



Universidad Nacional de La Plata
Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas

Tesis para obtener el grado académico de
Licenciado en Astronomía:

PRODUCCIÓN Y ESTUDIO DE CRÁTERES EN EL
SISTEMA DE SATÉLITES DE SATURNO POR
OBJETOS CENTAUROS

Macarena Zanardi

Directora: Dra. Romina P. Di Sisto

La Plata, Marzo de 2013

*Dedicada a mi mamá Chicha, mi papá Carlos, por
ayudarme a que pudiera terminar esta carrera.
A mis hermanos Diego, Eugenia y Pedro,
que estuvieron siempre presentes.
A Gonzalo, por su apoyo y su amor incondicional.*



Prefacio

Esta Tesis es presentada como parte de los requisitos para obtener el grado académico de Licenciado en Astronomía de la Universidad Nacional de La Plata. La misma contiene los estudios desarrollados bajo la dirección de la Dra. Romina Paula Di Sisto, investigadora del Grupo de Ciencias Planetarias de la Facultad de Ciencias Astrónomicas y Geofísicas de La Plata.

Macarena Zanardi
mzanardi@fcaglp.fcaglp.unlp.edu.ar
La Plata, Marzo de 2013

0. Prefacio

Originalidad

Las ideas, desarrollos, programas de computación y resultados obtenidos son exclusivos del autor y de la directora de la Tesis, salvo que se haga expresa mención al respecto. La realización de este trabajo nos ha permitido llevar a cabo una publicación en la revista *Astronomy & Astrophysics*, la cual se detalla a continuación:

- *The production of craters on the mid-sized saturnian satellites by Centaur objects*, Di Sisto, R. P. & Zanardi, M. Aceptado por la revista A&A. Fecha de aceptación 11/02/2013.

0. Originalidad

Resumen

En nuestro Sistema Solar existen un gran número de evidencias de actividad colisional que pueden observarse en los planetas terrestres como Mercurio, Venus, Tierra y Marte, así como también son reflejadas en los satélites de los planetas. Varias misiones espaciales enfatizaron sus observaciones en los satélites de los planetas exteriores. Las observaciones de estos nuevos mundos motivaron a estudiarlos en detalle. En particular, la misión Cassini-Huygens actualmente recolecta imágenes de las superficies de los satélites de Saturno.

El objetivo del trabajo de tesis es estudiar, mediante simulaciones numéricas la producción de cráteres sobre las superficies de los satélites de Saturno, con el fin de comparar nuestros resultados con las observaciones de la misión Cassini-Huygens.

En el *primer capítulo* presentamos una introducción acerca de la composición de nuestro Sistema Solar y sus características.

En el *segundo capítulo* describimos el método que utilizamos para simular la producción y estudiar los cráteres de impacto.

En el *tercer capítulo* presentamos los resultados que obtuvimos. Por un lado mostramos los resultados generales y, por el otro, presentamos los resultados individuales para cada uno de los satélites estudiados.

En el *cuarto capítulo* presentamos las conclusiones y algunas discusiones que llevamos a cabo a lo largo de nuestro trabajo.

0. Resumen

Índice general

Prefacio	v
Originalidad	vii
Resumen	ix
1. Introducción	3
1.1. Nuestro Sistema Solar	4
1.2. Reservorios de Pequeños Cuerpos más allá de Neptuno	6
1.2.1. La Nube de Oort	6
1.2.2. Región Transneptuniana	6
1.3. Cometas, clasificación orbital	7
1.4. Centauros	9
1.5. Satélites de los planetas gigantes	10
1.5.1. Clasificación	11
1.5.2. Satélites de Júpiter	11
1.5.3. Satélites de Urano	12
1.5.4. Satélites de Neptuno	12
1.6. Satélites de Saturno	12
1.7. Misión Cassini-Huygens	14
2. Método	19
2.1. Trabajos previos	19
2.2. Población impactora	21
2.3. Cálculo de las colisiones	25
2.4. Ley de cráteres de impacto	28
3. Resultados	33
3.1. Resultados generales	33
3.1.1. Dependencia con el parámetro s_2	35
3.1.2. Tasa de colisiones de los SDOs sobre los satélites medianos de Saturno	37
3.2. Satélites medianos de Saturno: Análisis individual	38
3.2.1. Mimas	38

ÍNDICE GENERAL

3.2.2. Encelado	39
3.2.3. Tetis	43
3.2.4. Dione	44
3.2.5. Rea	46
3.2.6. Jápeto	47
4. Conclusiones	51

Índice de figuras

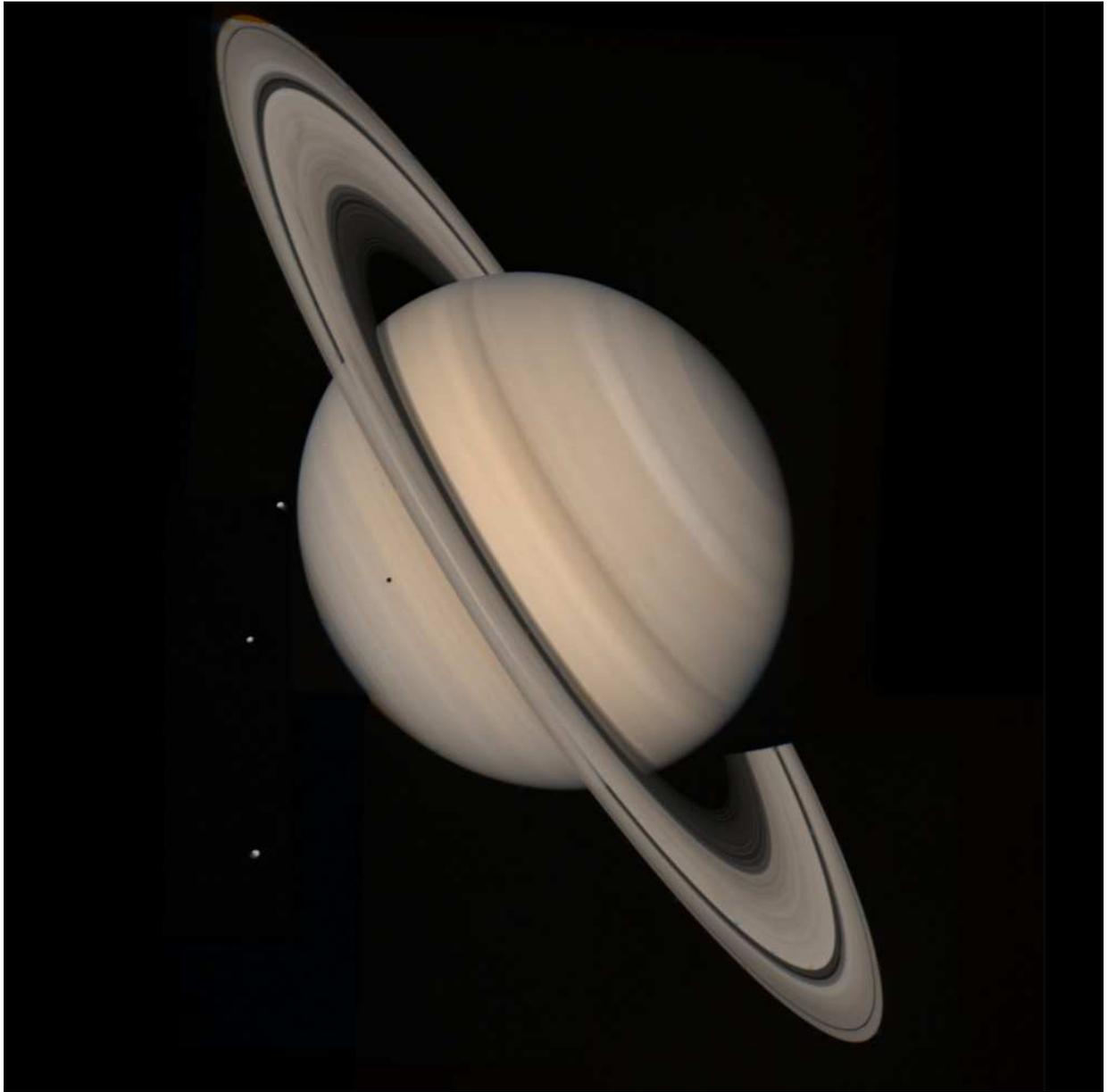
1.1. Nuestro Sistema Solar	5
1.2. Representación del Sistema Solar exterior	8
1.3. Centauros	10
1.4. Cráteres de impacto	15
1.5. Sistema de satélites de Saturno	17
2.1. Objetos del Disco Dispersado.	20
2.2. Distribución de los SDOs.	24
2.3. Distribución de los Plutinos.	24
2.4. Esquema de encuentros con Saturno.	26
2.5. Histograma de velocidad relativa del Centauro.	27
3.1. Número acumulado de cráteres en los satélites medianos de Saturno.	36
3.2. Tasa de encuentros de los SDOs con Saturno.	37
3.3. Cráteres sobre Mimas	40
3.4. Cráteres sobre Encelado: terrenos craterizados	41
3.5. Cráteres sobre Encelado: regiones	42
3.6. Cráteres sobre Tetis	44
3.7. Cráteres sobre Dione	45
3.8. Cráteres sobre Rea	48

ÍNDICE DE FIGURAS

Índice de tablas

1.1. Datos de los satélites medianos de Saturno	14
3.1. Resultados generales 1.	34
3.2. Resultados generales 2.	34
3.3. Resultados generales 3.	35
3.4. Tasas de Craterización.	38

ÍNDICE DE TABLAS



Capítulo 1

Introducción

A lo largo de la edad del Sistema Solar, los procesos colisionales han jugado un rol clave en la historia evolutiva de los planetas y sus satélites, así como también sobre las diversas poblaciones de pequeños cuerpos.

A partir de las observaciones llevadas a cabo por misiones espaciales tales como las Mariner, Pioneer, Viking, y Voyager, la existencia de estructuras de impacto sobre las superficies de los planetas interiores y los satélites de los planetas exteriores han mostrado una clara evidencia de un pasado altamente activo a lo largo de todo nuestro Sistema Solar.

En este trabajo, nuestro interés está centrado en el estudio de los satélites medianos de Saturno. Esta investigación está motivada con las observaciones de la misión Cassini-Huygens, la cual, desde el año 2004, recolecta imágenes de alta definición de Saturno y su sistema de satélites. En particular, Kirchoff & Schenk (2009 y 2010) analizaron las imágenes de Cassini y realizaron un recuento de cráteres de impacto en los satélites medianos helados de Saturno, tales como; Mimas, Encelado, Tetis, Dione, Rea, y Jápeto.

En este trabajo de tesis calculamos, mediante simulaciones numéricas, la producción de cráteres de impacto en el sistema de satélites medianos de Saturno producidos por objetos Centauros. Determinamos la contribución de estos objetos a la craterización y comparamos nuestras estimaciones con las observaciones de Cassini de los trabajos de Kirchoff & Schenk (2009 y 2010). El estudio de los cráteres de impacto nos brinda información sobre la superficie del satélite así como también acerca de la población impactora. De este modo, un estudio detallado de estas estructuras nos permite conocer ciertas características de la fuente generadora de cráteres.

En este capítulo comenzamos por describir nuestro Sistema Solar y los cuerpos que lo componen. Detallamos los reservorios de pequeños cuerpos y las poblaciones que de ellos se desprenden. Describimos los sistemas de satélites de los planetas gigantes, principalmente el sistema de Saturno, así como también sus características. Por último mencionamos los objetivos de la misión espacial Cassini-Huygens para el estudio de estos satélites.

1.1. Nuestro Sistema Solar

La formación de un sistema planetario comienza a partir del colapso gravitacional de un fragmento en rotación de una Nube Molecular rica en gas y polvo. Durante el colapso este fragmento que tiene inicialmente una forma aproximadamente esférica, por conservación del momento angular, va dejando material en el ecuador en forma de un anillo, dando lugar a la formación de un disco protoplanetario, a partir del cual se forman los planetas.

Nuestro Sistema Solar se formó hace aproximadamente 4.5×10^9 años. El mismo está formado por su estrella principal, el Sol, y una gran cantidad de cuerpos que orbitan alrededor de él. Entre ellos distinguimos, los planetas, los planetas enanos, pequeños cuerpos y los satélites que orbitan alrededor de dichos objetos.

Los planetas enanos son una clase distintiva de objetos, que surgió a partir del descubrimiento de objetos grandes más allá de Neptuno y del desarrollo teórico sobre la formación del Sistema Solar. En particular, el descubrimiento de un objeto más grande que Plutón, que luego se denominó Eris, fue el que dio lugar al replanteo de la definición de planeta. Su nombre representa, en la mitología griega, la diosa de la Discordia. En la Asamblea General del 24 de Agosto de 2006, la Unión Astronómica Internacional (IAU) decidió definir una nueva categoría para estos objetos diferenciándolos de los planetas. De este modo, la IAU resolvió que los planetas y los demás cuerpos del Sistema Solar, con excepción de los satélites, sean definidos en tres categorías distintas de la siguiente manera:

Un ***Planeta*** es un cuerpo celeste que:

- a) Orbita alrededor del Sol;
- b) tiene una forma aproximadamente esférica;
- c) ha limpiado la vecindad de su órbita.

En su totalidad son 8 los planetas que integran el sistema planetario y, ordenados en distancia ascendente al Sol ellos son: Mercurio, Venus, Tierra, Marte (planetas terrestres), Júpiter, Saturno, Urano y Neptuno (planetas gaseosos). Con excepción de Mercurio y Venus, todos ellos tienen un sistema de satélites, y sólo los gigantes gaseosos Júpiter, Saturno, Urano y Neptuno, presentan un sistema de anillos.

Un ***Planeta Enano*** es un cuerpo celeste que:

- a) Orbita alrededor del Sol;
- b) tiene una forma aproximadamente esférica;
- c) no ha limpiado la vecindad de su órbita.

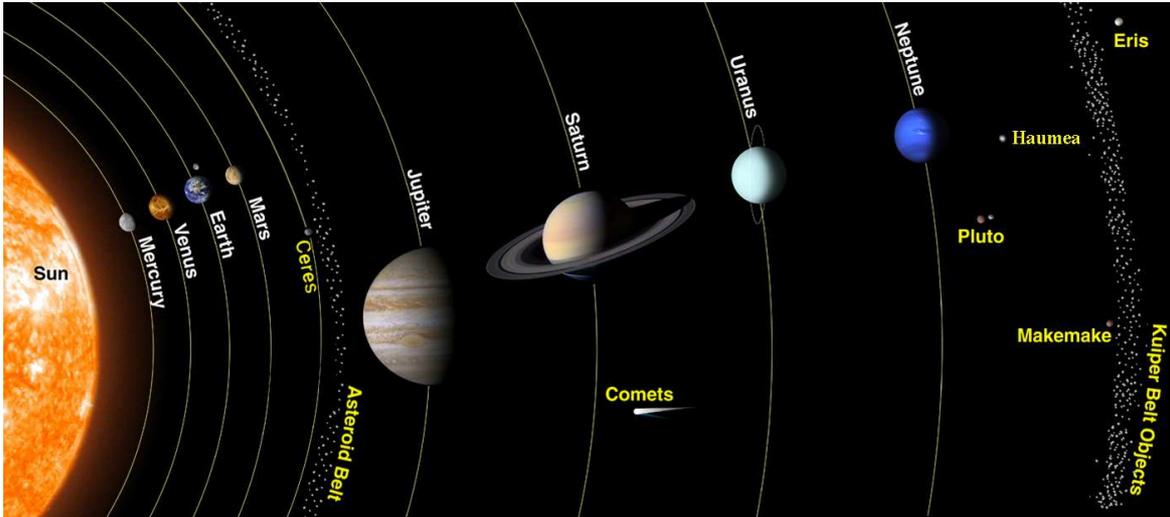


Figura 1.1. Nuestro Sistema Solar

En la actualidad se conocen varios planetas enanos entre ellos distinguimos, Ceres, Plutón, Eris, Makemake y Haumea. Es muy probable que este número se vea incrementado con nuevas observaciones y nuevas tecnologías.

Los *Pequeños Cuerpos* son todos los demás objetos que orbitan alrededor del Sol con excepción de los satélites. Son los objetos más abundantes y primitivos de nuestro sistema solar, y los remanentes de su formación. Su estudio es muy interesante ya que nos pueden brindar información acerca de las primeras etapas de formación. Si bien estos cuerpos están distribuidos en todo el Sistema Solar, hay 3 grandes reservorios densamente poblados, el cinturón de asteroides entre las órbitas de Marte y Júpiter; la región transneptuniana y la nube de Oort, más allá de Neptuno.

Los asteroides son pequeños cuerpos sólidos de forma irregular en general rocosos, algunos son metálicos y otros presentan hielos. La gran mayoría se encuentra en el Cinturón Principal de Asteroides ubicado entre las órbitas de Marte y Júpiter, aproximadamente entre 2 y 3.3 UA. ¹

Los cometas son pequeños cuerpos que guardan mucha información sin alterar, sus cualidades se han preservado desde su origen, es decir, son objetos primitivos. Están compuestos por una mezcla de polvo de silicatos, hielos (principalmente de agua) y materiales orgánicos. Si bien gran parte del tiempo se encuentran alejados del Sol, cuando se acercan a él a una distancia menor a ~ 2 o 3 UA su núcleo se calienta y sus hielos se subliman dando lugar a la cola del cometa que es lo que lo hace visible. Tienen sus reservorios en la región transneptuniana y en la nube de Oort.

En la Fig. 1.1 se muestra los cuerpos que integran el Sistema Solar.

¹Unidad Astronómica es la distancia media entre la Tierra y el Sol, la cual equivale a 1.49×10^8 km.

1.2. Reservorios de Pequeños Cuerpos más allá de Neptuno

1.2.1. La Nube de Oort

Durante la década del 50, el astrónomo holandés Jan Hendrik Oort tomó una muestra de los cometas conocidos hasta ese momento y encontró que la distribución de la inversa del semieje mayor original: $(1/a_0)_{\text{orig}}$ (energía), presentaba un fuerte pico en un pequeño rango de $0 < (1/a_0)_{\text{orig}} < 10^{-4} \text{ UA}^{-1}$. Estos objetos reciben la denominación de “cometas nuevos”. Es muy probable que estos cometas después de un sólo pasaje sean, o bien expulsados al espacio interestelar, o transferidos a órbitas más ligadas. Este descubrimiento llevó a Oort a postular la existencia de una cáscara con $\sim 10^{11}$ cometas que rodea al Sistema Solar a una distancia de $\sim 10^4 \text{ UA}$. Este reservorio hipotético esférico se conoce como “Nube de Oort” y se supone que es la fuente de los cometas de largo período.

Según la propuesta original de Oort, los cometas se formaron en la región planetaria. Debido a que la única población importante de pequeños cuerpos conocida hasta ese momento era el cinturón de asteroides, este reservorio fue propuesto como la fuente más probable para los cometas. Además, Oort sostuvo que las perturbaciones planetarias fueron las responsables de la dispersión de los cometas a distancias interestelares donde las perturbaciones por pasajes estelares reinyectaron algunos de los mismos a la región planetaria interna, convirtiéndose así en objetos potencialmente observables. Oort construyó lo que más tarde sería el modelo estándar de la nube de Oort, con la excepción de la región fuente de los cometas. El cinturón de asteroides no puede ser la fuente apropiada, fundamentalmente porque las composiciones son muy diferentes: los asteroides son mayormente cuerpos rocosos, en cambio los cometas son objetos ricos en hielo.

En realidad, Oort no fue el primero en mencionar a los pasajes estelares como perturbación de los cometas casi parabólicos. Otros autores como Fesenkov (1922) y Opik (1932) presentaron ideas al respecto. Sin embargo, ninguno de estos dos autores pudo desarrollar un modelo de la nube cometaria.

Además de los pasajes estelares hay otras perturbaciones externas que afectan a los cometas de la nube de Oort, como la marea galáctica y los encuentros con nubes moleculares gigantes. Los pasajes estelares distantes y la marea galáctica producen un flujo estacionario de cometas nuevos hacia la región planetaria del Sistema Solar. Sin embargo, las perturbaciones de los pasajes estelares cercanos y los encuentros con nubes moleculares gigantes pueden causar un brusco incremento en el flujo de cometas, llamado “lluvia de cometas”.

1.2.2. Región Transneptuniana

La región transneptuniana es un reservorio de pequeños cuerpos helados que se extiende más allá de Neptuno hasta cientos de UA. Los objetos de esta región son llamados *objetos*

transneptunianos (TNOs) y su composición es similar a la de los cometas. Son objetos del disco protoplanetario dispersados durante el proceso de la formación del Sistema Solar. A diferencia de la nube de Oort parte de la población transneptuniana se ha formado in situ. Como veremos más adelante la región trasneptuniana es la fuente principal de los objetos Centauros y de los cometas de la familia de Júpiter.

Clases dinámicas

En este reservorio se pueden distinguir cuatro clases dinámicas diferentes con inclinaciones y excentricidades muy variadas.

1. *Objetos Clásicos*: presentan semiejes mayores en el rango $42 \lesssim a \lesssim 48$ UA, bajas excentricidades y órbitas no resonantes.
2. *Objetos Resonantes*: presentan algún tipo de resonancia con Neptuno. Un ejemplo de éstos son los Plutinos que están en resonancia orbital 3:2 con Neptuno y cuyo semieje es $a = 39.4$ UA. Los Plutinos son una categoría de objetos resonantes en la que el miembro predominante es Plutón. Su nombre no implica que tengan propiedades físicas en común, sino que son cuerpos más pequeños que Plutón con órbitas similares.
3. *Objetos del Disco Dispersado*: presentan distancias perihélicas en el rango $30 \lesssim q \lesssim 39$ UA y con excentricidades e inclinaciones altas. Un ejemplo de estos objetos es el planeta enano Eris.
4. *Objetos del Disco Dispersado Extendido*: tienen distancias perihélicas $q \gtrsim 39$ UA y semiejes mayores $a \gtrsim 50$ UA.

La Fig. 1.2 ilustra el Sistema Solar a gran escala, mostrando desde los planetas interiores hasta la nube de Oort.

1.3. Cometas, clasificación orbital

Los cometas se pueden clasificar según su período orbital en 2 grandes grupos: *Cometas de Largo Período* y los *Cometas de Corto Período*.

- Cometas de largo período (LP): son aquellos cuyo período es $P > 200$ años.
- Cometas de corto período: son aquellos cuyo período es $P < 200$ años. A su vez éstos se subdividen en:
 1. Cometas de la familia de Júpiter (JFC) cuyo período es $P < 20$ años.
 2. Cometas tipo Halley cuyo período se encuentra entre $20 < P < 200$ años.

1. Introducción

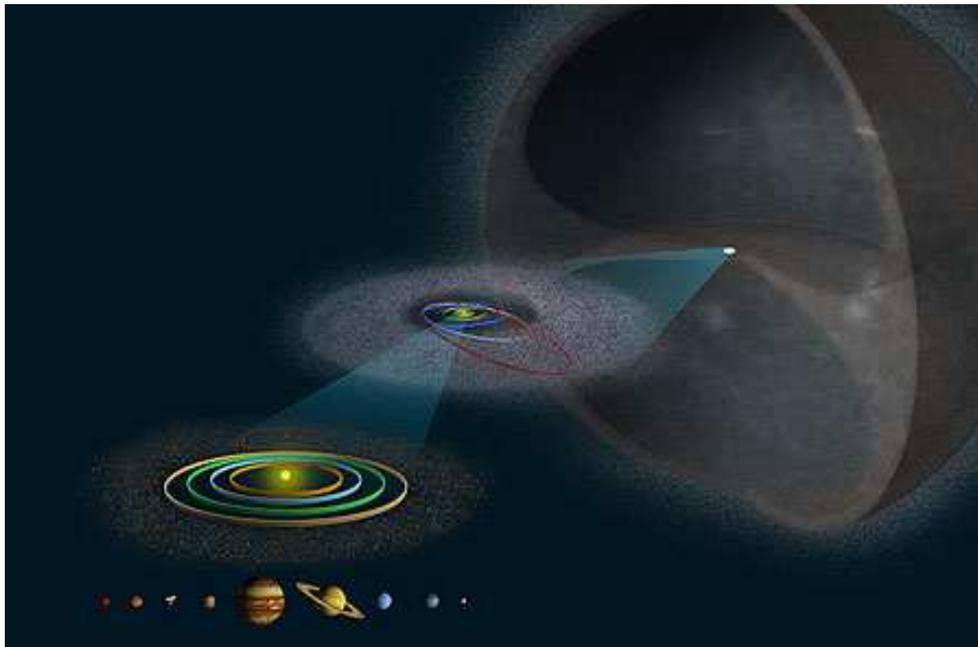


Figura 1.2. Representación del Sistema Solar exterior

Los cometas de largo período y los cometas tipo Halley tienen como reservorio la nube de Oort, mientras que los cometas de la familia de Júpiter tienen como fuente la región transneptuniana.

Levison & Duncan (1994) tomaron una muestra de todos los cometas de corto período conocidos y realizaron integraciones numéricas bajo la influencia gravitatoria del Sol y todos los planetas, excepto Mercurio. Sus cálculos se centraron en determinar los tiempos de vida dinámicos para estos objetos, como también la distribución actual de los elementos orbitales. Estos autores encuentran que los cometas se mueven varias veces, a lo largo de su tiempo de vida dinámico, entre los cometas de la familia de Júpiter y los cometas tipo Halley. Sin embargo, también encuentran que el parámetro de Tisserand respecto de Júpiter no varía notablemente en sus integraciones. De este modo, una clasificación de los cometas más apropiada que la que involucra el período orbital es aquella basada en cuestiones dinámicas a través del parámetro de Tisserand (T), que no es más que una aproximación de la constante de Jacobi del problema restringido de los 3 cuerpos y está dado por:

$$T = \frac{a_J}{a} + 2\sqrt{(1 - e^2)\frac{a}{a_J}} \cos i. \quad (1.1)$$

Donde a , e e i son el semieje mayor, la excentricidad y la inclinación del cometa, mientras que a_J es el semieje mayor de Júpiter. Entonces los cometas pueden clasificarse como:

- *Cometas isotrópicos*: tienen un parámetro de Tisserand $T < 2$. Proviene principalmente de la nube de Oort.

- *Cometas eclípticos*: tienen un parámetro de Tisserand $T > 2$. Además pueden ser divididos en 3 subcategorías.
 - a) *Cometas de la familia de Júpiter*: presentan un parámetro de Tisserand en el rango $2 < T < 3$. Están dominados por la dinámica de Júpiter, algunos tienen sus afelios entre ~ 5 y 6 UA y sus órbitas no se alejan demasiado del plano de la eclíptica.
 - b) *Cometas tipo Encke*: sus órbitas se encuentran completamente confinadas en la región interior a la órbita de Júpiter, $T > 3$ y semieje $a < a_j$.
 - c) *Cometas tipo Chiron*: sus órbitas son exteriores a la órbita de Júpiter, con $T > 3$ y semieje $a > a_j$.

1.4. Centauros

Aunque no hay una definición ampliamente consensuada, se sabe que los *Centauros* son objetos de naturaleza provisoria debido a que son la transición de objetos transneptunianos, provenientes principalmente del disco dispersado, a cometas de la familia de Júpiter. Los objetos del disco dispersado pueden tener encuentros con Neptuno y evolucionar hacia la zona de los planetas gigantes y cuando entran a esta región son llamados Centauros. Ellos pueden ser definidos a partir de su semieje mayor a entre 5 y 30 UA (entre Júpiter y Neptuno), así como también pueden definirse a través del parámetro de Tisserand $T > 3$ y semieje $a > a_j$. Sin embargo está generalmente aceptado que los Centauros son objetos que entran a la región planetaria desde la región transneptuniana evolucionando hacia la zona de los cometas de la familia de Júpiter (Fernández, 1980, Duncan et al., 1988, Duncan & Levison, 1997). Para nuestro trabajo de tesis adoptamos la definición de Centauros basada en la distancia perihélica q . De esta manera definimos a los Centauros como aquellos objetos con distancia perihélica $q < 30$ UA. El primer Centauro descubierto fue Chiron en 1977. Actualmente se han reconocido un total de 201 Centauros². En la Fig. 1.3 mostramos los Centauros observados hasta Febrero de 2013, en función del semieje mayor a y la excentricidad e .

Di Sisto & Brunini (2007) realizaron integraciones numéricas de objetos del disco dispersado y estudiaron su evolución. Encontraron que aquellos objetos con distancias perihélicas $q < 35$ UA son los más eficientes en alcanzar la zona de Centauros, con tiempos de vida media de 72×10^6 años. Su resultado más importante es que los objetos del disco dispersado son la principal fuente de Centauros.

²Fuente: <http://www.minorplanetcenter.net/iau/lists/Centaurs.html>.

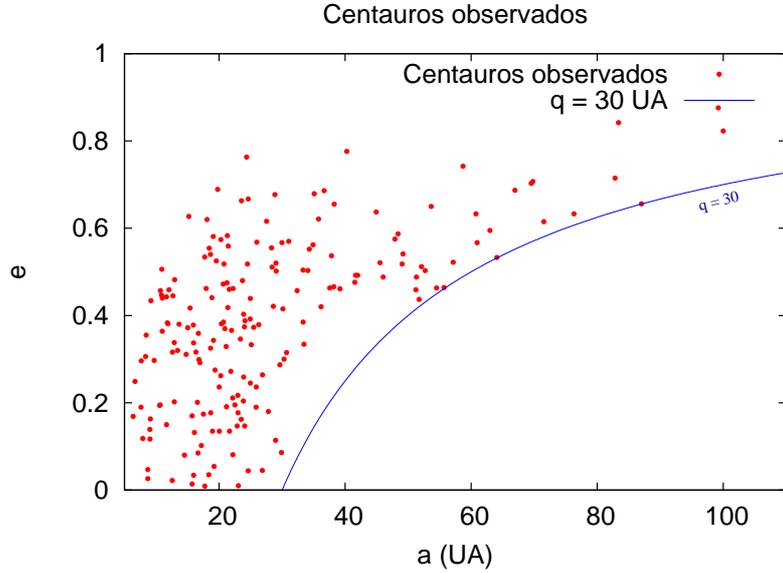


Figura 1.3. Centauros observados hasta Febrero de 2013 usando la definición de la distancia perihélica $q < 30$ UA. (Datos extraídos de www.minorplanetcenter.net)

1.5. Satélites de los planetas gigantes

La mayoría de los planetas del Sistema Solar presentan un sistema de satélites. De los planetas interiores, la Tierra tiene a la Luna como único satélite natural, mientras que Marte tiene a Fobos y Deimos. De los planetas exteriores, los cuatro planetas gigantes presentan una gran cantidad de ellos.

Los satélites regulares de los planetas exteriores son blancos de interés astrobiológico, debido a que podrían llegar a albergar algún tipo de vida. Todos ellos son mundos únicos, con superficies muy variadas. Están compuestos principalmente por hielo de agua y algunos de ellos presentan una reciente actividad geológica. Las superficies de estos satélites muestran una innumerable cantidad de cráteres de impacto a lo largo de los 4.5×10^9 años, lo cual revela un pasado colisional altamente activo. El estudio de estas estructuras sobre la superficie de los satélites nos permite conocer acerca de su composición química, su actividad geológica y además acerca de la población que los impactó.

Los satélites son estables en una región llamada esfera de Hill, en donde el movimiento del objeto está dominado por el planeta más que por el Sol, (Hénon 1970). El radio de dicha esfera de Hill está dada por:

$$R_H = a_p \left[\frac{m_p}{3M_\odot} \right]^{1/3}, \quad (1.2)$$

donde a_p y m_p son el semieje mayor y la masa del planeta y M_\odot es la masa del Sol.

1.5.1. Clasificación

Según su origen y características orbitales los satélites pueden ser clasificados en *Regulares e Irregulares*.

- Satélites regulares: presentan órbitas directas con períodos cortos, casi circulares con bajas inclinaciones, es decir, cercanos al ecuador del planeta. Se cree que se han formado en un disco de acreción circumplanetario, proceso similar a la formación de los planetas alrededor del Sol.
 - Satélites interiores: son una subclase de los satélites regulares. Estos satélites se encuentran entre los anillos planetarios. De los satélites medianos que estudiamos, los que entran en esta subclase son: Mimas, Encelado, Tetis, Dione y Rea. Jápeto se encuentra fuera de los anillos.
- Satélites irregulares : presentan órbitas excéntricas con altas inclinaciones y pueden orbitar en ambos sentidos, directo o retrógrado. Ellos no pudieron haberse formado alrededor de su respectivo planeta con sus órbitas actuales. Probablemente fueron capturados de su órbita heliocéntrica en la fase final de la acreción planetaria. Hay varios mecanismos propuestos para la captura temporaria de satélites, sin embargo no son ampliamente aceptados para la captura permanente.

1.5.2. Satélites de Júpiter

El sistema de Júpiter cuenta hasta la fecha con 50 satélites y 16 lunas provisionales³. Entre todos los satélites podemos destacar a los Galileanos, descubiertos por Galileo Galilei en 1610, que son los siguientes

- Io: es el más interno, presenta una gran actividad volcánica y su superficie no está craterizada debido a que los cráteres han sido borrados por grandes erupciones. Su composición es principalmente rocosa y los modelos sugieren que el núcleo es de hierro o sulfato de hierro.
- Europa: es el segundo en distancia a Júpiter y está compuesto por roca, pero sus capas exteriores presentan hielo de agua. Partes de su superficie son similares a los mares polares de la Tierra, lo que lleva a la especulación de un océano debajo de su corteza.
- Ganímedes: es el más grande del Sistema Solar. Su superficie es geológicamente compleja debido a que coexisten 2 tipos de terrenos. Un terreno viejo y oscuro con gran cantidad de cráteres y el otro más joven.
- Calisto: es el último de los satélites Galileanos. Presenta una superficie densamente craterizada, lo cual indica la ausencia de actividad.

³Estas lunas no tienen un nombre dado por la IAU porque su descubrimiento no ha sido confirmado.

1. Introducción

1.5.3. Satélites de Urano

El sistema de Urano cuenta hasta la fecha con 27 satélites. Probablemente se traten de objetos diferenciados con una corteza de hielo, un manto y núcleos rocosos. Además de contener hielo de agua presentan amoníaco, metanos y otros componentes químicos. Los satélites más grandes parecen estar inactivos, aunque muestran evidencia de un pasado activo.

1.5.4. Satélites de Neptuno

El sistema de Neptuno tiene hasta la fecha un total de 13 satélites, siendo el más representativo Tritón. A pesar de tener casi todas las características de un satélite regular, su movimiento es retrógrado. Una explicación podría ser que se trate de un objeto capturado. La teoría de captura más reciente propone que Tritón pudo ser miembro de un sistema binario, el cual se dividió debido a un encuentro con Neptuno, llevando a la captura de Tritón y a la eyección de su compañero (Agnor & Hamilton 2006).

1.6. Satélites de Saturno

El sistema de satélites de Saturno ha sido observado en detalle por la misión espacial Cassini-Huygens. El sistema está formado, hasta la fecha, por 62 lunas⁴, de las cuales sólo 53 están oficialmente nombradas. El sistema de satélites de Saturno presenta una gran diversidad de superficies y tamaños, algunos pequeños, otros medianos y Titán el mayor de ellos. Los satélites medianos tienen radios de cientos de kilómetros. En particular los que estudiamos son los satélites helados y regulares. Ellos son: Mimas, Encelado, Tetis, Dione, Rea, y Jápeto cuyos radios medios van desde 198 km (Mimas) hasta 764 km (Rea). Todos estos satélites son regulares interiores, salvo Jápeto. Los mismos están compuestos principalmente por hielo de agua y presentan superficies craterizadas, algunas de las cuales son jóvenes y están asociadas a algún proceso geológico reciente. Algunas de las principales características de los satélites medianos que estudiamos en nuestro trabajo se detallan a continuación:

- **Mimas:** es el satélite mediano más interno y más pequeño. Su superficie está compuesta por hielo de agua y está altamente craterizada. Tiene un gran cráter de impacto de 130 km llamado Herschel sobre el hemisferio que conduce al movimiento.
- **Encelado:** su superficie es de hielo de agua pura, excepto cerca de su polo sur donde presenta hielo de dióxido de carbono (CO_2) y compuestos orgánicos simples (Brown et al. 2006). Una característica notable de su superficie es un grupo de grietas llamadas “rayas de tigre” (Porco et al. 2006) en la región del polo sur. Además, Cassini detectó

⁴Fuente: <http://saturn.jpl.nasa.gov/science/moons/>.

a través de su espectrógrafo, partículas de hielo de agua emanando del polo sur. Hay un exceso de calor en el polo sur que parece estar asociada a las grietas rayas de tigre (Spencer et al. 2006). Newman et al. (2008) analizaron la distribución de hielos amorfos y cristalinos. Sus resultados implican una actividad geológica en las grietas rayas de tigre. La producción de hielos amorfos en el polo sur puede ser causada por daños de la radiación, criovulcanismo⁵ o una rápida condensación del vapor de agua sobre la superficie. De modo que, Encelado presenta una superficie activa, en constante evolución.

- **Tetis:** presenta una superficie altamente craterizada y dos características diferentes. Una de ellas es un gran cráter de impacto Odiseo de 400 km de diámetro, y la otra es una extensa fractura llamada Ithaca Chasma de ~ 2000 km. Emery et al. (2005) realizaron mediciones espectrales y encontraron que no hay otra componente además de agua.
- **Dione:** Clark et al. (2008) encontraron que la superficie está compuesta principalmente por hielo de agua y presenta una componente oscura cuyas características espectrales son similares a las encontradas en Jápeto, Febe⁶ y el anillo F. Además sugirieron una posible detección de actividad. Sus observaciones podrían indicar eyecciones de hielo de agua y metano, sin embargo todavía no está confirmado. Stephan et al. (2010) realizaron un estudio de las propiedades geológicas y un análisis espectral. Aunque no han encontrado evidencias de regiones geológicamente activas, imágenes de alta resolución muestran hielo de agua limpio, implicando que podría haber procesos tectónicos recientes.
- **Rea:** ha sido estudiado por Cassini mediante numerosos sobrevuelos. Teolis et al. (2010) detectaron a partir de mediciones de los sobrevuelos, que Rea posee una tenue atmósfera de oxígeno y dióxido de carbono. La misma parece estar sustentada por la descomposición química del hielo de agua sobre su superficie bajo la irradiación del plasma magnetosférico de Saturno. Estudios espectrales de Stephan et al. (2012) implican que está compuesta por una corteza de hielo de agua limpio.
- **Jápeto:** tiene una característica relevante en su superficie, que es un sistema de cordilleras cerca del ecuador (Porco et al. 2005). Esta cordillera parece ser antigua debido a que presenta cráteres de impacto. Todo el satélite presenta gran cantidad de cráteres de impacto.

Titán es el satélite más grande del sistema de Saturno y es una de las prioridades de la misión Cassini-Huygens. Esta misión ha revelado que la superficie de este satélite está

⁵El criovulcanismo es un fenómeno que se da en cuerpos con muy bajas temperaturas (por ejemplo en los satélites de los planetas exteriores). Los volcanes, en vez de expulsar lava fundida, lo hacen con materiales volátiles como agua, metano y otros.

⁶Febe es un satélite irregular de Saturno.

1. Introducción

Tabla 1.1. Datos de los Satélites: densidad media ρ [gr/cm³], radio medio R [km], gravedad superficial g [cm/s²], semieje mayor a [km], velocidad orbital v y velocidad relativa de colisión v_i , ambas en [km/s].

Satélite	ρ	R_s	g	a	v	v_i
Mimas	1.149	198.2	6.37	185 539	14.3	25.1
Encelado	1.609	252.1	11.34	238 042	12.6	22.2
Tetis	0.985	531.0	14.62	294 672	11.3	20.1
Dione	1.478	561.4	23.20	377 415	10.0	17.8
Rea	1.237	764.5	26.34	527 068	8.5	15.3
Jápeto	1.088	734.3	22.35	3 560 854	3.3	6.9

formada por ríos y lagos de etano y metano líquido, los cuales forman nubes y, ocasionalmente, lluvias tal como sucede con el agua en la Tierra. Su atmósfera es densa y rica en metano, lo que produce una presión superficial apenas más alta que la de la Tierra. Debajo de su corteza existe agua en estado líquido, probablemente con materiales orgánicos. Todas estas características se asemejan a las de la Tierra en etapas primitivas. Dunas ricas en hidrocarburos⁷ se desparan cerca de la zona ecuatorial de Titán, así como también en bajas latitudes. Podría ocurrir actividad volcánica, aunque con agua líquida en lugar de lava.

En la Tabla 1.1 se detallan los datos de los satélites medianos helados de Saturno. Siendo ρ la densidad media en gr/cm³, R el radio medio en km, g la gravedad superficial en cm/s², a el semieje mayor en km, v la velocidad orbital y v_i la velocidad relativa de colisión, ambas en km/s. Los datos fueron obtenidos de trabajos previos. Los valores de la densidad y los radios medios fueron sacados de Thomas (2010), mientras que la gravedad superficial la obtuvimos de Jacobson et al. (2006). El cálculo de la velocidad de impacto v_i se detalla en el próximo capítulo.

En la Fig. 1.4 mostramos imágenes de las superficies de los satélites medianos de Saturno. Estos satélites son los objetos de estudio de nuestro trabajo y en ellos podemos ver una gran cantidad de cráteres de impacto.

1.7. Misión Cassini-Huygens

La misión Cassini-Huygens es un trabajo conjunto de la NASA (Administración Nacional de Aeronáutica y del Espacio), ESA (Agencia Espacial Europea) y ASI (Agencia Espacial Italiana) para explorar en detalle Saturno, su atmósfera, su sistema de anillos, sus numerosos satélites helados, y Titán.

⁷Los hidrocarburos son compuestos orgánicos formados únicamente por átomos de carbono e hidrógeno.

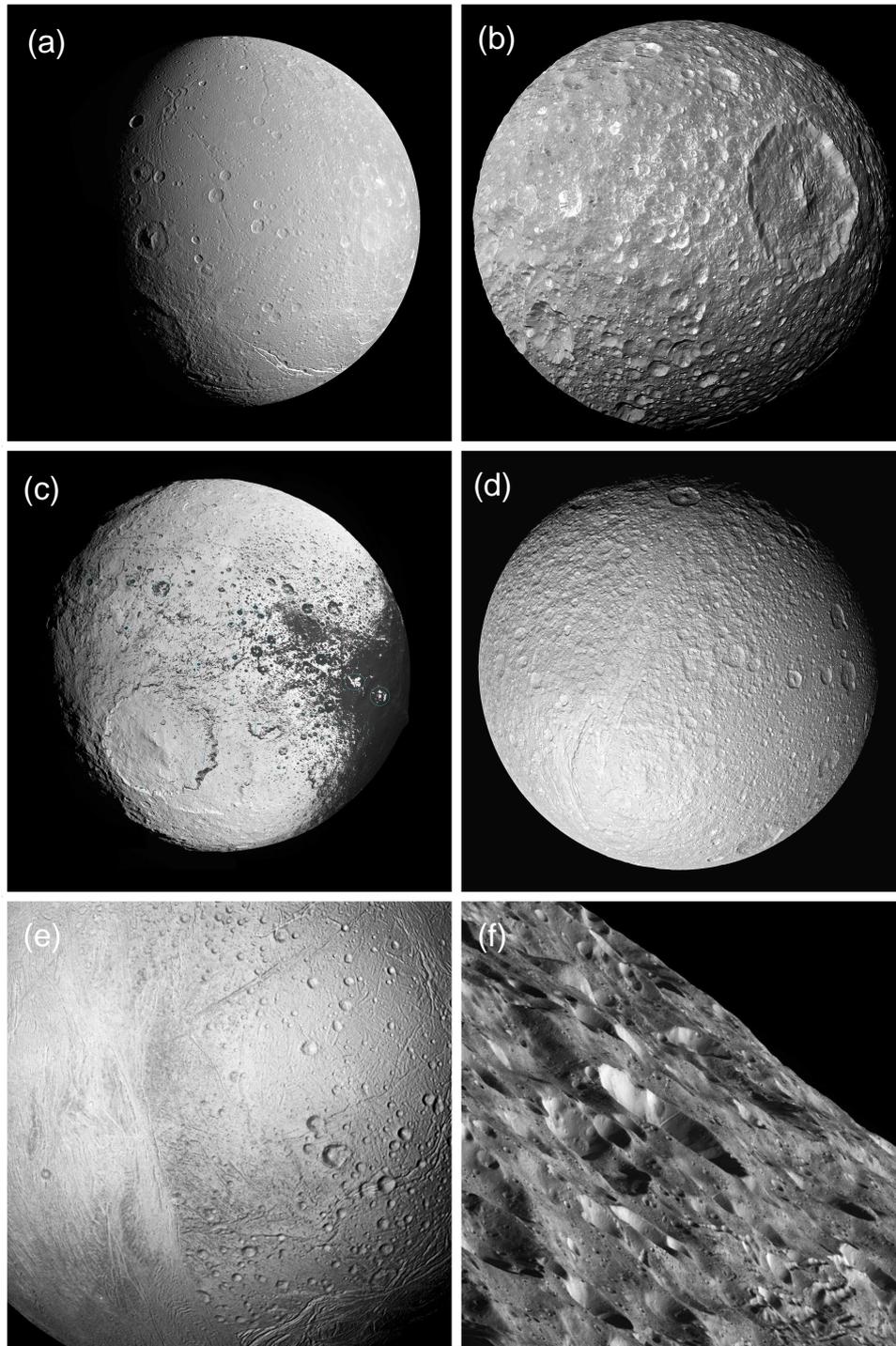


Figura 1.4. Evidencias de cráteres de impacto.
a) Dione, b) Mimas, c) Júpetero, d) Tetis, e) Encelado, f) Rea.

1. Introducción

La nave espacial Cassini fue lanzada en Octubre de 1997 y llegó al sistema de Saturno en Julio de 2004 para completar 4 años de estudio. Sin embargo, tuvo 2 misiones extendidas lo que completará una investigación de 13 años.

En relación a sus satélites medianos, sus principales objetivos son:

- Estudiar su composición y determinar sus historias geológicas.
- Determinar los procesos físicos responsables de la superficie y la estructura del subsuelo.
- Investigar sus interacciones con el sistema de anillos y la magnetósfera de Saturno.
- Estudiar a largo plazo los cambios estacionales en las lunas de tamaño medio (Mimas, Encelado, Tetis, Dione, Rea y Jápeto).
- Determinar si en Encelado hay un océano, y la búsqueda de posibles anomalías en su estructura interna.
- Determinar si Rea tiene un anillo.
- Buscar un bajo nivel de actividad en Dione, como una exósfera tenue.
- Llevar a cabo un estudio comparativo entre los satélites medianos, tanto de sus cráteres y geología, así como también de la composición de la superficie.

En la Fig. 1.5 ilustramos una representación de algunos miembros del sistema de satélites de Saturno, entre los cuales podemos apreciar aquellos que son blancos de nuestro estudio.

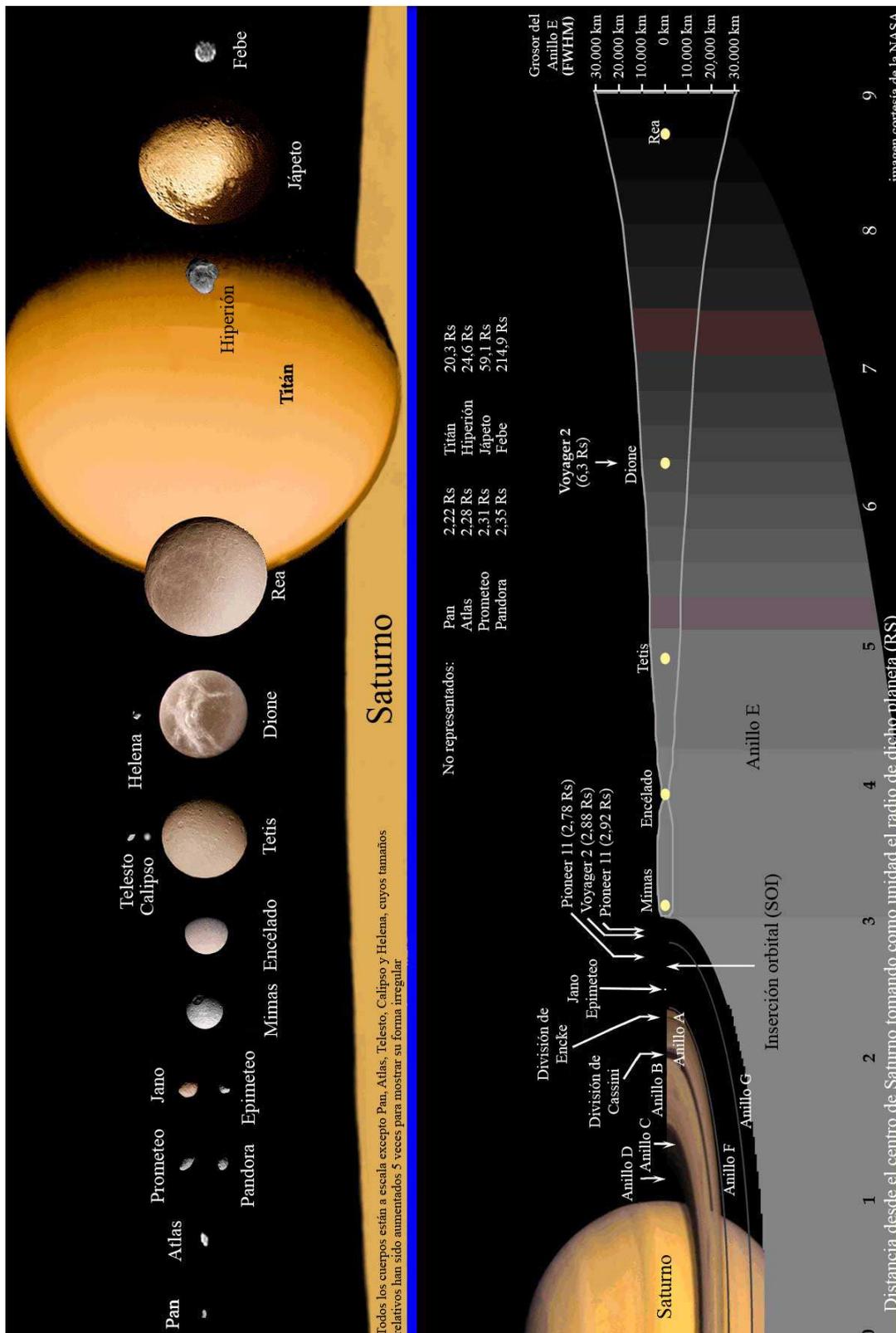


Figura 1.5. Sistema de satélites de Saturno

1. Introducción

Capítulo 2

Método

En este capítulo desarrollamos el modelo numérico que utilizamos para la realización de este trabajo de tesis. Mencionamos los trabajos previos que hemos tenido en cuenta. Detallamos el modelo utilizado para la producción de cráteres de impacto en los satélites medianos de Saturno. Además, describimos a los Centauros como población impactora, el cálculo de las colisiones sobre dichos satélites, y la ley de cráteres de impactos.

2.1. Trabajos previos

Para el desarrollo de esta investigación, consideramos las simulaciones numéricas de los objetos del disco dispersado realizadas por Di Sisto & Brunini (2007). Ellos seleccionaron de la base de datos de *Minor Planet Center* una muestra de los objetos del disco dispersado cuya distancia perihélica está en el rango entre $30 < q < 39$ UA y el semieje mayor $a > 50$ UA. Sin embargo, para tener una muestra más representativa de esta población consideraron también los objetos con $30 < q < 39$ UA en la zona de $40 < a < 50$ UA y $e > 0.2$ ¹. En la Fig. 2.1 se muestra la población que han tenido en cuenta los autores.

Las integraciones numéricas de Di Sisto & Brunini (2007) incluyeron un total de 1000 partículas de prueba, de las cuáles 95 eran objetos reales del disco dispersado mientras que 905 eran ficticios. Asumieron que las partículas de prueba eran objetos sin masa evolucionando bajo la influencia gravitatoria del Sol y los cuatro planetas gigantes. La simulación fue realizada con el integrador híbrido EVORB (Fernández et al. 2002). Cada partícula evolucionó a lo largo de 4.5×10^9 años a menos que, hubieran sido removidas debido a una colisión con un planeta, alcanzaran un semieje mayor $a > 1000$ UA, o bien entraran en una región interior a la órbita de Júpiter, donde las perturbaciones de los planetas terrestres no son despreciables.

¹Este límite en la excentricidad es también considerado para discriminar entre los objetos clásicos y los del disco dispersado (Elliot et al. 2005).

2. Método

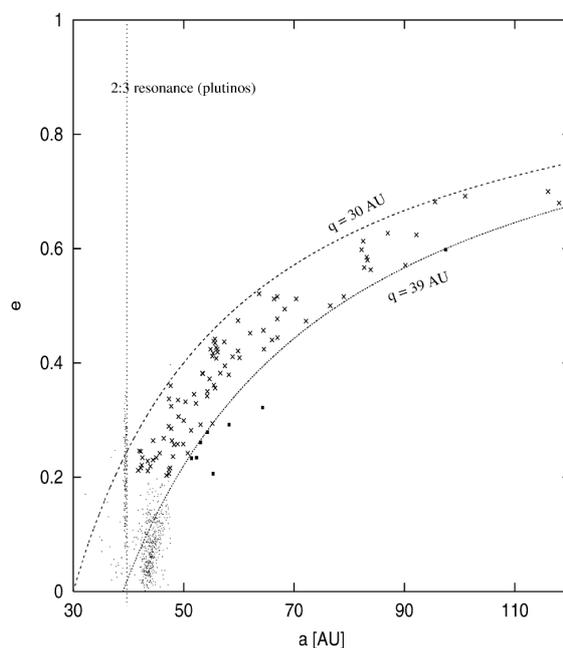


Figura 2.1. Fig. extraída del trabajo de Di Sisto & Brunini (2007). Se muestran los objetos del disco dispersado que han tenido en cuenta estos autores (cruces).

Esta simulación se realizó en la configuración actual del Sistema Solar. Diversos trabajos teóricos y evidencias observacionales indican que la región transneptuniana tuvo entre 100 y 1000 veces más masa que la que posee actualmente. Mecanismos dinámicos y procesos colisionales (en menor medida) fueron los responsables de la remoción de masa en 10^9 años a lo sumo (Morbidelli et al. 2008). Durante el proceso de remoción de masa se produjo un importante bombardeo de pequeños cuerpos sobre los planetas y sus satélites conocido como el *Bombardeo Pesado Tardío*, aproximadamente, 3.8×10^9 años atrás. El modelo de Di Sisto & Brunini (2007) no considera la época primordial sino que comienza luego de esta reducción de masa cuando el Sistema Solar comenzó a estabilizarse. Por lo tanto cuando nos referimos a Centauros, estamos considerando que son aquellos que provienen del disco dispersado luego de la reducción de masa.

Los autores estimaron la tasa de inyección de los objetos del disco dispersado (SDOs²) hacia la zona de Centauros. Calcularon y graficaron el número de SDOs que alcanzan la zona de Centauros con respecto al número de SDOs que había inicialmente en el disco dispersado (N_{SDOs}), como función del tiempo. Realizaron un ajuste lineal a esta relación cuya pendiente está dada por $A = 5.2 \times 10^{-10} N_{\text{SDO}}/\text{año}$. La misma representa la tasa de inyección de los objetos del disco dispersado a la zona de Centauros en función del número de SDOs (N_{SDOs}) en el disco dispersado. El número de objetos con radios $R > 1$ km es $N_{\text{SDO}}^* = 7.5 \times 10^9$, tomado de Fernández et al. (2004). Además estimaron el número actual

²Sigla que significa Scattered Disc Objects u Objetos del Disco Dispersado.

de Centauros provenientes del disco dispersado como:

$$N_{PC} = A.l_c \quad (2.1)$$

donde $l_c = 72 \times 10^6$ años, es el tiempo de vida medio de los Centauros que provienen del disco dispersado. Di Sisto & Brunini (2007) obtuvieron el número de Centauros con radio $R > 1$ km, el cual toma el valor de 2.8×10^8 .

Los resultados de Di Sisto & Brunini (2007) indican que cuatro objetos del disco dispersado con $R > 1$ km ingresan a la zona de Centauros por año ($2.8 \times 10^8 / 72 \times 10^6 \sim 4$).

Una fuente secundaria de Centauros son los Plutinos que escapan de la resonancia 3:2 de movimientos medios con Neptuno. Di Sisto et al. (2010) estudiaron la contribución de la población de Plutinos a objetos Centauros. Los autores realizaron dos simulaciones numéricas. En la primera calcularon el número de Plutinos que escaparon de la resonancia. Para esto integraron 20000 partículas de prueba, de las cuales el 88% quedaron afuera de la integración, ya sea por tener un encuentro con un planeta o bien por ser eyectadas. En la segunda integración estudiaron la evolución dinámica de las 1183 partículas de prueba que escaparon de la resonancia en los últimos 3.5×10^9 años. Para esto utilizaron el código EVORB (Fernández et al. 2002) bajo la influencia gravitacional del Sol y de los planetas gigantes.

Di Sisto et al. (2010) calcularon el tiempo de vida medio de los Centauros que provienen de los Plutinos y obtuvieron que es de 108×10^6 años. Si bien este tiempo medio es mayor que el de los Centauros que provienen del disco dispersado (72×10^6 años), la tasa de inyección de Plutinos a la zona de Centauros toma valores entre 1.6–16 objetos cada 100 años. Esto es entre 250 y 25 veces menos que la tasa de inyección de los objetos del disco dispersado. De este modo, los resultados confirman que los Plutinos son una fuente secundaria de Centauros.

Di Sisto & Brunini (2011) determinaron el número de cráteres y el cráter más grande sobre el satélite Febe de Saturno producidos por Centauros. Estudiaron la producción de cráteres debido a la contribución de los objetos del disco dispersado (Di Sisto & Brunini 2007) a la población de Centauros, como así también la producción de cráteres debido a la contribución del escape de Plutinos (Di Sisto et al. 2010). Ellos encuentran que la contribución de los Plutinos a la formación de cráteres sobre Febe es despreciable frente a la contribución de los objetos del disco dispersado. Este trabajo lo veremos en detalle en las secciones siguientes debido a que es nuestra base para el cálculo de las colisiones.

Todos estos resultados garantizan que los objetos del disco dispersado son la fuente principal de Centauros.

2.2. Población impactora

La formación de los cráteres sobre los satélites de los planetas exteriores puede haber sido causada por dos diferentes poblaciones, 1) objetos con órbitas *planetocéntricas*, 2)

2. Método

objetos con órbitas *heliocéntricas*.

Una fuente probable para los objetos planetocéntricos es la transferencia de masa. Marchi et al. (2001) analizaron la posible transferencia de fragmentos desde un satélite después de haber sufrido una colisión catastrófica por otro satélite. Como consecuencia, los fragmentos de la colisión pueden ser inyectados en órbitas independientes que pueden cruzar la trayectoria del otro satélite y así producir sobre el mismo un cráter de impacto.

La población heliocéntrica que es la fuente de cráteres de los satélites de los planetas exteriores son los Centauros. Como hemos visto anteriormente, éstos se encuentran en la zona de los planetas gigantes, pueden cruzar sus órbitas y la de sus satélites, colisionando y así producir cráteres en ellos.

En nuestro Sistema Solar hay innumerables evidencias de actividad colisional a lo largo de los 4.5×10^9 años. Estas evidencias a través de cráteres de impactos pueden verse claramente en los satélites de los planetas gaseosos. La tasa de producción y el número de cráteres sobre un cuerpo depende del tamaño y de la cantidad de objetos que integran las poblaciones impactoras.

En nuestro trabajo consideramos como población impactora a los Centauros que provienen principalmente de los objetos del disco dispersado y su fuente secundaria, los Plutinos escapados de la resonancia. Por lo tanto, debemos conocer el número real inicial de los objetos del disco dispersado para calcular la contribución a la población de Centauros.

Como mencionamos en la Sección 2.1, Di Sisto & Brunini (2011) estudiaron la producción de cráteres sobre Febe debido a la población de Centauros. Para hacer esto, los autores adoptaron estimaciones nuevas del número de los objetos del disco dispersado (SDOs) basados en los trabajos de Parker & Kavelaars (2010a y 2010b). En el primero de estos trabajos, Parker & Kavelaars, caracterizaron la sensibilidad orbital de varios relevamientos previamente publicados. Ellos encontraron que esos estudios eran sensibles a poblaciones distantes, como lo son los SDOs. En su segundo trabajo utilizaron los resultados previos y derivaron nuevos límites máximos para las poblaciones distantes y utilizaron estos límites para obtener el número de los SDOs. Para ello realizaron un modelo que consideraba dos leyes para la distribución de distancia radial de los SDOs. Por un lado tomaron una distribución de distancia radial de los SDOs $\propto r^{-1.5}$ y obtuvieron una población máxima de $N(d > 100 \text{ km}) = 3.5 \times 10^5$. Por otro lado tomaron una distribución uniforme de distancia radial obteniendo en este caso una población máxima de $N(d > 100 \text{ km}) = 2.5 \times 10^5$. El trabajo de Di Sisto & Brunini (2011) asume que el número de los SDOs con diámetros mayores a 100 km es igual a $N(d > 100 \text{ km}) = 3.5 \times 10^5$ ya que la distribución de distancia radial considerada es consistente con la obtenida por Di Sisto & Brunini (2007). Entonces, la población total de SDOs para un dado tamaño d viene dado por $N = 3.5 \times 10^5 \left(\frac{d_0}{100}\right)^{-s}$ (distribución diferencial), mientras que para diámetros mayores que d está dado por $N(> d) = 3.5 \times 10^5 \left(\frac{d_0}{100}\right)^{-s+1}$ (distribución acumulada), donde d debe estar en km y s es el índice de la distribución diferencial de tamaño. Sin embargo, algunos trabajos sugieren que la función de distribución de tamaños de los objetos transneptunianos podría tener un quiebre en un diámetro de $d \sim 60 \text{ km}$ (Bernstein et al. 2004, Gil Hutton et al.

2009, Fraser & Kavelaars 2009, Fuentes & Holman 2008, Fuentes et al. 2009). Según estos autores el índice de la ley de potencia diferencial para los TNOs más pequeños ($d \leq 60$ km): $s_2 = 2.8, 2.4, 1.9, 2.5$ y 2 , respectivamente. En este trabajo asumimos que el quiebre es válido para todas las clases dinámicas de TNOs, en particular, para la población del disco dispersado. Consideramos que el índice para la distribución diferencial de tamaños de los objetos más brillantes es $s_1 = 4.7$ ($d > 60$ km) basado en el trabajo de Elliot et al. (2005). Dado que existe una cierta incerteza en la función de distribución de tamaño para el caso de la población más pequeña, consideramos dos valores para $s_2 = 2.5$ y 3.5 . Entonces, el número acumulado de SDOs con diámetros más grande que d está dado por:

$$\begin{aligned}
 N(> d) &= C_0 \left(\frac{1\text{km}}{d} \right)^{s_2-1} && \text{para } d \leq 60 \text{ km,} \\
 N(> d) &= 3.5 \times 10^5 \left(\frac{100\text{km}}{d} \right)^{s_1-1} && \text{para } d > 60 \text{ km,}
 \end{aligned} \tag{2.2}$$

donde $C_0 = 3.5 \times 10^5 100^{s_1-1} (60)^{s_2-s_1}$ por continuidad para $d = 60$ km.

También analizamos la función de distribución de la fuente secundaria que son los Plutinos. Consideramos el número de Plutinos del análisis realizado por Di Sisto & Brunini (2011). Entonces el número acumulado de Plutinos está dado por:

$$\begin{aligned}
 N(> d) &= C \left(\frac{1\text{km}}{d} \right)^p && \text{para } d \leq 60 \text{ km,} \\
 N(> d) &= 7.9 \times 10^9 \left(\frac{1\text{km}}{d} \right)^3 && \text{para } d > 60 \text{ km,}
 \end{aligned} \tag{2.3}$$

donde $C = 7.9 \times 10^9 (60)^{p-3}$ por continuidad para $d = 60$ km y el índice de la ley de potencia acumulada p toma los valores 2.5 y 1.5 ($p = s - 1$), como en el caso de la función de distribución de tamaño de los SDOs.

En la Fig. 2.2 presentamos la función de distribución de tamaños acumulada de los SDOs. Podemos ver el quiebre de dicha distribución en $d = 60$ km. La línea roja representa un índice $s_2 = 3.5$ para diámetros $d \leq 60$ km y la curva azul representa el caso de tomar $s_2 = 2.5$. También podemos ver que para diámetros $d > 60$ km ha sido representada por $s_1 = 4.7$. En la Fig. 2.3 mostramos la función de distribución de tamaños acumulada de los Plutinos. En este caso, las líneas roja y azul representan la distribución para $d < 60$ km para los índices $p = 2.5$ y 1.5 respectivamente. Además para diámetros $d > 60$ km ha sido representada por una ley de potencia de valor 3. Por otro lado, podemos notar que el número de Plutinos es aproximadamente 2 órdenes de magnitud menor que el número de los SDOs.

2. Método

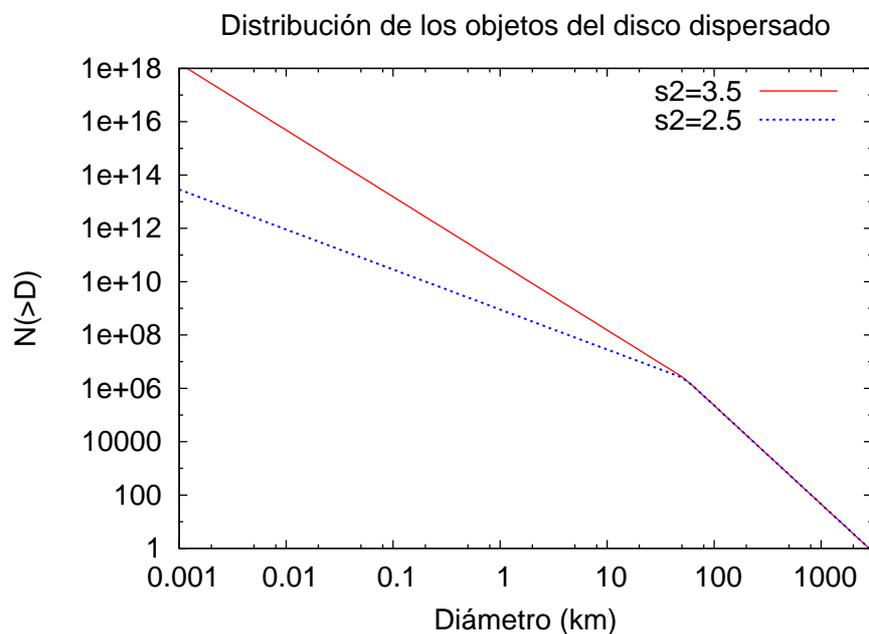


Figura 2.2. Función de distribución de tamaños acumulada de los objetos del disco dispersado. Representamos los dos valores límites que consideramos para el índice $s_2 = 2.5$ y 3.5 . También ilustramos el índice $s_1 = 4.7$ para diámetros mayores a 60 km.

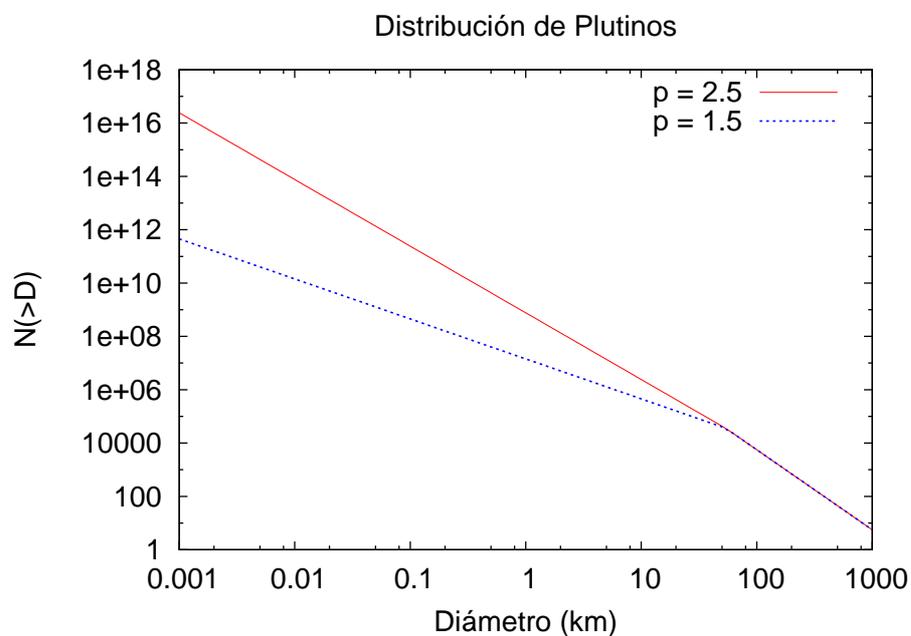


Figura 2.3. Función de distribución de tamaños acumulada de los Plutinos. Representamos los dos valores límites que consideramos para el índice $p = 1.5$ y 2.5 . También ilustramos el índice para diámetros mayores a 60 km, cuyo valor es 3.

2.3. Cálculo de las colisiones

A fin de calcular las colisiones sobre los satélites medianos de Saturno debido a la población de Centauros, usamos los resultados de las simulaciones numéricas de los trabajos de Di Sisto & Brunini (2007) y Di Sisto et al. (2010). Con el propósito de fijar ideas, explicaremos el cálculo de colisiones teniendo en cuenta la simulación de Di Sisto & Brunini (2007). Tal como mencionamos en la Sección 2.1, los autores integraron 1000 objetos del disco dispersado a lo largo de 4.5×10^9 años bajo la influencia gravitacional del Sol y los cuatro planetas gigantes, y estudiaron su evolución en la zona de Centauros. Los resultados fueron almacenados en un archivo de encuentros donde se registran, el tiempo del encuentro (t), la distancia mínima al planeta (q) y la velocidad relativa a esa distancia ($v(q)$). A partir de estos datos los autores calculan el número de encuentros con Saturno dentro de su esfera de Hill. Adoptamos el modelo realizado por Di Sisto & Brunini (2011) donde calculan el número de colisiones sobre el satélite usando la aproximación de partícula en una caja y asumiendo isotropía para la geometría de los encuentros.

Nosotros asumimos que una partícula tiene un encuentro con Saturno cuando la misma ingresa a la esfera de Hill del planeta. De este modo, el número de encuentros con Saturno por unidad de tiempo (N_e) está dado por:

$$N_e = \rho\pi R^2 v(R) \quad (2.4)$$

siendo ρ la densidad numérica de objetos, R el radio de la esfera de Hill, y $v(R)$ la velocidad media relativa del Centauro cuando entra en la esfera de Hill de Saturno. En la Fig. 2.4 ilustramos este escenario.

Del mismo modo, el número de colisiones con un dado satélite por unidad de tiempo (N_c) cumple la siguiente relación:

$$N_c = \rho\pi R_s^2 v_i, \quad (2.5)$$

siendo R_s el radio del satélite y v_i la velocidad de colisión del Centauro con el satélite.

Realizando el cociente de las ecuaciones anteriores obtenemos la siguiente relación:

$$\frac{N_c}{N_e} = \frac{v_i R_s^2}{v(R) R^2}. \quad (2.6)$$

Esta ecuación provee el número de colisiones sobre la superficie del satélite en relación al número de encuentros de objetos Centauros con Saturno. Para hacer esto, es necesario cuantificar tanto $v(R)$ como v_i . Por un lado, $v(R)$ se calcula a partir de datos registrados en el archivo de encuentros de las simulaciones de Di Sisto & Brunini (2007), usando la relación:

$$v(R)^2 = v(q)^2 + 2Gm \left(\frac{1}{R} - \frac{1}{q} \right), \quad (2.7)$$

donde m es la masa de Saturno y G es la constante de gravitación universal. Para calcular v_i , se asumen colisiones isotrópicas sobre el satélite, de modo que

$$v_i = \sqrt{v_s^2 + v_0^2}, \quad (2.8)$$

2. Método

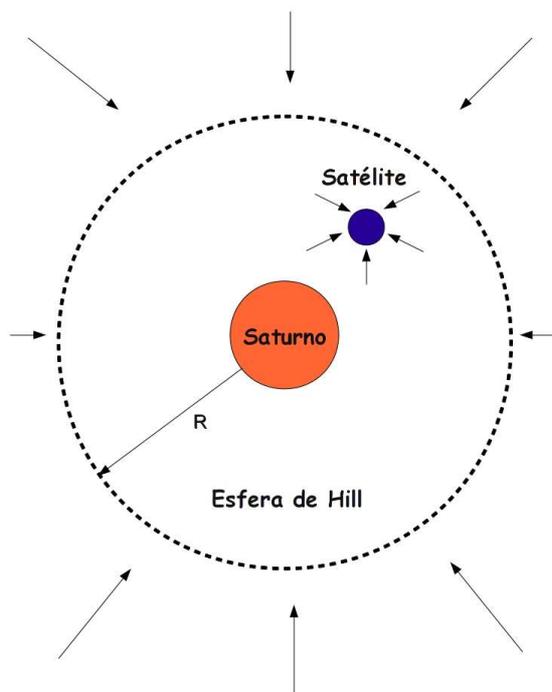


Figura 2.4. Encuentros con Saturno.

siendo v_s la velocidad orbital del satélite y v_0 la velocidad relativa media del Centauro con respecto a Saturno cuando cruza la órbita del satélite. La velocidad v_0 se calcula análogamente a $v(R)$ a partir de $v(q)$ mediante la ecuación:

$$v_0^2 = v(q)^2 + 2Gm \left(\frac{1}{a_{sat}} - \frac{1}{q} \right), \quad (2.9)$$

siendo a_{sat} el semieje mayor del satélite.

Cabe destacar que tanto $v(R)$ como v_0 se calculan para todos los encuentros registrados en el archivo de encuentros mencionado anteriormente. En la Fig. 2.5 mostramos, mediante un histograma, la velocidad relativa del Centauro cuando entra a la esfera de Hill de Saturno. En dicha figura, puede verse, que el valor medio coincide con el valor más representativo. Sin embargo para calcular el número de colisiones se toman los valores medios de ambas cantidades como sus valores más representativos.

En la simulación de Di Sisto & Brunini (2007), de las 1000 partículas integradas, 368 tuvieron 10257 encuentros con Saturno a menos de 1 radio de Hill. A partir de esto, los autores estimaron que el número total de encuentros con Saturno de los SDOs en la

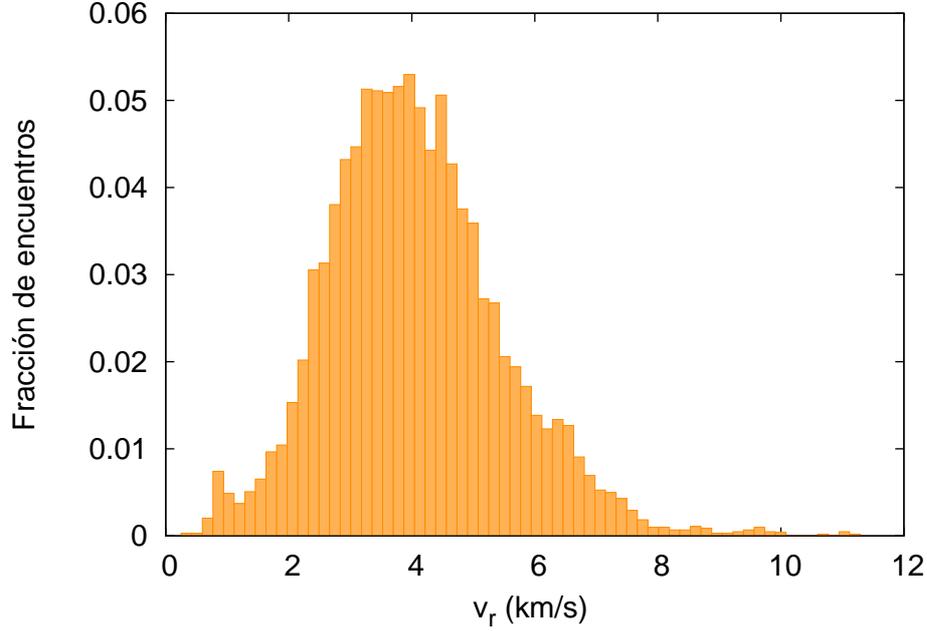


Figura 2.5. Velocidad relativa v_R del Centauro cuando entra a la esfera de Hill de Saturno. El eje “y” muestra la fracción de encuentros a un tiempo t , la cual representa el número de encuentros a dicho tiempo normalizado al número total de encuentros con Saturno a lo largo de toda la integración.

configuración actual del Sistema Solar puede obtenerse mediante:

$$N_e = \left(\frac{368}{1000} \right) \left(\frac{10257}{368} \right) N, \quad (2.10)$$

donde N es el número de Centauros proveniente del disco dispersado y es obtenido a partir de la Ec. 2.2. Entonces, el número total de encuentros de los Centauros con Saturno en la configuración actual del Sistema Solar dependiendo del diámetro de los SDOs, está dado por:

$$N_e(> d) = \left(\frac{10257}{1000} \right) N(> d). \quad (2.11)$$

Por lo tanto, de las Ecuaciones 2.6 y 2.11, el número total acumulado de colisiones de SDOs con el satélite en la configuración actual del Sistema Solar está dado por:

$$N_c(> d) = \frac{v_i R_s^2}{v(R) R^2} \left(\frac{10257}{1000} \right) N(> d), \quad (2.12)$$

2. Método

donde $N(> d)$, está dado por la Ec. 2.2, y por lo tanto

$$\begin{aligned}
 N_c(> d) &= \frac{v_i R_s^2}{v(R) R^2} \left(\frac{10257}{1000} \right) C_0 \left(\frac{1 \text{km}}{d} \right)^{s_2-1} && \text{para } d \leq 60 \text{ km}, \\
 N_c(> d) &= \frac{v_i R_s^2}{v(R) R^2} \left(\frac{10257}{1000} \right) 3,5 \times 10^5 \left(\frac{100 \text{km}}{d} \right)^{s_1-1} && \text{para } d > 60 \text{ km.} \quad (2.13)
 \end{aligned}$$

Podemos ver que el número de colisiones sobre los satélites depende de la velocidad de impacto, de la velocidad de entrada a la esfera de Hill, del radio del satélite, del radio de la esfera de Hill, y del diámetro del impactor.

2.4. Ley de cráteres de impacto

Para completar el modelo es necesario considerar la ley de cráteres adecuada para el estudio de los satélites medianos.

El tamaño de un cráter sobre un cuerpo depende de varios factores, entre ellos la densidad y la gravedad superficial del satélite, la densidad y tamaño del impactor y la velocidad con que lo impacta. Estas cantidades están relacionadas a través de una ley empírica derivada a partir de experimentos de laboratorio, cuyos parámetros también pueden ser ajustados con los cráteres observados. Las superficies de los satélites medianos de Saturno están compuestas principalmente por hielos, en particular por hielo de agua. Sus densidades son muy similares a la densidad del agua congelada (esto se puede ver en la Tabla 1.1). De este modo, para calcular el tamaño de los cráteres sobre los satélites medianos usamos la ley de cráteres para superficies heladas.

La formación de los cráteres de impactos representa un fenómeno complejo. Para realizar un estudio más detallado, los cráteres pequeños diremos que se forman en el régimen de *cohesión*, mientras que para cráteres más grandes, donde la gravedad resulta ser más importante, diremos que se forman bajo el régimen *gravitatorio*. Kraus et al. (2011) realizaron estudios para determinar la formación de cráteres de impacto sobre superficies compuestas por hielo de agua. Estos autores usaron los resultados de simulaciones desarrolladas por Senft & Stewart (2011) concernientes al proceso de craterización sobre Ganímedes. Trabajando en el régimen gravitatorio, asumiendo impactos verticales, y considerando igual densidad para el blanco y el impactor, ellos encontraron que la relación empírica entre el diámetro adimensional de un cráter π_D y el inverso del número de Froude π_2 está dada por

$$\pi_D = C_D \pi_2^{-\beta}, \quad (2.14)$$

donde

$$\pi_D = 1.24 \left(\frac{\rho_t}{\rho_i} \right)^{1/3} \frac{D_t}{d}, \quad (2.15)$$

y

$$\pi_2 = \frac{1.61gd}{v_i^2}, \quad (2.16)$$

siendo ρ_t la densidad del blanco, ρ_i la densidad del impactor, D_t el diámetro del cráter, v_i la velocidad de impacto, d el diámetro del impactor, y g la gravedad superficial del blanco. Krauss et al. (2011) encontraron que los mejores coeficientes en la Ec. 2.14 para hielo a 150 K son $C_D = 2.5$ y $\beta = 0.16$. A partir de estas ecuaciones y de acuerdo a las consideraciones realizadas, el diámetro de un cráter en el régimen gravitatorio está dado por:

$$D_t = 1.67 \left(\frac{gd}{2v_i^2} \right)^{-0.16} \left(\frac{\rho_i}{\rho_t} \right)^{1/3} d. \quad (2.17)$$

Con el objetivo de aplicar estas leyes a la formación de cráteres sobre los satélites medianos de Saturno, es importante tener en cuenta la ley de craterización completa que incluye tanto el régimen gravitatorio como el de cohesión. Para esto, nosotros consideramos la ley completa propuesta por Holsapple & Housen (2007), teniendo en cuenta los parámetros C_D y β para hielos obtenidos por Krauss et al. (2011) en el régimen gravitatorio. De este modo, a partir de Holsapple & Housen (2007), el diámetro del cráter viene dado por:

$$D_t = K_1 \left[\left(\frac{gd}{2v_i^2} \right) \left(\frac{\rho_t}{\rho_i} \right)^{\frac{2\nu}{\mu}} + K_2 \left(\frac{Y}{\rho_t v_i^2} \right)^{\frac{2+\mu}{2}} \left(\frac{\rho_t}{\rho_i} \right)^{\frac{\nu(2+\mu)}{\mu}} \right]^{-\frac{\mu}{2+\mu}} d, \quad (2.18)$$

donde los valores de los exponentes ν y μ , así como también la constante de ajuste K_2 , el parámetro K_1 y el coeficiente de cohesión Y , dependen de los diferentes materiales. El primer término de la Ec. 2.18 refleja la importancia de la gravedad del blanco mientras que el segundo término indica la importancia de la cohesión del mismo. De este modo, si el valor del primer término es mayor que el del segundo, el cráter es formado en el régimen gravitatorio mientras que, en caso contrario, se producirá dentro del régimen de cohesión. El impactor que nos lleva a una igualdad entre el primero y el segundo término de la Ec. 2.18 nos permite definir un diámetro de transición d_l y está dado por:

$$d_l = K_2 \left(\frac{Y}{\rho_t v_i^2} \right)^{\frac{(2+\mu)}{2}} \left(\frac{\rho_t}{\rho_i} \right)^{\nu} \frac{2v_i^2}{g}. \quad (2.19)$$

El diámetro del cráter D_l asociado a un impactor de diámetro d_l es mostrado en la Tabla 3.1 para cada uno de los satélites medianos de Saturno que están involucrados en nuestro estudio.

Con el objetivo de obtener los coeficientes apropiados para las leyes de craterización completas correspondientes a hielos, nosotros tomamos sólo el primer término de la Ec. 2.18 y lo igualamos a la Ec. 2.17. A partir de esto, obtenemos los valores de K_1 , μ , y ν en términos de C_D y β dados por Krauss et al. (2011). En efecto, los valores de tales parámetros son

2. Método

$K_1 = 1.67$, $\mu = 0.38$, y $\nu = 0.397$. Para los parámetros Y y K_2 , adoptamos los valores para hielo dados por Holsapple (2011), los cuales son $Y = 1.5 \times 10^5 \text{ dyn cm}^{-2}$ y $K_2 = 0.351$. Dado que la ley (Ec. 2.18) es dada para impactos verticales, es necesario considerar los efectos del ángulo de incidencia o impacto θ . Krauss et al. (2011) consideraron que los efectos del ángulo θ pueden ser tomados en cuenta multiplicando a la velocidad por el $\sin \theta$. Consideramos entonces, en la Ec. 2.18 como ángulo de impacto más probable a $\theta = 45^\circ$ y v_i multiplicada por el $\sin \theta$.

La Ec. 2.18 nos permite determinar el diámetro transitorio (D_t) de un cráter producido por un impactor de diámetro d sobre una superficie de hielo. Sin embargo, es importante tener en cuenta que para cráteres grandes tiene lugar un fenómeno adicional en el proceso de formación de tales estructuras. En efecto, para un blanco dado, los cráteres simples por encima de un dado tamaño colapsan debido a la acción de la gravedad llevando a la formación de *cráteres complejos*, los cuales muestran picos centrales, paredes derrumbadas, y anillos circulares y concéntricos. Luego, para obtener el diámetro final de un cráter, seguimos el tratamiento de Kraus et al. (2011) donde el diámetro de transición de un cráter simple a complejo (D^*) está dado por:

$$D^* = \frac{D_G^* g_g}{g}, \quad (2.20)$$

donde g_g es la gravedad superficial de Ganímedes y D_G^* es el diámetro de transición de un cráter simple a complejo en la superficie de Ganímedes, cuyo valor es 2 km. Dado que Ganímedes es de hielo, podemos aplicar este tratamiento a los satélites helados de Saturno. El diámetro final del cráter D_f para $D_t > \frac{D^*}{1.3k}$ viene dado por la expresión

$$\frac{D_f}{D_t} = (1.3k)^{1/(1-\eta)} \left(\frac{D_t}{D^*} \right)^{\eta/(1-\eta)}, \quad (2.21)$$

siendo $k = 1.19$ y $\eta = 0.04$. Luego, el tamaño final del cráter puede ser obtenido a partir de las siguientes fórmulas

$$\begin{aligned} D &= (1.3k)D_t & \text{para} & & D_t \leq D^*/1.3k, \\ D &= D_f & \text{para} & & D_t > D^*/1.3k. \end{aligned} \quad (2.22)$$

Para que haya una continuidad en las leyes de craterización o en la transición de simple a complejo, hemos introducido en la Ec. 2.22 el factor $(1.3k)$ tal como lo sugiere Marchi et al. (2001).

Como puede apreciarse de la Ec. 2.18, la ley de cráteres es dependiente de la densidad del impactor. De acuerdo a estudios desarrollados por Mc Kinnon et al. (2008), las densidades de los TNOs se distribuyen en un amplio rango de valores que van desde ~ 0.5 a 3 gr cm^{-3} . A partir de esto, nosotros adoptamos un valor de 1 gr cm^{-3} como densidad representativa de la población de impactores de nuestras simulaciones.

2.4. Ley de cráteres de impacto

La Ec. 2.13 da el número acumulado de colisiones de Centauros con los satélites en la configuración actual del Sistema Solar, dependiendo del diámetro del impactor. Combinando este resultado con las Ecuaciones 2.18 y 2.21 es posible calcular el número acumulado de cráteres en cada satélite de acuerdo con el diámetro del cráter.

Otro resultado que vamos a obtener es el impactor y el cráter más grande producido por Centauros. Los mismos se obtienen de la siguiente manera. Dado que el número de colisiones es proporcional al número de objetos en la fuente (número de SDOs), el primero es inversamente proporcional al diámetro del impactor. Es decir que obviamente habrá más impactores y cráteres más pequeños que grandes. Por tanto el impactor más grande se obtiene cuando $N_c(> d) = 1$, entonces de la Ec. 2.13 se tiene:

$$\begin{aligned} d_m &= \left[\frac{v_i R_s^2}{v(R) R^2} 10,257 \times C_0 \right]^{\frac{1}{s_2-1}} && \text{para } d \leq 60 \text{ km,} \\ d_m &= 100 \left[\frac{v_i R_s^2}{v(R) R^2} 10,257 \times 3,5 \times 10^5 \right]^{\frac{1}{s_1-1}} && \text{para } d > 60 \text{ km.} \end{aligned} \quad (2.23)$$

El cráter más grande se obtiene según el caso aplicando a la Ec. 2.18.

2. Método

Capítulo 3

Resultados

En este capítulo presentamos los resultados que hemos obtenido a lo largo de este trabajo. Primero mostramos los resultados generales para todos los satélites medianos de Saturno. Por último mostramos los resultados para cada uno de ellos en una sección diferente.

Como hemos mencionado en los capítulos anteriores, estudiamos la producción de cráteres sobre la superficie completa de cada uno de los satélites medianos de Saturno mediante la población de Centauros. Debido a que la contribución de Plutinos a la población Centauros es despreciable frente a la contribución de los SDOs, expresamos los resultados teniendo en cuenta que los impactores son los Centauros provenientes del disco dispersado.

Kirchoff & Schenk (2009 y 2010)¹ utilizaron imágenes de alta resolución de Cassini y realizaron un conteo de cráteres en una cierta porción de la superficie de cada uno de los satélites medianos de Saturno. Los resultados de estos autores fueron expresados en una unidad de área de 10^6 km². Para llevar a cabo la comparación de nuestros resultados con los suyos, calculamos el número de cráteres para cada satélite en el área de 10^6 km².

En el capítulo anterior vimos que la función de distribución de tamaños presentaba un quiebre en $d \sim 60$ km. También vimos que el número acumulado de los SDOs dado por la Ec. 2.2 depende del índice s_2 para los impactores con $d \leq 60$ km. Como este índice toma dos valores $s_2 = 2.5$ y 3.5 , nuestros resultados de ahora en adelante quedan expresados en función de éstos.

3.1. Resultados generales

En la Tabla 3.1 presentamos los resultados generales para todos los satélites medianos. Se muestran el diámetro de transición entre el régimen de cohesión y el régimen gravitatorio D_l y el diámetro de transición entre el cráter simple y el cráter complejo D^* . También

¹De aquí en adelante estos trabajos serán referidos como KS09 y KS10

3. Resultados

Tabla 3.1. Diámetro de transición D_l (entre el régimen de cohesión y el gravitatorio) y D^* , diámetro de transición entre cráter simple a complejo, diámetro del impactor más grande d_m y del cráter más grande D_m , sobre la superficie de cada satélite debido a la población de Centauros, todos se expresan en [km].

Satélite	D_l	D^*	d_m	D_m	d_m	D_m
			$s_2=2.5$	$s_2=2.5$	$s_2=3.5$	$s_2=3.5$
Mimas	0.254	44.8	0.7	24.8	4.2	113.4
Encelado	0.101	25.2	0.9	23.8	4.9	102.2
Tetis	0.129	19.5	2.3	59.3	8.6	184.5
Dione	0.054	12.3	2.3	46.6	8.5	145.1
Rea	0.057	10.9	3.2	60.7	10.3	169.9
Jápeto	0.076	12.8	1.8	30.1	7.3	103.1

Tabla 3.2. Número acumulado de cráteres más grandes que 5 km en una unidad de área de 10^6 km². Los cráteres observados ($D > 5$ km) han sido obtenidos de los trabajos de KS09 y KS10.

Satélite	$N_c(> 5)$	$N_{obs}(> 5)$
	$s_2 = 2.5-3.5$	
Mimas	35 - 19090	4497
Encelado	20 - 8336	6045
Tetis	20 - 9806	3695
Dione	12 - 4218	5050
Rea	10 - 3511	2759
Jápeto	3 - 929	4533

podemos ver el diámetro del impactor más grande d_m y del cráter más grande D_m sobre la superficie del satélite producido por la población de Centauros. Tal como podemos ver en la tabla estos últimos dependen del índice de la función de distribución de tamaños s_2 tomando $d \leq 60$ km. Además se observa que, dada la distribución de tamaño de los impactores, estos cráteres sobre las superficies se producen en su mayoría bajo el régimen gravitatorio, debido a que el diámetro D_l es pequeño ($D_l \lesssim 300$ metros).

En la Tabla 3.2 mostramos el número acumulado de cráteres más grandes que 5 km en los satélites medianos de Saturno en la unidad de área de 10^6 km². El número de cráteres calculados por nuestro modelo ($N_c(> 5)$) están dados para los dos valores del índice s_2 de la distribución diferencial de tamaños. También puede verse el número de cráteres observados con diámetros mayores a 5 km ($N_{obs}(> 5)$) obtenidos por KS09 y KS10.

En la Tabla 3.3 mostramos el número acumulado de cráteres con diámetros más grandes que 100 km en las superficies completas de los satélites medianos de Saturno. Presentamos

Tabla 3.3. Número acumulado de cráteres más grandes que 100 km en la superficie completa de cada uno de los satélites. Los cráteres observados ($D > 100$ km) han sido obtenido del trabajo de Dones et al. (2009).

Satélite	$N_c(> 100)$ $s_2 = 2.5-3.5$	$N_{obs}(> 100)$
Mimas	0 - 1	1
Encelado	0 - 1	0
Tetis	0 - 6	8
Dione	0 - 3	10
Rea	0 - 4	13
Jápeto	0 - 1	18

el número de cráteres calculados por nuestro modelo ($N_c(> 100)$) para los dos valores del índice s_2 de la distribución diferencial de tamaños. También puede verse el número de cráteres observados mayores a 100 km ($N_{obs}(> 100)$) obtenidos por Dones et al. (2009). Para los cráteres con $D > 100$ km podemos suponer que los recuentos observados están completos y luego comparar con nuestros resultados. Considerando que los Centauros han sido la fuente principal de cráteres sobre los satélites de Saturno, en la configuración actual del Sistema Solar, nuestros resultados para $s_2 = 3.5$ son más consistentes con las observaciones para $D > 100$ km. Para algunos satélites el número de cráteres con $D > 100$ km es más grande que el valor calculado. Esto puede ser porque algunos de ellos son cráteres primordiales que no han sido erosionados de la superficie debido a su gran tamaño. Entonces podemos decir como una primera aproximación que el índice de la función de distribución de tamaños de los SDOs con $d < 60$ km debería estar cerca de $s_2 = 3.5$ y no de $s_2 = 2.5$. Al menos para los impactores que producen cráteres más grandes que 100 km, esto es para $d \gtrsim 5$ km y $d \leq 60$ km. (dependiendo del satélite).

3.1.1. Dependencia con el parámetro s_2

Combinando las ecuaciones para cada uno de los satélites calculamos el número acumulado de cráteres en función del diámetro, lo cual puede ser visto en la Fig. 3.1 mediante dos grupos de curvas. Las curvas superiores representan el número de cráteres obtenido con el índice $s_2 = 3.5$ de la ley diferencial de tamaños, mientras que las curvas inferiores son calculadas con $s_2 = 2.5$.

De la Ec. 2.13 sabemos que el número de colisiones producidas por Centauros sobre un satélite de Saturno depende del diámetro del impactor d ya que $N_c(> d) \propto d^{(1-s_2)}$ (en el caso de $d \leq 60$ km.). Para obtener el número de cráteres en función del diámetro del cráter D , calculamos el número de colisiones para cada d con la Ec. 2.13. Para ese valor de d calculamos el diámetro del cráter D , combinando las Ecuaciones 2.18 con 2.21. Por último relacionamos el número de colisiones (equivalentemente el número de cráteres) con

3. Resultados

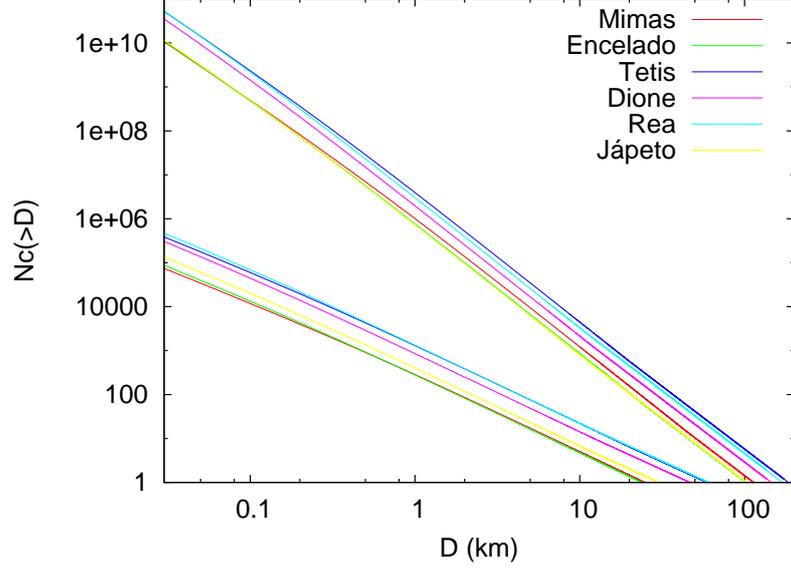


Figura 3.1. Número acumulado de cráteres en función del diámetro producido por la población de Centauros provenientes del disco dispersado. Las curvas superiores corresponden al índice $s_2 = 3.5$ de la ley de potencia diferencial y las curvas inferiores corresponden a $s_2 = 2.5$.

D . La relación entre el diámetro del cráter D y el diámetro del impactor d depende de qué régimen domina (ver Ec. 2.18). Por un lado, si domina el régimen de cohesión (esto es, si $D < D_l$), la relación entre D y d es lineal por lo cual $N_c(> D) \propto D^{(1-s_2)}$. Por otro lado, si domina el régimen gravitatorio (esto es, si $D_l < D$), la relación entre D y d deja de ser lineal para pasar a ser de la forma $D \propto d^{\frac{2}{2+\mu}}$, con lo cual $N_c(> D) \propto D^{\frac{(2+\mu)(1-s_2)}{2}}$. De este modo, el número acumulado de cráteres tiene la siguiente forma:

$$\begin{aligned} N_c(> D) &\propto D^{-1,5} && \text{para} && D < D_l \\ N_c(> D) &\propto D^{-1,786} && \text{para} && D > D_l, \end{aligned} \quad (3.1)$$

para $s_2 = 2.5$, o

$$\begin{aligned} N_c(> D) &\propto D^{-2,5} && \text{para} && D < D_l \\ N_c(> D) &\propto D^{-2,976} && \text{para} && D > D_l, \end{aligned} \quad (3.2)$$

para $s_2 = 3.5$.

Kirchoff & Schenk (2009) obtuvieron el número acumulado de cráteres observados para cada satélite y para cada terreno. En la siguiente sección comparamos nuestros cálculos del número acumulado de cráteres con los de KS09.

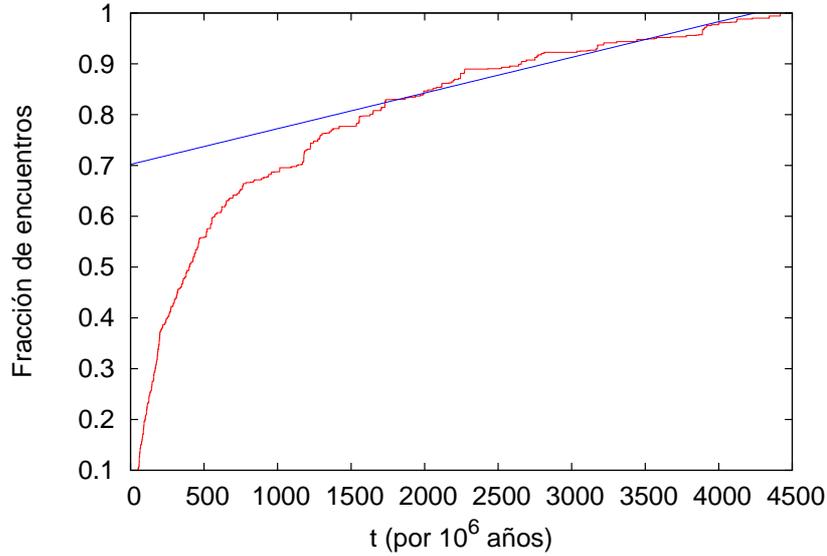


Figura 3.2. Fracción de encuentros de los SDOs con Saturno en función del tiempo. También representamos un ajuste lineal para los últimos 3.5×10^9 años. La fracción de encuentros a un tiempo t representa el número de encuentros a dicho tiempo normalizado al número total de encuentros con Saturno a lo largo de toda la integración.

3.1.2. Tasa de colisiones de los SDOs sobre los satélites medianos de Saturno

Di Sisto & Brunini (2011) estudiaron la producción de cráteres sobre la superficie de Febe debida a la población de Centauros. Para ello calcularon el número de encuentros dentro de la esfera de Hill de Saturno como función del tiempo. De la Ec. 2.11 obtuvieron el número total acumulado de encuentros con Saturno para todos los diámetros a cada tiempo. En la Fig. 3.2 podemos ver el número acumulado de encuentros normalizado en función del tiempo. Durante los primeros 10^9 años la tasa de encuentros es significativa, decreciendo luego hasta la actualidad. Si bien en las primeras etapas la curva muestra un comportamiento arbitrario debido a la incerteza en nuestro conocimiento de las condiciones iniciales, sabemos que el sistema se ha estabilizado en los últimos $\sim 3.5 \times 10^9$ años. De este modo, la tasa de encuentros en los últimos $\sim 3.5 \times 10^9$ años es casi constante y puede ser aproximada mediante un ajuste lineal (ver Fig. 3.2) $f(x) = \hat{F}x + b$, siendo $\hat{F} = 7.1 \times 10^{-11}$ y $b = 0.69$. La pendiente de este ajuste lineal, es decir, $\hat{F} = 7.1 \times 10^{-11}$ es la tasa de encuentros normalizada actual de los SDOs con Saturno por año. La tasa de encuentros actual con Saturno para cada diámetro se obtiene multiplicando \hat{F} por $N_e(> d)$ de la Ec. 2.11.

A partir de nuestros cálculos obtuvimos el número de colisiones sobre cada satélite a través de la Ec. 2.6. El número de colisiones es proporcional al número de encuentros, de esta manera la dependencia temporal de las colisiones es la misma que la dependencia

3. Resultados

Tabla 3.4. Tasa de craterización actual (años⁻¹) para cráteres con diámetros $D > 10$ km. También mostramos las tasas de Zahnle et al. (2003) ($\dot{C}_Z(> 10)$) y las de Smith et al. (1982) ($\dot{C}_S(> 10)$).

Satélite	$\dot{C}(> 10)$ $s_2 = 2.5 - 3.5$	$\dot{C}_Z(> 10)$ Caso A - Caso B	$\dot{C}_S(> 10)$
Mimas	$3.6 \times 10^{-10} - 8.6 \times 10^{-8}$	$4.9 \times 10^{-8} - 4.3 \times 10^{-7}$	8.0×10^{-9}
Encelado	$3.3 \times 10^{-10} - 6.0 \times 10^{-8}$	$5.6 \times 10^{-8} - 4.6 \times 10^{-7}$	8.0×10^{-9}
Tetis	$1.6 \times 10^{-9} - 3.2 \times 10^{-7}$	$1.6 \times 10^{-7} - 1.0 \times 10^{-6}$	1.5×10^{-8}
Dione	$1.0 \times 10^{-9} - 1.5 \times 10^{-7}$	$1.2 \times 10^{-7} - 7.5 \times 10^{-7}$	1.1×10^{-8}
Rea	$1.6 \times 10^{-9} - 2.3 \times 10^{-7}$	$1.4 \times 10^{-7} - 7.4 \times 10^{-7}$	1.1×10^{-8}
Jápeto	$4.8 \times 10^{-10} - 5.7 \times 10^{-8}$	$1.3 \times 10^{-8} - 5.0 \times 10^{-8}$	5.4×10^{-9}

temporal de los encuentros. Entonces, la tasa de colisiones (o craterización) actual $\dot{C}(> D)$ la podemos calcular multiplicando \dot{F} por el número acumulado de colisiones $N_c(> D)$ (Fig. 3.1):

$$\dot{C}(> D) = \dot{F} N_c(> D) \quad (3.3)$$

Zahnle et al. (2003) calcularon las tasas de craterización para el Sistema Solar exterior, en particular para los satélites medianos de Saturno. Estos autores consideraron dos casos para la población inicial impactora. Por un lado, el Caso A se basa en la abundancia relativa de los pequeños cometas en Júpiter y el Caso B en Neptuno. En la Tabla 3.4 mostramos las tasas de craterización de Zahnle et al. (2003), las tasas de craterización de Smith et al. (1982) y los valores obtenidos por nosotros, para cráteres con diámetros $D > 10$ km y para cada satélite. Las estimaciones de las tasas de craterización por Zahnle et al. (2003) tienen una incerteza de un factor 4. Podemos ver, que los cálculos de Zahnle et al. (2003) para el Caso A están en acuerdo con nuestros cálculos para el caso de $s_2 = 3.5$. Smith et al. (1982) obtuvieron valores para las tasas de craterización a partir de observaciones de la Voyager, dichos valores se encuentran entre los nuestros para $s_2 = 2.5$ y $s_2 = 3.5$.

3.2. Satélites medianos de Saturno: Análisis individual

Cada satélite mediano de Saturno es un mundo peculiar con características superficiales muy variadas. Por este motivo hacemos un tratamiento individual de cada uno de ellos.

3.2.1. Mimas

Mimas es el satélite mediano más pequeño y más interno de Saturno. Su órbita se encuentra dentro del borde interior del anillo E y justo fuera del anillo A (ver Fig. 1.5).

3.2. Satélites medianos de Saturno: Análisis individual

Emery et al. (2005) encontraron que el espectro de Mimas no contiene otra componente más que hielo de agua. Su superficie es altamente craterizada con un distintivo cráter de 130 km de diámetro llamado Herschel. De nuestros cálculos el cráter más grande producido por Centauros es de 113 km de diámetro, el cual es del orden de Herschel. Buratti et al. (2011) analizaron observaciones espectroscópicas para buscar actividad geológica en forma de pluma sobre Mimas, sin embargo no encontraron ninguna actividad medible. Esto sugiere que si es posible alguna actividad geológica en Mimas lo es a nivel bajo. Kirchoff & Schenk (2010), utilizaron imágenes de Cassini y realizaron un conteo de cráteres sobre la mitad de la superficie del satélite. Estos autores sugieren que la población impactora podría ser deficiente en objetos grandes. Además encontraron que la distribución de tamaños de los cráteres sobre Mimas y Dione son muy similares. El rango de tamaños en donde KS09 y KS10 llevaron a cabo el conteo de los cráteres es para diámetros $4 < D < 70$ km. En la Fig. 3.3 mostramos el número acumulado de cráteres observado por KS09 y el número acumulado de cráteres calculado por nuestro modelo para los dos valores del índice $s_2 = 2.5$ y 3.5 de la distribución diferencial de tamaños de la población impactora. En la respectiva figura podemos ver que la curva observada para diámetros $D \gtrsim 15$ km es más cercana a la curva calculada para $s_2 = 3.5$, sin embargo para diámetros $D \lesssim 15$ km el número observado de cráteres (N_o) es menor que el calculado (N_c). El número acumulado de cráteres calculado con $s_2 = 2.5$ es notablemente menor que los valores observados.

Kirchoff & Schenk (2009), obtuvieron las pendientes de la distribución acumulada de tamaños para ciertos rangos de diámetros. Ellos encontraron que esta pendiente adopta valores de -1.548 para $4 < D < 10$ km, -2.12 para $10 < D < 20$ km, y -3 para $20 < D < 70$ km. Nuestros resultados respecto a las pendientes dependen del régimen en el cual se produce el cráter. De nuestros cálculos el régimen de cohesión se da en cráteres muy pequeños (ver Tabla 3.1), de este modo, los cráteres se producen mayormente bajo el régimen gravitatorio. Los valores que obtuvimos para las pendientes bajo el régimen gravitatorio están dadas por las Ecuaciones 3.1 y 3.2 siendo de -1.786 para $s_2 = 2.5$ y -2.976 para $s_2 = 3.5$. Podemos ver que para diámetros D más pequeños la pendiente correspondiente a $s_2 = 2.5$ es más cercana a la observada, pero para diámetros $D > 20$ km se acerca a la pendiente $s_2 = 3.5$. El impactor que produce un cráter de $D = 20$ km sobre Mimas tiene un diámetro de $d \sim 0.6$ km. De este modo, si la única fuente de los cráteres observados son los Centauros actuales, la función de distribución de tamaños podría presentar un nuevo quiebre en diámetros cercanos a $d \sim 0.6$ km. Sin embargo, si en Mimas hay actividad geológica, los cráteres con $D \lesssim 15$ km podrían haber sido erosionados y por esta razón $N_o < N_c$ para $D \lesssim 15$ km.

3.2.2. Encelado

La Misión Cassini realizó tres sobrevuelos sobre Encelado entre los meses de Febrero y Julio de 2005, siendo el más cercano aquel del día 14 de Julio, alcanzando una distancia de 168 km de la superficie. Este encuentro permitió develar ciertos detalles de relevancia sobre la superficie de este satélite. Encelado está cubierto casi en su totalidad por hie-

3. Resultados

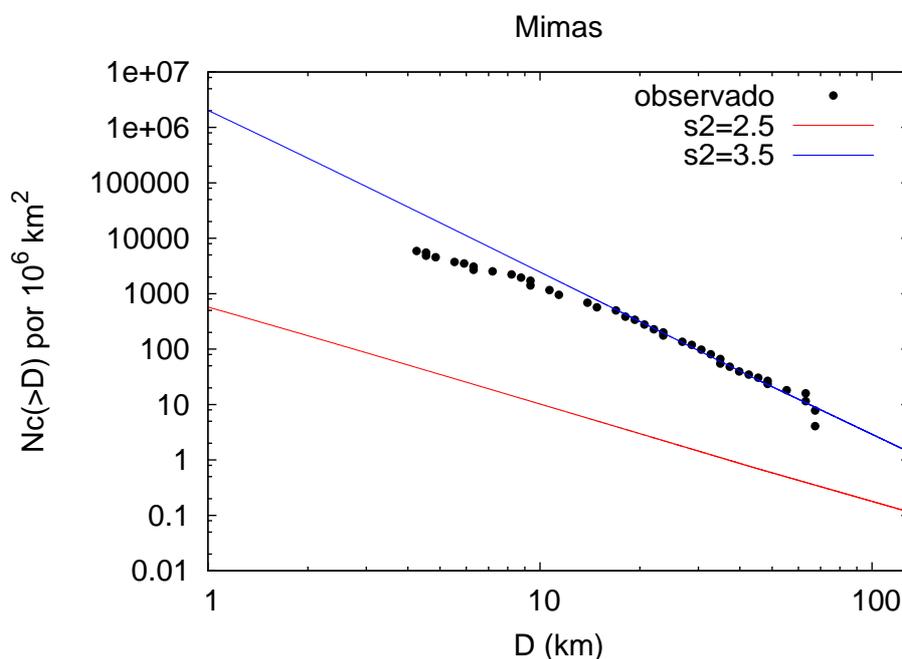


Figura 3.3. Número acumulado de cráteres calculados por nuestro modelo para cada valor del índice s_2 de la distribución diferencial de tamaños de los SDOs (líneas). También graficamos el número acumulado observado de cráteres tomados de la Fig. S1 de KS09 (puntos).

lo de agua pura excepto cerca en su polo sur donde fue encontrado hielo de dióxido de carbono y compuestos orgánicos simples (Brown et al. 2006). Precisamente en el polo sur fue observada una zona caliente con una temperatura 20 K mayor que aquella estimada por modelos (Spencer et al. 2006), así como también un grupo de grietas conocidas como “rayas de tigre” (Porco et al. 2006). Además, el espectrógrafo de la Misión Cassini detectó emanaciones de vapor de agua en forma de pluma y partículas de hielo de agua surgiendo del polo sur del satélite (Porco et al. 2006). De acuerdo a lo analizado por Spencer et al. (2006), el calor extra detectado en el polo sur parece estar relacionado a las grietas rayas de tigre. Por otra parte, Newman et al. (2008) usaron datos fotométricos y espectroscópicos de Cassini y analizaron la distribución de hielos cristalinos y amorfos sobre Encelado. Ellos mostraron que la superficie de este satélite es mayoritariamente cristalina, pero en las grietas rayas de tigre fue encontrado un mayor grado de cristalinidad y hielo amorfo. Este resultado implica la existencia de actividad geológica en las grietas rayas de tigre así como también la producción de hielo amorfo en el polo sur ya sea por radiación, criovulcanismo, o la rápida condensación de vapor de agua en la superficie (Newman et al. 2008). Todo esto sugiere que la superficie de Encelado es activa y está en constante evolución.

A partir de imágenes de Cassini, KS09 analizaron los cráteres sobre la superficie de Encelado y relacionaron sus resultados con la historia geológica del satélite. Ellos estudiaron diferentes tipos de terrenos de acuerdo a variaciones en la densidad de cráteres y caracterís-

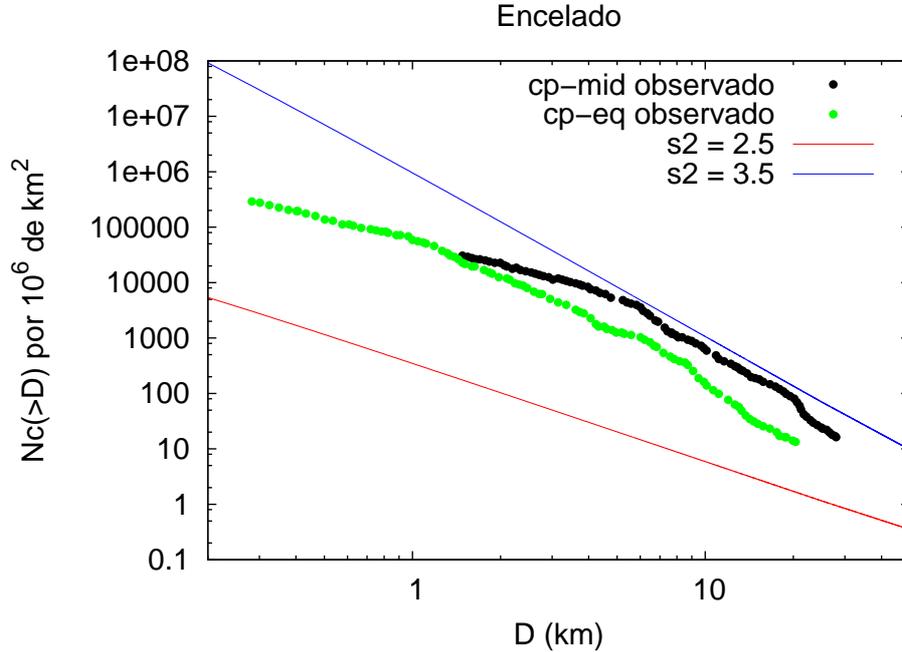


Figura 3.4. Número acumulado de cráteres calculados por nuestro modelo para cada valor del índice s_2 de la distribución diferencial de tamaños de los SDOs (líneas). También graficamos el número acumulado observado de cráteres tomados de la Fig. 6 de KS09 (puntos).

ticas geológicas y obtuvieron recuentos de cráteres y distribuciones de tamaños. Kirchoff & Schenk (2009) observaron variaciones en la densidad de cráteres con la latitud. En efecto, ellos encontraron que, en ambos hemisferios del satélite, las latitudes medias están más densamente craterizadas que las regiones adyacentes al ecuador. Kirchoff & Schenk (2009) sugieren que esta distribución de cráteres sobre la superficie de Encelado puede ser entendida asumiendo que las estructuras de impacto de la zona ecuatorial quedan ocultas por el material del anillo E de Saturno. Los terrenos que analizaron estos autores son 1) terrenos craterizados: planicies craterizadas medias (cp-mid) y planicies craterizadas ecuatoriales (cp-eq) y 2) las regiones rp1, rp2, rp3, rp4, rp5, y rp6 (estos terrenos pueden verse en la Fig. 4 del trabajo de KS09).

Las Fig. 3.4 y 3.5 ilustran el número acumulado de cráteres sobre Encelado derivado a partir de nuestro modelo para los valores 2.5 y 3.5 del índice s_2 asociado a la distribución de tamaños de la población impactora. Además en ambas figuras se exponen los resultados obtenidos por KS09 derivados a partir de las imágenes de Cassini. Podemos ver que las curvas observadas para los terrenos craterizados cp son más cercanas a la curva calculada por nuestro modelo para el índice $s_2 = 3.5$. Además notamos que todas las curvas observadas para todos los diámetros D se encuentran debajo de la curva calculada con $s_2 = 3.5$. El número de cráteres obtenido con el índice $s_2 = 2.5$ es notablemente menor que los valores observados.

3. Resultados

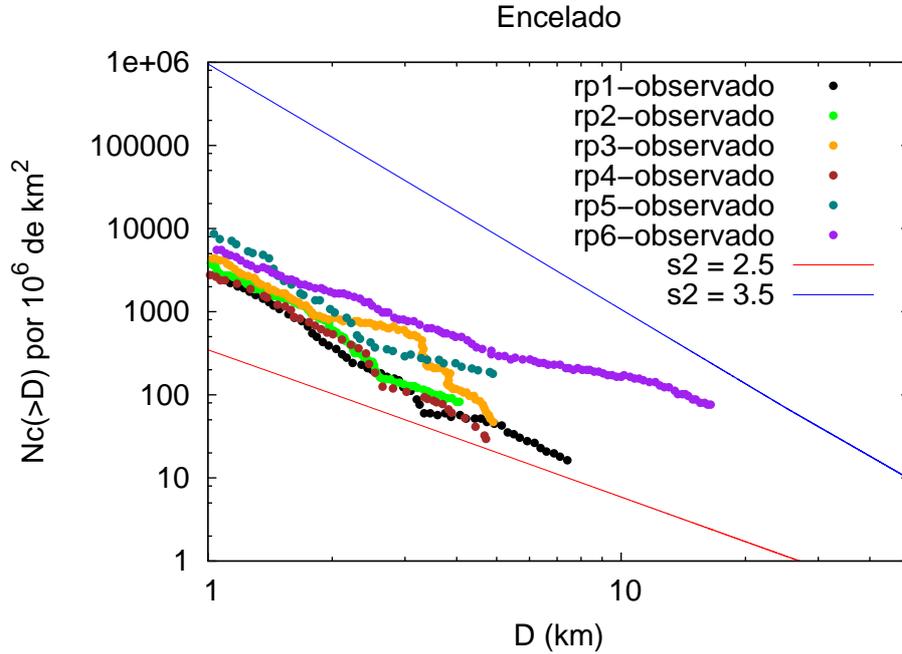


Figura 3.5. Número acumulado de cráteres calculados por nuestro modelo para cada valor del índice s_2 de la distribución diferencial de tamaños de los SDOs (líneas). También graficamos el número acumulado observado de cráteres tomados de la Fig. 6 de KS09 (puntos).

Kirchoff & Schenk (2009) calcularon las pendientes de la distribución acumulada de tamaños de cráteres y encontraron que los valores de la pendiente varía con el diámetro dentro de cada terreno, por lo que la distribución no puede ser representada por una única ley de potencia sobre toda la superficie de Encelado. Todos los cráteres analizados por KS09 tienen tamaños mayores al valor de D_l , por lo cual se deduce que ellos fueron producidos bajo el régimen gravitatorio. De este modo, las pendientes acumuladas calculadas de la distribución de tamaños de los cráteres toman los valores -1.786 para $s_2 = 2.5$ y -2.976 para $s_2 = 3.5$. Los valores de las pendientes obtenidos por KS09 para los terrenos craterizados para diámetros $D \lesssim 4$ km son cercanos al valor -1.786 que corresponde al índice $s_2 = 2.5$. Para diámetros más grandes, en particular, para el terreno cp-mid con diámetros entre $7 < D < 70$ km el valor de la pendiente observada es de -2.99 , el cual es similar a la pendiente calculada para el caso $s_2 = 3.5$.

Sin embargo, para todos los terrenos y para todos los diámetros notamos que el número de cráteres observados (N_o) es inferior al número de cráteres calculados (N_c), entonces si los Centauros son la fuente principal de cráteres en Encelado, hay cráteres que deben ser erosionados. Esto es consistente con la superficie en evolución que borra los cráteres en Encelado.

3.2.3. Tetis

La Misión Cassini desarrolló diversos sobrevuelos sobre Tetis que permitieron detectar ciertas propiedades espectrales en su superficie. En efecto, las observaciones nos demuestran que la superficie de Tetis es altamente craterizada y presenta dos características distintivas. La primera de ellas está relacionada con la existencia de un gran cráter de impacto conocido como Odiseo, el cual presenta un tamaño de 400 km de diámetro. La segunda tiene que ver con la presencia de una enorme fractura llamada Ithaca Chasma cuya extensión es de aproximadamente 2000 km. Emery et al. (2005) desarrollaron análisis espectrales de la superficie de Tetis y no encontraron otra componente más allá de agua.

Kirchoff & Schenk (2010) utilizaron imágenes de Cassini de alta resolución y desarrollaron un conteo de cráteres sobre la superficie de Tetis. Ellos analizaron diferentes terrenos, observando las planicies altamente craterizadas así como también la región interior al cráter Odysseus. Es probable que las planicies craterizadas sean más viejas que la zona interior a Odysseus, la cual podría ser mucho más joven. Debido a las diferencias que se presentan en ambos terrenos respecto a la distribución de tamaños de los cráteres y las edades, estos autores sugieren que la población impactora podría haber cambiado en el tiempo.

La Fig. 3.6 muestra el número acumulado de cráteres sobre Tetis derivado a partir de nuestro modelo para los valores 2.5 y 3.5 del índice s_2 asociado a la distribución de tamaños de la población impactora. Además, se exponen los resultados obtenidos por KS09 sobre las planicies craterizadas derivados a partir de las imágenes de Cassini. A partir de esta figura se ve claramente que los datos observados para diámetros $D \gtrsim 10$ km caen muy cerca de la curva derivada a partir de nuestro modelo para $s_2 = 3.5$. En efecto para $D \lesssim 10$ km, los valores calculados a partir de $s_2 = 3.5$ son mayores a los datos observados. Por otra parte, el número de cráteres calculado a partir de $s_2 = 2.5$ es mucho más pequeño que aquel derivado observacionalmente por KS09.

Kirchoff & Schenk (2009 y 2010) calcularon las pendientes acumuladas de la distribución de tamaños para diámetros entre $0.2 < D < 65$ km. Para estos valores los cráteres fueron producidos bajo el régimen gravitatorio. Estos autores obtuvieron los valores de -1.701 y -2.23 para diámetros $0.2 < D < 10$ km y $D \gtrsim 10$ km respectivamente. Los valores calculados por nuestro modelo bajo el régimen gravitatorio son -1.786 para $s_2 = 2.5$, el cual es consistente para los diámetros $D \lesssim 10$ km y -2.976 para $s_2 = 3.5$. El valor de la pendiente observada para $D \gtrsim 10$ km se encuentra entre nuestros valores calculados con $s_2 = 2.5$ y 3.5. El impactor que produce un cráter sobre Tetis de $D \sim 10$ km presenta un diámetro de $d \sim 0.3$ km. De este modo, si los Centauros son la fuente principal de cráteres, la función de distribución de tamaños de la población impactora podría tener un nuevo quiebre en diámetros cercano a $d \sim 0.3$ km. Si este fuese el caso el número de cráteres calculados (N_c) ajustará muy cerca al número observado (N_o).

Buratti et al. (2011) realizaron un análisis espectroscópico para buscar actividad geológica en forma de pluma sobre Tetis. Estos autores no encontraron evidencias que confirmen esta actividad. Sin embargo, la posible existencia de actividad no puede ser descartada.

3. Resultados

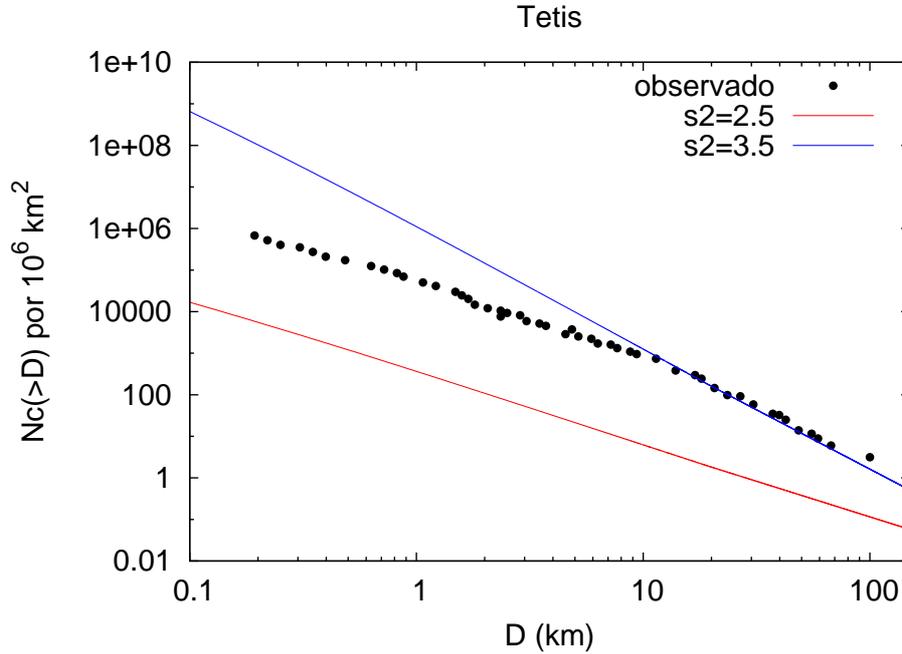


Figura 3.6. Número acumulado de cráteres calculados por nuestro modelo para cada valor del índice s_2 de la distribución diferencial de tamaños de los SDOs (líneas). También graficamos el número acumulado observado de cráteres tomados de la Fig. S1 de KS09 (puntos).

Los resultados de Buratti et al. (2011) sugieren que alguna posible actividad geológica podría estar sucediendo en un nivel bajo. Si esta actividad existe, podría ser la razón de que $N_o < N_c$ para diámetros $D \lesssim 10$ km, los cuales habrían sido erosionados.

3.2.4. Dione

La Misión Cassini realizó varios sobrevuelos sobre Dione, siendo el más cercano a una distancia de 99 km de la superficie. Este sobrevuelo se llevó a cabo el 12 de Diciembre de 2011, cuyo objetivo principal fue determinar la estructura interna² del satélite. Estos encuentros brindan detalles en la superficie permitiéndonos conocer su historia. Clark et al. (2008) realizaron un análisis espectroscópico sobre Dione. Ellos encontraron que su superficie además de estar compuesta por hielo de agua presenta una componente oscura con características similares a las encontradas en Febe, Jápeto y el anillo F. Además, estos autores sugirieron una posible detección de actividad. En efecto, sus observaciones podrían indicar eyección de hielo de agua y metano en la superficie, pero ésto debería ser confirmado. Stephan et al. (2010) llevaron a cabo un estudio de las propiedades geológicas y un análisis espectral de Dione. Sus resultados muestran que Dione está dominada, al menos, por un

²Fuente: <http://saturn.jpl.nasa.gov/mission/saturntourdates/2011saturntourhighlights/>.

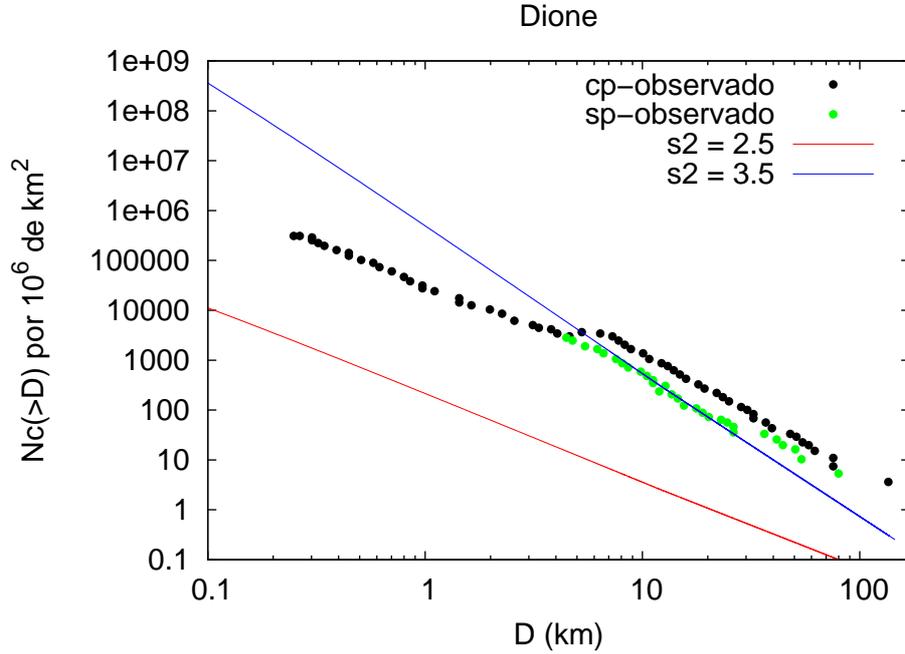


Figura 3.7. Número acumulado de cráteres calculados por nuestro modelo para cada valor del índice s_2 de la distribución diferencial de tamaños de los SDOs (líneas). También graficamos el número acumulado observado de cráteres tomados de la Fig. S1 de KS09 (puntos).

proceso global. Si bien estos autores no han observado regiones geológicamente activas, imágenes de alta resolución muestran hielo de agua limpio, implicando que podrían haber procesos tectónicos recientes. Kirchoff & Schenk (2009 y 2010) utilizaron imágenes de alta resolución de Cassini y realizaron un conteo de cráteres sobre la superficie de Dione. Su análisis se basó en dos tipos de terrenos, las planicies altamente craterizadas (cp) y las llanuras suaves (sp). Ellos sugirieron que los terrenos craterizados son muy viejos porque registran un antiguo bombardeo, mientras que las llanuras suaves son más jóvenes.

En la Fig. 3.7 presentamos el número acumulado de cráteres en función del diámetro dado por nuestro modelo para los dos valores del índice s_2 de la distribución de tamaño de la población impactadora. Además también exhibimos el número acumulado de cráteres obtenidos por KS09. En dicha figura notamos que el número de cráteres observado en los terrenos craterizados (cp) es más consistente con el número de cráteres calculado con $s_2 = 3.5$. Además notamos que el número de cráteres observados $D \lesssim 5$ km es inferior al número calculado con $s_2 = 3.5$, mientras que $D \gtrsim 5$ km el número observado es mayor al calculado. Por otro lado, para el caso del índice $s_2 = 2.5$ el número de cráteres es notablemente menor al observado. Para las llanuras suaves (sp) podemos destacar que la curva observada es muy cercana a la curva calculada por nuestro modelo para el índice $s_2 = 3.5$, implicando que estos cráteres pudieron haber sido producidos por los Centauros provenientes del disco dispersado. Cabe remarcar que para las llanuras suaves no hay cráteres observados con

3. Resultados

diámetros $D < 4$ km, de este modo no podemos comparar nuestros resultados con las observaciones para estos diámetros.

A partir de las observaciones, KS10 obtuvieron la distribución de tamaño acumulada de cráteres. Para los terrenos craterizados, los valores de las pendientes de esta distribución son -1.640, -1.166, -2.31 y -2.9 para diámetros entre $0.25 < D < 4$ km, $4 < D < 10$ km, $10 < D < 30$ km y $30 < D < 150$ km, respectivamente. Para las planicies suaves, los valores de las pendientes de la distribución son -2.21 y -2.57 para diámetros $5 < D < 10$ km y $10 < D < 45$ km, respectivamente. Dado que los cráteres presentan tamaños mayores a 4 km, según nuestros resultados, éstos se producen bajo el régimen gravitatorio. De nuestros cálculos la pendiente toma los valores -1.786 y -2.976 para $s_2 = 2.5$ y 3.5, respectivamente. En ambos terrenos observados, para los cráteres más pequeños, el valor de la pendiente es más cercano al nuestro calculado para $s_2 = 2.5$, mientras que para los diámetros más grandes es consistente con el valor de $s_2 = 3.5$. Entonces, para diámetros $D \sim 10-30$ km que corresponden a un impactor $d \sim 0.4-1.4$ km, respectivamente, la función de distribución de tamaño de la población impactora podría tener un quiebre, tomando el índice $s_2 = 3.5$ para diámetros más grandes y el índice $s_2 = 2.5$ para los más pequeños. Sin embargo, si existe actividad geológica sobre Dione tal como lo sugiere Clark et al. (2008), ésta podría ser la causante que $N_o < N_c$ erosionando los cráteres con $D \lesssim 5$ km. Por otro lado, para cráteres más grandes que 5 km de diámetro $N_o > N_c$, entonces si los Centauros actuales son la fuente principal de cráteres, algunas de estas estructuras deben ser primordiales (se formaron en los primeros $\sim 10^9$ años). Por otra parte, también podría existir otra población impactora como fuente de cráteres, por ejemplo una población planetocéntrica.

3.2.5. Rea

La Misión Cassini obtuvo imágenes de Rea durante varios sobrevuelos. Su superficie tiene un alto albedo³, sugiriendo una composición de hielo de agua. Determinaciones sobre la densidad y momentos de inercia sugieren que Rea es un cuerpo no diferenciado, casi homogéneo compuesto por un 75% de hielo de agua y un 25% de roca (Anderson & Shubert 2007). Wagner et al. (2008) observaron que los cráteres grandes con diámetros de hasta 500 km son abundantes pero están altamente degradados. Estos autores observaron también áreas más suaves, las cuales mostraban una gran escasez de cráteres más pequeños sin claras evidencias de criovulcanismo como proceso renovador de la superficie. El proceso de criovulcanismo como renovador de la superficie no es compatible con la propuesta que el interior sea homogéneo. Stephan et al. (2012) realizaron un análisis espectral de Rea a partir de datos obtenidos por el espectrógrafo visual e infrarrojo de Cassini. Estos autores concluyeron que el proceso principal que afecta las propiedades superficiales de Rea es la interacción entre material de la superficie y el medio espacial que incluye impactos de partículas energéticas provenientes del plasma magnetosférico. Stephan et al. (2012) sugirieron que este proceso podría ser responsable también de la concentración de material

³El albedo es una medida de la luz reflejada por un objeto.

3.2. Satélites medianos de Saturno: Análisis individual

oscuro sobre el hemisferio posterior. Notemos que este es un proceso exogénico que erosiona la superficie de Rea. Teolis et al. (2010) detectaron a partir de mediciones de los sobrevuelos una tenue atmósfera de oxígeno y dióxido de carbono, la misma parece estar sostenida por la descomposición química del hielo de agua sobre la superficie bajo la radiación del plasma magnetosférico de Saturno. Una característica destacable sobre Rea es un joven cráter de impacto de ~ 50 km de diámetro con una edad estimada de $\sim 280 \times 10^6$ años o $\sim 8 \times 10^6$ años (Wagner et al. 2008). A partir de nuestros cálculos de la tasa de craterización y el número de cráteres producidos por Centauros, podemos estimar la edad del cráter. El número de cráteres más grande que 50 km producidos por Centauros es 33. De la Ec. 2.2, la tasa actual de craterización más grande que 50 km sobre Rea es $\dot{C}(> 50) = 2.42 \times 10^{-9}$ cráteres por año. Entonces el cráter más joven producidos por Centauros tiene una edad $\sim 426 \times 10^6$ años, lo cual es consistente con las estimaciones previas.

Kirchoff & Schenk (2009 y 2010) realizaron un conteo de cráteres sobre la superficie de Rea. La Fig. 3.8 muestra el número de cráteres en función del diámetro para los dos valores del índice $s_2 = 2.5$ y 3.5 de la distribución de tamaños de la población impactora así como también presentamos los resultados obtenidos por KS09. En dicha figura podemos ver que para diámetros $D \lesssim 5$ km el número observado es inferior al número calculado con $s_2 = 3.5$, mientras que para $D \gtrsim 5$ km el número observado es mayor al calculado. Además notamos que el número calculado para $s_2 = 2.5$ es muy inferior al observado.

Kirchoff & Schenk (2009 y 2010) calcularon la distribución de tamaños acumulada de cráteres para diámetros entre $0.1 < D < 80$ km. Ellos obtuvieron las pendientes acumuladas cuyos valores son -1.44 y -2.024 para diámetros entre $0.1 < D < 10$ km y $10 < D < 80$ km, respectivamente. A partir de nuestros cálculos estos cráteres se producen bajo el régimen gravitatorio, entonces las pendientes que obtuvimos son -1.786 y -2.976 para $s_2 = 2.5$ y 3.5 , respectivamente. Notamos que el valor de la pendiente con el índice $s_2 = 2.5$ es más cercano a los valores de las pendientes observadas para todo el rango de tamaños estudiado. Sin embargo, el número de cráteres observado es más cercano al número de cráteres calculado con $s_2 = 3.5$. El hecho de que $N_o < N_c$ para $D \lesssim 5$ km podría ser explicado a partir de un proceso exogénico que gradualmente erosiona la superficie de Rea. De este modo, los cráteres más pequeños son erosionados en primera instancia mientras que los más grandes no son borrados. Además, ya que $N_o > N_c$ para $D \gtrsim 5$ km, deberían existir cráteres primordiales o/y otra fuente primaria generadora de cráteres sobre Rea (por ejemplo, una fuente planetocéntrica).

3.2.6. Jápeto

La Misión Cassini obtuvo imágenes de Jápeto durante sus primeras tres órbitas y durante sobrevuelos. La propiedad superficial más llamativa es que presenta una dualidad en el albedo, un hemisferio es oscuro con un color más rojizo y un albedo de ~ 0.04 , el otro hemisferio y los polos son brillantes con un albedo de ~ 0.6 . Otra característica distintiva es que tiene un sistema de cordilleras cerca del ecuador con picos alineados que se elevan

3. Resultados

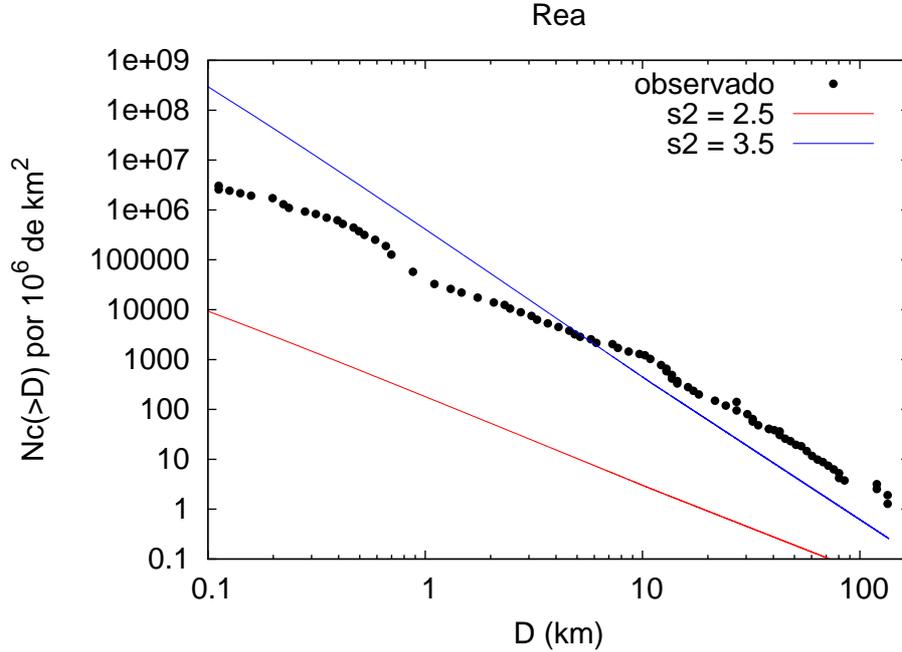


Figura 3.8. Número acumulado de cráteres calculados por nuestro modelo para cada valor del índice s_2 de la distribución diferencial de tamaños de los SDOs (líneas). También graficamos el número acumulado observado de cráteres tomados de la Fig. 6 de KS09 (puntos).

hasta 20 km de altura. Estas cordilleras parecen ser una característica antigua ya que están pobladas por cráteres de impacto en algunas partes. Jápeto tiene una superficie altamente craterizada, implicando que el terreno es globalmente antiguo. A partir de imágenes de Cassini, KS10 analizaron la distribución de cráteres sobre ambos terrenos, el brillante y el oscuro. Ellos muestran el número de cráteres con diámetros $D > 5$ km, el cual es más grande que nuestros valores calculados con ambos índices de la distribución diferencial de tamaños. Esto es consistente con la alta densidad de cráteres observada, asociada a una superficie antigua. Además, KS10 calcularon la distribución de tamaño acumulada de cráteres con diámetros entre $0.2 < D < 80$ km para el terreno oscuro y para el terreno brillante lo hicieron entre $4 < D < 65$ km. En ambos terrenos obtuvieron la pendiente acumulada. Ellos encontraron que para el terreno oscuro la pendiente toma los valores de -1.308 para $0.2 < D < 4$ km y -2.666 para $4 < D < 80$ km. Por otro lado, para el terreno brillante obtuvieron una única pendiente cuyo valor es -1.70. Debido a que el tamaño de los cráteres son mayor a D_l , éstos se producen bajo el régimen gravitatorio. De este modo, las pendientes calculadas por nuestro modelo toma los valores -1.786 y -2.976 para $s_2 = 2.5$ y 3.5 respectivamente. Podemos ver que para el terreno oscuro los cráteres más pequeños tienen una pendiente cercana a la nuestra para el caso $s_2 = 2.5$, pero para diámetros $D > 4$ km la distribución de tamaño es similar a la calculada con $s_2 = 3.5$. El diámetro del impactador que produce un cráter de $D = 4$ km es de $d \sim 0.2$ km. Por lo tanto, si la única

3.2. Satélites medianos de Saturno: Análisis individual

fuentes de producción de cráteres observada son los Centauros actuales debería haber un nuevo quiebre en la función de distribución de tamaño de la población impactora en $d \sim 0.2$ km. Para el terreno brillante el valor de la pendiente acumulada es consistente con aquel derivado por nosotros para el caso $s_2 = 2.5$. Sin embargo, en la superficie de Júpiter se han preservado los cráteres antiguos, de este modo el nuevo quiebre correspondiente a la fuente de cráteres actual es dudoso.

Cabe remarcar que si bien hemos podido llevar a cabo una comparación respecto a las pendientes de la función de distribución de tamaños, no agregamos el gráfico correspondiente a Júpiter debido a que en el trabajo KS10 no se han proporcionado los datos.

3. Resultados

Capítulo 4

Conclusiones

En este capítulo presentamos las conclusiones y algunas discusiones que obtuvimos a lo largo de este trabajo.

En este trabajo desarrollamos un estudio numérico con el objetivo de analizar los cráteres de impacto sobre los satélites medianos de Saturno. En particular, nuestros blancos de estudio son Mimas, Encelado, Tetis, Dione, Rea, y Jápeto. En este trabajo consideramos el Sistema Solar actual y asumimos a los Centauros como la principal población impactora sobre dichos satélites. La motivación de esta investigación está relacionada con las observaciones de la Misión Cassini-Huygens, la cual recolecta datos de Saturno y su sistema de satélites desde el año 2004. Una comparación de estos datos con los resultados obtenidos por nuestro modelo teórico permite derivar aspectos físicos y dinámicos relacionados con la población impactora como de los propios satélites.

Los Centauros, que representan la población impactora principal de nuestro modelo, tienen como fuente el disco dispersado de la región transneptuniana. En nuestro trabajo asumimos que la distribución de tamaños de los SDOs presenta un quiebre en diámetros $d \sim 60$ km (Bernstein et al. 2004, Gil Hutton et al. 2009, Fraser & Kavelaars 2009, Fuentes & Holman 2008, Fuentes et al. 2009). Dada la incerteza en nuestro conocimiento sobre esta distribución a diámetros pequeños, consideramos dos valores límites del exponente s_2 de la distribución diferencial de tamaños para $d < 60$ km de 2.5 y 3.5. Si bien es difícil conocer la cantidad de SDOs con diámetros más pequeños, el estudio detallado de los cráteres sobre los satélites nos puede brindar información acerca de cuestiones dinámicas de la población impactora.

Para modelar la formación de cráteres en los satélites medianos de Saturno asumimos la ley de cráteres de impacto para superficies de hielo propuesta por Holsapple & Housen (2007). Esta ley permite analizar la producción de cráteres tanto en el régimen de cohesión como en el gravitatorio. Por otra parte, utilizando el tratamiento de Kraus et al. (2011), nuestro modelo distingue entre cráteres simples y complejos.

De nuestros resultados obtuvimos la distribución acumulada de tamaños de cráteres para cada régimen y para cada exponente de la distribución diferencial de tamaños (s_2). En

4. Conclusiones

general, el número de cráteres observado es más cercano a nuestros resultados para $s_2 = 3.5$. El número calculado con $s_2 = 2.5$ es notablemente menor que aquel observado. Además, obtuvimos para cada uno de los satélites medianos, el diámetro del cráter más grande producido por Centauros (tomando $d < 60$ km) en la configuración actual del Sistema Solar, con valores entre ~ 100 y ~ 200 km. Los resultados de nuestro modelo para los cráteres más pequeños indican que el número observado N_o es menor que el número calculado N_c para $s_2 = 3.5$. Una explicación posible para esta diferencia podría estar relacionada con la existencia de una actividad geológica importante capaz de erosionar los cráteres más pequeños. Por otro lado, notamos que en los satélites Dione y Rea $N_o > N_c$ para $D > 5$ km. Debido a esto, podemos inferir que al menos algunos de esos cráteres podrían ser primitivos, es decir se produjeron durante la etapa primitiva del Sistema Solar cuando existía entre 100 y 1000 veces más masa que la actual. Más allá de esto, la abundancia de cráteres observados por sobre los calculados podría indicar la existencia de una población planetocéntrica a tener en cuenta en la formación de cráteres sobre los satélites de Saturno. Cabe remarcar que no modelamos la fase primitiva del Sistema Solar ni tampoco consideramos otra población de impactores que no sean Centauros. Entonces no podemos discriminar si los cráteres son primordiales o existe otra fuente para cráteres más grandes.

Además, comparamos las distribuciones de tamaños observadas y calculadas de cráteres para diferentes rangos. En general el índice de la distribución diferencial de tamaños de los SDOs para $d < 60$ km, es consistente con $s_2 = 3.5$ para $d \gtrsim 0.2-1.4$ km y para $d \lesssim 0.2-1.4$ km es consistente con $s_2 = 2.5$. De este modo, podemos concluir que en el rango $d \sim 0.2-1.4$ km podría existir un nuevo quiebre de $s_2 = 3.5$ a $s_2 = 2.5$ en la distribución de tamaños de los SDOs. Si este fuese el caso, modelos teóricos deberían producir el quiebre aproximadamente en el rango $d \sim 0.2-1.4$ km. Este quiebre, incluso podría explicar la deficiencia en cráteres más pequeños. Conocer los quiebres en la distribución de tamaños de una población nos permite inferir diversas cuestiones relacionadas con su evolución colisional así como también con sus propiedades físicas.

Particularmente para Encelado, en todos los terrenos y para todos los diámetros estudiados, el número de cráteres observado es notablemente inferior al número que obtuvimos con nuestro modelo teórico. Este resultado implica que dichos terrenos son jóvenes, tal como lo sugieren diversos autores (KS09). Por el contrario, para Jápeto, el número de cráteres observado más grandes que 5 km es mayor al calculado por nuestro modelo. Este resultado es consistente con una superficie antigua, donde los cráteres podrían ser primitivos.

Si bien nuestro estudio produce resultados altamente consistentes con las observaciones, es importante resaltar que nuestras estimaciones son fuertemente dependientes de la distribución de tamaños adoptada para los SDOs. Sería útil contar con una determinación independiente de los procesos geológicos que han afectado las superficies de los satélites de Saturno con el fin de entender mejor algunas de las cuestiones discutidas a lo largo de este trabajo. Este conocimiento debería ayudarnos a establecer si la distribución de tamaños de los SDOs presenta o no un nuevo quiebre, si la contribución de una fuente planetocéntrica es o no relevante, así como también determinar si la producción de cráteres durante la etapa primitiva del Sistema Solar ha sido o no significativa.

Bibliografía

- Agnor, C. B. & Hamilton, D. P. 2006, *Nature*, 441, 192-194.
- Anderson, J. D. & Schubert, G. 2007. *Geophys. Res. Lett.* 34, L02202.
- Bernstein, G. M., Trilling, D. E., Allen, R. L., et al. 2004, *AJ*, 128, 1364-1390.
- Brown, R. H., Clark, R. N., Buratti, B. et al. 2006, *Science*, 311, 1425.
- Buratti B. J., Faulk, S. P., Mosher, J. et al. 2011, *Icarus*, 214 534-540.
- Clark, R. N., Curchin, J. M., Jaumann, R. et al. 2008, *Icarus*, 193, 372-386.
- Di Sisto, R. P. & Brunini, A. 2007, *Icarus*, 190, 224.
- Di Sisto, R. P., Brunini, A. & de Elía, G. C. 2010, *A&A*, 519, A112.
- Di Sisto, R. P. & Brunini, A. 2011. *aap*, 534, A68.
- Dones, L., Chapman, C. R., McKinnon, W., B., et al. In *Saturn from Cassini-Huygens*. Dougherty, M., K., Esposito, L., W., Krimigis, S., M., Eds, 2009, p.613.
- Duncan, M. J., Quinn, T. & Tremaine, S. 1988, *ApJ. Lett.*, 328, L69.
- Duncan, M. J. & Levison, H. F. 1997, *Science*, 276, 1670.
- Elliot, J. L., Kern, S. D., Clancy, K. B. et al. 2005, *AJ* 129, 1117-1162.
- Emery, J. P., Burr, D. M., Cruikshank, D. P. et al. 2005, *A&A*, 435, Issue 1, 353-362.
- Fernández, J. A. 1980, *MNRAS*, 192, 481.
- Fernández, J. A., Gallardo, T., Brunini, A., 2002, *Icarus*, 159, 358-368.
- Fernández, J. A., Gallardo, T., Brunini, A., 2004, *Icarus*, 172, 372-381.
- Fesenkov, V. G. 1922. Sur les perturbations séculaires dans le mouvement des comètes non périodiques par des étoiles voisines. *Publ. Russian Astrophys. Observatory* 1, 186-195.
- Fraser, W. C. & Kavelaars, J. J. 2009. *AJ*, 137, 72-82.

BIBLIOGRAFÍA

- Fuentes, C. I., Holman, M. J. 2008, *AJ*, 136, 83-97.
- Fuentes, C. I., George, M. R., Holman, M. J. 2009, *ApJ*, 696, 91-95
- Gil-Hutton, R., Licandro, J., Pinilla-Alonso, N., Brunetto, R. 2009, *A&A*, 500, 909-916.
- Henon, M. 1970, *A&A*, 9, 24.
- Holsapple, K. A. & Housen, K.R. 2007. *Icarus* 187, 345-356.
- Jacobson, R. A., Antreasian, P. G., Bordi, J. J. et al. 2006, *AJ*, 132, 2520-2526.
- Kirchoff, M. R., Schenk, P. 2009. *Icarus*, 202, 656-668.
- Kirchoff, M. R., Schenk, P. 2010. *Icarus*, 206, 485-497.
- Kraus, R. G., Senft, L. E. & Stewart, S. T. 2011, *Icarus*, 214, 724-738.
- Levison, H. F. & Duncan, M. J. 1994, *Icarus*, 108, 18-36.
- Marchi, S., Dell'Oro, A., Paolicchi, P., Barbieri, C. 2001, *A&A*, 374, 1135-1149.
- McKinnon, W. B., Prialnik, D., Stern, S. A. & Coradini, A. 2008. In *The Solar System Beyond Neptune*, ed. M. A. Barucci, et al. (Tucson, USA: University of Arizona Press), 213.
- Morbidelli, A., Levison, H. F., Gomes, R. 2008. *The Solar System Beyond Neptune*, ed. M. A. Barucci, et al. (Tucson, USA: Univ. of Arizona Press), 275-292
- Newman, S. F., Buratti, B. J., Brown, R. H. et al. 2008, *Icarus*, 193, 397-406.
- Opik, E. J. 1932. Note on stellar perturbations on nearly parabolic orbits. *Proc. Am. Acad. Arts Sci.* 67, 1659-1683.
- Parker A. H. & Kavelaars, J. J. 2010(a), *PASP*, 122, 549-559.
- Parker A. H. & Kavelaars, J. J. 2010(b), *Icarus*, 209, 766-770.
- Porco, C. C., Baker, E., Barbara, J. et al. 2005, *Science*, 307, 1237-1242.
- Porco, C. C., Helfenstein, P., Thomas, P. C. et al. 2006, *Science*, 311, 1393.
- Senft, L. E. & Stewart, S. T. 2011, *Icarus*, 214, 67-81.
- Smith, B. A., Soderblom, L., Batson, R. et al. 1982, *Science*, 215, 504-536.
- Spencer, J. R., Pearl, J. C., Segura, M. et al. 2006, *Science*, 311, 1401.
- Stephan, K., Jaumann, R., Wagner, R., et al. 2010, *Icarus*, 206, 631-652.

BIBLIOGRAFÍA

Stephan, K., Jaumann, R., Wagner, R. et al. 2012, *Planetary and Space Science*, 61, 142-160.

Teolis, B. D., Jones, G. H., Miles, P. F. et al. 2010, *Science*, 330, 1813.

Thomas, P. C. 2010, *Icarus*, 208, 395-401.

Wagner, R. J., Neukum, G., Giese, B., et al. In *Lunar and Planetary Science XXXIX*, 2008. No. 1391., p.1930.

Zahnle, K., Schenk, P. Levison, H. & Dones, L. 2003, *Icarus*, 163, 263-289.