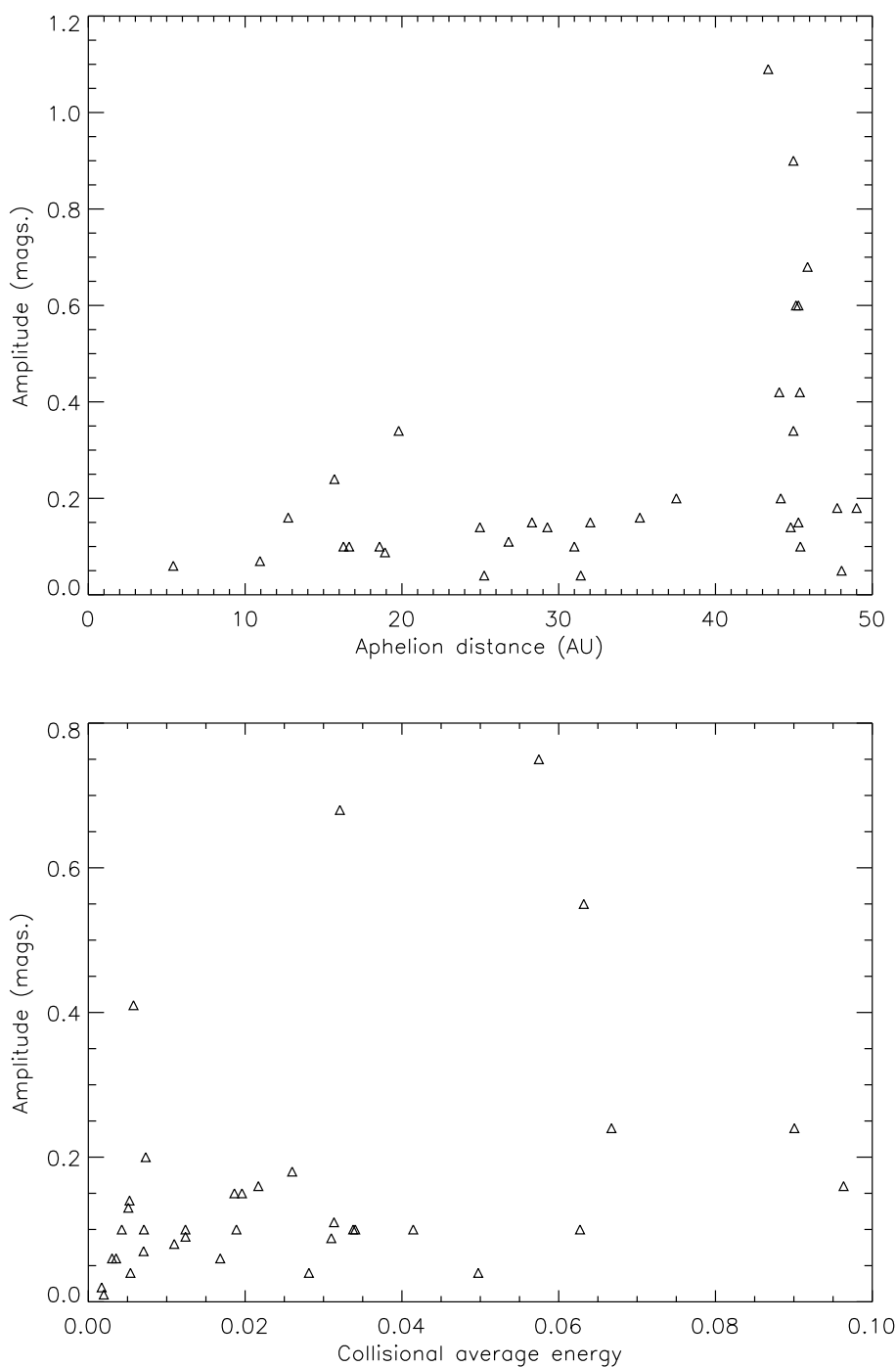


Figura 7.31: Arriba: Amplitud frente a la distancia afélica ( $Q$ ) para los 34 Centauros y Objetos Fríos de la muestra. Es sólo una pista de posible correlación débil. Abajo: Amplitud frente a energía promedio colisional ( $\psi$ ), para los 35 SDOs y Centauros de la muestra. Es una correlación débil.

Tabla 7.5: KBOs con variabilidad medida. Si hay ambigüedad en los periodos aparece marcada en negrita nuestra selección.

Objeto	Designación	Periodo P-S [h]	Periodo P-D [h]	$\Delta m$ [mag.]	$H_V^a$	Ref <sup>b</sup>
(134340) Plutón		153.2	-	0.33	-0.7	B97
Charon		153.6	-	0.08	0.9	B97
(148780) Altjira	2001 UQ18	-	-	<0.10	5.6	S07
(8405) Asbolus	1995 GO	-	8.9351±0.003	0.55	9.0	D98a,K00
(54598) Bienor	2000 QC243	4.57±0.02	9.14±0.04	0.34	...	RT99
(66652) Borasisi	1999 RZ253	9.17	-	0.75±0.09	7.6	O03b
(65489) Ceto	2003 FX128	-	-	0.34±0.08	...	R07a
(19521) Chaos	1998 WH24	-	4.43±0.03	<0.05	5.9	LL06
(10199) Chariklo	1997 CU26	-	-	0.13±0.02	6.3	SJ02
(2060) Chiron	1977 UB	-	-	<0.10	4.9	SJ02,LL06
(83982) Crantor	2002 GO9	(6.97 or 9.67)±0.03	5.9180 ± 0.0001	<0.1	6.4	LL06
(60558) Echeclus	2000 EC98	13.401	-	0.088±0.003	6.5	B89
(31824) Elatus	1999 UG5	13.25	26.802	0.14±0.04	9.1	O03b
(136199) Eris	2003 UB313	13.69/28.08/32.13	-	0.24±0.06	...	RT99
		3.55?	-	0.24	10.1	G01
		25.92	-	0.102±0.005	...	B02
(136108) Haumea	2003 EL61	-	-	<0.1±0.01	-1.2	D08
(10370) Hylonomé	1995 DW2	-	-	~0.05	...	L07
(38628) Huya	2000 EB173	6.68/6.75/6.82	-	<0.01	...	R07a,S07
(28978) Ixion	2001 KX76	-	-	0.1	...	R08
(136472) Makemake	2005 FY9	11.24±0.01	3.9154±0.0002	0.28±0.04	0.2	R06
(7066) Nessus	1993 HA2	-	3.9155±0.0001	0.29±0.02	...	LJ08
(52872) Okyrhoe	1998 SG35	-	-	<0.04	8.0	RT99
(90482) Orcus	2004 DW	7.09/10.08±0.01/17.43	-	<0.05	3.2	O03b,SJ03
		13.19	-	<0.10	...	SJ02,LL06
(5145) Pholus	1992 AD	-	20.54/22.48	0.03±0.01	...	O07
(50000) Quaoar	2002 LM60	-	-	0.5	9.6	RT99
		8.84	-	<0.2	...	D98b
		9.42	-	0.2	11.3	B03
(90377) Sedna	2003 VB12	10.273±0.003	-	0.04±0.02	2.3	O06
		-	-	0.18	...	R07a
		-	-	<0.03	...	S07
		-	9.98	0.15/0.60	7.0	B92,H92,F01,T05
		-	-	0.15	...	RT99
		-	17.6788±0.0004	0.13±0.03	2.6	O03b
		-	-	0.18±0.10	...	R07a
		-	18.84	~0.3	...	L07
		-	-	0.02	1.6	G05

Tabla 7.5: KBOs con variabilidad medida (continuación).

Objeto	Designación	Periodo P-S [h]	Periodo P-D [h]	$\Delta m$ [mag.]	$H_V^a$	Ref <sup>b</sup>
(88611) Teharonhiawako	2001 QT297	-	-	<0.15	5.5	Os03
(32532) Thereus	2001 PT13	4.1546±0.0001	8.3091±0.0001	0.16±0.02	9.0	O03b
		-	8.34	0.16	...	FD03
		-	8.34	0.34±0.08	...	R07a
		-	8.4	0.15	...	F01
(42355) Typhon	2002 CR46	(3.66 or 4.35)±0.02	-	<0.15	7.2	O03b
		-	-	<0.05	...	SJ03
		>5	-	-	...	D08
(20000) Varuna	2000 WR106	3.1718	6.3436±0.0001	0.41±0.02	3.6	O03b
		-	6.34	0.42±0.03	...	SJ02
		3.17	6.34	0.5	...	F01a
		-	6.34358±0.00002	0.42	...	B06
		-	6.344	0.49±0.17	...	R07
(15789)	1993 SC	7.7	-	0.04	6.9	T97
		-	-	<0.04	...	RT99
(15820)	1994 TB	3.0/3.5	6.0/7.0	0.26/0.34	7.1	RT99
		-	-	<0.04	...	SJ02
(19255)	1994 VK8	3.9/4.3/4.7/5.2	7.8/8.6/9.4/10.4	0.42	7.0	RT99
		4.75	-	-	...	CB99
(24835)	1995 SM55	4.04±0.03	8.08±0.03	0.19±0.05	4.8	SJ02
(32929)	1995 QY9	3.5	7.0	0.60	7.5	RT99
		Between 3.3 and 3.7	-	0.60	...	RT99
		-	7.3±0.1	0.60±0.04	...	RT99,SJ02
(26181)	1996 GQ21	-	-	<0.10	5.2	SJ02
(15874)	1996 TL66	6/12.1/ 8	-	<0.12	5.4	O06
(19308)	1996 TO66	3.96±0.04	7.92±0.04/5.9/9.6	<0.06	...	LJ98,RT99
		-	11.9	0.25±0.05	4.5	SJ03
		-	6.25±0.03	0.25±0.05	...	B06
		-	-	0.12 to 0.33	...	H00
		-	-	<0.10	...	RT99
(15875)	1996 TP66	1.96	-	<0.04	6.8	CB99
		-	-	<0.12	...	RT99
(118228)	1996 TQ66	-	-	<0.22	7.1	RT99
	1996 TS66	-	-	<0.14	6.5	LL06
		-	-	<0.16	...	RT99
(79360)	1997 CS29	-	-	<0.08	5.1	SJ02
		-	-	<0.22	...	RT99
		-	~16	~0.4	7.3	CK04
(33128)	1997 CV29	-	(9.8 or 12.6)±0.1	0.68±0.04	7.2	SJ02
(91133)	1998 BU48	-	-	<0.15	7.6	SJ02
(26308)	1998 HK151	-	-	0.45±0.03	5.8	SJ02
	1998 SM165	-	7.1±0.1	-	...	R01
		3.983	-	0.56	...	

Tabla 7.5: KBOs con variabilidad medida (continuación).

Objeto	Designación	Periodo P-S [h]	Periodo P-D [h]	$\Delta m$ [mag.]	$H_V^a$	Ref <sup>b</sup>
(35671)	1998 SNI65	-	8.84	0.16±0.01	5.8	LL06
(33340)	1998 VG44	5.03	-	0.15	...	P02
	1998 XY95	-	-	<0.10	6.5	SJ02
		-	-	<0.1	6.2	CB01
(26375)	1999 DE9	1.31	-	~0.1	...	CB01
(79983)	1999 DF9	>12?	-	<0.10	4.7	SJ02
(40314)	1999 KR16	<b>3.3</b>	<b>6.65/9.2</b>	0.40±0.02	6.1	LL06
(47171)	1999 TC36	(5.840 or 5.929)±0.001	11.680 or 11.858±0.002	0.18±0.04	5.8	SJ02
		6.21	-	0.06	4.9	O03b
		-	-	<0.07	...	LL06
		-	-	<0.05	...	SJ03
(29981)	1999 TD10	7.71±0.02	-	0.65±0.05	8.8	O03b
		-	-	0.65	...	R03,C03
		-	15.45	0.41±0.08	...	M04
		-	15.382	0.53±0.03	...	RO5a
		-	15.3833	0.65±0.05	...	C00
		5.8	-	<0.1	9.3	M08
	1999 TZ1	-	10.438	0.15±0.02	...	D08
		5	-	<0.14	6.3	LL06
(80806)	2000 CM105	-	-	0.06	6.7	R08
	2000 CP104	-	-	0.07±0.02	8.2	TB06
	2000 FV53	3.79	-	0.07	...	TB06
		-	7.5	0.06	6.7	R08
(47932)	2000 CP104	-	-	0.61±0.03	6.0	SJ02
	2000 GN171	-	-	0.60±0.03	...	D08
(82075)	2000 YW134	-	-	<0.10	5.0	SJ03
(150642)	2001 CZ31	-	4.71/5.23	0.21±0.02	5.7	LL06
		-	-	<0.20	...	SJ02
		-	-	<0.06	6.1	SJ03
(82158)	2001 FP185	-	-	<0.06	6.2	SJ02
(82155)	2001 FZ173	-	-	<0.07	5.8	SJ03
	2001 KD77	-	-	<0.12	4.7	SJ03
	2001 QF298	-	-	1.14±0.04	7.0	SJ04
(139775)	2001 QG298	6.89±0.0002	13.7744±0.0004	0.6	5.5	Os03
(88611B)	2001 QT297B	4.75	-	-	...	K06
		5.50±0.02	-	<0.08	4.2	SJ03
(42301)	2001 UR163	-	-	0.19±0.04	5.4	O06
(126154)	2001 YH140	6.22/8.45±0.05/12.99	-	0.21±0.04	...	S07
(55565)	2002 AW197	6.49/8.87±0.01/13.94/15.82	13.25	0.08±0.07	3.3	O06
(95626)	2002 GP32	~3.3	17.74	> 1	6.7	K06
		-	~6.6	<0.03	...	S07
(95626)	2002 GZ32	-	5.80±0.03	0.15±0.03	6.8	D08

Tabla 7.5: KBOs con variabilidad medida (continuación).

Objeto	Designación	Periodo P-S [h]	Periodo P-D [h]	$\Delta m$ [mag.]	$H_V^a$	Ref <sup>b</sup>
(73480)	2002 PN34	(4.23 or 5.11) $\pm$ 0.03	(8.45 or 10.22) $\pm$ 0.06	0.18 $\pm$ 0.04	8.2	O03b
(55636)	2002 TX300	( <b>8.12</b> or 12.10) $\pm$ 0.08	( <b>16.24</b> or 24.20) $\pm$ 0.08	0.08 $\pm$ 0.02	3.3	SJ03
		7.89 $\pm$ 0.03	15.78	0.09 $\pm$ 0.08	...	O04
(55637)	2002 UX25	7.19 or 8.4	14.38	0.21 $\pm$ 0.06	3.6	R05b
		-	16.782	0.13 $\pm$ 0.09	...	RO5a
(555638)	2002 VE95	6.76/6.88/7.36/9.47	-	<0.06	...	SJ03
(119979)	2002 WC19	-	-	0.08 $\pm$ 0.04	5.3	O06
	2003 AZ84	-	-	<0.06	...	SJ03
		4.32/5.28/6.72/ <b>6.76<math>\pm</math>0.01</b>	-	<0.03	5.1	S07
(120061)	2003 CO1	3.53/4.13/4.99/6.30	5.72 $\pm$ 0.05	0.14 $\pm$ 0.03	3.6	O06
	2003 BF91	<b>9.1/7.3</b>	-	0.14 $\pm$ 0.03	...	SJ02
	2003 BG91	<b>4.2/4.5/4.6/4.9</b>	-	0.10 $\pm$ 0.05	8.9	O06
	2003 BH91	-	-	1.09 $\pm$ 0.25	11.7	TB06
		2.8	-	0.18 $\pm$ 0.75	10.7	TB06
(120132)	2003 FY128	-	-	0.42	11.9	TB06
		>7	-	<0.15	...	S07
(120178)	2003 OP32	4.845 $\pm$ 0.03	-	<0.08	5.0	D08
	2003 QB112	-	-	-	...	D08
	2003 QY90A	3.4 $\pm$ 1.1	-	0.26 $\pm$ 0.04	4.1	Ra08
	2003 QY90B	7.1 $\pm$ 2.9	-	0.46	7.0	R08
	2003 QY111	-	-	0.34 $\pm$ 0.06	6.3	KO6a
		3.71 or 4.39	-	0.90 $\pm$ 0.18	6.3	K06a
(84922)	2003 VS2	-	-	0.60	6.6	R08
		-	-	0.23 $\pm$ 0.07	4.2	O06
(90568)	2004 GV9	-	7.41 $\pm$ 0.01	0.21 $\pm$ 0.02	...	S07
		-	-	<0.1	4.0	S07
(120348)	2004 TY364	-	-	0.16 $\pm$ 0.03	...	D08
	1996 PW (damocloid)	5.85	5.86 $\pm$ 0.03	0.22 $\pm$ 0.02	4.5	S07
	1998 WU24(damocloid)	-	11.7	0.44 $\pm$ 0.03	14.1	D98b
	2002 RP120(damocloid)	-	35.44 $\pm$ 0.02	0.54	15.1	D01
		-	7.283 $\pm$ 0.003	0.6	12.4	I

<sup>a</sup> Valores obtenidos del MPC.<sup>b</sup> Referencias: B97; Buie et al. (1997); D98a; Davies et al. (1998a); K00; Kern et al. (2000); RT99; Romanishin y Tegler (1999); O03b; Ortiz et al. (2003b); R07; Rabinowitz et al. (2007); LL06; Lacerda y Luu (2006); D08; Dotto et al. (2008); SJ02; Sheppard y Jewitt (2002); B89; Bus et al. (1989); R03; Rousselot et al. (2003); G01; Gutierrez et al. (2001); B02; Bauer et al. (2002); D08; Duffard et al. (2008); L07; Lin et al. (2007); S07; Sheppard (2007); R08; Roe et al. (2008); S02; Schaefer y Rabinowitz (2002); SJ03; Sheppard y Jewitt (2003); B03; Bauer et al. (2003); O06; Ortiz et al. (2006); B92; Buie y Bus (1992); F01a; Farnham et al. (2001a); T05; Tegler et al. (2005); H92; Hoffmann et al. (1992); O03a; Ortiz et al. (2003a); G05; Gaudi et al. (2005); Os03; Osip et al. (2003); FD03; Farnham y Davies (2003); B06; Beliskaya et al. (2006); T97; Tegler et al. (1997); CB99; Collander-Brown et al. (1999); Lj98; Luu y Jewitt (1998); H00; Hainaut et al. (2000); CK04; Chorney y Kavelaars (2004); R01; Romanishin et al. (2001); P02; Peixinho et

al. (2002); CB01: Collander-Brown et al. (2001); C03: Choi et al. (2003); M04: Mueller et al. (2004); R05a: Rouselot et al. (2005a); C00: Consolmagno et al. (2000); M08: Moullet et al. (2008); TB06: Trilling y Bernstein (2006); R06: Rabinowitz et al. (2006); SJ04: Sheppard y Jewitt (2004); K06b: Kern et al. (2006b); O04: Ortiz et al. (2004); R05b: Rouselot et al. (2005b); LJ08: Lacerda et al. (2008); Ra08: Rabinowitz et al. (2008); K06a: Kern (2006a); O07: Ortiz et al. (2007); D98b: Davies et al. (1998b); D01: Davies (et al. (2001); I: <http://obswww.unige.ch/behrend/>.

## Capítulo 8

# Conclusiones generales

“¿De qué seno sale el hielo?”

*Job, 38:29*

Las conclusiones obtenidas en el desarrollo de esta tesis doctoral pueden resumirse en:

- Se presentan resultados fotométricos BVRI de 32 KBOs observados con el telescopio VLT de ESO (colores, magnitudes absolutas y diámetros). Mezclando estos resultados fotométricos (PROP) con los resultados anteriores de ESO (PL) y el “Survey” Multicolor de Meudon (SMM), obtenemos una muestra de 116 objetos, relativamente grande y bastante homogénea, que usamos para hacer un análisis estadístico de correlaciones entre índices de color (y gradientes espectrales) frente a parámetros orbitales (y magnitudes absolutas) de los objetos.
- Los cálculos obtenidos para los Gradientes o Pendientes espectrales son compatibles, en promedio, con los resultados de estudios previos:  
 $S_{medio}(\text{Class}, n=73)=22.9 \pm 9.8\%/100 \text{ nm}$   
 $S_{medio}(\text{Calientes}, n=42)=19.6 \pm 8.5\%/100 \text{ nm}$   
 $S_{medio}(\text{Fríos}, n=31)=27.4 \pm 11.3\%/100 \text{ nm}$   
 $S_{medio}(\text{SDOs}, n=25)=18.6 \pm 7.6\%/100 \text{ nm}$   
 $S_{medio}(\text{Cent}, n=18)=19.8 \pm 6.7\%/100 \text{ nm}$
- Para los objetos Clásicos se encuentran correlaciones de colores frente a la distancia perihélica, y anticorrelaciones de colores frente a la inclinación y la excentricidad. Estos resultados implican que los objetos Clásicos más rojos tienden a tener las menores inclinaciones y excentricidades, y las mayores distancias perihélicas (y



viceversa: ver siguiente punto). Este resultado y su interpretación apoyan la existencia de un *grupo enrojecido dinámicamente Frío* de objetos Clásicos en órbitas muy circulares con inclinaciones bajas, y posiblemente también apoya la existencia de un mecanismo de rejuvenecimiento de superficies mediante deposición de hielo fresco, que depende de la distancia al sol.

- Para los objetos Clásicos, por lo tanto, también se obtiene que los objetos más “azulados” tienden a tener las mayores inclinaciones y excentricidades, y las órbitas con menores distancias perihélicas. Este resultado apoya la existencia de un *grupo “azulado” dinámicamente Caliente* de objetos Clásicos en órbitas excéntricas, con inclinaciones altas y, como en el resultado anterior, indica la existencia de un mecanismo de rejuvenecimiento de superficies dependiente de la distancia al sol.
- Se encuentra una dependencia con el tamaño en los objetos Clásicos para la correlación de colores frente al semieje mayor. En este cálculo usamos un valor de corte de  $H_R=6.2$ . Para los objetos más grandes ( $H_R < 6.2$ ,  $D > 190$  km, asumiendo un albedo  $p_R=0.12$ ) los más “azulados” tienden a tener los menores semiejes mayores (están más cerca de sol). Este resultado podría apoyar un posible mecanismo de recubrimiento superficial dependiente de la distancia al sol. El gran tamaño de estos objetos podría permitirles desarrollar y retener una atmósfera, y quizá un mecanismo de coloración debido a la sublimación y recondensación que pueda tener lugar al existir dicha atmósfera. No encontramos, en los objetos Clásicos, una dependencia clara con los tamaños para las correlaciones de colores frente a la distancia afélica.
- Para los objetos Clásicos Calientes ( $i > 4.5^\circ$ ) se obtiene que los más enrojecidos son los que presentan las mayores distancias perihélicas, y las menores inclinaciones orbitales. También se encuentra que las correlaciones de colores frente a las distancias perihélicas, afélicas y semiejes mayores, podrían depender de los tamaños de los objetos: estas correlaciones parecen aumentar para los objetos Clásicos Calientes más grandes ( $D > 190$  km), aunque deben de ser tomadas con cautela (sobre todo la posible correlación respecto a la distancia afélica). Estos resultados sugieren un mecanismo de coloración superficial que depende de la distancia al sol y del tamaño de los objetos.
- Para el grupo de los objetos Clásicos Fríos ( $i < 4.5^\circ$ ) se encuentran posibles correlaciones de colores frente al semieje mayor, y a la distancia perihélica. Estos resultados parecen tener una dependencia con los tamaños relevante: los objetos Clásicos Fríos más pequeños correlacionan mejor que los más grandes con la distancia perihélica y el semieje mayor. En otras palabras, los objetos Clásicos Fríos más pequeños y enrojecidos tenderían a tener mayores distancias perihélicas y semiejes mayores. Por lo tanto, parece que hay algún mecanismo de coloración superficial para los objetos Fríos más pequeños que depende de la distancia al sol. Dicho mecanismo no puede ser el recubrimiento superficial con hielos tras la sublimación y posterior deposición ya que la masa de estos objetos Fríos pequeños no permitiría que desarrollaran y retuvieran una coma que sublime y deposite posteriormente.

- El análisis estadístico y de correlaciones es consistente con un posible origen primordial distinto para las poblaciones Clásicas Caliente y Fría. Se obtienen siete correlaciones (de colores frente a parámetros orbitales) más altas para el grupo Clásico Caliente que para el grupo Frío. Además de esto, la correlación de V-R vs.  $a$  presenta una tendencia opuesta para los grupos Caliente y Frío: para los objetos Calientes, V-R vs. semieje mayor ( $a$ ) aumenta para los objetos más grandes ( $H_R < 6.2$ ,  $D > 190$  km), mientras que para los Fríos aumenta para los objetos más pequeños ( $H_R > 6.2$ ,  $D < 190$  km).
- Se encuentran posibles pistas de correlaciones (débiles) para los objetos Clásicos más pequeños ( $D < 190$  km), respecto a la distancia perihélica, la excentricidad, y la inclinación. De ser ciertos estos resultados se puede decir que estos objetos tenderían a ser más “azules” para distancias perihélicas menores, y mayores excentricidades e inclinaciones. Este proceso no podría ser explicado con actividad de tipo cometario, ya que estos objetos no poseen el tamaño suficiente para retener una atmósfera. Otros mecanismos físicos, hoy por hoy desconocidos, son necesarios para explicar este posible proceso de coloración superficial.
- Los SDOs con las magnitudes absolutas más grandes (es decir, los más pequeños), los más “azules” son los que tienden a tener menores inclinaciones, distancias perihélicas, y mayores excentricidades. No se conoce, en la actualidad, ningún mecanismo físico que pueda explicar tal patrón de coloración.
- Los Centauros más pequeños con las inclinaciones orbitales más grandes, las menores excentricidades, y semiejes mayores (y quizá también las menores distancias afélicas) son los que tienden a tener superficies más “azuladas” (y viceversa: ver siguiente punto). Este resultado es compatible con la existencia de un grupo de Centauros con colores superficiales más “azulados”, y con tendencia a tener mayores inclinaciones orbitales.
- Los Centauros más grandes con las inclinaciones orbitales más pequeñas, las mayores excentricidades, y semiejes mayores (y quizá también las mayores distancias afélicas) son los que tienden a tener superficies más enrojecidas. Este resultado es compatible con la existencia de un grupo de Centauros con colores superficiales más enrojecidos, y con tendencia a tener inclinaciones orbitales más bajas.
- Los resultados de las correlaciones respecto a las inclinaciones y las excentricidades obtenidos para los Centauros son opuestos a los obtenidos para los SDOs, por lo tanto, el mecanismo físico que produce la coloración superficial en los Centauros y en los SDOs debe de ser diferente (y quizás “opuesto”).
- No se encuentran diferencias significativas (en particular para la inclinación, que parece ser el único parámetro que podría guardar “memoria” orbital tras dispersión) entre los resultados estadísticos para buscar correlaciones para las mezclas de los grupos, SDOs+objetos Calientes, Centauros+objetos Calientes, y Centauros+SDOs, respecto a los resultados correlacionales obtenidos para los grupos por separado. Este

resultado no puede usarse para relacionar estos grupos dinámicos entre sí, ni para decir nada sobre un posible origen y/o evolución común para estos grupos.

- Se observa un aumento leve en la correlación del gradiente espectral frente a la inclinación para la mezcla de Centauros con objetos Clásicos Fríos con respecto a las correlaciones de los grupos por separado. Este resultado, que debe ser tomado con mucha cautela, ya que podría ser un efecto de contaminación debido a los Centauros de la mezcla, podría ser una pista sobre una relación entre estos dos grupos dinámicos de KBOs. De hecho, este resultado apoyaría la sospecha de que el grupo de Centauros más enrojecidos (con menores inclinaciones) proviene de la población de objetos Clásicos Fríos (también enrojecidos y con inclinaciones pequeñas).
- Se encuentra variabilidad de brillo debida a rotación en 11 de los 32 objetos estudiados. Mientras que el porcentaje de objetos con variabilidad de amplitudes muy grandes es similar a resultados publicados antes, nuestra muestra tiene una fracción más alta de objetos con variaciones de amplitudes media y pequeña. Como nuestra muestra incluye objetos más débiles (es decir, de menores tamaños) que los estudiados por otros autores, podemos concluir, de manera tentativa, que los objetos más pequeños tienen, en promedio, formas más elongadas que los más grandes. Sería muy deseable una confirmación independiente de estas conclusiones con una muestra de objetos débiles mucho mayor.
- Se presenta el mayor conjunto de datos rotacionales (períodos y amplitudes) de TNOs y Centauros conocidos hasta la fecha, fruto de mezclar las observaciones realizadas por el equipo del IAA-CSIC (que aporta el 56% de los datos) con los datos de la literatura. Así, se compilan los períodos de 75 KBOs, y las amplitudes de 106 KBOs. Este conjunto de datos permite hacer un análisis de la distribución de las frecuencias de rotación, y buscar correlaciones de parámetros rotacionales frente a elementos orbitales e índices de color, para diferentes poblaciones dinámicas dentro de los KBOs.
- Se encuentra una barrera de spin para los KBOs cercana a un período de rotación de las 4 h. Para dicho período rotacional la densidad mínima para que no haya fractura del cuerpo debida a la propia rotación es  $\sim 0.7g/cm^3$ . Esta es una cota inferior a la densidad de los objetos transneptunianos.
- La mayor parte de los objetos de la muestra ( $\sim 60\%$ ) presentan una amplitud variacional por debajo de las 0.15 mag, es decir, muestran curvas de luz casi planas. Este resultado sugiere una gran homogeneidad superficial para la mayoría de los objetos de la muestra. Como la muestra está sesgada hacia los objetos más brillantes (que presumiblemente son también los más grandes) un escenario plausible para explicar esta homogeneidad superficial sería la presencia de atmósferas tenues (permanentes o transitorias) en estos objetos, ya que tendrían un tamaño suficiente como para poder retener los volátiles sublimados, que posteriormente condensarían en la superficie, aunque este mecanismo sólo es aplicable a los objetos muy grandes. Se espera que estos objetos presenten además formas de equilibrio hidrostático. Estas curvas de luz casi planas se explicarían por ligeras diferencias de albedo.

- 
- Los ajustes a los histogramas de las frecuencias de rotación de KBOs y TNOs tienen el suficiente nivel de confianza como para poder decir que la distribución en frecuencias de rotación es compatible con una distribución Maxwelliana, que es lo que se espera para una población en equilibrio colisional. No se puede decir lo mismo de la población de los Centauros, aunque el número de datos ( $N=18$ ) no es suficiente como para descartar un buen ajuste a distribución Maxwelliana en el futuro.
  - La mayoría de los ajustes favorecen el valor de 0.15 mag como valor umbral entre la variabilidad rotacional debida a marcas de albedo ( $\Delta m \leq 0.15$ , curvas pico simple), y la variabilidad rotacional debida a objetos deformados ( $\Delta m > 0.15$ , curvas pico doble).
  - Los períodos de rotación preferidos, a partir de los resultados de ajustes a Maxwellianas para los histogramas son: 7.36 h, para todos los objetos; 7.12 h, para los TNOs; y 5.99 h, para los Centauros. Todos estos valores dan períodos más rápidos que los promedios publicados hasta la fecha para los KBOs, aunque, todos ellos (salvo los Centauros), dan períodos de rotación ligeramente más lentos que el valor medio obtenido para los asteroides más grandes del cinturón principal (6.9 h, Binzel et al. 1989). El resultado obtenido para los Centauros probablemente sea inapropiado, pues los ajustes a Maxwelliana son los que presentan los niveles de confianza más bajos ( $< 95\%$ ).
  - Los valores promedio obtenidos directamente de todos los períodos de la bibliografía, suponiendo una amplitud umbral de 0.15 mag, son: 6.95 h, para la muestra completa; 6.88 h, para los TNOs; y, 6.75 h, para los Centauros. Ligeramente más bajos (salvo para los Centauros) que los obtenidos a partir de los ajustes Maxwellianos.
  - Se encuentra una correlación de la amplitud de las curvas de luz frente a la magnitud absoluta, para toda la muestra de los KBOs (y para la mayor parte de las poblaciones, excepto para los Plutinos y los Centauros). Esta correlación está probablemente relacionada con la población más evolucionada colisionalmente, que es la población de objetos pequeños, que deberían ser objetos más elongados. Por otro lado, la población que no ha sufrido colisiones catastróficas (compuesta por objetos grandes, y por ello más brillantes), es la más numerosa en nuestra muestra ( $\sim 60\%$ ), por lo que hay que tener cuidado al interpretar nuestros resultados, pues podrían estar algo sesgados hacia esta población.
  - Se encuentra una correlación entre el período de rotación y el color (B-V) para los TNOs Clásicos, Clásicos Calientes, y Centauros. Dicho resultado sugiere que los objetos que giran más rápido son los que presentan las superficies más azuladas (y viceversa). Este resultado puede explicarse utilizando un mecanismo colisional que implicaría que los objetos que hayan sufrido más colisiones tendrán superficies más rejuvenecidas (y por tanto más azuladas), a la vez que sus períodos de rotación se verán acelerados. No obstante, aún son pocos los datos.

- Para el grupo de los SDOs se encuentra una correlación similar a la anterior ( $P$  vs.  $V - R$ ) pero de signo opuesto, lo que implicaría un proceso que enrojecería las superficies de los objetos que están girando más rápido. No conocemos un mecanismo físico, a día de hoy, capaz de explicar esta tendencia. Dicho resultado opuesto podría estar sugiriendo un origen y/o evolución diferente para los SDOs y el resto de los KBOs.
- Se obtienen dos resultados débiles muy interesantes a partir de las correlaciones de la mezcla de distintas poblaciones, que deben de ser tomados con mucha cautela, y necesitan más datos rotacionales para ser confirmados o descartados. Dichos resultados podrían sugerir:
  - Una posible relación entre los Centauros más enrojecidos y los objetos Clásicos Fríos (apoyada por los resultados para las correlaciones de colores frente a elementos orbitales, para la misma combinación de grupos).
  - Una posible relación entre los Centauros más azulados y los SDOs.
- De la inspección de las correlaciones se puede inferir que los umbrales más convincentes para la amplitud de corte entre los períodos obtenidos de las curvas de pico simple y doble son 0.10 y 0.15 magnitudes ( $\Delta m > 0.10$  ó  $0.15$  mag  $\rightarrow$  curvas pico doble  $\rightarrow$  debidas a objetos deformados rotando;  $\Delta m \leq 0.10$  ó  $0.15$  mag  $\rightarrow$  curvas pico simple  $\rightarrow$  debidas a marcas de albedo). Este resultado se deriva de la siguiente observación: cuando hay correlaciones fuertes para los períodos, éstas disminuyen o desaparecen, generalmente, para el umbral de corte en amplitud de 0.20 mag (tabla 7.4). Este resultado es consistente con el obtenido al hacer ajustes a Maxwellianas.
- La búsqueda de correlaciones entre variables obtenidas de las curvas de luz ( $P$ , y  $\Delta m$ ), y elementos orbitales, está obstaculizada por sesgos y efectos de selección (Binzel et al. 1989), por lo que, nuestras conclusiones a este respecto deben ser tomadas con cautela. Sin embargo, las correlaciones entre parametros derivados de las curvas de luz, y propiedades físicas derivadas por nosotros, u otros investigadores; como colores superficiales, o tamaños (mag. absolutas,  $H$ ), están menos afectadas por sesgos, y creemos que son más confiables.

# Bibliografía

- [A'Hearn et al. 1989] A'Hearn M.F., Campins H., Schleicher D.G. y Millis R.L., 1986, ApJ, 347, 1155
- [Altenhoff et al. 1996] Altenhoff, W.J., Baars, J.W.M., Schraml, J.B., Stumpff, P., von Kap-Herr, A., 1996, A&A, 309, 953
- [Altenhoff et al. 2004] Altenhoff, W. J., Bertoldi, F., Menten, K. M. 2004. Size estimates of some optically bright KBOs. A&A 415, 771
- [Amelio et al. 1970] Amelio G., Tompsett M., Smith G., 1970. Experimental verification of the charge coupled device concept, Bell Systems Technical Journal, 49, 593
- [Barker y Noll 2007] Barker, E. A., y Noll, K. S. 2007, BAAS, 38, 518
- [Barucci et al. 1989] Baruci M.A., Capria M.T., Harris A.W., y Fulchignoni M., 1989, Icarus, 78, 311
- [Barucci et al. 2001] Barucci, M. A., Fulchignoni, M., Birlan, M., Doressoundiram, A., Romon, J., Boehnhardt, H. 2001. Analysis of TransNeptunian and Centaur colours: continuous trend or grouping? A&A 371, 1150
- [Barucci et al. 2008] Barucci, M. A., Brown, M. E., Emery, J. P., & Merlin, F. 2008, The Solar System Beyond Neptune, 143
- [Bauer et al. 2002] Bauer, J. M., Meech, K. J., Fernández, Y. R., Farnham, T. L., y Roush, T. L. 2002, PASP, 114, 1309
- [Bauer et al. 2003] Bauer, J. M., Meech, K. J., Fernández, Y. R., Pittichova, J., Hainaut, O. R., Boehnhardt, H., y Delsanti, A. C. 2003, Icarus, 166, 195
- [Belskaya et al. 2003] Belskaya, I.N., Barucci, A.M., Shkuratov, Y.G., 2003, EM&P, 92, 201
- [Belskaya et al. 2006] Belskaya, I.N., Ortiz, J.L., Rousselot, P., Ivanovad, V., Borisovd, G., Shevchenko, V.G., y Peixinho, N., 2006, Icarus, 184, 277

- [Belskaya et al. 2008] Belskaya, I.N., Levasseur-Regourd, A.-C., Shkuratov, Y.G., y Muinonen, K., 2008, Surface Properties of Kuiper Belt Objects and Centaurs from Photometry and Polarimetry. En: The Solar System Beyond Neptune, Univ. Arizona Press, 115
- [Belton et al. 1981] Belton M.J.S., Wallace L., y Howard S., 1981, *Icarus*, 46, 263
- [Belton y Gandhi 1988] Belton, J. S., y Gandhi, A. 1988, *BAAS*, 20, 836
- [Belton 1989] Belton M.J.S., 1989, “Comets in the Post-Halley era (Vol. 2)”. En R.L. Newburn Jr., M. Neugebauer y J. Rahe (eds.), *Astrophysics and Space Science Library*, Kluwer Academic Publishers
- [Benavidez y Campo Bagatin 2009] Benavidez, P. G., y Campo Bagatin, A. 2009, *P&SS*, 57, 201
- [Benecchi et al. 2008] Benecchi, S. D., Noll, K. S., Grundy, W. M., Buie, M. W., Stephens, D. C., y Levison, H. F. 2008, *BAAS*, 40, 466
- [Bernstein et al. 2004] Bernstein, G. M., Trilling, D. E., Allen, R. L., Brown, M. E., Holman, M., y Malhotra, R., 2004, *AJ*, 128, 1364
- [Bessell 1990] Bessell, M. S. 1990, *PASP*, 102, 1181
- [Bessell 2005] Bessell, M. S. 2005, *Annual Review of A&A*, 43, 293
- [Binzel et al. 1989] Binzel, R., Farinella, P., Zappala, V., y Cellino, A., 1989. En *Asteroids II* (R. P. Binzel et al., eds.). Univ. of Arizona, Tucson, 415
- [Boehnhardt et al. 2001] Boehnhardt, H., Tozzi, G. P., Birkle, K., Hainaut, O., Sekiguchi, T., Vair, M., Watanabe, J., Rupprecht, G., The FORS Instrument Team 2001. Visible and nearIR observations of transneptunian objects. Results from ESO and Calar Alto Telescopes. *A&A* 378, 653
- [Boehnhardt et al. 2002] Boehnhardt, H., Delsanti, A., Barucci, A., Hainaut, O., Doressoundiram, A., Lazzarin, M., Barrera, L., de Bergh, C., Birkle, K., Dotto, E., Meech, K., Ortiz, J.L., Romon, J., Sekiguchi, T., Thomas, N., Tozzi, G.P., Watanabe, J., y West, R.M., 2002, *A&A*, 395, 297
- [Boehnhardt et al. 2003] Boehnhardt, H., Barucci, A., Delsanti, A., de Bergh, C., Doressoundiram, A., Romon, J., Dotto, E., Tozzi, G.P., Lazzarin, M., Fornasier, S., Peixinho, N., Hainaut, O., Davies, J., Rousselot, P., Barrera, L., Birkle, K., Meech, K., Ortiz, J.L., Sekiguchi, T., Watanabe, J., Thomas, N., y West, R.M., 2003. Results from the Eso Large Program on Transneptunian Objects and Centaurs. *EM&P*, 92, 145
- [Boyle y Smith 1970] Boyle W., Smith G., 1970. Charge-coupled semiconductor devices., *Bell Systems Technical Journal*, 49, 587
- [Bowell y Lumme 1979] Bowell, E., y Lumme, K., 1979, *Asteroids*, 132

- [Bowell et al. 1989] Bowell et al., 1989, *Asteroids II*, 525
- [Brown et al. 1999] Brown, R. H., Cruikshank, D. P., Pendleton, Y. 1999. Water Ice on Kuiper Belt Object 1996TO66. *Astrophysical Journal* 519, L101
- [Brown et al. 2001] Brown, M. E. 2001. The Inclination Distribution of the Kuiper Belt. *AJ*, 121, 2804
- [Brown y Trujillo 2002] Brown, M.E., y Trujillo, C.A., (26308) 1998 SM165, *IAU Circ.*, 2002, 7807, 1
- [Brown y Trujillo 2004] Brown, M. E., Trujillo, C. A. 2004. Direct Measurement of the Size of the Large Kuiper Belt Object (50000)Quaoar. *AJ*, 127, 2413
- [Brunini y Melita 2002] Brunini, A., Melita, M. D. 2002. The Existence of a Planet beyond 50 AU and the Orbital Distribution of the Classical EdgeworthKuiperBelt Objects. *Icarus* 160, 32
- [Budding y Demircan 2007] Budding, E., y Demircan, O. 2007, *Introduction to astronomical photometry*, Ed: Cambridge Univ. Press.
- [Buie y Bus 1992] Buie, M. W. y Bus, S. J. 1992, *Icarus*, 100, 288
- [Buie et al. 1997] Buie, M. W., Tholen, D. J., y Wasserman, L. H. 1997, *Icarus*, 125, 233
- [Burke et al. 2005] Burke, B., Jorden, P., Vu, P., 2005, *Experimental Astronomy*, 19, 69
- [Burns y Safronov 1973] Burns, J., y Safronov, V., 1973, *MNRAS*, 165, 403
- [Bus et al. 1989] Bus, S. J., Bowell, E., Harris, A. W., y Hewitt, A. V. 1989, *Icarus*, 77, 223
- [Capaccioni et al. 1984] Capaccioni, F., Cerroni, P., Coradini, M., Farinella, P., Flamini, E., et al., 1984, *Nature*, 308, 832
- [Chandrasekhar 1969] Chandrasekhar, S., 1969, *Ellipsoidal Figures of Equilibrium*. Yale Univ., New Haven.
- [Chorney y Kavelaars 2004] Chorney, N. y Kavelaars, J. J. 2004, *Icarus*, 167, 220
- [Choy et al. 2003] Choi, Y. J., Brosch, N., y Prrialnik, D. 2003, *Icarus*, 165, 101
- [Collander-Brown et al. 1999] Collander-Brown, S. J., Fitzsimmons, A., Fletcher, E., Irwin, M. J., y Williams, I. P. 2001, *MNRAS*, 325, 972
- [Collander-Brown et al. 2001] Collander-Brown, S. J., Fitzsimmons, A., Fletcher, E., Irwin, M. J., y Williams, I. P. 2001, *MNRAS*, 325, 972
- [Conover e Iman 1978] Conover, W.J., e Iman, R.L., 1978, *Commun. Stat. B*, 7, 491



- [Consolmagno et al. 2000] Consolmagno, G. J., Tegler, S. C., Rettig, T., y Romanishin, W. 2000, BAAS, 32, 103
- [Cook et al. 2007] Cook, J. C., Desch, S. J., Roush, T. L., Trujillo, C. A., y Geballe, T. R. 2007, ApJ, 663, 1406
- [Cousins 1973] Cousins, A. W., 1973, MNRAS, 77, 223
- [Crawford 1958] Crawford, D.L., 1958, ApJ, 128, 185
- [Crawford 1960] Crawford, D.L., 1960, ApJ, 132, 66
- [Cruikshank et al. 1976] Cruikshank, D.P., Pilcher, C.B., y Morrison, D. , 1976, Science, 194, 835
- [Cruikshank y Dalle Ore 2003] Cruikshank, D. P., Dalle Ore, C. M. 2003. Spectral Models of Kuiper Belt Objects and Centaurs. EM&P, 92, 315
- [Cruikshank et al. 2005a] Cruikshank, D. P., Imanaka, H., y Dalle Ore, C. M. 2005, Adv. Space Res., 36, 178
- [Cruikshank et al. 2005b] Cruikshank, D.P., Stansberry, J.A., Emery, J.P., Fernández, Y.R., Werner, M.W., Trilling, D.E., Rieke, G.H., 2005, ApJ, 624, L53
- [Davidsson 1999] Davidsson, B. J. R. 1999, Icarus, 142, 525
- [Davidsson 2001] Davidsson, B. J. R. 2001, Icarus, 149, 375
- [Davies et al. 1998a] Davies, J. K., McBride, N., Ellison, S. L., Green, S. F., y Ballantyne, D. R., 1998a, Icarus, 134, 213
- [Davies et al. 1998b] Davies, J. K., McBride, N., Green, S. F., et al. 1998b, Icarus, 132, 418
- [Davies et al. 2000] Davies, J.K., Green, S., McBride, N., Muzzerall, E., Tholen, D.J., Whiteley, R.J., Foster, M.J., y Hillier, J.K., 2000, Icarus, 146, 253
- [Davies et al. 2001] Davies, J. K., Tholen, D. J., Whiteley, R. J., et al. 2001, Icarus, 150, 69
- [Davis y Farinella 1997] Davis, D., y Farinella, P., 1997, Icarus, 125, 50
- [de Bergh et al. 2004] de Bergh, C., Boehnhardt, H., Barucci, M. A., Lazzarin, M., Fornasier, S., RomonMartin, J., Tozzi, G. P., Doressoundiram, A., Dotto, E. 2004. Aqueous altered silicates at the surface of two Plutinos?. A&A 416, 791
- [Deeming 1975] Deeming T.J., 1975, ASS, 36, 137
- [Degewij et al. 1979] Degewij, J., Tedesco E., y Zellner, B., 1979, Icarus, 40, 364

- [Degewij et al. 1980] Degewij, J., Cruikshank, D. P., y Hartmann, W. K., 1980, *Icarus*, 44, 541
- [Delsanti et al. 2004] Delsanti, A., Hainaut, O., Jourdeuil, E., Meech, K.J., Boehnhardt, H., y Barrera, L., 2004, *A&A*, 417, 1145
- [Delsanti et al. 2006] Delsanti, A., Peixinho, N., Boehnhardt, H., Barucci, A., Merlin, F., Doressoundiram, A., y Davies, J.K., 2006, *AJ*, 131, 1851
- [Delsemme 1982] Delsemme, A.H., 1982, in: *Comets*. Tucson, AZ, Univ. of Arizona Press, 85
- [Doressoundiram et al. 2002] Doressoundiram, A., Peixinho, N., de Bergh, C., Fornasier, S., Thébault, P., Barucci, M.A., y Veillet, C. 2002, *AJ*, 124, 2279
- [Doressoundiram 2003] Doressoundiram, A. 2003. Colour Properties and Trends in Trans-Neptunian Objects. *EM&P*, 92, 131
- [Doressoundiram et al. 2005] Doressoundiram, A., Peixinho, N., Doucet, C., Mousis, O., Barucci, M.A., Petit, J.M., y Veillet, C. 2005, *Icarus*, 174, 90
- [Doressoundiram et al. 2008] Doressoundiram, A., Boehnhardt, H., Tegler, S. C., y Trujillo, C., 2008, *The Solar System Beyond Neptune*, 91
- [Dotto et al. 2008] Dotto, E., Perna, D., Barucci, M. A., et al. 2008, *A&A*, 490, 829
- [Duffard et al. 2002] Duffard, R., Lazzaro, D., Pinto, S., Carvano, J., Angeli, C., Alvarez-Candal, A., y Fernández, S. 2002, *Icarus*, 160, 44
- [Duffard et al. 2008] Duffard, R., Ortiz, J. L., Santos Sanz, P., Mora, A., Gutiérrez, P. J., Morales, N., & Guirado, D. 2008, *A&A*, 479, 877
- [Duffard et al. 2009] Duffard, R., Ortiz, J. L., Thirouin, A., Santos Sanz, P., y Morales, N. 2009, enviado a *A&A*
- [Dumas et al. 2007] Dumas, C., Merlin, F., Barucci, M. A., de Bergh, C., Hainaut, O., Guilbert, A., Vernazza, P., & Doressoundiram, A. 2007, *A&A*, 471, 331
- [Duncan et al. 1988] Duncan, M., Quinn, T., Tremaine, S. 1988. The origin of shortperiod comets. *Astrophysical Journal* 328, L69
- [Duncan et al. 1995] Duncan, M.J., Levison, H.F., y Budd, S.M. 1995, *AJ*, 110, 3073
- [Dworetsky 1983] Dworetsky M.M., 1983, *MNRAS*, 203, 917
- [Edgeworth 1943] Edgeworth, K.E. 1943. The evolution of our planetary system. *JBAA*, 53, 181
- [Edgeworth 1949] Edgeworth, K.E. 1949. The origin and evolution of the Solar System, *MNRAS*, 109, 600

- [Efron y Tibshirani 1993] Efron, B., y Tibshirani, R.J., 1993, *An Introduction to the Bootstrap*. Chapman & Hall/CRC
- [Farinella et al. 1981] Farinella, P., Paolicchi, P., Tedesco, E., y Zappala, V., 1981, *Icarus*, 46, 114
- [Farinella 1987] Farinella, P., 1987. En *The Evolution of the Small Bodies of the Solar System* (M. Fulchignoni and L. Kresak, eds.), North-Holland, Amsterdam, p. 276
- [Farinella y Davis 1996] Farinella, P., y Davis, D.R., 1996, *Science*, 273, 938
- [Farinella y Zappala 1997] Farinella, P., y Zappala, V., 1997, *Adv.Space Res.*, 19, 181
- [Farnham 2001] Farnham T.L., (20000) 2000 WR<sub>106</sub>, *IAU Circ.*, 2001, 7583
- [Farnham 2001a] Farnham, T.L., 2001a, *Icarus*, 152, 238
- [Farnham y Davies 2003] Farnham, T. L. Davies, J. K. 2003, *Icarus*, 164, 418
- [Fernández 1980] Fernández, J. A. 1980. On the existence of a comet belt beyond Neptune. *MMNRAS* 192, 481
- [Fornasier et al. 2004] Fornasier, S., Doressoundiram, A., Tozzi, G. P., Barucci, M. A., Boehnhardt, H., de Bergh, C., Delsanti, A., Davies, J., Dotto, E. 2004. ESO Large Program on physical studies of TransNeptunian objects and Centaurs: Final results of the visible spectrophotometric observations. *A&A*, 421, 353
- [Franklin et al. 2004] Franklin, F. A., Lewis, N. K., Soper, P. R., Holman, M. J. 2004. Hilda Asteroids as Possible Probes of Jovian Migration. *AJ*, 128, 1391
- [Fraser et al. 2008] Fraser, W. C., et al. 2008, *Icarus*, 195, 827
- [Fraser y Kavelaars 2008] Fraser, W. C., y Kavelaars, J. J. 2008, *Icarus*, 198, 452
- [French y Binzel 1989] French, L. M., y Binzel, R. P., 1989, *Asteroids II*, 54
- [Fujiwara et al. 1978] Fujiwara, A., Kamimoto, G., y Tsukamoto, A., 1978, *Nature*, 272, 602
- [Funato et al. 2004] Funato, Y., Makino, J., Hut, P., Kokubo, E., Kinoshita, D. 2004. The formation of Kuiperbelt binaries through exchange reactions. *Nature* 427, 518
- [Gaudi et al. 2005] Gaudi, B. S., Stanek, K. Z., Hartman, J. D., Holman, M. J., y McLeod, B. A. 2005, *ApJ*, 629, L49
- [Gil-Hutton 2002] Gil-Hutton, R. 2002, *P&SS*, 50, 57
- [Gil-Hutton et al. 2009] Gil-Hutton, R., Licandro, J., Pinilla-Alonso, N., y Brunetto, R. 2009, en prensa.

- [Gladman et al. 2001] Gladman, B., Kavelaars, J. J., Petit, J.-M., Morbidelli, A., Holman, M. J., y Loredó, T. 2001, *AJ*, 122, 1051
- [Gladman et al. 2002] Gladman, B., Holman, M., Grav, T., Kavelaars, J., Nicholson, P., Aksnes, K., Petit, J.M. 2002. Evidence for an Extended Scattered Disk. *Icarus* 157, 269
- [Gladman et al. 2008] Gladman, B., Marsden, B. G., y Vanlaerhoven, C. 2008, *The Solar System Beyond Neptune*, 43
- [Glindemann et al. 2000] Glindemann, A., Abuter, R., Carbognani, F., Delplancke, F., Derie, F., Gennai, A., Gitton, P.B., Kervella, P., Koehler, B., Leveque, S.A., Menardi, S., Michel, A., Paresce, F., Duc, T.P., Richichi, A., Schoeller, M., Tarengi, M., Wallander, A., y Wilhelm, R., 2000, *Proc. SPIE*, 4006, 2 (Eds: P.J. Lena, y A. Quirrenbach).
- [Goldreich et al. 2002] Goldreich, P., Lithwick, Y., Sari, R. 2002. Formation of Kuiperbelt binaries by dynamical friction and threebody encounters. *Nature* 420, 643
- [Gomes 2003] Gomes, R. S. 2003. The origin of the Kuiper Belt highinclination population. *Icarus* 161, 404
- [Gomes et al. 2005] Gomes, R., Levison, H. F., Tsiganis, K., y Morbidelli, A. 2005, *Nature*, 435, 466
- [Grundy et al. 2005] Grundy, W. M., Noll, K. S., Stephens, D. C., 2005, *Icarus*, 176, 184
- [Gutiérrez et al. 2001] Gutiérrez, P. J., Ortiz, J. L., Alexandrino, E., Roos-Serote, M., & Doressoundiram, A. 2001, *A&A*, 371, L1
- [Hainaut et al. 2000] Hainaut, O.R., Delahodde, C.E., Boehnhardt, H., Dotto, E., Barucci, M.A., Meech, K.J., Bauer, J.M., West, R.M., y Doressoundiram, A., 2000, *A&A*, 356, 1076
- [Hainaut y Delsanti 2002] Hainaut, O.R., y Delsanti, A.C. 2002, *A&A*, 389, 641
- [Hardorp 1980] Hardorp, J., 1980, *A&A*, 91, 221
- [Hartmann y Cruikshank 1978] Hartmann, W., y Cruikshank, D., 1978), *Icarus*, 36, 353
- [Harris et al. 1989] Harris, A. W., Young, J. W., Bowell, E., Martin, L., Millis, R., Poutanen, M., Scaltriti, F., Zappala, V., Schober, H., Debehogne, H., y Zeigler K. 1989, *Icarus*, 77, 171
- [Harris 1994] Harris, A., 1994, *Icarus*, 107, 209
- [Hestroffer et al. 2002] Hestroffer, D., Marchis, F., Fusco, T., y Berthier, J., 2002, *A&A*, 394, 339
- [Hoffmann et al. 1992] Hoffmann, M. et al. 1992, in *Liege International Astrophysical Colloquia*, 30, *Liege International Astrophysical Colloquia*, ed. A. Brahic, J.-C. Gerard, y J. Surdej, 203

- [Högbom 1974] Högbom J.A., 1974, *A&A*, 15, 417
- [Howell 1989] Howell, S.B., 1989, *PASP*, 101, 616
- [Howell 2006] Howell, S.B., 2006. *Handbook of CCD astronomy* 2nd ed, Cambridge Univ. Press., 208
- [Hughes 2003] Hughes, D. W. 2003. The absolute magnitude distribution of transNeptunian objects. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 345, 981
- [Ida et al. 2000] Ida, S., Larwood, J., Burkert, A. 2000. Evidence for Early Stellar Encounters in the Orbital Distribution of EdgeworthKuiper Belt Objects. *Astrophysical Journal* 528, 351
- [Jewitt y Meech 1985] Jewitt, D. C., y Meech, K. J., 1985, *Icarus*, 64, 329
- [Jewitt y Meech 1986] Jewitt, D. C., y Meech, K. J., 1986, *AJ*, 310, 937
- [Jewitt y Luu 1993] Jewitt, D., y Luu, J. 1993, *Nature*, 362, 730
- [Jewitt y Luu 1998] Jewitt, D., Luu, J. 1998. OpticalInfrared Spectral Diversity in the Kuiper Belt. *AJ*, 115, 1667
- [Jewitt et al. 1998] Jewitt, D., Luu, J., Trujillo, C. 1998. Large Kuiper Belt Objects: The Mauna Kea 8K CCD Survey. *AJ*, 115, 2125
- [Jewitt y Luu 2001] Jewitt, D. C., & Luu, J. X. 2001, *AJ*, 122, 2099
- [Jewitt et al. 2001] Jewitt, D., Aussel, H., Evans, A., 2001, *Nature*, 411, 446
- [Jewitt y Sheppard 2002] Jewitt, D.C., Sheppard, S.S., 2002, *AJ*, 123, 2110
- [Jewitt y Luu 2004] Jewitt, D. C., y Luu, J. 2004, *Nature*, 432, 731
- [Johnson y Morgan 1953] Johnson, H., y Morgan, W. W., 1953, *ApJ*, 117, 313
- [Joss 1953] Joss, P.C., Orientation-Dependent Effects in Oorts Theory of Comet Origin. II. Anisotropies in the Distribution of Long-Period Comet Orbits, 1973, *Icarus*, 19, 147
- [Kavelaars et al. 2009] Kavelaars, J. J., et al. 2009, *AJ*, 137, 4917
- [Kern et al. 2000] Kern, S. D., McCarthy, D. W., Buie, M. W., Brown, R. H., Campins, H., y Rieke, M. 2000, *ApJ*, 542, L155
- [Kern 2006a] Kern, S. D. 2006a, PhD thesis, Massachusetts Institute of Technology
- [Kern et al. 2006b] Kern, S. D. y Elliot, J. L. 2006b, *Icarus*, 183, 179
- [Kowal y Gehrels 1977] Kowal, C. T., y Gehrels, T. 1977, *IAUC*, 3129, 1

- [Kuiper 1951] Kuiper, G.P., 1951. On the Origin of the Solar System, in: Proceedings of a topical symposium, commemorating the 50th anniversary of the Yerkes Observatory and half a century of progress in astrophysics, ed. J. Hynek, New York: McGraw-Hill, p. 357
- [Lacerda y Luu 2003] Lacerda, P., Luu, J., 2003, *Icarus*, 161, 174
- [Lacerda y Luu 2006] Lacerda, P., y Luu, J., 2006, *AJ*, 131, 2314
- [Lacerda et al. 2008] Lacerda, P., Jewitt, D., y Peixinho, N. 2008, *AJ*, 135, 1749
- [Lafler y Kinman 1965] Lafler T., y Kinman T.D., 1965, *ApJ Suppl.*, 11, 216
- [Landolt 1973] Landolt, A.U., 1973, *AJ*, 78, 959
- [Landolt 1992] Landolt, A.U., 1992, *AJ*, 104, 340
- [Larsen et al. 2001] Larsen, J. A., Gleason, A. E., Danzl, N. M., Descour, A. S., McMillan, R. S., Gehrels, T., Jedicke, R., Montani, J. L., Scotti, J. V. 2001. The Spacewatch Wide-Area Survey for Bright Centaurs and TransNeptunian Objects. *AJ*, 121, 562
- [Lazzarin et al. 2003] Lazzarin, M., Barucci, M. A., Boehnhardt, H., Tozzi, G. P., de Bergh, C., Dotto, E. 2003. ESO Large Programme on Physical Studies of TransNeptunian Objects and Centaurs: Visible Spectroscopy. *AJ*, 125, 1554
- [Lellouch et al. 2000] Lellouch, E., Laureijs, R., Schmitt, B., Quirico, E., de Bergh, C., et al., 2000, *Icarus*, 147, 220
- [Leonard 1930] Leonard, F.C., The New Planet Pluto, 1930, Leaflet of the Astronomical Society of the Pacific, 1, 121
- [Leone et al. 1984] Leone, G., Farinella, P., Paolicchi, P., y Zappala, V., 1984, *A&A*, 140, 265
- [Levison y Duncan 1997] Levison, H. F., y Duncan, M. J. 1997, *Icarus*, 127, 13
- [Levison y Stern 2001] Levison, H.F., y Stern, S.A., 2001, *AJ*, 121, 1730
- [Levison y Morbidelli 2003] Levison, H. F., Morbidelli, A. 2003. The formation of the Kuiper belt by the outward transport of bodies during Neptune's migration. *Nature* 426, 419
- [Licandro y Pinilla-Alonso 2005] Licandro, J., y Pinilla-Alonso, N. 2005, *ApJ*, 630, L93
- [Licandro et al. 2006] Licandro, J., Pinilla-Alonso, N., Pedani, M., Oliva, E., Tozzi, G. P., y Grundy, W. M. 2006, *A&A*, 445, L35
- [Licandro et al. 2006a] Licandro, J., Grundy, W. M., Pinilla-Alonso, N., & Leisy, P. 2006, *A&A*, 458, L5

- [Lin et al. 2007] Lin, H.-W., Wu, Y.-L., e Ip, W.-H. 2007, *Advances in Space Research*, 40, 238
- [Lomb 1976] Lomb, N. R. 1976, *Ap&SS*, 39, 447
- [Luu y Jewitt 1998] Luu, J. X. y Jewitt, D. C. 1998, *ApJ*, 494, L117
- [Lykawka y Mukai 2005] Lykawka, P.S., y Mukai T., 2005, *P&SS*, 53, 1319
- [Lykawka y Mukai 2008] Lykawka, P.S., y Mukai, T., 2008, *AJ*, 135, 1161
- [Magnusson 1986] Magnusson, P., 1986, *Icarus*, 68, 1
- [Magnusson 1991] Magnusson, P., 1991, *A&A*, 243, 512
- [Magnusson y Lagerkvist 1991] Magnusson, P., y Lagerkvist, C.-I. 1991, *A&AS*, 87, 269
- [Malhotra 1995] Malhotra, R. 1995. The Origin of Pluto's Orbit: Implications for the Solar System Beyond Neptune. *AJ*, 110, 420
- [Margot et al. 2002] Margot, J. L., Trujillo, C., Brown, M. E., Bertoldi, F., 2002, *BAAS*, 34, 871
- [Martinez y Klotz 1997] Martinez, P., y Klotz, A., 1997. *A Practical Guide to CCD Astronomy*, Cambridge University Press, 266
- [McBride et al. 1999] McBride, N., Green, S.F., Hainaut, O., y Delahodde C., Kuiper Belt photometry: Getting the best from your observations, in: *ACM 1999 Abstracts Volume*, 1999
- [McBride et al. 2003] McBride, N., Green, S. F., Davies, J. K., Tholen, D. J., Sheppard, S. S., Whiteley, R. J., y Hillier, J. K. 2003, *Icarus*, 161, 501
- [McKinnon 2002] McKinnon, W.B., 2002, *Asteroids, Comets, and Meteors: ACM 2002*, 500, 29
- [Merlin et al. 2006] Merlin, F., Dumas, C., Barucci, M., Hainaut, O., de Bergh, C., y Guilbert, A. 2006, *BAAS*, 38, 556
- [Millis et al. 1976] Millis, R.L., Bowell, E., y Thompson, D.T., 1976, *Icarus*, 28, 53
- [Millis et al. 1988] Millis R.L., A'Hearn M., y Campins H., 1988, *ApJ*, 324, 1194
- [Morbidelli et al. 2003] Morbidelli, A., Brown, M.E., y Levison, H.F., 2003, *EM&P*, 92, 1
- [Morbidelli y Levison 2004] Morbidelli, A., Levison, H. F. 2004. Scenarios for the Origin of the Orbits of the TransNeptunian Objects 2000CR105 and 2003VB12 (Sedna). *AJ*, 128, 2564
- [Morbidelli et al. 2005] Morbidelli, A., Levison, H. F., Tsiganis, K., y Gomes, R. 2005, *Nature*, 435, 462

- [Moroz et al. 2003] Moroz, L. V., Baratta, G., Distefano, E., Strazzulla, G., Starukhina, L. V., Dotto, E., y Barucci, M. A. 2003, *EM&P*, 92, 279
- [Moroz 2004] Moroz, L. V. 2004, 35th COSPAR Scientific Assembly, 35, 2032
- [Moroz et al. 2004] Moroz, L., Baratta, G., Strazzulla, G., Starukhina, L., Dotto, E., Barucci, M. A., Arnold, G., y Distefano, E. 2004, *Icarus*, 170, 214
- [Moulet et al. 2008] Moulet, A., Lellouch, E., Doressoundiram, A., Ortiz, J. L., Duffard, R., Morbidelli, A., Vernazza, P., & Moreno, R. 2008, *A&A*, 483, L17
- [Mueller et al. 2004] Mueller, B. E. A., Hergenrother, C. W., Samarasinha, N. H., Campins, H., y McCarthy, D. W. 2004, *Icarus*, 171, 506
- [Müller et al. 2008] Müller, T. G., et al. 2008, *LPI Contributions*, 1405, 8080
- [Müller et al. 2009] Müller, T. G., et al. 2009, *EM&P*, 29
- [Noll et al. 2002] Noll, K. S., Stephens, D. C., Grundy, W. M., Millis, R. L., Spencer, J., Buie, M. W., Tegler, S. C., Romanishin, W., Cruikshank, D. P. 2002. Detection of Two Binary TransNeptunian Objects, 1997CQ29 and 2000CF105 , with the Hubble Space Telescope. *AJ*, 124, 3424
- [Noll et al. 2004] Noll, K.S., Stephens, D.C., Grundy, W.M., Griffin, I., 2004, *Icarus*, 172, 402
- [Noll et al. 2008] Noll, K. S., Grundy, W. M., Chiang, E. I., Margot, J.-L., y Kern, S. D. 2008, *The Solar System Beyond Neptune*, 345
- [Noll et al. 2008a] Noll, K. S., Grundy, W. M., Stephens, D. C., Levison, H. F., y Kern, S. D. 2008, *Icarus*, 194, 758
- [Opik 1976] Opik, E.J., 1976., In *Interplanetary Encounters* (Amsterdam: Elsevier), 27
- [Ortiz et al. 2003a] Ortiz, J. L., Gutierrez, P. J., Casanova, V., Sota, A. 2003a. A study of short term rotational variability in TNOs and Centaurs from Sierra Nevada Observatory. *A&A*, 407, 1149
- [Ortiz et al. 2003b] Ortiz, J. L., Gutierrez, P. J., Sota, A., Casanova, V., Teixeira, V. R. 2003b. Rotational brightness variations in TransNeptunianObject 50000 Quaoar. *A&A*, 409, L13
- [Ortiz et al. 2004] Ortiz, J. L., and 10 colleagues 2004. A study of TransNeptunian object 55636 (2002 TX300 ). *A&A*, 420, 383
- [Ortiz et al. 2006] Ortiz, J.L., Gutierrez, P.J., Santos Sanz, P., Casanova, V., y Sota, A., 2006, *A&A*, 447, 1131
- [Ortiz et al. 2007] Ortiz, J. L., Santos Sanz, P., Gutiérrez, P. J., Duffard, R., & Aceituno, F. J. 2007, *A&A*, 468, L13



- [Ortiz et al. 2007a] Ortiz, J. L., Moreno, F., Molina, A., Santos-Sanz, P., & Gutiérrez, P. J. 2007, MNRAS, 379, 1222
- [Osip et al. 2003] Osip, D. J., Kern, S. D., Elliot, J. L. 2003. Physical Characterization of the Binary EdgeworthKuiper Belt Object 2001 QT297 . EM&P, 92, 409
- [Ostro et al. 2000] Ostro, S., Hudson, R.S., Nolan, M.C., Margot, J.-L., Scheeres, D.J., et al., 2000, Science, 288, 836
- [Peixinho et al. 2002] Peixinho, N., Doressoundiram, A., y Romon-Martin, J. 2002, New Astronomy, 7, 359
- [Peixinho et al. 2003] Peixinho, N., Doressoundiram, A., Delsanti, A., Boehnhardt, H., Barucci, M. A., Belskaya, I. 2003. Reopening the TNOs color controversy: Centaurs bimodality and TNOs unimodality, A&A, 410, L29
- [Peixinho et al. 2004] Peixinho, N., Boehnhardt, H., Belskaya, I., Doressoundiram, A., Barucci, M. A., Delsanti, A. 2004. ESO large program on Centaurs and TNOs: visible colors final results. Icarus 170, 153
- [Peixinho et al. 2008] Peixinho, N., Lacerda, P., y Jewitt, D. 2008. AJ, 136, 1837
- [Percy 1977] Percy J.R., 1977, MNRAS, 181, 647-656
- [Petit y Mousis 2004] Petit, J.M., Mousis, O. 2004. KBO binaries: how numerous were they? Icarus 168, 409
- [Petit et al. 2006] Petit, J.-M., Holman, M. J., Gladman, B. J., Kavelaars, J. J., Scholl, H., y Loredó, T. J. 2006, MNRAS, 365, 429
- [Pinilla-Alonso et al. 2007] Pinilla-Alonso, N., Licandro, J., Gil-Hutton, R., y Brunetto, R. 2007, A&A, 468, L25
- [Pinilla-Alonso et al. 2009] Pinilla-Alonso, N., Brunetto, R., Licandro, J., Gil-Hutton, R., Roush, T. L., y Strazzulla, G. 2009, A&A, 496, 547
- [1] Pravec, P., y Harris, A. W. 2000, Icarus, 148, 12
- [Pravec et al. 2003] Pravec, P., Harris, A., y Michalowski T., 2003. En *Asteroids III* (W. F. Bottke Jr. et al., eds.), Univ. of Arizona, Tucson., 113
- [Press et al. 1992] Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., y Flannery, B. P. 1992, Cambridge: University Press, c1992, 2nd ed.
- [Rabinowitz et al. 2006] Rabinowitz, D., Barkume, K., Brown, M., Roe H., Schwartz, M., et al., 2006, ApJ, 639, 1238
- [Rabinowitz et al. 2007] Rabinowitz, D.L., Schaefer, B.E., y Tourtellotte, S.W., 2007, AJ, 133, 26

- [Rabinowitz et al. 2008] Rabinowitz, D. L., Schaefer, B. E., Schaefer, M., y Tourtellotte, S.W. 2008, *AJ*, 136, 1502
- [Redman et al. 1992] Redman, R.O., Feldman, P.A., Matthews, H.E., Halliday, I., Creutzberg F., 1992, *AJ*, 104, 405
- [Roe et al. 2008] Roe, H. G., Pike, R. E., y Brown, M. E. 2008, *Icarus*, 198, 459
- [Romanishin y Tegler 1999] Romanishin, W., y Tegler S.C., 1999, *Nature*, 398, 129
- [Romanishin et al. 2001] Romanishin, W., Tegler, S., Rettig, T., Consolmagno, G., Botthof, B., 2001, *Proc. Nat. Acad. Sci.*, 98, 11863
- [Rousselot et al. 2003] Rousselot, P., Petit, J.-M., Poulet, F., Lacerda, P., y Ortiz, J. 2003, *A&A*, 407, 1139
- [Rousselot et al. 2005a] Rousselot, P., Lévassieur-Regourd, A. C., Muinonen, K., y Petit, J.-M. 2005a, *EM&P*, 97, 353
- [Rousselot et al. 2005b] Rousselot, P., Petit, J.-M., Poulet, F., y Sergeev, A. 2005b, *Icarus*, 176, 478
- [Russell 1916] Russell, H.N., 1916. On the albedo of the planets and their satellites. *ApJ*. 43, 173
- [Salo 1987] Salo, H. 1987, *Icarus*, 70, 37
- [Santos-Sanz et al. 2006] Santos-Sanz, P., Ortiz J., y Gutiérrez P., 2006. Rotational properties of TNOs and Centaurs. Abstract presented at the International Workshop on Trans-Neptunian Objects: Dynamical and Physical Properties, July 37, 2006, Catania, Italy.
- [Santos-Sanz et al. 2009] Santos-Sanz, P., Ortiz, J.L., Barrera, L., y Boehnhardt, H., 2009, *A&A*, 494, 693
- [Scargle 1982] Scargle, J.D., 1982, *ApJ*, 263, 83
- [Schaefer y Rabinowitz 2002] Schaefer, B. E., Rabinowitz, D. L. 2002. Photometric Light Curve for the Kuiper Belt Object 2000EB173 on 78 Nights. *Icarus* 160, 52
- [Schaller y Brown 2007] Schaller, E. L., y Brown, M. E. 2007, *ApJ*, 670, L49
- [Sheppard et al. 2000] Sheppard, S. S., Jewitt, D. C., Trujillo, C. A., Brown, M. J. I., Ashley, M. C. B. 2000. A WideField CCD Survey for Centaurs and Kuiper Belt Objects. *AJ*, 120, 2687
- [Sheppard y Jewitt 2002] Sheppard, S. S., Jewitt, D. C. 2002. Timeresolved Photometry of Kuiper Belt Objects: Rotations, Shapes, and Phase Functions. *AJ*, 124, 1757

- [Sheppard y Jewitt 2003] Sheppard, S. S., Jewitt, D. C. 2003. Hawaii Kuiper Belt Variability Project: An Update. *EM&P*, 92, 207
- [Sheppard y Jewitt 2004] Sheppard, S. S., Jewitt, D. 2004. Extreme Kuiper Belt Object 2001 QG298 and the Fraction of Contact Binaries. *AJ*, 127, 3023
- [Sheppard 2007] Sheppard, S. S. 2007, *AJ*, 134, 787
- [Sheppard et al. 2008] Sheppard, S. S., Lacerda, P., y Ortiz, J. L. 2008, *The Solar System Beyond Neptune*, 129
- [Shul'Man 1972] Shul'Man, L. M. 1972, *The Motion, Evolution of Orbits, and Origin of Comets*, 45, 265
- [Spearman 1904] Spearman, C., 1904, The proof and measurement of association between two things, *Am. J. Psychol.*, 57, 72
- [Spencer et al. 1997] Spencer, J., Stansberry, J., Trafton, L., Young, E., Binzel, R., y Croft, S., 1997. En *Pluto and Charon* (Eds. S. Stern y D. Tholen), Univ. of Arizona, p. 435
- [Stansberry et al. 2004] Stansberry, J. A., Cruikshank, D. P., Grundy, W. M., Emery, J. P., Osip, D. J., Fernandez, Y. R., vanCleve, J., Trilling, D. E. 2004. FarIR Photometry of Centaurs and Kuiper Belt Objects with Spitzer. *AAS/Division for Planetary Sciences Meeting 36*, 43.01.
- [Stansberry et al. 2005] Stansberry, J. A., Cruikshank, D. P., Grundy, W. G., Margot, J. L., Emery, J. P., Fernandez, Y. R., Rieke, G. H., 2005, *BAAS* , 37, 737
- [Stansberry et al. 2008] Stansberry, J., Grundy, W., Brown, M., Cruikshank, D., Spencer, J., Trilling, D., y Margot, J.-L., 2008, *The Solar System Beyond Neptune*, Univ. Arizona Press, 161
- [Stellingwerf 1978] Stellingwerf, R.F., 1978, *ApJ.*, 224, 953
- [Stetson 1987] Stetson, P. B. 1987, *PASP*, 99, 191
- [Stetson 1990] Stetson, P. B. 1990, *PASP*, 102, 932
- [Strazzulla y Johnson 1991] Strazzulla, G., y Johnson, R. E. 1991, *IAU Colloq. 116: Comets in the post-Halley era*, 167, 243
- [Strömgren 1963a] Strömgren, B., 1963a, *Basic Astronomical Data*, ed. K. Aa. Strand, Univ. of Chicago Press, 123
- [Strömgren 1963b] Strömgren, B., 1963b, *Quarterly Journal, RAS.*, 4, 8
- [Szeifert et al. 1998] Szeifert, T., Appenzeller, I., Fuertig, W., Seifert, W., Stahl, O., Boehnhardt, H., Gaebler, W., Haefner, R., Hess, H.-J. Mantel, K.-H., Meisl, W., Muschelok, B., Tarantik, K., Harke, R., Juergens, P., Nicklas, H.E., Rupprecht, G., 1998, *Proc. SPIE*, 3355, 20 (Ed: S. D'Odorico)

- [Szeifert et al. 2000] Seifert, W., Appenzeller, I., Fuertig, W., Stahl, O., Sutorius, E., Xu, W., Gaessler, W., Haefner, R., Hess, H.-J., Hummel, W., Mantel, K.-H., Meisl, W., Muschiok, B., Tarantik, K., Nicklas, H.E., Rupprecht, G., Cumani, C., Szeifert, T., Spyromilio, J., 2000, Proc. SPIE, 4008, 96, (Eds: M. Iye, y A.F. Moorwood).
- [Talwar y Gentle 1977] Talwar, P.P., y Gentle, J.E., 1977, Commun. Stat.–Theory, 6, 363
- [Tancredi y Favre 2008] Tancredi, G., y Favre, S. 2008, Icarus, 195, 851
- [Tegler et al. 1997] Tegler, S. C., Romanishin, W., Stone, A., et al. 1997, AJ, 114, 1230
- [Tegler y Romanishin 1998] Tegler, S. C., Romanishin, W. 1998. Two distinct populations of Kuiperbelt objects. Nature 392, 49
- [Tegler y Romanishin 2000] Tegler, S.C., y Romanishin, W., 2000, Nature, 407, 979
- [Tegler et al. 2003] Tegler, S.C., Romanishin, W., y Consolmagno, G.J., 2003, ApJ, 599, L49
- [Tegler et al. 2005] Tegler, S., Romanishin, W., Consolmagno, G., Rall, J., Worhatch, R., Nelson, M., y Weidenschilling, S., 2005, Icarus, 175, 390
- [Tegler et al. 2008] Tegler, S. C., Bauer, J. M., Romanishin, W., y Peixinho, N. 2008, The Solar System Beyond Neptune, 105
- [Tegler et al. 2008a] Tegler, S. C., Grundy, W. M., Vilas, F., Romanishin, W., Cornelison, D. M., y Consolmagno, G. J. 2008, Icarus, 195, 844
- [Thébault 2003] Thébault, P., 2003, EM&P, 92, 233
- [Thébault y Doressoundiram 2003] Thébault, P., y Doressoundiram, A., 2003, Icarus, 162, 27
- [Thirouin et al 2009] Thirouin, A., Ortiz, J.L., Duffard, R., Santos-Sanz, P., Aceituno, F.J., y Morales, N., 2009, enviado a A&A.
- [Thomas et al. 2000] Thomas, N., Eggers, S., Ip, W.H., Lichtenberg, G., Fitzsimmons, A., Jorda, L., Keller, H. U., Williams, I. P., Hahn, G., Rauer, H. 2000. Observations of the TransNeptunian Objects 1993SC and 1996TL66 with the Infrared Space Observatory. Astrophysical Journal 534, 446455.
- [Thompson et al. 1987] Thompson, W. R., Murray, B. G. J. P. T., Khare, B. N., y Sagan, C. 1987, JGR, 92, 14933
- [Thuan y Gunn 1976] Thuan, T. X., Gunn, J. E, 1976, PASP, 88, 543
- [Tombaugh 1946] Tombaugh, C. W. 1946, Leaflet of the Astronomical Society of the Pacific, 5, 73
- [Trilling y Bernstein 2006] Trilling, D., y Bernstein, G., 2006, AJ, 131, 1149

- [Trujillo et al. 2001a] Trujillo, C. A., Luu, J. X., Bosh, A. S., Elliot, J. L. 2001. Large Bodies in the Kuiper Belt. *AJ*, 122, 2740
- [Trujillo et al. 2001b] Trujillo, C. A., Jewitt, D. C., Luu, J. X. 2001. Properties of the TransNeptunian Belt: Statistics from the CanadaFranceHawaii Telescope Survey. *AJ*, 122, 457
- [Trujillo y Brown 2002] Trujillo, C. A., Brown, M. E. 2002. A Correlation between Inclination and Color in the Classical Kuiper Belt. *Astrophysical Journal* 566, L125
- [Trujillo y Brown 2003] Trujillo, C. A., Brown, M. E., 2003, *EM&P*, 92, 99
- [Tsiganis et al. 2005] Tsiganis, K., Gomes, R., Morbidelli, A., y Levison, H. F. 2005, *Nature*, 435, 459
- [Veillet et al. 2002] Veillet, C., Parker, J. W., Griffin, I., Marsden, B., Doressoundiram, A., Buie, M., Tholen, D. J., Connelley, M., Holman, M. J. 2002. The binary Kuiperbelt object 1998 WW31. *Nature* 416, 711
- [Wallander et al. 2000] Wallander, A., Spyromilio, J., y Wirenstrand, K., 2000, *Proc. SPIE*, 4004, 234, (Eds: T.A. Sebring, y T. Andersen).
- [Weidenschilling 1980] Weidenschilling, S., 1980, *Icarus*, 44, 807
- [Weidenschilling 1981] Weidenschilling, S., 1981, *Icarus*, 46, 124
- [Weidenschilling 2002] Weidenschilling, S. J. 2002. On the Origin of Binary Transneptunian Objects. *Icarus*, 160, 212
- [Yelle y Elliot 1997] Yelle, R. V., y Elliot, J. L. 1997, *Libro: Pluto and Charon*, 347
- [Yelle et al. 1995 ] Yelle, R. V., Lunine, J. I., Pollack, J. B., y Brown, R. H. 1995, *Libro: Neptune and Triton*, 1031
- [Young e Irvine 1967] Young, A. T., & Irvine, W. M. 1967, *AJ*, 72, 945