

Universidad de la República, Facultad de Ciencias
Programa de Desarrollo de las Ciencias Básicas

TESIS PARA LA OBTENCION DEL TITULO DE
DOCTORA EN FISICA

“Estudio físico y dinámico de las poblaciones de
cometas que se acercan a la Tierra”

Autora:

Mag. Andrea Laura Sosa Oyarzabal

Director de Tesis:

Prof. Julio Angel Fernández Alves

23 de Noviembre de 2012

Montevideo, Uruguay

Reconocimientos

Para la realización de esta tesis he usufructuado una beca del Sistema Nacional de Becas (SNB) de la Agencia Nacional de Investigación e Innovación (ANII), y una beca de apoyo para la finalización de estudios de posgrado en la UdelaR otorgada por la Comisión Sectorial de Investigación Científica (CSIC). También he recibido ayuda para viáticos en el exterior y equipamiento del Programa de Desarrollo de las Ciencias Básicas, Área Física (PEDECIBA-FISICA). Agradezco también a la Universidad de la República (UdelaR) y al Consejo Superior de Investigaciones Científicas del Ministerio de Economía y Competitividad de España (CSIC-España) por la financiación de dos pasantías de investigación en el Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA), las cuales me permitieron adquirir más experiencia como investigadora y una mayor capacitación técnica que me ayudaron y estimularon para el desarrollo del trabajo de tesis. Finalmente agradezco al Instituto de Física de la Facultad de Ciencias (IFFC) por la reducción de tareas en mi cargo docente durante mi último año del doctorado.

Agradezco a Julio Fernández por su dedicación como orientador y por la claridad y solidez de sus ideas científicas que guiaron mi trabajo, a Pablo Pais por haber aceptado colaborar en el estudio dinámico de los cometas de la familia de Júpiter cuando ya estaba prácticamente iniciando su doctorado en otra área, a Tabaré Gallardo por sus consejos prácticos sobre integradores y por colaborar en la buena marcha de mi doctorado, y a Pedro Gutiérrez por hacer posibles las estimulantes pasantías en el IAA y por alentarme en mi trabajo.

Andrea Sosa Oyarzabal
Departamento de Astronomía - IFFC
Montevideo, Octubre de 2012

Dedico esta tesis a los seres queridos que siempre me han apoyado (y soportado) en esta carrera: a mi esposo Mario (en primerísimo lugar), a mis padres Elsa y Juan Ramón, a mi cuñada Virginia y a su madre Cristina, a mi hermano Diego, y a mi sobrinita Sofía.

Prefacio

Los resultados de esta tesis han sido publicados como artículos completos en las siguientes revistas científicas arbitradas: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 416, 767-782, 2011 ("Masses of long-period comets derived from nongravitational effects - Analysis of the computed results and the consistency and reliability of the nongravitational parameters", A. Sosa y J.A. Fernández), *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 423, 1674-1690, 2012 ("Magnitude and size distribution of long-period comets in Earth-crossing or approaching orbits", J.A. Fernández y A. Sosa), y *Astronomy & Astrophysics* ("On the asymmetric evolution of the perihelion distances of near-Earth Jupiter family comets around the discovery time", A. Sosa, J. A. Fernández y P. Pais, en prensa). También han sido publicados resultados como *proceedings* de congresos con arbitraje: *IAU Symposium 263 "Icy Bodies of the Solar System"*, Cambridge University Press 85-88, 2010 ("Non-gravitational forces and masses of some long-period comets. The cases of Hale-Bopp and Hyakutake", A. Sosa y J.A. Fernández).

Los resultados de la tesis han sido también presentados en los siguientes congresos regionales o internacionales: *IV Taller de Ciencias Planetarias* (San Juan, Argentina, 2008, presentación oral), *IAU Symposium 263 "Icy Bodies of the Solar System"* (Río de Janeiro, Brasil, 2009, presentación oral), *V Taller de Ciencias Planetarias* (La Plata, Argentina, 2010, presentación oral), *XV Colóquio Brasileiro de Dinâmica Orbital* (Teresópolis, Brasil, 2010, presentación oral), *II Reunión Conjunta SUF-AFA* (Montevideo, 2011, presentación en poster), *Lille Observatory Workshop "Dynamics and Formation of the Oort Cloud"* (Lille, Francia, 2011, presentación oral a cargo de J.A. Fernández), *European Planetary Science Congress - Division for Planetary Sciences of the American Astronomical Society (EPSC-DPS) Joint Meeting 2011* (Nantes, Francia, 2011, presentación oral a cargo de J.A. Fernández), *VI Taller de Ciencias Planetarias* (Montevideo, 2012, presentación oral), y *European Planetary Science Congress (EPSC) 2012* (Madrid, España, 2012, presentación oral).

Resumen

El estudio de cometas y asteroides es clave para entender el origen y evolución del sistema solar. La tesis consistió en estudiar las poblaciones de cometas de largo y de corto período (estos últimos pertenecientes a la familia de cometas de Júpiter) que se aproximan a la Tierra (LPCs y NEJFCs, respectivamente), por su mayor grado de completitud. La metodología incluyó la compilación y procesamiento de una gran base de datos observacionales fotométricos y de mediciones de tasas de producción gaseosa para LPCs, así como simulaciones numéricas de la evolución dinámica y física de un núcleo cometario, e integraciones numéricas de órbitas. Se realizaron 122 curvas de luz de LPCs, y se estudió la evolución orbital de 54 NEJFCs y de 110 asteroides cercanos a la Tierra en órbitas cometarias (estos últimos a efectos comparativos), así como de 4000 clones de NEJFCs.

Los principales resultados de la tesis han contribuido a un mejor conocimiento de las propiedades físicas de los cuerpos menores del sistema solar, entre los cuales citamos la estimación de masas y tamaños para 15 LPCs, la mayoría de los cuales no tenían determinaciones previas. Encontramos una relación entre la superficie sublimante y la geométrica > 1 , lo cual estaría indicando un estado de hiperactividad en este tipo de cometas que podría explicarse a partir de la sublimación de granos de hielo de la coma. También hallamos una nueva correlación entre masas (o tamaños) y magnitudes totales absolutas, lo cual permite estimar un parámetro de importancia cosmogónica de muy difícil determinación, como lo es la masa cometaria, a partir de una propiedad observable más fácil de medir, como lo es la magnitud absoluta. También confeccionamos un catálogo actualizado de magnitudes totales absolutas para 122 LPCs que se acercan a la Tierra observados entre 1970 y 2009, y estudiamos su distribución acumulativa. Encontramos que dicha distribución tiene un comportamiento tri-modal, donde los quiebres en la pendiente se producen para magnitudes ~ 4.0 y 5.8 . A partir de nuestra correlación entre tamaños y magnitudes absolutas, pudimos inferir la distribución de tamaños de los LPCs, la cual logramos a su vez reproducir cualitativamente mediante simulaciones numéricas. De dicho ajuste derivamos parámetros de interés físico como las tasas de erosión de los núcleos (que serían varias veces mayores que la de sublimación del agua), la fracción de cometas nuevos, y tamaños críticos para la fragmentación y el desgaste por sublimación. En lo que respecta a los cometas de corto período, nuestro modelo logró reproducir la evolución temporal de la distancia perihélica promedio de los NEJFCs observada (i.e. la resultante de nuestras integraciones numéricas). Concluimos en que la mayoría de estos cometas serían descubiertos cuando disminuyen por primera vez su perihelio por debajo de un cierto valor umbral (en nuestro modelo 1.05 ua). Aproximadamente un 40% de la población de NEJFCs estaría

conformada por cometas jóvenes, recientemente ingresados al interior de la región planetaria, mientras un 60 % estaría compuesta por cometas viejos, que habrían pasado al menos unos tres mil años en la región planetaria interna. También impusimos nuevas cotas a la vida física media de esta población; la cota inferior sería de unos pocos cientos de años (unas ~ 100 revoluciones), mientras la cota superior sería de unas 1600 - 2000 revoluciones. Estas estimaciones son algo mayores que las realizadas en otros trabajos, pero consistentes con otras estimaciones basadas en la pérdida de masa (sublimación, *outbursts*, *splittings*), o en la tasa de extinción de los cometas de la familia de Júpiter.

Abstract

Comets and asteroids are keys to the understanding of the origin and evolution of the solar system. In this thesis we studied the populations of long-period comets and short-period comets (particularly the Jupiter family of comets) that approach the Earth (LPCs and NEJFCs, respectively), because of their greater degree of completeness. The method included a compilation and processing of a huge data base of photometric observations and gas production rates, as well as numerical simulations of the physical and dynamical evolution of a cometary nucleus, and orbital integrations. We determined a total number of 122 light-curves of LPCs, and studied the orbital evolution of 54 NEJFCs and 110 near-Earth asteroids in cometary orbits (this later population was studied just for comparison purposes), as well the orbital evolution of 4000 clones of the NEJFCs.

The main results of this thesis have contributed to a better understanding of the physical properties of the minor bodies of the solar system, as for instance the masses and sizes estimated for 15 LPCs, most of them without previous estimates. We found a ratio between the outgassing and the geometric nucleus surfaces > 1 , which points to a state of hyper-activity in LPCs. Hyper-activity can be explained if a significant fraction of the sublimated water molecules come from the sublimation of icy grains in the coma. We also found a new correlation between masses (or sizes) and absolute total magnitudes, which allow us to estimate a cosmogonic relevant parameter as it is the cometary mass, from an observable quantity easier to measure, as the absolute magnitude. We made an updated catalog of absolute total magnitudes H of LPCs for 122 LPCs that came close to the Earth and observed between 1970 and 2009, and studied their cumulative distribution. We found that this distribution can be represented by a three-modal law with knees at $H \sim 4.0$ and 5.8 . From our correlation between sizes and absolute magnitudes, we inferred the observed size distribution of LPCs, and reproduced it in qualitative terms by means of numerical simulations with a simple physical-dynamical model. From the model fit to the observed size distribution we derived the erosion rates (which would be several times larger than the water sublimation rate), the fraction of new comets among the population of LPCs, and the critical radius for fragmentation and sublimation mass loss. Regarding the short-period comets, our model was able to reproduce the observed time evolution of the mean perihelion distance (q of the NEJFCs (i.e. the one derived from our numerical orbital integrations)). We concluded that most of these comets would be discovered when they decreased their perihelia for the first time below a certain threshold q_{thre} (in our model 1.05 au). Our best fits indicate that a $\sim 40\%$ of the population of NEJFCs will consist of young, fresh comets, that have entered the region $q < 2$ AU a few hundred

years before decreasing their perihelion distances below q_{thre} , while the remaining $\sim 60\%$ would be composed of older, more evolved comets, discovered after spending at least ~ 3000 yr in the $q < 2$ au region before their q 's drop below q_{thre} . As a byproduct, we put some constraints on the physical lifetime τ_{phys} of NEJFCs in the $q < 2$ AU region. We set a lower limit of a few hundreds of revolutions, and an upper limit of about 10000 - 12000 yr, or about 1600 - 2000 revolutions, somewhat longer than some previous estimates. These constraints are consistent with other estimates of τ_{phys} based either on mass loss (sublimation, outbursts, splittings) or on the extinction rate of JFCs.

Índice general

1. Introducción	1
1.1. Los cometas y su relevancia cosmogónica	1
1.2. La Nube de Oort	10
1.3. Cometas de largo período (LPCs)	12
1.4. Cometas de la familia de Júpiter (JFCs)	13
1.5. Asteroides cercanos a la Tierra (NEAs)	15
1.6. Modelos de núcleos cometarios	15
1.7. Fuerzas no-gravitacionales en cometas	16
1.8. Estimación de masas y tamaños cometarios	18
1.9. Magnitudes cometarias	21
1.10. Objetivos de esta tesis	21
2. Muestras estudiadas	23
2.1. LPCs que ingresan a la región planetaria interna	23
2.2. LPCs que se acercan a la Tierra	24
2.3. JFCs Cercanos a la Tierra (NEJFCs)	25
2.4. NEAs en Orbitas Cometarias	26
3. Magnitudes y curvas de luz de los LPCs	31
3.1. Procesamiento de observaciones fotométricas	31
3.2. Curvas de luz	32
3.3. Magnitudes totales absolutas estimadas	35
3.4. Comparación con otras estimaciones	37
4. LPCs en la región planetaria interna	39
4.1. Correlación entre magnitudes y tasas de producción gaseosa	39
4.2. Determinación de masas	42
4.2.1. Comprobando el método para una muestra de SPCs	45
4.3. Tamaños y fracciones de área superficial activa de los núcleos	46
4.4. Correlación entre masas y magnitudes totales absolutas	48
5. LPCs cercanos a la tierra	53
5.1. La tasa de descubrimiento	53
5.1.1. El efecto Holetschek	54
5.1.2. La asimetría Norte-Sur	55
5.2. Distribución acumulativa de magnitudes totales absolutas	56
5.2.1. La muestra de LPCs para el período 1900-2009	56
5.2.2. Los cometas antiguos	56

5.2.3. La muestra entera	58
5.3. Distribución acumulativa de tamaños	61
6. NEJFCs	67
6.1. Comparación con los NEAs en órbitas cometarias	67
6.2. Evolución temporal observada del promedio de los perihelios	69
6.3. Simulaciones numéricas con clones	73
6.4. Vida física media	78
7. Discusión	81
7.1. Cambios en la energía orbital de los LPCs debida a efectos no-gravitacionales	81
7.2. Fuentes de incertidumbre en la determinación de masas cometarias	84
7.3. ¿Son posibles densidades extremadamente bajas en LPCs?	86
7.4. Probable hiper-actividad de los LPCs	86
7.5. C/1995 O1 (Hale-Bopp): ¿un cometa “anómalo”?	87
7.6. Cometas nuevos vs. evolucionados en la población de LPCs cercanos a la Tierra	88
7.7. Cometas provenientes de las regiones interna y externa de la Nube de Oort	90
7.8. Cambios evolutivos en la distribución de tamaños de LPCs	92
7.9. Vida Física Media de los NEJFCs	94
7.9.1. Vida media de sublimación	94
7.9.2. Vida media basada en la tasa de extinción	95
8. Conclusiones	97
8.1. LPCs que se aproximan o cruzan la órbita de la Tierra	97
8.1.1. Masas y superficies activas	97
8.1.2. Magnitudes totales, distribución de magnitudes y tamaños	99
8.2. NEJFCs	99
8.3. Trabajo futuro	101

Índice de figuras

1.1. El “Gran cometa de 1577” (grabado de la época) y el “Gran cometa de 2007” (foto)	2
1.2. Estructura de un cometa activo e imagen del cometa Hale Bopp . . .	4
1.3. Cometa Hartley 2: imágenes desde el espacio.	5
1.4. Elementos orbitales.	5
1.5. Distribución de las inclinaciones para distintos tipos dinámicos de cometas	6
1.6. Esquema de la Nube de Oort y del Cinturón transneptuniano	8
1.7. Excentricidad vs. semieje mayor para los asteroides y cometas numerados	9
1.8. Distribución de las energías originales de los cometas de largo período	11
1.9. Distintos modelos de núcleos cometarios	16
1.10. Imágenes de los cinco cometas visitados por sondas espaciales	17
1.11. La acción de las fuerzas no-gravitacionales	18
3.1. Curvas de luz de C/1985 R1, C/1989 Q1, C/1990 K1, C/1993 Y1, C/1995 O1, C/1995 Y1, C/1996 B2, y C/1999 J3.	33
3.2. Curvas de luz de C/2000 WM1, C/2001 Q4, C/2002 V1, C/2002 X5, C/2003 K4, C/2004 Q2, C/2007 F1, y C/2007 W1.	34
3.3. Ejemplos de curvas de luz de diferentes clases de calidad	36
3.4. Diferencias en la magnitudes absolutas estimadas para 15 cometas observados entre 1970 y 1980.	37
4.1. Correlación entre magnitudes totales visuales heliocéntricas y tasas de producción de agua para 21 LPCs.	41
4.2. Ejemplos de ajustes de distinta calidad entre las tasas de sublimación empírica Q y la estándar g	44
4.3. Probando el método con una muestra de SPCs.	45
4.4. Fracciones de superficie activa vs. tamaños estimados	48
4.5. Masas estimadas vs. magnitudes absolutas estimadas.	49
4.6. Tamaños nucleares vs. magnitudes absolutas.	51
5.1. Magnitud total absoluta en función del año de descubrimiento para 232 LPCs y 375 NEAs en órbitas cometarias.	54
5.2. Histogramas de la diferencia de longitudes entre la Tierra y los LPCs al instante de sus pasajes por el perihelio.	55
5.3. Distribución acumulativa de las magnitudes absolutas para distintas muestras de LPCs.	57

5.4.	magnitud absoluta vs. año de descubrimiento para 34 LPCs antiguos y 8 modernos.	58
5.5.	Distribuciones acumulativas de las magnitudes absolutas para distintas sub-muestras de los LPCs con $H < 4$	59
5.6.	Distribución acumulativa de las magnitudes absolutas para los LPCs brillantes ($H < 4$) observados entre 1650 y 2009, y para los LPCs con $H \geq 4$ observados entre 1985 y 2009.	59
5.7.	Evolución físico-dinámica de una muestra de 10^4 cometas ficticios.	64
5.8.	Distribución acumulativa de tamaños para una muestra de 198×10^4 cometas ficticios.	65
6.1.	Número de encuentros con Júpiter y la distancia mínima al planeta, en función de la distancia afélica, para 54 NEJFCs y 110 NEAs en órbitas cometarias.	68
6.2.	Histograma del argumento del perihelio para 54 NEJFCs y 110 NEAs en órbitas cometarias.	69
6.3.	Evolución temporal de \bar{q} para 54 NEJFCs y 110 NEAs en órbitas cometarias.	70
6.4.	Evolución dinámica de 106 SPCs observados hasta 1983.	71
6.5.	Valores medios de a , q , e y de i en función del tiempo para una muestra formada por 143 JFCs y 20 cometas del tipo Halley.	72
6.6.	Evolución temporal de \bar{q} para 535 clones de los NEJFCs.	73
6.7.	Evolución temporal de \bar{q} para 4000 clones de los NEJFCs.	75
6.8.	Ejemplos de los tres tipos de comportamiento dinámico para los clones de NEJFCs.	76
6.9.	Evolución temporal de \bar{q} simulada suponiendo que los NEJFCs son descubiertos durante su n ésimo cruce, donde $n = 1, \dots, 6$	77
6.10.	Perfiles teóricos de \bar{q} vs. el observado, para distintos valores de la fracción F	79
7.1.	Distribución de las energías orbitales originales para una muestra de LPCs.	83
7.2.	Cambio esperado en la energía orbital en función de la distancia perihélica, para diferentes radios cometarios.	84
7.3.	Cocientes nuevos/total en función de la distancia perihélica media, para distintas muestras de LPCs.	89
7.4.	Representación esquemática de la evolución física de un núcleo cometario según su tamaño.	94

Índice de cuadros

2.1. Distancias perihélicas y parámetros no-gravitacionales de la muestra estudiada de LPCs.	24
2.2. Magnitudes totales absolutas estimadas para los LPCs antiguos y brillantes.	25
2.3. LPCs estudiados con estimaciones históricas de H	27
2.4. LPCs estudiados con nuestras estimaciones de H	28
2.5. Condiciones iniciales para los 54 NEJFCs estudiados.	29
4.1. Valor medio y desviación estándar de las masas estimadas.	43
4.2. Tamaños y fracciones de superficie activa estimadas.	47
4.3. Índices fotométricos y magnitudes totales absolutas estimados. . . .	49
5.1. Valores numéricos de los parámetros A y s	60
5.2. Parámetros del modelo para distintas simulaciones	63
7.1. Fracción de cometas provenientes de la Nube de Oort externa con respecto a la Nube de Oort interna	91
7.2. Pares de LPCs.	93

Capítulo 1

Introducción

1.1. Los cometas y su relevancia cosmogónica

Desde la época de las primeras observaciones históricas de cometas, que se remontan a más de 3000 años, y hasta nuestros días, mucho ha evolucionado nuestro conocimiento sobre la naturaleza de los cometas, no obstante lo cual aún queda bastante por explicar, como iremos viendo a lo largo de esta introducción.

Los cometas son considerados clave para entender la formación del sistema solar. Estos pequeños objetos (que comparten con los asteroides y la mayoría de objetos transneptunianos la denominación de cuerpos menores) son probablemente los objetos más primitivos del sistema solar, pues se formaron en regiones distantes del Sol donde las temperaturas relativamente bajas preservaron las condiciones químicas prístinas. Por esta razón han sido el objetivo de varias misiones espaciales sofisticadas y costosas (Giotto, Stardust, Deep Impact/EPOXI, Rosetta, etc.) para análisis remoto a corta distancia o *in situ*, o bien para captura y retorno de muestras de material. Pero para explotar óptimamente toda la información colectada por las observaciones, realizadas tanto desde la Tierra como desde el espacio, es necesario conocer de dónde provienen los cometas, dónde se formaron, y cómo han evolucionado desde su origen hasta nuestros días. ¿Cuáles son sus propiedades físicas? ¿Cuáles fueron los procesos que llevaron a su formación? ¿Son los cometas fragmentos de cuerpos mayores que habrían estado sometidos a alteraciones térmicas o colisionales, o son planetesimales prístinos que no pudieron crecer más? ¿Qué tan primitivos son realmente estos cuerpos? Pero no solamente el conocimiento de sus propiedades físicas y de su composición química es importante, sino también lo es el conocimiento de sus propiedades dinámicas. La estructura orbital de las regiones fuente o reservorios cometarios encierra información acerca de los procesos dinámicos que dieron forma al sistema solar actual, como por ejemplo la migración de los planetas gigantes, los encuentros cercanos entre nuestro Sol y otras estrellas, etc. El modelado de estos procesos dinámicos, en conjunto con modelos físico-químicos de los núcleos cometarios, nos permiten reconstruir la historia de la formación planetaria y de su evolución primordial.

Desde los tiempos antiguos los cometas han inspirado temores supersticiosos, a la vez que curiosidad y debate. Sus apariciones súbitas desafiaron la visión o con-



Figura 1.1: Pocos fenómenos de la naturaleza son de una belleza y espectacularidad tan impactantes como los que ofrecen las cometas ocasionalmente. El “Gran cometa de 1577”, visto sobre Praga. Grabado realizado por Jiri Daschitzky (*panel superior*). Este cometa pasó cerca de la Tierra, y fue observado por multitudes en Europa, incluyendo al célebre astrónomo danés Tycho Brahe. A partir de observaciones propias, Brahe dedujo correctamente que los cometas no eran fenómenos atmosféricos (como lo sostenían Aristóteles y sus seguidores), sino objetos que viajaban por el espacio más allá de la atmósfera de la Tierra, e inclusive más allá de la Luna. El “Gran cometa de 2007” C/2006 P1 (McNaught), fotografiado por Akira Fujii desde Australia (*panel inferior*). El magnífico esplendor de la cola del cometa, que se extiende por varios grados en el cielo (y puede abarcar millones de km en el espacio), es generado en última instancia por un pequeño cuerpo de hielo polvoriento de presumiblemente unos pocos km de tamaño, pero sorprendentemente activo. Dicho pequeño cuerpo se denomina *núcleo* del cometa (no visible en la imagen) y constituye la esencia del mismo. Imágenes extraídas de Wikipedia.

cepto de unos cielos inmutables que imperaron en la cultura occidental por largos siglos, provocando un debate sostenido en el tiempo sobre su naturaleza, si eran cuerpos celestes o de naturaleza terrestre (cf. Fernández, 2005). Hoy sabemos que

los cometas son cuerpos de forma irregular y pequeños (con tamaños típicos de pocos km, y entre décimas y algunas decenas de km), constituidos básicamente por hielos, predominantemente de agua ($\sim 80\%$), y en porcentajes bastante menores de monóxido y dióxido de carbono, seguidos de otros como metano, amoníaco, etc. El agua y los demás volátiles se encuentran congelados en el núcleo cometario mezclados con partículas de polvo constituidas por materiales refractarios como los silicatos, y compuestos orgánicos de los elementos químicamente activos más abundantes en el universo; C, H, O y N (conocidas como “partículas CHON”, no volátiles). Los elementos se encuentran en proporciones similares a las del Sol, con las excepciones del H, He y posiblemente Ne, que están fuertemente empobrecidos en los cometas. El material de los núcleos cometarios es muy poroso, frágil, de baja cohesión interna (se observan frecuentes fragmentaciones), y también de baja conductividad térmica. De acuerdo a las pocas observaciones directas que existen de los núcleos cometarios, éstos tienen superficies rugosas y muy oscuras, con albedos muy bajos (0.04 es el valor típico que se suele considerar para las longitudes de onda visuales). Las densidades estimadas para los núcleos cometarios son inferiores a la del agua (i.e. $< 1 \text{ g cm}^{-3}$), con valores medios $\sim 0.4 \text{ g cm}^{-3}$ (Sosa and Fernández, 2009). En la sección 1.6 nos referiremos a los distintos modelos físicos desarrollados para los núcleos cometarios.

Cuando el cometa se acerca lo suficiente al Sol (i.e. a unas pocas unidades astronómicas), el agua y los demás volátiles comienzan a sublimarse arrastrando consigo las partículas de polvo (Fig. 1.2). Una vez liberadas, las partículas están sujetas a la presión de radiación solar que las proyecta en la dirección opuesta al Sol dando forma a la *cola de polvo*, la cual puede llegar a tener una longitud de varios millones de km. Esta cola tiene tonos blancos o amarillentos, y se va curvando a medida que el cometa evoluciona en su órbita en torno al Sol. La cola de polvo es la estructura más fácil de observar pues las partículas de polvo que la forman (de tamaños del orden de la micra) reflejan la luz solar. La radiación solar también ioniza las moléculas, y los iones formados, en particular los más abundantes CO^+ y N_2^+ , son también proyectados en la dirección opuesta al Sol por el viento solar¹, dando lugar a una *cola iónica* (también llamada cola gaseosa o de plasma), de tonos azulados y que se mantiene prácticamente rectilínea. También se genera a partir del núcleo una nube de gas y polvo que lo envuelve como una atmósfera, conocida como *coma*, y que puede abarcar entre decenas y centenas de miles de km, y en ocasiones presenta ciertas estructuras brillantes como chorros, capas o abanicos. En algunos cometas se han observado también nubes de H que a su vez rodean a la coma, y que pueden extenderse hasta algunos millones de km. También se ha observado, aunque con mucha menor frecuencia, una tercer cola conocida como *cola de sodio* formada por átomos de sodio neutros. La Fig. 1.3 (panel izquierdo) muestra el aspecto típico de un cometa activo tal como se observa a través de un telescopio (en este caso sin las limitaciones impuestas por la atmósfera terrestre al tratarse de un telescopio espacial). En la imagen no se puede distinguir al núcleo de la coma que lo rodea. En el panel derecho de la figura se muestra una imagen del núcleo tomada por la misión espacial EPOXI desde corta distancia.

¹Corriente continua de partículas cargadas (principalmente electrones y protones) proveniente de la atmósfera superior del Sol. Transporta campos magnéticos que al interactuar con los iones presentes en las comas cometarias generan las colas iónicas.



Figura 1.2: Esquema de la estructura de un cometa activo (*panel superior*). Créditos: NASA. Imagen del C/1995 O1 (Hale Bopp) por Rhemann (*panel inferior*). Imagen extraída de cometography.com.

Resumiremos a continuación, y también muy brevemente, las propiedades dinámicas de los cometas. Los parámetros que definen la órbita de un cuerpo en torno al Sol se conocen como *elementos orbitales*, de los cuales cinco (a , e , i , ω , Ω) determinan la órbita, y el sexto (τ) permite ubicar la posición del objeto en función del tiempo (Fig. 1.4).

Se estima que los cometas son muy abundantes, probablemente los cuerpos menores más abundantes por lejos en el sistema solar, pero muy difíciles de estudiar por su tamaño. Tradicionalmente se han clasificado los cometas de acuerdo a sus períodos orbitales: *cometas de largo período* (con períodos orbitales $P > 200$ años), *cometas de corto período* o simplemente *periódicos* ($P < 200$ años). Este grupo a su vez se divide en *cometas de tipo Halley* ($20 < P < 200$ años) y *cometas de la familia de Júpiter* ($P < 20$ años). De acuerdo al catálogo de órbitas cometarias de Marsden y Williams (2008), existen 2844 cometas con órbitas calculadas, de los cuales la gran mayoría son cometas de largo período. Una fracción significativa de estos cometas de largo período catalogados son conocidos como *sungrazers* (por presentar órbitas con distancias perihélicas extremadamente bajas, casi rasantes con el

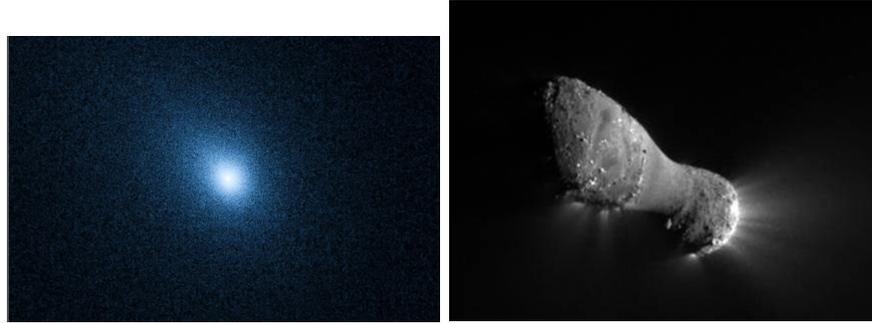


Figura 1.3: Imagen del cometa 103P/Hartley 2 por el Hubble Space Telescope + STIS (*panel izquierdo*). Se aprecia el aspecto nebuloso con una condensación central característico de los cometas activos, debido a la coma, y que esconde la visión del núcleo. Créditos: NASA, ESA y H. Weaver (JHU/APL). Imagen del núcleo del cometa 103P/Hartley 2 por la misión espacial EPOXI de la NASA, con la mejor resolución obtenida a la fecha para un núcleo cometario (*panel derecho*). La imagen fue tomada por la sonda espacial desde una distancia de 700 km del núcleo. El núcleo mide aproximadamente unos 2 km de largo y unos 0.4 km de ancho en su porción más angosta. Pueden apreciarse los *jets* fluyendo desde el núcleo y hacia el exterior. El Sol se encuentra hacia la derecha. Créditos: NASA/JPL-Caltech/UMD.

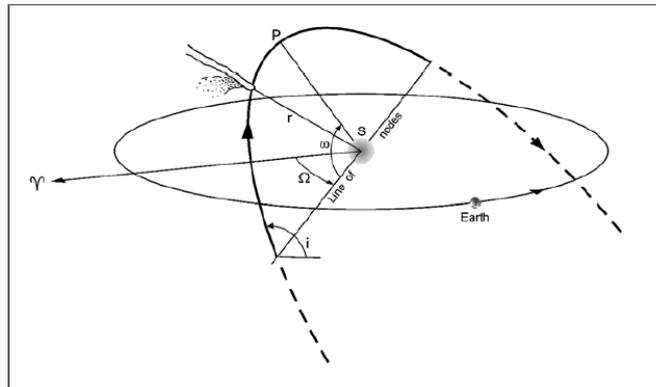


Figura 1.4: Elementos orbitales. Se representan el plano de la órbita del cometa y el plano orbital de la Tierra (plano de la *eclíptica*), los cuales se intersectan en la *línea de los nodos*. La órbita osculante del cometa es una elipse de semieje mayor a y excentricidad e , con una inclinación i respecto al plano de la eclíptica. El punto P es el punto orbital de máximo acercamiento al Sol (*perihelio*). Los ángulos ω y Ω (argumento del perihelio y longitud del nodo ascendente, respectivamente) determinan la orientación de la órbita en el espacio. La longitud del nodo ascendente se mide con respecto a la dirección del equinoccio Aries (indicada en la figura mediante una flecha recta). El sexto y último elemento orbital es el *instante de pasaje por el perihelio* (τ). Figura extraída de Fernández (2005).

Sol), descubiertos principalmente desde observatorios en el espacio, como SOHO².

²ESA/NASA Solar and Heliospheric Observatory

Si bien la clasificación es convencional, los tipos definidos caracterizan bastante bien a poblaciones cometarias procedentes de distintas fuentes (reservorios), como veremos más adelante.

Las clases dinámicas definidas anteriormente presentan notorias diferencias en sus propiedades orbitales, como por ejemplo en las inclinaciones; la Fig. 1.5 nos muestra que la distribución de inclinaciones de los cometas de largo período ajusta aproximadamente a una variación sinusoidal, lo cual indica que los planos orbitales de este tipo de cometas están más o menos orientados al azar, aunque mostrando un cierto exceso de órbitas *retrógradas* (i.e. con $i > 90^\circ$). Por el contrario, los cometas tipo Halley se mueven predominantemente en órbitas *directas* (i.e. en el mismo sentido en que rota el Sol y se trasladan los planetas en torno al Sol), y los cometas de la familia de Júpiter se mueven en órbitas directas y con la mayoría de sus planos orbitales muy cerca del plano de la eclíptica.

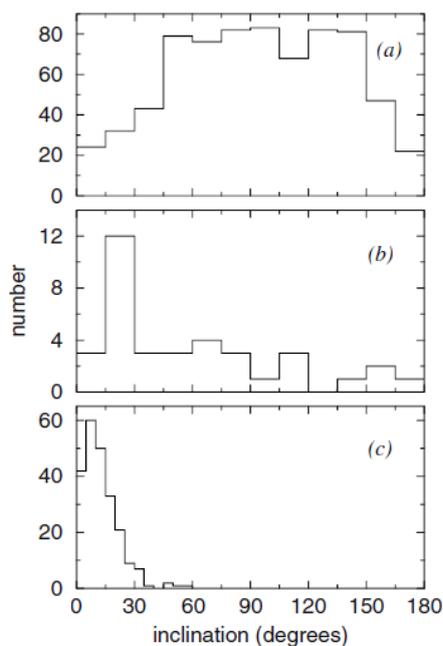


Figura 1.5: Distribución de las inclinaciones para distintos tipos dinámicos de cometas: cometas de largo período (a), cometas de tipo Halley (b) y cometas de la familia de Júpiter (c). Se han excluido a los *sungrazers* de la muestra de los cometas de largo período. Figura extraída de Fernández (2005).

Según la teoría estándar para el origen del sistema solar, nuestro sistema planetario se habría formado, simultáneamente con nuestro Sol, a partir del colapso gravitacional de una nebulosa de gas y polvo interestelares. Mediante un proceso conocido como *acreción* planetaria (y que todavía no está completamente entendido), las partículas que se van decantando hacia el plano medio de la nebulosa solar empiezan a crecer por mecanismos de coagulación, colisiones suaves, etc., hasta alcanzar el rango del km, cuando pasan a llamarse *planetesimales*. Los planetesimales

darían luego lugar a los embriones planetarios, y finalmente éstos formarían los planetas (e.g. Weidenschilling, 1980, 1995; Weidenschilling et al., 1997). Esta teoría es hoy avalada por la observación de discos protoplanetarios en torno a estrellas en las primeras etapas de formación (e.g. Levison et al., 1998). Los cometas serían pues las poblaciones de residuos de planetesimales ricos en hielos, formados más allá de la *línea de nieve* (nombre con el cual se conoce la distancia heliocéntrica más allá de la cual el vapor de agua pudo condensar como hielo, y que se habría ubicado en torno a 2.7 ua, ver Martin and Livio (2012)), y que permanecieron luego de la formación planetaria en ciertos nichos estables del sistema solar, conocidos como “*reservorios*”. Presumiblemente, la mayoría de los cometas se habrían formado pequeños, y por tanto sin calentamiento gravitacional, ni tampoco radiogénico, y sin calentamiento solar (debido a su lejanía del Sol), por lo cual sus hielos reflejarían supuestamente las condiciones de temperatura y presión que reinaron en partes del disco protoplanetario. Los dos grandes reservorios cometarios son la *Nube de Oort* y el *Cinturón transneptuniano* (Fig. 1.6). La Nube de Oort es tratada en la Sec. 1.2. Edgeworth (1949) y Kuiper (1951) plantearon la posibilidad de que existiese un reservorio de cometas más allá de la órbita de Neptuno. Fernández (1980b) demostró que tal reservorio podía ser el origen de los cometas de corto período. De acuerdo a Fernández, si entre las 35 y 50 ua del Sol existiera una población de objetos con masas similares a la del planeta enano Ceres, y en un número tal que la masa total de dicha región fuese del orden de 1 masa terrestre, entonces las interacciones entre dichos cuerpos serían capaces de perturbar lo suficiente a algunos de ellos como para enviarlos a la región de influencia de Neptuno, quien luego los lanzaría hacia la parte más interna del sistema solar. El número de cometas de corto período que llegarían al interior del sistema solar mediante este mecanismo resultaba compatible con los cometas de la familia de Júpiter observados. En los años 80 se inició una búsqueda de los llamados objetos transneptunianos, que recién dió sus frutos una década después, cuando Jewitt and Luu (1993) anunciaron el descubrimiento del primer objeto transneptuniano³, bautizado como 1992 QB1. Actualmente se conocen más de 1000 *objetos transneptunianos* (TNOs, por sus siglas en inglés), como se han dado en llamar. Hoy se distinguen, por sus características orbitales, varios grupos de TNOs: los TNOs *clásicos* (ubicados en órbitas estables, no interactúan con Neptuno), los TNOs *resonantes* (ubicados en resonancias de movimiento medio con Neptuno, como Plutón) y los TNOs del *Disco Disperso*. Estos últimos (SDOs, por sus siglas en inglés) tienen órbitas más inestables (i.e. muy excéntricas, y con perihelios entre 30 y 40 ua) y serían entonces los que podrían evolucionar a cometas de corto período. Los objetos en órbitas de transición entre SDOs y cometas de corto período (o sea que están evolucionando entre las órbitas de Neptuno y de Júpiter) se conocen como *Centauros*. Actualmente hay catalogados aproximadamente unos 200 Centauros.

Hay autores (e.g. Hsieh and Jewitt, 2006) que hablan de un tercer reservorio, ubicado en la parte externa del Cinturón Principal de asteroides ($a \sim 3$), pero a la fecha se conocen muy pocos objetos (menos de una decena) de tal población, conocida como *cometas del Cinturón Principal* (MBCs, por sus siglas en inglés) (ver Fig. 1.7). A diferencia de los cometas de la Nube de Oort, los cometas del Cinturón Principal probablemente se hayan formado *in situ*, es decir donde residen

³En realidad el primer objeto transneptuniano descubierto fue Plutón, de acuerdo a una resolución de la Unión Astronómica Internacional de 2006, que lo reclasifica como planeta enano.

actualmente, y podrían activarse colisionalmente.

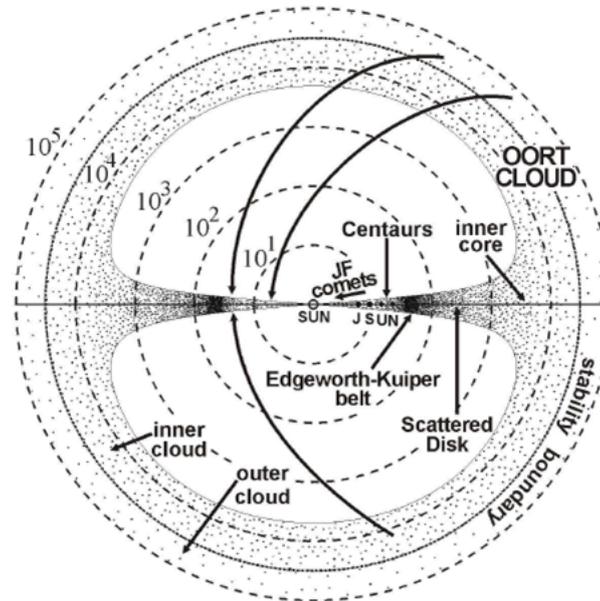


Figura 1.6: Esquema de la Nube de Oort y del Cinturón transneptuniano, mostrando sus distintas regiones. Las flechas curvadas representan las principales rutas dinámicas desde la Nube de Oort hacia la región planetaria. Los cometas de la familia de Júpiter y los Centauros llegan desde del Cinturón transneptuniano a través de un proceso de difusión debido a las perturbaciones planetarias. Figura extraída de Fernández (2005).

Por último (aunque no menos importante), se cree que los cometas deben haber jugado un rol trascendental, cuando no fundamental, en el surgimiento de la vida en la Tierra, como posibles contribuyentes de materiales prebióticos a la Tierra primitiva (e.g. Oró, 1961; Oró et al., 1980; Oró and Lazcano, 1997). En efecto; de acuerdo a la teoría estándar de formación del sistema solar, la Tierra se formó en la región cercana al Sol de altas temperaturas donde solamente los materiales refractarios (silicatos, Fe, Ni) pudieron condensar. ¿De dónde surgieron entonces el agua y demás volátiles ricos en hidrógeno, carbono, nitrógeno y oxígeno, necesarios para la vida? Tuvo que existir algún mecanismo de transporte para que estos materiales prebióticos formados por volátiles llegaran al sistema solar interior. Es un tema actual de debate si el agua terrestre provino de los cometas que impactaron con la Tierra primigenia (al menos en una fracción significativa). También se discute si el agua terrestre pudo provenir del material formado en la región exterior del cinturón de asteroides, donde pudieron haber condensado los volátiles. A favor de la teoría asteroidal está el hecho de que el cociente deuterio/hidrógeno (D/H) medido en meteoritos del tipo de las condritas carbonosas es similar al del agua terrestre (Robert, 2003). Por otro lado, uno de los obstáculos que encuentra la teoría del origen cometario del agua terrestre es que el cociente D/H medido en los cometas sería en general superior al hallado para los océanos terrestres por un factor 2 (ver referencias en Fernández 2005, Cap. 11), salvo para el cometa de la familia

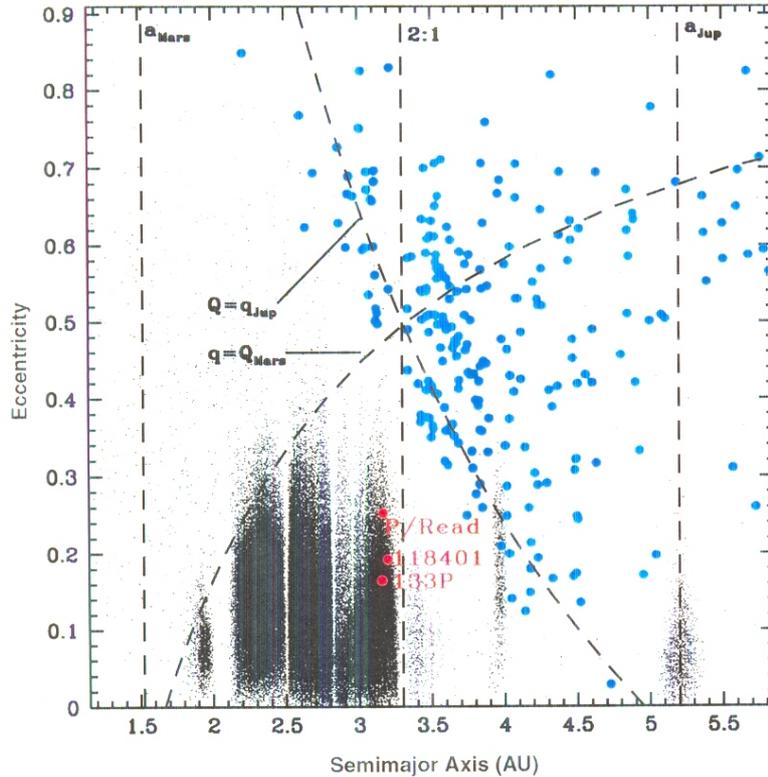


Figura 1.7: Excentricidad vs. semieje mayor para los asteroides y cometas numerados, según datos del JPL para Diciembre 2005. Los asteroides se muestran como pequeños puntos negros y los cometas en puntos grandes azules. Los tres MBCs conocidos a esa fecha; 133P/Elst-Pizarro, P/2005 U1 (Read) y 118401 (1999 RE₇₀), se muestran como puntos rojos. Las líneas verticales discontinuas marcan los semiejes mayores de Marte y de Júpiter y la resonancia de movimiento medio 2:1 con Júpiter (considerada usualmente el borde externo del Cinturón Principal). Las líneas discontinuas curvadas señalan el lugar geométrico de las órbitas con perihelios iguales al afelio de Marte ($q = Q_{Mars}$) y órbitas con afelios iguales al perihelio de Júpiter ($Q = q_{Jup}$). Los objetos por encima de la curva $q > Q_{Mars}$ cruzan la órbita de Marte; los objetos a la derecha de la curva $Q < q_{Jup}$ cruzan la órbita de Júpiter. Los MBCs, al igual que la mayoría de los asteroides del Cinturón Principal, no se aproximan ni a Marte ni a Júpiter. Figura extraída de Hsieh and Jewitt (2006).

de Júpiter 103P/Hartley 2, para el cual se midió un cociente D/H similar al de los océanos terrestres (Hartogh et al., 2011). El resto de los cometas con mediciones de D/H corresponde a cometas de largo período. Sin embargo, también hay que decir que hasta ahora se ha medido el cociente D/H en muy pocos cometas, y que las mediciones son modelo dependientes. A favor de la teoría cometaria tendríamos la detección en los cometas de compuestos orgánicos complejos como el cianuro de hidrógeno (HCN) y el formaldehído (H₂CO), que son dos volátiles críticos para el

desarrollo de la química prebiótica. Este tema, pues, se encuentra actualmente bastante abierto, y el estudio de las poblaciones de cuerpos menores que se acercan a la Tierra (tema central de esta tesis) puede aportar elementos para avanzar en este debate, al contribuir a un mejor conocimiento de las propiedades físicas y dinámicas de los cometas que se acercan a la Tierra.

En las siguientes secciones profundizaremos en los temas referidos anteriormente que se relacionan más directamente con esta tesis.

1.2. La Nube de Oort

A continuación nos referiremos a la principal región fuente o reservorio de los cometas de largo período.

En el caso de los cometas de largo período se define la energía orbital original (x_{orig}) como el recíproco del semieje mayor de la órbita original ($1/a_{orig}$). Estos parámetros se relacionan con las distancias afélicas, y son una medida de la *edad dinámica* (i.e. el número de revoluciones realizadas por la región planetaria interna). Las energías originales se determinan calculando las perturbaciones planetarias y removiendo sus efectos durante la incursión por la región planetaria. A los cometas de largo período que se mueven en órbitas cuasi-parabólicas con $a_{orig} > 10^4$ ua se los llaman *nuevos* pues se cree que ingresan a la región planetaria por primera vez, ya que para cometas en órbitas cuasi-parabólicas el cruzar la órbita de Júpiter les significa una variación promedio de la energía orbital (debida a la perturbación del planeta) bastante superior a su energía original (cf. Fernández, 2005).

En 1950 J. Oort encontró que la distribución de las energías originales de la muestra de cometas de largo período, conocidos en esa época (y que comprendía solamente 16 cometas), mostraba un gran exceso (un máximo) en el angosto rango de energías cercanas a cero: $0 < (1/a)_{orig} < 10^{-4}$ ua⁻¹ (Fig. 1.8). Estos son los cometas nuevos, los cuales probablemente, luego de su incursión por la región planetaria, resulten eyectados al espacio interestelar o por el contrario transferidos a órbitas más ligadas. Este hallazgo llevó a Oort (1950) a la conclusión de que debía existir un enorme reservorio con unos 10^{11} cometas que rodearía al sistema solar a distancias de unos pocas 10^4 ua del Sol. Dicho reservorio debería tener una estructura esférica dado que los cometas parecen llegar desde cualquier dirección del cielo. Esta “envoltura”, conocida como la *Nube de Oort*, es aceptada hoy como la región fuente de los cometas de largo período. En realidad hubieron por lo menos dos autores (Fesenkov, 1922; Öpik, 1932) que estudiaron antes que Oort la acción perturbadora de estrellas que pasan cerca del Sol sobre los cometas cuasi-parabólicos, pero ninguno de ellos llegó a desarrollar un modelo de nube cometaria.

En la Fig. 1.8 observamos también unos pocos cometas con órbitas originales ligeramente hiperbólicas, pero éstas se deban más probablemente a errores observacionales y/o a fuerzas no gravitacionales no tenidas en cuenta, que a cometas provenientes del espacio interestelar.

La Nube de Oort se habría poblado con aquellos planetesimales, formados a 5 - 30 ua del Sol (entre las órbitas de Júpiter y Neptuno), y que fueron posterior-

mente desviados por las perturbaciones planetarias hacia órbitas cuasi-parabólicas (distancias heliocéntricas $> 10^4$ ua) (Fernández, 1980a; Duncan et al., 1987). A tales distancias del Sol estos cuerpos están sujetos a las perturbaciones de estrellas cercanas y a la fuerza de marea del disco galáctico, que con el tiempo han ido termalizando la población aleatorizando las órbitas. Dichos agentes también pueden perturbar a un cometa lo suficiente como para enviarlo de vuelta a la región planetaria, donde puede ser descubierto como un cometa de largo período. Si los cometas de la Nube de Oort tuvieran un tamaño medio de 1 km y una densidad similar a la del agua, la masa de la Nube de Oort no superaría la masa de la Tierra. Esto tiene implicancias más o menos directas sobre los modelos de formación; por ejemplo, suponiendo una eficiencia de dispersión de los planetesimales formados en la región entre Júpiter y Neptuno con la energía justa para llegar a la Nube de Oort de sólo el 1-10 %, entonces tendrían que haber existido unos 10^{13} planetesimales (cometas) entre Júpiter y Neptuno. Los modelos de formación del sistema solar deben dar cuenta de ese número de cometas que tendría que haber existido en la región planetaria, que se infiere de las observaciones de cometas de largo período.

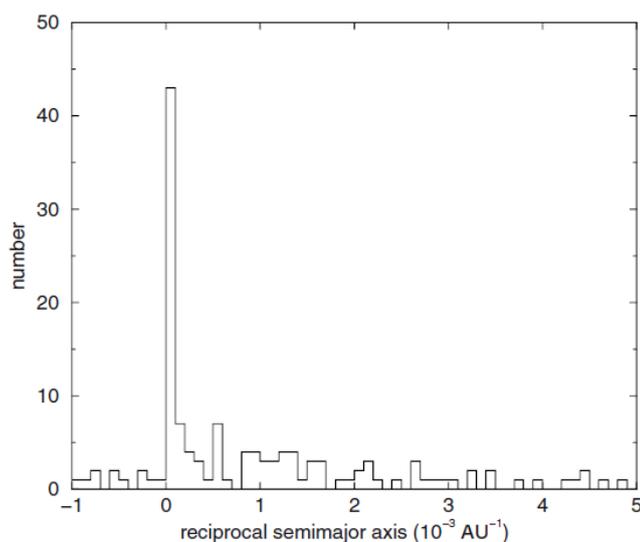


Figura 1.8: Distribución de las energías originales de los cometas de largo período, según datos del catálogo 2003 de Marsden y Williams. Figura extraída de Fernández (2005).

Las observaciones de las regiones de formación estelar nos dicen que probablemente nuestra estrella se formó dentro de un cúmulo estelar, de manera que nuestro sistema planetario se habría formado en un entorno en el que las distancias a las estrellas cercanas era menor a la actual (e.g. Fernández, 1997; Fernández and Brunini, 2000; Brasser et al., 2006). En tal caso los modelos predicen que se formaría una *Nube de Oort interna*, a unas 5000 ua del Sol. A la Nube de Oort definida anteriormente se la conoce ahora como *Nube de Oort clásica o externa*, para distinguirla de la interna. Uno de los problemas actuales, y que es estudiado en esta tesis, es determinar el porcentaje de cometas de largo período que provienen de la Nube interna con respecto a la externa. También abordamos en esta tesis la estimación

de la fracción de cometas de largo período nuevos con respecto a los evolucionados.

1.3. Cometas de largo período (LPCs)

Los LPCs son sondas naturales para explorar las reservas cometarias en los dominios más externos del sistema solar. Debido a su gran actividad gaseosa, pueden detectarse incluso cometas pequeños si se acercan lo suficiente al Sol. Kresák and Pittich (1978) estimaron que cerca de un 60 % de todos los LPCs en órbitas de cruce con la Tierra estaban siendo descubiertos por entonces. Como veremos en la Sección 5.1, la tasa de descubrimiento ha venido aumentando desde entonces hasta llegar cerca de la completitud para los LPCs más brillantes que la magnitud absoluta ~ 8.5 . El grado de completitud desciende notoriamente más allá de la órbita terrestre, dado que los cometas se vuelven menos activos y además se encuentran más lejos de la Tierra. Aún así se descubren cometas distantes, pero es muy difícil determinar sus magnitudes absolutas (i.e. medidas idealmente a 1 ua desde la Tierra y desde el Sol) pues dependen de extrapolaciones relativamente poco confiables en las distancias heliocéntricas. En consecuencia, debemos considerar con cierta precaución los esfuerzos previos en derivar la distribución de magnitudes de los LPCs basados en muestras que contienen cometas distantes (e.g. Hughes, 1988, 2001). Hemos decidido entonces restringir nuestra muestra a aquellos cometas con distancias perihélicas $q < 1.3$ ua fundamentalmente por dos razones: debido a que dicha muestra es más completa, y debido a que sus magnitudes absolutas pueden obtenerse directamente para $r \sim 1$ ua sin necesidad de recurrir a extrapolaciones largas e inciertas.

Aún cuando al presente tenemos una buena cobertura en el cielo que nos permite detectar la mayoría de los cometas que se aproximan al Sol, la determinación de sus masas y tamaños subsiste todavía como algo difícil de realizar. Sosa and Fernández (2011) han derivado las masas de una muestra de LPCs a partir de las fuerzas no-gravitacionales que afectan los movimientos orbitales de los cometas. Ellos también hallaron una correlación entre masas (o tamaños, si se supone una cierta densidad de masa media) y magnitudes absolutas H , la cual puede expresarse como

$$\log_{10} R(\text{km}) = 0.9 - 0.13H, \quad (1.1)$$

donde R es el radio del núcleo cometario, y hemos supuesto una densidad media de 0.4 g cm^{-3} para la conversión de masas en tamaños. La Ec. (1.1) será muy útil para nuestros propósitos pues nos dará una idea aproximada de los tamaños y de la distribución de tamaños de LPCs a partir del conocimiento de sus magnitudes totales absolutas. Una desventaja de la Ec. (1.1) es que ha sido derivada para un rango limitado de magnitudes: $H \sim 5-9$. Hemos estudiado entonces la validez de dicha ecuación para el LPC más brillante de nuestra muestra: C/1995 O1 (Hale-Bopp), para el cual obtuvimos $H=-1.7$ (cf. Tabla 2.4). Introduciendo este valor en la Ec. (1.1) obtenemos $R = 13.2$ km. Szabó et al. (2011) han detectado recientemente a Hale-Bopp a 30.7 ua del Sol. A partir de su magnitud observada y asumiendo un albedo del 4 %, los autores estiman un radio de 60-65 km si el núcleo estuviera inactivo. De hecho, los autores sugieren que puede existir aún un cierto nivel de baja actividad, por lo cual su estimación para el radio del cometa debe considerarse como un límite superior. En conclusión, el valor R calculado a partir de la Ec. (1.1)

para Hale-Bopp podría ser aún compatible con su valor real. Esto nos aporta cierta confianza al aplicar la Ec. (1.1) para un rango más extenso de valores de H para los cuales fue deducida.

A partir de la estimación de masas y tamaños, Sosa and Fernández (2011) hallaron que los LPCs serían hiper-activos, es decir con tasas de producción gaseosas en general mayores que aquellas derivadas de modelos térmicos que suponen superficies a través de las cuales sublima libremente el hielo de agua. Tal hiper-actividad puede ser explicada como resultado de frecuentes *mini-outbursts* y de la liberación de trozos de hielo que sublimarían poco tiempo después de su desprendimiento del núcleo. Esto llevaría a tasas de erosión mayores que las esperadas en teoría para una superficie de hielo de agua en régimen de sublimación libre. Esta hipótesis concuerda con la evidencia aportada por el vínculo entre las corrientes de meteoroides y algunos cometas de corto período, vínculo que sugiere que dichas corrientes son originadas más bien a partir de pequeñas fragmentaciones del núcleo que liberan polvo y fragmentos pequeños, que de la sublimación normal del hielo de agua (Jenniskens, 2008). Además existen varios casos bien documentados de LPCs en órbitas de cruce con la Tierra que se desintegraron durante sus pasajes, como por ejemplo los cometas C/1999 S4 (LINEAR), C/2004 S1 (van Ness) (Sekanina et al., 2005), y C/2010 X1 (Elenin) (ver e.g. Mattiazzo and McNaught, 2011). Al menos dos de ellos (C/1999 S4 y C/2010 X1) parecen ser cometas nuevos, es decir cometas que ingresan a la región planetaria interna por primera vez (ver Nakano Notes y el catálogo electrónico de órbitas cometarias de Kinoshita). Esto sugiere que los cometas débiles y pequeños no serían capaces de sobrevivir a un único pasaje por el perihelio cercano al Sol. También se han observado cometas que se han fragmentado en dos (e.g. Chen and Jewitt, 1994; Sekanina, 1997), dando por consiguiente origen a cometas hijos que podrían sobrevivir por varias revoluciones.

En esta tesis nos planteamos el problema de la determinación de masas, así como el estudio de la distribución de tamaños (a partir de la distribución acumulativa de magnitudes totales absolutas, cf. Sec. 1.9), para una muestra selecta de cometas de largo período.

1.4. Cometas de la familia de Júpiter (JFCs)

Los cometas de la familia de Júpiter (JFCs) constituyen un grupo particular de cometas de corto período (SPCs), con períodos orbitales $P < 20$ años (correspondientes a semiejes mayores $a < 7.37$ ua), cuya evolución dinámica está controlada principalmente por Júpiter, tal como lo evidencian la acumulación de sus afelios cerca de la órbita del planeta, y la concentración de sus argumentos del perihelio ω en torno a $\omega = 0^\circ$ y $\omega = 180^\circ$. La combinación de ambas características orbitales propicia la ocurrencia de frecuentes encuentros cercanos con Júpiter, dado que la mayoría de los afelios de los JFCs yacen próximos a la línea de los nodos, y por consiguiente también al plano de la órbita de Júpiter (ver Fernández, 2005, cáp. 7). Los JFCs se ubicarían en la parte superior dentro del espacio de parámetros definido en la Fig. 1.7. Dado que Júpiter controla la evolución dinámica de los JFCs, la dinámica de éstos puede ser analizada en el marco del Problema Restringido de Tres Cuerpos (Sol-Júpiter-cometa), donde puede determinarse una cantidad

cuasi-invariante del movimiento cometario conocida como constante o parámetro de Tisserand (con respecto a Júpiter) dada por

$$T = \frac{a_J}{a} + 2 \left[(1 - e^2) \frac{a}{a_J} \right]^{1/2} \cos(i) \quad (1.2)$$

donde a es el semieje mayor, e la excentricidad e i la inclinación de la órbita del cometa respecto al plano orbital del planeta, y a_J el semieje mayor de la órbita de Júpiter. El parámetro de Tisserand también constituye una medida de la velocidad relativa de encuentro U entre el objeto que cruza la órbita del planeta y dicho planeta (Ec. (1.3)) (Öpik, 1951). Los JFCs tienen un parámetro de Tisserand T en el rango $2 < T < 3$. Un valor $T \simeq 2$ define la frontera entre los cometas de largo período (LPCs) y los cometas de tipo Halley provenientes de la Nube de Oort, y los JFCs provenientes del cinturón transneptuniano. En consecuencia, cometas con $T < 2$, aún en el caso de tener períodos $P < 20$ años, deberían ser considerados como de tipo Halley, y por consiguiente no pertenecientes a la familia de Júpiter (Carusi et al., 1987). Por otro lado, para $T > 3$ los encuentros con Júpiter no son posibles, como lo indica la Ec. (1.3) (en realidad, debido a la ligera elipticidad de la órbita de Júpiter, valores de T ligeramente por encima de 3 son todavía posibles para un JFC).

$$U = (3 - T)^{1/2} \quad (1.3)$$

Estudiamos en esta tesis la evolución dinámica de los JFCs que se acercan a la Tierra (NEJFCs) con distancias perihélicas en la época del descubrimiento $q_{disc} < 1.3$ ua, por su mayor grado de completitud. A efectos comparativos, también analizaremos la población de Asteroides Cercanos a la Tierra (NEAs) en órbitas cometarias (definidos como aquellos con distancias afélicas $Q > 4.5$ ua), y más brillantes que la magnitud absoluta $H = 18$. A primera vista ambas poblaciones exhiben características orbitales similares, aunque, como veremos en este trabajo (secciones 6.1 y 6.2), presentan también diferencias relevantes en su evolución dinámica. Algunos autores (e.g. Wetherill, 1991; Binzel et al., 1992; Fernández et al., 2005), han argumentado que algunos NEAs - mayoritariamente aquellos en órbitas cometarias - serían cometas durmientes o extintos, mientras otros autores (e.g. Fernández et al., 2002), encontraron que existen rutas dinámicas eficientes desde el cinturón de asteroides externo hacia la zona de los NEAs que explicarían la existencia de una tal población.

La evolución dinámica de JFCs, y en particular la de aquellos que se aproximan a la Tierra, ha sido analizada en trabajos previos (e.g. Fernández, 1985; Tancredi and Rickman, 1992). Una de las características más intrigantes que ha surgido de estos estudios ha sido que las distancias perihélicas de los JFCs son en promedio mayores antes de su descubrimiento que después. En esta tesis analizamos en más profundidad esta curiosa característica, restringiendo nuestro estudio a los NEJFCs (para los cuales hemos utilizado las base de datos orbitales más recientes), y haciendo diferentes pruebas, entre ellas una comparación con la población de NEAs. Como un subproducto de este estudio, hallamos nuevas restricciones a la vida media física de los JFCs.

1.5. Asteroides cercanos a la Tierra (NEAs)

Mientras los cometas son cuerpos helados y frágiles, los asteroides son de una naturaleza completamente distinta, esencialmente rocosa, formados más cerca del Sol (por la carencia de volátiles), y se distinguen básicamente de los cometas por ser cuerpos inactivos. La gran mayoría de ellos se ubica entre las órbitas de Marte y Júpiter, en la región conocida como *Cinturón Principal* de asteroides. Hay catalogados cientos de miles de estos cuerpos. Algunos son perturbados por los planetas de forma tal que pueden ser desviados hacia la Tierra, donde pasan a denominarse *asteroides cercanos a la Tierra* (NEAs por sus siglas en inglés). Se definen como NEAs aquellos asteroides con distancias perihélicas < 1.3 ua (cruzan la órbita de Marte). Dentro de los NEAs se distinguen los *asteroides potencialmente peligrosos* (PHAs, por sus siglas en inglés), definidos como aquellos NEAs con una distancia de intersección orbital mínima (MOID) con la Tierra $\lesssim 0.05$ ua, y una magnitud absoluta $H \lesssim 22$. De acuerdo a datos del nodo de la NASA (neo.jpl.nasa.gov) para junio de 2012, se conocen cerca de 9000 NEAs, de los cuales unos 1000 aproximadamente son mayores a 1 km en diámetro, y unos 1336 PHAs.

1.6. Modelos de núcleos cometarios

Whipple (1950) propuso un modelo de conglomerado de hielos mezclado con partículas de polvo para los núcleos cometarios, que ha permanecido esencialmente incambiado hasta nuestros días. El modelo de Whipple, conocido como el modelo de “nieve sucia”, fue exitoso en explicar varias características conocidas de los cometas, como por ejemplo la capacidad para sobrevivir a varios pasajes próximos por el Sol, y el apartamiento de una órbita puramente gravitacional debida a la acción de las fuerzas no gravitacionales (cf. Sec. 1.7). El modelo de Whipple fue confirmado en términos generales con las observaciones a corta distancia del núcleo del cometa Halley realizadas por varias sondas espaciales en 1986. Entre los trabajos pioneros podemos citar también a Donn (1963), quien desarrolló un modelo de formación de núcleo cometario a partir de la acumulación de granos donde el arrastre del gas de la nebulosa habría facilitado la adhesión entre los granos al colisionar éstos a menores velocidades de impacto (se requerirían bajas velocidades de impacto para preservar los hielos que forman parte de los granos). Otros modelos propuestos para los núcleos cometarios han sido el modelo de “pila de escombros” (Weissman, 1986), donde el núcleo estaría constituido por un aglomerado de partículas y fragmentos de distinto tamaño con baja cohesión interna, el modelo de agregado fractal de Donn and Hughes (1985), el modelo “icy glue” de Gombosi and Houpis (1986), y el modelo “en capas” de Belton et al. (2007) (Fig. 1.9). El modelo de “pila de escombros” se apoya en los modelos dinámicos que favorecen la ubicuidad de las colisiones y en la forma en que los núcleos son fragmentados por las fuerzas de marea. Este modelo supone que la región de formación planetaria estuvo dominada por colisiones disruptivas y que los fragmentos originados se reagruparon para dar lugar a cuerpos del tamaño de los km. Estos cuerpos no serían estrictamente primordiales. A favor de este modelo se encuentran la forma elongada de los núcleos cometarios y la alta rugosidad superficial, tal como lo muestran las imágenes de los núcleos visitados (Fig. 1.10). En el otro extremo se encuentran los demás modelos, que coinciden en que la acumulación de materia que dió origen a los núcleos cometarios se produjo de manera suave, preservando la composición. Serían éstos los modelos “primor-

diales”, y difieren entre sí en la forma en que describen como se habrían formado los cuerpos de tamaño kilométrico. A favor de estos tipos de modelos primordiales estaría la detección de supervolátiles que sugieren bajas temperaturas de formación.

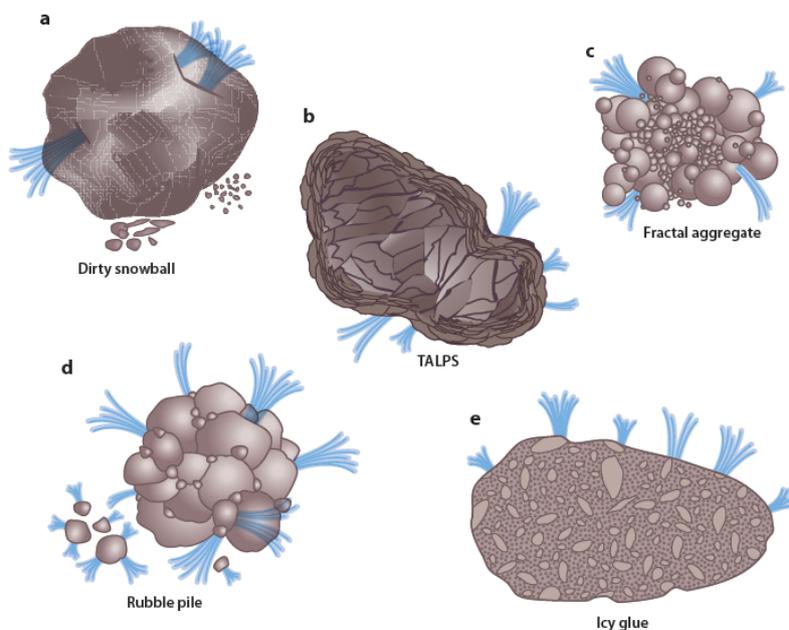


Figura 1.9: Distintos modelos de núcleos cometarios: (a) Modelo de “nieve sucia” de Whipple (1950). (b) Modelo “en capas” de Belton et al. (2007). (c) Modelo de agregado fractal de Donn and Hughes (1985). (d) Modelo de “pila de escombros” de Weissman (1986). (e) Modelo “icy glue” de Gombosi and Houppis (1986). (Figura extraída de A’Hearn (2011) .

1.7. Fuerzas no-gravitacionales en cometas

Whipple (1950) mostró que el momento transferido al núcleo por la sublimación asimétrica de los hielos podía causar los efectos no-gravitacionales observados (i.e. desviaciones respecto a una órbita puramente gravitacional).

Para cometas periódicos (i.e. aquellos observados en más de una aparición), el efecto no-gravitacional más notorio es un cambio ΔP en el período orbital P . El modelo simétrico de Marsden et al. (1973) o el modelo asimétrico de Yeomans and Chodas (1989) son utilizados para simular las perturbaciones no-gravitacionales en la ecuación de movimiento del cometa

$$\frac{d^2\vec{r}}{dt^2} = -\frac{GM_{\odot}\vec{r}}{r^3} + \nabla\mathcal{R} + A_1g(r)\hat{r} + A_2g(r)\hat{t} + A_3g(r)\hat{n}, \quad (1.4)$$

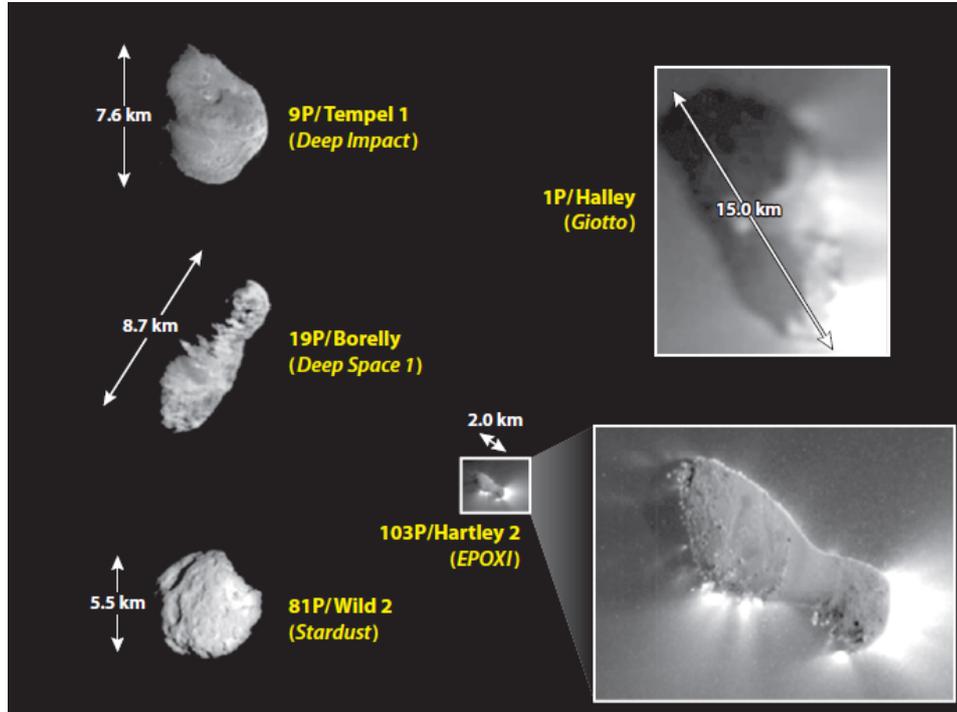


Figura 1.10: Imágenes de los cinco cometas visitados por sondas espaciales: 1P/Halley, 19P/Borrelly, 9P/Tempel 1, 81P/Wild 2 y 103P/Hartley 2 tomadas desde sondas espaciales a corta distancia: ESA/Giotto (cometa Halley, 1986), NASA/JPL/Deep Space 1 (cometa Borrelly, 2001), NASA/JPL/Stardust (cometa Wild 2, 2004), NASA/JPL/Deep Impact (cometa Tempel 1, 2005), NASA/JPL/EPOXI (cometa Hartley 2, 2011). Todas las imágenes son mostradas a la misma escala en km, excepto por la imagen expandida adicional del cometa Hartley 2. Créditos: NASA/JPL/UMD. Figura extraída de A'Hearn (2011).

donde G es la constante de gravitación universal, M_{\odot} es la masa del Sol, r es la distancia heliocéntrica, y \mathcal{R} representa la función perturbadora cuyo gradiente estaría dado por

$$\nabla \mathcal{R} = G \sum_{j=1}^8 m_j \left(\frac{\vec{r}_j - \vec{r}}{|\vec{r}_j - \vec{r}|^3} - \frac{\vec{r}_j}{r_j^3} \right), \quad (1.5)$$

donde r_j es la distancia heliocéntrica al j -ésimo planeta. La Fig. 1.11 representa el impulso neto debido a la fuerza no-gravitacional que se puede descomponer en las componentes radial \vec{r} (en el plano orbital y en la dirección antisolar), transversa \vec{t} (en el plano orbital y perpendicular a la radial) y normal \vec{n} (perpendicular al plano orbital).

Finalmente, $g(r)$ es un ajuste empírico a la tasa de sublimación de agua y su variación con r dada por Delsemme and Miller (1971) de la forma

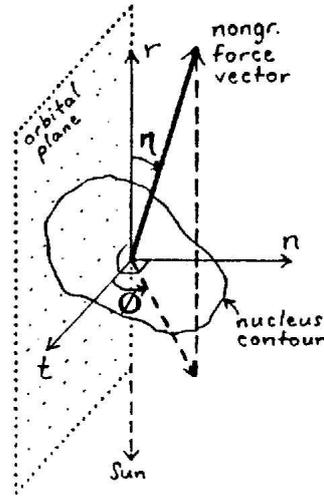


Figura 1.11: La acción de las fuerzas no-gravitacionales. Ilustración del efecto “cohetes” (jet) en cometas, mostrando las componentes radial, transversa y normal de la fuerza neta no-gravitacional. Figura extraída de Rickman (1989).

$$g(r) = \alpha \left(\frac{r}{r_0} \right)^{-m} \left[1 + \left(\frac{r}{r_0} \right)^n \right]^{-k}, \quad (1.6)$$

donde $\alpha = 0.1113$, $m = 2.15$, $n = 5.093$, $k = 4.6142$, y $r_0 = 2.808$ ua.

Los términos A_1 and A_2 representan los módulos de las componentes radial y transversa de la aceleración no-gravitacional a 1 ua del Sol, respectivamente. El modelo asimétrico introduce dos parámetros no-gravitacionales más en relación al simétrico: el módulo de la componente normal de la aceleración no-gravitacional a 1 ua del Sol (A_3), y el desfase en el instante de máximo brillo (DT), mediante el reemplazo de $r(t)$ con $r(t - DT)$.

Recientemente ha surgido un modelo de fuerzas no-gravitacionales que incorpora, al modelo estándar, la variación temporal en los parámetros A_1 , A_2 y A_3 , y que según los autores (Aksnes and Mysen, 2011) ha mejorado la precisión en la determinación orbital.

1.8. Estimación de masas y tamaños cometarios

La determinación de masas y tamaños es básica para conocer la densidad de los núcleos cometarios, que es a su vez un parámetro de gran importancia geoquímica y por tanto de gran relevancia en los modelos de formación planetaria.

La estimación de masas cometarias ha sido siempre un problema difícil de abordar debido al efecto gravitacional despreciable de los cometas sobre otros cuerpos. Tampoco se conocen cometas con satélites, como en los casos de asteroides u objetos transneptunianos, que permitan estimar las masas combinadas del cometa y sus satélites a partir del movimiento orbital en torno al centro de masas. En base a un método gravitacional, solamente se han podido fijar límites superiores a las masas cometarias, como por ejemplo en el caso del cometa Lexell, para el cual Laplace estimó que su masa no superaría 1/5000 masas terrestres. Laplace se basó en que el cometa no habría causado perturbaciones apreciables en el movimiento de la Tierra luego de un encuentro cercano. Han existido otros intentos de estimar masas cometarias, como por ejemplo el basado en la observación de presuntas perturbaciones entre los fragmentos del cometa 3D/Biela luego de su fragmentación, o el basado en la masa depositada en corrientes de meteoroides asociadas a ciertos cometas (más detalles y referencias a estos métodos históricos pueden encontrarse en Fernández, 2005, pp. 39-41). A la fecha, solamente para un cometa se han podido realizar observaciones *in-situ* que proveyeran de una estimación de masa; Richardson et al. (2007) estimaron la masa del cometa 9P/Tempel 1 estudiando la expansión de la base de la columna de material eyectado por el impacto sobre el núcleo del cometa de un proyectil de 370 kg lanzado por la sonda *Deep Impact*.

Un método para estimar masas cometarias en base al efecto no-gravitacional fue introducido por Rickman (1986), Rickman et al. (1987), Rickman (1989), y Sagdeev et al. (1987). Estos métodos se basan en la variación ΔP en el período orbital debida a las fuerzas no-gravitacionales. Este método fue aplicado posteriormente por Sosa and Fernández (2009) para estimar las masas de una muestra de cometas periódicos. Davidsson and Gutiérrez (2004), Davidsson and Gutiérrez (2005), Davidsson and Gutiérrez (2006) y Davidsson et al. (2007) estimaron las masas de cuatro cometas bien conocidos (19P, 67P, 81P y 9P, respectivamente) basándose en el mismo método, pero utilizando un modelo termofísico sofisticado del núcleo cometario para reproducir no solamente ΔP sino también otras cantidades observacionales como la curva de luz rotacional, la curva de producción gaseosa de agua, y los cambios no-gravitacionales en las longitudes del perihelio y del nodo ascendente. Farnham and Cochran (2002) también aplicaron el método introducido por Rickman y colegas para estimar la masa del cometa 19P, pero incluyendo la orientación observada del eje de rotación y la ubicación y el tamaño de la principal área activa de la superficie del núcleo para acotar el modelo. Todos estos estudios, cuando combinan estimaciones de masas y tamaños, obtienen en general resultados consistentes, con densidades de masa $< 1 \text{ g cm}^{-3}$.

Desafortunadamente el método empleado en Sosa and Fernández (2009) no puede ser aplicado a cometas de largo período pues no se conoce ΔP para cometas observados en una única aparición. Buscamos entonces un método alternativo para estimar las masas de aquellos LPCs que tienen estimados parámetros no-gravitacionales A_1 , A_2 , y, a veces, A_3 (ninguno de los LPCs estudiados en esta tesis presenta $DT \neq 0$). Optamos por un método simple, conceptualmente similar al utilizado por Szutowicz et al. (2002a), Szutowicz et al. (2002b) y Szutowicz and Rickman (2006) para estimar las masas de los cometas C/1995 O1 Hale-Bopp, C/1996 B2 Hyakutake y 6P/d'Arrest, respectivamente, pero aplicando un procedimiento diferente y utilizando un valor algo distinto para la velocidad de eyección

gaseosa. Estos trabajos se basan en los parámetros no-gravitacionales A_1 , A_2 y A_3 en lugar del cambio ΔP para estimar las masas cometarias.

Consideremos un cometa de masa M_N y una tasa de producción gaseosa $Q(r)$. Como mostró Whipple (1950), la conservación del momento conduce a

$$M_N \vec{J} = -Qm\vec{u}, \quad (1.7)$$

donde \vec{J} es la aceleración no-gravitacional, m es la masa de las moléculas que dominan la sublimación (H_2O) y \vec{u} es la velocidad efectiva de eyección gaseosa. En el modelo simétrico de Marsden et al. (1973) o en el modelo asimétrico de Yeomans and Chodas (1989), el módulo de \vec{J} está dado por

$$J = \sqrt{A_1^2 + A_2^2 + A_3^2} \times g[r(t - DT)], \quad (1.8)$$

donde A_3 y DT se desprecian en el modelo simétrico. Finalmente la masa del núcleo puede determinarse despejando de la Ec. (1.7):

$$M_N = \frac{Qmu}{J} = \frac{Qmu}{Ag}, \quad (1.9)$$

donde $A = \sqrt{A_1^2 + A_2^2 + A_3^2}$.

Las primeras estimaciones de tamaños cometarios se basaron en las magnitudes totales absolutas, con la incertidumbre que ello conlleva pues tales determinaciones dependen de la pendiente fotométrica, la cual en general no se conoce bien (cf. Sec. 1.9). Además hay que asumir un cierto albedo geométrico para derivar el tamaño a partir de la magnitud absoluta. En el caso en que se puedan combinar observaciones en el óptico y en el infrarrojo, se pueden determinar tamaño y albedo simultáneamente, lo cual se ha hecho para varios asteroides. El mejor procedimiento para determinar tamaño, albedo y forma sin ambigüedad es sin duda la observación a corta distancia desde sondas espaciales (Fig. 1.10). Pueden apreciarse las formas irregulares y diversas de los núcleos cometarios que dificultan la determinación del radio efectivo nuclear mediante análisis remoto (e.g. fotometría de imágenes adquiridas por telescopios en Tierra o desde el espacio).

Otros métodos de determinación de tamaños se basan en la fotometría de cometas de apariencia estelar, para lo cual necesariamente debe observarse al cometa relativamente lejos del Sol, para evitar la contaminación de la coma en la señal del núcleo. En el caso de cometas activos, que se observan cerca de la Tierra, se emplean imágenes de alta resolución que permitan discriminar la luz procedente del núcleo de la proveniente de la coma, para obtener las magnitudes absolutas nucleares. Las ventajas de este método radican en que se supone que la coma es ópticamente fina, y en que hay que utilizar correcciones por el ángulo de fase que a veces no se conocen bien. Estas correcciones son críticas para cometas observados a ángulos de fase grandes. Observaciones en el infrarrojo térmico son de aplicación más limitada pues requieren que el cometa esté lo suficientemente cerca de la Tierra para obtener una buena resolución que permita discriminar la contribución del núcleo de la de la coma, y además requieren conocer la variación de la tasa de producción gaseosa con el tiempo. Finalmente, mediante técnicas de radar se pueden enviar pulsos de microondas al cometa y medir el rebote en el núcleo sólido, para determinar el

tamaño. Este método está limitado a cometas que se acercan a la Tierra a menos de unas pocas décimas de ua. También requiere de unas efemérides muy precisas, no solamente para el apuntamiento de la antena, sino también para ajustar el receptor a la frecuencia Doppler correcta, para lo cual hay que conocer con precisión la velocidad del cometa, además de conocer la velocidad de rotación del núcleo, la orientación del eje de rotación, y las propiedades de *scattering* superficiales.

1.9. Magnitudes cometarias

La determinación precisa de las magnitudes totales cometarias no es una tarea fácil dado que los cometas activos presentan un aspecto nebuloso, al contrario de otros astros que se observan como fuentes puntuales de luz. Los efectos de apertura se encuentran entre las principales causas que pueden llevar a los observadores a subestimar las magnitudes cometarias. Con respecto a los métodos de estimación de magnitudes, hallamos que las estimaciones de magnitudes CCD resultan en general mucho más débiles que las estimadas visualmente (esto es, realizadas a ojo mediante telescopios o binoculares, o directamente a ojo desnudo). A partir de una muestra pequeña de LPCs que poseen estimaciones de magnitudes tanto visuales como CCD, encontramos que las magnitudes CCD son, en promedio, unas 1.5 magnitudes más débiles que las correspondientes magnitudes totales visuales. En consecuencia, hemos utilizado en la gran mayoría de los casos únicamente magnitudes estimadas visualmente. Solamente en los casos de unos pocos cometas pobremente observados hemos tenido que basarnos en magnitudes CCD.

La magnitud total absoluta H puede determinarse a partir de

$$m_h = H + 2.5n \log_{10} r, \quad (1.10)$$

donde m_h es la magnitud total heliocéntrica (i.e. la magnitud total aparente u observada m corregida por la distancia geocéntrica Δ , $m_h = m - 5 \log_{10} \Delta$), r es la distancia heliocéntrica en ua, y n es conocido como el *índice fotométrico*. Para $n = 4$ se define la magnitud total absoluta estándar H_{10} .

1.10. Objetivos de esta tesis

Estudiamos la población de cometas que se acercan a la Tierra por su mayor grado de completitud, y con el objetivo de profundizar en el conocimiento de las propiedades físicas de los núcleos cometarios, tales como sus masas y tamaños, los cuales a su vez nos permiten conocer la densidad media de estos cuerpos, parámetro clave para los modelos de formación del sistema solar. Estudiamos dos poblaciones de cometas provenientes de distintos reservorios: los cometas de largo período, y los cometas de la familia de Júpiter, poblaciones que podrían diferir en sus propiedades por haberse formado en regiones distintas de la nebulosa solar. En este sentido analizamos por ejemplo la actividad de los núcleos cometarios. Otra de las motivaciones de esta tesis fue rediscutir la distribución de magnitudes de los cometas de largo período. Quisimos comparar nuestra distribución acumulativa de H con las derivadas por otros autores (Everhart, 1967b; Sekanina and Yeomans, 1984; Hughes, 1988, 2001) y, en particular, comprobar si existía un quiebre en $H \sim 6$ donde la distribución de H pasa de una pendiente pronunciada a otra más plana.

Una vez derivada la distribución de magnitudes, nuestra idea fue determinar la distribución de tamaños por medio de la Ec. (1.1), y compararla con las distribuciones de tamaños de otras poblaciones de cuerpos primitivos.

Para realizar los cálculos hemos implementado programas en FORTRAN 77. Para el análisis de datos utilizamos MatLab, y las gráficas en la gran mayoría de las figuras las realizamos mediante GNUPLOT. También hemos implementado varios *bash scripts* para el manejo de grandes volúmenes de datos bajo linux.

El resto de la monografía está organizado de la siguiente forma: en el capítulo 2 describimos las muestras estudiadas y presentamos el catálogo de magnitudes totales absolutas de cometas de largo período. En el capítulo 3 describimos el procedimiento aplicado para obtener las curvas de luz cometarias, y sintetizamos las características más sobresalientes de las mismas. En el capítulo 4 presentamos y analizamos los principales resultados obtenidos para los cometas de largo período que ingresan a la región planetaria interna. Lo mismo hacemos en los capítulos 5 y 6 para los cometas de largo período y los cometas de la familia de Júpiter, que se aproximan a la Tierra, respectivamente. En el capítulo 7 discutimos algunos de los resultados más interesantes, y finalmente en el capítulo 8 presentamos las conclusiones principales de la tesis. Se adjuntan en el Apéndice los trabajos en revistas arbitradas a los que ha dado lugar este trabajo de tesis.

Capítulo 2

Muestras estudiadas

A continuación describimos las muestras de objetos estudiadas en esta tesis.

2.1. LPCs que ingresan a la región planetaria interna

Para la determinación de masas cometarias seleccionamos LPCs con $q < 2$ ua, observados entre 1973 y 2007. Resultaron seleccionados en una primera instancia 156 cometas. Para 24 cometas de esta muestra encontramos datos fotométricos (con la condición $r < 3$ ua), en cantidad y calidad suficiente para definir una curva de luz adecuada para modelar la tasa de producción gaseosa de agua Q como función del tiempo. Llamaremos *muestra 1* a esta sub-muestra de los LPCs.

La fuente principal utilizada para los elementos orbitales y los parámetros no-gravitacionales de los LPCs fue el catálogo de órbitas cometarias de Marsden and Williams (2008). También utilizamos datos de las siguientes fuentes, ya fuera para cálculos o para analizar la consistencia de parámetros no-gravitacionales determinados para un mismo cometa:

- Nodo de Cuerpos Menores (Small-Body Database) del Jet Propulsion Laboratory (JPL) de la NASA (<http://ssd.jpl.nasa.gov/sbdb.cgi>).
- International Astronomical Union (IAU) Minor Planet Circulars.
- Institut de Mécanique Céleste et de Calcul des Éphémérides (IMCCE) (<http://www.imcce.fr/>).
- Nakano Notes (<http://www.oaa.gr.jp/~oaacs/nk.htm>).
- Kinoshita (<http://jcometobs.web.fc2.com/>).
- Dybczyński y Królikowska (<http://apollo.astro.amu.edu.pl/WCP>).
- Królikowska (2004).
- Yabushita (1996).

Para 16 cometas de la *muestra 1* encontramos valores publicados de los parámetros no-gravitacionales. La Tabla 2.1 muestra las distancias perihélicas y los parámetros no-gravitacionales de estos 16 cometas seleccionados. Para aquellos cometas que presentaban más de una determinación de parámetros no-gravitacionales publicada, elegimos aquella con una mejor determinación orbital (tal como podía inferirse de la cantidad de observaciones astrométricas utilizadas, la longitud del arco observacional, y el RSM de los residuos). Encontramos, en general, una buena consistencia entre los parámetros no-gravitacionales calculados por las distintas fuentes de datos orbitales, en particular para el parámetro A_1 que es el dominante en la mayoría de los casos.

Cuadro 2.1: Distancias perihélicas y parámetros no-gravitacionales de la muestra estudiada de LPCs.

Comet	q (ua)	A_1 (10^{-8} ua d $^{-2}$)	A_2 (10^{-8} ua d $^{-2}$)	A_3 (10^{-8} ua d $^{-2}$)	Ref.
C/1985 R1	0.695	+1.41908	-0.17189		(2)
C/1989 Q1	0.642	+1.35	+0.5333		(3)
C/1990 K1	0.939	+3.00	-0.20		(1)
C/1993 Y1	0.868	+1.800	+0.065		(1)
C/1995 O1	0.914	+1.2700	+0.1144		(2)
C/1995 Y1	1.055	+0.50	-0.93		(1)
C/1996 B2	0.230	+2.7600	+0.0716		(1)
C/1999 J3	0.977	+2.20	-0.57		(2)
C/2000 WM1	0.555	+5.200	-0.0073		(1)
C/2001 Q4	0.962	+1.4900	-0.2965		(1)
C/2002 V1	0.099	-0.40700	0.04302		(4)
C/2002 X5	0.190	+0.50000	+0.70230		(1)
C/2003 K4	1.024	+0.778370	-0.34919	-0.075632	(2)
C/2004 Q2	1.205	+1.20000	+0.0795		(1)
C/2007 F1	0.402	+1.48200	+0.59322		(4)
C/2007 W1	0.850	+3.22600	-0.62151		(4)

(1) Catalogue of Cometary Orbits, Marsden and Williams (2008).

(2) JPL Small-Body Database.

(3) Yabushita (1996).

(4) Nakano Note.

2.2. LPCs que se acercan a la Tierra

Para la elaboración de un catálogo de magnitudes visuales totales absolutas H de LPCs, y el estudio de su distribución acumulativa, seleccionamos aquellos LPCs con $q < 1.3$ ua, es decir aquellos en órbitas de aproximación o de cruce con la Tierra, para los cuales disponemos de un mayor grado de completitud y de mejores datos fotométricos. Para 122 cometas de esta muestra, observados entre 1969 y 2009, pudimos definir curvas de luz que a su vez nos permitieran estimar la magnitud total absoluta (visual) H . Llamaremos *muestra 2* a esta otra selección de LPCs.

Para estudiar la distribución acumulativa de H de los cometas de la muestra 2, procedimos a clasificarlos de la siguiente forma:

- LPCs *antiguos* (1500-1899) más brillantes que $H=4.5$: Utilizamos como referencia los catálogos de Vsekhsvyatskii (1964a), Hasegawa (1980), y Kronk (1999, 2003). La muestra de cometas descubiertos en el período 1650-1899 más brillantes que $H=4$, para los cuales disponemos de datos fotométricos y orbitales más confiables, se muestra en la Tabla 2.2. La misma ha sido extraída esencialmente del catálogo de Vsekhsvyatskii.
- LPCs *modernos* (1900-1980): Las magnitudes han sido extraídas de los catálogos de Vsekhsvyatskii (1963), Vsekhsvyatskii (1964a), Vsekhsvyatskii (1964b), Vsekhsvyatskii (1967), Vsekhsvyatskii and Ichishina (1971), Whipple (1978), Meisel and Morris (1976), y Meisel and Morris (1982). Las magnitudes se muestran en la Tabla 2.3.
- LPCs *recientes* (1970-2009): Para éstos hemos hecho nuestras propias estimaciones de H (ver capítulo 3, sección 3.3), a partir de la base de datos de magnitudes visuales reportadas al *International Comet Quaterly* (ICQ) de la *International Astronomical Union* (IAU), y en las *International Astronomical Union Circulars* (IAUCs). Estas magnitudes se presentan en la Tabla 2.4.

Cuadro 2.2: Magnitudes totales absolutas estimadas para los LPCs antiguos (1650 - 1899) y brillantes ($H < 4.0$).

Cometa	q (ua)	i (deg)	H	Cometa	q (ua)	i (deg)	H
1664 W1	1.026	158.7	2.4	1783 X1	0.708	128.9	3.6
1672 E1	0.695	83.0	3.4	1807 R1	0.646	63.2	1.6
1739 K1	0.674	124.3	3.3	1811 F1	1.035	106.9	0.0
1742 C1	0.766	112.9	3.9	1821 B1	0.092	106.5	3.4
1743 X1	0.222	47.1	0.5	1822 N1	1.145	127.3	3.0
1760 B1	0.801	79.1	3.3	1825 N1	1.241	146.4	2.2
1762 K1	1.009	85.7	3.0	1858 L1	0.996	116.9	3.3
1769 P1	0.123	40.7	3.2	1865 B1	0.026	92.5	3.8
1773 T1	1.127	61.2	2.5	1892 E1	1.027	38.7	3.2

2.3. JFCs Cercanos a la Tierra (NEJFCs)

Existen 439 JFCs según datos del Nodo de Cuerpos Menores del JPL para mediados de 2011 (excluyendo los 66 fragmentos del cometa 73P/SW3), de los cuales 56 son NEJFCs. Descartamos al cometa 2P/Encke por presentar una órbita atípica de un NEJFC (tiene una distancia afélica $Q \sim 4.1$ ua, y $T = 3.03$). También excluimos de la muestra de NEJFCs a P/1999 R1 (SOHO), por tratarse de un *sungrazer* (y por consiguiente de un objeto de naturaleza diferente a los JFCs). La muestra para el estudio de los NEJFCs abarcó finalmente a 54 objetos. La Tabla 2.5 muestra sus elementos osculantes para la época del descubrimiento (o en su defecto para una época cercana al descubrimiento). Los datos orbitales fueron extraídos del catálogo de órbitas cometarias (Marsden and Williams, 2008). Hemos complementado esta base de datos con datos más recientes de la base de datos del Nodo de Cuerpos Menores del JPL.

Hacemos notar que varios de los NEJFCs incluidos en nuestra muestra actualmente no califican como tales por haber incrementado sus distancias perihélicas por encima de 1.3 ua, desde las épocas de sus respectivos descubrimientos. Ellos son los cometas 6P/d'Arrest, 11P/Tempel-Swift-LINEAR, y 54P/de Vico-Swift-NEAT. Por otro lado, algunos JFCs (como 46P/Wirtanen), que fueron descubiertos con $q > 1.3$ ua, han disminuído actualmente sus distancias perihélicas hasta valores por debajo de 1.3 ua. El hecho de que estos cometas varíen sus perihelios de tal forma, durante intervalos de tiempo relativamente cortos, puede considerarse una consecuencia de la rápida evolución dinámica impuesta por Júpiter.

2.4. NEAs en Órbitas Cometarias

A efectos comparativos, estudiamos también ciertos aspectos de los NEAs en órbitas cometarias. Para la comparación con la población de LPCs con $q < 2$ ua (*muestra 1*), seleccionamos aquellos NEAs con $Q > 4.5$ ua, conocidos hasta fines de 2009 (375 objetos en total). Los datos fueron extraídos del Nodo de Cuerpos Menores del JPL.

Para la comparación de la evolución dinámica de los NEJFCs con la de los NEAs en órbitas cometarias seleccionamos 110 NEAs con $Q > 4.5$ ua y $H < 18$ (suponiendo que los NEAs más brillantes que $H = 18$ tienen un buen grado de completitud). También impusimos a esta muestra de NEAs una restricción más: la condición de que el parámetro de Tisserand estuviera comprendido en el rango $2 < T < 3$. Los datos para esta segunda muestra de NEAs en órbitas cometarias fueron también extraídos del Nodo de Cuerpos Menores del JPL, y corresponden a mediados del año 2011.

Cuadro 2.3: LPCs estudiados con estimaciones históricas de H . Los valores más inciertos de la energía original E_{or} se muestran entre corchetes (correspondientes a un valor de 2B según el código de calidad en la determinación orbital de Marsden & Williams).

Cometa	q (ua)	i (deg)	E_{or} ($\times 10^{-6}$ ua $^{-1}$)	H	Cometa	q (ua)	i (deg)	E_{or} ($\times 10^{-6}$ ua $^{-1}$)	H
1900 O1	1.015	62.5	[610]	8.6	1940 S1	1.062	133.1	[-124]	10.9
1901 G1	0.245	131.1	-	5.9	1941 B2	0.790	168.2	2029	6.0
1902 G1	0.444	65.2	-	11.7	1941 K1	0.875	94.5	78	6.9
1902 R1	0.401	156.3	27	6.2	1943 R1	0.758	161.3	-	11.0
1903 A1	0.411	30.9	1063	8.4	1943 W1	0.874	136.2	-	10.0
1903 H1	0.499	66.5	-	9.0	1945 L1	0.998	156.5	-	10.4
1903 M1	0.330	85.0	33	6.4	1945 W1	0.194	49.5	-	9.6
1905 W1	1.052	140.6	-	9.5	1946 K1	1.018	169.6	-	9.4
1905 X1	0.216	43.6	-	8.3	1946 P1	1.136	57.0	44	4.6
1906 B1	1.297	126.4	-75	7.6	1947 F1	0.560	39.3	5924	9.1
1906 F1	0.723	83.5	-	10.2	1947 F2	0.962	129.1	-	11.2
1907 G1	0.924	110.1	-	10.0	1947 S1	0.748	140.6	24	6.5
1907 L2	0.512	8.9	2650	4.2	1947 V1	0.753	106.3	-	9.8
1907 T1	0.983	119.6	-	9.1	1947 X1-A	0.110	138.5	-	6.2
1908 R1	0.945	140.2	174	4.1	1948 L1	0.208	23.1	[525]	8.0
1909 L1	0.843	52.1	-	10.9	1948 V1	0.135	23.1	1294	5.5
1910 A1	0.129	138.8	135	5.2	1948 W1	1.273	87.6	2633	6.0
1911 N1	0.684	148.4	6337	7.6	1951 C1	0.719	87.9	-	9.7
1911 O1	0.489	33.8	6280	5.4	1951 P1	0.740	152.5	1348	9.0
1911 S2	0.788	108.1	2491	6.4	1952 M1	1.202	45.6	148	9.0
1911 S3	0.303	96.5	-74	5.8	1952 W1	0.778	97.2	-125	8.8
1912 R1	0.716	79.8	45	6.2	1953 G1	1.022	93.9	2983	11.1
1912 V1	1.107	124.6	-	8.0	1953 T1	0.970	53.2	-	7.8
1913 Y1	1.104	68.0	29	1.5	1953 X1	0.072	13.6	-	5.9
1914 F1	1.199	23.9	126	9.6	1954 M2	0.746	88.5	36	8.9
1914 J1	0.543	113.0	-	8.2	1954 O1	0.677	116.2	49	7.3
1914 S1	0.713	77.8	[2239]	6.5	1955 O1	0.885	107.5	-727	6.8
1915 C1	1.005	54.8	-	4.5	1956 E1	0.842	147.5	-	10.5
1915 R1	0.443	53.5	-	10.0	1956 R1	0.316	119.9	-	5.4
1917 H1	0.764	158.7	-	10.1	1957 P1	0.355	93.9	2001	4.0
1918 L1	1.102	69.7	-	10.0	1957 U1	0.539	156.7	-	10.6
1919 Q2	1.115	46.4	20	4.6	1959 O1	1.250	12.8	[-446]	11.0
1919 Y1	0.298	123.2	-	12.4	1959 Q1	1.150	48.3	593	9.6
1920 X1	1.148	22.0	[5023]	11.9	1959 Q2	0.166	107.8	-	9.5
1921 E1	1.008	132.2	18	6.8	1959 X1	1.253	19.6	69	6.3
1922 W1	0.924	23.4	-	7.5	1959 Y1	0.504	159.6	-	8.6
1923 T1	0.778	113.8	-	10.0	1960 B1	1.171	69.5	-	10.9
1924 R1	0.406	120.1	-	7.5	1961 O1	0.040	24.2	[792]	8.0
1925 G1	1.109	100.0	40	5.5	1962 C1	0.031	65.0	25	6.2
1925 V1	0.764	144.6	-	9.7	1962 H1	0.653	72.9	-	10.4
1925 X1	0.323	123.0	-	9.3	1964 L1	0.500	161.8	8131	8.5
1927 A1	1.036	92.4	-	8.3	1964 P1	1.259	68.0	2721	6.8
1927 B1	0.752	83.7	-	11.3	1965 S2	1.294	65.0	-	9.3
1927 X1	0.176	85.1	1674	5.2	1966 R1	0.882	48.3	-	7.8
1929 Y1	0.672	124.5	-	8.4	1966 T1	0.419	9.1	49	10.2
1930 D1	1.087	99.9	-	12.5	1967 C1	0.457	106.5	-	10.5
1930 L1	1.153	97.1	-	8.8	1967 M1	0.178	56.7	-	7.3
1931 P1	0.075	169.3	300	7.0	1968 H1	0.680	102.2	-	11.0
1933 D1	1.001	86.7	-	9.8	1968 L1	1.234	61.8	-	10.3
1936 K1	1.100	78.5	8294	6.8	1968 N1	1.160	143.2	-82	5.5
1937 N1	0.863	46.4	124	6.1	1968 Q2	1.099	127.9	-	6.9
1939 B1	0.716	63.5	[7813]	9.2	1969 P1	0.774	8.9	-	8.0
1939 H1	0.528	133.1	-	7.1	1969 T1	0.473	75.8	507	5.9
1939 V1	0.945	92.9	[3327]	10.2	1975 E1	1.217	55.2	23	6.7
1940 R2	0.368	50.0	1	6.1	1978 T3	0.432	138.3	-	11.1

Cuadro 2.4: LPCs estudiados con nuestras estimaciones de H . Los valores más inciertos de E_{or} se muestran entre corchetes (correspondientes a un valor de 2B según el código de calidad en la determinación orbital de Marsden & Williams o a un valor de 5 según el código de calidad en la determinación orbital de Kinoshita).

Cometa	q (ua)	i (deg)	E_{or} ($\times 10^{-6}$ ua $^{-1}$)	H	QC	Cometa	q (ua)	i (deg)	E_{or} ($\times 10^{-6}$ ua $^{-1}$)	H	QC
1969 Y1	0.538	90.0	-	4.1	B	1995 Q1	0.436	147.4	4458	7.1	B
1970 B1	0.066	100.2	-	8.7	D	1995 Y1	1.055	54.5	-58	7.0	B
1970 N1	1.113	126.7	283	5.2	A	1996 B2	0.230	124.9	1508	4.5	A
1970 U1	0.405	60.8	-	8.1	C	1996 J1-B	1.298	22.5	-1	7.4	D
1971 E1	1.233	109.7	310	5.5	C	1996 N1	0.926	52.1	-161	8.4	A
1972 E1	0.927	123.7	[2297]	8.2	C	1996 Q1	0.840	73.4	[1826]	6.9	C
1973 E1	0.142	14.3	20	5.7	A	1997 N1	0.396	86.0	-	9.7	C
1974 C1	0.503	61.3	628	7.6	B	1998 J1	0.153	62.9	-	5.8	C
1974 V2	0.865	134.8	-	8.9	D	1998 P1	1.146	145.7	222	6.5	A
1975 N1	0.426	80.8	817	6.7	A	1999 A1	0.731	89.5	[6186]	11.5	C
1975 V1-A	0.197	43.1	1569	5.6	B	1999 H1	0.708	149.4	1313	6.1	A
1975 V2	0.219	70.6	-56	8.7	C	1999 J3	0.977	101.7	1150	8.2	A
1975 X1	0.864	94.0	[-734]	11.6	D	1999 N2	0.761	111.7	3442	7.9	C
1976 E1	0.678	147.8	-	11.4	D	1999 S4	0.765	149.4	2	7.7	C
1977 H1	1.118	43.2	-	12.2	D	1999 T1	1.172	80.0	1147	5.7	B
1977 R1	0.991	48.3	231	6.4	A	2000 S5	0.602	53.8	-	10.2	D
1978 C1	0.437	51.1	-	6.8	C	2000 W1	0.321	160.2	-7	10.2	B
1978 H1	1.137	43.8	24	3.6	C	2000 WM1	0.555	72.6	522	6.4	B
1978 T1	0.370	67.8	[5245]	7.7	B	2001 A2-A	0.779	36.5	1112	7.2	A
1979 M1	0.413	136.2	33	11.5	C	2001 Q4	0.962	99.6	-	5.1	A
1980 O1	0.523	49.1	-	8.0	C	2002 F1	0.438	80.9	1284	8.5	B
1980 Y1	0.260	138.6	964	6.9	C	2002 O4	0.776	73.1	-772	7.9	C
1982 M1	0.648	84.5	1666	7.3	A	2002 O6	0.495	58.6	-	9.5	C
1983 J1	0.471	96.6	[378]	11.0	C	2002 O7	0.903	98.7	27	9.7	C
1984 N1	0.291	164.2	510	7.5	B	2002 Q5	1.243	149.2	58	12.0	D
1984 S1	0.857	145.6	-	11.6	D	2002 T7	0.615	160.6	13	4.6	B
1984 V1	0.918	65.7	1299	8.1	A	2002 U2	1.209	59.1	1075	12.2	D
1985 K1	0.106	16.3	-	8.5	C	2002 V1	0.099	81.7	2297	6.2	A
1985 R1	0.695	79.9	558	7.8	A	2002 X5	0.190	94.2	879	7.0	B
1986 P1-A	1.120	147.1	32	5.0	B	2002 Y1	0.714	103.8	4102	6.5	A
1987 A1	0.921	96.6	-121	9.8	C	2003 K4	1.024	134.3	23	4.7	B
1987 B1	0.870	172.2	5034	6.2	A	2003 T4	0.850	86.8	-1373	7.4	B
1987 P1	0.869	34.1	6380	5.4	A	2004 F4	0.168	63.2	5164	8.1	C
1987 Q1	0.603	114.9	526	8.3	A	2004 G1	1.202	114.5	-	13.0	D
1987 T1	0.515	62.5	-	8.0	C	2004 H6	0.776	107.7	-124	6.9	C
1987 U3	0.841	97.1	1491	5.5	B	2004 Q2	1.205	38.6	407	4.9	B
1987 W1	0.199	41.6	-	9.4	C	2004 R2	0.113	63.2	-	9.6	C
1988 A1	0.841	73.3	4881	5.5	A	2004 S1	0.682	114.7	-	12.5	D
1988 F1	1.174	62.8	1725	7.3	D	2004 V13	0.181	34.2	-	13.7	D
1988 J1	1.174	62.8	1725	8.2	D	2005 A1-A	0.907	74.9	94	7.8	B
1988 P1	0.165	40.2	-	7.7	C	2005 K2-A	0.545	102.0	-	13.4	C
1988 Y1	0.428	71.0	-	12.4	C	2005 N1	1.125	51.2	1289	9.7	C
1989 Q1	0.642	90.1	91	7.2	A	2006 A1	0.555	92.7	783	7.4	B
1989 T1	1.047	46.0	9529	10.0	B	2006 M4	0.783	111.8	207	5.6	C
1989 W1	0.301	88.4	658	7.6	A	2006 P1	0.171	77.8	37	3.9	B
1989 X1	0.350	59.0	32	6.2	B	2006 VZ13	1.015	134.8	14	8.0	D
1990 E1	1.068	48.1	-	6.3	C	2006 WD4	0.591	152.7	2247	14.0	D
1990 K1	0.939	131.6	-58	4.6	A	2007 E2	1.092	95.9	970	8.5	C
1990 N1	1.092	143.8	4692	5.0	B	2007 F1	0.402	116.1	823	8.2	B
1991 T2	0.836	113.5	936	7.7	B	2007 N3	1.212	178.4	30	5.3	B
1991 X2	0.199	95.6	[57]	10.2	C	2007 P1	0.514	118.9	-	12.0	D
1991 Y1	0.644	50.0	-94	9.5	B	2007 T1	0.969	117.6	627	7.7	B
1992 B1	0.500	20.2	-	10.4	D	2007 W1	0.850	9.9	-10	8.2	A
1992 F1	1.261	79.3	3422	5.6	C	2008 A1	1.073	82.5	96	5.6	B
1992 J2	0.592	158.6	-	11.0	D	2008 C1	1.262	61.8	17	7.0	C
1992 N1	0.819	57.6	-	8.4	D	2008 J4	0.447	87.5	-	14.3	D
1993 Q1	0.967	105.0	3	6.7	B	2008 T2	1.202	56.3	8	6.3	B
1993 Y1	0.868	51.6	-	8.3	A	2009 F6	1.274	85.8	1421	6.1	D
1994 E2	1.159	131.3	2681	12.1	D	2009 G1	1.129	108.3	-	9.0	D
1994 N1	1.140	94.4	1324	7.7	B	2009 O2	0.695	108.0	325	8.8	D
1995 O1	0.914	89.4	3800	-1.7	A	2009 R1	0.405	77.0	13	6.6	D

Cuadro 2.5: Condiciones iniciales para los 54 NEJFCs estudiados. Epoca osculante de los elementos orbitales (E_p) cercana al instante de descubrimiento, distancia perihélica (q), semieje mayor (a), excentricidad (e), inclinación (i), argumento del perihelio (ω), longitude del nodo ascendente (Ω), y tiempo del pasaje por el perihelio (T_p).

Cometa	E_p (año mes día)	q (ua)	a (ua)	e	i ($^\circ$)	ω ($^\circ$)	Ω ($^\circ$)	T_p (DJ)
3D/Biela	1772 02 21	0.990	3.613	0.726	17.054	213.340	260.942	2368317.1750
5D/Brorsen	1846 03 5	0.650	3.142	0.793	30.914	13.814	104.812	2395353.3685
6P/dArrest	1678 07 3	1.163	3.524	0.670	2.821	159.578	169.496	2334171.9440
7P/Pons-Winnecke	1819 07 25	0.772	3.140	0.754	10.746	161.991	115.483	2385635.1810
11P/Tempel-Swift-LINEAR	1869 12 9	1.063	3.110	0.658	5.409	106.066	298.738	2404020.8053
15P/Finlay	1886 11 30	0.998	3.535	0.718	3.036	315.336	53.833	2410233.3897
18D/Perrine-Mrkos	1896 11 17	1.110	3.455	0.679	13.665	163.848	248.068	2413888.6200
21P/Giacobini-Zinner	1900 12 7	0.932	3.470	0.732	29.829	171.046	198.136	2415351.9965
24P/Schaumasse	1911 11 20	1.226	4.004	0.694	17.697	44.163	94.881	2419354.0247
26P/Grigg-Skjellerup	1902 03 3.503	0.753	2.856	0.736	8.294	350.699	221.996	2415934.0030
34D/Gale	1927 06 9	1.214	5.030	0.759	11.635	209.872	68.090	2425046.0551
41P/Tuttle-Giacobini-Kresak	1858 05 1	1.140	3.059	0.627	18.899	25.775	177.810	2399803.0840
45P/Honda-Mrkos-Pajdusakova	1948 11 25	0.559	3.010	0.814	13.156	184.100	233.817	2432873.2165
54P/de Vico-Swift-NEAT	1844 06 28	1.186	3.101	0.617	2.920	279.052	65.626	2394812.4748
66P/du Toit	1944 05 30	1.277	6.023	0.788	18.750	257.026	23.147	2431258.9953
67P/Churyumov-Gerasimenko	1969 09 16	1.285	3.501	0.633	7.149	11.246	51.011	2440475.5348
72D/Denning-Fujikawa	1881 08 28	0.725	4.234	0.829	6.861	312.664	67.483	2408337.3318
73P/Schwassmann-Wachmann	1930 07 3	1.011	3.081	0.672	17.393	192.349	77.727	2426141.6976
79P/du Toit-Hartley	1945 04 15	1.250	3.034	0.588	6.930	201.534	359.553	2431564.2209
85P/Boethin	1974 12 19	1.094	4.953	0.779	5.917	11.140	27.639	2442418.1148
103P/Hartley	1985 06 24	0.952	3.397	0.720	9.253	174.811	226.854	2446221.3690
141P/Machholz2-D	1994 09 5	0.753	3.013	0.750	12.787	149.256	246.180	2449614.3021
162P/Siding Spring	1988 11 15	1.227	3.048	0.597	27.853	356.486	31.250	2447496.5934
169P/NEAT (2002 EX12)	2001 06 20	0.605	2.604	0.767	11.319	217.938	176.265	2452097.9618
181P/Shoemaker-Levy 6 (1991 V1)	1991 10 31	1.132	3.851	0.706	16.857	333.134	37.931	2448543.3642
182P/LONEOS (2001 WF2)	2002 02 15	0.976	2.930	0.667	16.923	51.352	75.133	2452304.3481
185P/Petrew (2001 Q2)	2001 09 8	0.946	3.113	0.696	13.944	181.901	214.107	2452154.4221
189P/NEAT (2002 O5)	2002 07 25	1.174	2.917	0.597	20.400	15.306	282.210	2452489.6013
197P/LINEAR (2003 KV2)	2003 07 20	1.063	2.868	0.629	25.540	188.741	66.408	2452831.3473
207P/NEAT (2001 J1)	2001 04 1	0.937	3.877	0.758	10.160	271.026	200.795	2451982.6057
209P/LINEAR (2004 CB)	2004 03 16	0.912	2.937	0.689	19.147	149.656	66.487	2453097.6634
210P/Christensen (2003 K2)	2003 03 22	0.549	3.218	0.829	10.141	345.580	93.896	2452737.3590
217P/LINEAR (2001 MD7)	2001 11 27	1.254	3.970	0.684	13.524	244.848	129.168	2452243.6327
222P/LINEAR (2004 X1)	2004 11 11	0.782	2.862	0.727	5.141	345.447	7.141	2453311.4256
225P/LINEAR (2002 T1)	2002 10 13	1.192	3.545	0.664	20.710	1.312	15.504	2452555.5852
249P/LINEAR (2006 U1)	2006 08 13	0.511	2.777	0.816	8.433	64.042	240.647	2453976.0341
252P/LINEAR (2000 G1)	2000 02 26	1.003	3.061	0.672	10.374	343.287	191.033	2451613.3095
255P/Levy	2006 09 22	0.989	3.018	0.672	18.321	179.450	279.805	2454015.9282
263P/Gibbs	2006 12 11	1.251	3.029	0.587	14.471	26.301	113.354	2454098.2530
D/1819 W1 (Blanpain)	1819 11 20.8	0.892	2.962	0.699	9.108	350.261	79.812	2385759.3474
D/1884 O1 (Barnard 1)	1884 05 24	1.279	3.070	0.583	5.470	301.051	6.760	2409405.4680
D/1894 F1 (Denning)	1894 02 21	1.147	3.797	0.698	5.527	46.350	85.733	2412869.4349
D/1895 Q1 (Swift)	1895 08 25	1.298	3.729	0.652	2.992	167.782	171.754	2413426.8156
D/1978 R1 (Haneda-Campos)	1978 10 19	1.101	3.290	0.665	5.946	240.479	132.242	2443790.9963
P/1999 RO28 (LONEOS)	1999 09 19	1.232	3.526	0.651	8.190	219.862	148.449	2451453.8461
P/2003 O3 (LINEAR)	2003 08 29	1.246	3.105	0.599	8.364	0.763	341.501	2452865.5641
P/2004 R1 (McNaught)	2004 08 23	0.988	3.110	0.682	4.890	0.599	296.008	2453247.7073
P/2005 JQ5 (Catalina)	2005 07 9	0.826	2.694	0.694	5.696	222.684	95.861	2453579.5340
P/2007 T2 (Kowalski)	2007 09 17	0.696	3.090	0.775	9.897	358.544	4.004	2454362.5226
P/2008 S1 (McNaught)	2008 10 21.0	1.190	3.568	0.666	15.102	203.631	111.390	2454741.3294
P/2008 Y1 (Boattini)	2009 01 20.0	1.272	4.800	0.735	8.805	162.362	259.709	2454887.5936
P/2009 L2 (Yang-Gao)	2009 07 10.0	1.296	3.419	0.621	16.159	346.954	259.305	2454973.2547
P/2009 WX51 (Catalina)	2010 02 13.0	0.800	3.080	0.740	9.591	118.031	31.742	2455227.5741
P/2010 K2 (WISE)	2010 06 09.0	1.198	2.918	0.589	10.642	328.530	281.146	2455385.0524

Capítulo 3

Magnitudes y curvas de luz de los LPCs

3.1. Procesamiento de observaciones fotométricas

Las magnitudes visuales aparentes fueron obtenidas del archivo del *International Comet Quaterly ICQ*) archive (excepto por aquellas observaciones anteriores a 2006, las cuales fueron provistas por Daniel W. Green), y de las IAUCs. Para seleccionar y procesar las observaciones seguimos el procedimiento explicado en Sosa and Fernández (2009).

Definimos la curva de luz visual $m_h(t)$ como un promedio entre la envolvente superior y la curva de luz media de las observaciones visuales fotométricas. En otras palabras, solamente consideramos las observaciones que se ubican en la mitad superior de la región definida por la dispersión de las observaciones fotométricas. Rechazamos las observaciones que se apartan más de 2-sigma del valor medio de las magnitudes observadas. La envolvente superior, y la curva de luz media, fueron obtenidas por ajustes mediante mínimos cuadrados a polinomios de bajo orden (hasta el orden 6) a las observaciones más brillantes, y al valor medio de las magnitudes observadas, respectivamente. De esta forma privilegiamos las observaciones más brillantes con respecto a las más débiles, suponiendo que la dispersión observada de magnitudes se debe principalmente a efectos de apertura, y en consecuencia las estimaciones de magnitud que caen en la región inferior de las gráficas m_h vs. t probablemente estén bastante subestimadas. Esta conclusión se basa en el hecho de que un instrumento de pequeña apertura, y en consecuencia con un gran campo de visión, es más probable que mida la luz proveniente tanto de la condensación central como de la coma, mientras que un instrumento de gran apertura más probablemente mida solamente la condensación central (ver Sosa and Fernández (2009) para una discusión más detallada de la determinación de magnitudes cometarias). Para definir las envolventes superiores consideramos *bins* de 5-8 días, mientras usamos *bins* de 2-4 días para definir las curvas de luz medias. Descartamos aquellos bins con un ancho de 2-4 días y con menos de 4 observaciones, o con un ancho de 5-8 días y con menos de 10 observaciones. Recordamos que el término *visual* es usado en este contexto para referirnos a las observaciones realizadas mediante telescopios, binoculares o a ojo desnudo (i.e. descartamos tanto las observaciones CCD como

las fotográficas).

3.2. Curvas de luz

A continuación presentamos algunas de las curvas de luz obtenidas. Todas las curvas de luz realizadas, correspondientes a 122 LPCs observados entre 1969 y 2009, son presentadas en:

<http://www.astronomia.edu.uy/depto/material/comets/>.

Las figuras 3.1 y 3.2 muestran las curvas de luz obtenidas para los 16 cometas de la *muestra 1*, como gráficas de las magnitudes totales visuales heliocéntricas m_h en función del tiempo relativo al pasaje por el perihelio. La calidad y forma de las curvas de luz varía de un cometa a otro; las curvas de luz de los cometas C/1989 Q1, C/2002 X5 y C/1996 B2 pueden ser consideradas como ejemplos de curvas de luz de calidad buena, de baja calidad, o como una curva de luz que no presenta una variación suave (es decir que no puede ser ajustada por un único polinomio), respectivamente. La curva de luz de C/2002 X5 es considerada de baja calidad dada la falta de observaciones en torno al perihelio presentada por este cometa.

Encontramos que las curvas de luz varían muy suavemente con el tiempo para la mayoría de los LPCs estudiados, excepto para los cometas C/1995 O1 (Hale-Bopp), C/1996 B2 (Hyakutake), C/2000 WM1 (LINEAR), y C/2002 V1 (NEAT). Estos cometas presentan curvas de luz "puntiagudas", caracterizándose por un rápido incremento del brillo antes del perihelio, seguido de un también rápido descenso luego del perihelio. Para estos cometas fue necesario adoptar ajustes polinómicos pre- y post-perihelio por separado. Estos cuatro cometas son mucho más brillantes que el resto de los 16 LPCs estudiados mostrados en las Figs. 3.1 y 3.2, alcanzando magnitudes más brillantes que 2, o incluso valores negativos de magnitud (Hale-Bopp). Por otro lado, los 12 LPCs restantes son en general apenas lo suficientemente brillantes como para ser detectados a simple vista en el momento de su máximo brillo, y en algunos casos (e.g. C/1985 R1, C/1995 Y1, C/2007 W1) ni siquiera alcanzan la sexta magnitud en su momento de máximo brillo visto desde la Tierra. En el caso del cometa C/1996 B2, ajustamos una curva de luz a la rama post-perihelio hasta ~ 50 días después del perihelio, dado que parece haber ocurrido un *outburst* importante por esas fechas. Destacamos el caso del cometa C/2000 WM1, el cual muestra un comportamiento fotométrico extraordinario, saltando unas 4 magnitudes en un intervalo de tiempo muy corto en torno al perihelio. Debido a esta característica tan inusual, tuvimos que descartar a este cometa como candidato a la estimación de masas, a pesar de la muy buena cobertura fotométrica que presentaba.

Para los cometas de la *muestra 2* definimos cuatro categorías o clases de calidad (QC), con el objetivo de ponderar la incertidumbre en nuestras estimaciones de H (ver Fig. 3.3): una clase de calidad *buena* ($QC = A$) fue asignada a aquellos LPCs que presentan una buena cobertura fotométrica, i.e. un número de observaciones visuales relativamente grande cubriendo un rango de distancias heliocéntricas de al menos varias décimas de UA, las cuales también incluyen observaciones cercanas a 1 ua del Sol, y suficientes observaciones pre- y post-perihelio para definir buenos

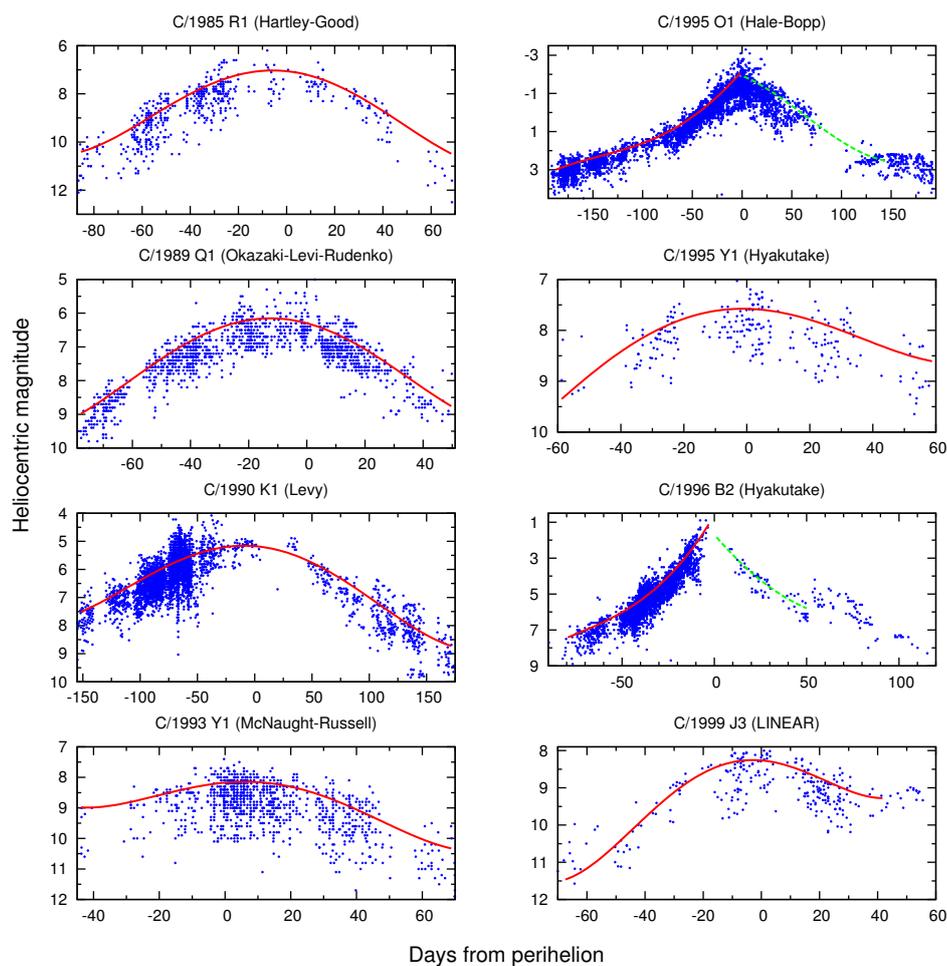


Figura 3.1: Magnitudes heliocéntricas en función del tiempo (días respecto al pasaje por el perihelio), para los cometas C/1985 R1, C/1989 Q1, C/1990 K1, C/1993 Y1, C/1995 O1, C/1995 Y1, C/1996 B2, y C/1999 J3. La línea roja continua indica el ajuste polinómico $m_h(t)$ a la distribución de magnitudes observadas. Para unos pocos cometas, los cuales exhiben un comportamiento fotométrico que se aparta de la variación suave mostrada por la mayoría, tuvimos que adoptar dos ajustes polinómicos: uno pre-perihelio (línea roja continua) y otro post-perihelio (línea verde rayada). Los datos fotométricos fueron obtenidos del archivo del ICQ. Figura extraída de Sosa and Fernández (2011).

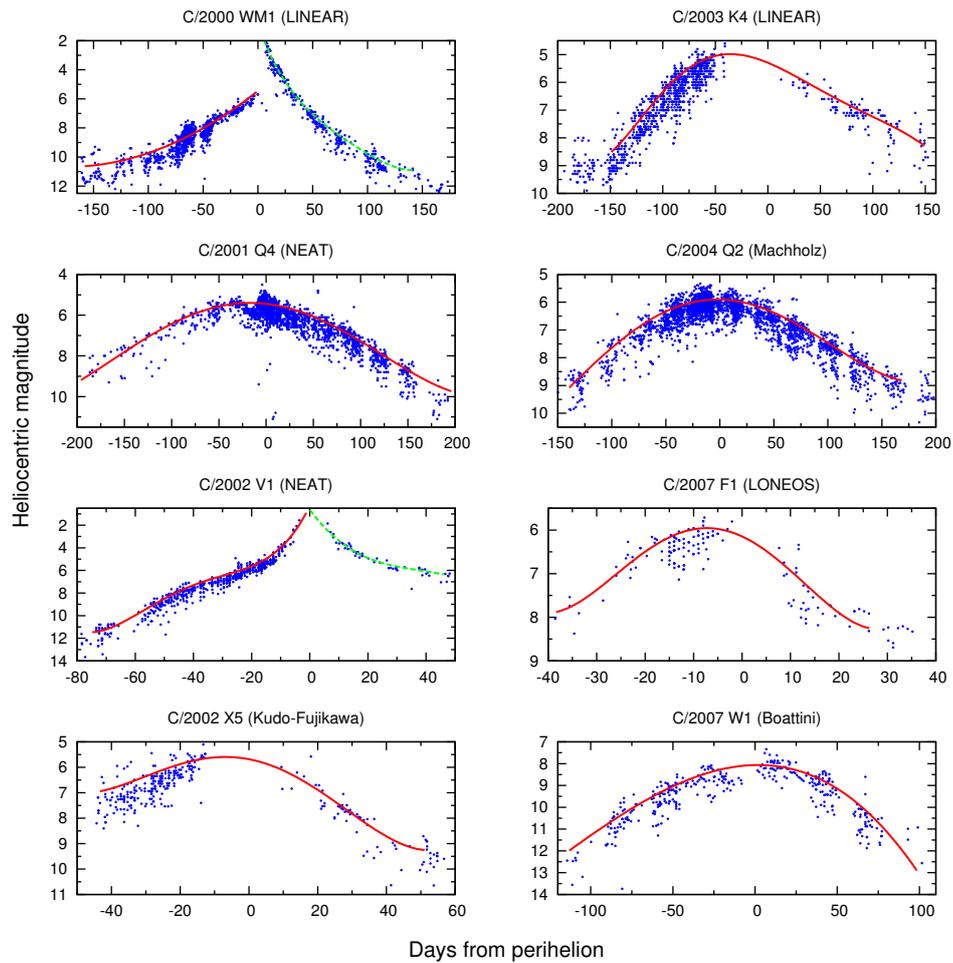


Figura 3.2: Magnitudes heliocéntricas en función del tiempo (días respecto al pasaje por el perihelio), para los cometas C/2000 WM1, C/2001 Q4, C/2002 V1, C/2002 X5, C/2003 K4, C/2004 Q2, C/2007 F1, and C/2007 W1. La línea roja continua muestra el ajuste polinómico $m_h(t)$ a la distribución de magnitudes observadas. Para unos pocos cometas, los cuales exhiben un comportamiento fotométrico que se aparta de la variación suave mostrada por la mayoría, tuvimos que adoptar dos ajustes polinómicos: uno pre-perihelio (línea roja continua) y otro post-perihelio (línea verde rayada). Los datos fotométricos fueron obtenidos del archivo del ICQ. Figura extraída de Sosa and Fernández (2011).

ajustes a cada rama de la curva de luz. Además, requerimos también una buena convergencia entre los diferentes ajustes (pre-perihelio, post-perihelio y total) en torno a $r = 1$ ua para las curvas de luz de tipo *A*. Estimamos una incertidumbre $\Delta H \lesssim 0.5$ para los cometas de tipo *A*. Definimos una clase de calidad *aceptable* ($QC = B$) para aquellos cometas con un buen número de observaciones visuales pero que no cumplen uno o más requisitos de la clase *A*, ya fuera debido a una pobre convergencia entre los ajustes a las ramas pre- y post-perihelio, o debido a que no se pudo ajustar una de las ramas, o debido a que fue necesario extrapolar varias centésimas de ua para estimar H , o debido a que el cometa exhibe un comportamiento fotométrico algo irregular (por ej. pequeños *outbursts*), y en consecuencia el ajuste m_h vs. $\log(r)$ se aparta ligeramente del ajuste lineal. Estimamos una incertidumbre de $0.5 \lesssim \Delta H \lesssim 1.0$ la clase *B*. Definimos una clase de calidad *pobre* ($QC = C$) cuando el número de observaciones o el rango de distancias heliocéntricas por ellas cubierto no son suficientes para definir bien un ajuste lineal en cada rama, o cuando se pudo realizar un ajuste lineal a al menos una de las ramas, pero fue necesario extrapolar por varias décimas de ua para estimar H , o cuando se carecían de observaciones en torno a $r = 1$ ua para ambas ramas, o cuando el cometa exhibía un comportamiento fotométrico irregular (e.g. un *outburst*). Estimamos una incertidumbre $1.0 \lesssim \Delta H \lesssim 1.5$ para la clase *C*. Finalmente, definimos una clase de calidad *muy pobre* ($QC = D$) para aquellos cometas con un número tan insuficiente de observaciones que obligó a una extrapolación analítica (suponiendo un índice fotométrico $n = 4$) para estimar H . Además, en algunos de estos casos fue necesario convertir magnitudes CCD a magnitudes visuales como explicamos anteriormente. A la clase *D* corresponden entonces las estimaciones de H más inciertas, con $\Delta H \gtrsim 1.5$. El código *QC* asignado a cada cometa de la muestra estudiada se muestra en la Tabla 2.4. La Fig. 3.3 muestra ejemplos de curvas de luz de clases *QCs* = *A*, *B*, *C*, y *D*.

3.3. Magnitudes totales absolutas estimadas

Para determinar H y n para un cometa dado a partir de la Ec. (1.10), hicimos un ajuste lineal por mínimos cuadrados entre las magnitudes estimadas m_h evaluadas en los instantes observacionales t y los logaritmos de las distancias heliocéntricas calculadas $r(t)$. Para algunos cometas la cobertura observacional no fue lo suficientemente buena como para definir adecuadamente H a partir del ajuste lineal (ya fuera por la falta de observaciones en torno a $r \sim 1$ ua, o porque la pendiente fotométrica variaba significativamente en el rango de r observado). Además, la mayoría de los cometas presentan una pendiente algo distinta antes y después del perihelio, y por lo tanto para estos casos tuvimos que hacer ajustes lineales pre-perihelio, post-perihelio y combinados. En consecuencia, para cada cometa de la muestra determinamos H en base a una conjetura educada (basándonos no solamente en los ajustes lineales sino también en la calidad y completitud de la curva de luz, así como también en las observaciones cercanas $r \sim 1$ ua, cuando existían). Los resultados se presentan en la Tabla 2.4. Para un cierto número de cometas no fue posible ajustar la ecuación (1.10), menos aún determinar H a partir de las estimaciones de m_h en torno a $r \sim 1$ ua, debido a una pobre cobertura observacional. Para estos cometas estimamos H_{10} en lugar de H a partir de las observaciones escasas y dispersas que caían relativamente lejos de $r \sim 1$ ua. Para

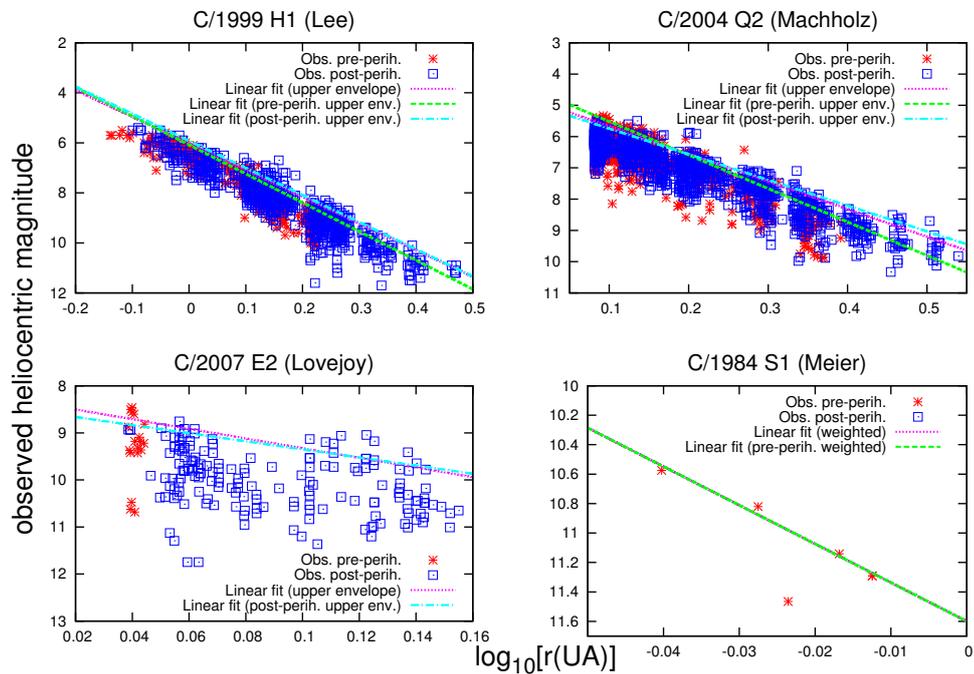


Figura 3.3: Magnitudes totales visuales heliocéntricas en función del logaritmo de la distancia heliocéntrica para cometas con curvas de luz de diferentes clases de calidad: C/1999 H1 (Lee) $QC = A$ (panel superior izquierdo); C/2004 Q2 (Machholz) $QC = B$ (panel superior derecho); C/2007 E2 (Lovejoy) $QC = C$ (panel inferior izquierdo); y C/1984 S1 (Meier) $QC = D$ (panel inferior derecho). Figura extraída de Fernández and Sosa (2012).

unos pocos de estas cometas que carecían de observaciones visuales, tuvimos que estimar m_h a partir de observaciones CCD usando la relación empírica: $m_{vis} = m_{CCD} - 1.5$. Luego de procesar los datos observacionales, pudimos estimar H para 122 LPCs de la muestra seleccionada. Los resultados se presentan en la Tabla 2.4.

3.4. Comparación con otras estimaciones

Como forma de evaluar como nuestras estimaciones de H se comparan con estimaciones previas, seleccionamos una sub-muestra de LPCs observados durante la década de 1970 para los cuales disponemos tanto de estimaciones propias como de otros autores, básicamente Vsekhsvyatskii, Whipple, Meisel y Morris. Como podemos apreciar en la Fig. 3.4, el valor medio de las diferencias es cercano a cero, y solamente cuatro cometas (de un total de quince) presentan diferencias mayores a 1σ (i.e. diferencias entre 0.5 y 1.5 magnitudes). Podemos entonces concluir que nuestras estimaciones son consistentes con aquellas de trabajos previos, lo cual nos reafirma en el hecho de que no estaríamos introduciendo ningún sesgo significativo en nuestras estimaciones de H cuando combinamos las estimaciones para nuestra muestra, correspondientes al período 1970-2009, con estimaciones de otros autores correspondientes a muestras de cometas más antiguas.

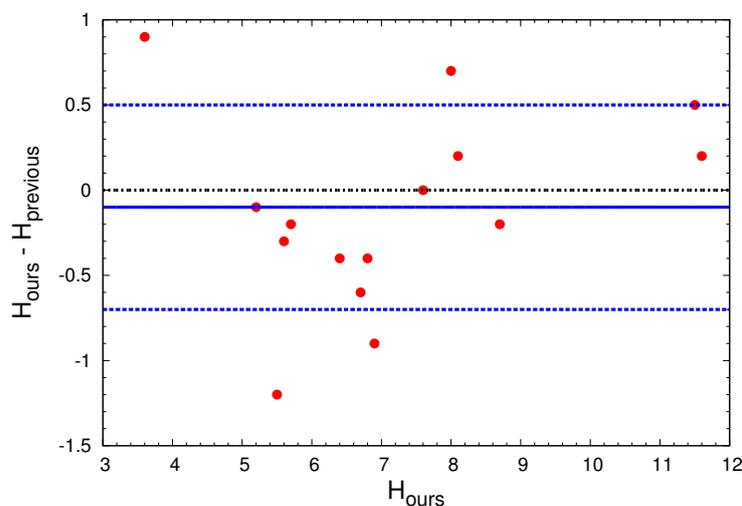


Figura 3.4: Diferencias entre nuestras magnitudes totales absolutas estimadas (H_{ours}) y estimaciones previas ($H_{previous}$) para una muestra de 15 cometas observados entre 1979 y 1980, en función de nuestra magnitud estimada H_{ours} . Las líneas horizontales representan el valor medio vm de las diferencias y $vm \pm 1\sigma$, siendo σ la desviación estándar. los cometas utilizados en la gráfica son: C/1970 N1, C/1970 U1, C/1971 E1, C/1973 E1, C/1974 C1, C/1975 N1, C/1975 V1-A, C/1975 V2, C/1975 X1, C/1977 R1, C/1978 C1, C/1978 H1, C/1979 M1, C/1980 O1, y C/1980 Y1. Figura extraída de Fernández and Sosa (2012).

Capítulo 4

LPCs en la región planetaria interna

Presentamos y analizamos aquí los resultados obtenidos.

4.1. Correlación entre magnitudes y tasas de producción gaseosa

Debido a la relativa escasez de mediciones de tasas de producción gaseosa de agua (Q) en LPCs, para calcular dicha tasa en diferentes puntos orbitales hemos utilizado una relación empírica entre Q y las magnitudes totales visuales, dado que para estas últimas disponemos de una mayor cobertura observacional, y de un mayor número de cometas. Dicha ley empírica puede ser descripta como una correlación lineal entre las magnitudes heliocéntricas totales visuales m_h y el logaritmo de Q :

$$\log_{10} Q = a_1 \times m_h + a_0. \quad (4.1)$$

Esta relación fue introducida por Bockelée-Morvan et al. (1981) y por Festou (1986), y ha sido estudiada por diversos autores, e.g. Jorda et al. (1992) y Jorda et al. (2008) (Biver 2001 estudió una relación similar para la molécula de CO). En esta tesis presentamos una nueva correlación específica para los LPCs, y basada además en una muestra mayor de cometas que en los trabajos previos.

Realizamos entonces una regresión lineal entre Q y m_h con el objetivo de comprobar, y además refinar, la ley empírica mostrada por la Ec. (4.1), sobre la base de una muestra mayor. Con este propósito compilamos de la literatura 881 mediciones de tasas de producción de agua para un total de 21 LPCs, realizadas por diferentes autores y/o diferentes técnicas, abarcando tanto métodos directos (observaciones en el infrarrojo desde Tierra o desde el espacio, y observaciones en el submilimétrico desde el espacio, de la molécula de H₂O), como métodos indirectos orientados a la detección de los subproductos de la disociación de las moléculas de agua (observaciones en radio del radical OH desde Tierra, observaciones del radical OH en el UV desde Tierra o desde el espacio, y observaciones del hidrógeno en el UV (Lyman -alfa) desde el espacio). Las referencias a las fuentes de datos sobre las tasas de producción se encuentran en el pie de la Fig. 4.1. En algunos casos los

autores publican solamente las tasas de producción del radical OH (Q_{OH}), las cuales convertimos a tasas de producción de agua suponiendo $Q = 1.1Q_{OH}$ (el factor 1.1 surge de la suposición de que la foto-disociación de H_2O en $H + OH$ da cuenta del $\sim 86\%$ de todas las moléculas de agua que son foto-disociadas en la coma, e.g. ver Fernández 2005). Los datos publicados de observaciones con el radiotelescopio de Nançay consisten mayoritariamente de dos determinaciones diferentes por cada observación de Q_{OH} , una en base al modelo de Despois et al. (1981) y otra en base al modelo de Schleicher and A'Hearn (1988). Bensch et al. (2004) también publican dos valores diferentes, basados en dos modelos distintos, para la misma observación de Q_{H_2O} . En tales casos hemos optado por promediar los dos valores dados por cada observación y considerarlo como un único dato. Algunas observaciones (del conjunto total de datos) no están dadas para un instante específico, sino para un intervalo que puede abarcar desde varias horas hasta más de un día. En estos casos tomamos el instante medio del intervalo como el instante observacional. Durante el procesamiento de los datos de Q removimos en forma iterativa los valores más extremos (*outliers*: puntos que se apartan en más de 3 veces el R.M.S. de los residuos). Luego del procedimiento de ajuste por mínimos cuadrados con rechazo de *outliers*, sobrevivieron 522 puntos observacionales para definir la correlación empírica. El ajuste lineal junto a los 522 puntos se presentan en la Fig. 4.1. Las magnitudes heliocéntricas fueron estimadas mediante las curvas de luz $m_h(t)$ definidas en la Sección 3.2.

Tal como puede apreciarse en la Fig. 4.1, encontramos una fuerte correlación entre las magnitudes visuales y las tasas de producción de agua. Los mejores coeficientes de ajuste obtenidos (con un coeficiente de regresión lineal = -0.93) fueron $a_1 = -0.234$ y $a_0 = 30.53$, los cuales concuerdan bien con algunos trabajos previos e.g. Jorda et al. (1992, 2008). Jorda et al. (2008) obtienen $a_1 = -0.2453$ y $a_0 = 30.675$ para una muestra de 37 cometas (sin distinción de clases dinámicas) observados con el radiotelescopio de Nançay, entre Agosto de 1982 y Junio de 2004. Ellos utilizan las magnitudes visuales del ICQ, y las tasas de producción de OH de la base de datos de Nançay. Ellos calculan la magnitud heliocéntrica promedio para el intervalo de fechas correspondientes a una medición dada de OH. Utilizaron un total de 234 puntos observacionales para su correlación, con un coeficiente de regresión lineal = -0.94. Una determinación previa de Jorda et al. (1992), basada en una muestra menor (13 cometas y unos 80 puntos observacionales), arrojaron resultados similares ($a_1 = -0.240$ y $a_0 = 30.74$), con un coeficiente de regresión lineal = -0.92. Estos trabajos concuerdan bastante bien con la correlación hallada por Festou (1986): a partir de mediciones del OH desde el Satélite Internacional Ultraviolet Explorer (IUE), Festou (1986) obtiene $a_1 = -0.4$ y $a_0 = 32$, basándose en una muestra de 28 observaciones para 16 cometas.

Dado que estamos tratando con un conjunto de datos heterogéneo, hay que tener en cuenta los posibles sesgos introducidos por las diferentes técnicas de medición de tasas de producción gaseosa (incluso para una técnica dada, los diferentes modelos utilizados para calcular las tasas de producción a partir de las intensidades de las líneas o de las bandas espectrales pueden también introducir errores sistemáticos). En la Fig. 4.1 hemos discriminado los puntos observacionales de acuerdo al método empleado para analizar la existencia de posibles sesgos sistemáticos en las tasas de producción. Podemos apreciar que las mediciones directas de H_2O son consis-

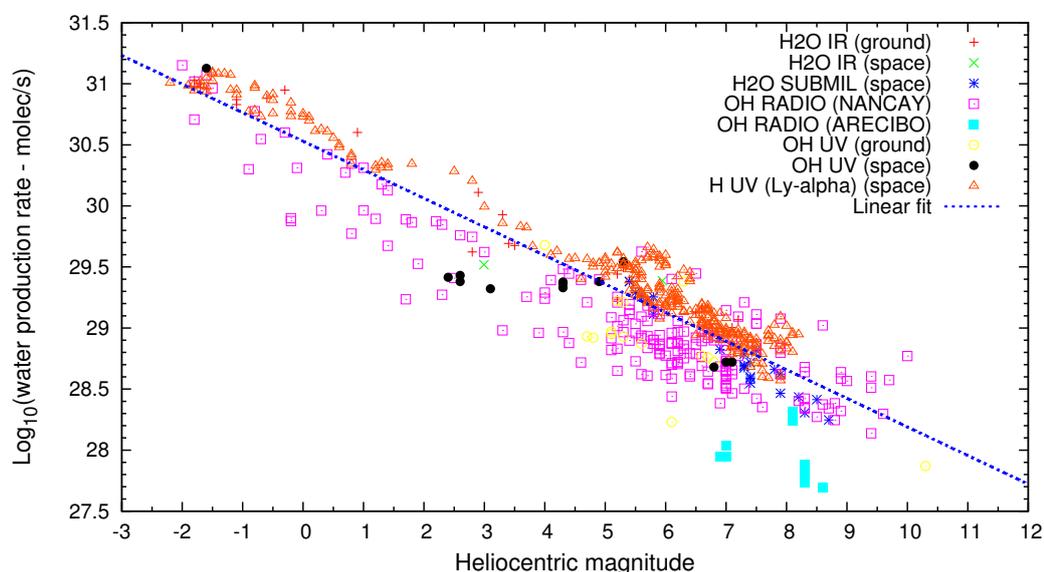


Figura 4.1: Correlación entre magnitudes totales visuales heliocéntricas y tasas de producción de agua para 21 LPCs. Las tasas de producción gaseosa fueron extraídas de diversas fuentes, y las magnitudes fueron estimadas a partir de las curvas de luz definidas en el capítulo 3. Un número final de 522 mediciones, realizadas mediante diferentes técnicas (y métodos tanto directos como indirectos) fueron utilizadas para la regresión lineal mostrada en la figura. Los diferentes símbolos corresponden a las diferentes técnicas, las cuales están expresadas sintéticamente en la parte superior derecha de la gráfica. Las fuentes de los datos sobre tasas de producción gaseosa fueron las siguientes: A'Hearn et al. (1995) (cometas C/1973 E1, C/1982 M1, C/1984 N1, C/1985 R1, C/1986 V1, C/1987 B1, C/1987 P1, C/1988 A1, C/1989 Q1, and C/1989 X1), Bensch et al. (2004) (cometa C/1999 T1), Biver et al. (2009) (cometa C/2001 Q4), Colom et al. (1997) (cometa C/1995 O1), Combi et al. (1998) (cometa C/1996 B2), Combi et al. (2009) (cometa C/2001 Q4), Combi et al. (2005) (cometa C/1996 B2), Combi et al. (2008) (cometas C/1999 H1, C/1999 T1, and C/2000 WM1), Combi et al. (2000) (cometa C/1995 O1), Crovisier et al. (2002) (cometas C/1982 M1, C/1984 N1, C/1985 R1, C/1986 V1, C/1987 B1, C/1987 P1, C/1988 A1, C/1989 Q1, C/18989 W1, C/1989 X1, C/1993 Y1, C/1995 O1, C/1996 B2, C/1996 Q1, C/1999 H1, C/1999 T1, C/2000 WM1, C/2002 V1, C/2002 X5, and C/2002 Y1), Crovisier et al. (1999) (cometa C/1995 O1), Dello Russo et al. (2005) (cometa C/1999 H1), Dello Russo et al. (2000) (cometa C/1995 O1), Drake et al. (1976) (cometa C/1973 E1), Feldman et al. (cometa C/1996 B2), Festou et al. (1996) (cometa C/1996 B2), Hicks and Fink (1997) (cometa C/1996 B2), Lecacheux et al. (2003) (cometa C/2000 WM1), Lecacheux et al. (2004) (cometa C/2001 Q4), Lovell et al. (2008) (cometa C/2007 W1), Lovell et al. (2002) (cometas C/1999 T1 and C/2000 WM1), Mumma et al. (2001) (cometa C/1999 T1), Mumma et al. (1996) (cometa C/1996 B2), Schleicher (2001a) (cometa C/1999 T1), Schleicher (2001b) (cometa C/2000 WM1), Schleicher et al. (1996) (IAU Circ. 6311), Schleicher et al. (1996) (IAU Circ. 6333), Schleicher et al. (1996) (IAU Circ. 6344), Schleicher et al. (1996) (IAU Circ. 6372) (cometa C/1996 B2), Stern et al. (1999) (cometa C/1995 O1), Weaver et al. (1999) (cometa C/1995 O1), Woods et al. (2000) (cometa C/1995 O1), y Woodward et al. (2007) (cometa C/2003 K4). La figura fue extraída de Sosa and Fernández (2011).

tentes entre sí, a pesar de haber sido realizadas mediante diferentes técnicas, dado que se superponen bastante bien en la gráfica. Por otro lado, las mediciones indirectas aparecen más dispersas, con una dispersión creciente hacia las magnitudes más débiles, excepto por las mediciones en Lyman-alfa, las cuales conforman un grupo más compacto, y se superponen bastante bien con las mediciones directas. Como tendencia general, las tasas de producción de agua derivadas de mediciones UV del radical OH parecen ser consistentes con aquellas derivadas de observaciones en radio, excepto por las realizadas desde el radiotelescopio de Arecibo (las cuales han resultado ser substancialmente menores que las determinadas desde el radiotelescopio de Nançay). Aún cuando las tasas de producción de agua derivadas de observaciones del OH parecen en general ser menores que aquellas derivadas de observaciones directas de H₂O o de observaciones en Lyman-alfa de H, la gran dispersión de las mediciones de agua basadas en el OH (que hace que algunas de estas mediciones se superpongan con las mediciones directas) no nos permite concluir acerca de la existencia de un efecto sistemático.

4.2. Determinación de masas

El procedimiento que seguimos para estimar las masas cometarias fue el siguiente: a partir de la Ec. (1.9) calculamos la masa en $N \sim 100$ instantes t_i igualmente espaciados en un intervalo $[t_1, t_N]$, donde t_1 y t_N son los instantes, pre-perihelio y post-perihelio respectivamente, donde el brillo del cometa cae en 2 magnitudes con respecto a su brillo máximo (excepto para los cometas C/1993 Y1, C/1995 Y1, y C/1999 J3, para los cuales solo fue posible bajar en 1 magnitud). A partir de la Ec. (1.9) podemos estimar el valor medio de la masa $\langle M_N \rangle$ de cada cometa como

$$\langle M_N \rangle = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N M_{Ni}, \quad (4.2)$$

donde M_{Ni} es la masa calculada en el instante t_i ($t_1 < t_i < t_N$). También calculamos la desviación estándar como

$$\sigma_M = \sqrt{\frac{1}{N-1} \sum_{i=1}^N (M_{Ni} - \langle M_N \rangle)^2}. \quad (4.3)$$

Como lo indica la Ec. (1.9), el cálculo de las masas cometarias requiere del conocimiento de, además de la aceleración no-gravitacional J , de la velocidad efectiva de eyección gaseosa de las moléculas sublimantes, y de la forma de la curva Q . Supondremos un valor medio $\langle u \rangle = 0.27 \text{ km s}^{-1}$ para la velocidad efectiva de eyección gaseosa, la cual depende de la velocidad térmica media de las moléculas sublimantes, de la transferencia global de momento (i.e. el grado de simetría del flujo de material eyectado), y de la fracción de moléculas del gas que re-impactan en el núcleo. Dicho valor lo obtuvimos como un promedio entre el valor de 0.25 km s^{-1} dado por Wallis and MacPherson (1981); Rickman (1989), y el de $\sim 0.3 \text{ km s}^{-1}$ dado por Peale (1989); Davidsson and Gutiérrez (2004). Para estimar Q usamos la correlación empírica dada por la Ec. (4.1) con nuestros coeficientes calculados en la sección anterior.

Cuadro 4.1: Valor medio y desviación estándar de las masas estimadas.

Comet	$\langle M_N \rangle$ (kg)	$\frac{\sigma_M}{\langle M_N \rangle}$
C/1985 R1	1.1E12	0.17
C/1989 Q1	1.8E12	0.35
C/1990 K1	6.0E12	0.73
C/1993 Y1	7.1E11	0.07
C/1995 O1	1.9E14	0.13
C/1995 Y1	2.5E12	0.04
C/1996 B2	1.9E12	0.53
C/1999 J3	6.1E11	0.06
C/2001 Q4	1.1E13	0.80
C/2002 V1	6.6E12	0.30
C/2002 X5	2.3E12	0.78
C/2003 K4	1.8E13	0.52
C/2004 Q2	1.0E13	0.29
C/2007 F1	7.4E11	0.41
C/2007 W1	4.6E11	0.13

Hacemos notar que la forma de $Q(r)$ difiere de la función estándar $g(r)$ (cf. Ec. (1.6)), tal como lo evidencian las curvas de luz de las Figs. 3.1 y 3.2, las cuales muestran un cierto grado de asimetría con respecto al perihelio. Si la forma de la función Q ajustara exactamente a la de la función g , entonces tendríamos $\sigma_M = 0$, dado que a partir de la Ec. (1.9) podemos ver que M_N es constante si $Q(r) = cte. \times g(r)$ para todo r . Dado que no es éste el caso, tendremos diferentes valores de M_N a medida que r varía. Dado que estamos interesados en un valor medio para M_N (despreciando la pérdida de masa por revolución debida a la sublimación), consideramos las variaciones en M_N debidas a las diferencias entre las funciones $Q(r)$ y $g(r)$ como una fuente de incertidumbre inherente al método, y tomamos la desviación estándar relativa $\frac{\sigma_M}{\langle M_N \rangle}$ como un estimativo de tal incertidumbre. Aquellos cometas con desviaciones estándares relativas grandes, e.g. $\frac{\sigma_M}{\langle M_N \rangle} > 0.5$, serán considerados como casos donde las masas estimadas son demasiado inciertas. Estos cometas serán entonces descartados en los análisis posteriores, dado que para ellos la función g no sería un buen *proxy* para la sublimación del agua.

Los valores medios de las masas estimadas y sus respectivas desviaciones estándares, para la muestra seleccionada de 15 LPCs con buenas curvas de luz y parámetros no-gravitacionales conocidos, se presentan en la Tabla 4.1. Como señalábamos anteriormente, tuvimos que descartar al cometa C/2000 WM1, a pesar de su buena cobertura fotométrica, debido a la anomalía mostrada por su curva de luz. Como vimos, la bondad del ajuste entre las funciones Q y g está relacionada con la desviación estándar relativa $\frac{\sigma_M}{\langle M_N \rangle}$. La Fig. 4.2 muestra algunas gráficas de las funciones Q y g . Finalmente descartamos a los cometas C/1990 K1, C/1996 B2, C/2001 Q4, C/2002 X5 y C/2003 K4, debido al pobre ajuste entre Q y g , el cual se refleja en dispersiones $\frac{\sigma_M}{\langle M_N \rangle} > 0.5$. También descartamos al cometa C/1995 O1 (Hale-Bopp) por razones que serán dadas en la Sección 7.5.

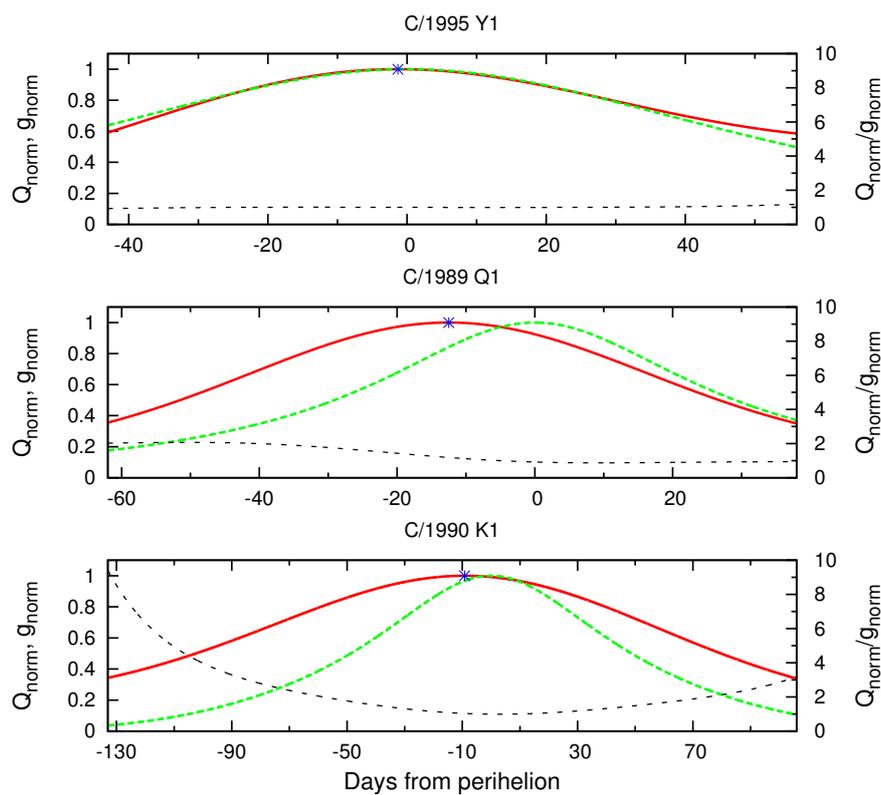


Figura 4.2: Ejemplos de ajustes de distinta calidad entre las tasas de sublimación empírica Q y la estándar g . Ejemplos de un buen ajuste (*panel superior*), un ajuste regular (*panel medio*), y un ajuste malo (*panel inferior*), obtenidos para tres cometas de la muestra estudiada. Q_{norm} representa la función Q normalizada con respecto a su máximo valor (i.e. $Q_{norm} = Q/Q_{max}$). La función g_{norm} se define de manera similar. La curva Q_{norm} está indicada mediante una línea roja continua, la curva g_{norm} mediante una línea verde rayada, y el cociente Q_{norm}/g_{norm} mediante una línea negra punteada. El máximo de la curva Q_{norm} es indicado por un asterisco. La figura fue extraída de Sosa and Fernández (2011).

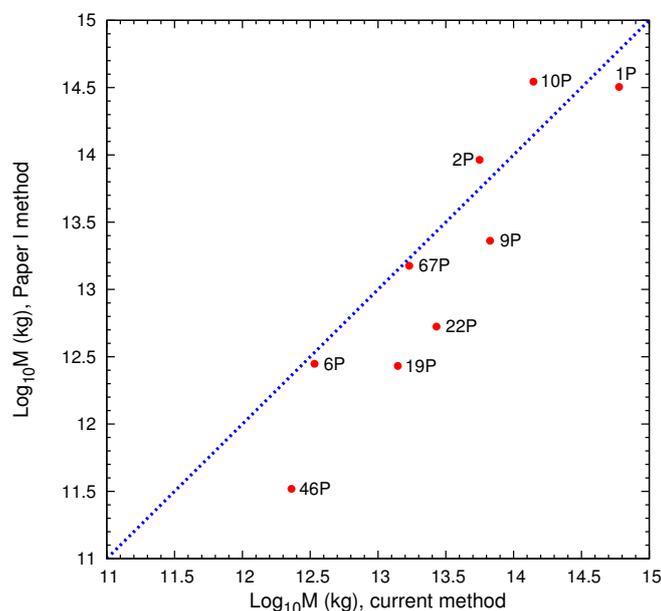


Figura 4.3: Probando el método con una muestra de SPCs. La gráfica muestra el logaritmo de las masas cometarias calculadas con el método utilizado por Sosa and Fernández (2009) en función de las masas calculadas con el método actual. Cada cometa está identificado en la figura con su designación de acuerdo al catálogo 2008 de Marsden y Williams. La figura fue extraída de Sosa and Fernández (2011).

4.2.1. Comprobando el método para una muestra de SPCs

En Sosa and Fernández (2009) estimamos las masas de una muestra selecta de cometas de corto período (SPCs) (períodos orbitales $P < 200$ yr) con buenas curvas de luz visuales, y parámetros no-gravitacionales y tamaños conocidos, basándonos en el cambio observado en sus respectivos períodos orbitales debido a las fuerzas no-gravitacionales. Recalculamos sus masas con el método desarrollado en este trabajo para los LPCs, excepto para los cometas 45P y 81P porque sus masas estimadas eran por lejos las más inciertas. Para ello, usamos los parámetros no-gravitacionales A_1 , A_2 publicados por Marsden and Williams (2008). La Fig. 4.3 muestra las masas calculadas con uno y otro método.

Como lo ilustra la Fig. 4.3, encontramos un acuerdo bastante bueno para cuatro cometas de la muestra (1P, 2P, 6P, 67P), con diferencias dentro de un factor 2, un acuerdo razonable para otros dos cometas (9P, 10P) por un factor 2.5-3, y una discrepancia bastante grande para otros tres cometas (19P, 22P, 46P) por un factor 5-7. Considerando los resultados mostrados por la Fig. 4.3, y teniendo presentes las incertidumbres inherentes a ambos métodos, así como el tamaño relativamente pequeño de la muestra, no podemos ratificar ni descartar que las diferencias encontradas en las masas estimadas sean aleatorias, ni que por el contrario exista un efecto sistemático introducido por el método actual empleado para los LPCs. En cualquier caso, las diferencias en las masas calculadas no modificarían significativamente los resultados, ya que probablemente dichas diferencias estén dentro del

orden de magnitud.

4.3. Tamaños y fracciones de área superficial activa de los núcleos

Una vez estimada la masa M_N , podemos estimar también el radio efectivo nuclear R_N suponiendo una cierta densidad media ρ , por medio de

$$R_N = \left(\frac{3M_N}{4\pi\rho} \right)^{1/3}. \quad (4.4)$$

Finalmente, suponiendo una cierta tasa de producción gaseosa por unidad de área $Z = Z(r)$, podemos estimar también la fracción de superficie activa:

$$f = \frac{Q}{4\pi R_N^2 Z}. \quad (4.5)$$

Tancredi et al. (2006) han calculado valores teóricos de $Z(r)$ suponiendo un núcleo cometario esférico de albedo visual Bond $A_V = 0.04$, y para dos casos extremos: un núcleo isotérmico y un núcleo con el eje de rotación orientado hacia el Sol. También supusieron que el hielo de agua es el único material sublimante. Encontraron poca diferencia entre ambos casos extremos para distancias heliocéntricas $r \lesssim 2$ ua, así que podemos estimar $Z = Z(r)$ mediante un único ajuste polinómico a la curva promedio de las simulaciones de Tancredi et al. Encontramos que el logaritmo de $Z(r)$ puede aproximarse por

$$\log_{10} Z = 20,131 - 8,0459r + 12,188r^2 - 10,85r^3 + 5,2184r^4 - 1,274r^5 + 0,12273r^6, \quad (4.6)$$

con Z en moléculas $\text{s}^{-1}\text{cm}^{-2}$ y r en ua.

Hacemos notar que el procedimiento para estimar las masas cometarias, el cual restringe la variación de la magnitud del cometa en torno al perihelio hasta en unas dos magnitudes, mantiene la distancia heliocéntrica de los LPCs estudiados dentro de las 2 ua del Sol (excepto para el cometa C/2001 Q4, el cual recién baja su brillo en dos magnitudes respecto al máximo para $r \sim 2.3$ ua). En consecuencia, podemos aplicar con cierta confianza el polinomio dado por la Ec. (4.6) para el cálculo de las fracciones de superficie activa en el intervalo de tiempo abarcado por nuestro estudio.

Calculamos entonces, a partir de las Ecs. (4.4) y (4.5), el valor medio y la desviación estándar del radio efectivo nuclear y de la fracción de superficie activa f para la muestra reducida de 9 LPCs (de aquí en más LPCs *filtrados*), i.e. eliminando Hale-Bopp y aquellos cometas con $\frac{\sigma_M}{\langle M_N \rangle} > 0.5$. Los resultados se presentan en la Tabla 4.2 y se grafican en la Fig. 4.4. Los valores de la desviación estándar en f fueron redondeados a dos dígitos con una cifra decimal (y por eso figuran un par de valores como 0.0). A efectos comparativos, también graficamos f versus R_N para la muestra seleccionada de SPCs de la Fig. 4.3 más 103P/Hartley 2. Los valores de f

Cuadro 4.2: Tamaños y fracciones de superficie activa estimadas (†).

Comet	$\langle R_N \rangle \pm \sigma$ (km)	$\langle f \rangle \pm \sigma$
C/1985 R1	0.88 ± 0.05	1.4 ± 0.1
C/1989 Q1	1.00 ± 0.12	1.6 ± 0.2
C/1993 Y1	0.75 ± 0.02	1.4 ± 0.0
C/1995 Y1	1.14 ± 0.02	1.3 ± 0.0
C/1999 J3	0.71 ± 0.01	1.8 ± 0.0
C/2002 V1	1.57 ± 0.16	0.8 ± 0.1
C/2004 Q2	1.82 ± 0.17	2.4 ± 0.2
C/2007 F1	0.75 ± 0.10	1.4 ± 0.1
C/2007 W1	0.65 ± 0.03	2.3 ± 0.1

(†) suponiendo una densidad de masa igual a 0.4 g cm^{-3}

de los SPCs fueron tomados de Fernández (2005), Tabla 9.1, y los correspondientes valores de R_N fueron extraídos de Sosa and Fernández (2009), Tabla 5, excepto el radio del 103P que fue tomado de Lisse et al. (2009). Para comprobar la validez de nuestro método, también graficamos las parejas de valores calculados (f, R_N) para los SPCs de la Fig. 4.3 a partir de sus masas estimadas aplicando el método actual y las Ecs. (4.4) y (4.5) (103P no fue incluido en este cálculo). Hallamos en general un buen acuerdo entre los valores de f calculados para los SPCs mediante el método actual y los valores de f extraídos de Fernández (2005) para los mismos cometas.

En la Fig. 4.4 podemos ver que los LPCs parecen ser mucho más activos que los SPCs, y, sorprendentemente, con fracciones de superficie activa $f > 1$ (excepto para el cometa C/2002 V1, el cual presenta un valor de f ligeramente por debajo de uno). Solamente el cometa 6P presenta una gran discrepancia (por un factor de 10) en los valores calculados de f . Esto es debido a una diferencia por el mismo factor entre los valores de Q estimados en Sosa and Fernández (2009) con el extraído de Fernández (2005), Tabla 9.1, y, en consecuencia, no se trata de un problema inherente al método desarrollado en este trabajo, al menos para este cometa en particular. La primera pregunta que podría surgir es si existe algún problema en nuestro método. El hecho de que cuando aplicamos el mismo método a los SPCs obtenemos valores de $f \ll 1$ para la mayoría de ellos (tal como se espera de cometas evolucionados, ver Fernández et al. 1999) nos da una cierta confianza en que los valores de f calculados para los LPCs no han sido sistemáticamente sobreestimados. Por consiguiente, si los valores obtenidos de $f > 1$ no son un artefacto de nuestro método, la hipótesis de una posible hiper-actividad en los LPCs surge como una alternativa. Esta idea es analizada en la Sección 7.4.

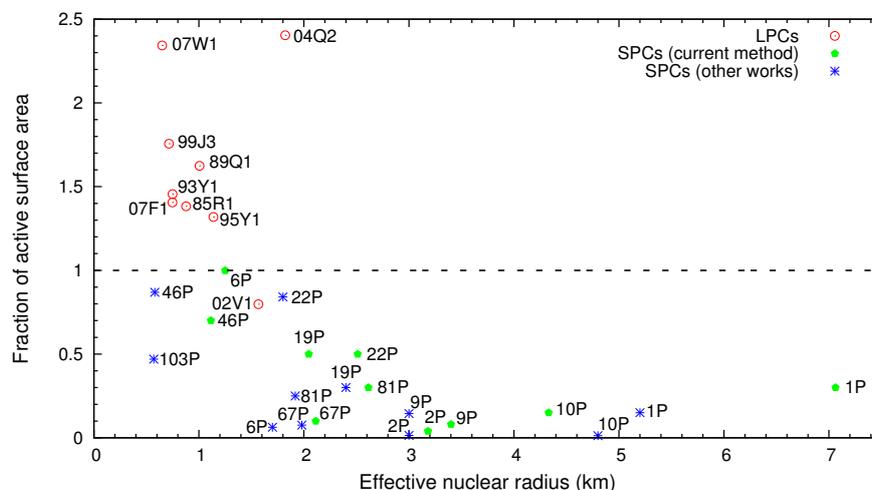


Figura 4.4: Fracciones de superficie activa en función de los tamaños estimados, para los LPCs filtrados, y para los SPCs (los mismos que aquellos de la Fig. 4.3, pero incluyendo a 103P/Hartley 2). La expresión *other works* en la esquina superior derecha de la figura se refiere a los valores de la fracción f mostrados en la Tabla 9.1 de Fernández (2005), y a los valores de R_N de la Tabla 5 de Sosa and Fernández (2009), excepto para el cometa 103P/Hartley 2 para el cual hemos utilizado el tamaño estimado por Lisse et al. (2009). La figura fue extraída de Sosa and Fernández (2011).

4.4. Correlación entre masas y magnitudes totales absolutas

Calculamos las parejas de parámetros $\{H, n\}$ para cada uno de los LPCs filtrados (es decir para la muestra reducida de 9 LPCs), mediante una regresión lineal entre el logaritmo de las distancias heliocéntricas y las magnitudes heliocéntricas (inferidas de las respectivas curvas de luz), evaluadas en los instantes observacionales. En la Tabla 4.3 se muestran el índice fotométrico pre-perihelio n_1 , el índice fotométrico post-perihelio n_2 , el promedio $\langle n \rangle$ de n_1 y n_2 , y la diferencia $\Delta n = n_1 - n_2$, obtenida para cada cometa de la muestra estudiada. Idem para las magnitudes totales absolutas H , calculadas como el valor de m_h medido a $r = 1$ ua (pre- y post-perihelio). La Tabla 4.3 también muestra la magnitud absoluta pre-perihelio estimada H_1 , la magnitud absoluta post-perihelio estimada H_2 , el promedio $\langle H \rangle$ de H_1 y H_2 , y la diferencia $\Delta H = H_1 - H_2$. Tal como puede verse en la Tabla 4.3, la mayoría de los cometas estudiados no presentan diferencias significativamente grandes entre los valores pre- y post-perihelio de H (algo esperado por sus curvas de luz, las cuales son más o menos simétricas y varían suavemente con el tiempo, es decir que estos cometas presentan un comportamiento fotométrico "normal", o sea sin evidencias de *outbursts* o de otro evento anómalo como desintegración, etc). Luego, podemos tomar el promedio $\langle H \rangle$ como un valor representativo de la magnitud total absoluta de cada cometa.

La Fig. 4.5 grafica el logaritmo de las masas estimadas $\langle M_N \rangle$ en función

Cuadro 4.3: Índices fotométricos y magnitudes totales absolutas estimados.

Comet	n_1	n_2	$\langle n \rangle$	Δn	H_1	H_2	$\langle H \rangle$	ΔH
C/1985 R1	3.7	4.0	3.9	-0.3	8.0	8.6	8.3	-0.6
C/1989 Q1	2.6	3.5	3.0	-0.9	7.0	8.1	7.5	-1.1
C/1993 Y1	2.9	3.6	3.3	-0.7	8.7	8.6	8.7	+0.1
C/1995 Y1	4.9	3.4	4.2	+1.5	7.3	7.4	7.3	-0.1
C/1999 J3	6.9	5.4	6.2	+1.5	8.4	8.5	8.4	-0.1
C/2002 V1	2.8	2.5	2.7	+0.3	6.6	5.7	6.1	+0.9
C/2004 Q2	3.2	3.1	3.2	+0.1	5.2	5.2	5.2	+0.0
C/2007 F1	1.9	1.7	1.8	+0.2	7.5	8.4	8.0	-0.9
C/2007 W1	2.8	3.6	3.2	-0.8	8.4	8.5	8.5	-0.1

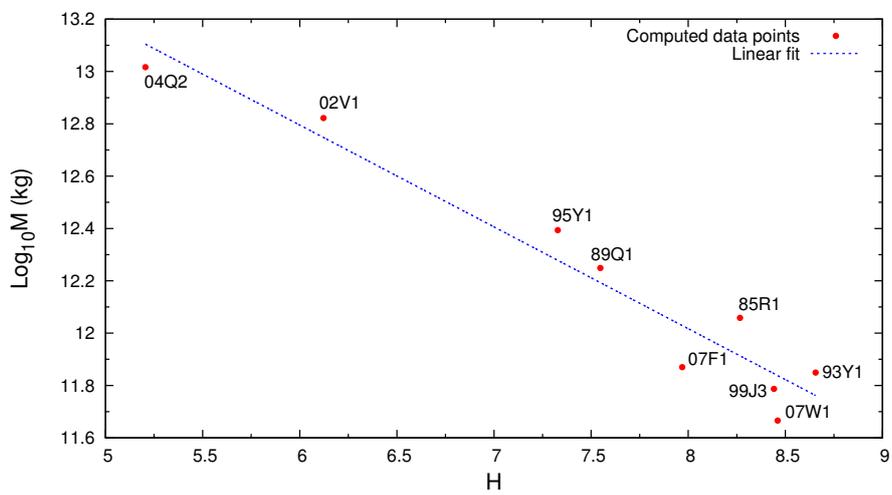


Figura 4.5: Logaritmos de las masas calculadas en función de las magnitudes totales absolutas estimadas, para los LPCs filtrados. La figura fue extraída de Sosa and Fernández (2011).

de las magnitudes absolutas $\langle H \rangle$, para los LPCs filtrados. Encontramos una correlación lineal entre ambos parámetros con un coeficiente de regresión de -0.989, dado por:

$$\log_{10} M_N \simeq 15,1 - 0,39H. \quad (4.7)$$

La Ec. (4.7) puede expresarse en función del diámetro $D = 2R_N$, sustituyendo $M_N = \frac{4}{3}\pi R_N^3 \rho$, obteniendo:

$$\log_{10} D \simeq 5,1 - \log_{10} \rho - 0,13H, \quad (4.8)$$

Si suponemos una densidad media $\rho = 0.4 \text{ g cm}^{-3}$, y expresamos D en km en lugar de cm, a partir de la Ec. (4.8) finalmente obtenemos:

$$\log_{10} D(km) \simeq 1,2 - 0,13H, \quad (4.9)$$

La Ec. (4.9) puede compararse con la relación semi-empírica de Öpik-Kresák publicada por Kresák (1978):

$$\log_{10} D(km) = 2,1 - 0,2H_{10}, \quad (4.10)$$

donde la magnitud absoluta H_{10} puede ser calculada a partir de la Ec. (1.10) imponiendo $n = 4$, valor que tiene una justificación empírica como el promedio de las pendientes de un gran número de curvas de luz observadas (Whipple 1978). Para nuestra muestra reducida de LPCs obtenemos una pendiente promedio de $\simeq 3$, en buen acuerdo con el valor promedio hallado por Green (1995) para cometas con períodos orbitales de por lo menos varias decenas de años, y con el valor promedio hallado por Whipple (1978) para cometas nuevos (i.e. aquellos en órbitas cuasi-parabólicas, supuestamente provenientes de la Nube de Oort). Pero, si $r \sim 1 \text{ ua}$, el segundo término en el miembro derecho de la Ec. (1.10) se desvanece y entonces $H_{10} \sim H$. Dado que nuestra muestra fue observada a distancias heliocéntricas cercanas a 1 ua, podemos sustituir H_{10} por H en la Eqc. (4.10) y compararla directamente con nuestra correlación (Ec. (4.9)).

La correlación Öpik-Kresák puede derivarse a partir de un modelo simple de núcleo cometario donde el brillo total B_T varía según el área superficial total, i.e.

$$B_T \propto D^2. \quad (4.11)$$

La magnitud absoluta se relaciona con el brillo total mediante:

$$H = C_1 + 2,5 \log_{10} B_T. \quad (4.12)$$

Luego, a partir de las Ecs. (4.11) y (4.12) tendremos:

$$\log_{10} D = C_2 - 0,2H. \quad (4.13)$$

donde C_1 y C_2 son constantes. Si adoptamos $C_2 = 2.1$ obtenemos la relación dada por Kresák (1978).

Fernández et al. (1999) desarrollaron un modelo para el brillo total de una coma compuesta por polvo y gas, suponiendo que la mayor parte del brillo se debía a la luz solar dispersada por las partículas de polvo, y considerando además que la

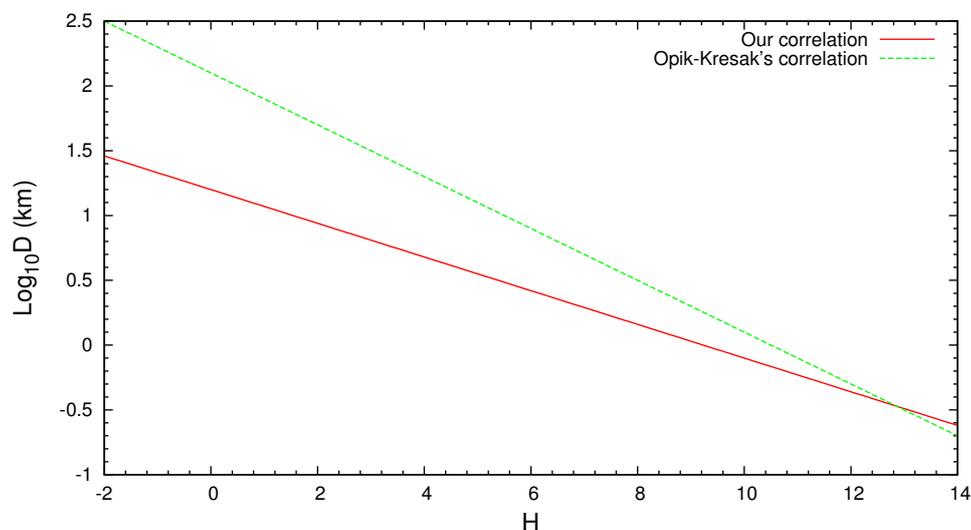


Figura 4.6: Logaritmos de los diámetros de los núcleos cometarios en función de las magnitudes totales absolutas. Nuestra correlación empírica (Ec. (4.9)) se muestra en línea continua, mientras la correlación de Öpik-Kresák (Ec. (4.10)) se indica mediante una línea a trazos. La figura fue extraída de Sosa and Fernández (2011).

velocidad terminal de las partículas de polvo desprendidas por el núcleo era una función de la masa cometaria. Ellos hallaron la siguiente relación:

$$B_T \propto D^3, \quad (4.14)$$

cuando el límite de la coma es fijado por su desvanecimiento en el cielo de fondo (tal como se espera para los cometas observados a través de un campo de visión grande, como en el caso de observaciones visuales realizadas mediante instrumentos de pequeña abertura, o sea como en el caso de las observaciones fotométricas utilizadas en nuestro trabajo). Luego, a partir de las Ecs. (4.12) y(4.14) tendremos:

$$\log_{10} D = C_3 - 0,13H. \quad (4.15)$$

Si adoptamos $C_3 = 1.2$ obtenemos la Ec. (4.9), lo cual muestra un excelente acuerdo entre nuestra relación empírica y el resultado teórico de Fernández et al. (1999). Nuestra correlación predice tamaños menores de los núcleos cometarios (y en consecuencia masas menores) para cometas más brillantes que $H \sim 12.8$, en comparación con la predicción de Kresák (Fig. 4.6).

Es interesante notar que para el cometa C/1995 O1 (Hale-Bopp), de acuerdo a nuestra estimación de $H \simeq -1.25$ para este cometa, nuestra correlación (Ec. (4.9)) predice un diámetro $D \sim 46$ km, lo cual está en buen acuerdo con otras estimaciones (ver Sección 7.5). La correlación de Öpik-Kresák predice en cambio un diámetro nuclear extremadamente grande ($D \sim 224$ km) para el mismo valor de magnitud H .

Capítulo 5

LPCs cercanos a la tierra

Presentamos y analizamos aquí los resultados obtenidos para los LPCs cercanos a la Tierra.

5.1. La tasa de descubrimiento

En esta sección analizamos la completitud de la muestra 2 de LPCs, e investigamos la existencia potencial de sesgos observacionales.

En la Fig. 5.1 graficamos el año de descubrimiento de los LPCs con $q < 1,3$ ua para el período 1900-2009 versus sus magnitudes totales absolutas. Observamos que la mayoría de las magnitudes se encuentran por debajo de $H \simeq 12$, y que este “techo” ha cambiado muy poco a través del tiempo, a pesar de las grandes campañas observacionales sistemáticas implementadas durante las dos últimas décadas. Por el contrario, estas campañas han contribuído enormemente al incremento dramático en la tasa de descubrimiento de los NEAs en órbitas cometarias más débiles que la magnitud 14, con el agregado de unos pocos objetos extremadamente débiles (magnitudes 25-30). Esto concuerda con la conclusión alcanzada por Francis (2005), quien encontró muy pocos LPCs con $H > 11$ a partir del análisis de una muestra más restringida de LPCs descubiertos por LINEAR con pasajes por el perihelio comprendidos entre el 1 de Enero de 2000 y el 31 de Diciembre de 2002.

También notamos en la Fig. 5.1 que la densidad de puntos para los cometas descubiertos tiende a incrementarse de alguna manera con el tiempo. Podemos distinguir tres regiones: la parte menos densa correspondiente al período (en años) 1900-1944, una zona intermedia para el intervalo 1945-1984, y la región más densa para el intervalo 1985-2009. El hecho de que tal incremento haya sido solamente muy moderado en el siglo pasado, y que se haya mantenido más o menos constante en los últimos 25 años, nos sugiere que la tasa de descubrimiento ha llegado cerca de su completitud, al menos para las magnitudes $H \lesssim 9$.

Hemos investigado también posibles efectos de selección que hayan afectado, o estén afectando aún, a la tasa de descubrimiento. A esto nos referiremos en las dos secciones siguientes.

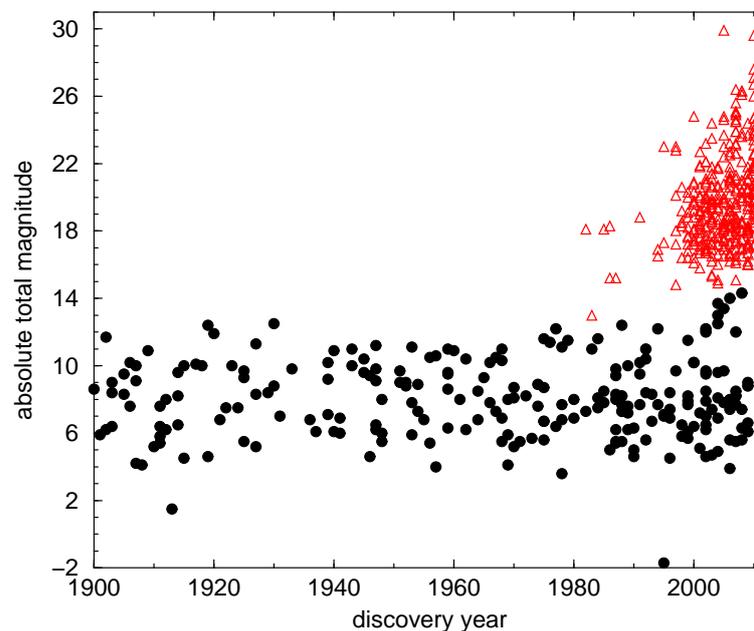


Figura 5.1: Año de descubrimiento en función de la magnitud absoluta para 232 LPCs (con $q < 2$ AU) (círculos llenos) y 375 NEAs en órbitas cometarias (distancias afélicas $Q > 4.5$ ua) (triángulos rojos). Dado que los NEAs son cuerpos inactivos, "magnitud total" significa magnitud nuclear para estos cuerpos. La figura fue extraída de Fernández and Sosa (2012).

5.1.1. El efecto Holetschek

El descubrimiento potencial de LPCs (i.e. cometas que han sido observados una sola vez durante la era de la observación científica) es función de su brillo (el cual a su vez depende de la distancia perihélica) y de la geometría cometa-Sol-Tierra. El efecto Holetschek es el efecto mejor conocido (e.g. Everhart, 1967a; Kresák, 1975), y está asociado con el hecho de que los cometas que alcanzan el perihelio en el lado opuesto al Sol, visto desde la Tierra, tienen menor probabilidad de ser descubiertos. Este efecto se aplica esencialmente a aquellos cometas en órbitas de cruce o de aproximación con la Tierra. En la Fig. 5.2 mostramos las diferencias en la longitud heliocéntrica Δl entre los cometas y la Tierra calculadas para el instante del pasaje por el perihelio para cada cometa (las efeméridas fueron calculadas mediante el integrador orbital *Horizons* del JPL). En la figura podemos ver que el efecto Holetschek es importante para los cometas observados entre 1900 y 1944, es menos importante para los cometas observados entre 1945 y 1984, y es despreciable para los cometas observados entre 1985 y 2009, i.e. cuando comenzaron a operar las campañas de búsqueda con detectores CCD. En consecuencia, consideraremos a la submuestra de LPCs observados entre 1985 y 2009 como una muestra no sesgada, al menos en lo que atañe a este efecto.

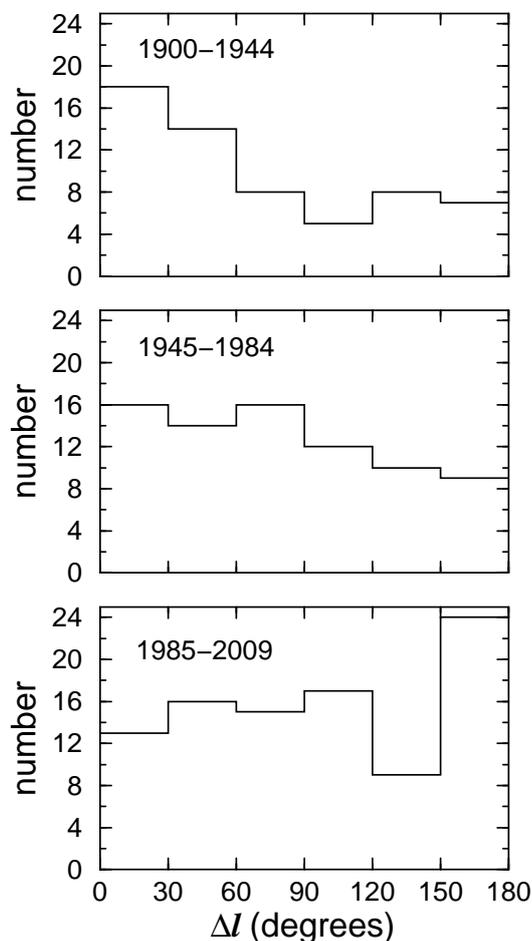


Figura 5.2: Histogramas de la diferencia de longitudes $\Delta l = l_c - l_{\oplus}$, donde l_c es la longitud heliocéntrica del cometa en el perihelio, y l_{\oplus} es la longitud heliocéntrica de la Tierra para dicho instante, para las muestras de LPCs indicadas en los respectivos paneles. El histograma correspondiente al intervalo entre 180° y 360° se ha superpuesto al correspondiente entre 0° y 180° . En las dos muestras más antiguas se aprecia una disminución en el número de cometas que alcanzan el perihelio con $\Delta l \simeq 180^\circ$ (efecto Holetschek). La figura fue extraída de Fernández and Sosa (2012).

5.1.2. La asimetría Norte-Sur

Investigamos también si existía un predominio de descubrimientos desde el Hemisferio Norte con respecto al Hemisferio Sur. La distribución del seno de la declinación δ de los cometas para la época del descubrimiento no muestra ninguna caída significativa para altas declinaciones sur ($\delta < -30^\circ$). En consecuencia concluimos en que la cobertura desigual de los hemisferios Norte y Sur ha tenido poco efecto en la tasa de descubrimientos cometarios, al menos para los LPCs con $q < 1.3$ ua descubiertos durante el último siglo.

5.2. Distribución acumulativa de magnitudes totales absolutas

5.2.1. La muestra de LPCs para el período 1900-2009

En la Fig. 5.3 presentamos el logaritmo del número cumulativo de cometas $N_{<H}$ con magnitudes totales absolutas menores que un valor específico H , en función de la magnitud absoluta, para la muestra entera de cometas descubiertos entre 1900 y 2009, y para tres submuestras: 1900-1944, 1945-1984, y 1985-2009. Hemos normalizado el número de cometas descubiertos dentro de los diferentes períodos a cometas siglo⁻¹. Encontramos que dentro de cierto rango de H , $\log_{10} N_{<H}$ ajusta bien a una relación lineal:

$$\log_{10} N_{<H} = \alpha H + C, \quad (5.1)$$

donde C es una constante, y la pendiente hallada vale $\alpha = 0.56 \pm 0.10$ para cometas con $4.0 \leq H < 5.8$, y vale $\alpha = 0.20 \pm 0.02$ para cometas con $5.8 \leq H < 8.6$, tal como se infiere de la que consideramos la submuestra menos sesgada; es decir para los LPCs descubiertos en el período 1985 - 2009 (ver el panel inferior izquierdo de la Fig. 5.3). Hacemos notar que utilizamos todos los cometas observados en el período 1985-2009 para determinar las pendientes de la ecuación (5.1), incluyendo a aquellos pertenecientes a la clase de menor calidad (clase D). Cuando repetimos los análisis anteriores pero considerando únicamente las clases de calidad A, B y C, encontramos variaciones en las pendientes muy menores, de un par de centésimas a lo sumo, así que decidimos mantener los resultados para la muestra entera.

Encontramos comportamientos similares para las otras submuestras, esto es una pendiente pronunciada hasta $H \sim 6$, y una pendiente suave desde allí hasta $H \sim 8.6$. Los valores derivados son algo menores: $\alpha \sim 0.35 - 0.47$ para la primera rama, $\alpha \sim 0.16 - 0.19$ para la segunda, aunque debemos tener en cuenta que estas submuestras son presumiblemente incompletas, lo cual afecta a los valores calculados de α . Podemos incluso argumentar que los cometas más débiles tienen mayor probabilidad de no ser detectados que los más brillantes, y por ello las distribuciones acumulativas de magnitud afectadas de sesgos serían más achatadas que las verdaderas (i.e. no sesgadas), lo cual explicaría los valores más bajos de α hallados para las submuestras más viejas.

5.2.2. Los cometas antiguos

La inspección de la muestra entera de la Fig. 5.3 (panel inferior derecho) nos sugiere que la distribución acumulativa de los cometas más brillantes que $H \simeq 4$ tiende a aplanarse, es decir que parecen existir más cometas brillantes que los esperados a partir de la extrapolación a magnitudes más brillantes de la pendiente hallada para magnitudes $4.0 \leq H < 5.8$. Desafortunadamente el número de cometas con $H < 4$ observado durante 1900-2009 es demasiado bajo para extraer alguna conclusión firme. Para conocer un poco más sobre el extremo más brillante de la distribución de magnitudes debemos recurrir a muestras de cometas observados durante un período de tiempo más largo. Compilamos entonces una muestra de LPCs más brillantes que $H = 4.5$ observados durante 1500-1900. Nuestra fuente principal

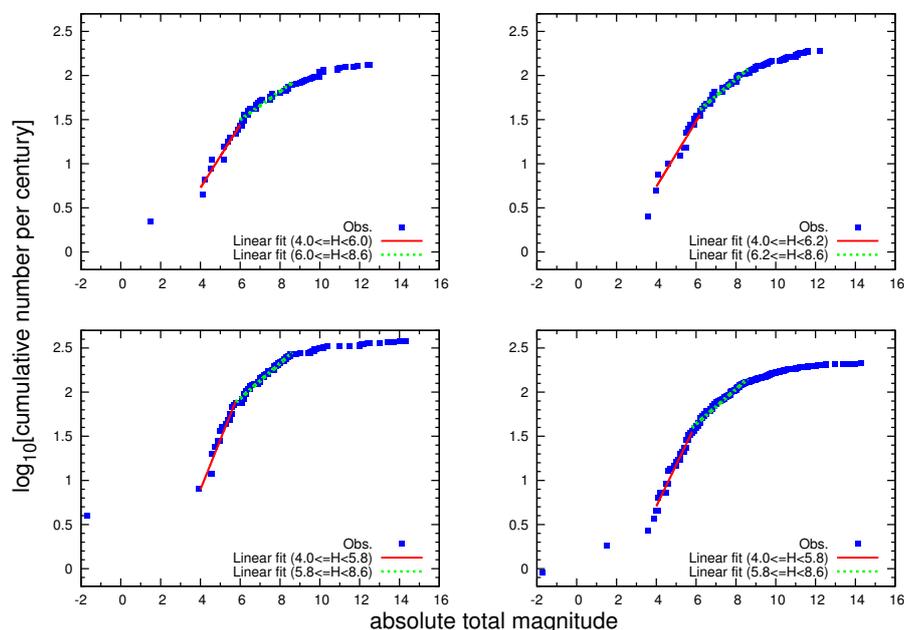


Figura 5.3: Distribución acumulativa de las magnitudes absolutas para las muestras: 1900-1944 (*panel superior izquierdo*), 1945-1984 (*panel superior derecho*), 1985-2009 (*panel inferior izquierdo*), y la muestra entera 1900-2009 (*panel inferior derecho*). La figura fue extraída de Fernández and Sosa (2012).

fue el catálogo de Vsekhsvyatskii's (1964b), complementado con datos de Kronk y Hasegawa. Aún cuando los datos fotométricos de los cometas antiguos podrían ser considerados como de menor calidad al compararlos con los datos de los cometas modernos, al presente es la única fuente de información disponible. La Fig. 5.4 muestra la tasa de descubrimiento de los LPCs con $q < 1.3$ ua más brillantes que $H = 4.5$ descubiertos en el período 1500-2009. Observamos un flujo bastante constante, al menos desde 1600 hasta el presente (período que corresponde aproximadamente a la era telescópica cuando las observaciones fotométricas se volvieron más precisas y sistemáticas), lo cual sugiere que el grado de completitud para el descubrimiento de cometas brillantes ha sido muy alto desde entonces.

La Fig. 5.5 muestra la distribución acumulativa de H para cometas más brillantes que $H=4$. Para comprobar cuán sensible es el ajuste lineal a pequeños cambios en la muestra, probamos a ajustar diferentes submuestras (las indicadas en la figura). Las submuestras de la Fig. 5.5 no incluyen al cometa más brillante (Hale-Bopp con $H=-1.7$), dado que su posición tan apartada en el extremo más brillante de la distribución le confiere demasiado peso en el cálculo de la pendiente. En el caso de las muestras correspondientes a 1650-2009 y a 1800-2009, analizamos dos ajustes lineales; uno hasta $H = 4$, y el otro hasta $H = 3.2$. Para $H = 4$ obtuvimos las pendientes 0.32 y 0.26 para las muestras de 1650-2009 y de 1800-2900, respectivamente, mientras para $H = 3.2$ las respectivas pendientes disminuyeron un poco, alcanzando valores de 0.28 y 0.24, respectivamente. El ligero incremento en la pendiente calculada cuando pasamos del límite en $H=3.2$ a $H=4$ podría atribuirse al acercamiento

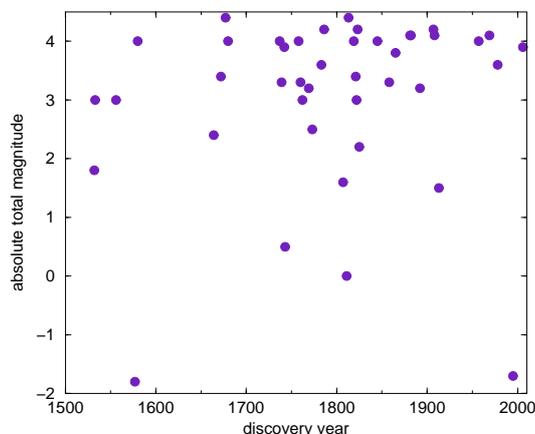


Figura 5.4: Año de descubrimiento en función de la magnitud absoluta para la muestra de 34 LPCs antiguos (1500-1899) más 8 LPCs modernos (1900-2009) más brillantes que $H = 4.5$. La figura fue extraída de Fernández and Sosa (2012).

al quiebre encontrado en $H \sim 4$ y al pasaje a una pendiente mucho más empinada para cometas más débiles que $H \sim 4$. También encontramos que las pendientes calculadas para la muestra más restringida de 1800-2009 son algo mayores que las halladas para la muestra entera de 1650-2009, lo cual podría atribuirse a la mayor incompletitud de la muestra más antigua correspondiente a 1650-1800.

También hemos comprobado la robustez de los resultados anteriores considerando dos casos extremos: uno incluyendo al cometa más brillante Hale-Bopp, y el segundo removiendo de la muestra a los dos cometas más brillantes (Hale-Bopp y C/1811 F1 con $H = 0$). En el primer caso obtenemos valores en el rango 0.17 - 0.24 para la pendiente; en el segundo caso obtenemos valores entre 0.33 - 0.38. Como conclusión, a partir del análisis de las diferentes submuestras, las cuales contemplan diferentes rangos de H y dos períodos de tiempo, podemos calcular una pendiente promedio en torno a 0.28 con una incertidumbre estimada de ± 0.1 .

5.2.3. La muestra entera

La Fig. 5.6 muestra las distribuciones acumulativas concatenadas de H para la muestra de LPCs brillantes ($H < 4$) observados durante 1650-2009, y la muestra de LPCs que hemos supuesto más libre de sesgos con magnitudes $H \geq 4$ para el período 1985-2009, donde ambos ajustes lineales fueron normalizados a unidades de cometas siglo⁻¹. La distribución concatenada presenta tres segmentos: uno para los cometas brillantes ($H < 4$) con una pendiente de 0.28, otros para aquellos LPCs con brillo intermedio ($4 \leq H < 5.8$) con una pendiente de 0.56, y otro para los cometas menos brillantes ($5.8 \leq H < 8.6$) con una pendiente de 0.20, tal como fue hallado en las secciones 5.2.1 y 5.2.2, respectivamente. La distribución acumulativa tiende a aplanarse para cometas más débiles que ~ 8.6 , y ya no crece más para $H \gtrsim 12$, lo cual concuerda con lo dicho previamente acerca de la escasez de LPCs más débiles que $H \simeq 12$.

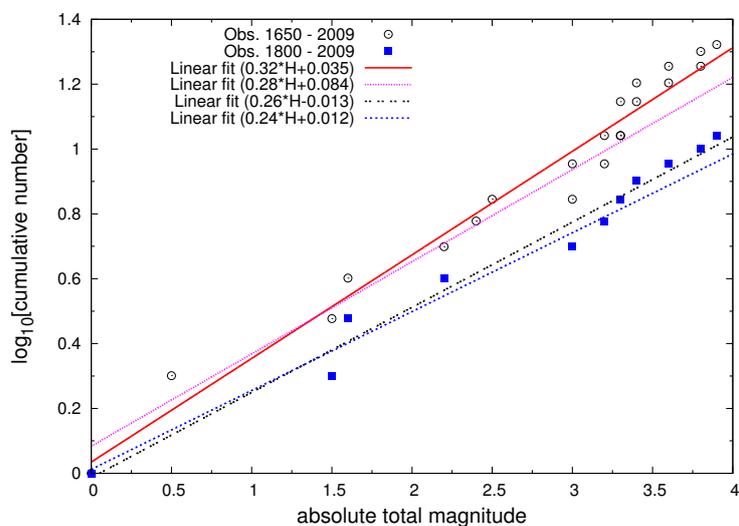


Figura 5.5: Distribuciones acumulativas de las magnitudes absolutas para distintas submuestras de los LPCs más brillantes con $H < 4$ observados durante el período 1650 - 2009. El cometa más brillante de la muestra, C/1995 O1 (Hale-Bopp), no fue tenido en cuenta para los ajustes lineales mostrados en la figura. La figura fue extraída de Fernández and Sosa (2012).

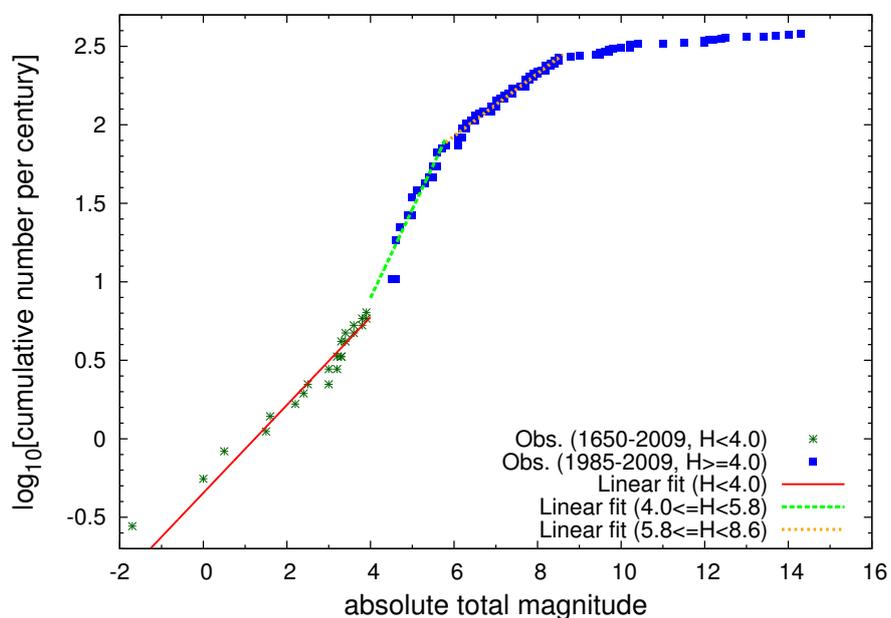


Figura 5.6: Distribución acumulativa de las magnitudes absolutas para los LPCs brillantes ($H < 4$) observados entre 1650 y 2009, y para los LPCs con $H \geq 4$ observados entre 1985 y 2009. La figura fue extraída de Fernández and Sosa (2012).

Podemos transformar la ley que representa la distribución acumulativa de magnitudes $\log_{10} N_{<H} = C + \alpha H$, en una ley para la distribución acumulativa de tamaños (CSD), $N_{>R}$, por medio de la relación entre el radio R y la magnitud H dada por la Ec. (1.1), obteniendo:

$$N_{>R} = AR^{-s}, \quad (5.2)$$

donde A es un factor de normalización, el exponente $s = \alpha/b$, y $b=0.13$ (cf. Ec. (1.1)). Igualmente, a partir de la Ec. (1.1) podemos convertir rangos de magnitudes en rangos de R , como se muestra en la Tabla 5.1. La tabla también muestra los valores de los parámetros A y s obtenidos para las soluciones de mejor ajuste. Con los valores de A de la Tabla 5.1 obtenemos números cumulativos expresados en cometas siglo^{-1} .

Cuadro 5.1: Valores numéricos de los parámetros A y s de la ecuación (5.2)

Rango de R (km)	A	s
$R > 2.4$	38.8	2.15 ± 0.75
$1.4 < R \leq 2.4$	329	4.31 ± 0.80
$0.6 < R \leq 1.4$	130	1.54 ± 0.15

Como mencionamos en la Introducción, han habido pocos estudios de la distribución de magnitudes de los LPCs, así como de la distribución de sus tamaños. El quiebre de la distribución de magnitudes en $H \simeq 6$ es una característica bien establecida (e.g. Everhart 1967b, Sekanina y Yeomans 1984). A partir del análisis de la distribución de magnitudes de LPCs observados entre 1830-1978, Donnison (1990) deriva una pendiente $\alpha \simeq 0.34$ para cometas con $H < 6$. A partir del estudio de la muestra de Vsekhsvyatskii, Hughes (2001) encuentra una pendiente $\alpha \simeq 0.36$ en el rango $3.5 \lesssim H \lesssim 6.6$. Esto corresponde a un exponente $s = 2.77$ en la distribución acumulativa de R , i.e. Hughes obtiene algo intermedio entre nuestros valores calculados de α y s para nuestra primera y segunda ramas ($H < 4$ y $4 \leq H < 5.8$). El problema es que Hughes trabajó con LPCs de todas las distancias perihélicas, y por tanto incluyó en su muestra a cometas distantes con estimaciones de H muy inciertas, y más afectadas por efectos de selección observacional.

También podemos comparar nuestra CSD hallada para los LPCs con aquellas derivadas para otras poblaciones. Tancredi et al. (2006) hallan un exponente $s = 2.7 \pm 0.3$ para una muestra de JFCs con magnitudes nucleares bien determinadas y $q < 2.5$ ua. Por otro lado, Lamy et al. (2004) derivaron un valor menor de $s \simeq 1.9 \pm 0.3$. Snodgrass et al. (2011) realizaron recientemente una revaluación de la CSD de los JFCs que les condujeron a una valor algo mayor de la pendiente: $s = 1.92 \pm 0.20$ aplicable a cometas con radios ≥ 1.25 km. La muestra de JFCs considerada por estos autores cubre un rango de radios que abarcan desde sub-km a varios km, i.e. se superpone aproximadamente con parte del primer segmento, y con el segundo y tercer segmentos, de nuestra CSD para la cual derivamos exponentes de 2.15, 4.31 y 1.54, respectivamente.

Los modelos teóricos pueden contribuir a una mejor comprensión de estas distribuciones. Por ejemplo, Dohnanyi (1969) derivó un exponente $s = 2.5$ para una población en equilibrio colisional. Kenyon and Bromley (2012) han considerado un disco protoplanetario dividido en 64 anillos cubriendo un rango de distancias a la estrella central entre 15 - 75 ua. Ellos simularon la evolución de un enjambre de planetesimales distribuidos entre los diferentes anillos según una densidad superficial predeterminada para el disco. La población evolucionó a través de un proceso de coagulación y fragmentación que condujo a unos pocos oligarcas (grandes embriones planetarios), y a un gran número de planetesimales que evolucionaron posteriormente a través de colisiones destructivas por bastante tiempo. Lo que resulta interesante en relación a nuestro trabajo es que Kenyon y Bromley encontraron un exponente $s = 2$ para la CSD de la población evolucionada que se mantiene en el rango $R \sim 10 - 100$ km, mientras el exponente es algo mayor que 2 en el rango 1 - 10 km. Luego, los resultados de Kenyon and Bromley (2012) concuerdan muy bien con nuestro valor calculado de $s = 2.15$ para los LPCs más brillantes $H < 4$ ($R \gtrsim 2.4$ km). Más aún, la población de cometas más grandes podría ser precisamente la que mejor preserve la distribución primordial de tamaños. Como veremos más adelante, los LPCs más pequeños podrían haber sufrido fenómenos recientes en su aproximación al Sol, tales como fragmentación en uno o más pedazos o desintegración en polvo meteorítico, que hubieran modificado significativamente su distribución primordial en una con distintas pendientes, como se muestra en la Fig. 5.6.

5.3. Distribución acumulativa de tamaños

En esta sección presentamos un modelo numérico que combina efectos físicos y dinámicos, y que busca explicar las principales características observadas de la distribución acumulativa de LPCs así como también el cociente observado entre LPCs nuevos y evolucionados (cf. Sección 7.6).

Desarrollamos un modelo simple que simula la evolución dinámica y física de núcleos cometarios de diferentes tamaños que entran en el sistema solar interior provenientes de la Nube de Oort. Nuestro objetivo fue reproducir, en términos cualitativos, la distribución de tamaños para los LPCs observada (inferida de la distribución de magnitudes absolutas de los LPCs mostrada en la Fig. 5.6). Realizamos simulaciones numéricas para grandes muestras de cometas ficticios en órbitas iniciales parabólicas (energías orbitales originales $E = 0$), con inclinaciones aleatorias, y una distancia perihélica $q = 1$ ua, variando el radio nuclear entre 0.5 km y 50 km, con un bin de 0.25 km. Consideramos entonces 198 valores distintos de radio inicial. Para cada radio inicial simulamos 10^4 cometas ficticios, de manera que estudiamos la evolución de un total de 198×10^4 cometas en cada una de las simulaciones (cada una de las cuales está asociada a un set determinado de parámetros, mostrados en la Tabla 5.2). Para cada pasaje de un cometa ficticio por la región planetaria, calculamos el cambio en la energía orbital ΔE debido a perturbaciones planetarias. Suponemos que la distancia perihélica y los elementos orbitales angulares se mantienen constantes durante la simulación, ya que son poco afectados por las perturbaciones planetarias. Suponemos también que ΔE sigue una distribución aleatoria gaussiana (e.g. Fernández, 1981), con un valor medio = 0 y una desviación estándar $\sigma_E = 7 \times 10^{-4}$ ua $^{-1}$. Hacemos notar que el único propósito de haber supuesto una “inclinación aleatoria” para las órbitas cometarias fue el de adoptar

un valor promediado en inclinaciones para σ_E . Las simulaciones eran finalizadas cuando los cometas ficticios alcanzaban alguno de los siguientes estadios finales:

- se vuelven periódicos, i.e. alcanzan una energía orbital $\geq 10^{-2}$ ua⁻¹, correspondiente a un período orbital $P \leq 10^3$ años;
- son eyectados fuera del sistema solar, i.e. alcanzan una energía orbital negativa (en nuestra convención de signos);
- son desintegrados luego de varios pasajes debido a procesos de sublimación, i.e. alcanzaron un radio por debajo de un cierto *radio mínimo* $R_{min} = 0.25$ km; o
- alcanzaron un número máximo de 2000 revoluciones orbitales.

En cada simulación, los siguientes parámetros eran libres de variar:

- La disminución del radio ΔR por cada pasaje por el perihelio, debido a sublimación y otros efectos relacionados, como por ejemplo *outbursts* y liberación de trozos de material desde la superficie. Adoptamos para dicha disminución del radio la siguiente expresión: $\Delta R = \lambda \Delta R_s$, donde λ es un factor adimensional, y ΔR_s es la disminución en el radio debida a la sublimación del hielo de agua, la cual está dada para un núcleo de densidad ρ por

$$\Delta R_s = \frac{\Delta m_s}{\rho}, \quad (5.3)$$

donde Δm_s es la pérdida de masa por unidad de área debida a la sublimación. Esta cantidad puede ser calculada a partir del ajuste polinómico realizado por Di Sisto et al. (2009) a modelos termodinámicos de un núcleo cometario sublimando libremente

$$\Delta m_s \approx 1074,99 - 4170,89q + 8296,96q^2 - 8791,78q^3 + 4988,9q^4 - 1431,4q^5 + 162,975q^6, \quad (5.4)$$

donde q está dado en ua y Δm_s en g cm⁻². Evaluamos la Ec. (5.4) en $q = 1$ ua, que era nuestro valor adoptado para la distancia perihélica de los cometas ficticios, y tomamos $\rho = 0.4$ g cm⁻³ para calcular ΔR_s a partir de la Ec. (5.3).

- un límite inferior y un límite superior para los radios (R_{sp1} y R_{sp2} , respectivamente) para la ocurrencia de procesos de fragmentación conducentes a la creación de dos cometas hijos. En otras palabras, si el cometa alcanzaba un radio en el rango $[R_{sp1} R_{sp2}]$, podía fragmentarse en un par de cometas tal que cada cometa hijo resultaba con una masa igual a la mitad de la masa del cometa progenitor, con una cierta frecuencia f_{sp} .
- la frecuencia de fragmentación o *splitting* f_{sp} .

En algunas simulaciones agregamos unos pocos parámetros más: un radio crítico intermedio R_{spi} , entre R_{sp1} y R_{sp2} , y dos frecuencias “*high*” y “*low*”, f_{sph} y f_{spl} , respectivamente, en lugar de f_{sp} . Bajo estas condiciones, los cometas con radios

$R_{sp1} < R < R_{spi}$ podían fragmentarse con una frecuencia f_{sph} , y cometas con $R_{spi} < R < R_{sp2}$ podían fragmentarse con una frecuencia f_{spl} .

La Tabla 5.2 muestra los valores elegidos para los parámetros del modelo, para cuatro simulaciones con 198×10^4 cometas ficticios cada una.

Cuadro 5.2: Parámetros del modelo para distintas simulaciones

Run	ΔR (km)	λ	R_{sp1} (km)	R_{spi} (km)	R_{sp2} (km)	f_{sp}	f_{sph}	f_{spl}
1	0.025	7.7	1.6	-	2.7	0.1	-	-
2	0.025	7.7	1.8	-	5.0	0.05	-	-
3	0.0125	3.9	1.8	3.4	5.0	-	0.1	0.05
4	0.00625	1.9	1.8	3.4	5.0	-	0.1	0.05

La Fig. 5.7 ilustra la evolución físico-dinámica de una muestra de 10^4 cometas ficticios con un radio inicial $R = 6$ km extraídos de la Simulación 2. Todos los cometas fueron inyectados en órbitas parabólicas ($E = 0$) (esquina inferior derecha del panel). Los sobrevivientes regresan en órbitas con diferentes energías de ligadura E y con radios decrecientes R debido a la erosión. La evolución puede ser visualizada como un proceso difusivo en el espacio de parámetros (R, E) . Los diferentes colores representan diferentes números de pasajes para una combinación dada de R y E . A medida que los cometas se vuelven dinámicamente viejos (un número mayor de pasajes), sus radios decrecen por erosión. Esta es la razón por la cual la difusión procede desde la esquina inferior derecha hacia el lado superior izquierdo del diagrama.

Cuando los cometas modelados disminuyen sus radios por debajo de $R_{sp2} = 5$ km, podían fragmentarse en dos cometas hijos con una frecuencia de 1 cometa cada 20 pasajes. El evento de fragmentación fue aleatorio, lo cual se simuló escogiendo un número al azar z dentro del intervalo $[0,1]$, e imponiendo la condición de que la fragmentación ocurriera si $z < 0.05$. La generación de cometas hijos da lugar a una segunda onda de pasajes cometarios hacia el lado izquierdo del diagrama. Los cometas que alcanzan radios por debajo de $R_{sp1} = 1.8$ km supuestamente son desintegrados sin producir cometas hijos.

Una vez que hicimos evolucionar las 198 muestras de diferentes radios iniciales R_i para una simulación dada, las combinamos en una sola población cometaria. A continuación probamos a ajustar a la distribución diferencial en R de esta población de cometas ficticios una distribución diferencial de la forma $n_R = dN_R/dR \propto R^{-\nu}$, donde adoptamos $\nu = s + 1 = 3.15$, o sea utilizamos un índice igual al derivado para los cometas más grandes (cf. Section 5.2.3), los cuales hemos supuesto como representativos de la población de cometas de la Nube de Oort. En otras palabras, supusimos que los LPCs más grandes observados se han preservado casi sin alteraciones desde su inyección en la región planetaria. Luego, su CSD observada reflejaría la de los cometas de la Nube de Oort, hasta los radios más pequeños considerados por nuestro modelo. Dado que todas las muestras contienen 10^4 cometas (lo cual da lugar a una distribución diferencial en R uniforme), la transformamos en una distribución en $R \propto R^{-\nu}$ multiplicando la muestra dada de radios R_i por un factor de escala $R_i^{-\nu}$. Agregando las diferentes muestras de R_i , escaladas por el

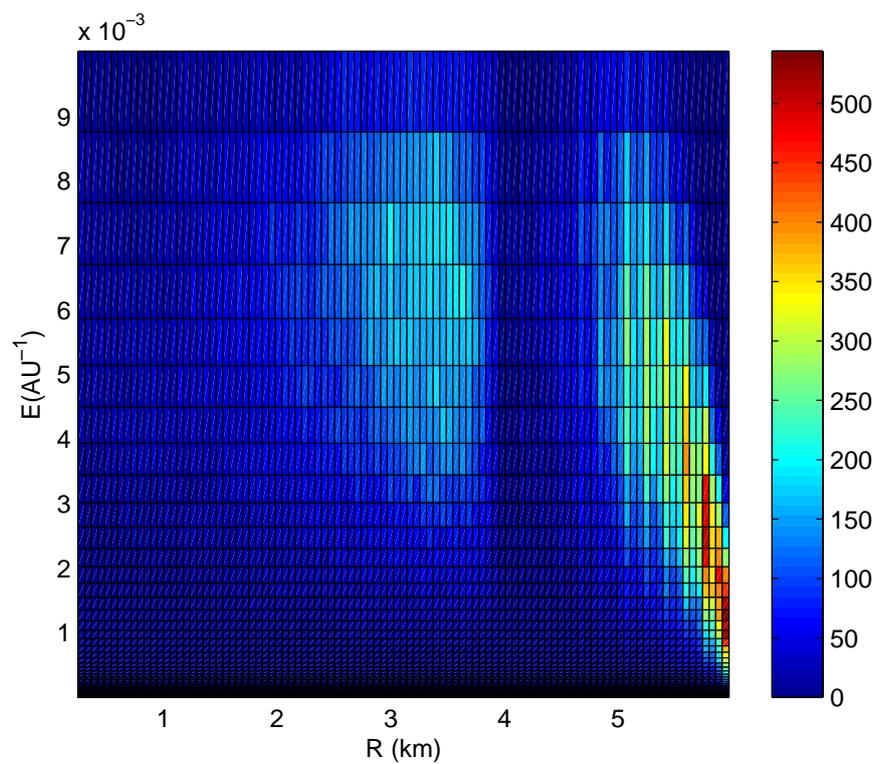


Figura 5.7: Evolución físico-dinámica de una muestra de 10^4 cometas ficticios inicialmente en órbitas parabólicas y con radios $R = 6$ km (Simulación 2). Las dos zonas difusivas corresponden a los cometas progenitores e hijos. Los diferentes colores indican diferentes densidades numéricas de pasajes para *sets* dados de parámetros (R, E) . La figura fue extraída de Fernández and Sosa (2012).

factor $R_i^{-\nu}$, pudimos obtener la distribución acumulativa de la muestra de cometas nuevos + evolucionados.

La Fig. 5.8 muestra la distribución acumulativa de los radios nucleares (cometas tanto evolucionados como nuevos), con ambos ejes en escala logarítmica, correspondientes a la simulación 2. Los valores de los parámetros del modelo correspondientes a esta simulación fueron: $\Delta R = 0.025$ km ($\lambda \simeq 7.7$), $f_{sp} = 1/20$, $R_{sp1} = 1.8$ km, y $R_{sp2} = 5.0$ km. Se utilizó un bin de 0.025. Podemos ver que la pendiente de los cometas más grandes (+2.3) no resulta demasiado diferente de la pendiente primordial (+2.15). En la región donde los cometas hijos son generados la pendiente aumenta hasta +3.3. La pendiente teórica es todavía menor que la hallada antes (+4.31) para los radios comprendidos entre 1.4 - 2.4 km, lo cual sugiere que la fragmentación podría no ser la única causa para el cambio de pendiente en $H \sim 4$, y otras causas (tal vez hasta primordiales) podrían estar contribuyendo a la pendiente anterior.

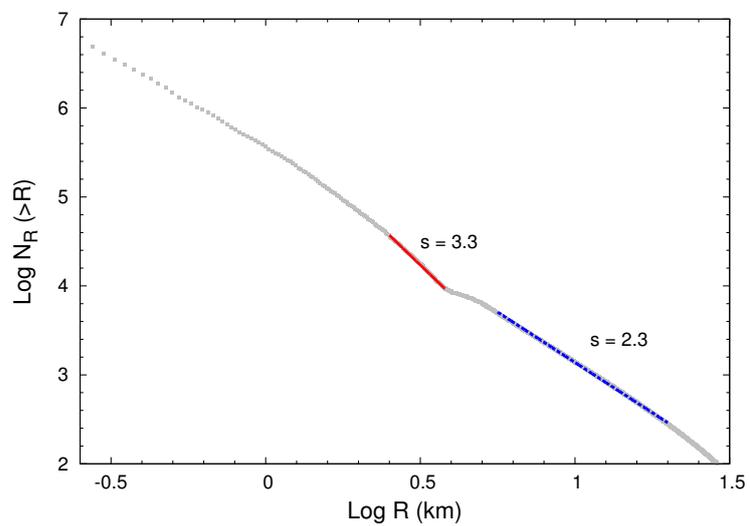


Figura 5.8: Distribución acumulativa de tamaños para una muestra de 198×10^4 cometas ficticios de la Simulación 2. La figura fue extraída de Fernández and Sosa (2012).

Capítulo 6

NEJFCs

Para estudiar la evolución dinámica de los NEJFCs realizamos simulaciones numéricas con un integrador orbital. Dado que la dinámica de los JFCs está caracterizada por frecuentes encuentros cercanos con Júpiter, el integrador debe manejar adecuadamente encuentros cercanos entre partículas y cuerpos masivos. Luego de realizar varias pruebas con distintos integradores, optamos por MERCURY (Chambers, 1999), ya que permite seleccionar entre varios algoritmos de paso variable (de mejor rendimiento que los de paso fijo en el manejo de encuentros cercanos). Optamos por la rutina Bulirsch-Stoer como algoritmo para la integración de N cuerpos, que es más lenta que otras (por ejemplo unas tres veces más lenta que la RA15 de Everhart), pero más precisa en la mayoría de las situaciones, especialmente cuando ocurren encuentros muy cercanos.

Todos los cuerpos menores fueron considerados como masas puntuales. A menos que se indique lo contrario, solamente se tuvieron en cuenta fuerzas gravitacionales (incluyendo las de los ocho planetas). MERCURY puede calcular también las fuerzas no-gravitacionales sobre los cometas mediante el modelo estándar simétrico de Marsden et al. (1973). Integramos la muestra de NEJFCs (cada cuerpo separadamente) por un período de 2000 años centrado en la época de descubrimiento de cada cuerpo. Para minimizar la acumulación de errores numéricos, dividimos cada integración en dos partes: por un lado integramos desde la época del descubrimiento hasta 1000 años en el pasado, y por otro integramos desde la época del descubrimiento hasta 1000 años en el futuro. La salida del integrador fue elegida a intervalos de 1 año. La muestra de NEAs en órbitas cometarias fue integrada de la misma forma. También integramos grandes muestras de cometas ficticios (clonados a partir de los NEJFCs estudiados). La generación de estos clones y sus integraciones son descriptas en la sección 6.3.

6.1. Comparación con los NEAs en órbitas cometarias

Los NEJFCs y NEAs en órbitas cometarias poseen características orbitales similares por definición, pero presentan diferencias notables en su evolución dinámica,

como veremos a continuación. La Fig. 6.1 muestra el número de encuentros con Júpiter y la distancia mínima al planeta en función de la distancia afélica, resultantes de nuestras integraciones. Podemos ver que los NEJFCs tienen un mayor número de encuentros cercanos con Júpiter (donde hemos considerado que un encuentro cercano tiene lugar cuando el objeto se acerca a menos de 3 radios de Hill del planeta), y que sus afelios se encuentran más dispersos, y más lejos del planeta, que en el caso de los NEAs en órbitas cometarias. Los NEJFCs también presentan distancias mínimas al planeta menores que la de los NEAs.

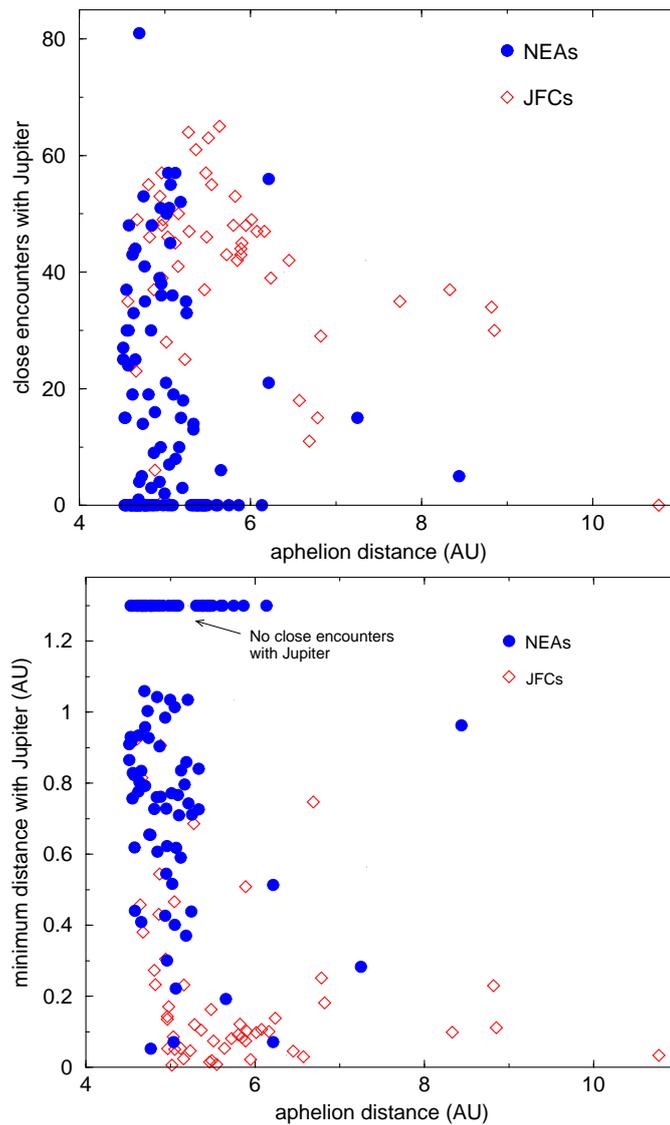


Figura 6.1: Número de encuentros con Júpiter (*panel superior*), y la distancia mínima al planeta (*panel inferior*), en función de la distancia afélica, para 54 NEJFCs y 110 NEAs en órbitas cometarias. Figura extraída de Sosa et al. (2012).

La Fig. 6.2 muestra otro ejemplo de las diferencias dinámicas entre ambas poblaciones. Allí vemos que el argumento del perihelio ω para NEJFCs se acumula en torno a $\omega \sim 0^\circ$ y $\omega \sim 180^\circ$, tal como se menciona en el capítulo 1, mientras los NEAs en órbitas cometarias presentan una distribución más bien uniforme en ω . Estas diferencias reafirman la hipótesis de que ambas poblaciones provendrían de distintas regiones fuentes. Hacemos notar, sin embargo, que estos resultados los obtuvimos para los NEAs con $H < 18$. Para NEAs más débiles, y particularmente para aquellos con $H > 21$, la distribución en ω deja de ser uniforme, mostrando un máximo en $\omega \sim 180^\circ$. Creemos que este hecho puede atribuirse, al menos parcialmente, a la contaminación de la población conocida de los NEAs más débiles en órbitas cometarias por parte de fragmentos cometarios, producidos por la desintegración de algunos JFCs. Este es un tema que merece un estudio más profundo, pero que se encuentra más allá de los objetivos principales de esta tesis.

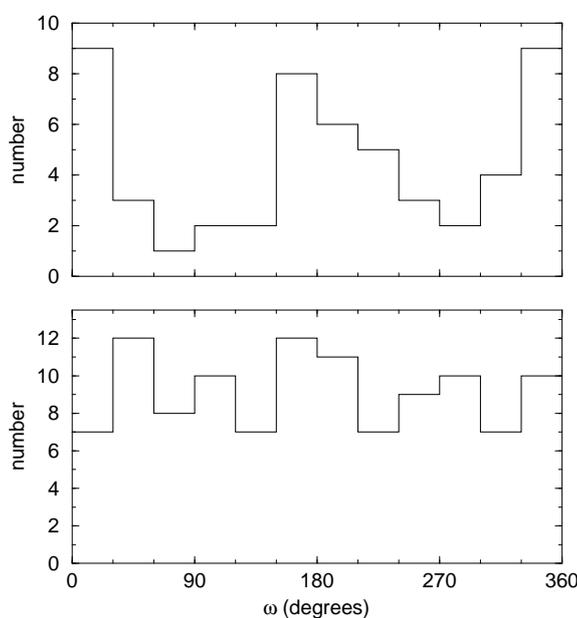


Figura 6.2: Histograma del argumento del perihelio ω para 54 NEJFCs (*panel superior*), y para 110 NEAs en órbitas cometarias (*panel inferior*), para la época del descubrimiento. Figura extraída de Sosa et al. (2012).

6.2. Evolución temporal observada del promedio de los perihelios

La fig. 6.3 muestra la evolución del promedio de los perihelios \bar{q} resultante de nuestras integraciones, las cuales abarcaron un período de 2000 años centrado en la época de descubrimiento de cada cometa. Explícitamente, si tenemos un número N de NEJFCs con distancias perihélicas $q_1(t), \dots, q_N(t)$ para un instante dado t , entonces $\bar{q}(t)$ estará dado por

$$\bar{q}(t) = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N q_i(t), \quad (6.1)$$

donde $q_i(0)$ es la distancia perihélica del cometa i en el instante del descubrimiento.

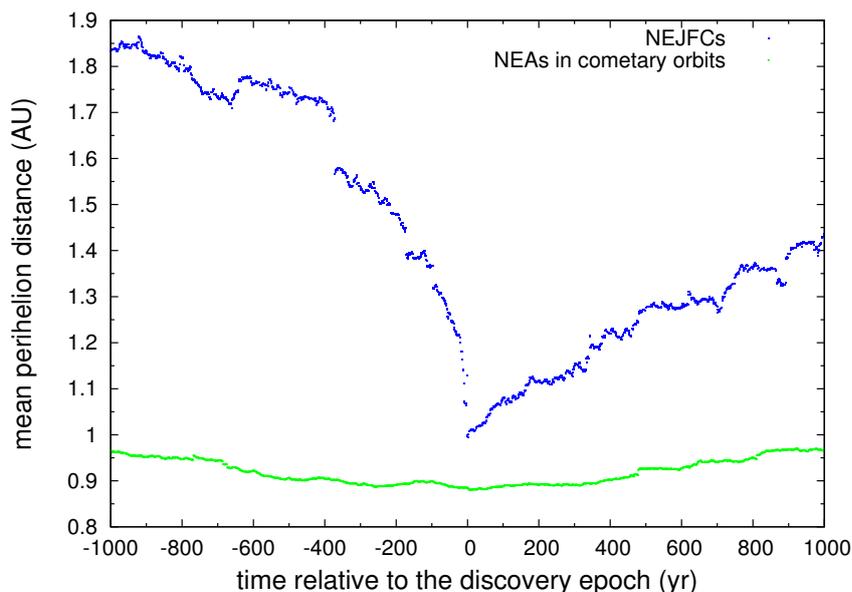


Figura 6.3: Evolución temporal de \bar{q} para 54 NEJFCs y 110 NEAs en órbitas cometarias. Figura extraída de Sosa et al. (2012).

Encontramos algunas características notables en la evolución temporal observada de \bar{q} para los NEJFCs: un mínimo bien definido en la época del descubrimiento, y una notoria asimetría pasado-futuro, la cual indica que tendríamos un número más grande de cometas con valores mayores de q en el pasado que en el futuro. Un mínimo de $\bar{q}(t)$ cercano al presente, y la asimetría pasado-futuro de $\bar{q}(t)$ ya habían sido notados por Fernández (1985) y por Tancredi and Rickman (1992) (ver Figs. 6.4 y 6.5). Según Fernández (1985), el mínimo en el descubrimiento puede atribuirse a un sesgo observacional, dado que los cometas tienden a ser descubiertos cuando alcanzan órbitas con valores pequeños de q . Karm and Rickman (1982) estudiaron los encuentros pre-descubrimiento de JFCs con Júpiter, encontrando una tendencia notoria a que los encuentros cercanos ocurran justo antes del descubrimiento. Tancredi and Rickman (1992) estudiaron la evolución orbital de una muestra de SPCs durante un intervalo de 2000 años centrado en la época presente. También analizaron estadísticas de la evolución de los elementos orbitales y su correlación con parámetros físicos o circunstancias del descubrimiento. Confirmaron el mínimo de $\bar{q}(t)$ en la época presente y la asimetría pasado-futuro hallada por Fernández (1985), no solamente en q sino también en el semieje mayor a , la excentricidad e o la inclinación i . Esto era un resultado esperado pues dichos elementos orbitales no son independientes, debido tanto a la relación obvia entre a , e y q , como a la cuasi-invariancia del parámetro de Tisserand, el cual relaciona i con a (o q) y e .

La tercera de las características más notables en el perfil $\bar{q}(t)$ para los NEJFCs fue encontrada por primera vez en este trabajo, y consiste en que el perfil $\bar{q}(t)$ de los NEJFCs muestra una caída súbita (prácticamente vertical) hacia el mínimo, inmediatamente antes del descubrimiento.

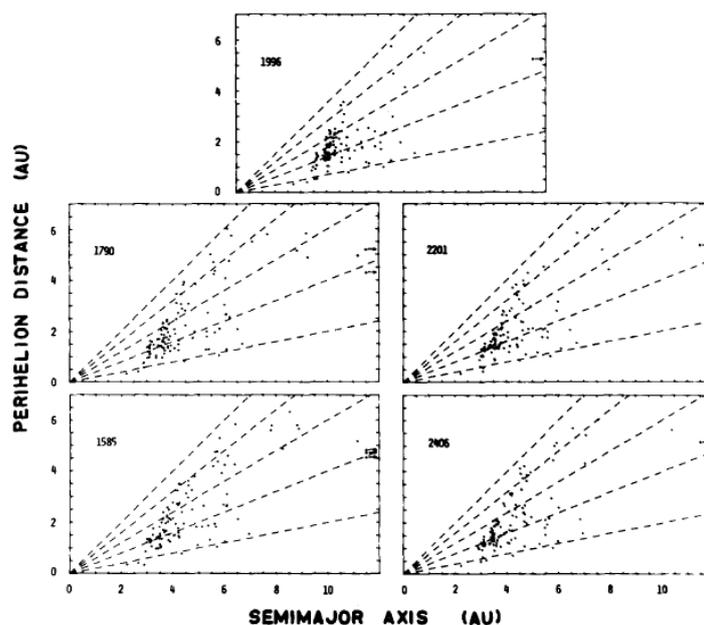


Figura 6.4: Evolución dinámica de 106 SPCs observados hasta 1983. Se representa la distancia perihélica en función del semieje mayor, para cinco épocas diferentes señaladas en la esquina superior izquierda de cada panel (desde el panel inferior izquierdo y en sentido horario: 1585, 1790, 1996, 2201, 2406). Las líneas punteadas representan el lugar geométrico de las órbitas de igual excentricidad ($e = 0.0, 0.2, 0.4, 0.6, 0.8$). Se puede apreciar una concentración notoria de cometas hacia distancias perihélicas menores en el “presente” (año 1996). También se puede observar una fuerte asimetría pasado-futuro. Figura extraída de Fernández (1985).

Cuando consideramos la mediana de $q_i(t)$ ($i = 1, \dots, \dots N$) en lugar de la media, la asimetría se mantiene aunque el perfil se vuelve bastante más achatado: la mediana de q_i ($i = 1, \dots, \dots N$) vale ~ 1.4 ua en $t = -1000$ años, y vale ~ 1.2 ua en $t = +1000$ años. El hecho de que la asimetría resulte muy destacada cuando consideramos la media, principalmente en la rama pre-descubrimiento, indica que una fracción de cometas proviene de órbitas con valores grandes de q , lo cual aumenta considerablemente la dispersión.

La fig. 6.3 muestra también la evolución de $\bar{q}(t)$ para la muestra seleccionada de NEAs en órbitas cometarias. Encontramos diferencias notables con la evolución de $\bar{q}(t)$ para los NEJFCs. Por ejemplo, el mínimo en la época del descubrimiento no está marcadamente definido como en el caso de los NEJFCs, y el perfil es aproximadamente simétrico, dejando de lado algunas fluctuaciones aleatorias. Además,

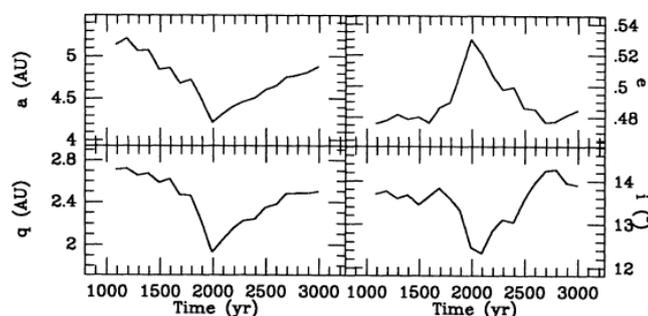


Figura 6.5: Valores medios de q (panel inferior izquierdo), a (panel superior izquierdo), e (panel superior derecho) y de i (panel inferior derecho) en función del tiempo para una muestra formada por 163 SPCs (143 JFCs y 20 cometas del tipo Halley). Puede apreciarse una clara asimetría pasado-futuro, así como valores medios mayores de a y de q tanto en el pasado como en el futuro. Figura extraída de Tancredi and Rickman (1992).

el perfil de los NEAs es prácticamente plano en comparación al de los NEJFCs; su amplitud es menor a 0.1 ua (mientras la amplitud del perfil de los NEJFCs es aproximadamente 0.8 ua). La rápida evolución dinámica de los NEJFCs, comparada con la evolución mucho más lenta de los NEAs en órbitas cometarias, puede atribuirse a un mayor número de encuentros con Júpiter, y a distancias más próximas al planeta (cf. Fig 6.1).

También investigamos el efecto de las fuerzas no-gravitacionales en la evolución de \bar{q} para la muestra de NEJFCs estudiada. Solamente 16 cometas de nuestra muestra tienen publicados parámetros no-gravitacionales para una época cercana a la época del descubrimiento, de acuerdo a Marsden and Williams (2008). Encontramos que las principales características de la asimetría mostrada en la Fig. 6.3 (esto es el súbito descenso de \bar{q} hacia el mínimo en la época del descubrimiento seguido de un crecimiento más lento) se mantienen. Ambos perfiles de \bar{q} (es decir con y sin efectos no-gravitacionales) prácticamente se superponen en el intervalo [-600 300] años. Desde ~ -600 años hasta -1000 años ambos perfiles difieren poco entre sí (la diferencia máxima es de unas pocas centésimas de ua). Por el contrario, desde ~ 300 años hacia adelante los perfiles empiezan a diverger, alcanzando la máxima diferencia (~ 0.15 ua) en +1000 años. Para investigar un posible efecto sistemático introducido por las fuerzas no-gravitacionales, analizamos la evolución individual de q para cada uno de los 16 cometas con parámetros no-gravitacionales conocidos, comparando en cada caso el modelo puramente gravitacional vs. el no-gravitacional. Hallamos que las diferencias entre ambos modelos varían aleatoriamente. Concluimos entonces que las fuerzas no-gravitacionales no afectan significativamente las principales características de la asimetría mostrada en la Fig. 6.3 para los NEJFCs, y que solamente agregan un ruido aleatorio al perfil observado. Por extensión, podemos afirmar que las incertidumbres en los elementos orbitales de los NEJFCs agregan un cierto ruido a nuestros resultados, pero que los mismos no afectan a las principales características observadas en la evolución de \bar{q} .

6.3. Simulaciones numéricas con clones

Para analizar en más profundidad la evolución dinámica de los NEJFCs realizamos integraciones numéricas de cometas ficticios, clonados a partir de la muestra observada de NEJFCs. Generamos, en una primera instancia, 540 cometas ficticios (10 por cada cometa de la muestra observada) variando aleatoriamente la anomalía media en el intervalo $[0, \pi]$ con distribución uniforme. Los restantes elementos orbitales se mantuvieron fijos, e iguales a los del cometa respectivo para la época del descubrimiento. De esta forma aleatorizamos las posiciones orbitales de los cometas, haciendo que los cometas ficticios pierdan la información acerca de los encuentros que los cometas observados tuvieron con los planetas (particularmente con Júpiter). Esta muestra de 540 clones la integramos de la misma forma que integramos la muestra de NEJFCs. La Fig. 6.6 muestra el perfil $\bar{q}(t)$ resultante para 535 clones (5 resultaron eyectados), para un intervalo de 2000 años centrado en $t = 0$ (instante de descubrimiento de cada cometa ficticio). El perfil obtenido es prácticamente simétrico, y si bien muestra un mínimo bien definido en la época del descubrimiento, no presenta la fuerte caída hacia el mínimo, tal como lo hace la muestra original de NEJFCs (la cual se incluye en la figura para subrayar las diferencias substanciales entre ambos perfiles).

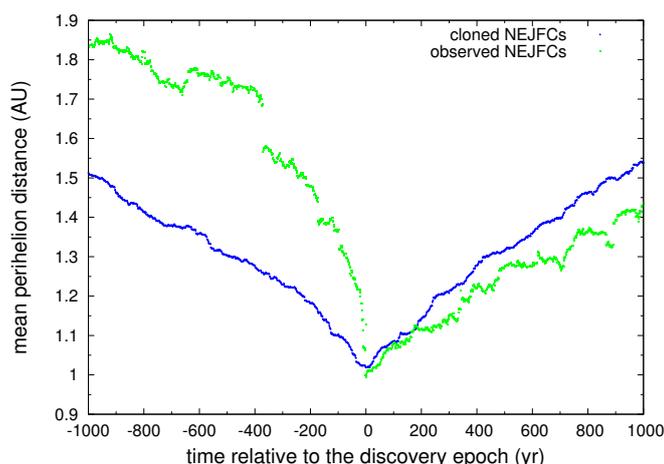


Figura 6.6: Evolución temporal de \bar{q} para 535 clones de los NEJFCs. A efectos comparativos, se superpone el perfil $\bar{q}(t)$ correspondiente a la muestra observada de 54 NEJFCs. Figura extraída de Sosa et al. (2012).

En una segunda y última instancia, integramos una muestra de 4000 cometas ficticios, por un período de 2×10^4 años. Las condiciones iniciales fueron generadas mediante el siguiente procedimiento: integramos, partiendo de la época del descubrimiento, la muestra original de NEJFCs hacia atrás en el tiempo, hasta que se cumpliera una de dos condiciones: *i*) el cometa alcanzaba una distancia perihélica ≥ 2 ua, o *ii*) se llegaba al tiempo máximo de integración, fijado arbitrariamente en 2000 años. Un total de 40 cometas alcanzaron $q > 2$ ua antes que se alcanzaran los 2000 años de integración. Luego, para cada uno de estos 40 cometas, guardamos los elementos orbitales y la configuración planetaria correspondientes al instante final

de dicha integración (en todas las integraciones usamos un *bin* de 1 año). Finalmente, por cada uno de los 40 cometas generamos 100 clones como antes, es decir variando aleatoriamente la anomalía media en el intervalo $[0, \pi]$ con distribución uniforme, y manteniendo fijos los restantes elementos orbitales, e iguales a los elementos orbitales guardados del cometa "progenitor".

Una vez generadas las condiciones iniciales de los 4000 clones, integramos cada uno por un período de 2×10^4 años hacia adelante en el tiempo. Durante las integraciones, un total de 316 clones resultaron eyectados (esto es, alcanzaron una distancia heliocéntrica por encima de 100 ua).

Para el análisis de los resultados, introducimos la siguiente *definición*: diremos que un cometa hace un *cruce* cuando su distancia perihélica disminuye por debajo de un cierto valor *umbral* q_{thre} . Hemos supuesto un valor canónico $q_{thre} = 1.05$ ua, en base al perfil observado de $\bar{q}(t)$ para los NEJFCs (cf. Fig. 6.3), el cual alcanza su valor mínimo en 1.02 ua. De los 4000 clones integrados, un total de 1179 tuvieron al menos un cruce. Para definir un segundo, tercer, cuarto (y así sucesivamente) cruce, impusimos la condición de que luego de un cruce dado, el clon levante su perihelio por encima de 1.3 ua, para luego descenderlo nuevamente por debajo de q_{thre} .

La Fig. 6.7 (panel superior) muestra el perfil $\bar{q}(t)$ resultante, correspondiente a un período de 2000 años centrado en la época del descubrimiento, suponiendo que un cometa ficticio sea descubierto en cualquier instante t tomado al azar, con la condición de que $q(t) < q_{thre}$. Para determinar estos instantes aleatorios procedimos de la siguiente manera: por cada clon, extraemos al azar un instante t comprendido dentro del intervalo de integración (más precisamente dentro del intervalo [1000 19000] años) hasta que encontramos un instante para el cual $q(t) < q_{thre}$ (con un máximo de 1000 intentos por clon). Como muestra el panel superior de la figura, bajo estas condiciones de descubrimiento, no se reproducen ni la asimetría ni la brusca caída hacia el mínimo. El perfil simulado resulta ser prácticamente simétrico, con un ligero incremento hacia el final de la rama post-descubrimiento. Realizamos varias simulaciones para asegurar la robustez de estos resultados. Hallamos este resultado fácil de explicar, pues una vez que los elementos orbitales (en realidad solamente la anomalía media) de los clones se aleatorizan, se pierde la memoria de la evolución de los cometas reales. La pérdida de las características más notables de la evolución observada de \bar{q} (i.e. la notoria asimetría pasado-futuro y la súbita caída hacia el mínimo) sugiere que tales características podrían atribuirse a algún sesgo que favorezca el descubrimiento de los NEJFCs cuando sus perihelios están disminuyendo de manera bastante estable. El cometa 72D/Denning-Fujikawa es un buen ejemplo de aquellos cometas que contribuyen a la asimetría pasado-futuro observada (cf. Fig. 6.3). De acuerdo a nuestras integraciones, este cometa habría sido un Centauro hasta que varió su semieje mayor, desde ~ 12 ua hasta menos de 6 ua, unos 400 años antes de ser descubierto. Por esa época el cometa tuvo un encuentro muy cercano con Saturno, el cual lo convirtió en un JFC. El "salto" de unas 0.1 ua que se puede apreciar en el perfil de \bar{q} de los NEJFCs en la Fig. 6.3, en aproximadamente -400 años, se debe justamente a este cometa el cual presenta una rápida disminución de su distancia perihélica, desde valores $q > 2$ ua, previo a su descubrimiento.

Sin embargo, cuando imponemos que los cometas ficticios sean descubiertos en el primer cruce, logramos reproducir en forma bastante aproximada las principales características de la evolución de \bar{q} mostradas en la Fig. 6.3: reproducimos no solamente la asimetría y el mínimo sino también la súbita caída hacia el mínimo, tal como lo muestra el panel inferior de la Fig. 6.7. Cuando modificamos el valor umbral, sustituyendo su valor canónico por otro, por ej $q_{thre} = 1.3$ ua, el perfil \bar{q} resultante también reproduce las principales características del perfil \bar{q} observado, aunque desplazado hacia valores mayores de \bar{q} . Para probar la solidez de estos resultados, repetimos el análisis previo con solamente una mitad de la muestra (o sea 2000 clones). No hallamos ninguna diferencia significativa entre estos perfiles y los basados en la muestra entera.

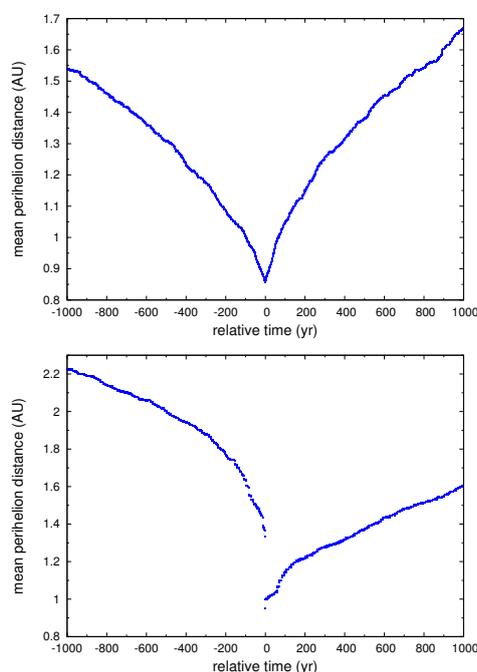


Figura 6.7: Evolución temporal de \bar{q} para 4000 clones de los NEJFCs, obtenida suponiendo que los clones son descubiertos en cualquier instante donde $q < 1.05$ ua (*panel superior*), o descubiertos cuando q disminuye por debajo de 1.05 ua por primera vez (*panel inferior*). El tiempo es relativo a la época de descubrimiento del cometa progenitor en cada caso. Figura extraída de Sosa et al. (2012).

Para investigar las causas de la asimetría mostrada en el panel inferior de la Fig. 6.7, realizamos una rápida inspección visual de la evolución de q , a lo largo de los 2×10^4 años de integración, para cada uno de los clones que tenían al menos un cruce. Por razones prácticas solamente consideramos aquellos clones con tiempos de cruce ≥ 1000 años (un total de 908 clones). A primera vista, pudimos distinguir tres clases de comportamiento dinámico: algunos clones alcanzaban su primer cruce luego de un descenso pronunciado desde $q > 2$ ua, ya fuera desde el instante inicial de integración, o luego de haber pasado un tiempo relativamente largo en la región

$q > 2$ ua (denominamos a estos dos tipos de comportamiento dinámico como de *tipos I y III*, respectivamente), mientras los restantes clones alcanzaban su primer cruce luego de un descenso suave de sus perihelios en la región $q < 2$ ua durante al menos 3000 años (llamamos a este comportamiento de *tipo II*). Cerca de $2/3$ de los clones fueron clasificados como de tipo I o III, mientras los restantes clones resultaron ser de tipo II (exceptuando unos pocos dudosos). La Fig. 6.8 muestra ejemplos de cada tipo de evolución dinámica. Los clones de los tipos I y III parecen ser los que más contribuyen a la asimetría mostrada en el panel inferior de la Fig. 6.7.

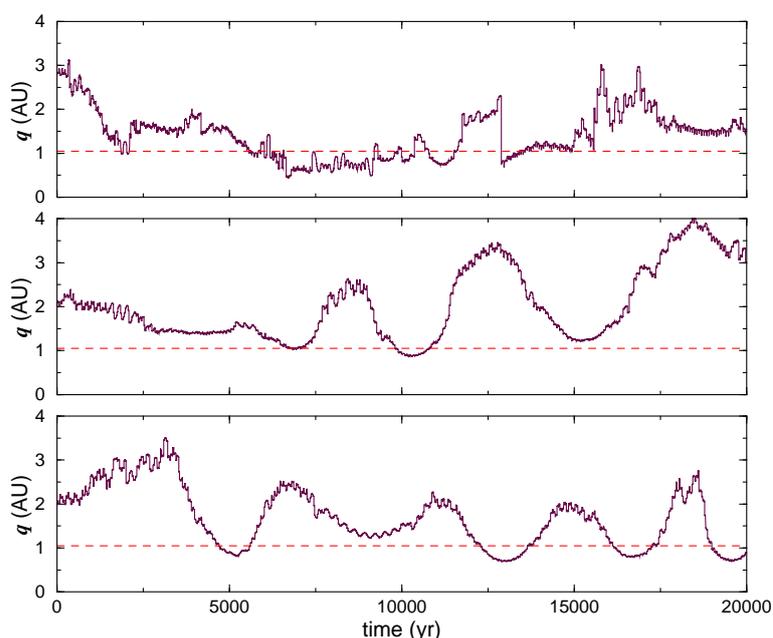


Figura 6.8: Ejemplos de los tres tipos de comportamiento dinámico para los clones de NEJFCs, tal como se definen en el texto: distancia perihélica en función del tiempo para un clon del cometa 6P (*panel superior*), y dos clones del cometa 3D (*paneles medio e inferior*). El panel superior muestra un ejemplo del tipo I, mientras los paneles medio e inferior muestran ejemplos de los tipos II y III, respectivamente. La línea rayada horizontal indica el umbral de 1.05 ua. Figura extraída de Sosa et al. (2012).

Como subproducto del estudio de la evolución dinámica de los clones durante 2×10^4 años realizamos una estimación de la vida media de aquellos clones con períodos orbitales $P < 20$ años y $q < 2$ ua, obteniendo que dicha vida media sería aproximadamente 2.4×10^4 años. Esta estimación concuerda bastante bien con la vida dinámica estimada en 4.5×10^5 yr por Levison and Duncan (1994) para JFCs sin restricción en q . Los autores encontraron que los JFCs pasarían un $\sim 7\%$ de dicho tiempo de vida con $q < 2.5$ ua, es decir unos 3.15×10^4 años, lo cual es consistente con nuestra estimación de la vida dinámica para los JFCs con $q < 2$ ua.

La Fig. 6.9 muestra los perfiles de \bar{q} obtenidos suponiendo que los cometas son

descubiertos al principio de su primer, segundo, tercer, cuarto, quinto, o sexto cruce. Para calcular \bar{q} en un período de 2000 años centrado en el instante del primer cruce para aquellos clones con tiempos de cruce < 1000 años, los integramos por 1000 años más hacia atrás. Tal como podemos apreciar en la figura, a medida que aumenta el orden del cruce, las ramas pasadas y futuras tienden a aplanarse y, luego del tercer cruce, la asimetría tiende a disminuir e incluso llega a revertirse. Comparando con el perfil observado de la Fig. 6.3, podemos afirmar que muy pocos cometas serían descubiertos luego de un segundo cruce pues, de lo contrario, tendríamos que estar observando un perfil de \bar{q} más aplanado y simétrico. Los valores medios de los tiempos que les llevaron a los clones alcanzar su primer, segundo y tercer cruces fueron de 5500, 7400, y 8800 años, respectivamente. Pero, las desviaciones estándar fueron de 5200, 5100, y 4700 años, respectivamente. Por consiguiente, consideramos que un mejor representativo del tiempo medio para cada cruce sería la mediana. Las medianas de los tiempos que les llevaron a los clones alcanzar su primer, segundo y tercer cruces fueron de 3700, 6500, y 8700 años, respectivamente. Suponiendo un período orbital de 6 años estimado a partir del período orbital medio de la muestra de los NEJFCs observados, entonces las medianas de los tiempos que les llevaron a los clones alcanzar su primer, segundo y tercer cruces serían de aproximadamente 600, 1100, y 1450 revoluciones, respectivamente.

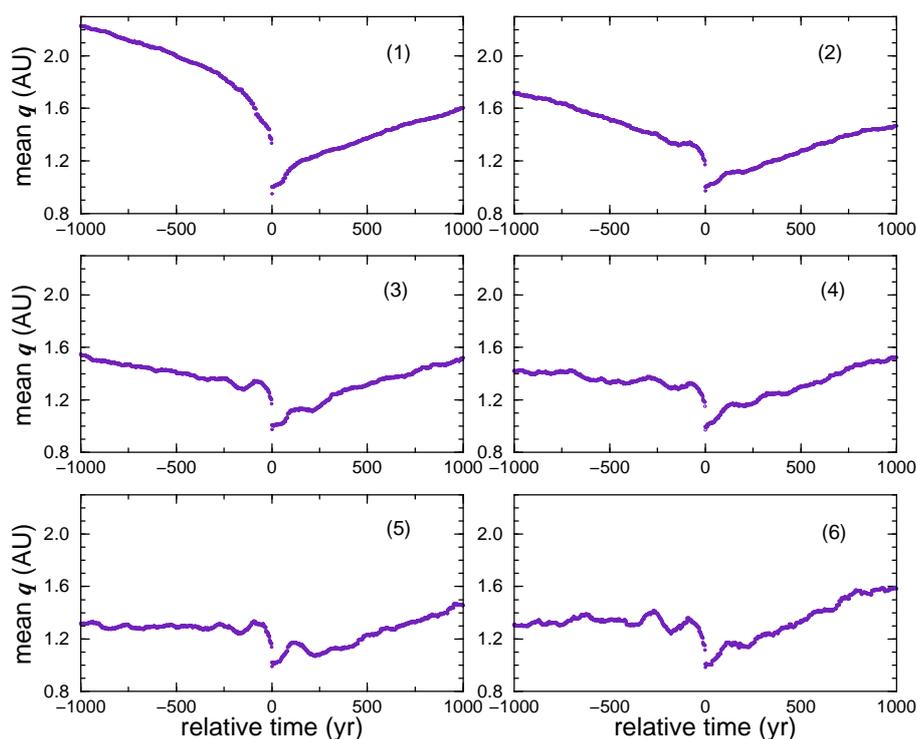


Figura 6.9: Evolución temporal de \bar{q} simulada suponiendo que los NEJFCs son descubiertos durante su: (1) primer cruce, \dots , (6) sexto cruce. Figura extraída de Sosa et al. (2012).

La Fig. 6.10 muestra algunos perfiles teóricos de \bar{q} comparados con el observado. Los perfiles teóricos se obtuvieron suponiendo que los cometas son descubiertos cuando sus perihelios disminuyen por debajo del umbral de 1.05 ua, por primera vez, y que una cierta fracción F de los cometas son de tipo II (y los restantes de tipos I y III). Las muestras para realizar los perfiles simulados estuvieron conformadas por clones seleccionados al azar entre los 254 clones de tipo II, y los 575 clones de tipos I y III. Dejamos de lado 79 clones que tuvieron el cruce después de los 1000 años pero que no se ajustaban bien a ninguno de los tres tipos dinámicos. Para asegurar un cierto grado de aleatoriedad, restringimos el tamaño de la sub-muestra de tipo II a un 50 % de su tamaño original. La Fig. 6.10 presenta tres ejemplos de perfiles teóricos obtenidos para tres valores diferentes de la fracción F : 0.3 (panel superior), 0.6 (panel medio), y 0.8 (panel inferior). A medida que la fracción F de clones de tipo II aumenta, el perfil simulado tiende a achatarse y por consiguiente a reducir la asimetría. El número de cometas ficticios incluido en cada muestra varía de acuerdo al parámetro F (dado que el número de cometas de tipo II se mantiene fijo en 127, entonces debe ajustarse la fracción $1-F$ de cometas de tipos I y III en cada caso). Luego, la muestra para el primer perfil simulado (panel superior) comprende 406 cometas, la muestra para el segundo perfil simulado (panel medio) comprende 213 cometas, y la muestra para el tercer perfil simulado (panel inferior) comprende 151 cometas. El mejor parámetro de ajuste resultó ser $F = 0.6$, o sea que aproximadamente un 60 % de los NEJFCs ficticios resultaron ser de tipo II, mientras que cerca de un 40 % resultaron de tipos I o III. Estos últimos pueden ser asociados a cometas frescos, jóvenes provenientes directamente de órbitas con $q > 2$ ua, mientras los primeros pueden asociarse con cometas viejos, más evolucionados, que han pasado por lo menos unos 3000 años con $q < 2$ ua.

6.4. Vida física media

Como corolario del estudio dinámico de los NEJFCs hemos estimado cotas inferior y superior a la vida media física (o activa) de esta población de objetos, en la región $q < 2$ ua. Para ello nos hemos basado en nuestros ajustes teóricos al perfil observado de \bar{q} (cf. Fig. 6.10). Por un lado estimamos un límite superior a la vida media física τ_{phys} de los NEJFCs con $q < 2$ ua en aproximadamente la mitad de la vida media dinámica de los JFCs con $q < 2$ ua, es decir en unos $[1.0 - 1.2] \times 10^4$ años, equivalente a unas 1600 - 2000 revoluciones. Si las escalas de tiempo para la vida física fueran mayores que estos valores, entonces tendríamos que descubrir muchos cometas durante su cuarto (o incluso posterior) cruce, lo cual, como vimos anteriormente (cf. Fig. 6.9), produciría perfiles de \bar{q} más bien simétricos, lo cual no concuerda con lo observado. Por otro lado, también podemos fijar una cota inferior para τ_{phys} considerando el tiempo mínimo requerido para que un cometa llegue a su primer cruce. De acuerdo a nuestros resultados, dicho tiempo sería típicamente de unos pocos cientos de años (o equivalentemente, de ~ 100 revoluciones).

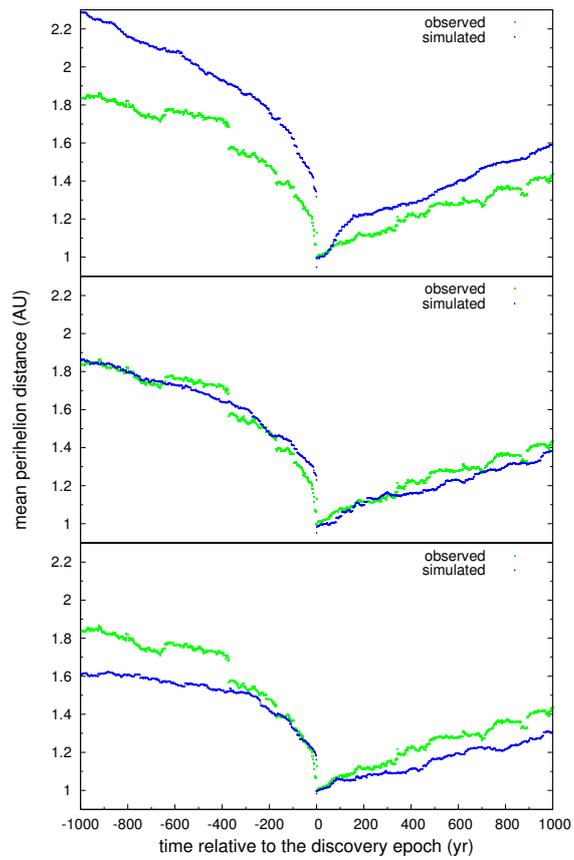


Figura 6.10: Perfiles teóricos de \bar{q} (en azul) comparados con el observado (en verde). La figura muestra tres ejemplos de las curvas teóricas obtenidas para tres valores diferentes de la fracción F : 0.3 (*panel superior*), 0.6 (*panel medio*), y 0.8 (*panel inferior*). Figura extraída de Sosa et al. (2012).

Capítulo 7

Discusión

7.1. Cambios en la energía orbital de los LPCS debida a efectos no-gravitacionales

Nos interesa evaluar en que casos las fuerzas no-gravitacionales son lo suficientemente intensas como para ser detectadas en el movimiento del cometa. Para ello, estimamos teóricamente la variación en la energía orbital del cometa debida a la acción de las fuerzas no-gravitacionales. Supongamos entonces un núcleo cometario de radio R_N , densidad de masa ρ , y tasa de producción gaseosa Q .

Si \vec{v} es la velocidad del cometa a la distancia r , la aceleración producida por la fuerza no-gravitacional será

$$\vec{J} = \frac{d\vec{v}}{dt}. \quad (7.1)$$

Mediante las Ecs. (4.4), (4.5), (7.1) y (1.9), y considerando el módulo de los parámetros vectoriales, obtenemos

$$\frac{4}{3}\pi R_N^3 \rho \frac{dv}{dt} = 4\pi R_N^2 f Z m u,$$

de donde resulta

$$\frac{dv}{dt} = \frac{3fZmu}{\rho R_N}, \quad (7.2)$$

donde, como antes, f es la fracción de superficie activa que sublima libremente, y Z es la tasa de producción gaseosa por unidad de área.

Si integramos a lo largo de la rama entrante de la órbita, obtendremos el cambio acumulativo en la velocidad del cometa Δv , entre el valor “original” y el valor en el perihelio, debido a la fuerza no-gravitacional:

$$\Delta v = \frac{3fmu}{\rho R_N} \int_{-\infty}^0 Z dt, \quad (7.3)$$

$$\Delta v = \frac{3fu}{\rho R_N} \Delta M_N, \quad (7.4)$$

donde ΔM_N es la masa perdida por unidad de área debido a la sublimación en la rama entrante de la órbita.

Consideremos ahora la ecuación de Gauss:

$$\frac{da}{dt} = \frac{2}{\nu\sqrt{1-e^2}} \left(Re \sin F + p \frac{T}{r} \right), \quad (7.5)$$

donde a es el semieje mayor, ν el movimiento medio, e la excentricidad, $p = a(1-e^2)$, F la anomalía verdadera, y R y T las componentes radial y transversa de la fuerza perturbadora. También tenemos $\nu = \mu^{1/2} a^{-3/2}$, donde $\mu = GM_\odot$.

Dado que la energía orbital es $x = 1/a$, tenemos $dx = -da/a^2$ y, para un cometa cuasi-parabólico, $e \sim 1$ y $1 - e^2 \sim 2q/a$. En general, la componente R de la fuerza no-gravitacional será dominante, así que podemos despreciar T en la Ec. (7.5). Con estas simplificaciones, la Ec. (7.5) resulta

$$\frac{dx}{dt} = -\sqrt{\frac{2}{\mu q}} R \sin F. \quad (7.6)$$

Si consideramos un promedio en el tiempo $\langle \sin F \rangle$ (ponderado por el factor $1/r^2$) durante un período orbital, podemos fácilmente integrar la Ec. (7.6) a lo largo de la rama entrante de la órbita, i.e.

$$\begin{aligned} \Delta x &= \int dx = -\sqrt{\frac{2}{\mu q}} \langle \sin F \rangle \int R dt = \\ &= -\sqrt{\frac{2}{\mu q}} \langle \sin F \rangle \Delta v. \end{aligned} \quad (7.7)$$

y sustituyendo Δv por el valor hallado en la Ec. (7.4) tenemos

$$\Delta x = -\sqrt{\frac{2}{\mu q}} \langle \sin F \rangle \frac{3fu}{\rho R_N} \Delta M_N, \quad (7.8)$$

donde $\langle \sin F \rangle \sim 0.7-0.6$ para cometas cuasi-parabólicos con $q \sim 0.1-1.5$ ua, y hemos promediado solamente en la parte más activa de la órbita ($r \lesssim 2.5$ ua). ΔM_N puede calcularse como $\Delta M_N = \Delta m_s/2$, donde Δm_s está a su vez dada por la Ec. (5.4) (cf. Fernández 2005, pp. 237-240).

Vamos ahora a la cuestión de si los parámetros no-gravitacionales que usamos son consistentes con las perturbaciones en las energías orbitales originales. Hacemos notar que el máximo de Oort en el rango de energías $0 < x < 100$ se observa como borroso para la submuestra de LPCs con $q < 1$ ua (Fig. 7.1) cuando se compara con los máximos mucho más nítidos que presentan los cometas con q mayores (principalmente $q \gtrsim 2.5$ ua). Esto sugiere cambios en la energía del orden $\Delta x \sim 100$ o mayores para la muestra con $q < 1$ ua. Las variaciones estimadas mostradas en la Fig. 7.2 son consistentes con las consideraciones previas. Los valores de Δx han sido calculados a partir de la Ec. (7.8), considerando una fracción de superficie activa $f = 1$, y $\rho = 0.4 \text{ g cm}^{-3}$. La Fig. 7.2 también muestra que las perturbaciones no-gravitacionales que actúan sobre los LPCs con radios $R_N \gtrsim 1 \text{ km}$ se vuelven despreciables para distancias perihélicas $q \gtrsim 1.5$ ua, con variaciones Δx

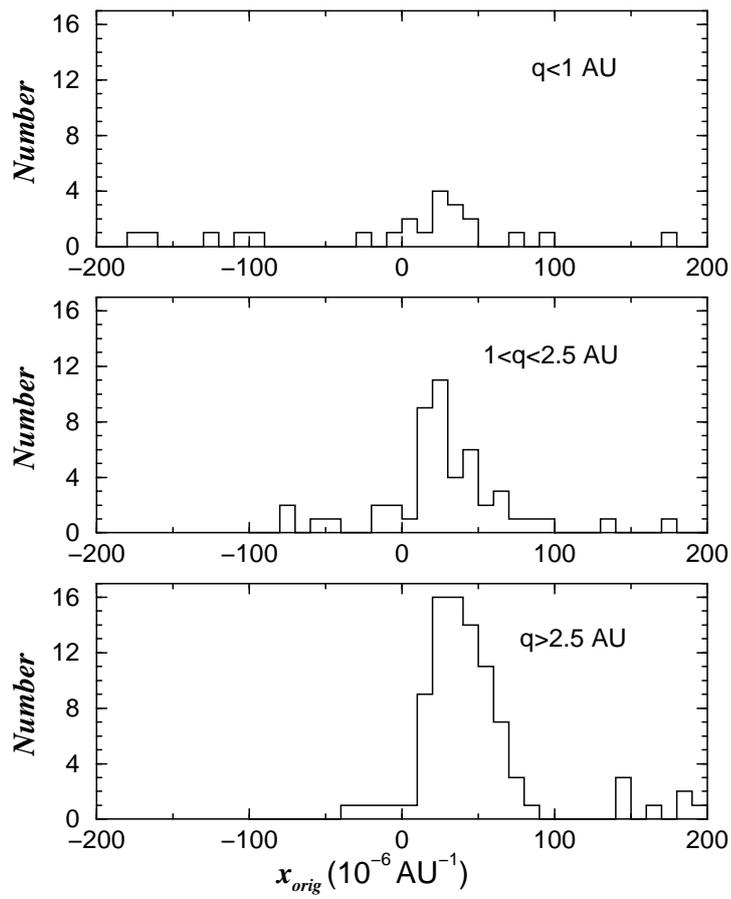


Figura 7.1: Distribución de las energías orbitales originales para las muestras observadas de LPCs nuevos y jóvenes con energías en el intervalo $-200 < x < +200$ tomadas del catálogo de Marsden & Williams (2008). Figura extraída de Sosa and Fernández (2011).

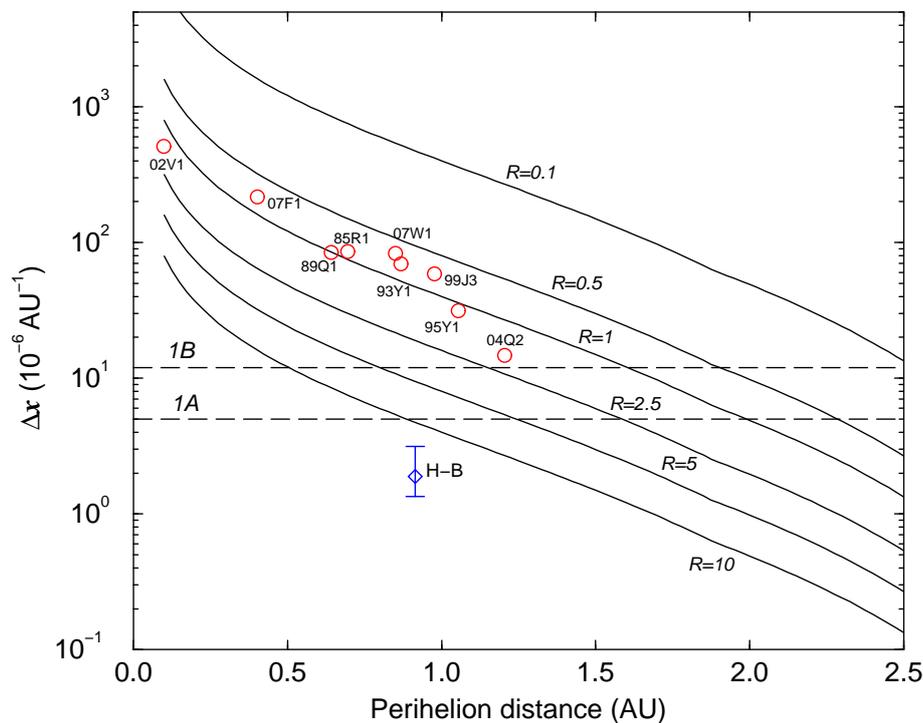


Figura 7.2: Cambio esperado en la energía orbital por revolución orbital Δx en función de la distancia perihélica, para diferentes radios cometarios (R). Las líneas rayadas horizontales indican las incertidumbres en las energías originales calculadas para los cometas de clases 1A y 1B en el catálogo de Marsden & Williams (2008). El diamante con las barras de error representa al cometa Hale-Bopp. Se puede apreciar claramente que el cambio esperado en la energía orbital debido a las fuerzas no gravitacionales se encuentra por debajo del nivel de incertidumbre de la clase 1A, suponiendo un radio nuclear en el rango de los estimados para dicho cometa. Figura extraída de Sosa and Fernández (2011).

por debajo de los niveles de incertidumbre 1A, 1B definidos por Marsden y Williams (2008) para las órbitas cometarias de mejor calidad. Esto resulta consistente con los máximos bien nítidos en torno a $x = 0$ observados en la distribución de x para los LPCs, principalmente para aquellos más distantes con $q > 2.5$ ua.

7.2. Fuentes de incertidumbre en la determinación de masas cometarias

Analizamos a continuación las posibles causas que pueden llevar a fracciones de superficie activa $f > 1$, tal como resultó de nuestro estudio de la muestra seleccionada de LPCs (cf. Sec. 4.3). Antes de considerar la hipótesis de hiperactividad cometaria, debemos investigar primero otras posibles causas por las cuales puedan obtenerse valores de f sistemáticamente por encima de la unidad.

Creemos que pueden ser descartados errores en el procedimiento, ya que cuando aplicamos el mismo procedimiento a los SPCs, obtenemos valores $f \ll 1$ en la mayoría de los casos. La sobrestimación de los parámetros no-gravitacionales podría introducir efectos sistemáticos, pero, dada la buena consistencia hallada en general entre los distintos sets de parámetros no-gravitacionales proporcionados por diferentes autores para los cometas de nuestra muestra, podemos asignar una cuota de confianza a los parámetros no-gravitacionales utilizados en este trabajo. Más aún, Królikowska and Dybczyński (2010) mostraron que soluciones puramente gravitacionales que conducían a órbitas originales hiperbólicas, éstas se volvían elípticas al introducir parámetros no-gravitacionales en los ajustes orbitales. Si bien esto no constituye una prueba definitiva de la bondad del ajuste con parámetros no-gravitacionales, tal como lo marcó e.g. Kresák (1992), lo consideramos no obstante un punto a favor de la consistencia entre las distintas determinaciones de parámetros no-gravitacionales.

A pesar de lo dicho anteriormente, notamos ciertas inconsistencias para un par de cometas de nuestra muestra filtrada, que casualmente resultaron ser aquellos dos con los mayores valores de f calculados (> 2). El cometa C/2007 W1 presenta una órbita original hiperbólica según varias fuentes de datos orbitales (Marsden & Williams 2008; JPL; Nakano; Kinoshita). Descartando un origen extrasolar, creemos que un pobre ajuste orbital es la explicación más probable para dicha solución hiperbólica, aún cuando cuando algunos autores (Marsden & Williams 2008; Nakano; Kinoshita) le hayan concedido una buena calidad de determinación orbital, incluyendo parámetros no-gravitacionales. El otro cometa es el C/2004 Q2. En la Fig. 7.2 mostramos que el cambio esperado en la energía orbital de este cometa está apenas por encima del nivel de incertidumbre correspondiente a los cometas de clase de calidad 1B según el catálogo de Marsden and William (2008). En conclusión, debemos considerar a las masas y fracciones de superficie activas calculadas para este par de cometas con cierta precaución, ya que los parámetros no-gravitacionales estimados para estos objetos conducen a algunas inconsistencias. También debemos notar que el IMCCE, Nakano, y Kinoshita calcularon parámetros no-gravitacionales para el cometa C/2007 W1, mientras el JPL y Marsden and Williams (2008) determinaron soluciones puramente gravitacionales.

Finalmente, mencionaremos que sesgos sistemáticos en las posiciones de las estrellas de referencia en los catálogos astrométricos más utilizados podrían ser otra fuente de incertidumbre en la determinación orbital de los cuerpos menores. Pero, según Chesley et al. (2010), tales errores sistemáticos serían típicamente de unos 0.16 segundos de arco, aproximadamente, tal como se infiere de las distribuciones de probabilidad de los residuos en declinación para los asteroides numerados. Esto es prácticamente un orden de magnitud menor que el R.M.S. típico de los residuos en las soluciones orbitales de los LPCs de nuestra muestra (~ 1 arcseg). Por consiguiente, creemos que las desviaciones sistemáticas mencionadas anteriormente no afectan significativamente a la determinación de los parámetros no-gravitacionales, así que es poco probable que ellos sean la explicación al extraño caso del cometa C/1995 O1 (Hale-Bopp) (cf. Sec, 7.5) o de otros. Más aún, la bondad de los ajustes de las soluciones puramente gravitacionales encontradas para los LPCs más distantes, lo cual se manifiesta como un máximo nítidamente definido en torno a $x \sim 0$, sugiere enfáticamente que los errores sistemáticos en las posiciones de las estrellas

de referencia no son significativos.

7.3. ¿Son posibles densidades extremadamente bajas en LPCs?

Densidades extremadamente bajas en cometas no pueden ser descartadas, aunque creemos que son bastante improbables ya que, según nuestras estimaciones de masas y modelo de núcleo cometario, se requeriría una densidad muy baja ($\rho \sim 0.1 \text{ g cm}^{-3}$) para una fracción de superficie activa $f \leq 1$. En efecto; dado que $f \propto \rho^{2/3}$, si la densidad fuera 0.1 g cm^{-3} en lugar de nuestro valor canónico de 0.4 g cm^{-3} , entonces las fracciones de superficie activa disminuirían por un factor de ~ 0.4 , llegando a valores $f \leq 1$ para la mayoría de los LPCs filtrados. A la fecha no conocemos ningún cometa con una estimación extremadamente baja de densidad, con la excepción del 19P/Borrelly, para el cual estimamos $\rho < 0.1 \text{ g cm}^{-3}$ (cf. Sosa and Fernández (2009)). En dicho trabajo estimamos que las densidades típicas de los SPCs estarían en el rango $[0.2, 0.8] \text{ g cm}^{-3}$. Sin embargo, diferencias entre las densidades medias de los LPCs y las de los SPCs no pueden descartarse debido a que ambas poblaciones podrían haberse formado en distintas regiones del disco protoplanetario y/o haber tenido distintas evoluciones colisionales. Hacemos notar que densidades medias inferiores a la canónica solamente afectarían a los valores calculados de f (y de R_N), no así a las masas calculadas.

7.4. Probable hiper-actividad de los LPCs

Finalmente, llegamos a la hipótesis de cometas hiperactivos. Se puede concebir un modelo de núcleo cometario que sublime no solamente desde su superficie, sino también desde granos presentes en su coma, dando así lugar a una actividad mayor que la esperada para un núcleo con un 100% de área superficial activa. Keller et al. (1990) han propuesto un mecanismo de sublimación en el cual solamente una porción del gas provendría directamente de la superficie, mientras que un porcentaje mayor del gas sería liberado durante la fragmentación de partículas de polvo. Rickman and Jorda (1998) también han propuesto otro mecanismo para la hiperactividad al sugerir que la fragmentación de capas superficiales del núcleo, la cual puede ocurrir cerca del perihelio, conduciría a la sublimación de fragmentos de hielo de corta vida, además de la sublimación desde la superficie del núcleo. McCarthy et al. (2007) han buscado los efectos de la sublimación de granos de hielo en imágenes post-perihelio del cometa C/1995 O1 (Hale Bopp) tomadas desde el HST¹ con el instrumento NICMOS, cuando el cometa se encontraba a 2.5 ua del Sol. Tal como ellos lo señalan, la detección de la sublimación de granos de hielo en las comas cometarias ha sido una tarea difícil pues los cometas brillantes están en general tan cerca del Sol que los granos de hielo duran demasiado poco, mientras que los cometas que están suficientemente lejos del Sol son demasiado débiles como para realizar una buena detección de los granos de hielo. Comparando imágenes de NICMOS en varios filtros, los autores detectaron una señal de absorción en $2.04 \mu\text{m}$ atribuida al hielo de H_2O en granos distantes a menos de 4000 km del núcleo.

¹Hubble Space Telescope.

También podría ser posible, como lo mostró el encuentro de la sonda espacial EPOXI con el cometa 103P/Hartley 2, que partículas de hielo sean transportadas hacia fuera del núcleo por la sublimación del CO_2 , en lugar de la del H_2O .

7.5. C/1995 O1 (Hale-Bopp): ¿un cometa “anómalo”?

El cometa C/1995 O1 (Hale-Bopp) presenta una órbita puramente gravitacional de clase 1A en el catálogo 2008 de Marsden y Williams, mientras otras fuentes importantes de parámetros orbitales como lo son las bases de datos en línea del JPL o del IMCCE, así como también Szutowicz et al. (2002a) y Królikowska (2004), calculan parámetros no-gravitacionales para este cometa y con una buena consistencia entre ellos. Por otro lado, el cometa Hale-Bopp parece tener un núcleo inusualmente grande. A partir de imágenes tomadas con la HST Wide-Field Planetary Camera 1 de la región más interna de la coma, Sekanina (1997) pudo extraer digitalmente la señal del núcleo, obteniendo un diámetro nuclear de 71 ± 4 km, suponiendo un albedo geométrico de 0.04. Weaver and Lamy (1997) han hecho una revisión de diferentes métodos utilizados para acotar el tamaño del núcleo del cometa Hale-Bopp, concluyendo en que el cometa tendría un radio nuclear efectivo de al menos 15 km, y probablemente en el rango 20-35 km. Fernández (2002) también analizó diferentes cotas al radio efectivo, sugiriendo que el mismo estaría en torno a unos 30 km. A partir de imágenes tomadas con HST/NICMOS del núcleo no resuelto, McCarthy et al. (2007) estiman un diámetro de 40 ± 10 km suponiendo un albedo geométrico de 0.04. Todos estos resultados apuntan a un núcleo cometario con un tamaño de un orden de magnitud mayor que los estimados para nuestra muestra de LPCs. Luego, este cometa presumiblemente sea demasiado grande como para presentar un efecto no gravitacional detectable. En la Sec. 7.1 calculamos el cambio esperado en la energía orbital debido a la fuerza no gravitacional para un radio nuclear en el rango del estimado para el cometa Hale-Bopp y para una distancia perihélica $q = 0.914$ ua (la correspondiente al cometa). En la Fig. 7.2 podemos ver que el cambio orbital esperado sería $\Delta x \simeq 2 \times 10^{-6} \text{ ua}^{-1}$ y por lo tanto muy pequeño para ser detectado, dado que el mismo se encuentra por debajo del nivel de incertidumbre en la energía orbital correspondiente a una clase de calidad orbital 1A ($5 \times 10^{-6} \text{ ua}^{-1}$). Por otro lado, tomando los parámetros no-gravitacionales publicados por la base de datos en línea del JPL, obtuvimos para la masa del cometa el valor dado en la Tabla 4.1. Mediante el procedimiento aplicado a los otros cometas de nuestra muestra calculamos a continuación el radio nuclear y luego la fracción de superficie activa. Obtuvimos $R_N = 4.8$ km y $f = 7.4$, es decir que encontramos que los parámetros no-gravitacionales provistos por el JPL (y por otras fuentes) solamente son consistentes con un núcleo mucho menor y extremadamente hiperactivo. Este cometa aparece entonces como un caso enigmático, llevándonos a sugerir alguna de las siguientes explicaciones alternativas: o los efectos no-gravitacionales sobre el cometa son demasiado pequeños para ser detectados en la actualidad (en acuerdo con Marsden y Williams 2008), y en consecuencia las estimaciones de masa basadas en el efecto no-gravitacional serían espúreas, o el cometa es extremadamente hiperactivo (y mucho menor que las estimaciones mencionadas anteriormente). Una posible explicación para una muy alta hiperactividad podría ser la ocurrencia de un *outburst* o de una fragmentación del núcleo ocurrida antes del descubrimiento

del cometa, que condujera a la liberación de grandes trozos de material helado.

7.6. Cometas nuevos vs. evolucionados en la población de LPCs cercanos a la Tierra

Se entiende por cometas *nuevos* a aquellos con energías originales en el rango $0 < E_{or} < 10^{-4} \text{ ua}^{-1}$ ², las cuales aparecen como un máximo en el histograma de E_{or} de los LPCs, tal como lo señalara por primera vez Oort (1950) (cf. Fig. 1.8). Dado que el cambio típico en la energía orbital debido a las perturbaciones planetarias es $\gg 10^{-4} \text{ ua}^{-1}$, se supone entonces que los cometas nuevos están ingresando por primera vez en la región planetaria interna. Esto podría no ser estrictamente cierto en todos los casos, no obstante lo cual nos atenderemos a esta definición “clásica” de cometa nuevo, basada en el criterio de que los cometas en dicho rango de energías estarían ingresando al sistema solar interior directamente desde la Nube de Oort, y que en consecuencia han sido fuertemente perturbados por el efecto combinado de las fuerzas de marea galáctica y de estrellas que han pasado cerca del Sol. Por el otro lado, los cometas *evolucionados* serán aquellos con energías de ligadura por encima de 10^{-4} ua^{-1} , y que por lo tanto han dejado de estar influenciados por perturbadores externos. Estos cometas ya han incursionado antes por la región interior a la órbita de Júpiter.

Consideraremos en primer lugar nuestra muestra de LPCs para el período 1900-2009. Desafortunadamente sólo contamos con datos confiables de las energías orbitales originales para una fracción de dicha muestra. Muchos cometas, principalmente aquellos observados antes de 1980, no cuentan con determinaciones de E_{or} . En consecuencia, también analizamos la muestra de los LPCs más brillantes que $H = 9$ descubiertos en el último cuarto de siglo (1985-2009), la cual constituye una muestra más restringida pero también más completa. Al igual que otros autores (Francis 2005, Neslušan 2007), también consideramos muestras más restringidas en base a las campañas observacionales de búsqueda, las cuales son presumiblemente menos sesgadas. Para la mayoría de los cometas de estas muestras hemos calculado E_{or} . Dado que nuestro principal interés aquí es derivar la razón o cociente entre LPCs nuevos y evolucionados, para las muestras definidas a partir de campañas de búsqueda hemos incluido cometas en un rango más amplio de distancias perihélicas ($0 < q < 4 \text{ ua}$), bajo la suposición de que hasta $q \simeq 4 \text{ ua}$ la probabilidad de detección era bastante alta. En síntesis, hemos analizado las siguientes muestras:

- LPCs con $P > 10^3$ años, $q < 1.3 \text{ ua}$, observados durante el período 1900-2009 (232 cometas).
- LPCs con $P > 10^3$ años, $q < 1.3 \text{ ua}$, más brillantes que $H = 9$, observados durante el período 1985-2009 (68 cometas).
- LPCs con $P > 10^3$ años, $q < 4 \text{ ua}$, descubiertos por LINEAR (73 cometas).
- LPCs con $P > 10^3$ años, $q < 4 \text{ ua}$, descubiertos por otras grandes campañas observacionales (Siding Spring, NEAT, LONEOS, Spacewatch, Catalina) (45 cometas).

²La convención usual es considerar las energías de objetos en órbitas elípticas como negativas, aunque, por simplicidad, en la presente discusión las consideraremos como positivas.

Las energías originales fueron extraídas del catálogo 2008 de Marsden y Williams. Complementamos estos datos con valores obtenidos de los catálogos electrónicos de Kinoshita y Nakano. Los valores de E_{or} para la muestra de LPCs correspondientes al período 1900-2009 son presentados en las Tablas 2.3 y 2.4.

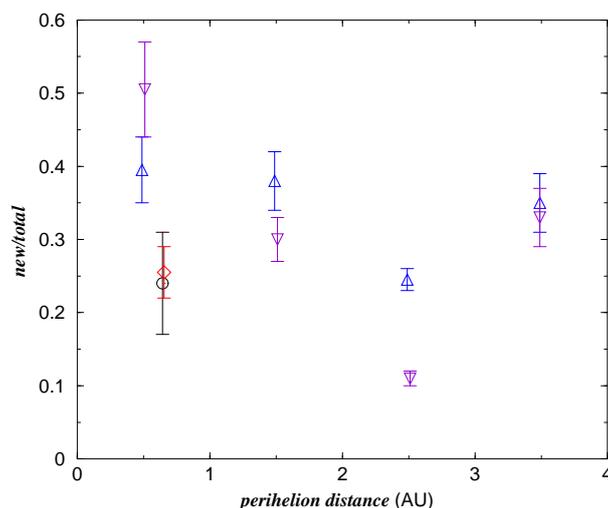


Figura 7.3: Cocientes nuevos/total en función de la distancia perihélica media del rango considerado, para distintas muestras de LPCs. Las muestras son: LPCs observados durante el período 1900-2009 con $q < 1.3$ ua y todas las magnitudes (*diamante*); LPCs observados durante 1985-2009 con $q < 1.3$ ua y $H < 9$ (*círculo*); cometas LINEAR con $q < 4$ ua discriminados según intervalos de 1 ua (*triángulos hacia abajo*); LPCs descubiertos por otros *surveys* del cielo discriminados según intervalos de 1 ua (*triángulos hacia arriba*). Figura extraída de Fernández and Sosa (2012).

Sea $n_{LPC} = n_{new} + n_{ev}$ el número total de LPCs, comprendiendo tanto LPCs nuevos como evolucionados, y cuyas cantidades están dadas por n_{new} y n_{ev} , respectivamente. A partir de los cocientes n_{new}/n_{LPC} hallados para las diferentes muestras, como se muestra en la Fig. 7.3, hallamos en promedio

$$\frac{n_{new}}{n_{LPC}} \simeq 0,3 \pm 0,1, \quad (7.9)$$

o sea $n_{new}/n_{ev} \sim 0.43$, es decir que por cada 7 LPCs evolucionados con $P > 10^3$ años tendríamos aproximadamente 3 cometas nuevos.

Las barras de error mostradas en la Fig. 7.3 solamente toman en cuenta la incertidumbre en los valores calculados de E_{or} , y no consideran la incertidumbre asociada al tamaño n de las muestras (que varía con $n^{1/2}$). Para la Simulación 2 (cf. Sección 5.3) obtenemos un cociente $n_{new}/n_{LPC} = 0.22$. Este valor es menor que el observado (0.30, cf. Ec. (7.9)), lo cual sugiere que se requieren todavía mayores tasas de erosión por revolución orbital: $\Delta R > 0.025$ km, o $\lambda > 7.7$, para ajustar el cociente observado n_{new}/n_{LPC} . Este cociente disminuye hasta 0.07 para cometas con radios $R > 2.75$ km, lo cual es algo esperado dado que los cometas grandes probablemente tengan mayores vidas físicas, y en consecuencia den lugar

a un mayor número de pasajes como cometas evolucionados por cada cometa nuevo.

Como era de esperar, la concordancia entre los cocientes calculados y observados n_{new}/n_{LPC} empeora cuando consideramos tasas de erosión menores. Obtenemos $n_{new}/n_{LPC} = 0.16$ al suponer $\Delta R = 0.0125$ km ($\lambda \simeq 3.9$), mientras las pendientes casi no varían. Para $\Delta R = 0,00625$ km ($\lambda \simeq 1,9$), $R_{sp1} = 1.8$ km, $R_{spi} = 3.4$ km, $f_{sph} = 0.1$, y $f_{sl} = 0.05$, obtenemos $n_{new}/n_{LPC} = 0.12$, y nuevamente con pendientes cercanas a -3.3 y -2.3. Como se ve, los resultados para la distribución acumulativa en R son bastante robustos, casi independientes de los valores adoptados para las tasas de erosión. Por otro lado, las diferencias en los cocientes calculados n_{new}/n_{LPC} son bastante substanciales de una simulación a otra.

7.7. Cometas provenientes de las regiones interna y externa de la Nube de Oort

Entre los cometas nuevos, distinguiremos entre aquellos provenientes de la Nube de Oort *externa*, con energías en el rango $0 < E_{or} < 0.3$, de aquellos provenientes de la Nube de Oort *interna*, con energías en el rango $0.3 \leq E_{or} < 1$ (ambos en unidades de 10^{-4} ua $^{-1}$). Los cometas de la Nube de Oort externa (semiejes mayores $a \gtrsim 3,3 \times 10^4$ ua) pueden ser transportados desde la región planetaria externa hacia la interna en una sola revolución por la acción combinada de las fuerzas de marea galáctica y de estrellas que pasan cerca del Sol, siendo así que pueden evadir la poderosa barrera gravitacional de Júpiter-Saturno (Fernández, 2005; Rickman et al., 2008). Por el contrario, los cometas más fuertemente ligados de la Nube de Oort interna necesitarán más de una revolución para difundir sus perihelios hacia la región planetaria interna, de manera que estos cometas se encontrarán en su camino con la barrera de Júpiter-Saturno, con el resultado de que la mayoría de ellos resultarán eyectados antes de alcanzar la zona cercana a la Tierra. A partir del estudio de las condiciones de descubrimiento de una muestra de 58 cometas nuevos descubiertos durante 1999-2007, Fernández (2010) encontró que los cometas en el rango de energías $0 < E_{or}(10^{-4} \text{ ua}^{-1}) < 0.3$ presentan una distribución en q uniforme, tal como cabría esperar de cometas inyectados directamente en la región planetaria interna provenientes de una población termalizada, mientras la distribución en q de cometas con energías originales en el rango $0.3 < E_{or}(10^{-4} \text{ ua}^{-1}) < 1$ muestra un incremento con q que podría atribuirse a la barrera de Júpiter-Saturno que impide a la mayoría de los cometas de la Nube de Oort interna alcanzar la región planetaria interior.

Hacemos notar que cuando hablamos de cometas *provenientes* de una región dada, nos referimos a la región alcanzada durante la última órbita. Como mostraron Kaib and Quinn (2009), un cometa proveniente de la Nube de Oort interna cuyo perihelio se aproxima a la barrera Júpiter-Saturno puede recibir un impulso tal en su energía que lo envíe hacia la Nube de Oort externa donde las fuertes perturbaciones estelares y de las fuerzas de marea galáctica pueden desviarlo a su vez hacia la región cercana a la Tierra, salvando de esta forma la barrera Júpiter-Saturno. En consecuencia, no podemos asegurar que un cometa observado en una aparición dada haya residido por largo tiempo en la Nube de Oort externa o en la interna, solamente podemos decir de cual lugar parece provenir.

Debemos mencionar que la estimación del cociente entre cometas de las Nubes de Oort externa e interna (n_{out}/n_{in} , siendo n_{out} y n_{in} el número de cometas provenientes de las Nubes de Oort externa e interna, respectivamente, y de forma que $n_{new} = n_{in} + n_{out}$) es algo compleja pues los rangos de energías involucrados son muy angostos ($\Delta E \simeq 0.3 \times 10^{-4} \text{ ua}^{-1}$ para la Nube de Oort externa, y $\Delta E \simeq 0.7 \times 10^{-4} \text{ ua}^{-1}$ para la Nube de Oort interna), de manera que los errores en la determinación de las energías orbitales originales podrían ser del orden de dichos rangos. Aún cuando los errores formales en las energías orbitales determinadas para las clases de calidad 1A y 1B en el catálogo 2008 de Marsden y Williams sean ± 5 y ± 12 (en unidades de 10^{-6} ua^{-1}), respectivamente, posibles efectos no-gravitacionales no tenidos en cuenta podrían alterar los valores calculados de E_{or} en varias decenas de unidades, tal como lo demostraron Królikowska and Dybczyński (2010). Por el momento despreciaremos las fuerzas no-gravitacionales, volviendo a este punto al final de esta sección. En la tabla 7.1 mostramos el cociente n_{out}/n_{in} para cometas de la clase de calidad 1A. Consideramos tres rangos de distancias perihélicas: $0 < q \leq 1.5 \text{ ua}$, $1.5 < q \leq 3.0 \text{ ua}$, $3.0 < q \leq 4.5 \text{ ua}$. Si bien las muestras disponibles probablemente sean incompletas, esperamos que el factor de incompletitud sea el mismo para ambas, de forma de que el cociente se mantenga más o menos constante.

Cuadro 7.1: Fracción de cometas provenientes de la Nube de Oort externa con respecto a la Nube de Oort interna.

Δq	Externa : Interna
$0 < q \leq 1.5$	7 : 5
$1.5 < q \leq 3$	10 : 8
$3 < q \leq 4.5$	13 : 18

Podemos apreciar una ligera predominancia de los cometas nuevos provenientes de la Nube de Oort externa con respecto a los provenientes de la Nube de Oort interna en los dos primeros rangos de q . En el caso del rango más distante la situación se invierte. Como se dijo antes, el cociente (n_{out}/n_{in}) no tiene porque permanecer constante a través de la región planetaria. A medida que q aumenta se espera que más cometas de la Nube de Oort interna estén presentes ya que se está dejando atrás la barrera de Júpiter-Saturno. También hemos calculado el cociente (n_{out}/n_{in}) para la muestra de calidad 1B. Hallamos (n_{out}/n_{in}) = 9:9, 6:6 y 1:4 para los rangos $0 < q \leq 1.5 \text{ ua}$, $1.5 < q \leq 3 \text{ ua}$ y $3 < q \leq 4.5 \text{ ua}$, respectivamente. Es decir que la tendencia más o menos se mantiene, y podríamos argumentar que la ligera disminución en los cocientes (n_{out}/n_{in}) cuando se pasa de los cometas de la clase 1A a los cometas de la clase 1B para los dos primeros rangos, $0 < q \leq 1.5 \text{ ua}$ y $1.5 < q \leq 3 \text{ ua}$, se debe al ruido que afecta a los valores calculados de E_{or} para los cometas de la clase 1B.

A partir del análisis previo, encontramos entonces que n_{out} podría ser ligeramente superior a n_{in} en la zona más cercana al Sol (por ejemplo $q \lesssim 3 - 4 \text{ ua}$) con una barra de error cuyo extremo inferior podría caer por debajo de uno, de manera que podemos estimar

$$\frac{n_{out}}{n_{in}} \simeq 1,1 \pm 0,2 \quad (7.10)$$

Volvemos ahora al problema de las fuerzas no-gravitacionales no tenidas en cuenta y que podrían estar afectando a los valores de E_{or} calculados por Marsden y Williams. Królikowska and Dybczyński (2010) y Dybczyński and Królikowska (2011) han recalculado las órbitas de los cometas nuevos, tal como los definen Marsden y Williams (2008), incluyendo términos no-gravitacionales en las ecuaciones de movimiento. Los autores encuentran que la inclusión de términos no-gravitacionales tiende a desplazar las energías E_{or} calculadas hacia valores mayores (o sea semiejes mayores a menores). Este desplazamiento afectaría al cociente n_{out}/n_{in} calculado, pues algunos cometas se desplazarían desde órbitas originales hiperbólicas hacia la Nube de Oort, mientras otros se moverían desde la Nube de Oort hacia órbitas más evolucionadas. Królikowska and Dybczyński (2010) calcularon órbitas originales con $E_{or} < 10^{-4} \text{ ua}^{-1}$ y $q < 3 \text{ ua}$, mientras Dybczyński and Królikowska (2011) consideraron aquellos cometas con $q > 3 \text{ ua}$. Mientras las órbitas calculadas con parámetros no-gravitacionales fueron las mejores en el primer caso, para los cometas con $q > 3 \text{ ua}$ solamente 15 de 64 presentaron fuerzas no-gravitacionales medibles. En conjunto los autores presentan una muestra de 62 cometas con energías originales (la mayoría calculadas con parámetros no-gravitacionales incluidos) en el rango $0 < E_{or} < 10^{-4} \text{ ua}^{-1}$. Para estos valores de energías originales, hallamos que 26 cometas provendrían de la Nube de Oort externa y 36 provendrían de la Nube de Oort interna. Si limitamos la muestra a aquellos cometas con $q > 3 \text{ ua}$, menos afectados por las fuerzas no-gravitacionales, los números serían: 20 de la Nube de Oort externa y 18 de la Nube de Oort interna, i.e. tendríamos un cociente n_{out}/n_{in} ligeramente por encima de la unidad. Si extrapolamos este resultado a q menores, deberíamos esperar un ligero incremento de dicho cociente, todavía compatible con el mostrado en la Ec. (7.10).

7.8. Cambios evolutivos en la distribución de tamaños de LPCs

Analizaremos aquí los cambios evolutivos en la distribución de tamaños de LPCs asociados a procesos de fragmentación y sublimación.

La fragmentación de los núcleos cometarios es un fenómeno observado con cierta frecuencia en los cometas (e.g. Chen and Jewitt, 1994). En la mayoría de los casos se liberan pequeños fragmentos de vidas media muy cortas, así que el proceso podría describirse como una fuerte erosión de la superficie del núcleo, que permanecería esencialmente como un cuerpo único. Pero, en algunos casos, la fragmentación del cometa *progenitor* puede conducir a la producción de dos o más fragmentos masivos que se desligan y que pueden durar varias revoluciones, generando en consecuencia cometas *hijos* que pueden ser descubiertos como cometas independientes. Tenemos varios casos conocidos de pares de cometas entre los LPCs observados, los cuales se muestran en la Tabla 7.2. Incluimos en la tabla solamente a aquellos cometas cuyas fragmentaciones son atribuidas a causas endógenas, es decir que dejamos afuera a aquellos cometas que se fragmentaron por efecto de mareas durante encuentros cercanos con el Sol o con los planetas.

Cuadro 7.2: Pares de LPCs.

Par	q (ua)
1988 F1 Levy and 1988 J1 Shoemaker-Holt	1.17
1988 A1 Liller and 1996 Q1 Tabur	0.84
2002 A1 LINEAR and 2002 A2 LINEAR	4.71
2002 Q2 LINEAR and 2002 Q3 LINEAR	1.31

El fenómeno de fragmentación es una consecuencia de la naturaleza frágil del material cometario. Por ejemplo, a partir de la fragmentación por mareas del cometa D/1993 F2 (Shoemaker-Levy 9), Asphaug and Benz (1996) hallan que dicho evento puede ser bien modelado suponiendo al núcleo cometario como un agregado de granos de muy baja cohesión interna. Samarasinha (2001) ha propuesto un modelo para explicar la fragmentación de cometas pequeños como el C/1999 S4 (LINEAR). El autor supone un modelo de pila de escombros para el núcleo cometario con una red de huecos interconectados. La energía solar penetraría en el núcleo por conducción elevando la temperatura de las capas externas. Cuando se alcanza una temperatura de 136.8 K puede ocurrir una transición de fase exotérmica de hielo amorfo a cristalino, la cual liberaría una energía de $8,4 \times 10^8 \text{ erg g}^{-1}$ (Priainik and Bar-Nun, 1987). Esta energía liberada puede ser utilizada en la sublimación de parte del hielo de agua, lo cual propiciaría la liberación de moléculas de CO, atrapadas en la matriz de hielo, y que se propagarían a través de la red de espacios vacíos llenándolos, y que en consecuencia podrían aumentar la presión gaseosa hasta hacerla suficientemente alta como para vencer la débil cohesión del núcleo y así fragmentarlo. Dado que la fuerza por unidad de área es directamente proporcional al cuadrado del radio nuclear, sólo los núcleos cometarios más grandes serían capaces de mantener unidos a sus fragmentos. Podemos inferir entonces que debe existir un radio nuclear crítico tal que por debajo de dicho valor crítico puede ocurrir una fragmentación con dispersión de fragmentos, debido a que la auto-gravedad sería demasiado débil para reagruparlos.

La Fig. 7.4 ilustra las posibles trayectorias de evolución física para núcleos cometarios de diferentes tamaños, que resumen lo discutido anteriormente. Los cometas grandes (de unas decenas de km o más) pueden sobrevivir por cientos o miles de revoluciones de forma que podrían alcanzar mayores edades dinámicas (cometas de tipo Halley). Los cometas grandes desaparecen debido principalmente a eyecciones hiperbólicas. Los cometas de tamaño intermedio (de varios km) no tienen un campo gravitacional suficiente como para impedir la separación de los fragmentos luego de un evento disruptivo, dando así lugar a la generación de cometas hijos que continúan su evolución en forma independiente hasta alcanzar la desintegración o la eyección. Los cometas pequeños (del orden de 1 km) pueden durar varios pasajes hasta desintegrarse sin producir cometas hijos (pues los fragmentos son demasiado pequeños como para durar lo suficiente para ser detectados como cometas independientes). Finalmente, los cometas muy pequeños (de algunas décimas de km) se desintegran rápidamente luego de uno o pocos pasajes como máximo.

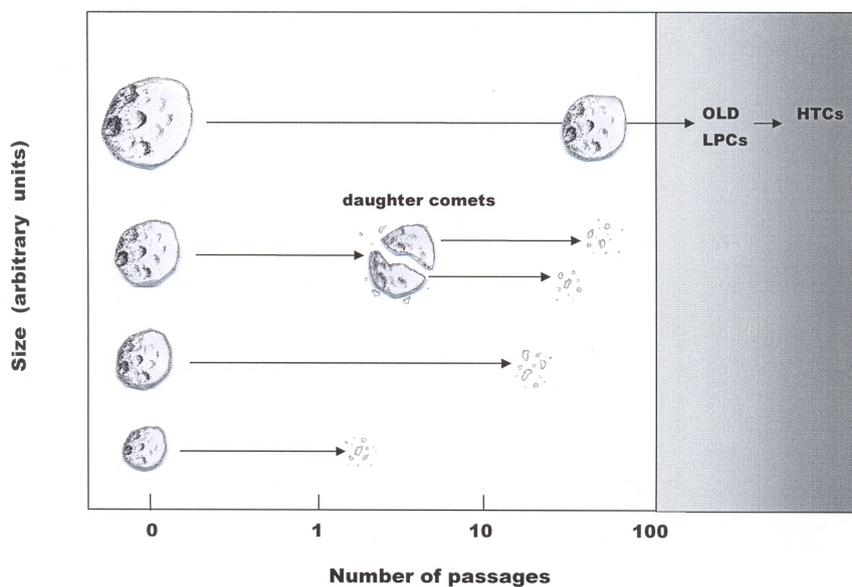


Figura 7.4: Representación esquemática de la evolución física de un núcleo cometario según su tamaño. Figura extraída de Fernández and Sosa (2012).

7.9. Vida Física Media de los NEJFCs

Fernández (1985) estimó la vida media física de los JFCs suponiendo un equilibrio entre los cometas que entran y salen de la región planetaria, y una cierta tasa de transferencia hacia la región de los planetas terrestres. Obtuvo una vida media física de unas 1000 revoluciones para un JFC típico de 1 km de tamaño con $q \sim 1$ ua, lo cual debe considerarse como un límite superior. Otras estimaciones de τ_{phys} , restringidas a la región $q < 1.5$ ua, son de 400 revoluciones (Kresák, 1981), 300 revoluciones (Kresák and Kresáková, 1990), 200 revoluciones (Emel'yanenko et al., 2004), y 150-200 revoluciones (di Sisto et al., 2009). Levison and Duncan (1997) estimaron $\tau_{phys} = 600$ revoluciones para JFCs sin restricciones en q . Comparando con estos trabajos previos, nuestra estimación de τ_{phys} se aplica a una población con un q algo mayor ($q < 2$ ua). Nuestro límite superior de $\sim 10^4$ años (o de 1600-2000 revoluciones) es todavía consistente con las estimaciones previas, aunque algo mayor.

7.9.1. Vida media de sublimación

Para analizar si nuestra estimación de la vida media física de los JFCs es consistente con otros aspectos físicos de los cometas, estimamos la vida media cometaria suponiendo que la misma está determinada por la pérdida de masa debida a la sublimación del hielo de agua. La vida media de sublimación $\tau_{phys,subl}$ (en número de revoluciones) de un núcleo cometario que sublima a través de toda su superficie está dado por (Fernández 2005, pp. 237-240):

$$\tau_{phys,subl} = \frac{R_N}{\Delta h}, \quad (7.11)$$

donde R_N es el radio del núcleo cometario, y Δh es el espesor de la capa externa sublimada por revolución orbital, el cual a su vez se relaciona con la densidad ρ_N del núcleo, y con la pérdida de masa Δm por unidad de área y por revolución orbital, mediante:

$$\Delta h = \frac{\Delta m}{\rho_N}. \quad (7.12)$$

La pérdida de masa Δm puede calcularse mediante el ajuste polinómico dado por di Sisto et al. (2009) a modelos termodinámicos de un núcleo cometario que sublima libremente, como se vió en la Ec. (5.4). Podemos introducir un factor correctivo en el cálculo de $\tau_{phys,subl}$ que tenga en cuenta a una cierta fracción f de área superficial activa. Suponiendo $f = 0.1$, la vida media de sublimación corregida sería $\tau'_{phys,subl} = \tau_{phys,subl} \times 10$. Entonces, para un NEJFC de $q = 1.5$ ua, $\rho_N = 0.4 \text{ g cm}^{-3}$, y $R_N = 1 \text{ km}$ tendríamos una vida media de sublimación de unas 6950 revoluciones. Estrictamente hablando, este valor debe ser considerado como un límite superior dado que los cometas están sujetos a frecuentes *outbursts* y *splittings* (e.g. Chen and Jewitt, 1994) que aumentarían considerablemente la pérdida de masa. Considerando esto, podemos afirmar que una vida media física de ~ 1000 revoluciones es consistente con la pérdida de masa por sublimación, *outbursts*, y *splittings*.

7.9.2. Vida media basada en la tasa de extinción

Podemos también estimar la vida media de los JFCs $\tau_{phys,ext}$ basada en el tamaño n de la población observada de JFCs con $q < 2$ ua, y en la tasa de extinción \dot{n}_{ext} estimada para esta población, por medio de la siguiente relación:

$$\tau_{phys,ext} = \frac{n}{\dot{n}_{ext}}, \quad (7.13)$$

donde la tasa de extinción puede ser estimada a partir de los JFCs conocidos que se extinguieron. En Marsden and Williams (2008) existen varios cometas señalados con 'D' (de "disappeared") a pesar de que podrían encontrarse todavía activos. Estrictamente hablando, se trata de cometas que no han sido vistos en varias apariciones, lo cual no implica necesariamente que se encuentren extintos. El redescubrimiento de varios de ellos: D/1896 R2 (205P/Giacobini), D/1892 T1 Barnard 3 (206P/Barnard-Boattini), y D/1783 W1 Piggot (226P/Piggot-LINEAR-Kowalski) sugiere que todos o la mayoría de ellos podrían estar aún activos. Entre los candidatos más firmes a cometas extintos que tenemos actualmente se hallan: 3D/Biela (fragmentado en 1846, no visto desde entonces), 5D/Brorsen (no visto desde 1879, a pesar de retornos muy favorables), 25D/Neujmin 2 (no visto desde 1927, a pesar de retornos muy favorables), 18D/Perrine-Mrkos (presentó grandes fluctuaciones de brillo y efectos no-gravitacionales erráticos, visto por última vez en 1968 muy débil - 12^m), y 34D/Gale (no visto desde 1938, objeto muy débil, ver la discusión en Kresák 1981). D/1819 W1 Blanpain probablemente sea otro buen candidato ya que el NEA 2003 WY25 podrá estar asociado a este cometa. De acuerdo a Jewitt (2006), el radio de este NEA fue estimado en 160 m y mostró una actividad residual, por lo cual este objeto podría ser un fragmento de la desintegración del cometa.

Concluimos en que la tasa de extinción de los JFCs con $q < 2$ ua podría ser como máximo de unos 2-3 cometas siglo⁻¹.

Sustituyendo $\dot{n}_{ext} = 2.5$ cometas siglo⁻¹, y suponiendo $n \sim 200$, a partir de la ecuación 7.13 obtenemos que la vida media física basada en la tasa de extinción sería $\tau_{phys,ext} \simeq 80$ siglos = 8000 yr ($\simeq 1300$ revoluciones), lo cual es consistente con nuestras cotas estimadas para la vida media física de los JFCs con $q < 2$ ua.

Capítulo 8

Conclusiones

En este capítulo presentamos las principales conclusiones de la tesis, destacando aquellas cuestiones donde consideramos que esta tesis ha hecho un aporte al conocimiento de los cometas en particular, y de los cuerpos menores del Sistema Solar en general.

8.1. LPCs que se aproximan o cruzan la órbita de la Tierra

8.1.1. Masas y superficies activas

Estimamos masas para una muestra selecta de cometas de largo período con buenas curvas de luz visuales y parámetros no-gravitacionales conocidos. También estimamos radios nucleares efectivos y fracciones de superficie activa suponiendo una cierta densidad de masa. El método requiere del conocimiento de la curva de producción gaseosa de agua, la cual puede derivarse de la curva de luz visual. Para este propósito determinamos una nueva correlación entre tasas de producción de agua y magnitudes totales visuales heliocéntricas para los LPCs. También calculamos las magnitudes totales absolutas y los índices fotométricos para la muestra estudiada de LPCs, y estudiamos la correlación entre masas y magnitudes absolutas. Finalmente analizamos la confiabilidad de los parámetros no-gravitacionales y la consistencia de los resultados. Nuestras conclusiones principales son las siguientes:

1. Las masas calculadas para la muestra estudiada de LPCs caen en el rango $[0.5, 10] \times 10^{12}$ kg (dejando de lado a Hale-Bopp y aquellos cometas para los cuales $\frac{\sigma_M}{\langle M_N \rangle} > 0.5$). Suponiendo un núcleo cometario esférico con una densidad media $= 0.4 \text{ g cm}^{-3}$ (valor encontrado para los SPCs, Sosa y Fernández 2009), pudimos inferir el radio efectivo nuclear a partir de la masa, obteniendo radios en el rango $[0.7, 1.8]$ km.
2. Encontramos fracciones de superficie activa en el intervalo $[0.8, 2.4]$ para la muestra estudiada de LPCs. Encontramos que los LPCs serían mucho más activos que los SPCs. A pesar del hecho de que algunos efectos como densidades extremadamente bajas o parámetros no-gravitacionales sobreestimados no

pueden descartarse, creemos que los altos valores de f que hallamos para los LPCs probablemente se deban a un estado de hiper-actividad. En tales objetos, una gran parte de la actividad provendría de la sublimación de granos de hielo en la coma, o de gas liberado durante la fragmentación de partículas de polvo o por la sublimación de fragmentos de hielo removidos de la superficie del núcleo cerca del perihelio.

3. La densidad media de los LPCs podría ser algo menor que la de los SPCs, lo cual podría explicarse suponiendo diferentes lugares de formación y/o diferentes evoluciones colisionales. Si la densidad media de los LPCs fuera, por ejemplo, menor por un factor de 2, la fracción f disminuiría a valores en el rango [0.5 - 1.5], lo cual se correspondería mejor con lo que se esperaría, pero que igualmente requeriría algo de hiper-actividad.
4. Tanto la hiper-actividad como las bajas densidades de los LPCs harían a los núcleos cometarios más pequeños de lo esperado a partir del brillo de sus comas.
5. Encontramos una inconsistencia entre las estimaciones de tamaño y los parámetros no-gravitacionales del cometa C/1995 O1 (Hale-Bopp): el tamaño estimado sería demasiado grande como para que el cometa presente un efecto no-gravitacional detectable. Encontramos que los parámetros no-gravitacionales calculados para este cometa sólo son consistentes con un núcleo mucho más pequeño de lo supuesto y además extremadamente hiper-activo.
6. Encontramos una correlación lineal entre magnitudes totales visuales heliocéntricas y tasas de producción gaseosa de agua que puede expresarse como $\log_{10} Q = 30.53 - 0.234 m_h$, la cual concuerda bien con estudios previos de Jorda et al. (1992, 2008). A diferencia de dichos trabajos, nuestro estudio se basó en una mayor base de datos que comprendió diferentes técnicas de medición; por otro lado, nuestro estudio estuvo restringido a los LPCs. Hallamos una buena concordancia entre las mediciones directas de la molécula de agua con aquellas indirectas derivadas de la medición del hidrógeno mediante observaciones en Lyman-alfa. Un gran porcentaje de las tasas de producción de agua derivadas de observaciones del radical OH también coinciden con las mediciones directas y las Lyman-alfa del H pero, debido a la gran dispersión mostrada por las observaciones de OH, no podemos confirmar ni tampoco descartar la existencia de efectos sistemáticos introducidos por las diferentes técnicas usadas para la determinación de la tasa de producción de H₂O.
7. Encontramos una nueva correlación entre masas y magnitudes totales absolutas H , la cual puede expresarse a su vez como una correlación entre tamaños y magnitudes H , suponiendo una cierta densidad ρ . Suponiendo $\rho = 0.4 \text{ g cm}^{-3}$, hallamos la relación empírica $\log_{10} D(km) = 1.5 - 0.13 H$. La pendiente de esta relación concuerda excelentemente con el resultado teórico de Fernández et al. (1999) para el caso en que el límite de la coma está fijado por su desvanecimiento en el cielo de fondo.

8.1.2. Magnitudes totales, distribución de magnitudes y tamaños

Los resultados más importantes de nuestro estudio sobre los LPCs en órbitas de aproximación o de cruce con la Tierra pueden ser resumidos en los siguientes puntos:

1. Elaboramos un catálogo actualizado de magnitudes totales absolutas H para los LPCs con $q < 1.3$ ua observados durante 1970 y 2009.
2. Analizamos la distribución acumulativa de H , y encontramos una distribución tri-modal con pendientes $\alpha \simeq 0.28 \pm 0.10$ para los cometas más brillantes ($H < 4$), $\alpha \simeq 0.56 \pm 0.10$ para los cometas con brillo intermedio ($4 \leq H < 5.8$), y $\alpha \simeq 0.20 \pm 0.02$ para los cometas más débiles ($5.8 \leq H < 8.6$). A partir de la relación entre H y el radio R (cf. Ec. (1.1)), podemos inferir la distribución acumulativa de tamaños, la cual puede ser expresada por una ley potencial: $N_{>R} = AR^{-s}$, donde $s \simeq +2.15$ para $R \gtrsim 2.4$ km, $s \simeq +4.31$ para $1.4 \lesssim R \lesssim 2.4$ km, y $s \simeq +1.54$ para $0.6 \lesssim R \lesssim 1.4$ km.
3. El cambio en $H \sim 4$ de una pendiente poco inclinada a una más empinada puede ser explicado al menos parcialmente como resultado de la fragmentación y separación de los fragmentos de los núcleos cometarios, lo cual lleva a la creación de dos o más cometas hijos. Los cometas más brillantes que $H \sim 4$ podrían también fragmentarse pero sus campos gravitacionales son lo suficientemente fuertes para mantener unidos los fragmentos.
4. Los cometas más débiles que $H \sim 5.8$ serían demasiado pequeños para sobrevivir a unos pocos pasajes, así que tanto los cometas progenitores como sus cometas hijos atravesarían un proceso de rápido decaimiento, lo cual explicaría el achatamiento de la distribución acumulativa para $H \gtrsim 5.8$.
5. La distribución acumulativa de H se aplanan aún más para los LPCs más débiles que $H \simeq 8.6$, alcanzando un techo en $H \sim 12$ (diámetros ~ 0.5 km). Sugerimos que la escasez de LPCs extremadamente débiles es un fenómeno real, y no un producto de efectos de selección. Esto es avalado por varias campañas observacionales de búsqueda que han sido muy exitosas en descubrir un gran número de NEAs muy débiles ($H \sim 14 - 25$) en órbitas cometarias, pero que no han podido descubrir un número significativo de LPCs débiles.
6. La fracción de cometas nuevos dentro de la población de LPCs con $q < 1.3$ ua sería 0.3 ± 0.1 , es decir que tendríamos unos 3 cometas nuevos por cada 7 evolucionados. Esto implica que el número promedio de retornos de un cometa nuevo que llega hasta menos de 1.3 ua del Sol es ~ 2.3 .
7. El cociente entre el número de cometas provenientes de la Nube de Oort externa y de aquellos provenientes de la Nube de Oort interna, que llegan hasta menos de 1.3 ua del Sol, sería 1.1 ± 0.02 .

8.2. NEJFCs

Estudiamos la evolución dinámica de JFCs que se aproximan a la Tierra y la comparamos con la de los NEAs. Logramos reproducir bastante bien la evolución

temporal de la distancia perihélica media \bar{q} de los NEJFCs, y, como corolario, impusimos ciertas restricciones a la vida media física de esta población de cometas de corto período. Nuestras conclusiones más importantes son las siguientes:

1. Confirmamos la existencia de un mínimo bien definido de \bar{q} para los NEJFCs en la época del descubrimiento y de una notable asimetría en el intervalo $[-1000 +1000]$ años centrado en la época de descubrimiento de cada cometa ($t = 0$ para todos los cometas). La asimetría significa que existen más cometas con mayores distancias perihélicas en la rama pre-descubrimiento de \bar{q} que en la post-descubrimiento. También hallamos una caída muy abrupta de \bar{q} hacia el mínimo en $t = 0$. Dado que la mediana de q se muestra más aplanada que la media, concluimos en que la asimetría pasado-futuro de \bar{q} se debe principalmente a algunos cometas que decrecen sus perihelios muy rápidamente desde la región $q > 2$ ua hasta que son descubiertos.
2. Encontramos algunas diferencias muy destacadas en la evolución dinámica de los NEJFCs y de los NEAs en órbitas cometarias. Por ejemplo, la evolución de \bar{q} para los NEAs en órbitas cometarias es prácticamente plana y simétrica, comparada con la de los NEJFCs. El "achataamiento" puede atribuirse a una evolución dinámica más apacible dado que los NEAs experimentan en promedio menos encuentros cercanos con Júpiter que los NEJFCs. La "simetría" sería debida al hecho de que los NEAs pueden ser descubiertos en cualquier instante de su evolución, incluso luego de una larga permanencia en la región $q < 1.3$ ua, debido a que sus vidas medias son dinámicas, no físicas, y con una escala de tiempo de ~ 10 millones de años (Gladman et al., 2000). Además, el argumento del perihelio ω de los NEJFCs se acumula en torno a $\omega \sim 0^\circ$ y $\omega \sim 180^\circ$ como era de esperar, mientras los NEAs en órbitas cometarias (con $H < 18$) presentan una distribución en ω bastante uniforme. Estas diferencias significativas en la evolución dinámica se contradicen con la hipótesis de un origen común para ambas poblaciones, en la cual los NEAs en órbitas cometarias son considerados cometas durmientes o difuntos. Concluimos en que algunas de las diferencias en la evolución dinámica de ambas poblaciones se debería a sus diferentes naturalezas físicas, es decir que las vidas medias de los NEAs son esencialmente dinámicas, mientras que en cambio para los NEJFCs las vidas físicas se vuelven relevantes.
3. Suponiendo que los NEJFCs son descubiertos en su mayoría durante sus primeros cruces (i.e. cuando disminuyen sus distancias perihélicas por debajo de cierto umbral $q_{thre} = 1.05$ ua por primera vez durante su evolución en la región $q < 2$ ua), logramos reproducir las principales características de la evolución de \bar{q} en el intervalo $[-1000 1000]$ años con respecto a la época del descubrimiento de estos cometas. Reprodujimos no solamente la asimetría y el mínimo observados sino también la súbita caída hacia el mínimo. El hecho de que los cometas fueran descubiertos durante sus primeros cruces es consistente con un modelo de núcleo cometario compuesto básicamente por hielos y de estructura frágil, lo cual se refleja en una vida media física relativamente corta. Al igual que sucede con la evolución observada de \bar{q} de los NEAs en órbitas cometarias, cuando permitimos que los NEJFCs ficticios sean descubiertos en cualquier instante aleatorio t con $q(t) < q_{thre}$, no se reproducen ni la asimetría ni la súbita caída hacia el mínimo mostradas por los NEJFCs observados.

4. Nuestros mejores ajustes al perfil observado de \bar{q} para los NEJFCs indican que un $\sim 40\%$ de esta población estaría compuesta por cometas jóvenes y frescos, los cuales habrían ingresado a la región $q < 2$ ua unos pocos cientos de años antes de que sus distancias perihélicas cayeran por debajo de q_{thre} , mientras un $\sim 60\%$ estaría compuesta por cometas viejos, más evolucionados, descubiertos luego de que permanecieran por lo menos ~ 3000 años en la región $q < 2$ ua.
5. De acuerdo a lo expresado anteriormente, si los NEJFCs tuvieran vidas medias determinadas por su dinámica (la cual estimamos en unos 24000 años), su perfil de \bar{q} en torno a la época del descubrimiento sería similar al de los NEAs en órbitas cometarias. Dado que el perfil de \bar{q} de los NEJFCs es notablemente asimétrico, los NEJFCs deberían tener una vida media física significativamente más corta que la dinámica, por ejemplo menor que la mitad de la dinámica. Esto resultaría en que la mayoría de los cometas sean descubiertos en su primer o segundo cruce como máximo. Estimamos cotas inferior y superior para la vida media física τ_{phys} de los NEJFCs en la región $q < 2$ ua, basándonos en la comparación de los perfiles de \bar{q} teóricos para el primer cruce con el observado. Determinamos un límite inferior de varios cientos de años, y un límite superior de unos 10000 - 12000 años, o de unas 1600 - 2000 revoluciones. Probablemente un JFC típico dure varios miles de años (unas mil revoluciones) en esta región. Estas restricciones son consistentes con otras estimaciones de τ_{phys} basadas tanto en la pérdida de masa (sublimación, *outbursts*, *splittings*) como en la tasa de extinción de los JFCs.

8.3. Trabajo futuro

Este trabajo de tesis deja algunas interrogantes abiertas que pueden explotarse como líneas interesantes a explorar en el futuro. Entre las posibles líneas a desarrollar como continuación del trabajo podemos citar:

1. Dada la inconsistencia que hallamos entre las estimaciones de tamaño y los parámetros no-gravitacionales para el cometa C/1995 O1 (Hale-Bopp), la aplicación de un modelo más sofisticado de núcleo cometario, como por ejemplo un modelo termofísico, al estudio de la evolución de este cometa, permitiría llegar a alguna conclusión sobre si el cometa presenta o no efectos no-gravitacionales detectables con la precisión astrométrica actual. Para este cometa se cuenta con una muy buena cobertura de mediciones de tasas de producción gaseosa, que el modelo termofísico es capaz de reproducir. Otros parámetros fundamentales, como lo es justamente el tamaño, se permitirían variar en ciertos rangos de forma de reproducir los observables.
2. Encontramos que los NEAs en órbitas cometarias más débiles que $H = 18$ presentan una distribución no uniforme del argumento de sus perihelios, con una cierta tendencia a acumularse en torno a $\omega \sim 0^\circ$ y $\omega \sim 180^\circ$ como los cometas de la familia de Júpiter. Una posible hipótesis que surge es la “contaminación” de la muestra de NEAs pequeños (i.e. $H > 18$) con fragmentos cometarios. La observación de NEAs pequeños surge entonces como un proyecto interesante para investigar si existen entre ellos fragmentos de cometas,

por sus implicancias ambientales, ya que estos objetos tienen una cierta probabilidad de impacto con la Tierra, y entonces es de importancia conocer sus propiedades estructurales y físicas, por ejemplo saber si son de naturaleza cometaria o rocosa como los asteroides.

3. La muestra de NEJFCs que hemos estudiado en este trabajo deja de lado a los *sungrazers* de corto período (P/1999 R1, C/1999 X3 y P/2003 T12). Creemos que es interesante investigar el origen de estos objetos con órbitas tan particulares.
4. Para ajustar la evolución temporal del promedio de las distancias perihélicas de los NEJFCs observada hemos supuesto un valor umbral $q_{thre} = 1.05$ ua, tal que los cometas tendrían mayor probabilidad de ser descubiertos cuando disminuyen su distancia perihélica por primera vez por debajo de ese umbral. Dicho valor (resultado de una suposición educada) podría refinarse, o determinarse con mayor precisión. Por otro lado, interesa investigar las razones físicas que podrían existir detrás de este valor umbral que hemos definido como un parámetro de nuestro modelo. Por ejemplo, sería interesante investigar, en términos estadísticos, una relación entre un súbito incremento en la actividad del cometa con la caída de su perihelio. Para ello un posible método de estudio sería la realización de simulaciones, acopladas a un modelo termofísico, de la evolución dinámica de algunos clones de los NEJFCs que ya hemos estudiado en este trabajo.

Bibliografía

- A'Hearn, M. F., 2011. Comets as Building Blocks. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 49, 281–299.
- A'Hearn, M. F., Millis, R. L., Schleicher, D. G., Osip, D. J., Birch, P. V., 1995. The Ensemble Properties of Comets: Results from Narrowband Photometry of 85 Comets, 1976-1992. *Icarus* 118, 223–270.
- Aksnes, K., Mysen, E., 2011. Nongravitational Forces on Comets: An Extension of the Standard Model. *Astron. J.* 142, 81.
- Asphaug, E., Benz, W., 1996. Size, Density, and Structure of Comet Shoemaker-Levy 9 Inferred from the Physics of Tidal Breakup. *Icarus* 121, 225–248.
- Belton, M. J. S., Thomas, P., Veverka, J., Schultz, P., A'Hearn, M. F., Feaga, L., Farnham, T., Groussin, O., Li, J.-Y., Lisse, C., McFadden, L., Sunshine, J., Meech, K. J., Delamere, W. A., Kissel, J., 2007. The internal structure of Jupiter family cometary nuclei from Deep Impact observations: The talps or layered pile model. *Icarus* 187, 332–344.
- Bensch, F., Bergin, E., Bockelée-Morvan, Melnick, G., Biver, N., 2004. Submillimeter Wave Astronomy Satellite monitoring of the postperihelion water production rate of comet C/1999 T1 (McNaught-Hartley). *Astrophys. J.* 609, 1164–1169.
- Binzel, R. P., Xu, S., Bus, S. J., Bowell, E., 1992. Origins for the near-earth asteroids. *Science* 257, 779–782.
- Biver, N., 2001. Correlation between visual magnitudes and the outgassing rate of CO in comets beyond 3 AU. *International Comet Quarterly* 23, 85–93.
- Biver, N., Bockelée-Morvan, D., Colom, P., Crovisier, J., Lecacheux, A., Frisk, U., Hjalmarson, A., Olberg, M., Sandqvist, A., 2009. Periodic variation in the water production of comet C/2001 Q4 (NEAT) observed with the Odin satellite. *Astron. Astrophys.* 501, 359–366.
- Bockelée-Morvan, D., Crovisier, J., Gerard, E., Kazes, I., 1981. Observations of the OH radical in comets at 18 CM wavelength. *Icarus* 47, 464–469.
- Brasser, R., Duncan, M. J., Levison, H. F., 2006. Embedded star clusters and the formation of the Oort Cloud. *Icarus* 184, 59–82.
- Carusi, A., Kresák, L., Perozzi, E., Valsecchi, G. B., 1987. High-Order Librations of Halley-Type Comets. *Astron. Astrophys.* 187, 899.

- Chambers, J. E., 1999. A hybrid symplectic integrator that permits close encounters between massive bodies. *Mont. Not. R. Astron. Soc.* 304, 793–799.
- Chen, J., Jewitt, D., 1994. On the rate at which comets split. *Icarus* 108, 265–271.
- Chesley, S. R., Baer, J., Monet, D. G., 2010. Treatment of star catalog biases in asteroid astrometric observations. *Icarus* 210, 158–181.
- Colom, P., Gérard, E., Crovisier, J., Bockelée-Morvan, D., Biver, N., Rauer, H., 1997. Observations of the OH Radical in Comet C/1995 O1 (Hale-Bopp) with the Nançay Radio Telescope. *Earth Moon Planets* 78, 37–43.
- Combi, M. R., Brown, M. E., Feldman, P. D., Keller, H. U., Meier, R. R., Smyth, W. H., 1998. Hubble Space Telescope Ultraviolet Imaging and High-Resolution Spectroscopy of Water Photodissociation Products in Comet Hyakutake (C/1996 B2). *Astrophys. J.* 494, 816–821.
- Combi, M. R., Mäkinen, J. T. T., Bertaux, J.-L., Lee, Y., Quemérais, E., 2009. Water production in comets 2001 Q4 (NEAT) and 2002 T7 (LINEAR) determined from SOHO/SWAN observations. *Astron. J.* 137, 4734–4743.
- Combi, M. R., Mäkinen, J. T. T., Bertaux, J.-L., Quemérais, E., 2005. Temporal deconvolution of the hydrogen coma II. Pre- and post-perihelion activity of Comet Hyakutake (1996 B2). *Icarus* 177, 228–245.
- Combi, M. R., Mäkinen, J. T. T., Henry, N. J., Bertaux, J.-L., Quemérais, E., 2008. Water production in comets 2001 Q4 (NEAT) and 2002 T7 (LINEAR) determined from SOHO/SWAN observations. *Astron. J.* 135, 1533–1550.
- Combi, M. R., Reinard, A. A., Bertaux, J.-L., Quemérais, E., Mäkinen, T., 2000. SOHO/SWAN Observations of the Structure and Evolution of the Hydrogen Lyman- α Coma of Comet Hale-Bopp (1995 O1). *Icarus* 144, 191–202.
- Crovisier, J., Colom, P., Gérard, E., Bockelée-Morvan, D., Bourgois, G., 2002. Observations at Nançay of the OH 18-cm lines in comets. The data base. Observations made from 1982 to 1999. *Astron. Astrophys.* 393, 1053–1064.
- Crovisier, J., Leech, K., Bockelée-Morvan, D., Lellouch, E., Brooke, T. Y., Hanner, M. S., Altieri, B., Keller, H. U., Lim, T., 1999. The Spectrum of Comet Hale-Bopp as seen by ISO. In: Cox, P., Kessler, M. F. (Eds.), *Proceedings of the Conference "The Universe as Seen by ISO"*, Volume 427, pp. 137. ESA-SP.
- Davidsson, B. J. R., Gutiérrez, P. J., 2004. Estimating the nucleus density of Comet 19P/Borrelly. *Icarus* 168, 392–408.
- Davidsson, B. J. R., Gutiérrez, P. J., 2005. Nucleus properties of Comet 67P/Churyumov Gerasimenko estimated from non-gravitational force modeling. *Icarus* 176, 453–477.
- Davidsson, B. J. R., Gutiérrez, P. J., 2006. Non-gravitational force modeling of Comet 81P/Wild 2. I. A nucleus bulk density estimate. *Icarus* 180, 224–242.
- Davidsson, B. J. R., Gutiérrez, P. J., Rickman, H., 2007. Nucleus properties of Comet 9P/Tempel 1 estimated from non-gravitational force modeling. *Icarus* 191, 547–561.

- Dello Russo, N., Bonev, B. P., DiSanti, M. A., Mumma, M. J., Gibb, E. L., Magee-Sauer, K., Barber, R. J., Tennyson, J., 2005. Water Production Rates, Rotational Temperatures, and Spin Temperatures in Comets C/1999 H1 (Lee), C/1999 S4, and C/2001 A2. *Astrophys. J.* 621, 537–544.
- Dello Russo, N., Mumma, M. J., DiSanti, M. A., Magee-Sauer, K., Novak, R., Rettig, T. W., 2000. Water Production and Release in Comet C/1995 O1 Hale-Bopp. *Icarus* 143, 324–337.
- Delsemme, A. H., Miller, D. C., 1971. Physico-chemical phenomena in comets-IV . The C₂ emission of comet Burnham (1960 II). *Planet. Space Sci.* 19, 1259–1274.
- Despois, D., Gerard, E., Crovisier, J., Kazes, I., 1981. The OH radical in comets - Observation and analysis of the hyperfine microwave transitions at 1667 MHz and 1665 MHz. *Astron. Astrophys.* 99, 320–340.
- di Sisto, R. P., Fernández, J. A., Brunini, A., 2009. On the population, physical decay and orbital distribution of Jupiter family comets: Numerical simulations. *Icarus* 203, 140–154.
- Dohnanyi, J. S., 1969. Collisional Model of Asteroids and Their Debris. *J. Geophys. Res.* 74, 2531.
- Donn, B., 1963. The origin and structure of icy cometary nuclei. *Icarus* 2, 396–402.
- Donn, B., Hughes, D. W., 1985. Characteristics and Implications of a Comet Nucleus Formed by Random Grain Accretion. In: *Bulletin of the American Astronomical Society*, Volume 17 of *Bulletin of the American Astronomical Society*, pp. 689.
- Donnison, J. R., 1990. The Distribution of Cometary Magnitudes. *Mont. Not. R. Astron. Soc.* 245, 658.
- Drake, J., Jenkins, E., Bertaux, J., Festou, M., Keller, H., 1976. Lyman-alpha Observations of Comet Kohoutek 1973 XII with Copernicus. *Astrophys. J.* 209, 302–311.
- Duncan, M., Quinn, T., Tremaine, S., 1987. The formation and extent of the solar system comet cloud. *Astron. J.* 94, 1330–1338.
- Dybczyński, P. A., Królikowska, M., 2011. Where do long-period comets come from? Moving through the Jupiter-Saturn barrier. *Mont. Not. R. Astron. Soc.* 416, 51–69.
- Edgeworth, K. E., 1949. The origin and evolution of the Solar System. *Mont. Not. R. Astron. Soc.* 109, 600–609.
- Emel'yanenko, V. V., Asher, D. J., Bailey, M. E., 2004. High-eccentricity trans-Neptunian objects as a source of Jupiter-family comets. *Mont. Not. R. Astron. Soc.* 350, 161–166.
- Everhart, E., 1967a. Comet discoveries and observational selection. *Astron. J.* 72, 716.

- Everhart, E., 1967b. Intrinsic distributions of cometary perihelia and magnitudes. *Astron. J.* 72, 1002.
- Farnham, T. L., Cochran, A. L., 2002. A McDonald Observatory Study of Comet 19P/Borrelly: Placing the Deep Space 1 Observations into a Broader Context. *Icarus* 160, 398–418.
- Feldman, P. D., Festou, M., Rodriguez, P. M., Gonzalez, R., Spratt, C. E., Paradowski, M. L., Kronk, G. W. Comet C/1996 B2 (Hyakutake). In: Green, D. W. E. (Ed.), *IAU Circ.*, Number 6370.
- Fernández, J. A., 1980a. Evolution of comet orbits under the perturbing influence of the giant planets and nearby stars. *Icarus* 42, 406–421.
- Fernández, J. A., 1980b. On the existence of a comet belt beyond Neptune. *Mont. Not. R. Astron. Soc.* 192, 481–491.
- Fernández, J. A., 1981. New and evolved comets in the solar system. *Astron. Astrophys.* 96, 26–35.
- Fernández, J. A., 1985. Dynamical capture and physical decay of short-period comets. *Icarus* 64, 308–319.
- Fernández, J. A., 1997. The Formation of the Oort Cloud and the Primitive Galactic Environment. *Icarus* 129, 106–119.
- Fernández, J. A., 2005. *Comets - Nature, Dynamics, Origin and their Cosmological Relevance*. Springer-Verlag.
- Fernández, J. A., 2010. . In: Fernández, J. A., Lazzaro, D., Prrialnik, D., Schulz, R. (Eds.), *IAU Symposium 263 (“Icy Bodies of the Solar System”)*, pp. 76.
- Fernández, J. A., Brunini, A., 2000. The buildup of a tightly bound comet cloud around an early Sun immersed in a dense Galactic environment: Numerical experiments. *Icarus* 145, 580–590.
- Fernández, J. A., Gallardo, T., Brunini, A., 2002. Are There Many Inactive Jupiter-Family Comets among the Near-Earth Asteroid Population? *Icarus* 159, 358–368.
- Fernández, J. A., Sosa, A., 2012. Magnitude and size distribution of long-period comets in Earth-crossing or approaching orbits. *Mont. Not. R. Astron. Soc.* 423, 1674–1690.
- Fernández, J. A., Tancredi, G., Rickman, H., Licandro, J., 1999. The population, magnitudes, and sizes of Jupiter family comets. *Astron. Astrophys.* 352, 327–340.
- Fernández, Y. R., 2002. The Nucleus of Comet Hale-Bopp (C/1995 O1): Size and Activity. *Earth Moon Planets* 89, 3–25.
- Fernández, Y. R., Jewitt, D. C., Sheppard, S. S., 2005. Albedos of Asteroids in Comet-Like Orbits. *Astron. J* 130, 308–318.
- Fesenkov, V. G., 1922. Sur les perturbations séculaires dans le mouvement des comètes non périodiques par des étoiles voisines. *Publ. Russian Astrophys. Observatory* 1 1, 186–195.

- Festou, M., Feldman, P., Gonzalez, R., Rodriguez, P. M., Cernis, K., Morris, C. S., O'Meara, S. J., Baransky, A., Scotti, J. V., 1996. Comet C/1996 B2 (Hyakutake). In: Green, D. W. E. (Ed.), *IAU Circ.*, Number 6355.
- Festou, M. C., 1986. The Derivation of OH Gas production rates from Visual Magnitudes of Comets. In: C.-I. Lagerkvist, H. Rickman, B. A. Lindblad, & H. Lundstedt (Ed.), *Asteroids, Comets, Meteors II*, pp. 299–303.
- Gladman, B., Michel, P., Froeschlé, C., 2000. The Near-Earth Object Population. *Icarus* 146, 176–189.
- Gombosi, T. I., Houpis, H. L. F., 1986. An icy-glue model of cometary nuclei. *Nature* 324, 43.
- Green, D. W. E., 1995. Brightness-Variation Patterns of Recent Long-Period Comets vs. C/1995 O1. *International Comet Quarterly* 17, 168.
- Hartogh, P., Lis, D. C., Bockelée-Morvan, D., de Val-Borro, M., Biver, N., Küppers, M., Emprechtinger, M., Bergin, E. A., Crovisier, J., Rengel, M., Moreno, R., Szutowicz, S., Blake, G. A., 2011. Ocean-like water in the Jupiter-family comet 103P/Hartley 2. *Nature* 478, 218–220.
- Hasegawa, I., 1980. Catalogue of ancient and naked-eye comets. *Vistas Astron.* 24, 59–102.
- Hicks, M. D., Fink, U., 1997. Spectrophotometry and the Development of Emissions for C/1996 B2 (Comet Hyakutake). *Icarus* 127, 307–318.
- Hsieh, H. H., Jewitt, D., 2006. A Population of Comets in the Main Asteroid Belt. *Science* 312, 561–563.
- Hughes, D. W., 1988. Cometary magnitude distribution and the ratio between the numbers of long- and short-period comets. *Icarus* 73, 149–162.
- Hughes, D. W., 2001. The magnitude distribution, perihelion distribution and flux of long-period comets. *Mont. Not. R. Astron. Soc.* 326, 515–523.
- Jenniskens, P., 2008. Mostly Dormant Comets and their Disintegration into Meteoroid Streams: A Review. *Earth Moon Planets* 102, 505–520.
- Jewitt, D., 2006. Comet D/1819 W1 (Blanpain): Not Dead Yet. *Astron. J.* 131, 2327–2331.
- Jewitt, D., Luu, J., 1993. Discovery of the candidate Kuiper Belt object 1992 QB1. *Nature* 362, 730–732.
- Jorda, L., Crovisier, J., Green, D. W. E., 1992. The correlation between water production rates and visual magnitudes in comets. In: A. W. Harris & E. Bowell (Ed.), *Asteroids, Comets, Meteors 1991*, pp. 285–288.
- Jorda, L., Crovisier, J., Green, D. W. E., 2008. The Correlation Between Visual Magnitudes and Water Production Rates. *LPI Contributions* 1405, 8046.
- Kaib, N. A., Quinn, T., 2009. Reassessing the Source of Long-Period Comets. *Science* 325, 1234–.

- Karm, J., Rickman, H., 1982. Pre-discovery encounters between short-period comets and Jupiter estimated by a Keplerian approximation. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia* 33, 359–370.
- Keller, H. U., Marconi, M. L., Thomas, N., 1990. Hydrodynamic implications of particle fragmentation near cometary nuclei. *Astron. Astrophys.* 227, L1–L4.
- Kenyon, S. J., Bromley, B. C., 2012. Coagulation Calculations of Icy Planet Formation at 15-150 AU: A Correlation between the Maximum Radius and the Slope of the Size Distribution for Trans-Neptunian Objects. *Astron. J.* 143, 63.
- Kresák, L., 1975. The bias of the distribution of cometary orbits by observational selection. *Bull. Astron. Inst. Czech.* 26, 92–111.
- Kresák, L., 1978. Passages of comets and asteroids near the earth. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia* 29, 103–114.
- Kresák, L., 1981. The lifetimes and disappearance of periodic comets. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia* 32, 321–339.
- Kresák, L., 1992. Are there any comets coming from interstellar space? *Astron. Astrophys.* 259, 682–691.
- Kresák, L., Kresáková, M., 1990. Secular brightness decrease of periodic comets. *Icarus* 86, 82–92.
- Kresák, L., Pittich, E. M., 1978. The intrinsic number density of active long-period comets in the inner solar system. *Bull. Astron. Inst. Czech.* 29, 299–309.
- Królikowska, M., 2004. Long-period comets with non-gravitational effects. *Astron. Astrophys.* 427, 1117–1126.
- Królikowska, M., Dybczyński, P. A., 2010. Where do long-period comets come from? 26 comets from the non-gravitational Oort spike. *Mont. Not. R. Astron. Soc.* 404, 1886–1902.
- Kronk, G. W., 1999. *Cometography: A Catalog of Comets (Ancient - 1799)*, Volume 1.
- Kronk, G. W., 2003. *Cometography: A Catalog of Comets (1800 - 1899)*, Volume 2.
- Kuiper, G., 1951. On the origin of the solar system. In *Astrophysics* (J.A.Hynek, ed.), McGraw-Hill, 357–424.
- Lamy, P. L., Toth, I., Fernandez, Y. R., Weaver, H. A., 2004. *The sizes, shapes, albedos, and colors of cometary nuclei*, pp. 223–264.
- Lecacheux, A., Biver, N., Crovisier, J., Bockelée-Morvan, D., 2004. Comet C/2001 Q4 (NEAT). In: Green, D. W. E. (Ed.), *IAU Circ.*, Number 8304.
- Lecacheux, A., Biver, N., Crovisier, J., Bockelée-Morvan, D., Baron, P., Booth, R. S., Encrenaz, P., Florén, H.-G., Frisk, U., Hjalmarson, A., Kwok, S., Mattila, K., Nordh, L., Olberg, M., Olofsson, A. O. H., Rickman, H., Sandqvist, A., von Schéele, F., Serra, G., Torchinsky, S., Volk, K., Winnberg, A., 2003. Observations of water in comets with Odin. *Astron. Astrophys.* 402, L55–L58.

- Levison, H. F., Duncan, M. J., 1994. The long-term dynamical behavior of short-period comets. *Icarus* 108, 18–36.
- Levison, H. F., Duncan, M. J., 1997. From the Kuiper Belt to Jupiter-Family Comets: The Spatial Distribution of Ecliptic Comets. *Icarus* 127, 13–32.
- Levison, H. F., Lissauer, J. J., Duncan, M. J., 1998. Modeling the Diversity of Outer Planetary Systems. *Astron. J.* 116, 1998–2014.
- Lisse, C. M., Fernandez, Y. R., Reach, W. T., Bauer, J. M., A’Hearn, M. F., Farnham, T. L., Groussin, O., Belton, M. J., Meech, K. J., Snodgrass, C. D., 2009. Spitzer Space Telescope Observations of the Nucleus of Comet 103P/Hartley 2. *Pub. Astron. Soc. Pac.* 121, 968–975.
- Lovell, A. J., Howell, E. S., Green, D. W. E., 2008. Comet C/2007 W1 (Boattini). In: Green, D. W. E. (Ed.), *IAU Circ.*, Number 8957.
- Lovell, E. S., A. J. and Howell, Schloerb, F. P., Lewis, B. M., Hine, A. A., 2002. Arecibo observations of the 18 cm OH lines of six comets. In: Warmbein, B. (Ed.), *Proceedings of the Conference “Asteroids, Comets, Meteors - ACM 2002”*, Volume 500, pp. 681–684. ESA SP.
- Marsden, B. G., Sekanina, Z., Yeomans, D. K., 1973. Comets and nongravitational forces. *V. Astron. J.* 78, 211–225.
- Marsden, B. G., Williams, G. V., 2008. 17th. Catalogue of Cometary Orbits. Smithsonian Astrophysical Observatory, Cambridge, MA.
- Martin, R. G., Livio, M., 2012. On the evolution of the snow line in protoplanetary discs. *Mont. Not. R. Astron. Soc.* 425, L6–L9.
- Mattiazzo, M., McNaught, R. H., 2011. Comet C/2010 X1 (Elenin). *IAU Circ.* 9226, 2.
- McCarthy, D. W., Stolovy, S. R., Campins, H., Larson, S., Samarasinha, N. H., Kern, S. D., 2007. Comet Hale Bopp in outburst: Imaging the dynamics of icy particles with HST/NICMOS. *Icarus* 189, 184–195.
- Meisel, D. D., Morris, C. S., 1976. Comet brightness parameters: Definition, determination, and correlations. *NASA Special Publication* 393, 410–444.
- Meisel, D. M., Morris, C. S., 1982. Comet head photometry - Past, present, and future. In: Wilkening, L. L. (Ed.), *IAU Colloq. 61: Comet Discoveries, Statistics, and Observational Selection*, pp. 413–432.
- Mumma, M. J., Dello Russo, N., DiSanti, M. A., Magee-Sauer, K., Novak, R., Conrad, A., Chaffee, F., 2001. COMET C/1999 T1 (McNAUGHT-HARTLEY). In: Green, D. W. E. (Ed.), *IAU Circ.*, Number 7578.
- Mumma, M. J., Disanti, M. A., Dello Russo, N., Fomenkova, M., Magee-Sauer, K., Kaminski, C. D., Xie, D. X., 1996. Detection of Abundant Ethane and Methane, Along with Carbon Monoxide and Water, in Comet C/1996 B2 Hyakutake: Evidence for Interstellar Origin. *Science* 272, 1310–1314.

- Oort, J. H., 1950. The structure of the cloud of comets surrounding the Solar System and a hypothesis concerning its origin. *Bull. Astron. Inst. Neth.* 11, 91–110.
- Öpik, E., 1932. . *Proc. Am. Acad. Arts Sci.* 67, 1659–1683.
- Öpik, E. J., 1951. Collision probability with the planets and the distribution of planetary matter. *Proc. R. Irish Acad. Sect.* 54, 165–199.
- Oró, J., 1961. Comets and the Formation of Biochemical Compounds on the Primitive Earth. *Nature* 190, 389–390.
- Oró, J., Holzer, G., Lazcano-Araujo, A., 1980. The contribution of cometary volatiles to the primitive earth. *Life Sciences and Space Research* 18, 67–82.
- Oró, J., Lazcano, A., 1997. Comets and the origin and evolution of life. In: Thomas, P. J., Chyba, C. F., McKay, C. P. (Eds.), *Comets and the Origin and Evolution of Life*, pp. 3–27.
- Peale, S. J., 1989. On the density of Halley's comet. *Icarus* 82, 36–49.
- Prialnik, D., Bar-Nun, A., 1987. On the evolution and activity of cometary nuclei. *Astrophys. J.* 313, 893–905.
- Richardson, J. E., Melosh, H. J., Lisse, C. M., Carcich, B., 2007. A ballistics analysis of the Deep Impact ejecta plume: Determining Comet Tempel 1's gravity, mass, and density. *Icarus* 190, 357–390.
- Rickman, H., 1986. Masses and densities of Comets Halley and Kopf. In: O. Melita (Ed.), *Comet Nucleus Sample Return Mission, Volume 249 of ESA Special Publication*, pp. 195–205.
- Rickman, H., 1989. The nucleus of Comet Halley - Surface structure, mean density, gas and dust production. *Adv. Space Res.* 9, 59–71.
- Rickman, H., Fouchard, M., Froeschlé, C., Valsecchi, G. B., 2008. Injection of Oort Cloud comets: the fundamental role of stellar perturbations. *Celest. Mech. Dyn. Astron.* 102, 111–132.
- Rickman, H., Jorda, L., 1998. Comet 46P/Wirtanen, the target of the Rosetta Mission. *Adv. Space Res.* 21, 1491–1504.
- Rickman, H., Kamel, L., Festou, M. C., Froeschle, C., 1987. Estimates of masses, volumes and densities of short-period comet nuclei. In: E. J. Rolfe & B. Battryck (Ed.), *Diversity and Similarity of Comets, Volume 278 of ESA Special Publication*, pp. 471–481.
- Robert, F., 2003. The D/H Ratio in Chondrites. *Space Science Reviews* 106, 87–101.
- Sagdeev, R. Z., Elyasberg, P. E., Moroz, V. I., 1987. Estimate of the Mass and Density of the Nucleus of Comet Halley. *Soviet Astronomy Letters* 13, 259–263.
- Samarasinha, N. H., 2001. NOTE: A Model for the Breakup of Comet LINEAR (C/1999 S4). *Icarus* 154, 540–544.
- Schleicher, D., 2001a. Comet C/1999 T1 (McNaught-Hartley). In: Green, D. W. E. (Ed.), *IAU Circ.*, Number 7558.

- Schleicher, D., 2001b. Comet C/2000 WM₁ (LINEAR). In: Green, D. W. E. (Ed.), IAU Circ., Number 7722.
- Schleicher, D., Millis, R., Festou, M., Andernach, H., A'Hearn, M., Haken, M., Moreels, G., Clairemidi, J., 1996. Comet C/1996 B2 (Hyakutake). In: Green, D. W. E. (Ed.), IAU Circ., Number 6333.
- Schleicher, D., Millis, R., Jorda, L., Lecacheux, J., Colas, F., Woodney, L. M., McMullin, J., A'Hearn, M. F., 1996. Comet C/1996 B2 (Hyakutake). In: Green, D. W. E. (Ed.), IAU Circ., Number 6344.
- Schleicher, D., Osip, D., Lederer, S., Millis, R., Wasserman, L., Luethen, H., Bouma, R. J., Shanklin, J. D., 1996. Comet C/1996 B2 (Hyakutake). In: Green, D. W. E. (Ed.), IAU Circ., Number 6372.
- Schleicher, D., Takamizawa, K., Lovejoy, T., Marsden, B. G., 1996. Comet C/1996 B2 (Hyakutake). In: Green, D. W. E. (Ed.), IAU Circ., Number 6311.
- Schleicher, D. G., A'Hearn, M. F., 1988. The fluorescence of cometary OH. *Astrophys. J.* 331, 1058–1077.
- Sekanina, Z., 1997. A Determination of The Nuclear Size of Comet Hale-Bopp (C/1995 O1). *Earth Moon Planets* 77, 147–153.
- Sekanina, Z., Tichy, M., Ticha, J., Kocer, M., 2005. C/2004 S1 (Van Ness): A Split, Suddenly Vanishing Comet. *Int. Comet Q.* 27, 141–156.
- Sekanina, Z., Yeomans, D. K., 1984. Close encounters and collisions of comets with the earth. *Astron. J.* 89, 154–161.
- Snodgrass, C., Fitzsimmons, A., Lowry, S. C., Weissman, P., 2011. The size distribution of Jupiter Family comet nuclei. *Mont. Not. R. Astron. Soc.* 414, 458–469.
- Sosa, A., Fernández, J. A., 2009. Cometary masses derived from non-gravitational forces. *Mont. Not. R. Astron. Soc.* 393, 192–214.
- Sosa, A., Fernández, J. A., 2011. Masses of long-period comets derived from non-gravitational effects - analysis of the computed results and the consistency and reliability of the non-gravitational parameters. *Mont. Not. R. Astron. Soc.* 416, 767–782.
- Sosa, A., Fernández, J. A., Pais, P., 2012. On the asymmetric evolution of the perihelion distances of near-Earth Jupiter family comets around the discovery time. *Astron. Astrophys.* (en prensa).
- Stern, S. A., Colwell, W. B., Festou, M. C., Tamblyn, P. M., Parker, J. W., Slater, D. C., Weissman, P. R., Paxton, L. J., 1999. Comet Hale-Bopp (C/1995 O1) Near 2.3 AU Postperihelion: Southwest Ultraviolet Imaging System Measurements of the H₂O and Dust Production. *Astron. J.* 118, 1120–1125.
- Szabó, G. M., Sárneczky, K., Kiss, L. L., 2011. Frozen to death? Detection of comet Hale-Bopp at 30.7 AU. *Astron. Astrophys.* 531, A11.
- Szutowicz, S., Królikowska, M., Sitarski, G., 2002a. A Study of Non-Gravitational Effects of Comet C/1995 O1 HALE-BOPP. *Earth Moon Planets* 90, 119–130.

- Szutowicz, S., Królikowska, M., Sitarski, G., 2002b. Modelling of non-gravitational motion of comet C/1996 B2 Hyakutake. In: B. Warmbein (Ed.), *Asteroids, Comets, and Meteors: ACM 2002*, Volume 500 of *ESA Special Publication*, pp. 633–636.
- Szutowicz, S., Rickman, H., 2006. Orbital linkages of Comet 6P/d'Arrest based on its asymmetric light curve. *Icarus* 185, 223–243.
- Tancredi, G., Fernández, J. A., Rickman, H., Licandro, J., 2006. Nuclear magnitudes and the size distribution of Jupiter family comets. *Icarus* 182, 527–549.
- Tancredi, G., Rickman, H., 1992. The Evolution of Jupiter Family Comets Over 2000 Years. In: S. Ferraz-Mello (Ed.), *Chaos, Resonance, and Collective Dynamical Phenomena in the Solar System*, Volume 152 of *IAU Symposium*, pp. 269.
- Vsekhsvyatskii, S. K., 1963. Absolute Magnitudes of 1954-1960 Comets. *Sov. Astron.* 6, 849.
- Vsekhsvyatskii, S. K., 1964a. Physical Characteristics of 1961-1963 Comets. *Sov. Astron.* 8, 429.
- Vsekhsvyatskii, S. K., 1964b. Physical Characteristics of Comets. Israel Program for Scientific Translations, Jerusalem.
- Vsekhsvyatskii, S. K., 1967. Physical Characteristics of Comets Observed during 1961-1965. *Sov. Astron.* 10, 1034.
- Vsekhsvyatskii, S. K., Ichishina, N. I., II, 1971. Absolute Magnitude of Comets, 1965-1969. *Sov. Astron.* 15, 310.
- Wallis, M. K., MacPherson, A. K., 1981. On the outgassing and jet thrust of snowball comets. *Astron. Astrophys.* 98, 45–49.
- Weaver, H. A., Feldman, P. D., A'Hearn, M. F., Arpigny, C., Brandt, J. C., Stern, S. A., 1999. Post-Perihelion HST Observations of Comet Hale-Bopp (C/1995 O1). *Icarus* 141, 1–12.
- Weaver, H. A., Lamy, P. L., 1997. Estimating the Size of Hale-Bopp's Nucleus. *Earth Moon Planets* 79, 17–33.
- Weidenschilling, S. J., 1980. Dust to planetesimals - Settling and coagulation in the solar nebula. *Icarus* 44, 172–189.
- Weidenschilling, S. J., 1995. Can gravitation instability form planetesimals? *Icarus* 116, 433–435.
- Weidenschilling, S. J., Spaute, D., Davis, D. R., Marzari, F., Ohtsuki, K., 1997. Accretional Evolution of a Planetesimal Swarm. *Icarus* 128, 429–455.
- Weissman, P. R., 1986. Are cometary nuclei primordial rubble piles? *Nature* 320, 242–244.

- Wetherill, G. W., 1991. End products of cometary evolution - Cometary origin of earth-crossing bodies of asteroidal appearance. In: Newburn, R. L., Jr., Neugebauer, M., Rahe, J. (Eds.), IAU Colloq. 116: Comets in the post-Halley era, Volume 167 of *Astrophysics and Space Science Library*, pp. 537–556.
- Whipple, F. L., 1950. A comet model. I. The acceleration of Comet Encke. *Astrophys. J.* 111, 375–394.
- Whipple, F. L., 1978. Cometary brightness variation and nucleus structure. *Earth Moon Planets* 18, 343–359.
- Woods, T. N., Feldman, P. D., Rottman, G. J., 2000. Ultraviolet Observations of Comet Hale-Bopp (C/1995 O1) by the UARS SOLSTICE. *Icarus* 144, 182–186.
- Woodward, C. E., Kelley, M. S., Bockelée-Morvan, D., Gehrz, R. D., 2007. Water in Comet C/2003 K4 (LINEAR) with Spitzer. *Astrophys. J.* 671, 1065–1074.
- Yabushita, S., 1996. On the effect of non-gravitational processes on the dynamics of nearly parabolic comets. *Mont. Not. R. Astron. Soc.* 283, 347–352.
- Yeomans, D. K., Chodas, P. W., 1989. An asymmetric outgassing model for cometary nongravitational accelerations. *Astron. J.* 98, 1083–1093.