



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA
DE MÉXICO**

FACULTAD DE CIENCIAS

**Frecuencia de Colisiones
de Asteroides con la Tierra**

T E S I S

**QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:
Licenciatura en Física**

P R E S E N T A:

María Karima Curio Gálvez



**DIRECTOR DE TESIS:
Doctor Arcadio Poveda Ricalde**

MÉXICO, D.F.

Abril, 2014



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

*“Quiero vivir y no sólo existir,
Quiero ser y no sólo imitar,
Quiero llegar a ser libre”*

A mis padres, por mi existencia y todo lo que les debo...

"El hombre, el verdaderamente hombre, es aquél que tiene una filosofía de la existencia, el que sueña en ser alguien y lucha por serlo. El hombre grande es aquél que realiza un sueño de la niñez."

A mi padre, Ingeniero Gabriel Curioca Karana, por su carácter fuerte, personalidad arrolladora orgullo, convicciones, poder y ambición. Por las oportunidades que nos brindó. Por su fe y dedicación al servicio de Dios. En agradecimiento por enseñarme a luchar y las plegarias que eleva por quienes ama.

"Porque fuiste buena durante algunos días, encontraste natural serlo durante toda la vida..."

A mi madre, Maestra Blanca Gálvez de Curioca, por su dedicación, sacrificio y entrega. Por la educación sólida que nos regaló. Por su rostro dulce y sonrisa constante. Por ser un símbolo de bondad, abnegación, sensibilidad, perdón, ternura, nobleza y afecto. En gratitud y reconocimiento a sus desvelos, comprensión, sacrificio, oraciones, valor, preocupación, consejos y amor. Porque tengo la dicha de tenerle cerca, ser su hija y amarla.

A mis hermanas, por las dolorosas lecciones aprendidas a lo largo de nuestras vidas que nos obligan a crecer. Con gratitud por heredar al mundo un gran tesoro: sus hijas e hijos.

A mis sobrinas y sobrinos a quienes amo infinitamente y de quienes aprendí amor genuino. Porque su llegada e inocencia llenó mi vida de esperanza, alegría y amor. En agradecimiento por tantos momentos maravillosos que hemos compartido y que llevo guardados en el alma y la memoria para siempre. Por todas las risas, caricias, confesiones y travesuras que nos unen hasta la eternidad. Por ese sentimiento indescriptible, profundo y puro que inspiran en mí.

A las personas que han coincidido en mi caminar, por su amistad y el cariño que me han brindado. Porque no importa la distancia o el tiempo, nuestra amistad perdura y resurge. En reconocimiento por la trascendencia e impacto que han tenido en mi vida.

Al Creador, porque mi supervivencia es la mejor prueba de su existencia.

A tres seres excepcionales que han alcanzado la eternidad y a quienes anhelo volver a abrazar...

*"En mi pecho ya no cabe un féretro más, y sin embargo, cabe.
...El último será aquél que me sirva de sepulcro."*

A mi abuelo, Don Elías Curioca Isaac, "Baba-Elías", por el amor que siento por él y la felicidad que me brindó con su afecto y aceptación. Porque su recuerdo me acompaña en todo momento y me obliga a sonreír. Por enseñarme a respetar al prójimo y ser real. En agradecimiento al tiempo que solos compartimos y sus anécdotas que llevo grabadas. En reconocimiento a su sabiduría, humildad y nobleza.

A mi abuela, Doña Yamila Karana de Curioca, "Mamamila", modelo de sencillez, entrega y lucha. Por su historia admirable y dolor que compartió conmigo. Como símbolo de agradecimiento por todas las felices vacaciones que a su lado viví. Porque en la que fue su casa dejé una infancia llena de sueños, alegría y fantasías.

Al Sr. Carlos Galindo Tapia, por marcar mi vida para siempre. Por ser mi maestro y amigo, e inspirar un inmenso amor. Por las promesas que hicimos y que por falta de tiempo no pudimos cumplir. En agradecimiento a sus consejos, aceptación, palabras, historia, sabiduría, ternura, cariño y amistad. Por regalarme a su hijo Mark. Por el cúmulo de recuerdos y la certeza de su amor incondicional. Por la dicha de conocerle, escucharle y amarle.

A esas personas maravillosas con quienes recorro el camino de la vida y quienes me aceptan como soy...

A Lulú Henaine de Curioca, por su risa y eterna juventud que contagian de alegría. Por comprender mi pensar y aceptar mi sentir. Por ser mi confidente, compañera de oración, amiga y soporte. En agradecimiento por su continua presencia a pesar de la distancia; su aceptación, amor sincero y las lecciones de fe que no terminan.

A mis amados “Hermanos y Hermanas del Alma”, por inundar mi vida de amor y felicidad a través de una amistad intensa e interminable. Por la oportunidad de ser real y el placer de entregarme a ellos incondicional por décadas. Por nuestra pasión por el mar y juntos descubrir en el fondo su magia. En agradecimiento por todos los momentos inolvidables que hemos compartido. Por su compañía, valores y apoyo en los periodos más difíciles y los más felices. Por abrazar mi alma, ayudarme a levantar de las caídas y motivarme a ser una mejor persona. Por regalarme a mis “Sobrinos y Sobrinas del Alma” por quienes siento un profundo amor. Con la certeza de que nuestra amistad, su huella y mi gratitud trascenderán más allá de mi existencia.

To D, in gratitude for the most wonderful years of my life. For what should have been, if only...

A las personas de quienes tanto he aprendido y quienes han hecho posible este trabajo de Tesis...

A mi Director de Tesis, Doctor Arcadio Poveda Ricalde, Investigador Emérito de la UNAM, por transmitirme el amor a la ciencia, a la Astronomía y a la investigación. Por el respeto y la admiración que siento por él. Por la oportunidad y honor de trabajar, aprender y crecer a su lado. Como muestra de agradecimiento por compartir su acertada intuición e inconmensurable sabiduría que hacen posible la presente Tesis.

A mi Codirector de Tesis, Doctor Miguel Ángel Herrera Andrade (q.e.p.d), por su profesionalismo y excelencia académica que siempre complementó con buen humor y nobleza. En agradecimiento al cúmulo de conocimientos que me transmitió y por hacer realidad mi gran sueño.

A mis Sinodales, M. en C. Christine Allen, Dra. Guadalupe Cordero, Dra. Dolores Maravilla y Dra. Antígona Segura, en agradecimiento por su tiempo, comentarios e interés. Y a la Dra. Helga Korkowski de Poveda, a la Señora Irma Camelo de Icaza y a Hugo Martínez por su ayuda inmensa con trámites administrativos y eliminando las barreras de la distancia. Mi titulación es posible gracias a estos ángeles que la vida puso en mi camino.

ÍNDICE

| | |
|--|-----------|
| INTRODUCCIÓN | 11 |
| CAPÍTULO 1: NOCIONES PRELIMINARES ACERCA DE ASTEROIDES | 14 |
| 1.1 Historia de los Asteroides | 15 |
| 1.2 Características y Propiedades Físicas de los Asteroides | 20 |
| 1.3 Elementos Orbitales de los Asteroides | 24 |
| 1.4 Métodos de Investigación de los Asteroides | 29 |
| 1.5 Clasificación de los Asteroides | 34 |
| 1.5.1 Asteroides Tipo C..... | 34 |
| 1.5.2 Asteroides Tipo S..... | 36 |
| 1.6 Asteroides Cruzadores de la Órbita de la Tierra | 36 |
| 1.6.1 Asteroides Tipo Atón | 40 |
| 1.6.2 Asteroides Tipo Apolo..... | 41 |
| 1.6.3 Asteroides Tipo Amor | 41 |
| 1.6.4 Asteroides Tipo Atira o Apohele..... | 42 |
| 1.7 Origen de los Asteroides | 43 |

| | |
|--|-------------------|
| 1.7.1 Nube de Oort | 46 |
| 1.7.2 Cinturón de Kuiper | 48 |
| 1.7.3 Otras Teorías de Origen de los Asteroides | 49 |
| 1.7.4 Origen de los <i>ECAs</i> | 51 |
| 1.8 Importancia del Estudio de los Asteroides | 56 |
| | |
| <i>CAPÍTULO 2: POBLACIÓN DE ASTEROIDES</i> | <i>60</i> |
| 2.1 Programas de Búsqueda de Asteroides..... | 60 |
| 2.2 Modelos de Población Conocidos de Asteroides..... | 69 |
| 2.3 Modelo de Población Propuesto de Asteroides | 89 |
| 2.3.1 Distribución de Diámetros..... | 95 |
| 2.3.2 Distribución de Masas | 100 |
| 2.3.3 Distribución de Energías..... | 107 |
| 2.3.4 Distribución de Diámetros de Cráteres | 110 |
| | |
| <i>CAPÍTULO 3: COLISIONES DE ASTEROIDES CON LA</i> | |
| <i>SUPERFICIE DE LA TIERRA</i> | <i>125</i> |
| 3.1 Impactos y sus Consecuencias | 125 |
| 3.2 Clasificación de los Impactores..... | 131 |
| 3.3 Fragmentación de los Asteroides..... | 136 |
| 3.4 Eventos Históricos..... | 142 |
| 3.5 Formación de Cráteres | 151 |

| | |
|--|------------|
| 3.6 El límite K/T y el Cráter de Chicxulub..... | 163 |
| <i>CAPÍTULO 4: PROBABILIDAD Y FRECUENCIA DE IMPACTO CON ASTEROIDES.....</i> | 170 |
| 4.1 Probabilidad y Frecuencia de Impacto Publicadas | 170 |
| 4.2 Probabilidad y Frecuencia de Impacto Propuesta..... | 184 |
| 4.3 Probabilidad de Impacto con un Automóvil..... | 188 |
| 4.4 Probabilidad de Impacto con un Avión | 189 |
| 4.4 Probabilidad y Frecuencia de Formación de Cráteres en la Luna | 192 |
| <i>CONCLUSIONES.....</i> | 200 |
| <i>APÉNDICE A: NEAs DESCUBIERTOS HASTA 2013.....</i> | 203 |
| <i>APÉNDICE B: SUMARIO DE FÓRMULAS.....</i> | 205 |
| <i>REFERENCIAS BIBLIOGRÁFICAS.....</i> | 211 |

INTRODUCCIÓN

Son cientos de miles los asteroides que se trasladan alrededor del Sol y cuyas órbitas tienen una variedad de excentricidades e inclinaciones. De manera particular, existen asteroides que presentan órbitas que les permite acercarse a la órbita de la Tierra e incluso cruzarla. Estos asteroides son los que motivan el presente trabajo de Tesis, así como las consecuencias que pueden resultar de estos encuentros.

Para comprender los mecanismos que permiten que un asteroide se mueva en una órbita que lo lleve cerca de la órbita de la Tierra, es necesario conocer los fundamentos sobre el origen, dinámica e interacciones de los asteroides. En el Capítulo 1 se incluyen algunos términos y conceptos relacionados con los asteroides que facilitan el estudio y serán empleados a lo largo de este trabajo. Además, se plantean las diferentes hipótesis que han sido propuestas para explicar el origen de los asteroides y cometas, así como los métodos de investigación que existen.

Los impactos de asteroides y cometas con la superficie de la Tierra presentan una amenaza para los ecosistemas y la vida. En 1980, Luis Álvarez y otros autores presentaron evidencia de que uno o más asteroides con masas entre 10^{15} y 10^{16} kg habían impactado la Tierra hace aproximadamente 65 millones de años y pudieron ser la causa de la extinción de los dinosaurios. Para prevenir y mitigar una

catástrofe debida a un impacto, es necesario contar con programas dedicados a la búsqueda de asteroides y cometas, conocer cuántos existen, sus características y dinámica de la trayectoria que siguen. En el Capítulo 2 se mencionan algunos de estos programas y se resumen los trabajos que varios autores han realizado con el fin de estimar una posible población de asteroides que cruzan la órbita terrestre y que podrían llegar a colisionar con la Tierra. Además, se desarrolla un modelo de población en base a los asteroides cruzadores de la Tierra que han sido descubiertos hasta junio del 2013 y se aplica el modelo para determinar la función de distribución de los diámetros, masas y energías de los asteroides, así como la función de distribución de diámetros de cráteres de impacto en la Tierra y en la Luna.

En julio de 1994, fuimos testigos de las colisiones de grandes fragmentos del cometa *Shoemaker-Levy 9* con el planeta Júpiter. En febrero del 2013, vimos un meteorito explotar sobre los Montes Urales de Rusia con energía similar a la de una bomba atómica. La onda de choque producto de la explosión causó daños en edificios y rompió vidrios de ventanas hiriendo a más de 1,500 personas. Algunos fragmentos del meteorito chocaron con la superficie de un lago congelado en Siberia e hicieron un hoyo de 8 metros de diámetro. Como coincidencia cósmica, este meteorito entró a la Tierra a menos de un día del paso del Asteroide 2012DA14 de 46 metros de diámetro a aproximadamente 28,000 km de distancia de la Tierra. Como punto de referencia, satélites de comunicaciones, televisión y meteorológicos orbitan a unos 800 km más alto y la

Luna está 14 veces más lejos. Estos eventos nos han obligado a pensar que los impactos relacionados con objetos extraterrestres son capaces de causar una destrucción significativa. Es probable que un asteroide de gran tamaño pueda impactar a nuestro planeta algún día, siendo capaz de destruir la civilización o por lo menos una fracción considerable de la población mundial. En el Capítulo 3 se describen diferentes escenarios de impacto de asteroides con la Tierra, así como sus posibles consecuencias. Se mencionan impactos que han ocurrido a lo largo de la historia y se describen cráteres de impacto que han quedado registrados en la Tierra. En particular se menciona un impacto con la Tierra que causó la extinción de especies en el límite Cretácico-Terciario (K/T), también referido como Cretácico-Paleógeno, así como el cráter formado: el Cráter de Chicxulub.

La probabilidad de impacto de un asteroide de gran tamaño con la Tierra es muy baja pero, ya que las consecuencias de dicha colisión pudieran ser graves, es necesario conocer la amenaza que representa y estar preparados para poder detectar a este tipo de asteroides y prevenir un impacto. En el Capítulo 4 se describen modelos de probabilidad de impacto y se expone el modelo de población de asteroides generado por la investigación realizada en este trabajo, aplicándolo para estimar la probabilidad de que estos objetos se impacten con un automóvil o con un avión en vuelo, o que formen un cráter al impactarse con la Luna.

Finalmente se presentan las conclusiones de este trabajo.

CAPÍTULO 1: NOCIONES PRELIMINARES ACERCA DE ASTEROIDES

Un asteroide es un cuerpo rocoso o metálico, sin atmósfera, lo suficientemente pequeño para no ser planeta, que orbita alrededor del Sol. Junto con los cometas, a los asteroides se les conoce como cuerpos pequeños del Sistema Solar (Resolución número 5 de la Unión Astronómica Internacional, 2006).

Hay millones de asteroides, muchos afirman que son cuerpos que no llegaron a formar un planeta, o bien que son producto de la fragmentación de objetos más grandes que se destruyeron entre sí por colisiones. La gran mayoría de los asteroides se encuentran entre las órbitas de Marte y Júpiter en lo que se conoce como el Cinturón Principal de Asteroides, representado en la Figura 1.1, que contiene más de 200 asteroides de más de 100 kilómetros de diámetro; más de 2 millones de asteroides con diámetro mayor que 1 kilómetro de diámetro, y millones de asteroides pequeños hasta del tamaño de una partícula de polvo. Sin embargo, el total de la masa de todos los asteroides en el Cinturón de Asteroides equivale sólo al 5% de la masa de la Luna. La mitad de la masa del cinturón está compuesta por cuatro cuerpos con diámetros de más de 400 km: Ceres, Vesta, Pallas, e Higía. Ceres es el único planeta enano dentro del Cinturón de Asteroides y del interior del Sistema Solar, con 950 km de diámetro y masa de 8.7×10^{20} kg, que equivale al

25% de la masa del Cinturón de Asteroides.

Los asteroides del Cinturón de Asteroides presentan órbitas relativamente estables. Por el contrario, las órbitas de los asteroides que se acercan a los planetas del Sistema Solar no se mantienen estables (McFadden *et al.*, 1985); sufren perturbaciones que los coloca en órbitas que les permiten cruzar las órbitas de los planetas, o bien son expulsados del Sistema Solar.

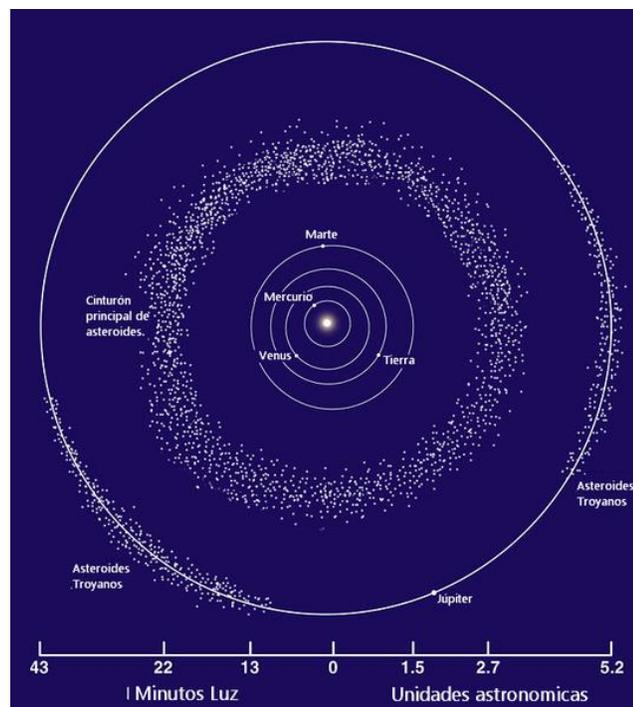


Figura 1.1. *Cinturón de Asteroides*

(http://es.wikipedia.org/wiki/Cinturon_de_asteroides).

1.1 Historia de los Asteroides

El descubrimiento de los asteroides se debe, en gran medida, al cálculo de la distancia de los planetas al Sol y al descubrimiento y estudio del planeta Urano.

En el siglo XVI, Johannes Kepler propuso la existencia de un planeta entre Marte y Júpiter. Kepler afirmaba que la distancia entre estos dos planetas es lo suficientemente grande como para que un planeta, no descubierto hasta entonces, existiera. La propuesta de Kepler no fue aceptada del todo pues la evidencia observacional no daba indicios de la existencia de dicho planeta. Sin embargo, Kepler logró llamar la atención de algunos investigadores que iniciaron la búsqueda del “nuevo” planeta.

En 1766, Johan Daniel Titius von Wittenburg desarrolló una fórmula empírica que permitía obtener las distancias medias al Sol de los planetas conocidos. Dicha fórmula consiste en una sucesión conocida como "Ley de Titius-Bode" (Johan Elert Bode fue quien promovió la relación) la cual genera resultados que se aproximan a los valores reales de las distancias promedio de los planetas al Sol. La Ley de Titius-Bode se expresa como:

$$Y = 0.4 + 0.3 (2^{n-1}),$$

donde Y es la distancia media de cada planeta al Sol (en UA), y $n=1, 2, \dots$ es el número del planeta a partir del Sol. Para $n=0$ (Mercurio), $Y=0.4$ UA (Cunningham, 1988).

La Tabla 1 compara los valores de la distancia media de los planetas al Sol que se obtiene a partir de la Ley de Titius-Bode, con los valores conocidos para los planetas descubiertos hacia 1776. Como puede verse, la Ley de Titius-Bode es una buena aproximación a las distancias medias reales entre el Sol y los planetas incluidos en la Tabla 1, con excepción del quinto planeta,

para el cual la Ley de Titius-Bode asigna un valor que no corresponde a planeta alguno. En este caso, la Ley muestra que debería existir un planeta a 2.8 UA del Sol. Sin embargo, hasta el siglo XVIII no se había descubierto dicho planeta. La comunidad astronómica de la época no tenía elementos suficientes para garantizar la existencia de este planeta; las observaciones no daban evidencia alguna. Años más tarde, la búsqueda de este “planeta faltante” se vio impulsada con el descubrimiento del planeta Urano. En 1781, William Herschel descubrió Urano y, ante el asombro de todos, su distancia media al Sol resultó ser 19.18 UA, valor muy cercano al que se obtiene a partir de la Ley de Titius-Bode (19.6 UA). Con el descubrimiento de Urano resurgió la propuesta de Kepler y se reinició la búsqueda de un planeta situado entre Marte y Júpiter, a 2.8 UA del Sol, como lo exhibía la Ley de Titius-Bode.

Tabla 1. *Comparación de los Valores de la Distancia Media de los Planetas al Sol*

| Planeta | Distancia Media Planeta-Sol (UA) | |
|----------|----------------------------------|------------|
| | Ley de Titius-Bode | Valor real |
| Mercurio | 0.4 | 0.387 |
| Venus | 0.7 | 0.723 |
| Tierra | 1.0 | 1.000 |
| Marte | 1.6 | 1.524 |
| ¿? | 2.8 | ----- |
| Júpiter | 5.2 | 5.203 |
| Saturno | 10.0 | 9.539 |

Cabe mencionar que la Ley de Titius-Bode no resulta válida para Neptuno y Plutón, descubiertos años más tarde. Neptuno se encuentra a 30.6 UA del Sol, y Plutón a 39.4 UA (Abell, 1975). Con la Ley de Titius-Bode se obtienen valores de 38.8 UA y 77.2 UA, respectivamente.

En enero de 1801, ante el asombro de los científicos de la época, Guiseppe Piazzi descubrió *Ceres*, un objeto localizado a 2.77 UA del Sol (Poveda y Herrera, 1992), tal como lo predecía la Ley de Titius-Bode. Originalmente se creyó que *Ceres* era el planeta faltante. Sin embargo, una serie de descubrimientos de otros cuerpos en la misma región sugirió la idea de un planeta que existió entre Marte y Júpiter y sufrió una destrucción tal que se partió en muchos fragmentos (Wetherill, 1989). Dichos fragmentos constituyen los asteroides. La región entre Marte y Júpiter, propuesta por Kepler y por la Ley de Titius-Bode, es la que hoy denominamos *Cinturón de Asteroides*. Así, el primer cuerpo del Cinturón de Asteroides que se descubrió fue *Ceres*, hoy clasificado como planeta enano.

Los descubrimientos posteriores fueron: *Palas*, descubierto por Heinrich Olbers en 1802, *Juno* en 1804 y *Vesta* en 1807. El quinto asteroide se descubrió hasta 1845, seguido de otros descubrimientos. Hacia 1850 se conocían diez asteroides. La comunidad astronómica pensaba que ya se conocían casi todos; sin embargo, el descubrimiento continuó durante la segunda mitad del siglo XIX guiado principalmente por aficionados. Hacia finales de ese siglo se estableció la primera investigación formal y continua de

asteroides, dedicando el Observatorio de París a la observación de asteroides de Luna llena a Luna nueva. En 1890 se conocían más de 300 asteroides.

Durante muchos años se creyó que los asteroides eran objetos que giraban alrededor del Sol, exclusivamente entre los planetas Marte y Júpiter. Sin embargo, en 1873, James Watson descubrió el asteroide *132 Aethra*, cuya distancia mínima al Sol se encuentra dentro de la distancia máxima entre Marte y el Sol (Cunningham, 1988). Desde entonces se han descubierto asteroides que no se encuentran dentro del Cinturón de Asteroides.

En 1932, el descubrimiento del asteroide *Apolo*, el primero en conocerse con una órbita que cruza la órbita de la Tierra, dio origen a una nueva etapa en la astronomía. El estudio de la órbita de *Apolo* permitió reconocer la importancia y las consecuencias de un posible encuentro de un asteroide con la Tierra. En la década de 1970, se inició una búsqueda continua de objetos cuya órbita atravesara la órbita de la Tierra y que en algún momento de su trayectoria pudiera llegar a impactar a nuestro planeta. Dicha búsqueda continúa hasta la fecha y ha evolucionado rápidamente, de manera global, gracias al creciente interés de la comunidad. Existen actualmente programas y observatorios dedicados a la búsqueda y estudio de estos objetos, cuya finalidad es salvaguardar la Tierra. En el Capítulo 2 se describen estos programas.

1.2 Características y Propiedades Físicas de los Asteroides

Para caracterizar la población de asteroides y estimar la probabilidad de que se impacten con algún objeto del Sistema Solar, se requiere el conocimiento básico de su naturaleza física. Las propiedades más importantes en la determinación de la frecuencia de colisión de los asteroides son la masa, el diámetro y la velocidad de impacto. Sin embargo, existen características, unidades y conceptos que resultan indispensables en el estudio de los asteroides. A continuación se definen, en orden alfabético, algunos términos que serán utilizados a lo largo del presente trabajo.

Ablación: Es la pérdida y remoción de materiales ocasionada por diversos agentes naturales, entre ellos agua, viento y erosión. El término se utiliza para referirse a la fragmentación y evaporación que sufre un cuerpo al entrar a la atmósfera de la Tierra. En el caso de los asteroides se refiere a la separación de la capa superficial, fundida por evaporación directa cuando el objeto atraviesa la atmósfera terrestre (Rubinovich-Kogan, 1992).

Albedo: Es el porcentaje de luz incidente del Sol que refleja la superficie de un asteroide (o cualquier cuerpo planetario).

Afelio: Es el punto de la órbita de un asteroide (o cualquier cuerpo planetario) más distante al Sol. La *distancia afélica*, denotada por Q , es la distancia máxima entre el asteroide y el Sol.

Ángulo de Fase: Es el ángulo entre el haz de luz proveniente de una fuente (el Sol) y el haz de luz que viaja hacia un observador después de haber sido reflejado desde una superficie planetaria. La Figura 1.2 muestra el ángulo de fase en el caso de un observador localizado en la Tierra.

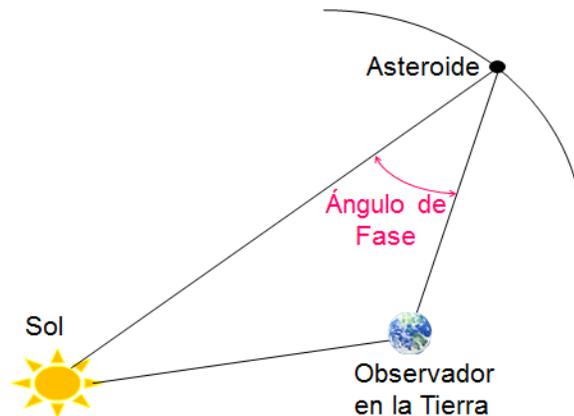


Figura 1.2. *Ángulo de fase al cual se observa un asteroide.*

Nótese que depende de la geometría (posiciones) de la fuente de luz, el objeto de la observación y el observador.

Astroblema: Se refiere a las marcas de erosión antiguas sobre la superficie de la Tierra producidas por el impacto de un cuerpo cósmico, usualmente caracterizadas por contornos circulares y la presencia de rocas con evidencia de choque intenso. Es el remanente erosionado de un cráter producido por el impacto con un asteroide o cometa. El término se utiliza cuando cualquier fragmento extraterrestre original ha sido destruido (Rubinovich-Kogan, 1992).

Eclíptica: Es el plano que contiene a la órbita terrestre. Es la trayectoria aparente que el Sol recorre en un año en la esfera

celeste. Este movimiento es aparente pues en realidad es producido por el movimiento de la Tierra alrededor del Sol. Está formada por la intersección del plano de la órbita terrestre con la esfera celeste.

Equinoccio Vernal: Es el punto en la esfera celeste donde el Sol cruza el ecuador celeste de Sur a Norte. El ecuador celeste es el círculo donde se interceptan la esfera celeste y el plano del ecuador de la Tierra.

Kilotón: Es la energía equivalente a 1,000 toneladas de Trinitrotolueno (TNT), que corresponde a 4.2×10^{19} ergs (Shoemaker *et al.*, 1982), o 4.2×10^{12} J (Steel, 1995). Como referencia, cada una de las bombas atómicas que Estados Unidos lanzó sobre Hiroshima y Nagasaki en 1945 liberaron una energía equivalente a 13 kilotones de TNT.

Magnitud Absoluta: La magnitud de un asteroide es una medición de su brillo. Existen varios tipos de magnitudes, entre ellas, la magnitud absoluta, denotada H , que es la magnitud visual aparente que un asteroide tendría si estuviera a una distancia de 1 UA de la Tierra y a 1 UA del Sol, con un ángulo de fase igual a cero. La magnitud absoluta permite comparar el brillo de todos los objetos celestes como si éstos estuvieran colocados a la misma distancia de la Tierra. La magnitud absoluta se define como:

$$H = m - 5 \log r\Delta - F(a),$$

donde m es la magnitud observada; r es la distancia heliocéntrica

(objeto-Sol) en UA; Δ es la distancia geocéntrica (objeto-Tierra) en UA; $F(a)$ es la función de fase, y a es el ángulo de fase medido en grados (Gehrels, 1957 y Van Houten *et al.*, 1970). En el Capítulo 2 se verá que es posible determinar el diámetro de un asteroide a partir de su magnitud absoluta.

Magnitud Visual Aparente: Esta magnitud está relacionada con la cantidad de energía que se recibe del asteroide en la región visible del espectro, por unidad de tiempo y por unidad de área (flujo) sobre la superficie de la Tierra.

Megatón: Es la energía equivalente a un millón de toneladas de TNT, equivalente a 4.2×10^{22} ergs, o 4.2×10^{15} J.

Meteorito (también llamado *Meteorita*): Es cualquier fragmento de un asteroide que llega a la Tierra.

Perihelio: Es el punto de la órbita de un asteroide que se encuentra más cercano al Sol. La *distancia perihélica*, q , se define como la mínima distancia entre el asteroide y el Sol.

Periodo Orbital o Periodo: Es el tiempo que tarda un asteroide (o cuerpo planetario) en completar una órbita alrededor del Sol.

Resonancia: Es una condición orbital en la que un objeto sufre perturbaciones gravitacionales periódicas por otro cuerpo. Generalmente, la resonancia tiene lugar cuando dos objetos que giran alrededor de un tercero tienen periodos de revolución que pueden representarse como un cociente de enteros usualmente menores que 10.

Unidad Astronómica (UA): Es una medida de longitud igual a la distancia promedio entre la Tierra y el Sol. Una UA equivale a $149,598,640 \pm 250 \text{ km} \sim 1.5 \times 10^9 \text{ m}$. Este valor es casi 375 veces la distancia entre la Tierra y la Luna.

Velocidad de Impacto: Es la velocidad con la que un asteroide llega a la superficie de la Tierra un instante antes de impactarse con ésta.

1.3 Elementos Orbitales de los Asteroides

Uno de los factores más importantes en el estudio de los asteroides es la trayectoria que siguen, para lo cual es necesario conocer su órbita. Los elementos orbitales son seis parámetros que permiten determinar la órbita de los asteroides. Cinco de ellos proporcionan información acerca del tamaño, la forma y la orientación de la elipse que describe la trayectoria del asteroide. Estos elementos orbitales se conocen como: *longitud del semieje mayor*, *excentricidad*, *inclinación*, *longitud del nodo ascendente*, y *argumento del perihelio*. El sexto elemento, denominado *tiempo de paso por perihelio*, permite conocer la posición del asteroide cuando éste pasa por el perihelio, es decir, por el punto de su trayectoria para el cual la distancia al Sol es la mínima que podría haber.

El tamaño y la forma de la elipse que describe el movimiento de un asteroide se determina por la longitud del semieje mayor a , y la excentricidad e , que se describen a continuación.

El semieje mayor, a , corresponde a la mitad del eje mayor de una elipse. El semieje mayor a está relacionado con la distancia

perihélica q y la distancia afélica Q de la siguiente manera:

$$a = \frac{1}{2} (q + Q).$$

La excentricidad e es una medida de la desviación de una órbita con respecto al círculo, y está definida por la siguiente expresión:

$$e = c / a,$$

donde a es el semieje mayor y c es la distancia del Sol al centro de la elipse. La excentricidad es un valor mayor o igual que cero:

- $e = 0$ cuando la órbita es un círculo;
- $0 < e < 1$ en el caso de una elipse;
- $e = 1$ para una parábola, y
- $e > 1$ si se trata de una hipérbola.

Dado que los asteroides presentan órbitas elípticas, los valores de su excentricidad son números entre cero y uno.

La excentricidad e y el semieje mayor a determinan las distancia perihélica q y la distancia afélica Q de una órbita, como lo expresan las siguientes relaciones:

$$q = a (1 - e);$$

$$Q = a (1 + e).$$

En la Figura 1.3 se ilustran el semieje mayor a , la distancia perihélica q , la distancia afélica Q , y la distancia del Sol al centro de la elipse c , para una órbita elíptica descrita por un asteroide.

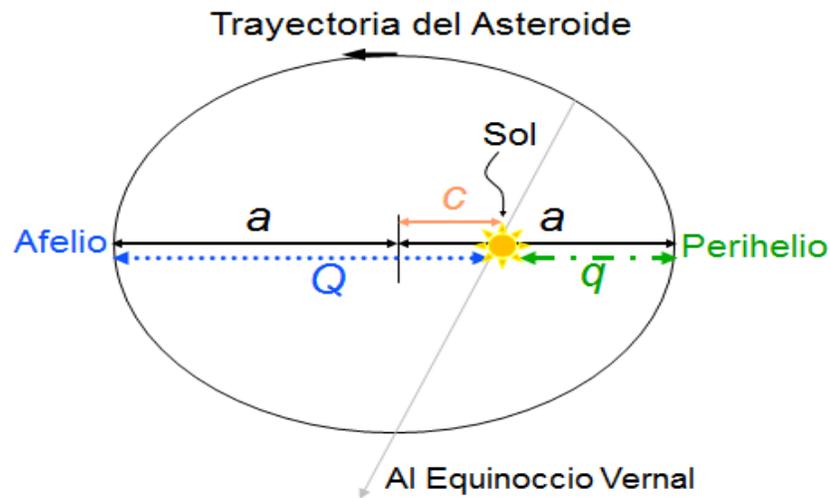


Figura 1.3. *Parámetros que definen el tamaño y la forma de una órbita.*

El tercer elemento es la inclinación i , que corresponde al ángulo que existe entre el plano de la órbita del asteroide y el plano de la órbita de la Tierra o Eclíptica, como se muestra en la Figura 1.4

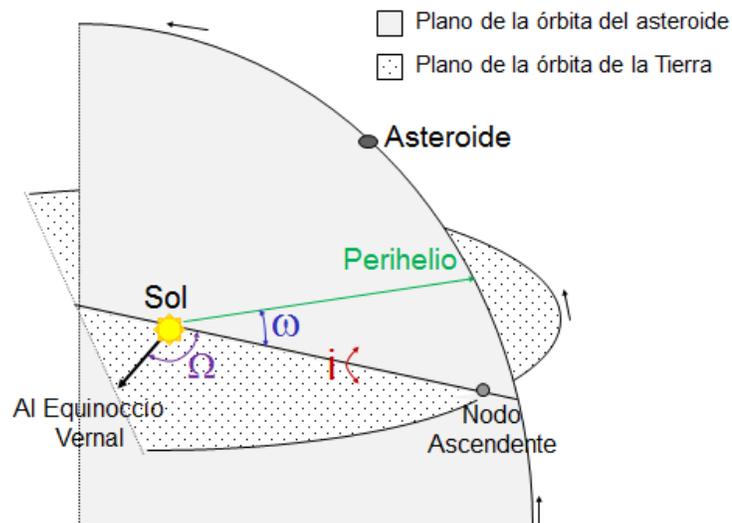


Figura 1.4. *Elementos orbitales angulares (i , Ω , y ω) de un asteroide.*

Cuando el ángulo de inclinación es mayor que 90° , el objeto se mueve en sentido contrario a los planetas y se dice que el cuerpo tiene un movimiento retrógrado. Ningún asteroide presenta este tipo de movimiento. La inclinación promedio de las órbitas de los asteroides con respecto al plano de la Eclíptica es 9.5° ; sin embargo, algunos asteroides presentan inclinaciones superiores; tal es el caso del asteroide *Tantalus* cuya inclinación es 62.5° (Shoemaker *et al.*, 1990).

El cuarto elemento es la longitud del Nodo Ascendente, Ω , que corresponde a la distancia angular medida en dirección Este en el plano de la órbita de la Tierra, del Equinoccio Vernal al punto donde el asteroide cruza la Eclíptica de Sur a Norte. En general, se denomina nodo al punto de intersección de la órbita de un asteroide con el plano de la órbita de la Tierra. Se habla de nodo ascendente si el asteroide cruza el plano de la órbita de la Tierra de Sur a Norte, y de nodo descendente si lo hace en dirección Norte a Sur. De esta manera, la longitud del Nodo Ascendente es el ángulo entre el vector Sol-Equinoccio Vernal y el vector Sol-Nodo Ascendente, como puede verse en la Figura 1.4.

El quinto elemento, argumento del perihelio, ω , define la manera como el eje mayor de la elipse está orientado en su plano orbital. Corresponde al ángulo que forman los vectores Sol-Nodo Ascendente y Sol-perihelio, medido en la dirección del movimiento, como se ilustra en la Figura 1.4.

Los ángulos i , Ω , y ω definen de manera única la orientación de la

órbita en el espacio.

En ocasiones, se hace referencia al término longitud del perihelio, π , que corresponde a la suma de la longitud del nodo ascendente Ω y del argumento del perihelio ω . Es decir:

$$\pi = \Omega + \omega$$

Nótese que Ω y ω son dos ángulos que no están en el mismo plano.

El sexto elemento, tiempo de paso por el perihelio, τ , corresponde al momento en el que el asteroide pasa por el perihelio, es decir, el instante en el que se encuentra más cerca del Sol.

Comúnmente se afirma que la forma y la orientación de la órbita de un asteroide dependen de su período orbital. Sin embargo, el periodo de revolución de un asteroide alrededor del Sol no es un elemento orbital. Este parámetro puede determinarse a partir del semieje mayor de la órbita aplicando la Tercera Ley de Kepler para el movimiento planetario. Dicha ley enuncia que el cuadrado del periodo, p , de un planeta es directamente proporcional al cubo del semieje mayor, a , de su órbita. Cuando p se mide en años y a en UA, entonces la constante de proporcionalidad vale uno y se cumple la relación:

$$p^2 = a^3$$

Los seis elementos orbitales descritos permiten determinar con precisión la órbita de un asteroide y, consecuentemente, puede conocerse la posición del asteroide en cualquier momento.

1.4 Métodos de Investigación de los Asteroides

Es bien sabido que en la antigüedad los seres humanos dedicaron largas jornadas a la observación visual de la bóveda celeste. Las primeras observaciones de asteroides se realizaron con ayuda del telescopio. No fue sino hasta el siglo XIX cuando los científicos introdujeron técnicas de observación basadas en sofisticados instrumentos, mismas que permitieron estudiar y conocer las propiedades de los asteroides, facilitando su descubrimiento.

Los primeros estudios espectroscópicos de asteroides se hicieron en Alemania, seguidos de observaciones fotométricas y micrométricas que permitieron determinar las órbitas y los diámetros de los asteroides. A continuación se describen algunos de los métodos de investigación de asteroides.

En 1891, el alemán Max Wolf introdujo una técnica para la búsqueda de asteroides, denominada fotografía astronómica (también empleada para otros cuerpos). Esta técnica se basa en el movimiento angular de los asteroides que es tan grande que permite la formación de una cola en una exposición fotográfica de larga duración. Como consecuencia, en la fotografía se observa una línea, contrario al tradicional punto que aparece en el caso de las estrellas. La fotografía astronómica permite fotografiar regiones del cielo, distinguiendo a los asteroides de otros cuerpos celestes. Con esta técnica, Max Wolf logró descubrir un total de 231 asteroides.

En 1906, Joel Metcalf desarrolló una técnica fotográfica que le permitió obtener mejores imágenes así como mayor precisión en la

posición de los asteroides. En el mismo año, Henry Russel publicó un artículo sobre las variaciones de luminosidad de un asteroide, mostrando que siempre es posible determinar teóricamente la posición del ecuador de un asteroide, pero no es posible determinar la forma del mismo.

Más de 800 asteroides se descubrieron con técnicas fotográficas, dando lugar a un análisis estadístico durante la década de 1910.

En los últimos años se desarrollaron siete técnicas que permiten determinar con precisión las características físicas de los asteroides. Estas técnicas son: radiometría, polarimetría, fotometría, radar y radio, interferometría de motas, ocultación, y gravedad. A continuación se describe brevemente cada una de ellas.

Radiometría

La radiometría es una técnica que permite determinar el diámetro y el albedo de un asteroide con base en su reflectividad. Una magnitud visual dada puede corresponder a un asteroide pequeño pero altamente reflectivo, o grande pero muy oscuro. En el caso de un asteroide grande y oscuro, su brillo en infrarrojo es mayor debido al tamaño y a la alta temperatura que adquiere un cuerpo oscuro al absorber mejor la luz incidente del Sol.

El método radiométrico fue desarrollado en 1970 por David Allen y se empleó en el asteroide *Vesta*, que se convirtió en el primer asteroide cuyo diámetro se calculó por medio de su emisión en el infrarrojo.

Polarimetría

La polarimetría es un método observacional que se basa en la variación, con el ángulo de fase, de la polarización lineal de la luz del Sol que es reflejada por un asteroide. La polarimetría se utiliza para definir la estructura superficial de un asteroide, su albedo, su diámetro y su composición.

Las primeras mediciones de polarización de un asteroide fueron hechas fotográficamente en 1934, pero no fue sino hasta 1955 que se realizaron las primeras mediciones fotoeléctricas confiables. La era de la polarimetría tuvo su inicio en 1968, determinándose la reflectividad del asteroide *Icarus* en 1970.

Fotometría

La fotometría es una de las técnicas más utilizadas en la investigación de asteroides. Consiste en la medición de la intensidad de luz de los cuerpos celestes en general, en tres bandas del espectro: ultravioleta, azul y visual. Existen tres tipos de fotometría: visual, fotográfica o fotoeléctrica. La fotometría también se aplica en el infrarrojo y resulta de gran utilidad en la clasificación de los asteroides con base en su tipo espectral. En 1969 resultó posible medir la reflectividad espectral de los asteroides, método conocido como espectrofotometría. La fotometría y la espectrofotometría permiten conocer la magnitud, el albedo, el diámetro, la composición superficial, el periodo rotacional, la forma y la posición de los polos de un asteroide.

En 1938, en la Universidad de Arizona, se realizó el primer análisis

fotoeléctrico de un asteroide. Años más tarde, en 1949, Gerard Kuiper organizó un estudio sistemático basado en fotometría.

Radar y Radio

La palabra radar proviene de “*radio detection and ranging*” y consiste en la transmisión y recepción de ondas de radio. El radar proporciona información sobre las propiedades físicas y químicas de la superficie de un asteroide, así como su tamaño, albedo, forma, composición y rotación.

Una técnica similar al radar es la radioastronomía, la cual requiere un radiotelescopio para recibir la emisión en longitudes de onda correspondientes al radio que provienen de un asteroide en lugar de enviar una señal hacia él. La radioastronomía permite conocer propiedades térmicas de los materiales de la superficie de los asteroides.

La técnica del radar fue utilizada por primera vez en 1968 cuando el asteroide *Icarus* se acercó a la Tierra. Las primeras emisiones de radio se detectaron en 1973 con el asteroide *Ceres*.

Interferometría de Motas

Un interferómetro es un aparato que mide ángulos pequeños usando el principio de interferencia. La interferometría de motas permite determinar el tamaño y la forma de un asteroide al medir la interferencia que resulta de la cancelación o refuerzo alternado de la onda de luz proveniente de un asteroide. La primera interferometría de motas se llevó a cabo en 1976.

Ocultación

Un asteroide que pasa frente a una estrella oculta la luz de ésta durante un tiempo que depende del diámetro y la velocidad del asteroide. Este fenómeno se conoce como ocultación y es el único método directo confiable que permite determinar el tamaño y la forma de un asteroide. Desafortunadamente, la ocultación de un asteroide no puede ser predicha con gran anticipación. Una vez que el diámetro ha sido determinado, es posible calcular el albedo del asteroide mediante la siguiente relación:

$$2 \log d = 6.244 - \log p_v - 0.4 V(1,0),$$

donde d es el diámetro, p_v es el albedo y $V(1,0)$ es la magnitud visual absoluta del asteroide.

La primera observación visual de la ocultación de un asteroide ocurrió en Suiza en 1958; la primera observación fotoeléctrica de una ocultación fue en 1961, y la primera fotografía de una ocultación sucedió en 1979.

Gravedad

En ocasiones dos asteroides pueden pasar cerca uno de otro. La interacción gravitacional entre ellos permite la medición de sus masas que, junto con una estimación de sus diámetros, proporciona información sobre sus densidades. Gauss propuso este método de investigación en 1802.

La técnica de interacción gravitacional permitió determinar de manera confiable los elementos orbitales de los asteroides *Ceres* y

Palas, dos de los asteroides más grandes, con diámetros aproximados de 950 y 570 km, respectivamente.

1.5 Clasificación de los Asteroides

Existen diferentes maneras de clasificar a los asteroides. Algunas se basan en parámetros observacionales, como el albedo; otras en la composición mineralógica, y otras en características espectrales. A comienzo de la década de 1970, los investigadores *Bowell* y *Chapman* clasificaron a los asteroides con base en su reflectividad. Sugirieron originalmente dos categorías: asteroides tipo *C* y asteroides tipo *S*. El tipo *C* se refiere a los asteroides carbonáceos y el tipo *S* a los pétreos. En la actualidad se han definido 14 tipos de asteroides. La clasificación de *Bowell* y *Chapman* es la más utilizada y asigna letras a los diferentes grupos de asteroides, dependiendo de su composición o de sus propiedades reflectivas. Algunos grupos incluyen los tipo *M* (metálicos), los *R* (rojos), los *F* (planos) y los *U* (inusuales o sin clasificación); sin embargo, como lo propusieron *Chapman* y *Zellner*, la mayoría de los asteroides pueden clasificarse en tipo *C* o tipo *S* (*Zellner*, 1982). El presente trabajo hará referencia a los asteroides que cruzan la órbita de la Tierra y a aquéllos que han impactado la superficie lunar y se utilizará la clasificación de *Bowell* y *Chapman* de asteroides tipo *C* y tipo *S*. A continuación se describe esta clasificación.

1.5.1 Asteroides Tipo C

Los asteroides tipo *C* son cuerpos extremadamente oscuros que presentan un espectro similar al de los meteoritos denominados

condritas carbonáceas (meteoritos pétreos que, debido a su alto contenido de carbón, presentan un color oscuro). Este tipo de asteroides tienen bajo albedo (son extremadamente oscuros). Son considerados los materiales más antiguos del Sistema Solar, con una composición que refleja los elementos no volátiles de la nebulosa solar primitiva. Se cree que, a diferencia de la Tierra y de la Luna, nunca se han recalentado desde que se formaron por primera vez. Los materiales que cubren este tipo de asteroides son minerales de silicatos, así como magnetita y compuestos ricos en carbón, mismos que les confieren un color extremadamente oscuro. Se estima que el 75% del total de los asteroides del Cinturón de Asteroides son tipo C (Cunningham, 1988).

En general, los asteroides tipo C se consideran objetos oscuros de baja reflectividad. Hay quienes sugieren que este tipo de asteroides presentan albedos menores a 0.065 (Chapman, 1982; Zellner, 1982; Gradie y Tedesco, 1982, y Veeder *et al.*, 1989); otros proponen valores entre 0.04 y 0.06 (Bowell y Muinonen, 1994). Valores promedio propuestos para el albedo son 0.034 (Shoemaker y Wolfe, 1982); 0.037 (Shoemaker *et al.*, 1982); 0.047 (Luu y Jewitt, 1989), 0.048 (Rabinowitz, 1993) y 0.05 (Bowell y Muinonen, 1994, Rabinowitz *et al.*, 1994, y Gehrels y Jedicke, 1996).

La densidad que mejor representa a los asteroides tipo C es 1.7 g/cm^3 (Shoemaker *et al.*, 1990), aunque también se ha propuesto un valor de 2.5 g/cm^3 (Shoemaker *et al.*, 1982).

1.5.2 Asteroides Tipo S

Los asteroides tipo S presentan una composición rica en metales como níquel y hierro, por lo que son relacionados con los llamados meteoritos mixtos (compuestos de hierro níquel y silicatos). Tienen albedos altos; son ópticamente rojos y forman aproximadamente el 17% del número total de asteroides (<http://www.nasa.gov/>).

Se considera que los asteroides tipo S son objetos brillantes debido a su relativamente alta reflectividad. Existen investigadores que sugieren que el albedo de estos asteroides varía desde 0.14 hasta 0.17 (Bowell y Muinonen, 1994); otros proponen valores entre 0.065 y 0.23 (Chapman, 1982; Zellner, 1982; Gradie y Tedesco, 1982, y Veeder *et al.*, 1989). Valores promedio propuestos son 0.14 (Chapman, 1982 y Shoemaker *et al.*, 1982); 0.15 (Luu y Jewitt, 1989), 0.155 (Bowell y Muinonen, 1994, Rabinowitz *et al.*, 1994, y Gehrels y Jedicke, 1996) y 0.186 (Rabinowitz, 1993).

El valor promedio de la densidad de los asteroides tipo S es 2.4 g/cm³ (Shoemaker *et al.*, 1990), aunque otros valores como 3.5 g/cm³ han sido propuestos (Shoemaker *et al.*, 1982).

1.6 Asteroides Cruzadores de la Órbita de la Tierra

La mayoría de los asteroides giran alrededor del Sol en la misma dirección en la que lo hacen los planetas (de oeste a este) y presentan órbitas estables entre Marte y Júpiter. Existen algunos, en cambio, cuyas órbitas se acercan a la órbita de la Tierra y han sido denominados *NEOs* (*Near-Earth Objects*). Los *NEOs* comprenden tanto asteroides como cometas cuyas trayectorias les

permiten acercarse a la Tierra, con perihelio menor a 1.3 UA. El término *NEA* (*Near-Earth Asteroid*) se refiere exclusivamente a asteroides cuyo perihelio orbital está entre 0.983 y 1.3 UA del Sol.

Algunos *NEAs* pueden, además de acercarse, llegar a cruzar la órbita de la Tierra en algún momento de su trayectoria. Este tipo de asteroides recibe el nombre de *ECAs* (*Earth-Crossing Asteroids*). De manera análoga, el término *ECCs* (*Earth-Crossing Comets*) se refiere a los cometas cuyas órbitas pueden interceptar la órbita de la Tierra. Los *ECAs* y *ECCs* presentan una amenaza para nuestro planeta ya que pueden llegar a impactarse con la Tierra. En los siguientes capítulos nos concentraremos en el estudio de los asteroides cruzadores de la órbita de la Tierra, es decir, los *ECAs*.

Los *ECAs* se definen como los objetos que se mueven en una trayectoria capaz de interceptar el plano de la órbita de la Tierra como resultado de perturbaciones gravitacionales continuas de larga duración debidas a la Tierra y a otros planetas (Shoemaker *et al.*, 1982, y Bowell y Muinonen, 1994). En esta definición, el término “larga duración” se refiere a periodos de decenas de miles de años. La intersección ocurre cuando alguno de los nodos de la órbita del asteroide, ascendente o descendente, coincide con la órbita de la Tierra (Rabinowitz *et al.*, 1994). Dado un *NEA*, no puede determinarse si se trata de un *ECA* hasta que su órbita sea calculada con precisión.

Los *ECAs* se distinguen de los asteroides del Cinturón de Asteroides por sus excentricidades grandes y sus perihelios

pequeños. Las órbitas de los *ECAs* son inestables en escalas de tiempo de aproximadamente 10^7 a 10^8 años, debido a interacciones gravitacionales con los planetas terrestres (Luu y Jewitt, 1989).

La mayoría de los *ECAs* solo cruzan la órbita de la Tierra de vez en cuando. Un ejemplo es el asteroide *1915 Quetzalcóatl*, que en 1,400 años ha cruzado la órbita de la Tierra tan sólo nueve veces.

Actualmente sabemos que existe un “pantano” formado por asteroides y cometas con órbitas que cruzan la órbita de la Tierra. La Figura 1.5 donde se muestra las órbitas de los 100 *ECAs* más grandes conocidos girando alrededor del Sol, representado por el punto en el centro. Las órbitas de Mercurio, Venus, Tierra y Marte están trazadas en líneas punteadas y apenas logran distinguirse por las líneas sólidas que representan a los asteroides.

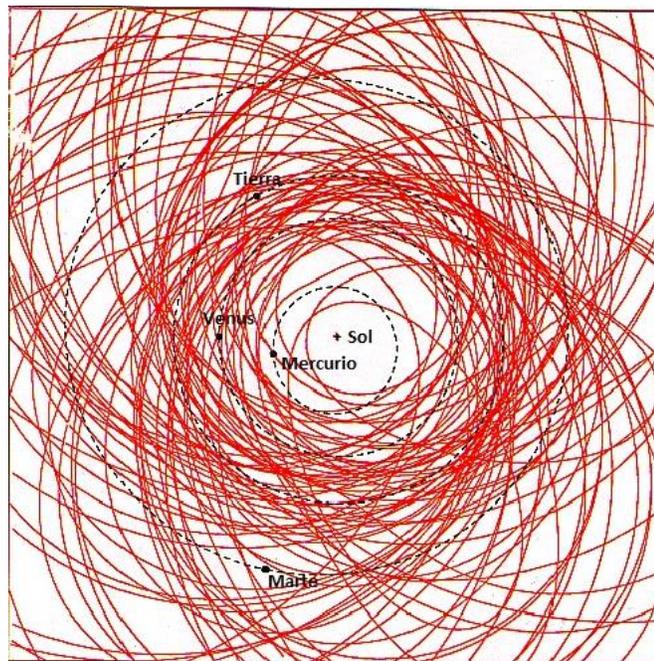


Figura 1.5. Órbitas de los primeros cuatro planetas del Sistema Solar y de los 100 *ECAs* más grandes que se han descubierto (Steel, 1995).

Los *ECAs* han sido clasificados en cuatro grupos, dependiendo de sus elementos orbitales actuales, como se resume a continuación y en la Tabla 2 y la Figura 1.6.

- Los asteroides tipo **Atón** son aquellos cuyas órbitas cruzan la órbita de la Tierra con periodos menores a un año.
- Los asteroides tipo **Apolo** son los que cruzan la órbita de la Tierra con periodos mayores a un año.
- Los asteroides tipo **Amor** son los que presentan órbitas fuera de la órbita de la Tierra.
- Los asteroides tipo **Atira** o Apohele tienen órbitas dentro de la órbita de la Tierra. Se consideran un subgrupo de los asteroides tipo Atón.

Los nombres de los grupos de asteroides provienen del nombre del asteroide que sirvió de modelo para clasificarlos. Como comentario interesante, los nombres de cada uno de estos asteroides proviene de la mitología: Atón significa fuerza física solar y corresponde al nombre que se le dio al dios egipcio del Sol cuando se estableció el culto monoteísta solar. Apolo era el dios griego de la profecía, la música, la medicina, la poesía, la agricultura y la ganadería; también se le asocia con el dios del Sol y de la luz. Amor era el hijo de Venus en la mitología romana. Apohele es una palabra hawaiana que significa *órbita* y Atira era la diosa de la Tierra y estrella nocturna de la tribu norteamericana Pawne.

Tabla 2. Clasificación de NEAs

| Grupo | Descripción | Definición |
|-------|---|--|
| NEA | Near-Earth Asteroid | $q < 1.3 \text{ AU}$ |
| Atón | ECA con semieje mayor más pequeño que el de la Tierra. | $a < 1.0 \text{ AU}$, $Q > 0.983 \text{ AU}$ |
| Apolo | ECA con semieje mayor más grande que el de la Tierra. | $a > 1.0 \text{ AU}$, $q < 1.017 \text{ AU}$ |
| Amor | NEA con órbita exterior a la de la Tierra pero interior a la de Marte. | $a > 1.0 \text{ AU}$, $1.017 < q < 1.3 \text{ AU}$ |
| Atira | NEA cuya órbita está completamente contenida en la órbita de la Tierra. | $a < 1.0 \text{ AU}$, $Q < 0.983 \text{ AU}$ |

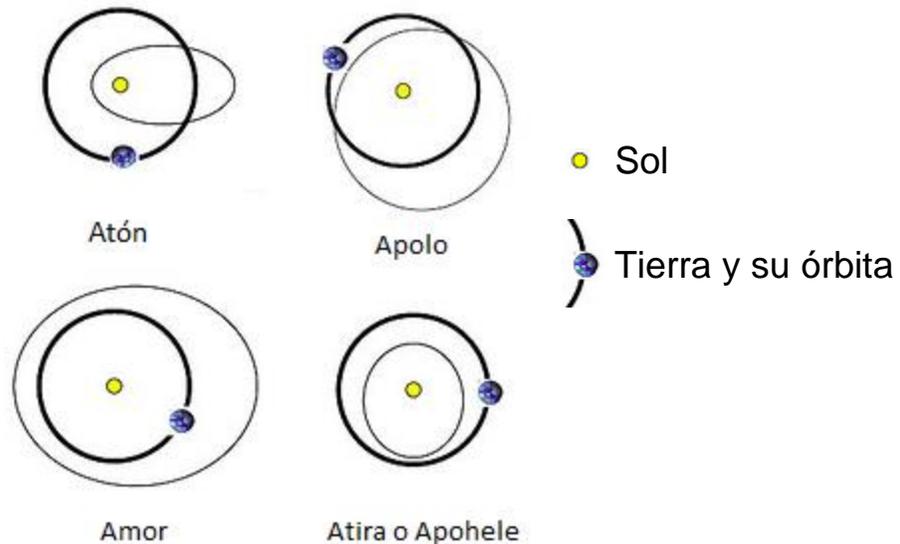


Figura 1.6. Órbitas de los NEAs comparadas con el Sol y la Tierra.

A continuación se describe cada uno de estos grupos de ECAs.

1.6.1 Asteroides Tipo Atón

Los asteroides tipo Atón son aquellos cuyo semieje mayor es más pequeño que el semieje mayor de la Tierra, es decir, sus órbitas son más pequeñas que la órbita terrestre. Estos cuerpos intersectan la órbita de la Tierra cerca del afelio del asteroide. Se denomina

Atón a los asteroides cuyo semieje mayor, a , es menor que 1.0 UA y cuya distancia al afelio, Q , es mayor o igual a 0.983 UA, donde 0.983 UA es la distancia al perihelio de la Tierra y 1.0 UA es la distancia entre la Tierra y el Sol. Los asteroides tipo Atón cruzan la órbita de la Tierra continuamente (Shoemaker *et al.*, 1982, McFadden *et al.*, 1989 y Shoemaker *et al.*, 1990).

En la definición de los asteroides tipo Atón con semieje mayor menor a 1.0 UA, se considera que los tipo Atira o Apohéle son un subconjunto de los Atón.

1.6.2 Asteroides Tipo Apolo

Los asteroides tipo Apolo tienen órbitas más grandes que la órbita de la Tierra. Estos asteroides atraviesan la órbita de la Tierra en la actualidad, y lo hacen cerca de su perihelio. Se clasifican como Apolo a los asteroides con semieje mayor, a , mayor o igual que 1.0 UA y distancia al perihelio, q , menor o igual que 1.017 UA, donde 1.017 UA es la distancia al afelio de la Tierra. Los asteroides tipo Apolo cruzan la órbita de la Tierra parte del tiempo (Shoemaker *et al.*, 1982, McFadden *et al.*, 1989 y Shoemaker *et al.*, 1990).

1.6.3 Asteroides Tipo Amor

Los asteroides tipo Amor tienen órbitas más grandes que la órbita de la Tierra; su perihelio se encuentra fuera de la órbita de la Tierra pero muy cerca de ella. Estos asteroides generalmente atraviesan la órbita de Marte y se acercan a la Tierra sin cruzar su órbita. En ocasiones logran atravesar la órbita terrestre una fracción de tiempo muy pequeña. Estos asteroides pueden sufrir perturbaciones

debidas a Marte y Júpiter que los desvían en una órbita que los lleve a colisionar con la Tierra (Steel, 1995).

Se consideran tipo Amor a los asteroides con semieje mayor, a , más grande que 1.0 UA y distancia al perihelio, q , mayor a 1.017 UA y menor o igual que 1.3 UA. El límite superior de q , 1.3 UA, es un valor arbitrario elegido considerando el mínimo en la distribución de frecuencias de q de los objetos descubiertos (Shoemaker *et al.*, 1982, McFadden *et al.*, 1989 y Shoemaker *et al.*, 1990).

1.6.4 Asteroides Tipo Atira o Apohele

Los asteroides tipo Atira o Apohele se consideran una subclase de los asteroides tipo Atón. Tienen tanto su perihelio como afelio dentro de la órbita de la Tierra. Su distancia al afelio, Q , es menor que la distancia al perihelio de la Tierra (0.983 UA). Ello implica que el semieje mayor, a , es también menor que 0.983 UA.

En el 2003 se confirmó el primer asteroide de este tipo. Hasta junio del 2013 se sospecha hay 12 asteroides tipo Atira o Apohele. Este tipo de asteroides no cruzan la órbita de la Tierra y no presentan una amenaza de impacto; sin embargo, sus órbitas pueden ser perturbadas por un encuentro cercano con Mercurio o Venus y convertirse en asteroides cruzadores de la Tierra en el futuro.

Cabe señalar que hay autores que definen al grupo Atón como asteroides con semieje mayor más pequeño que 1 UA, por lo que consideran a los asteroides tipo Atira parte de los Atón.

La clasificación de asteroides en tipos Apolo y Amor en ocasiones

resulta difícil ya que algunos asteroides Amor tienen un perihelio que oscila alrededor de 1.0 UA. Además, los asteroides tipo Apolo pueden convertirse en tipo Amor, y viceversa, como consecuencia de perturbaciones seculares (Shoemaker *et al.*, 1982).

La mayoría de los asteroides tipo Atón, Apolo y Amor sigue órbitas que son estables por periodos de tiempo relativamente cortos, comparado con la edad del Sistema Solar; es decir, de unos cuantos millones de años a unos cientos de millones de años. Como se verá más adelante, el destino final de los objetos con estas órbitas es colisionar con un planeta, o ser expulsado del Sistema Solar. Eventualmente, una fracción significativa colisionará con la Tierra (Tedesco y Gradie, 1987) y es por esto que es de gran importancia conocer el comportamiento de los asteroides y su origen, como se mostrará a continuación.

1.7 Origen de los Asteroides

El origen de los asteroides está íntimamente relacionado con el origen del Sistema Solar. Inicialmente se pensó que los asteroides eran restos de un planeta que existió en el Sistema Solar y explotó; probablemente fragmentos del planeta faltante situado entre Marte y Júpiter, como lo sugirió Olbers en 1805 (Chapman, 1982). En la actualidad, casi todos los científicos han descartado esta idea (Oort, 1950) y se limitan a afirmar que algunos asteroides están congregados ocupando un lugar en el Sistema Solar donde pudo haber existido un planeta de tamaño considerable que no se formó debido a la influencia gravitacional de Júpiter.

Otras hipótesis sugieren que inicialmente sólo existían unas decenas de asteroides y que posteriormente se fragmentaron por colisiones mutuas hasta producir el número actual.

En 1969, Dohnanyi determinó que la edad de los asteroides más grandes hasta entonces conocidos es del mismo orden de magnitud que la edad más probable del Sistema Solar (4.6×10^9 años). Dohnanyi concluyó que algunos de los asteroides más grandes debieron sobrevivir desde su creación, mientras que los más pequeños debieron fragmentarse debido a colisiones (Dohnanyi, 1969). Esta afirmación no es del todo aceptada pues se sabe que la mayoría de los asteroides y cometas tienen vidas medias cortas en el interior del Sistema Solar. Williams y Wetherill demostraron que, como consecuencia de que las velocidades promedio de los asteroides (5 km/s) son mayores que sus velocidades de escape (menores a 1 km/s, aún en el caso de los cuerpos más grandes), los asteroides están sujetos a pérdidas de masa y fragmentación total al colisionar unos con otros, lo que ocasiona que los asteroides más pequeños tengan tiempos de vida considerablemente menores que la edad del Sistema Solar (Williams y Wetherill, 1994).

Los *ECAs* generalmente presentan vidas medias relativamente largas con respecto a los cometas. Los cometas de periodo largo (periodos orbitales mayores a 200 años) realizan en promedio cinco vueltas cada uno antes de ser expulsados del sistema planetario o perderse. Los cometas de periodo muy corto (periodos orbitales menores a 20 años) con órbitas que cruzan la órbita de Júpiter tienen una vida media de $\sim 10^4$ a 10^6 años antes de ser expulsados

en órbitas hiperbólicas debido a un encuentro cercano con Júpiter. Los *ECAs*, por su parte, tienen una vida media de alrededor de 30 millones de años, aunque existe quien afirma que varía desde 10 hasta 100 millones de años (Bottke *et al.*, 1994).

Los mecanismos de pérdida de un *ECA* son: (i) colisiones con otro cuerpo, ya sea un asteroide del Cinturón de Asteroides o un *NEO*, lo cual tiene como resultado una fragmentación, o (ii) encuentros cercanos con algún planeta terrestre que perturba la trayectoria del asteroide y lo convierte en un objeto cuya órbita cruza la órbita de Júpiter (Weissman, 1990a). Por ello, resulta obvio suponer que si las interacciones gravitacionales o las colisiones con los planetas (especialmente con Júpiter) llegan en ocasiones a expulsar del Sistema Solar a los *NEOs*, y si es relativamente alta la probabilidad de que los *ECAs* sean destruidos por colisiones con la Tierra o expulsados del Sistema Solar por encuentros cercanos con nuestro planeta, entonces los *ECAs* deben ser reabastecidos continuamente. De lo contrario, la población original de estos cuerpos ya se habría agotado (Brandt y Chapman, 1992).

Existe una hipótesis que afirma que los objetos cometarios son abastecidos de un reservorio lejano denominado *Nube de Oort* o de un disco más cercano conocido como el *Cinturón de Kuiper*. Se cree que estos espacios han preservado material que no ha sufrido calentamiento alguno desde el momento de la formación del Sistema Solar. Debido a efectos de marea galáctica y perturbaciones gravitacionales de estrellas o de nubes moleculares,

las órbitas de los objetos de la Nube de Oort pueden sufrir alteraciones de tal forma que los cometas se acerquen al Sol.

A continuación se explican la teoría de la Nube de Oort, la del Cinturón de Kuiper y otras teorías sobre el origen de los asteroides.

1.7.1 Nube de Oort

La idea de la existencia de una enorme nube esférica de cometas girando alrededor del sistema planetario fue propuesta por primera vez por Jan Oort en 1950 para explicar la extraña distribución de las energías orbitales de los cometas de largo periodo observados. Oort escribió (Oort, 1950):

"Los cometas de periodo largo recién formados generalmente provienen de regiones localizadas a una distancia entre 50,000 y 150,000 UA. El Sol debe estar rodeado por una nube de cometas con un radio de este orden de magnitud, conteniendo unos 10^{11} cometas de tamaño considerable, con una masa total estimada del orden de 1/10 a 1/100 de la masa de la Tierra. Por la acción de las estrellas, nuevos cometas son expulsados continuamente de la nube hacia la vecindad terrestre."

Oort propuso que la nube debía mantenerse ligada gravitacionalmente al Sol pese a estar a distancias mayores a 10^4 UA. El semieje mayor interno de la Nube de Oort se estima en 2×10^4 UA, mientras que el externo en 2×10^5 UA (Hills, 1981). Oort afirmó que los cometas de la Nube de Oort están tan lejos del Sol que las estrellas que pasan cerca pueden causar perturbaciones

tales que cambien la órbita de los cometas hasta enviarlos al sistema planetario. Por el contrario, Everhart sugirió que la mayoría de los cometas de la Nube de Oort no ingresan a la región de los planetas ya que presentan perihelios mayores a 30 UA (distancia promedio de Neptuno al Sol) pero admite que una estrella podría causar una perturbación tal que lograría cambiar el perihelio de un cometa de 30-40 UA a 1-2 UA, por lo que sí podría ingresar al sistema planetario (Everhart, 1983).

Los cometas que se acercan al sistema planetario pueden sufrir perturbaciones debidas a Júpiter, el cual logra expulsar al espacio interestelar casi a la mitad de estos cometas y capturar a la otra mitad en órbitas de menor excentricidad. Los cometas capturados por Júpiter, que originalmente tenían periodos orbitales largos, pueden sufrir nuevas perturbaciones debido a interacciones con Júpiter o con otros planetas del Sistema Solar dando origen a los cometas de periodo corto o a los asteroides (Weissman, 1990b).

Los cometas que se acercan al sistema planetario también pueden sufrir perturbaciones por Saturno, aunque en menor proporción que las perturbaciones debidas a Júpiter (Yabushita, 1972a).

Los cometas de largo periodo que se acercan al sistema planetario pueden disiparse completamente por evaporación o perder todos sus volátiles y convertirse en cometas muertos. La mayoría de los cometas que no se disipan se pierden en el espacio interestelar mientras que otros son perturbados hasta alcanzar afelios grandes y pueden llegar a incrementar su perihelio como resultado del

acercamiento de una estrella, logrando regresar a la Nube de Oort. Se cree que sólo un 5% de los cometas que sufren alguna perturbación pueden regresar a distancias como las de la Nube de Oort.

Paul R. Weissman estimó que la población en la región exterior de la Nube de Oort es de unos 1.2×10^{12} a 2×10^{12} cometas, un orden de magnitud mayor a la población originalmente estimada por Oort de 2×10^{11} (Weissman, 1980), y que la población en la parte interior es cinco veces mayor. Weissman estimó además que aproximadamente 6.8×10^8 cometas más brillantes que magnitud absoluta 11 se convierten en *ECAs* (Weissman, 1990a; Weissman, 1983).

Se cree que la población de la Nube de Oort debe disminuir con el tiempo conforme los cometas son expulsados al espacio interestelar por perturbaciones planetarias o de estrellas. En 1987, M. Duncan, T. Quinn y S. Tremaine estimaron que la población de la Nube de Oort ha disminuido en un 40% en los últimos 3.5×10^9 años. Esto hace pensar que el flujo de objetos hacia la Tierra, y por lo tanto la formación de cráteres de impacto, era mayor en el pasado (Weissman, 1990a).

1.7.2 Cinturón de Kuiper

En 1988, Duncan y sus colegas propusieron que el Cinturón de Kuiper podría ser una posible fuente de cometas de corto periodo. El Cinturón de Kuiper se describe como un disco, un cinturón aplanado, o un anillo de cometas, localizado más allá de Neptuno.

Este cinturón, probablemente un remanente del disco original que formó a los planetas en la nebulosa solar, fue sugerido por primera vez por G. P. Kuiper en 1951.

Originalmente se pensó que el Cinturón de Kuiper se unía de manera continua con el interior de la Nube de Oort. Más tarde, Duncan y sus colegas propusieron que las dos poblaciones de cometas son distintas ya que los cometas del Cinturón de Kuiper presentan semiejes mayores de aproximadamente 50 a 500 UA, mientras que los de la región interna de la Nube de Oort tienen al menos 2,000 a 3,000 UA (Weissman, 1991).

Científicos como J. A. Fernández y M. E. Bailey afirman que el Cinturón de Kuiper es aproximadamente unas 300 veces más eficiente para producir cometas de periodo corto que la evolución directa de cometas de largo periodo de la Nube de Oort. Se estima que el número de cometas en el Cinturón de Kuiper es del orden de 10^8 a 10^{10} (Weissman, 1990b).

1.7.3 Otras Teorías de Origen de los Asteroides

A continuación se explican otras teorías que afirman que la mayoría de los *NEOs* se derivan del Cinturón de Asteroides debido a colisiones o a dinámica de caos (Bottke *et al.*, 1994).

La teoría de colisiones afirma que al menos la porción más pequeña de la población asteroidal del Cinturón de Asteroides constituye una "cascada de colisiones", en la que los cuerpos más grandes se fragmentan en objetos más pequeños que, a su vez, se fragmentan en otros más pequeños y así sucesivamente hasta formarse granos

de polvo de aproximadamente $1 \mu\text{m}$ que sufren el efecto Poynting-Robertson (Williams y Wetherill, 1994).

La teoría de dinámica de caos se basa en el probado hecho de que ciertos objetos con movimiento en resonancia con Júpiter exhiben incrementos caóticos en sus excentricidades, ocasionando que sus órbitas lleguen a atravesar las órbitas de los planetas terrestres.

La evidencia observacional muestra que muchos *NEOs* son similares en composición a los asteroides más pequeños del Cinturón de Asteroides. Esto sugiere que ambos grupos son fragmentos generados en colisiones de los asteroides más grandes del Cinturón de Asteroides.

Otras hipótesis sugieren que los *NEOs* se originan a partir de cometas que perdieron su contenido gaseoso y evolucionaron en objetos de baja actividad, o bien de fragmentos de un cometa gigante. Se cree que en la etapa final de la vida de un cometa, conforme se agotan los elementos volátiles de la superficie, se forma una capa o manto que aísla a estos elementos del interior dando lugar a un objeto sin atmósfera o cola, de apariencia asteroidal. Esta hipótesis se ve apoyada por el hecho de que las órbitas de algunos *NEOs* no siguen la dinámica gravitacional esperada, lo que sugiere la acción de fuerzas no gravitacionales como las asociadas con la actividad cometaria (Morrison, 1992).

En oposición a lo arriba mencionado, algunos investigadores afirman que quienes sugieren que los cometas de corto periodo son la fuente de nuevos *ECAs* es debido a que no han podido identificar

otra posible fuente. Estos investigadores argumentan que la evidencia de que algunos cometas evolucionan en asteroides es sólo circunstancial (Brandt y Chapman, 1992).

Es tan estrecha la relación entre los cometas y los asteroides que así como existen teorías que afirman que los asteroides se originan a partir de los cometas, también se sugiere que los cometas se originan a partir de los asteroides. O'Dell es uno de los científicos que sugiere que los asteroides pueden ser perturbados hasta presentar órbitas que cruzan la órbita de Júpiter. Algunos de estos asteroides pueden llegar a la región exterior del Sistema Solar donde pueden adquirir un manto de material interestelar y así, en caso de regresar al interior del Sistema Solar, estos objetos mostrarían características propias de los cometas. De manera similar, Oort sugirió originalmente que los cometas se formaron a partir de los asteroides y fueron expulsados del Cinturón de Asteroides por perturbaciones debidas a Júpiter, adquiriendo características propias de los cometas (Weissman, 1983).

Un ejemplo de esta estrecha relación entre cometas y asteroides es el asteroide 944 Hidalgo cuya órbita excéntrica no es propia de un asteroide. Su afelio se ubica mas alla de la órbita de Júpiter, lo cual ha llevado a pensar a los expertos que se trata de un cometa extinto (Campins *et al.*, 2006).

1.7.4 Origen de los ECAs

En 1950, Ernst Öpik, interesado en el origen de los asteroides tipo Apolo, calculó la población de estos asteroides al momento de

originarse el Sistema Solar. En los estudios que realizó en 1951 y 1953, concluyó que los asteroides tipo Apolo no presentaban al momento de formarse las órbitas que actualmente tienen que les permite acercarse a la Tierra. Más tarde, en 1963, basándose en los siete asteroides tipo Apolo que se conocían y suponiendo que uno colisionaba con la Tierra cada 100 millones de años, Öpik extrapoló que la población al comienzo del Sistema Solar era del orden de 10^{12} asteroides y la masa total de estos asteroides correspondía a unas 1,000 veces la masa del Sol. De esta manera, Öpik concluyó que la mayoría de los *ECAs* provenían de otras regiones del Sistema Solar.

Otros estudios se basan en la tasa de impactos producidos en la superficie de la Tierra y de la Luna, que ha sido casi constante en los últimos 3×10^9 años, por lo que concluyen que de alguna manera los asteroides deben acercarse continuamente a la Tierra para mantener la población actual y que el lugar más probable del cual pueden provenir los asteroides tipo *ECA* es el Cinturón de Asteroides (Cunningham, 1988).

En un estudio realizado por Wetherhill y Williams en 1968, se propuso que los asteroides que cruzan la órbita de Marte eran la fuente de los asteroides tipo Apolo y de los meteoritos que se impactan con la Tierra. Sin embargo, para mantener la población observada de asteroides tipo Apolo se requeriría de cien veces más asteroides que cruzan la órbita de Marte de los que se conocen, por lo que puede afirmarse que sólo un muy pequeño porcentaje de *ECAs* puede originarse de esta fuente.

En la década de 1960, surgió la idea de que los asteroides Apolo podían originarse a partir de las resonancias en el Cinturón de Asteroides o a partir de los cometas. En el primer caso están involucrados las llamadas *Brechas de Kirkwood* (también llamados *Huecos de Kirkwood*, o *Kirkwod Gaps*), que son zonas del Cinturón de Asteroides en las que la densidad de asteroides se ve notablemente reducida debido a resonancias con Júpiter. Existe la hipótesis de que los asteroides que originalmente ocupaban estas áreas, así como los fragmentos que resultaran de posibles colisiones que llegaran a esta región, fueron expulsados convirtiéndose en asteroides con órbitas que cruzan la órbita de la Tierra. En 1973, Zimmerman y Wetherhill publicaron un estudio sobre resonancia dentro de una Brecha de Kirkwood, postulando que las colisiones entre asteroides en la vecindad inyectaría a dicho espacio fragmentos de hasta 500 m de diámetro con velocidades entre 50 y 200 m/s. Perturbaciones con Júpiter causarían que el objeto aumentara su excentricidad a 0.3 o 0.4. Una segunda colisión con otro fragmento o con un asteroide se volvería entonces probable. Encuentros cercanos con la órbita de Júpiter disminuirían el semieje mayor de la órbita y causarían la disminución del perihelio. Eventualmente, el fragmento cruzaría la órbita de la Tierra, convirtiéndose en un asteroide tipo Atón, Apolo o Amor (Cunningham, 1988).

La mayoría de los cometas pasan solamente una vez cerca del Sol y escapan del Sistema Solar, pero algunos son desviados y adquieren órbitas elípticas con periodos de menos de siete años.

Para que uno de estos cometas se convierta en un asteroide tipo Apolo, por ejemplo, tienen que ocurrir dos cosas: su órbita debe ser nuevamente alterada y debe adquirir apariencia asteroidal.

En 1963, Öpik expuso la hipótesis de que los planetas terrestres (principalmente la Tierra y Venus) pueden perturbar a los cometas cuando éstos se acercan lo suficiente. Como consecuencia, los cometas pueden ser expulsados del Sistema Solar o pueden ser atraídos dentro de la órbita de Júpiter convirtiéndose así en un objeto con órbita del tipo Apolo o Amor. Un ejemplo de esto es el asteroide *2212 Hephaistos* (tipo Apolo), el cual presenta una órbita similar a la del cometa *Encke*. Este último era el único cometa que presentaba una distancia al afelio similar a la de los asteroides tipo Apolo. El hecho de que sólo un cometa presentara una órbita similar a la de los asteroides Apolo fue motivo de gran duda hasta que, en 1979, George Wetherill propuso que bastaba que un cometa como el *Encke* pasara cada 65,000 años para originar asteroides tipo Apolo a una tasa de 15 por cada millón de años, lo cual es el índice necesario para mantener una población de asteroides estable (Cunningham, 1988). Existe evidencia de que la producción de gas del cometa *Encke* está disminuyendo lentamente, lo cual sugiere que se acerca a su extinción. Toda vez que sea un cometa muerto, no podrá distinguirse de un asteroide (Brandt y Chapman, 1992).

A pesar de que es bien aceptada la relación entre los cometas y los asteroides, hasta la fecha no se ha reconocido un núcleo cometario muerto como tal. Lo anterior puede deberse a que los núcleos de

cometas muertos no puedan ser distinguidos de los asteroides; que la mayoría de los objetos pequeños y oscuros aún no haya sido descubierta, o que la fracción de NEOs que proviene de núcleos de cometas muertos sea mucho más pequeña de lo que se cree. Se estima que al menos cinco asteroides pudieron originarse a partir de algún cometa muerto (Cunningham, 1988).

En 1993, uno de los programas dedicados a la búsqueda de asteroides, el *Spacewatch* (se describirá en el Capítulo 2), publicó la evidencia de un “Cinturón de NEOs” (originalmente propuesto por D. L. Rabinowitz, en 1993) compuesto de objetos con diámetros menores a 50 m y elementos orbitales similares a los de la Tierra en lo que a semeje mayor, excentricidad e inclinación se refiere. En 1996, un nuevo trabajo del *Spacewatch* sugirió que existen dos poblaciones distintas de NEOs: la “tradicional” y una formada por asteroides más pequeños caracterizados por una distribución de elementos orbitales que inspira la idea de un “Cinturón de NEOs” (Gehrels y Jedicke, 1996). Esta propuesta controversial permitiría entender el mecanismo de producción de objetos con órbitas parecidas a la de la Tierra.

El origen de los ECAs ha sido materia de debate. Con certeza puede afirmarse que los ECAs tienen un origen diverso: algunos surgen de una población de asteroides cruzadores de la órbita de Marte, otros del Cinturón de Asteroides, y otros a partir de cometas de corto periodo. Esta hipótesis se ve fundamentada en la variedad de composición dentro de la población de ECAs. La principal fuente parece ser núcleos de cometas extintos y fragmentos de colisiones

en regiones del Cinturón de Asteroides (McFadden *et al.*, 1989 y Shoemaker *et al.*, 1982).

1.8 Importancia del Estudio de los Asteroides

A continuación se lista una serie de razones por las cuales es importante el estudio de los asteroides.

1. Es muy probable que los cometas y asteroides representen residuos del material que originó al Sistema Solar. De ser así, los cometas y asteroides podrían ayudar a los científicos a descifrar los procesos que formaron al Sol y a los planetas.
2. Los asteroides y cometas pueden estar compuestos de moléculas orgánicas complejas, fundamentales en el proceso químico que dio lugar a la vida (Brandt y Chapman, 1992).
3. La composición de los *ECA*s ha sido estudiada desde los años 1960's pues se sabe que las características físicas de estos objetos permiten comprender su origen, así como su relación con los cometas y los meteoritos.
4. Analizando el espectro de los meteoritos, se ha encontrado cierta analogía con los asteroides, lo cual sugiere que los meteoritos se originan de asteroides. Olbers, en 1805, fue el primero en sugerir que los meteoritos son fragmentos de asteroides. En la década de 1960, Öpik rechazó la teoría de Olbers afirmando que los asteroides no presentan la composición de la mayoría de los meteoritos (del tipo de las condritas ordinarias), los cuales contienen hierro, cobalto y níquel, y presentan condros de olivino

y piroxeno, entre otros minerales (Cunningham, 1988). Sin embargo, sí es posible asociar a algunos asteroides con cierto tipo de meteoritos, lo que hace pensar que la teoría de Olbers es de alguna manera correcta. Los meteoritos que no pueden relacionarse con algún asteroide pueden provenir de cuerpos que se fragmentaron en objetos tan pequeños que no pueden ser detectados, o bien son pocos y están localizados en regiones donde aún no se han encontrado asteroides.

5. El estudio del origen y la extinción de los asteroides tipo Apolo podría contribuir a explicar la historia del Sistema Solar, la evolución de los cometas y el desarrollo de la vida en la Tierra, considerando que pudo ser un asteroide de este tipo el que se impactó con nuestro planeta hace 65 millones de años causando la extinción de los dinosaurios y otras formas de vida y que marcó la división entre las eras Cretácico y Terciaria (Paleógeno) (Cunningham, 1992).
6. La búsqueda de asteroides ha llevado a los astrónomos a descubrir otros objetos, como los cometas.
7. El estudio de la estabilidad y evolución orbital de los asteroides que se acercan a la Tierra resulta de gran importancia al ser responsables de la llegada de meteoritos a la Tierra y de la creación de la mayoría de los cráteres de impacto que actualmente existen en los planetas terrestres (Chapman, 1982). Los cráteres de impacto, así como su modificación, proporcionan información que permite determinar si existe erosión, atmósfera y

tectonismo en otras regiones del Sistema Solar, como ocurre en la Tierra. Estos fenómenos son responsables de la destrucción de los cráteres de impacto terrestres (Maupomé, 1992).

8. El estudio de las propiedades físicas de los asteroides y la determinación de las órbitas que siguen resulta indispensable en la detección oportuna de los objetos que pudieran impactarse con la Tierra. Una vez detectados, se requiere la creación de algún mecanismo que permita mitigar la posible colisión ya sea desviando la trayectoria del cuerpo a impactarse o bien destruyéndolo. Uno de los mayores riesgos que resultaría del intento de mitigar un posible impacto es la producción de grandes fragmentos que podrían causar daño. El método de destrucción de un asteroide debe ser tal que pulverice al objeto aun cuando esté compuesto de los metales más resistentes. Si se decidiera desviar de su trayectoria a un posible impactor, entonces debe garantizarse que las fuerzas aplicadas alteren la órbita del objeto sin inducir fuerzas que puedan causar su fragmentación (Chapman *et al.*, 1994). Existen proyectos de investigación dedicados a encontrar medios de destrucción o desvío de los objetos que pudieran impactarse con la Tierra (Canavan *et al.*, 1994).
9. Es importante la detección de objetos que atraviesan la atmósfera terrestre en algún momento de su trayectoria aun cuando no logren impactarse con la superficie de la Tierra. Podría confundirse una explosión en la atmósfera debida al

ingreso de un *ECA* con un ataque nuclear o agresión militar, lo que produciría serias implicaciones de seguridad mundial.

10. Los *ECAs* resultan de gran interés en la colonización del espacio pues los asteroides contienen cantidades importantes de agua, metales e hidrocarburos. Dado que los *ECAs* son relativamente pequeños (la mayoría con diámetros entre unos cientos de metros y 10 km) y presentan órbitas para las cuales se requiere menos energía que la que se necesita para acceder a la Luna, resultan la fuente más económica y viable para extraer los recursos necesarios (incluyendo agua y por lo tanto hidrógeno y oxígeno) para construir estructuras en el espacio a gran escala (Tedesco y Gradie, 1987, y Ahrens y Harris, 1994).

CAPÍTULO 2: POBLACIÓN DE ASTEROIDES

Hasta junio del 2013, se conocían 9,858 NEAs, de los cuales 779 son tipo Atón (8%, incluye los 12 tipo Atira), 4,925 tipo Apolo (50%) y 4,154 tipo Amor (42%) (véase Apendice A). Cabe señalar que en 1997 se conocían 420 ECAs, con una distribución similar: 26 Atón (6%), 198 Apolo (47%) y 196 Amor (47%).

Datos básicos de la población de ECAs, como tipos de composición, dimensiones y otras características físicas, podrían proporcionar información sobre el origen de los asteroides que cruzan las órbitas planetarias, su función como fuentes de meteoritos, la frecuencia de colisión con los planetas y la frecuencia de formación de cráteres de impacto en los planetas terrestres. De ahí la importancia de estimar la población de NEOs y, en particular, de ECAs. En el presente capítulo se describen algunos programas dedicados a la búsqueda de estos objetos, así como modelos que han sido creados para estimar la población total.

2.1 Programas de Búsqueda de Asteroides

Basándose en la diferencia de frecuencia de formación de cráteres en la Tierra en los últimos 5×10^8 años y el registro de 3.3×10^9 años en la Luna, Shoemaker y sus colegas afirmaron que la población de ECAs ha incrementado (Cunningham, 1988).

Desde el descubrimiento fotográfico del primer asteroide tipo ECA

en 1932 en Alemania, se inició una búsqueda constante de estos objetos. Una gran parte de los objetos que se descubrían llegaban a considerarse perdidos temporalmente; tal es el caso de este primer ECA descubierto que estuvo perdido hasta 1973. No fue sino hasta los años 1970's que se iniciaron búsquedas regulares utilizando telescopios Schmidt. Más tarde, en la década de 1980, los métodos fotográficos fueron sustituidos por una técnica de búsqueda electrónica implementada en la Universidad de Arizona. Ambas técnicas dieron origen a diferentes programas de búsqueda continua que han contribuido notablemente con el descubrimiento de NEOs. Del total de descubrimientos, la mayor parte se ha dado en la última década y aún continúa creciendo su frecuencia. Existen programas de observación en diferentes países, como en Estados Unidos, Francia, Chile, Australia y Ucrania. Debe notarse que los programas de búsqueda presentaban una tendencia hacia el descubrimiento de asteroides tipo S, ya que el albedo de éstos es casi tres veces mayor que el albedo de los asteroides tipo C. Algunos programas corrigieron esta tendencia.

Los principales programas fotográficos son tres y se describen a continuación (Morrison, 1992).

1) *Planet-Crossing Asteroid Survey (PCAS)*: Este programa inició en 1973 por E. F. Helin y E. M. Shoemaker y tuvo por objetivo descubrir y obtener órbitas precisas de asteroides que cruzan las órbitas de los planetas bajo condiciones de búsqueda controladas con la finalidad de estimar la población de varias clases de asteroides cruzadores de planetas, entre ellos los ECAs. El

programa se llevó a cabo en el Observatorio de Palomar, en California, Estados Unidos y permitía fotografiar hasta 4,000 grados cuadrados de cielo al mes. A este programa se le atribuye el descubrimiento de miles de asteroides de todo tipo. El programa estuvo vigente por 25 años hasta junio de 1995. Es el predecesor del programa Near-Earth Asteroid Tracking (NEAT) que inició en 1995 y concluyó en 2007. Este era un programa de la NASA (National Aeronautics and Space Administration) y el Jet Propulsion Laboratory (JPL) para descubrir NEOs. Sus principales investigadores fueron E. F. Helin, S. H. Pravdo, y D. L. Rabinowitz. NEAT utilizaba en coordinación con el US Air Force el telescopio GEODSS (Ground-based Electro-Optical Deep Space Surveillance) en Maui, Hawái. También empleaba un telescopio Schmidt del Observatorio de Palomar para descubrir y monitorear NEOs. NEAT descubrió miles de asteroides.

2) *Palomar Asteroid and Comet Survey (PACS)*: Este programa de búsqueda fue iniciado por E. M. y C. S. Shoemaker en 1982 y también se realizó en el Observatorio de Palomar, en California, Estados Unidos. Aproximadamente 3,000 grados cuadrados de cielo eran fotografiados mensualmente. Combinado con el PCAS, se cubrían alrededor de 6,000 grados cuadrados de cielo al mes.

3) *Anglo-Australian Near-Earth Asteroid Survey (AANEAS)*: En 1990 se inició este programa en Inglaterra bajo la dirección de D. Steel. El programa cubría hasta 2,500 grados cuadrados mensualmente. Concluyó en 1996 después del descubrimiento de 38 NEAs que correspondía al 30% de NEAs descubiertos hasta 1995.

Adicionalmente a los programas fotográficos terrestres, en 1983 se puso en órbita alrededor de la Tierra el satélite IRAS (Infrared Astronomy Satellite) con la finalidad de inspeccionar regiones del cielo y hacer observaciones de una selección de objetos, entre ellos los asteroides. El satélite fue un programa pionero de Estados Unidos, el Reino Unido y los Países Nórdicos que permitió observar el universo en infrarrojo pese a que era un instrumento poco sofisticado comparado con los satélites actuales.

La búsqueda de NEOs con diámetros menores que 1 km resulta difícil si se utilizan técnicas fotográficas como en los programas antes descritos. Los ECAs más pequeños que se han descubierto fotográficamente tienen diámetros de 200 a 300 m, lo que significa que los asteroides más pequeños no pueden ser detectados. Se podría pensar que estos objetos relativamente pequeños no son de gran interés, pero debe considerarse que podrían llegar a liberar hasta 30,000 megatonnes de TNT de energía cinética al penetrar a la atmósfera, una cantidad mayor que la energía total de explosión de todo el armamento nuclear de la Tierra que se estima en 5,000 megatonnes de TNT. Un objeto de 100 metros de diámetro podría tener una energía de impacto de aproximadamente 1,000 bombas del tipo de las que se hicieron explotar sobre Hiroshima y Nagasaki en 1945 las cuales se estiman en 12.5 kilotonnes de TNT (Cunningham, 1988). Como referencia, la energía liberada por el fragmento más grande del cometa Shoemaker-Levy 9 que se impactó con Júpiter se estima en 6 millones de megatonnes de TNT. El terremoto y tsunami de Indonesia en el 2004 liberaron una

energía equivalente a 9.6 millones de megatones de TNT. La energía aproximada liberada en el impacto de Chicxulub que se cree causó la extinción masiva de especies hace 65 millones de años se estima en 100 millones de megatones de TNT.

Las mejores técnicas de detección de la década de 1980 no eran capaces de descubrir asteroides con el potencial de causar un daño mayor al de una bomba nuclear. Afortunadamente, en 1989 comenzó un nuevo programa de alta tecnología que permitió la detección de objetos más pequeños; dicho programa era parte del proyecto *Spacewatch* que se describe a continuación.

Spacewatch: Este programa fue desarrollado por T. Gehrels en la Universidad de Arizona, en Estados Unidos, como una alternativa a los programas de búsqueda fotográfica. Comenzó a operar en 1980 con el objetivo de proveer mejores estadísticas de la población de ECAs y de los cometas poco brillantes; localizar asteroides y tener un sistema de alerta para los asteroides cuyas trayectorias les permitan colisionar con la Tierra. El sistema del *Spacewatch* utiliza detectores electrónicos en lugar de placas fotográficas y realiza búsquedas en áreas más pequeñas del cielo (contrario a las búsquedas con Telescopios Schmidt) pero con mayor profundidad. El *Spacewatch* hace barridos de la bóveda celeste en un periodo de dos semanas al mes (entre el último cuarto y el primer cuarto de las fases lunares), cubriendo nueve regiones por mes, mismas que se repiten cuatro veces. En 1993, el *Spacewatch* descubrió el 60% de todos los NEOs encontrados (Lewis, 1996), y desde su origen hasta junio del 2013 ha detectado el 96% (9,508 de un total de 9,858

objetos). Además, como consecuencia de su detector más sensible, el Spacewatch tiende a descubrir objetos más pequeños de hasta 10 metros de diámetro (Morrison, 1992). La cámara y software del Spacewatch permiten la detección eficiente (>10%) de asteroides de magnitud aparente entre 13 y 20. El descubrimiento más importante del Spacewatch (y el de mayor controversia) es la evidencia de la existencia de un “Cinturón de NEOs” (mencionado en la sección 1.7), poblado por objetos con elementos orbitales similares a los de la Tierra, es decir $a \sim 1$, $i \sim 0$ y $e \sim 0$ (Gehrels y Jedicke, 1996). Si se llegara a confirmar la existencia de estos objetos se añadiría un grupo inesperado al Sistema Solar.

Spaceguard: Como complemento a los programas arriba descritos y ante el creciente interés por proteger a la Tierra de un posible impacto con un asteroide o cometa, la NASA inició en 1992 la planeación de un programa que aumentara en forma dramática la frecuencia de detección de los ECAs, disminuyendo en los próximos 25 años hasta en un 75% el riesgo de un impacto no previsto que podría tener consecuencias fatales para la vida en la Tierra. Se estimó que alrededor de 500 ECAs podrían ser descubiertos mensualmente si se implementaba una red internacional de búsqueda compuesta por seis telescopios con un límite de detección en magnitud visual aparente de 22 (Marsden y Steel, 1994), distribuidos a lo largo de la Tierra monitoreando unos 6,000 grados cuadrados de cielo al mes (Morrison, 1992). El programa propuesto recibió el nombre de *Spaceguard* y comenzó a operar en marzo de 1996 bajo la dirección de D. Steel.

Spaceguard se inició como resultado de un mandato del gobierno de Estados Unidos en 1992 para que la NASA localizara el 90% de NEAs mayores a un 1 km de diámetro durante un periodo de 10 años. La razón de tomar este límite es que cualquier impacto con un objeto de esas dimensiones sería catastrófico. El impacto del cometa Shoemaker-Levy 9 con Júpiter en julio de 1994 incrementó el interés sobre la detección de NEOs. El impacto de uno de sus fragmentos creó una enorme mancha oscura de 12,000 km de diámetro y se estima liberó una energía equivalente a 6 millones de megatonnes de TNT, unas 600 veces el arsenal nuclear mundial. Posteriormente, NASA recibió una nueva misión para localizar más del 90% de NEAs mayores que 140 m de diámetro para el 2020.

Otra estrategia ha sido colocar satélites en órbitas a gran altitud (20,000 km o mayores) que cubren la mayor parte de la superficie de la Tierra de manera continua, durante el día y la noche y bajo todo tipo de clima. Los sensores infrarrojos espaciales han detectado más de 200 estallidos en la atmósfera terrestre desde 1972, siendo 30 el número promedio anual registrado (Nemtchinov, 1995). Estos brillantes estallidos se deben a la desintegración o fragmentación en la atmósfera de objetos de gran tamaño. El Departamento de Defensa de los Estados Unidos (DoD) es responsable de la operación de sensores de longitudes de onda infrarroja y visible, localizados en plataformas satelitales, cuya finalidad es detectar la liberación de energía en la atmósfera terrestre. El 1 de febrero de 1994, por ejemplo, se detectó una explosión sobre el Océano Pacífico del orden de al menos unas

decenas de kilotonnes de TNT, misma que se asocia con la fragmentación de un meteorito que ingresó a nuestro planeta a una velocidad aproximada de 24 km/s con una energía cinética estimada en el intervalo de 34 a 630 kilotonnes de TNT. Suponiendo que el objeto estaba compuesto de silicatos con una densidad de 3.5 g/cm^3 , se calcula una masa entre 5×10^5 y 9×10^6 kg y un diámetro entre 6 y 17 m (McCord *et al.*, 1995).

Con el crecido interés, se implementaron sistemas automatizados altamente eficientes que consisten en computadoras y cámaras de dispositivo de carga acoplada (Charge-Coupled Device, CCD) conectadas directamente a los telescopios. Desde 1998, la mayoría de los asteroides han sido descubiertos por estos sistemas automatizados que incluyen los siguientes programas:

- Lincoln Near-Earth Asteroid Research (LINEAR)
- Near-Earth Asteroid Tracking (NEAT), arriba mencionado
- Spacewatch, antes mencionado
- Lowell Observatory Near-Earth-Object Search (LONEOS)
- Catalina Sky Survey (CSS)
- Campo Imperatore Near-Earth Object Survey (CINEOS)
- Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System (Pan-STARRS)
- Japanese Spaceguard Association
- Asiago-DLR Asteroid Survey (ADAS)

La Figura 2.1 muestra el número de NEAs descubiertos por los diferentes programas de búsqueda recientes.

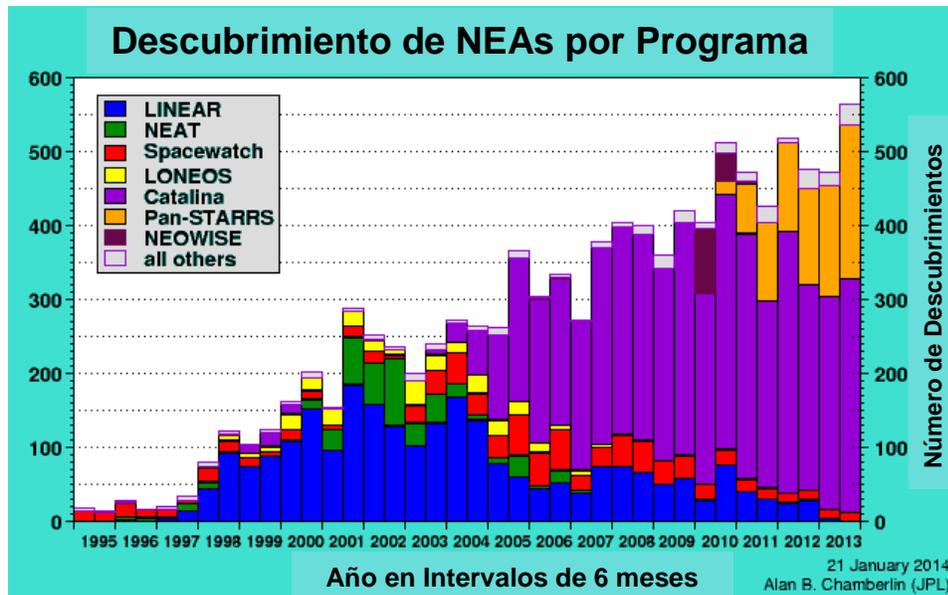


Figura 2.1. Número de NEAs descubiertos por los diferentes programas de búsqueda (<http://neo.jpl.nasa.gov/stats/>).

La Figura 2.2 muestra el número acumulado de NEAs descubiertos. El área azul muestra todos los NEAs descubiertos, y el área roja muestra los de gran tamaño (diámetros mayores o iguales a 1 km).

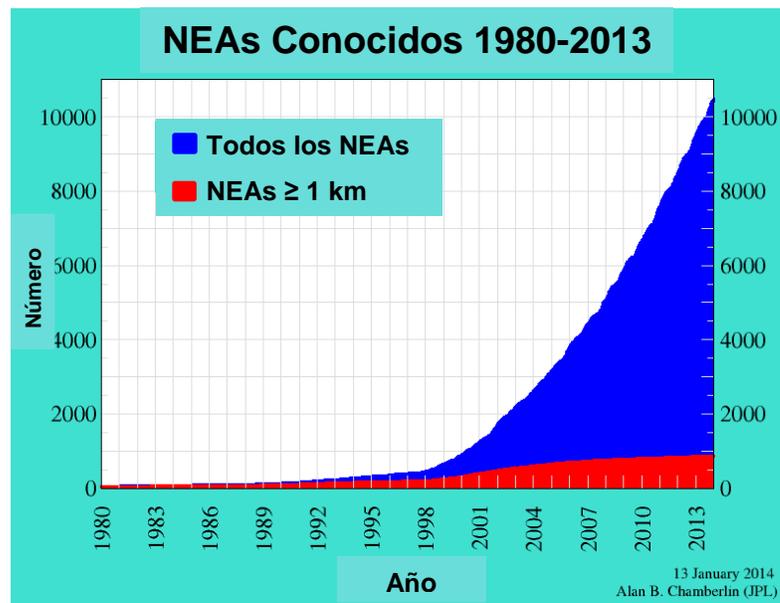


Figura 2.2. Número acumulado de NEAs descubiertos (<http://neo.jpl.nasa.gov/stats/>).

La Figura 2.3 muestra el total de NEAs para diferentes intervalos de diámetros estimados usando un albedo promedio.

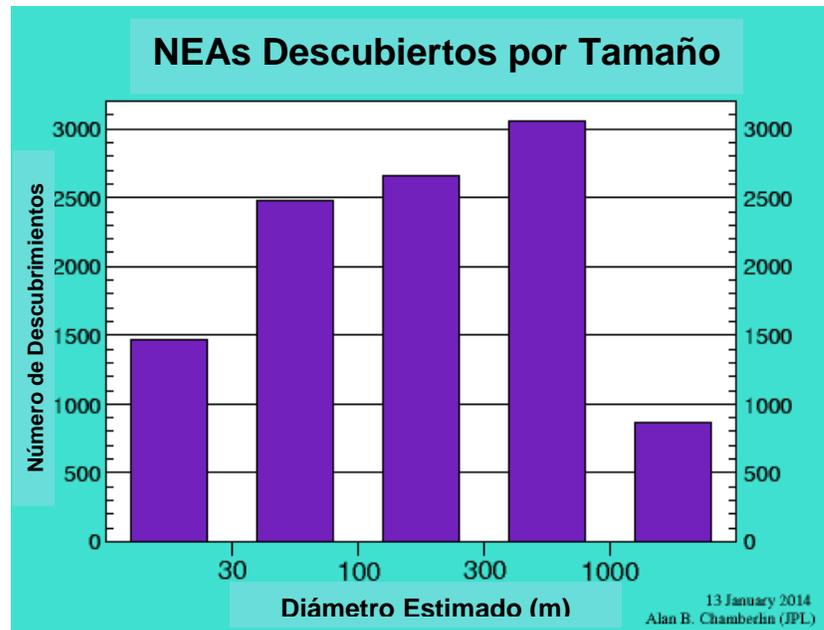


Figura 2.3. Número de NEAs descubiertos de acuerdo a un intervalo de diámetros (<http://neo.jpl.nasa.gov/stats/>).

Por otra parte, las misiones de naves espaciales enfocadas a la observación cercana de NEOs nos permiten conocer los tamaños absolutos, la forma y la densidad de estos objetos. Hasta el 2013, tres NEOs han sido visitados por naves espaciales: 433 Eros, 25143 Itokawa, y 4179 Toutatis.

2.2 Modelos de Población Conocidos de Asteroides

Todos los esfuerzos dedicados a describir la distribución de tamaños y órbitas de la población de ECAs están limitados por la incompletez de los objetos conocidos así como la tendencia hacia el descubrimiento de los ECAs que más fácilmente son observados. Dominan la población observada los objetos cuyas órbitas los

acercan con mayor frecuencia al volumen de búsqueda y los mantienen ahí por mayor tiempo. Ya que los objetos más brillantes pueden detectarse a distancias mayores, la población observada tiene una tendencia favorable hacia los objetos más grandes y los de mayor albedo. Cualquier intento por estimar el tamaño de la población total de ECAs y por describir la distribución orbital y de diámetros debe tomar en cuenta el volumen de descubrimiento y las tendencias que favorecen la detección.

La estimación de la población de NEOs permite realizar modelos teóricos de la dinámica de cada tipo de objetos, lo cual resulta útil para conocer el flujo actual hacia la Tierra y las posibles variaciones del flujo en el pasado. Existe evidencia de que el tamaño de la población de NEOs es estable y lo ha sido por lo menos en los últimos 3×10^9 años. Este resultado se infiere del registro de cráteres en la Luna que indica que la producción de cráteres ha sido relativamente constante en los últimos 3×10^9 años, y del registro de cráteres en la Tierra donde la población de cráteres aún existentes concuerda con el registro de cráteres lunares por un factor de dos (Bottke *et al.*, 1994).

Desde inicios del siglo XX se intentó estimar el número de asteroides existentes en el Sistema Solar. En 1920, Stroobant estimó que el número de asteroides más brillantes que magnitud fotográfica 20.0 era 57,200. Posteriormente, en 1934, Walter Baade estimó que existían alrededor de 44,000 asteroides más brillantes que magnitud fotográfica 19.5. Putilin, en 1929, estimó 139,000 asteroides a magnitud límite de 21.5. En 1962, Kiang desarrolló una

expresión logarítmica que permitía obtener el número N de asteroides más brillante que magnitud fotográfica p hasta magnitud 20. Dicha expresión es la siguiente:

$$\log N(p) = 1.12 + 0.375(p - 10)$$

En 1984, Ishida, Keiichi, Mikami, Takao y Kosai calcularon que existían 10^{10} asteroides con diámetros mayores a 0.1 km y masa total de 2.2×10^{21} kg suponiendo una densidad promedio de 3 g/cm^3 (Cunningham, 1988).

Al final de los primeros seis años de búsqueda del programa *Planet-Crossing Asteroid Survey* de Palomar (PCAS), se publicó un artículo en el que se incluyó el resultado de esta búsqueda (Shoemaker y Helin, 1979): de 1973 a 1978, un total de 1,445 campos independientes fueron fotografiados con la cámara Schmidt de 46 cm de Palomar, cubriendo alrededor de 80,500 grados cuadrados de cielo, cuyo umbral de detección para objetos moviéndose rápidamente es magnitud visual 15.5. Bajo estas condiciones se descubrieron ECAs, asteroides que cruzan la órbita de Marte y asteroides del Cinturón de Asteroides. Con base en estos descubrimientos, en 1979 Shoemaker y Helin estimaron que la población de ECAs a magnitud visual absoluta $V(1,0) = 18$ era de ~ 100 tipo Atón; 700 ± 300 tipo Apolo, y de 1,000 a 2,000 tipo Amor.

Luu y Jewitt representan la distribución de radios de los ECAs por la ley de potencia:

$$dN_R = k R^{-q} dR,$$

donde dN_R es el número de asteroides con radio en el intervalo entre R y $R+dR$, k es una constante y q es un índice que, al igual que k , se determina a partir de las observaciones. El estudio de los asteroides del Cinturón de Asteroides indican que el índice q de la ley de potencias está en el intervalo 2.0 a 4.0, con un valor más probable entre 2.5 y 3.5. Se sugiere que un sólo índice en la ley de potencias no describe completamente la población total. Podría ser que los asteroides del tipo C y S tuvieran potencias distintas, o que la potencia varíe para diferentes tamaños de asteroides. Sin embargo, mientras no se tenga una evidencia concluyente, una ley de potencia con un sólo índice resulta una aproximación de primer orden razonable para la distribución de tamaños de los ECAs.

Según un reporte de la NASA de 1992 (*The Spaceguard Survey*), se conocían 128 ECAs (11 tipo Atón, 85 tipo Apolo, y 32 tipo Amor) y su descubrimiento estaba influenciado por una selección observacional que favorece a los objetos cuya órbita los acerca al espacio más próximo a la Tierra, y por la reflectividad de la superficie que favorece la detección de los objetos más brillantes. A pesar de ello, en el reporte se afirma que se habían descubierto:

- a) todos los ECAs más brillantes que magnitud absoluta 13.5; es decir, con diámetros mayores a 14 km para los asteroides tipo C y 7 km para los tipo S;
- b) aproximadamente el 35% de los ECAs con magnitudes absolutas más brillantes que 15.0, que corresponde a 6 km de diámetro para los tipo C y 3 km para los tipo S;

- c) el 15% a magnitud absoluta 16, que corresponde a 4 km de diámetro para los tipo C y 2 km para los tipo S, y
- d) el 7% a magnitud absoluta 17.7, que corresponde a 2 km de diámetro para los tipo C y 1 km para tipo S (Morrison, 1992).

Del total de ECAs descubiertos en el reporte, alrededor del 10% estaba dentro de la órbita de la Tierra, un 25% estaba dentro de la órbita de Marte, y la mayoría estaba lejos, siendo la distancia geocéntrica promedio de 2.2 UA. Se sugirió que estos valores no deberían variar significativamente con el tiempo y se estimó que aproximadamente una tercera parte de los ECAs descubiertos pueden observarse desde la Tierra en cualquier momento.

Adicionalmente, se afirmó que con base en las estadísticas de búsqueda y el registro de cráteres lunares puede estimarse la población de ECAs por varias leyes de potencias que reflejan un incremento exponencial en el número de ECAs para los objetos más pequeños. La relación matemática que describe el número N de ECAs mayores que un cierto diámetro es:

$$N = k d^{\beta},$$

donde k es una constante, d es el diámetro del asteroide, y β es el exponente de la ley de potencias. Según el modelo de población del reporte, los cambios en la ley de potencias ocurren a diámetros de 0.25 km y 2.5 km, por lo que el exponente β adquiere los siguientes valores: -2.6 ($d \leq 0.25$ km), -2.0 (0.25 km $< d \leq 2.5$ km), y -4.3 ($d > 2.5$ km). Así, el número N de ECAs mayores que un cierto diámetro d puede calcularse a partir de la siguiente relación (Morrison, 1992):

$$N = \left\{ \begin{array}{l} kd^{-2.6}, \text{ si } d \leq 250 \text{ m} \\ kd^{-2.0}, \text{ si } 250 \text{ m} < d \leq 2.5 \text{ km} \\ kd^{-4.3}, \text{ si } d > 2.5 \text{ km} \end{array} \right\}$$

En la Figura 2.4 se muestra con línea sólida un estimado del total de asteroides de diámetros mayores que ciertos valores de interés.

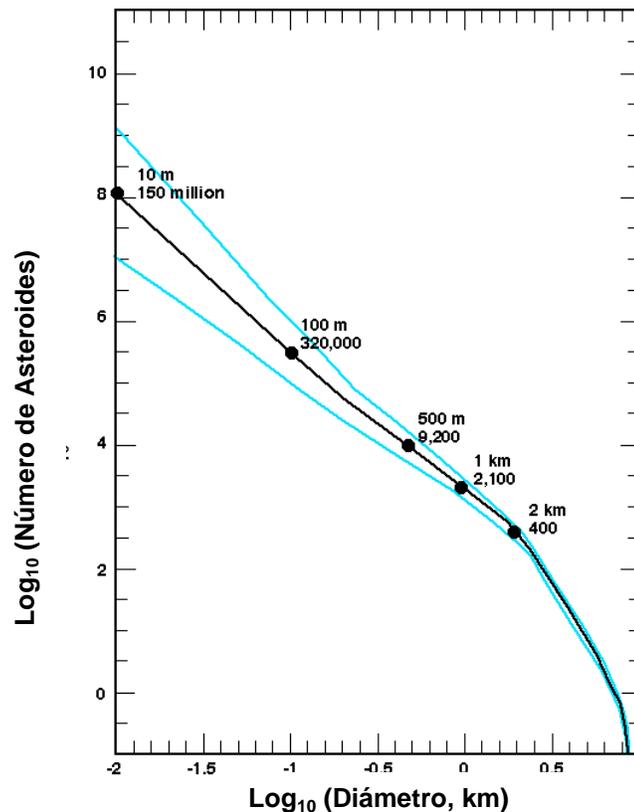


Figura 2.4. Número estimado de ECAs mayores que un cierto diámetro (Morrison, 1992, p. 16).

Las líneas azules corresponden a la incertidumbre de los valores. Por ejemplo, se estima que existen 2,100 ECAs con diámetros mayores que 1 km, con una incertidumbre de un factor de dos.

Según el modelo de población de 1993 de Rabinowitz, Bowell, Shoemaker y Muinonen, existen alrededor de 20 objetos con

diámetros mayores que 5 km; 1,500 mayores que 1 km y 135,000 mayores que 100 m. El análisis se basa en la población de 180 ECAs conocidos hasta agosto de 1993 de los cuales 15 eran tipo Atón, 125 Apolo y 40 Amor. La mayoría de estos objetos tienen diámetros entre 0.1 y 10 km. El modelo describe la distribución de diámetros de la población de ECAs como una serie de leyes de potencias que relacionan el número acumulado con el diámetro de los asteroides bajo la importante suposición de que existe igual número de ECAs del tipo S que del tipo C para un diámetro dado; es decir, la mitad de la población tiene albedos de 0.05 (tipo C) y la otra mitad de 0.155 (tipo S). La distribución de diámetros se describe con la misma relación matemática que en el caso del reporte de la NASA de 1992 (previamente mencionado), es decir:

$$N(\geq d) = k d^b,$$

donde $N(\geq d)$ es el número acumulado de ECAs más grandes que un diámetro dado d , k es una constante y b es el exponente de la ley de potencias (Rabinowitz *et al.*, 1994). El valor de b depende del intervalo de diámetros en cuestión, como se muestra:

$$b = \left\{ \begin{array}{l} -3.5, \text{ si } 10 \text{ m} < d < 70 \text{ m} \\ -2.0, \text{ si } 70 \text{ m} < d < 3.5 \text{ km} \\ -5.4, \text{ si } d > 3.5 \text{ km} \end{array} \right\}.$$

Steel considera que la completez de descubrimiento de los ECAs es total para los objetos de diámetros mayores que 14 km. Para los asteroides tipo S esto corresponde a diámetros mayores que 7 km (Steel, 1995). Considerando que un impactor de diámetro entre 1 y

2 km puede producir una catástrofe global, Steel calcula la población de estos ECAs partiendo de la población conocida en 1994 de 160 ECAs, estimando que la mitad son mayores de 1 km y sólo el 7% tiene diámetros entre 1 y 2 km. Steel propone que deben existir cerca de 2,000 ECAs con diámetros mayores que 1 km.

Steel sugiere que los objetos más pequeños siguen una distribución de leyes de potencias donde la población de objetos de un cierto diámetro es proporcional al inverso del cuadrado de sus diámetros. Sin especificar la ley de potencias que utiliza o alguna referencia, Steel se limita a presentar la población de ECAs pequeños, como se observa en la Tabla 3.

Tabla 3. Población de ECAs entre 10 y 500 m, según Duncan Steel (Steel, 1995).

| Diámetro del ECA (m) | Población Estimada | Intervalo de Población Probable |
|----------------------|--------------------|---------------------------------|
| ≥ 500 | 10,000 | 5,000 a 20,000 |
| ≥ 100 | 300,000 | 150,000 a 1,000,000 |
| ≥ 10 | 150,000,000 | 10 millones a 1,000 millones |

Basándose en un modelo de población de Shoemaker de 1983, John Lewis actualizó los datos de los ECAs que se conocían hasta octubre de 1992 y estimó el número de asteroides de diámetros mayores de 1 km y mayores de 100 m para cada grupo de ECAs. Los resultados de Lewis se muestran en la Tabla 4.

Tabla 4. Población estimada de ECAs mayores a 100 m y a 1 km, según Lewis (Lewis, 1996).

| Tipo de ECAs | Población Conocida (Octubre 1992) | Población Estimada para Diámetros > 1 km | Población Estimada para Diámetros > 0.1 km |
|--------------|-----------------------------------|--|--|
| Atón | 14 | 150 | 45,000 |
| Apolo | 113 | 1,100 | 300,000 |
| Amor | 89 | 750 | 220,000 |
| Total | 216 | 2,000 | 565,000 |

En 1970, Van Houten y colaboradores publicaron un artículo con los resultados del estudio de asteroides realizado en el Observatorio de Palomar-Leiden (Van Houten *et al.*, 1970). La finalidad del programa era determinar los elementos orbitales de los objetos detectados. El estudio se enfocó en los asteroides más débiles del Cinturón de Asteroides (magnitud aparente menor a 20), no necesariamente ECAs. El interés que presenta este estudio radica en la posibilidad de comparar la distribución de magnitudes absolutas obtenida a partir de la detección de asteroides del Cinturón de Asteroides con la distribución de magnitudes absolutas que se modela en este trabajo de Tesis para los ECAs.

Al final del programa de búsqueda de Palomar-Leiden, más de 2,000 asteroides fueron descubiertos, de los cuales 1,800 presentaban órbitas lo suficientemente precisas como para permitir un análisis estadístico, como el de magnitudes absolutas visual H . Los asteroides considerados fueron clasificados en tres categorías,

dependiendo de su semieje mayor a . Las categorías I, II y III corresponden a los intervalos $2.0 < a < 2.6$, $2.6 < a < 3.0$ y $3.0 < a < 3.5$, respectivamente. El número de asteroides, $n(H)$, para una cierta magnitud absoluta fue corregido considerando una posible incompletez. Los resultados del estudio se muestran en la Tabla 5.

Tabla 5. Número de asteroides, $n(H)$, como función de la magnitud absoluta, H , según Van Houten (Van Houten et al., 1970).

| Número de Asteroides, $n(H)$ | | | |
|--|---|--|---|
| Magnitud Absoluta, H | Categoría I $2.0 < a < 2.6$ | Categoría II $2.6 < a < 3.0$ | Categoría III $3.0 < a < 3.5$ |
| 10.75 | 0 | 0 | 0 |
| 11.25 | 1 | 1 | 9 |
| 11.75 | 0 | 0 | 4 |
| 12.25 | 0 | 1 | 12 |
| 12.75 | 0 | 12 | 21 |
| 13.25 | 6 | 33 | 21 |
| 13.75 | 6 | 23 | 24 |
| 14.25 | 21 | 46 | 72 |
| 14.75 | 42 | 109 | 206 |
| 15.25 | 94 | 165 | 213 |
| 15.75 | 172 | 314 | 253 |
| 16.25 | 254 | 283 | 328 |
| 16.75 | 455 | 517 | |
| 17.25 | 715 | | |

Van Houten y sus coautores se limitaron a comparar los resultados obtenidos con su programa de búsqueda con programas de detección previos, en particular el McDonald Asteroid Survey

(MDS). Para fines de la presente Tesis, los datos de Van Houten son analizados para obtener una función de distribución de magnitudes absolutas. Para ello, el número diferencial de asteroides, $n(H)$, correspondiente a cada intervalo de magnitud absoluta, H , se transforma en número acumulado de asteroides, $N(\leq H)$; las categorías I, II y III son agrupadas en una sola ($2.0 < a < 3.5$), y se calcula el logaritmo natural del número acumulado de asteroides para cada intervalo de magnitud absoluta $\ln[N(\leq H)]$, obteniendo los valores que se muestran en la Tabla 6.

Tabla 6. Número acumulado de asteroides según los datos de Van Houten et al. presentados en la Tabla 5.

| H | Número Acumulado de Asteroides, $N(\leq H)$ | | | | $\ln(N(\leq H))$ |
|-------|---|-----------------|-----------------|-----------------|------------------|
| | $2.0 < a < 2.6$ | $2.6 < a < 3.0$ | $3.0 < a < 3.5$ | $2.0 < a < 3.5$ | $2.0 < a < 3.5$ |
| 10.75 | 0 | 0 | 0 | 0 | |
| 11.25 | 1 | 1 | 9 | 11 | 2.40 |
| 11.75 | 1 | 1 | 13 | 15 | 2.71 |
| 12.25 | 1 | 2 | 25 | 28 | 3.33 |
| 12.75 | 1 | 14 | 46 | 61 | 4.11 |
| 13.25 | 7 | 47 | 67 | 121 | 4.79 |
| 13.75 | 13 | 70 | 91 | 174 | 5.16 |
| 14.25 | 34 | 116 | 163 | 313 | 5.75 |
| 14.75 | 76 | 225 | 369 | 670 | 6.51 |
| 15.25 | 170 | 390 | 582 | 1142 | 7.04 |
| 15.75 | 342 | 704 | 835 | 1881 | 7.54 |
| 16.25 | 596 | 987 | 1163 | 2746 | 7.92 |
| 16.75 | 1051 | 1504 | | 2555 | 7.85 |
| 17.25 | 1766 | | | 1766 | 7.48 |

Si se grafican los datos de la Tabla 6, en particular, $\text{Ln}[N(\leq H)]$ contra la magnitud absoluta H , se obtiene la gráfica de la Figura 2.5, donde puede observarse que la relación entre $\text{Ln}[N(\leq H)]$ y H es lineal, además de mostrar una incompletez en los datos a partir de la magnitud absoluta $H=16.25$.

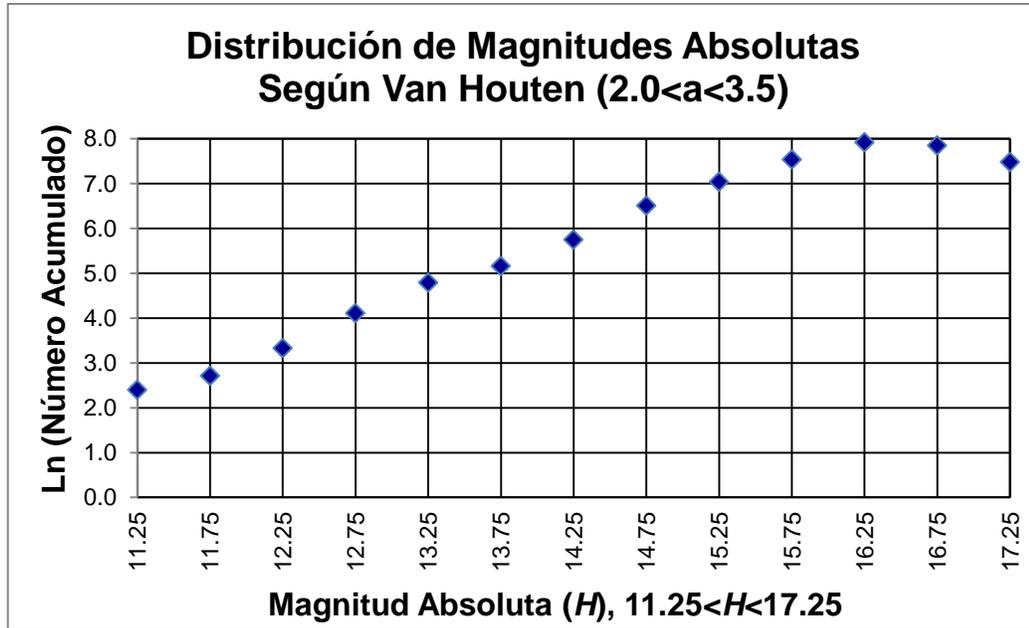


Figura 2.5. *Distribución de magnitudes absolutas según los datos de Van Houten et al. presentados en la Tabla 6.*

Si se descartan los valores de H a partir de los cuales se observa incompletez y se traza la mejor recta posible, se genera la gráfica de la Figura 2.6. La recta para los valores de $\text{Ln}[N(\leq H)]$ contra la magnitud absoluta H en el intervalo $11.25 < H \leq 16.25$ para los asteroides del Cinturón de Asteroides de Van Houten satisface la siguiente relación:

$$\text{Ln}[N(\leq H)] = 1.1599 H - 7.566,$$

y está representada por la línea roja en la Figura 2.6.

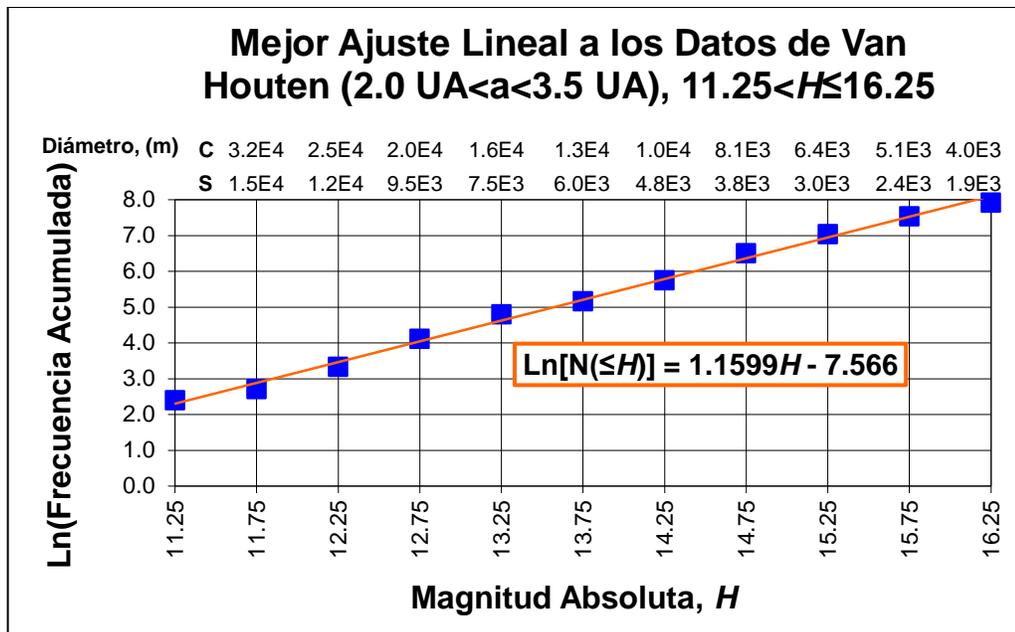


Figura 2.6. Recta Ajustada a los asteroides de Van Houten et al. del Cinturón de Asteroides para los datos donde la muestra está completa.

En 1982, Shoemaker y coautores estimaron la población de ECAs hasta magnitud visual absoluta $V(1,0)=18$ en 1,300 asteroides, de los cuales aproximadamente 100 (~8% del total) son asteroides tipo Atón; 700 ± 300 (~50%) son tipo Apolo, y 500 (~40%) son tipo Amor. Una magnitud visual $V(1,0)=18$ corresponde a diámetros de 0.89 km y 1.73 km para albedos de 0.14 para ECAs tipo S y 0.037 para tipo C, respectivamente, y masas de 0.87×10^{12} kg y 4.5×10^{15} kg suponiendo densidades de 3.5 g/cm^3 para el tipo S y 2.5 g/cm^3 para el tipo C, respectivamente (Shoemaker et al., 1982).

Más tarde, en 1990, Shoemaker y colaboradores estimaron la población de ECAs, la frecuencia de colisión con la Tierra y la frecuencia de producción de cráteres de impacto debidos a estos objetos. Los resultados se basan en 91 ECAs descubiertos hasta

septiembre de 1989 de los cuales se conocía la órbita de 59; 10 fueron clasificados como perdidos y el resto había sido descubierto muy recientemente y no habían sido observados en una segunda ocasión. Con base en los 13 ECAs que se habían descubierto más brillantes que magnitud absoluta $H=17.7$, haciendo correcciones y extrapolando, Shoemaker y coautores estimaron la población de ECAs más brillantes que magnitud absoluta $H=17.7$ (diámetros típicos de aproximadamente 1 km) en $1,030\pm 45\%$ o $1,030\pm 470$ objetos. De este total de ECAs se estima que 30 ± 20 corresponden al tipo Atón; 660 ± 280 al tipo Apolo, y 340 ± 170 al tipo Amor (Shoemaker *et al.*, 1990).

Con base en la evidencia que se tenía hasta 1990, Shoemaker y coautores consideraron que el descubrimiento de ECAs es total hasta una magnitud absoluta $H=13.2$ que corresponde a la magnitud del objeto más brillante hasta entonces descubierto y cuyo diámetro aproximado es 8.1 km (Shoemaker *et al.*, 1990). Rabinowitz sugiere que dicho valor de la magnitud absoluta corresponde a diámetros de 12 km para los asteroides tipo C y a 6 km para los tipo S (Rabinowitz *et al.*, 1994). Es claro que la completez de la muestra disminuye rápidamente para los objetos más débiles (entendiendo por más débiles a los objetos celestes menos brillantes). Para calcular la posible distribución de frecuencia de la magnitud de la población de ECAs, Shoemaker se basa en las observaciones de los asteroides más débiles del Cinturón de Asteroides y en la distribución de frecuencia de tamaño de los cráteres recientes en la Luna. Shoemaker hace mención del trabajo

de Van Houten y otros (1970) en el que la búsqueda de asteroides del Cinturón de Asteroides dio como resultado que la frecuencia acumulada de asteroides menos brillantes es proporcional a $e^{0.9H}$. Dohnanyi sugirió en 1971 que esta distribución de magnitudes absolutas es consistente con la distribución de diámetros de asteroides pequeños, libres de colisiones. Considerando que los ECAs son principalmente fragmentos de colisiones del Cinturón de Asteroides, entonces su distribución de magnitudes debe ser consistente con la esperada de la fragmentación debida a colisiones, y debe parecerse a la distribución de objetos pequeños en el Cinturón de Asteroides. Estas expectativas son apoyadas por la distribución observada de tamaños de cráteres lunares jóvenes. Según Wilhelms, el número acumulado de cráteres de la era Copernicana (aquéllos formados en los últimos miles de millones de años), de diámetros entre 10 y 60 km, es casi proporcional a D^2 , donde D es el diámetro del cráter. Después de ciertas correcciones y escalando el tamaño de los cráteres como función del tamaño de los impactores, se obtiene que el número acumulado de impactores resulta también casi proporcional al d^2 , donde d es el diámetro de los objetos (Shoemaker *et al.*, 1990).

Con base en lo arriba mencionado, Shoemaker y coautores sugirieron que la distribución de magnitudes para objetos con casi el mismo albedo sigue la relación:

$$N(\leq H) = A e^{0.92H},$$

donde $N(\leq H)$ es el número de ECAs más brillante o igual que una

magnitud absoluta H dada, A es la constante de proporcionalidad y H es la magnitud absoluta del asteroide. Al sustituir la población estimada por Shoemaker y coautores para la magnitud absoluta 17.7, es decir, $N(\leq H=17.7) = 1,030$ se encuentra el valor de la constante de proporcionalidad $A = 8.7 \times 10^{-5}$. Sin embargo, si se grafica la relación anterior incluyendo este valor de A , es decir, la función $N(\leq H) = 8.7 \times 10^{-5} e^{0.92H}$, se observa que la curva no predice la existencia de un asteroide a magnitud absoluta 13.24 (recuérdese que $H=13.24$ se elige como la magnitud absoluta del ECA más brillante descubierto) sino que se obtiene $N(\leq H=13.24) = 17$. Esto permite concluir que la relación propuesta no representa toda la distribución de frecuencia de magnitudes hasta el objeto más brillante. Al obligar que se cumpla la condición $N(H=13.24) = 1$, Shoemaker y coautores encontraron que el exponente de la distribución de magnitudes para los cuerpos más brillantes debe ser $2H$, en lugar de $0.92H$. Al graficar ambas distribuciones, así como los datos observacionales se obtiene la gráfica que se muestra en la Figura 2.7 donde puede verse que la curva de exponente $2H$ (representada por una línea punteada) prácticamente coincide con la curva de la distribución de ECAs descubiertos (línea continua marcada con puntos) para los objetos más brillantes, hasta una magnitud absoluta alrededor de $H=14.2$. Esta curva de exponente $2H$ se une con la distribución adoptada para asteroides menos brillantes (exponente $0.92H$) en $H=15.8$ (véase las líneas punteadas).

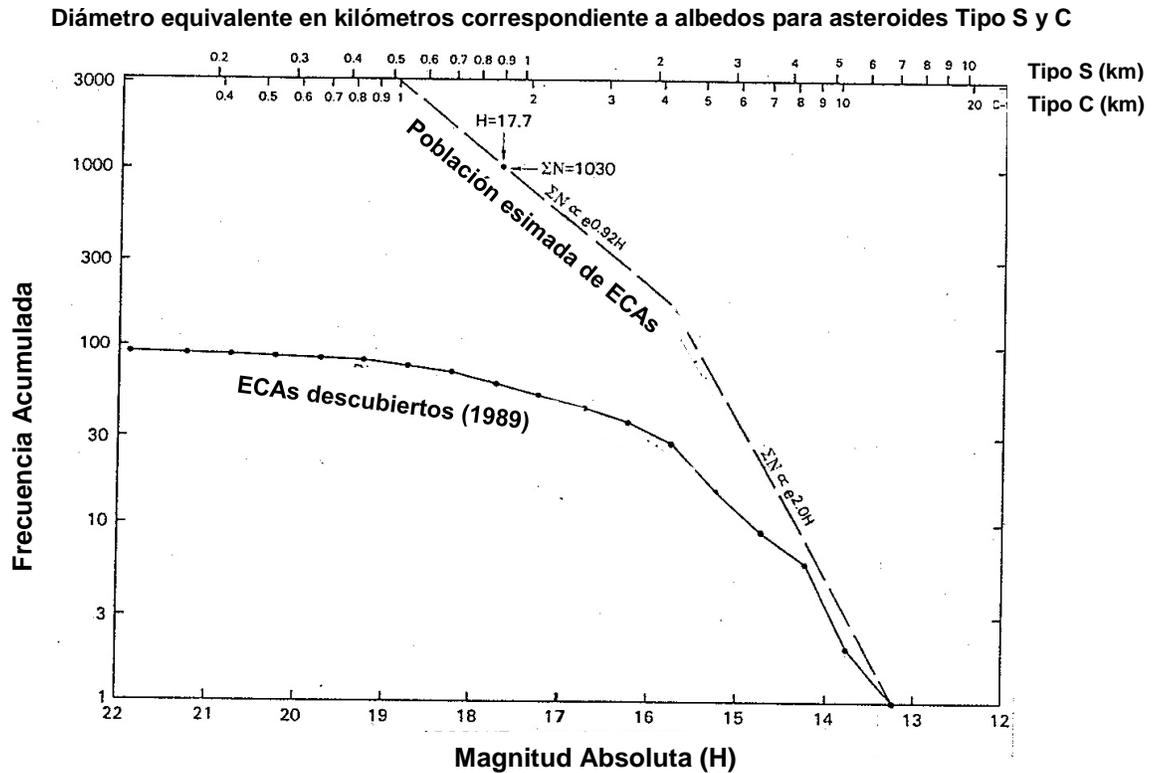


Figura 2.7. Distribución de frecuencia de magnitudes absolutas de ECAs (Shoemaker et al., 1990, p. 163).

Así, para los 91 ECAs del estudio de Shoemaker y coautores y las consideraciones del factor de incompletez como función de la magnitud, se obtiene una distribución de frecuencia acumulada:

$$\ln[N(\leq H)] = 0.92H - 9.35, \quad H > 15.8$$

$$\ln[N(\leq H)] = 2.0H - 26.4, \quad 13.2 < H \leq 15.8.$$

En 1993, D. L. Rabinowitz, determinó el flujo acumulado de asteroides cerca de la Tierra con diámetros entre 5 m y 1 km y su frecuencia acumulada como función de la magnitud absoluta y como función de la masa, con base en las observaciones de ECAs realizadas en 1990 y 1991 con el telescopio Spacewatch en el intervalo de diámetros entre 5 m y 5 km. Rabinowitz supuso que los

asteroides eran esféricos, con densidades uniformes de 3.5 g/cm^3 y albedos de 0.186 y 0.048 para los ECAs tipo S y tipo C, respectivamente, obteniendo que para los ECAs mayores a 1 km de diámetro la frecuencia acumulada de magnitudes absolutas resulta:

$$N(\leq H) \propto e^{0.9H},$$

donde $N(\leq H)$ es el número acumulado de ECAs como función de la magnitud absoluta H . Análogamente se encontró que el flujo acumulado de asteroides hacia la vecindad de la Tierra, $F(H)$, como función de la magnitud absoluta H en el intervalo 13.8 a 18.8 sigue la relación (Rabinowitz, 1993):

$$F(H) \propto e^{0.94H}.$$

En 1994, Edward Bowell y Karri Muinonen propusieron un modelo de población de ECAs con base en los descubrimientos del programa de búsqueda Spacewatch. El modelo no incluía a la población más pequeña de ECAs con diámetros menores a 50 m o magnitudes absolutas mayores a 25, y supone que existe la misma proporción de ECAs tipo S que de tipo C siguiendo el razonamiento de Rabinowitz y colaboradores de 1994 mencionado en esta misma sección. Bowell y Muinonen proponen que la frecuencia acumulada de ECAs como función de la magnitud absoluta puede expresarse mediante una serie de leyes de potencias de la forma:

$$\log_{10} N(\leq H) = \left\{ \begin{array}{ll} 1.086(H - 13.2), & \text{si } H < 15.0 \\ 0.391(H - 15.0) + 1.955, & \text{si } 15.0 \leq H < 23.5 \\ 0.695(H - 23.5) + 5.279, & \text{si } H \geq 23.5 \end{array} \right\},$$

donde $N(\leq H)$ es el número acumulado de ECAs con magnitudes absolutas mayores o iguales que una magnitud absoluta dada H (Bowell y Muinonen, 1994). Esta expresión puede escribirse en la forma antes vista de Shoemaker y coautores de 1990:

$$N(\leq H) = A e^{\alpha H},$$

con lo cual la expresión de la frecuencia acumulada de magnitudes absolutas toma la forma:

$$N(\leq H) = \left\{ \begin{array}{l} 4.6 \times 10^{-15} e^{2.5H}, \text{ si } H < 15.0 \\ 1.2 \times 10^{-4} e^{0.9H}, \text{ si } 15.0 \leq H < 23.5 \\ 8.8 \times 10^{-12} e^{1.6H}, \text{ si } H \geq 23.5 \end{array} \right\}.$$

Suponiendo albedos promedios de 0.155 para los ECAs tipo S y 0.05 para los tipo C, Bowell y Muinonen estiman que para diámetros de asteroides $d \geq 1$ km, la población de ECAs es de 1,538 (con una incertidumbre estimada en un factor de dos), valor que se compara con los 2,100 obtenido por Morrison en 1992 (en *The Spaceguard Survey*), como lo refleja la Figura 2.4. Para $d \geq 10$ m, Bowell y Muinonen calculan una población de 2.6×10^8 objetos (la incertidumbre estimada es un factor de 4 o mayor) contra los 1.5×10^8 objetos del Spaceguard. El modelo de Bowell y Muinonen determina una población 27% más pequeña que la del Spaceguard. La diferencia se debe a los modelos empleados para calcular la frecuencia acumulada de ECAs como función de la magnitud absoluta y la correspondiente para diámetros, además de valores ligeramente distintos de los albedos considerados. Bowell y Muinonen afirman que esta diferencia está dentro de los errores

estimados para todos los diámetros salvo en el número de objetos relativamente pequeños que existen para diámetros mayores a 2 km. Como ejemplo de esto, el modelo estima una población de 70 ECAs para $d \geq 4$ km, mientras que el Spaceguard calcula unos 20 (Bowell y Muinonen, 1994).

Originalmente se creía que existían más ECAs con albedo alto (tipo S) que cuerpos oscuros (tipo C). En 1982, Shoemaker y coautores afirmaron que *"las observaciones de los ECAs descubiertos en 1978 sugieren que debe reconsiderarse la creencia de que los cruzadores de la Tierra son predominantemente del tipo S. Al realizar correcciones por efectos de selección debidos a diferencias de albedos, parece que la mayoría de los ECAs, a un diámetro límite dado, pueden ser cuerpos oscuros"* (Shoemaker et al., 1982).

McFadden y otros sugirieron que la distribución real de los tipos de asteroides se ve distorsionada por los límites observacionales de los telescopios, combinado con las grandes excentricidades y diámetros pequeños de los objetos (McFadden et al., 1989).

Se afirmó que dado que el material de los asteroides del tipo C es el que más se fragmenta, resultan ser estos asteroides los que menos sobreviven el tiempo de transporte del Cinturón de Asteroides a las órbitas cercanas a la Tierra, por lo que en número resultan menores que los asteroides del tipo S. En una muestra de 38 ECAs clasificados, por ejemplo, la proporción de los asteroides tipo S con relación a los tipo C resultó 24:5 o 4.8:1 (Tedesco y Gradie, 1987). McFadden et al. consideraron que esta proporción es muy baja y

que debería tomarse en cuenta una tendencia debida a excentricidades y tamaños (McFadden *et al.*, 1989).

Zellner afirmó que la población total del Cinturón de Asteroides está compuesta por 75% de asteroides tipo C, 15% tipo S y 10% de otros tipos, y que la frecuencia de los objetos tipo S disminuye considerablemente hacia afuera del Cinturón de Asteroides (Zellner, 1982). Se sugirió que la región interna del Cinturón de Asteroides está dominada por asteroides tipo S (McFadden *et al.*, 1989) mientras que en la región exterior predominan los del tipo C (Lewis, 1996). Safronov también sugirió que la proporción de asteroides tipo S con respecto a los del tipo C disminuye monótonamente conforme aumenta la distancia al Sol (Safronov, 1982).

Del total de asteroides descubiertos actualmente, el 75% es del tipo C y 17% del tipo S, similar a la hipótesis de Zellner. También es cierto que los ECAs tipo C residen en la región externa del Cinturón de Asteroides mientras que los tipo S dominan la región interna. Ver Apéndice A.

2.3 Modelo de Población Propuesto de Asteroides

El modelo de población propuesto en este trabajo de tesis analiza los 9,858 NEAs conocidos hasta Junio del 2013. El Apéndice A incluye detalles sobre estos NEAs descubiertos.

Agrupando los NEAs en incrementos de magnitud absoluta de 0.5 y calculando la frecuencia, la frecuencia acumulada, y logaritmo

natural de la frecuencia acumulada se obtiene la Tabla 14 que se incluye en el Apéndice A.

Graficando la frecuencia acumulada para cada intervalo de magnitudes absolutas se obtiene la gráfica de la Figura 2.8.

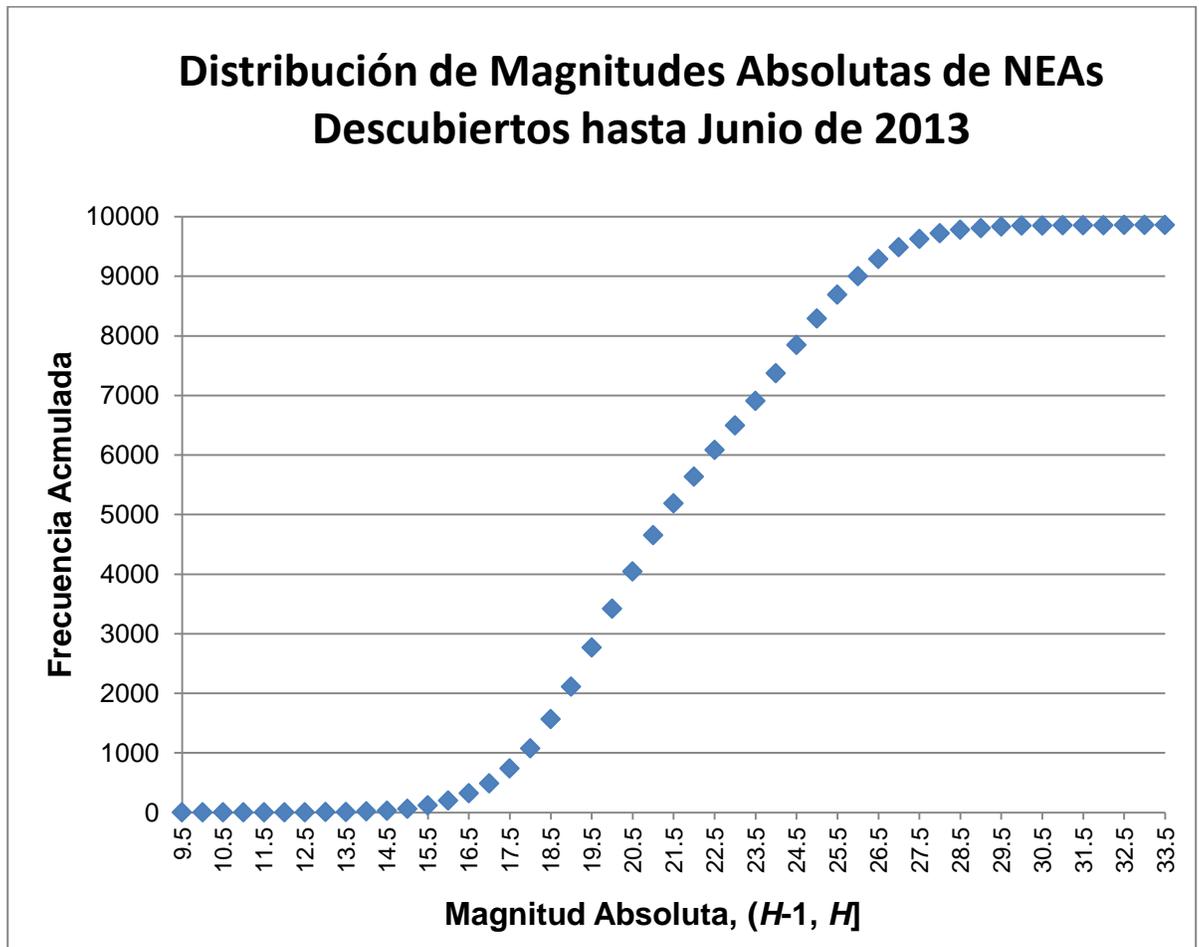


Figura 2.8. *Distribución de magnitudes absolutas para los 9,858 NEAs descubiertos hasta junio del 2013. Ver Apéndice A.*

Graficando el logaritmo natural de la frecuencia acumulada, se obtiene la gráfica de la Figura 2.9.

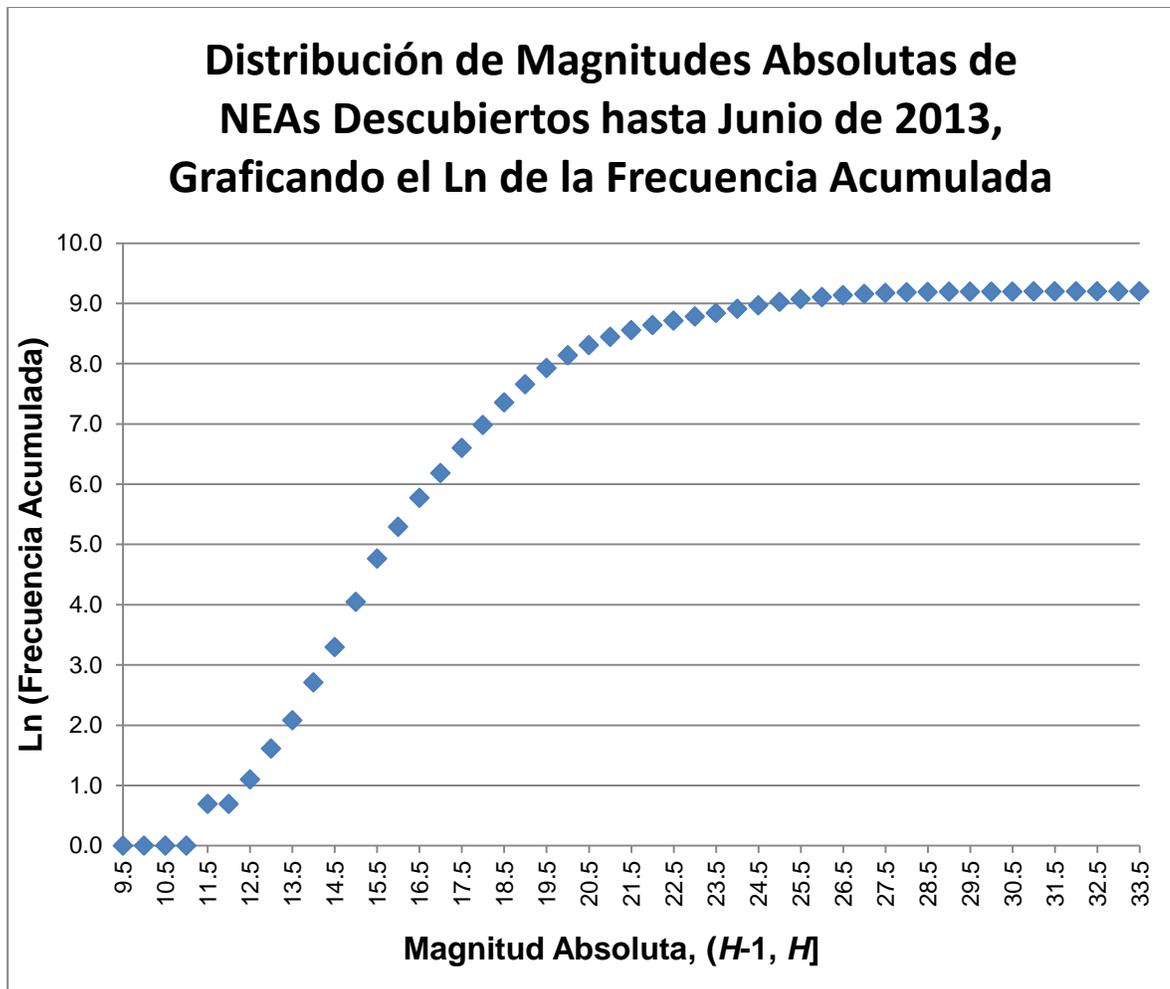


Figura 2.9. *Distribución de magnitudes absolutas para los 9,858 NEAs descubiertos hasta junio del 2013.*

Analizando la gráfica para diferentes intervalos de la magnitud absoluta, se concluye que entre 12 y 15.5 hay completitud, lo cual es consistente con otros estudios, incluyendo el análisis realizado por Poveda y colaboradores en 1998 con los NEAs descubiertos hasta entonces. Haciendo un ajuste lineal para las magnitudes absolutas entre 12 y 15.5 (completitud), se obtiene la gráfica de la Figura 2.10, donde la pendiente de la recta tiene el valor 1.1641.

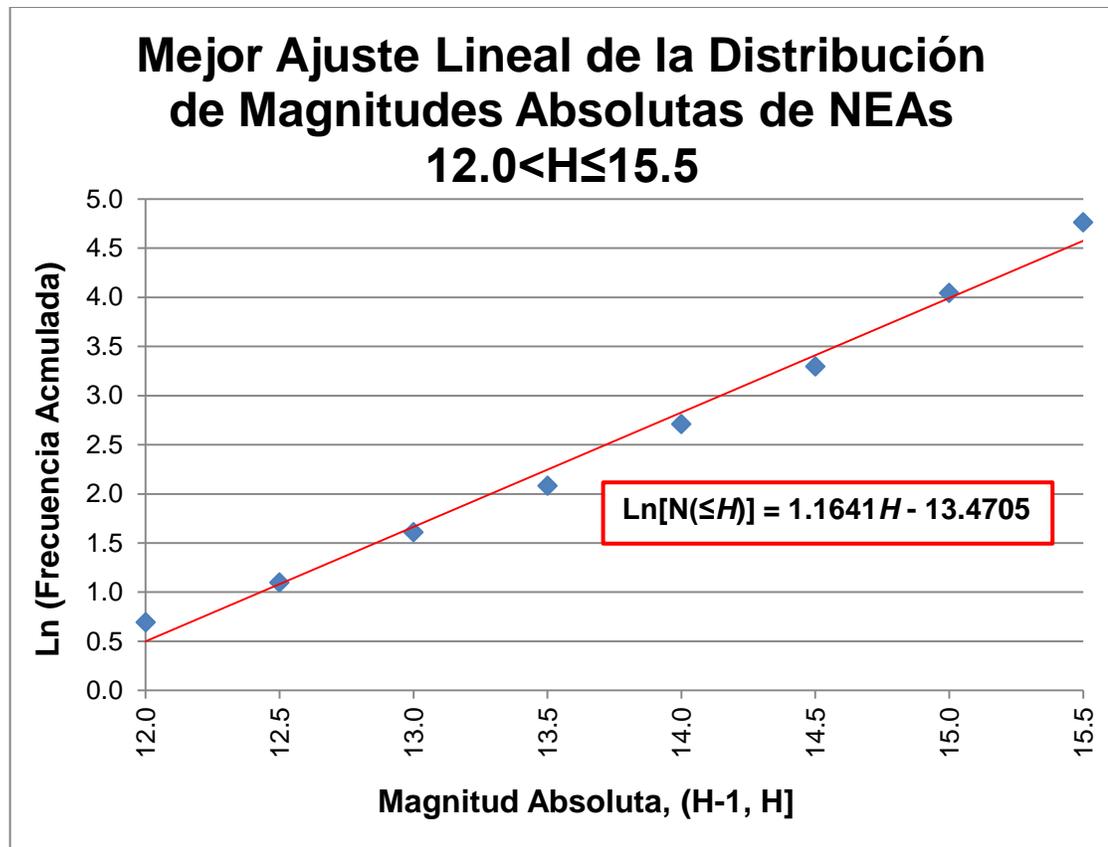


Figura 2.10. Ajuste lineal de la distribución de magnitudes absolutas para los 9,858 NEAs con magnitud absoluta entre 12 y 15.5.

El mejor ajuste lineal para los valores de los 9,858 NEAs está representado por la ecuación:

$$\text{Ln}[N(\leq H)] = 1.1641H - 13.4705, \quad 12.0 < H \leq 15.5$$

Se nota que la pendiente de la ecuación con valor 1.16 es similar a la obtenida con los datos de Van Houten y colaboradores en la sección anterior para los asteroides del Cinturón de Asteroides:

$$\text{Ln}[N(\leq H)] = 1.1599H - 7.566, \quad 11.25 < H \leq 16.25$$

De hecho, si se grafica la línea recta de la ecuación de los datos de Van Houten y colaboradores (pendiente 1.1599) sobre los valores

de los 9,858 NEAs descubiertos hasta junio del 2013 (pendiente 1.1641) en la gráfica de la Figura 2.10, las líneas se traslaparían, ambas con pendiente 1.16.

Las dos ecuaciones anteriores siguen la expresión general ya vista de Shoemaker y coautores de 1990:

$$N(\leq H) = A e^{\alpha H}$$

donde $N(\leq H)$ es el número de ECAs más brillante o igual que una magnitud absoluta H dada; A es la constante de proporcionalidad; H es la magnitud absoluta del asteroide, y la constante $\alpha = 1.1599$ para los asteroides del Cinturón de Asteroides (datos de Van Houten) y $\alpha = 1.1641$ para los NEAs descubiertos hasta junio del 2013. Estos valores de la constante α que resultan de datos observacionales son similares al valor teórico de Dohnanyi de $(2\log e)^{-1} = 1.1513$ (Dohnanyi, 1969) que se estudiará más adelante. Ello demuestra que el valor teórico del exponente α sugerido por Dohnany si es 1.1513.

En 1998, Poveda y colaboradores hicieron un análisis similar con los sólo 457 ECAs conocidos hasta febrero de 1998, y el valor de la constante α que obtuvieron fue 1.1449 (Poveda *et al.*, 1999-a), también similar al valor teórico de Dohnanyi.

Aplicando el valor teórico de α en los datos de Van Houten y los 9,858 NEAs descubiertos hasta junio del 2013, se encuentra la constante A en la relación de Shoemaker y coautores de 1990, $N(\leq H) = A e^{\alpha H}$, y se obtienen las siguientes ecuaciones:

$$N(\leq H) = 1.68 \times 10^{-6} e^{1.1513 H} \text{ para NEAs, y}$$

$$N(\leq H) = 5.83 \times 10^{-4} e^{1.1513 H} \text{ para el Cinturón de Asteroides.}$$

Si se grafican ambas ecuaciones, no es posible distinguir las líneas rectas por separado. Para ilustrar esto, la gráfica de la Figura 2.11 incluye la recta teórica de Dohnanyi con pendiente 1.1513 así como la recta con pendiente 1.16 para los NEAs descubiertos hasta junio del 2013. Se puede ver como ambas ecuaciones son una muy buena representación lineal para los datos observados.

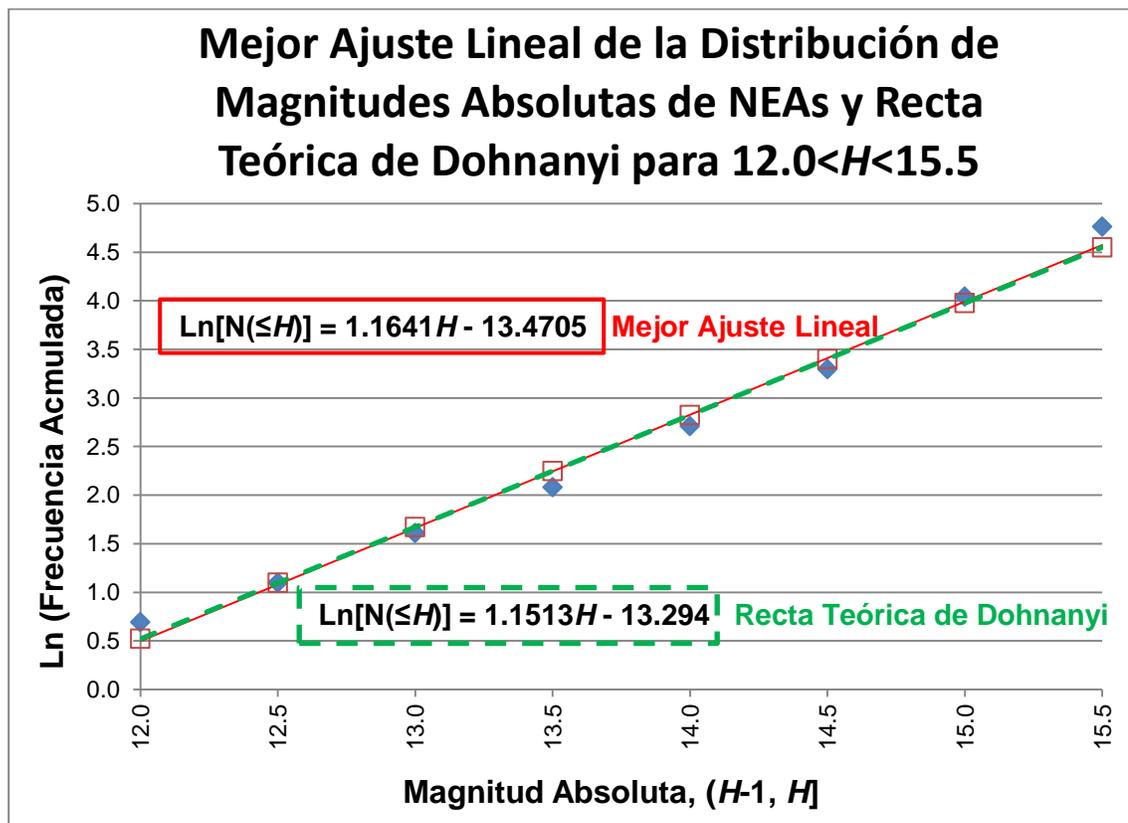


Figura 2.11. *Mejor ajuste lineal de la distribución de magnitudes absolutas para los 9,858 NEAs descubiertos con magnitud absoluta entre 12 y 15.5, comparado con la recta teórica de Dohnanyi.*

Así, se puede concluir que el número total de asteroides con

magnitud absoluta más brillante o igual que H que pueden cruzar la órbita de la Tierra se estima mediante la expresión:

$$N(\leq H) = 1.68 \times 10^{-6} e^{1.1513 H}$$

Graficando esta relación se obtiene la gráfica de la Figura 2.12.

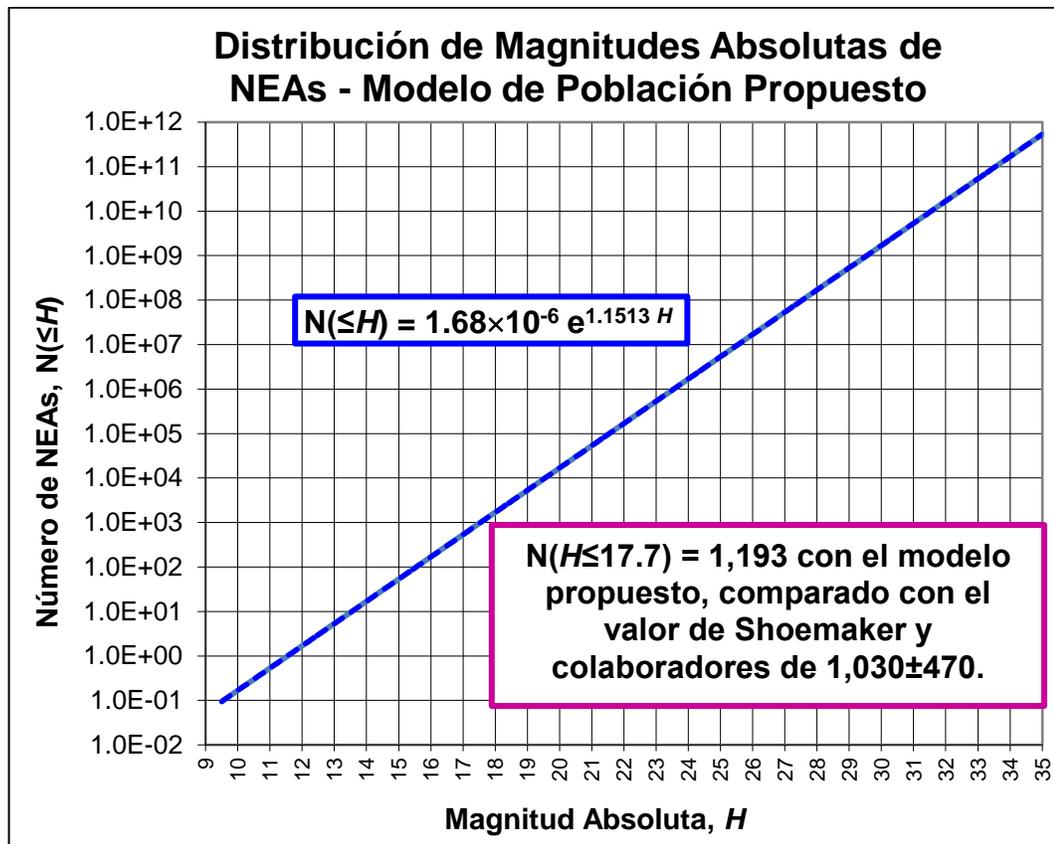


Figura 2.12. Distribución de magnitudes absolutas de NEAs según el modelo propuesto.

2.3.1 Distribución de Diámetros

Desde el comienzo de la década de 1970, se cuestionó la posibilidad de que la distribución de diámetros de los asteroides estuviera regida por una ley de potencias única. En el caso de diámetros de aproximadamente 30 km (o menor para asteroides de

bajo albedo o cercanos), Zellner graficó el logaritmo del número de asteroides en diferentes regiones del Cinturón de Asteroides contra el logaritmo del diámetro de los mismos. Si la distribución de diámetros pudiera representarse mediante una ley de potencias, el resultado de dichas gráficas sería lineal. Una ley de potencias no representa la población analizada por Zellner; se observa un exceso de asteroides con diámetros entre 70 y 150 km. Además, el estudio de Zellner muestra de manera concluyente que la distribución de diámetros difiere radicalmente para diferentes partes de la población asteroidal, aún dentro de la misma clase de asteroides (tipo C o S). Para diámetros entre unos cuantos kilómetros y 30 km, únicamente se conoce la información del estudio de Palomar-Leiden realizado por Van Houten, donde se concluye que el número de asteroides de algunos tipos se incrementa rápidamente conforme el diámetro disminuye (Chapman, 1982).

El diámetro de los asteroides puede ser calculado a partir de la magnitud visual absoluta $V(1,0)$ mediante la relación:

$$\log d = 3.122 - 0.2 V(1,0) - 0.5 \log p_v,$$

donde d es el diámetro del asteroide medido en kilómetros y p_v es su albedo.

Davis y otros realizaron una simulación numérica de la distribución de diámetros de asteroides pequeños, con diámetros menores a 10 km, utilizando una ley de potencias diferencial de la forma:

$$dN(d) = C d^\gamma dd,$$

donde $dN(d)$ es el número de asteroides con diámetros entre d y $d+dd$; C es una constante, d es el diámetro del asteroide y γ es el exponente de la ley de potencias (Davis *et al.*, 1982) que describe a la distribución de masas de los asteroides, como se verá en la siguiente sección.

En 1994, Gregory Canavan ajustó una función a los datos de cráteres lunares que en 1983 publicó Shoemaker, obteniendo tanto una distribución de frecuencia de diámetros de impactores como la correspondiente de energía cinética. Esta última será descrita más adelante, en la Sección 2.3.3. El número acumulado de NEOs, $N(d)$, con diámetros mayores o iguales que un diámetro de impactor dado d se expresa como (Canavan, 1994):

$$N(d) \propto \left\{ \begin{array}{ll} d^{-8/3}, & \text{si } d \leq 200 \text{ m} \\ d^{-2}, & \text{si } 200 \text{ m} < d < 2 \text{ km} \\ d^{-3}, & \text{si } d > 2 \text{ km} \end{array} \right\}.$$

Modelo Propuesto para Distribución de Diámetros:

La relación entre la magnitud absoluta H y el diámetro del asteroide d en metros, dado un albedo p_v , es (Shoemaker *et al.*, 1982):

$$d = 10^{6.122} p_v^{-0.5} 10^{-0.2H}$$

de donde se obtiene que la magnitud absoluta es:

$$H = 30.61 - 2.5 \log p_v - 5 \log d$$

Asumiendo albedos de 0.034 para los asteroides tipo C y de 0.155

para los tipo S, se puede graficar la relación entre diámetros y magnitudes absolutas de NEAs, como se muestra en la gráfica de la Figura 2.13.

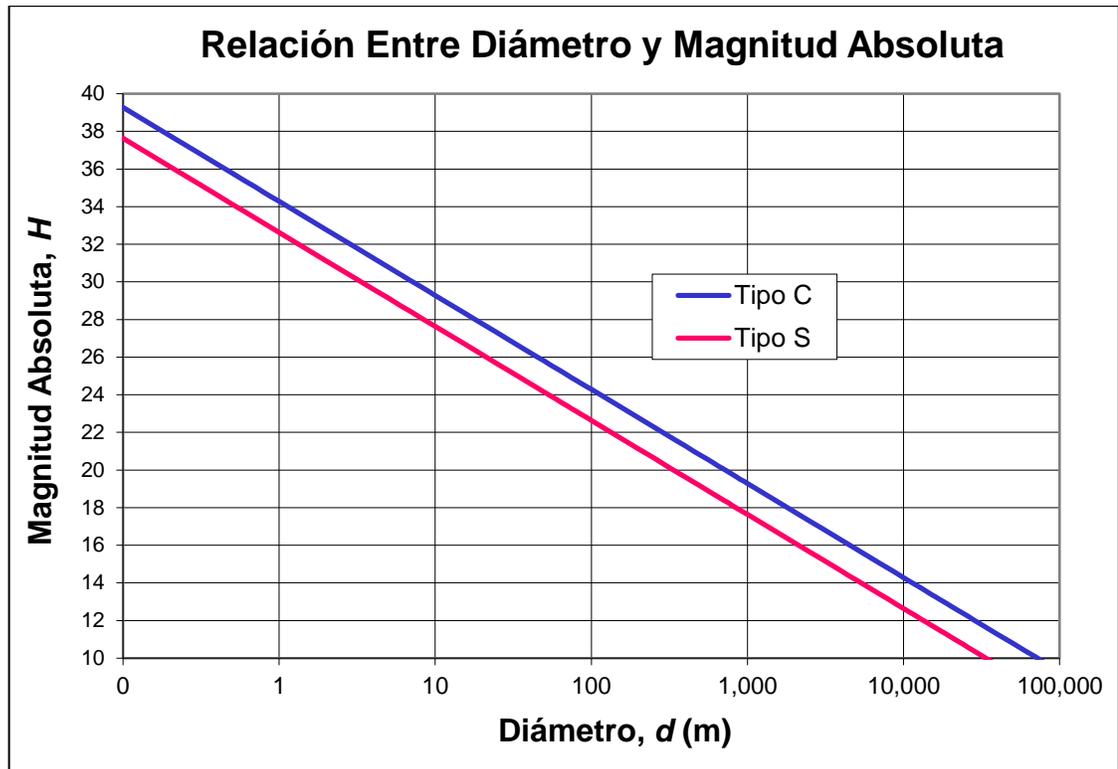


Figura 2.13. Relación entre diámetros y magnitud absoluta de los NEAs.

Siguiendo la fórmula de distribución de magnitudes absolutas:

$$N_S(\leq H) = A e^{1.1513H}$$

se obtiene que la distribución acumulada de diámetros es:

$$N(\geq d_{[m]}) = A e^{30.61\alpha} p_v^{-1.086\alpha} d^{-2.1715\alpha}$$

Aplicando el valor de $\alpha = 1.1513$ se obtiene:

$$N(\geq d_{[m]}) = A e^{35.24} p_v^{-1.25} d^{-2.5}$$

Siguiendo el modelo de población propuesto en este trabajo de Tesis, la relación para la distribución de diámetros mayor o igual que un valor d en metros resulta:

$$N(\geq d_{[m]}) = 1.68 \times 10^{-6} e^{35.24} p_v^{-1.25} d^{-2.5}$$

Asumiendo albedos de 0.034 para asteroides tipo C y 0.155 para tipo S, y distribuciones (a) de 75% tipo C y 25% tipo S (con base en los descubrimientos actuales) y (b) de 50% tipo C y 50% tipo S (asumiendo igual número de tipos C y S), se obtiene la gráfica de la Figura 2.14 para la distribución de diámetros de NEAs.

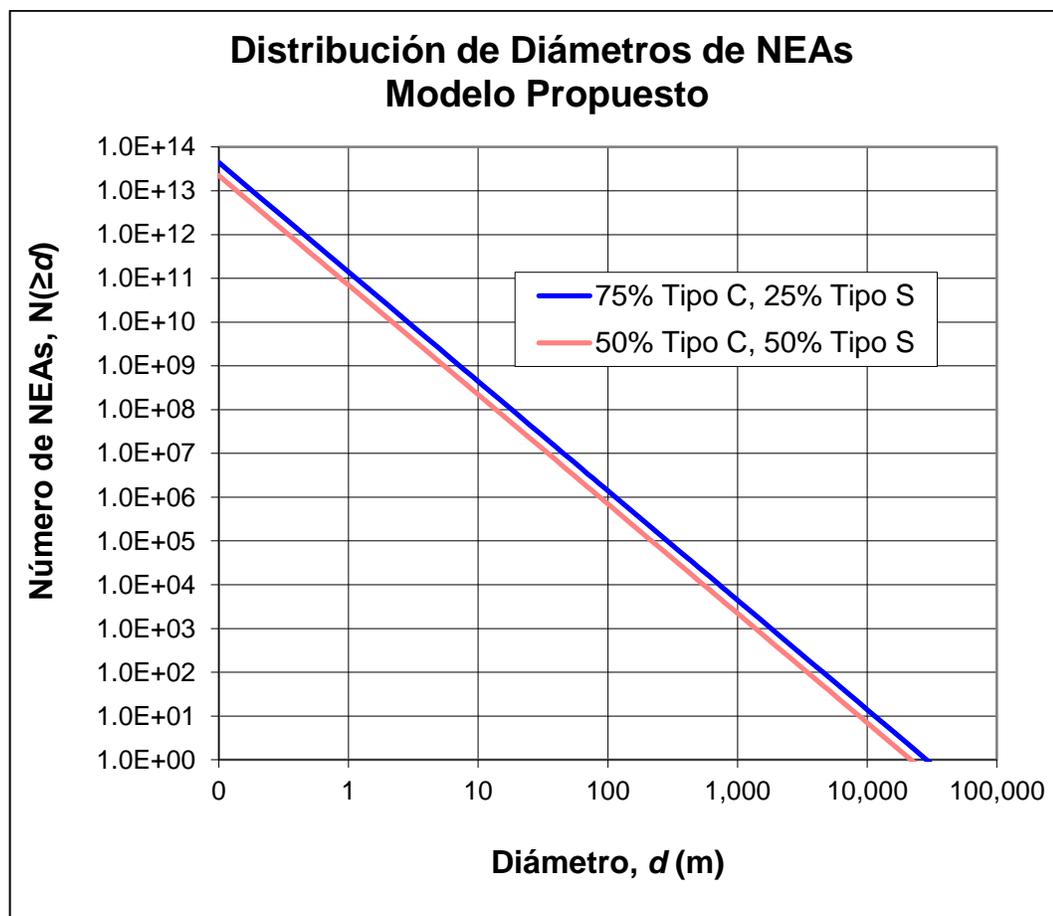


Figura 2.14. *Distribución de diámetros de NEAs según el modelo propuesto.*

2.3.2 Distribución de Masas

Con el objeto de describir estadísticamente la evolución de la población de asteroides, es necesario conocer la distribución de las masas y los elementos orbitales de estos objetos. En 1969, J. S. Dohnanyi realizó un modelo de población de objetos que experimentan colisiones inelásticas mutuas. Dichas colisiones suponen una velocidad de encuentro promedio y que la mayor de las masas que colisiona puede destruirse completamente (colisión catastrófica) o puede perder una fracción de su masa (colisión erosiva) dependiendo del tamaño relativo del otro objeto involucrado en la colisión. El resultado es un proceso por el cual las masas de ciertos objetos de la población disminuyen con el tiempo debido a la erosión, y en ocasiones otros objetos son violentamente destruidos. La redistribución de los fragmentos producidos durante las colisiones catastróficas y erosivas constituye un mecanismo de creación de partículas. Los resultados de Dohnanyi se basaron en el estudio de asteroides realizado por Kuiper, Fujita, Gehrels, Groeneveld, Kent, Van Biesbroeck y Van Houten en 1958. Dicho estudio presenta completéz hasta la magnitud fotográfica absoluta 9.5. Más allá de esta magnitud límite, la diferencia entre el número de asteroides existente y el observado comienza a incrementarse debido a efectos de selección. En la Figura 2.15 se observa este hecho; el histograma sólido corresponde al número de asteroides en cada intervalo de magnitud (centrados en la mitad) y el histograma punteado al número probable de asteroides determinado al usar los factores de completéz propuestos por

Kuiper y coautores. En la figura puede verse que el ajuste lineal por mínimos cuadrados que hizo Dohnanyi de los datos es una buena representación de la distribución de las magnitudes fotográficas absolutas de los asteroides con magnitud fotográfica absoluta mayor a 6. La figura incluye también una escala de masa para los asteroides basada en una densidad de 3.5 g/cm^3 que se asocia con la escala de magnitud fotográfica absoluta.

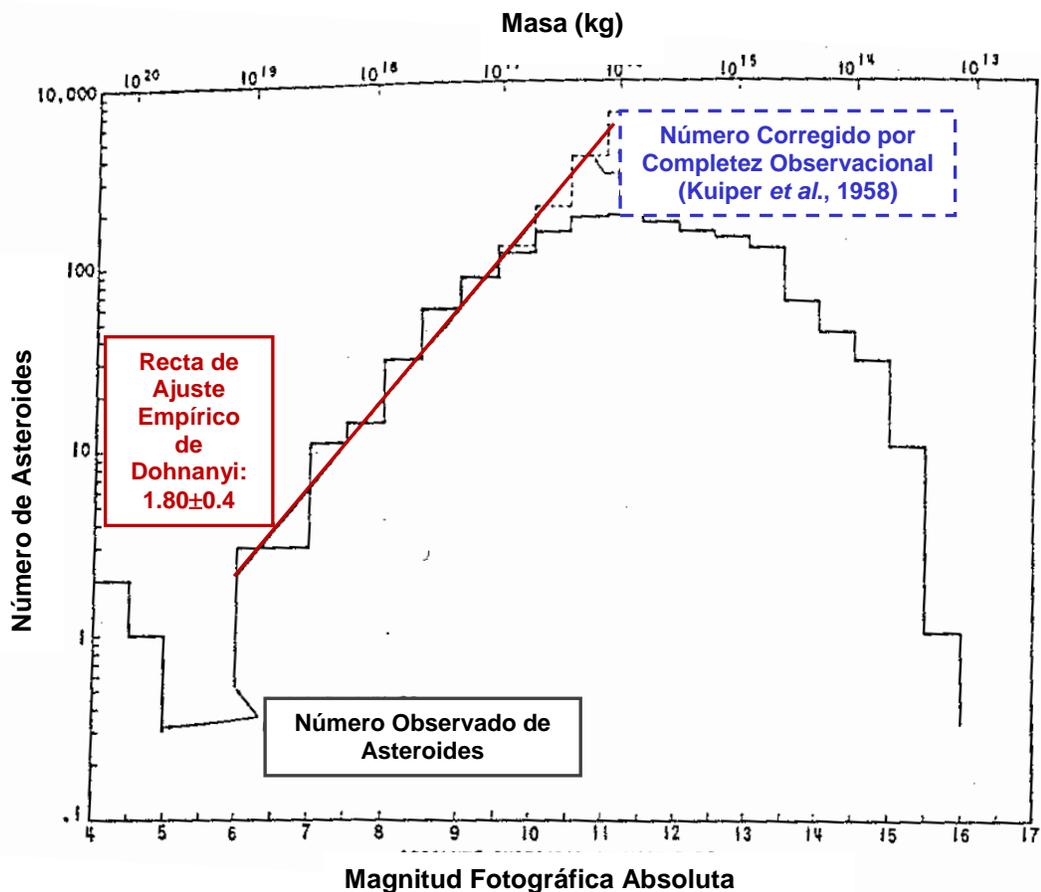


Figura 2.15. Número total de asteroides observados como función de la magnitud fotográfica absoluta. La línea sólida en el intervalo $[6, 11]$ es el ajuste por mínimos cuadrados de Dohnanyi. El histograma punteado es el número probable de asteroides basado en una selección observacional (Dohnanyi, 1969, p. 2533).

El resultado del ajuste por mínimos cuadrados de Dohnanyi es:

$$n(m) dm \propto m^{-1.80 \pm 0.4} dm,$$

donde $n(m)$ es el número de asteroides por unidad de volumen en el espacio en el pequeño pero arbitrario intervalo de masa $[m, m+dm]$, y m es la masa del asteroide, en kilogramos. La función de densidad de población por unidad de masa tiene la forma general:

$$n(m) = B m^{-\beta},$$

donde B y β son constantes. El exponente de esta ley de potencias, al que Dohnanyi denominó "índice de población" fue obtenido de manera teórica: para los asteroides y sus fragmentos, suponiendo una velocidad de colisión de 5 km/s, el índice de población de la distribución en estado de equilibrio es $\beta = 1.837$. Este valor coincide con el ajuste por mínimos cuadrados empírico de la distribución observada, cuyo índice de población es $\beta = 1.80 \pm 0.4$. En una primera aproximación, la ecuación diferencial:

$$n(m) dm = B m^{-\beta} dm,$$

tiene solución en estado de equilibrio cuando el índice de población es $\beta = 11/6 \sim 1.83$. Los términos de mayor orden contribuyen de manera casi insignificante al valor de β , al igual que los parámetros físicos como la velocidad de impacto y las propiedades de los materiales del proyectil y del blanco (Dohnanyi, 1969).

En 1982 Safronov publicó un artículo con base en los resultados de Dohnanyi y propuso diferentes valores para el exponente de la

distribución: (a) $\beta = 11/6 \sim 1.8$ para todos los asteroides excepto los más grandes, tal como lo sugiere Dohnanyi; (b) $\beta \sim 5/3$ para los asteroides más grandes; (c) β adopta valores de 1.5 o 1.6 cuando los objetos sufren procesos de acumulación y fragmentación, y (d) $\beta \sim 11/6$ cuando no ocurren estos procesos y los asteroides son destruidos o erosionados por colisiones (Safronov, 1982).

En 1994, Williams y Wetherill interesados por el estudio de las "cascadas de colisiones" entre los asteroides (véase la Sección 1.7) encontraron que la distribución de masa diferencial para el estado de equilibrio de una "cascada de colisiones" puede ser descrita por una ley de potencias cuyo exponente es casi el valor $11/6$ propuesto por Dohnanyi en 1969, equivalente al exponente 3.5 de la distribución diferencial de diámetros de los fragmentos de la cascada. Concluyeron que el resultado de Dohnanyi es mucho más robusto de lo que parecía, pues es válido aún en los complejos procesos de fragmentación. Además, el valor $11/6$ es casi insensible a los parámetros físicos involucrados en dichos procesos de fragmentación (Williams y Wetherill, 1994).

De esta manera puede concluirse que la distribución de frecuencias de masas está prácticamente en equilibrio para todas las masas (salvo las más grandes) y sigue una ley de potencias de la forma:

$$N(m) = B m^{-\beta+1},$$

donde $N(m)$ es el número acumulado de asteroides con masas mayores que m ; B es una constante, m es la masa del asteroide y β

es el exponente. La solución teórica en equilibrio muestra que el exponente $\beta \sim 11/6 = 1.83$, valor que se aproxima al 1.80 ± 0.4 encontrado por Dohnanyi al ajustar el método de mínimos cuadrados a datos estudiados (Davis *et al.*, 1982). En la Sección 2.3.1 se describió la distribución de masas mediante una relación diferencial en la que el exponente de la ley de potencias es γ . La relación entre γ y β está dada por:

$$\gamma = 3\beta - 2.$$

En el artículo de 1993 de D. L. Rabinowitz, donde se determinó el número acumulado de asteroides y el flujo hacia la vecindad de la Tierra, ambos como función de la magnitud absoluta (descrito en la Sección 2.2), también se obtiene el número como función de la masa m del asteroide. Según Rabinowitz, el número acumulado de asteroides con diámetros mayores a 100 m (o masas mayores a 10^9 kg) que se acercan a la Tierra se describe mediante la relación:

$$N(m) \propto m^{-0.66},$$

Esta dependencia de la masa coincide con la distribución de población de objetos del Cinturón de Asteroides.

Modelo Propuesto para Distribución de Masas:

Partiendo de la relación entre masa m y volumen V , y suponiendo cuerpos esféricos, se tiene:

$$m = \rho V = \rho \left[\frac{4}{3} \pi \left(\frac{d}{2}\right)^3 \right]$$

de donde se obtiene la relación entre masa y diámetro:

$$m = (\pi/6) \rho d^3$$

donde m es la masa del asteroide en kg, ρ es la densidad en kg/m^3 y d es el diámetro del asteroide en metros.

Asumiendo densidades de $1,700 \text{ kg/m}^3$ para asteroides tipo C y $2,400 \text{ kg/m}^3$ para tipo S, se grafica la relación entre diámetros y masas de NEAs como se muestra en la gráfica de la Figura 2.16.

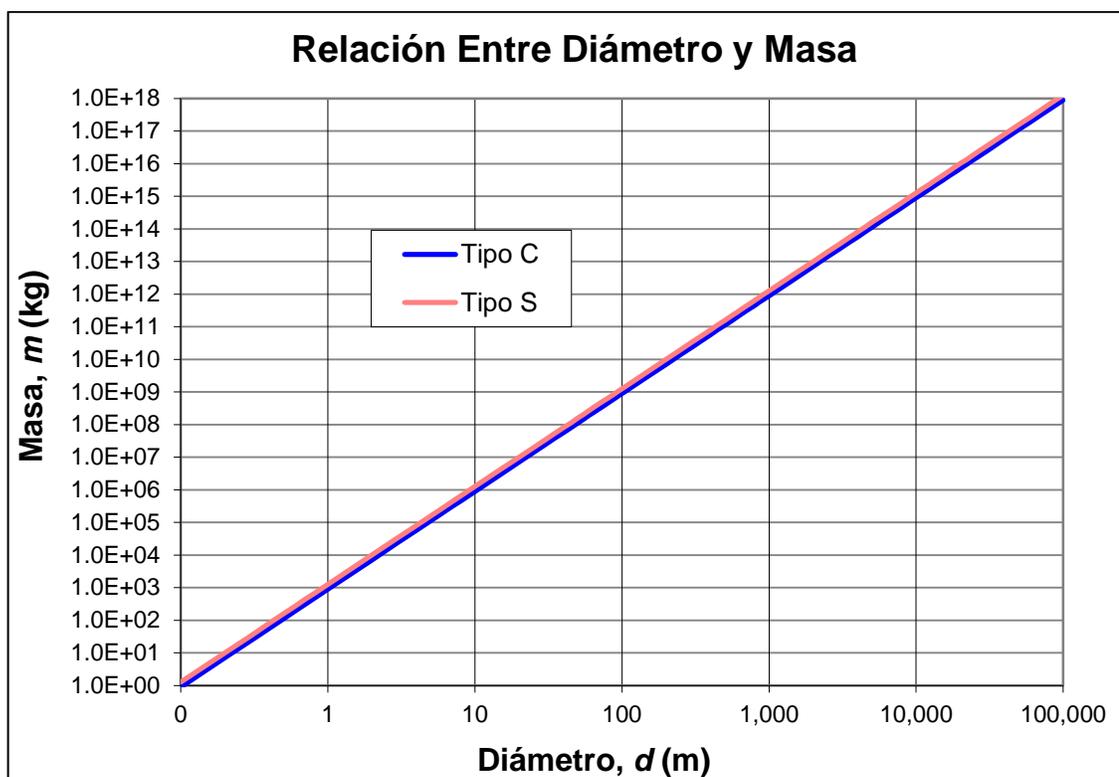


Figura 2.16. Relación entre diámetros y masas de los NEAs.

Siguiendo la fórmula de distribución de magnitudes absolutas:

$$N_S(\leq H) = A e^{1.1513H}$$

se obtiene que la distribución acumulada de masas es:

$$N(\geq m_{[\text{kg}]}) = A e^{30.14\alpha} \rho_v^{-1.086\alpha} \rho^{0.7238\alpha} m^{-0.7238\alpha}$$

Aplicando el valor de $\alpha = 1.1513$ y siguiendo el modelo de población propuesto en este trabajo de Tesis, la relación para el número acumulado de los objetos con masas mayores o iguales que un valor m en kilogramos resulta:

$$N(\geq m_{[\text{kg}]}) = 1.68 \times 10^{-6} e^{34.70} p_v^{-1.25} \rho^{5/6} m^{-5/6}$$

Asumiendo albedos de 0.034 para asteroides tipo C y 0.155 para tipo S; densidades de $1,700 \text{ kg/m}^3$ para asteroides tipo C y $2,400 \text{ kg/m}^3$ para tipo S, y distribuciones (a) de 75% tipo C y 25% tipo S (con base en los descubrimientos actuales) y (b) de 50% tipo C y 50% tipo S (asumiendo igual número de tipos C y S), se obtiene la la gráfica de la Figura 2.17 para la distribución de masas de NEAs.

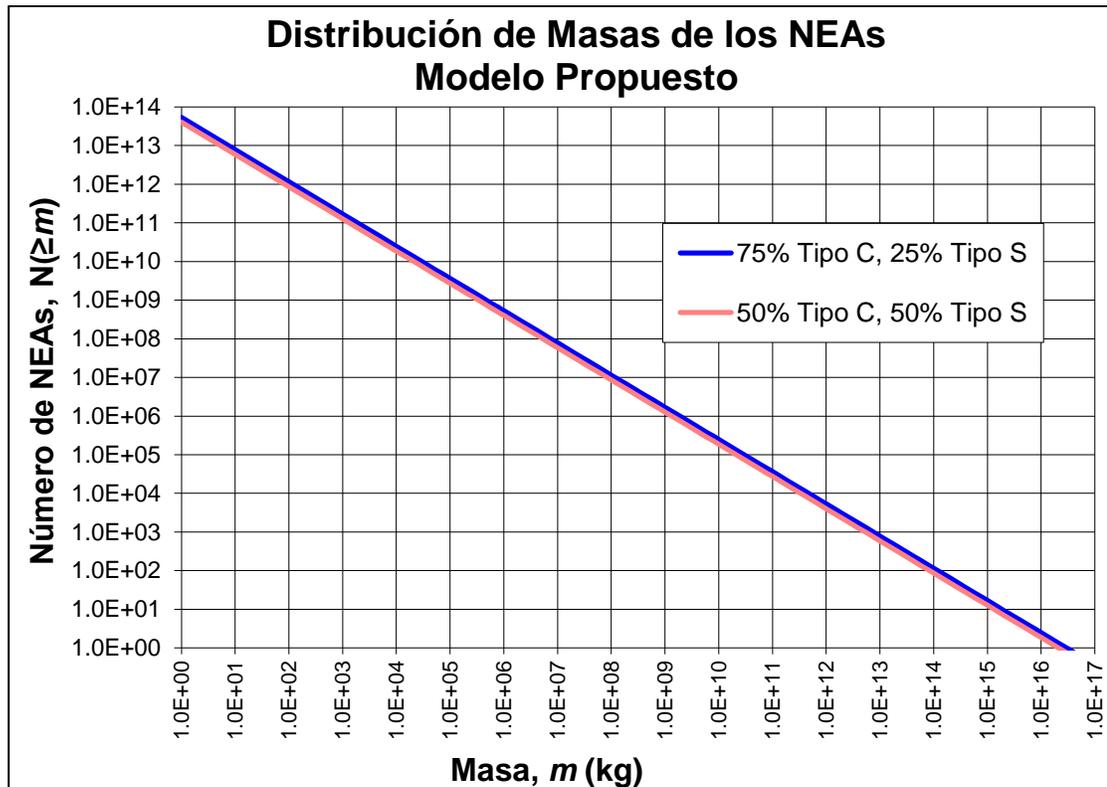


Figura 2.17. Distribución de masas de NEAs en el modelo propuesto.

2.3.3 Distribución de Energías

Haciendo un ajuste a los datos de cráteres lunares publicados en 1983 por Shoemaker, Gregory Canavan obtuvo la siguiente distribución de frecuencia de energías de impacto, análoga a su distribución de diámetros de impactores de la Sección 2.3.1:

$$N(E) \propto \left\{ \begin{array}{l} E^{-8/9}, \text{ si } E \leq 10^3 \text{ megatones} \\ E^{-2/3}, \text{ si } 10^3 \text{ megatones} < E < 10^7 \text{ megatones} \\ E^{-1}, \text{ si } E > 10^7 \text{ megatones} \end{array} \right\},$$

donde $N(E)$ es el número acumulado de NEOs con energías mayores o iguales que E , donde E es la energía cinética del objeto en megatones (Canavan, 1994).

Modelo Propuesto para Distribución de Energías:

Iniciando con la relación entre masa y energía:

$$E = \frac{1}{2} m v^2$$

donde E es la energía liberada por el asteroide al momento del impacto con la Tierra, en Joules; m es la masa del asteroide en kg, y v es la velocidad de impacto en m/s.

Dado que 1 kilotón equivale a 4.2×10^{12} Joules, se calcula E en kilotones como:

$$E_{[kt]} = (m v^2) / (8.4 \times 10^{12})$$

Sustituyendo la relación de masas y diámetros que se vio en la sección anterior:

$$m = (\pi/6) \rho d^3$$

se obtiene la relación entre el diámetro del asteroide y la energía liberada al momento de impactarse con la Tierra:

$$E_{[kt]} = (\pi \rho v^2 d^3) / (5.04 \times 10^{13})$$

Asumiendo densidades de 1,700 kg/m³ para los asteroides tipo C y de 2,400 kg/m³ para los tipo S, y velocidad de impacto de 20,000 m/s, se obtiene la relación entre el diámetro del asteroide y la energía de impacto con la Tierra, como se muestra en la gráfica de la Figura 2.18.

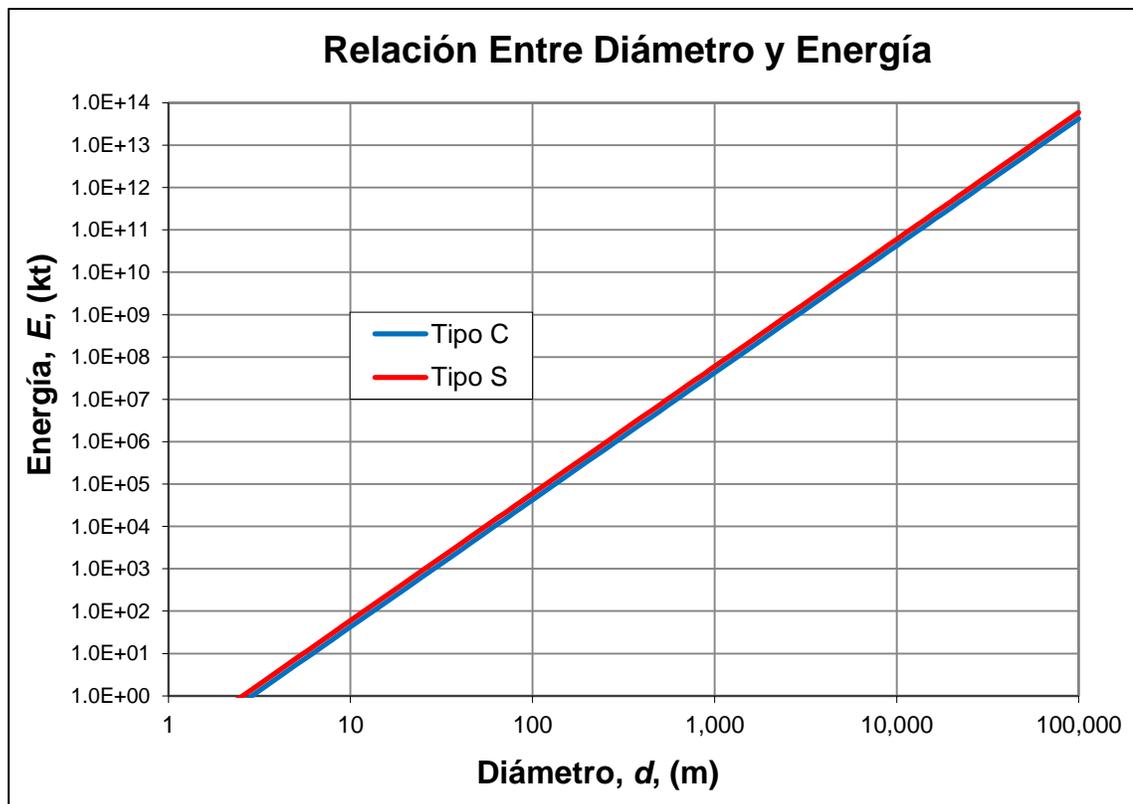


Figura 2.18. Relación entre diámetros de los NEAs y energías de impacto con la Tierra.

Siguiendo la fórmula de distribución de magnitudes absolutas:

$$N_S(\leq H) = A e^{1.1513H}$$

se obtiene que la distribución acumulada de energías se puede calcular mediante la ecuación:

$$N(\geq E_{[kt]}) = A e^{8.6\alpha} \rho_V^{-1.086\alpha} \rho^{0.7238\alpha} V^{1.448\alpha} E^{-0.7238\alpha}$$

Aplicando el valor de $\alpha = 1.1513$ y siguiendo el modelo de población propuesto en este trabajo de Tesis, se obtiene que el número acumulado de objetos con energías mayores o iguales que un valor E en kilotones se puede calcular mediante la ecuación:

$$N(\geq E_{[kt]}) = 1.68 \times 10^{-6} e^{9.9} \rho_V^{-1.25} \rho^{5/6} V^{1.67} E^{-5/6}$$

Asumiendo albedos de 0.034 para los asteroides tipo C y 0.155 para los tipo S; densidades de 1,700 kg/m³ para los asteroides tipo C y 2,400 kg/m³ para los tipo S; velocidad de impacto de 20,000 m/s, y distribuciones (a) con base en descubrimientos actuales de 75% asteroides tipo C y 25% tipo S, y (b) de igual número de asteroides; es decir 50% tipo C y 50% tipo S, se obtiene la gráfica de la Figura 2.19 para la distribución de energías de impacto de NEAs con la Tierra.

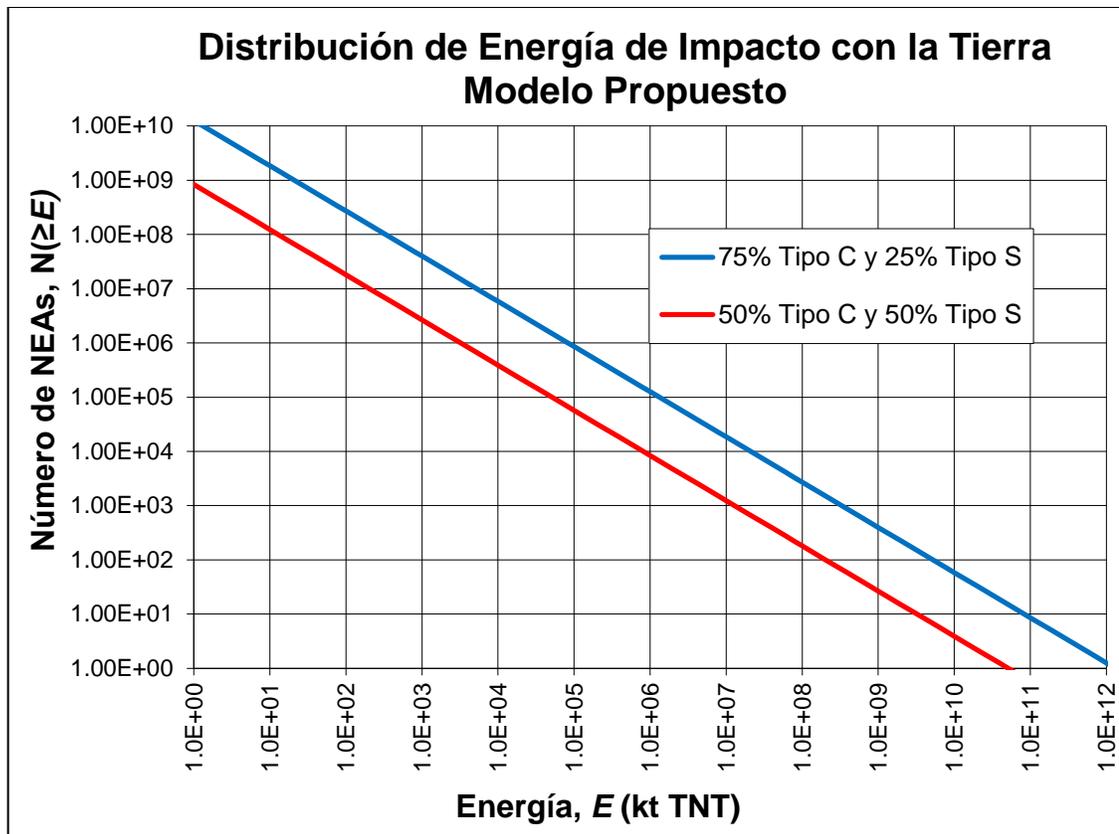


Figura 2.19. *Distribución de energía de impacto de NEAs con la Tierra en el modelo propuesto.*

2.3.4 Distribución de Diámetros de Cráteres

La historia de la población de los ECAs se ve reflejada en el registro geológico de los cráteres de impacto que producen sobre la Tierra y la Luna. De ahí la importancia de determinar la población de ECAs y su respectiva frecuencia de impacto y formación de cráteres, sobre todo porque la densidad de cráteres de cierto tamaño por unidad de área sirve de base para determinar la edad absoluta de distintas regiones de la corteza lunar y esta cronología se extrapola a otros cuerpos planetarios permitiendo modelar sus historias geológicas.

El tamaño de los cráteres formados por el impacto de objetos depende del tamaño del impactor, su velocidad y el ángulo con el cual se impacta. También depende de la composición del cuerpo, el material y la estructura de la superficie sobre la cual se forma el cráter, así como la gravedad superficial del planeta en cuestión. Desafortunadamente, la velocidad y el ángulo de impacto rara vez se conocen, por lo que no puede saberse el tamaño del impactor; sin embargo, existe la manera de estimarlo a partir del tamaño del cráter de impacto suponiendo valores sobre la velocidad de impacto y otros factores. En esta sección se explora la relación entre los tamaños de los ECAs impactores y los cráteres que llegan a formar. Asimismo, se extiende el modelo de población propuesto para la distribución de diámetros de los cráteres formados.

Dada la carencia de información observacional o experimental sobre cráteres de impacto con diámetros mayores a unas decenas de metros y el interés geológico de las estructuras en el intervalo de kilómetros de diámetro, se encuentra una solución a esta problemática en la extrapolación de datos mediante las leyes de escalamiento. Los parámetros involucrados en el escalamiento de los cráteres de impacto pueden reducirse a tres grupos:

1. Variables del proyectil, como su densidad, masa, velocidad, diámetro, energía cinética y ángulo de impacto.
2. Descriptores del cráter, como su diámetro, profundidad, volumen y altura del borde.
3. Variables del blanco (sitio de impacto), como su densidad, gravedad y porosidad.

En la década de 1920 surgió la idea de que los impactos debidos a meteoritos eran similares a explosiones en la superficie de la Tierra, aun cuando los impactos tienden a depositar un mayor momento en el blanco que las explosiones. Las primeras leyes de escalamiento fueron propuestas por C. W. Lampson en 1950, basadas en su estudio de explosiones de TNT con cargas desde 4 hasta 1,500 kg. De esta manera se encontró que el diámetro del cráter, D , formado por un asteroide es proporcional a la raíz cúbica de la energía cinética, W , de manera que si se conoce el diámetro D_o de un cráter producido por una energía explosiva W_o , y desea conocerse el diámetro D de un cráter producido por una energía W , entonces el diámetro D puede ser encontrado a partir de la siguiente relación (Melosh, 1989):

$$D / D_o = (W / W_o)^{1/3}$$

En el caso de impactos debidos a asteroides, la energía de explosión W es sustituida por la energía cinética del impactor.

Trabajos posteriores al de Lampson indican que el exponente 1/3 en la ley de potencias no es válido en todo el intervalo de tamaños de cráteres. Un valor de 1/3.4 es más apropiado (Melosh, 1989).

D. E. Gault desarrolló un conjunto de leyes de escalamiento basadas en la expansión de la energía al momento de la formación de cráteres en la superficie lunar. En 1974, Gault publicó tres leyes de escalamiento dependientes del tamaño del cráter y el material del blanco (la Luna), mismas que se describen a continuación.

1) Para cráteres de hasta 10 m de diámetro formados en roca sólida se tiene:

$$D_{Luna} = 0.015 \rho_p^{1/6} \rho_b^{-1/2} W_p^{0.37} (\text{sen } \theta)^{2/3}.$$

2) Para cráteres de hasta 100 m de diámetro en tierra suelta o regolita (fragmentos rocosos muy finos producidos por miles de millones de años de bombardeos de meteoritos) la relación es:

$$D_{Luna} = 0.25 \rho_p^{1/6} \rho_b^{-1/2} W_p^{0.29} (\text{sen } \theta)^{1/3}.$$

3) Para cráteres entre 100 m y 1 km de diámetro, en cualquier tipo de material, la ley de escalamiento es:

$$D_{Luna} = 0.27 \rho_p^{1/6} \rho_b^{-1/2} W_p^{0.28} (\text{sen } \theta)^{1/3}.$$

En los tres casos las unidades están en el sistema *mks* y D_{Luna} corresponde al diámetro del cráter en la Luna; ρ_p es la densidad del proyectil; ρ_b es la densidad del blanco, W_p es la energía cinética del proyectil y θ es el ángulo de impacto. Las fórmulas son válidas para la Luna (donde la aceleración de la gravedad es $g_{Luna}=1.67 \text{ m/s}^2$), aunque pueden ser escaladas a otros cuerpos suponiendo que D es proporcional a $g^{-0.165}$, siendo g_b la aceleración de la gravedad del blanco en cuestión (Melosh, 1989).

La energía del proyectil se determina a partir de la expresión de la energía cinética, es decir,

$$W_p = \frac{1}{2} m_p v_i^2,$$

donde m_p es la masa del proyectil y v_i es la velocidad de impacto del proyectil con el blanco. Suponiendo además que los impactores son esféricos, puede sustituirse la masa del proyectil en términos de su densidad ρ_p y de su diámetro d_p , mediante la relación:

$$m_p = (\pi/6) \rho_p d_p^3.$$

Así, la ley de escalamiento de Gault para cráteres lunares entre 100 m y 1 km de diámetro se convierte en:

$$D_{\text{Luna}} = 0.186 \rho_p^{0.45} \rho_b^{-0.5} v_i^{0.56} (\text{sen } \theta)^{1/3} d_p^{0.84}.$$

Generalizando esta relación para cualquier blanco cuya aceleración de la gravedad sea g_b , entonces la ley de escalamiento de Gault se convierte en:

$$D_b = 0.202 g_b^{-0.165} \rho_p^{0.45} \rho_b^{-0.5} v_i^{0.56} (\text{sen } \theta)^{1/3} d_p^{0.84}.$$

Otra ley de escalamiento de diámetro de cráteres fue propuesta por Holsapple y Schmidt en 1982. La relación tiene una dependencia explícita en la aceleración de la gravedad del blanco (g_b), pero sólo es válida para impactos verticales ($\theta = 90^\circ$). Dicha expresión es:

$$D_{b(\theta=90^\circ)} = 1.8 \rho_p^{0.11} \rho_b^{-1/3} g_b^{-0.22} d_p^{0.13} W_p^{0.22},$$

donde ρ_p es la densidad del proyectil; ρ_b es la densidad del blanco; g_b es la aceleración gravitacional en la superficie del blanco, d_p es el diámetro del proyectil y W_p es la energía cinética del proyectil (Melosh, 1989). Sustituyendo como antes la expresión de la energía cinética y suponiendo que los impactores son esféricos, con v_i la

velocidad de impacto, la ley de escalamiento de Holsapple y Schmidt resulta:

$$D_{b(\theta=90^\circ)} = 1.34 \rho_p^{0.33} \rho_b^{-0.33} g_b^{-0.22} v_i^{0.44} d_p^{0.79}.$$

Según Shoemaker y Wolfe, los cráteres de diámetros mayores a 25 km existentes en la superficie de Ganímedes, un satélite de Júpiter, siguen la distribución:

$$N \propto D^{-2.2},$$

donde N es la frecuencia acumulada y D es el diámetro del cráter (Shoemaker y Wolfe, 1982).

En 1963, E. M. Shoemaker, R. J. Hackman y R. E. Eggleton propusieron una ley de escalamiento para los diámetros de cráteres, misma que ha sido utilizada en los últimos años. Dicha ley se basa en la energía cinética del impactor para calcular el diámetro del cráter que se forma, como lo expresa la siguiente relación:

$$D = K W^{1/3.4},$$

donde D es el diámetro del cráter; W es la energía cinética del proyectil que forma el cráter y K es la constante de escalamiento (la densidad del proyectil permanece constante). Los autores evaluaron la constante K para obtener el diámetro de los cráteres formados por impactos de núcleos cometarios. El valor de esta constante en el caso de cráteres producidos por explosiones nucleares formados en aluvión (sedimentos de limo, arena, arcilla, grava o material suelto depositado por corrientes de agua) en el *Nevada Test Site* (lugar donde se realizan estas pruebas) por

explosiones a una profundidad apropiada y comparable con la mayoría de los cráteres de impacto es:

$$K_n = 0.074 \text{ km} / (\text{kilotón de TNT})^{1/3.4}.$$

La formación de cráteres es independiente de las propiedades mecánicas del sitio de colisión, pero sí depende de: (i) la aceleración de la gravedad en la superficie del planeta o satélite donde se impactará el proyectil, (ii) la densidad del material del blanco y (iii) el grado de colapso gravitacional de los cráteres formados previamente. Así, la relación del diámetro del cráter se convierte en:

$$D = s_g s_\rho c_f K_n W^{1/3.4},$$

donde s_g es el factor de escalamiento gravitatorio; s_ρ es el factor de escalamiento de densidades; c_f es el factor de colapso y W es la energía cinética del proyectil.

En 1982, Shoemaker y otros autores resumen la relación de escalamiento de diámetros de cráteres en la Tierra como:

$$D_{\text{Tierra}} = 74 W^{1/3.4},$$

donde D_{Tierra} es el diámetro del cráter en la Tierra en metros y W es la energía cinética del asteroide en kilotones de TNT. Para cráteres en la Tierra mayores de 3 km, debe multiplicarse a D_{Tierra} por 1.3 (corrección conservativa) o por 1.35 (mejor valor de corrección) con el fin de considerar el colapso del cráter (Shoemaker *et al.*, 1982).

Para los cráteres en la Luna, los diámetros dados por la ecuación anterior son escalados tomando en cuenta las diferencias en el valor de la aceleración de la gravedad mediante la relación:

$$D_{Luna} = (g_{Tierra} / g_{Luna})^{1/6} D_{Tierra},$$

donde D_{Luna} es el diámetro del cráter en la Luna en metros; g_{Tierra} es la aceleración gravitacional en la Tierra, g_{Luna} es la aceleración gravitacional en la Luna y D_{Tierra} es el diámetro del cráter en la Tierra. Para los cráteres en la Luna con diámetros menores a 15 km no se requiere introducir un factor de corrección por colapso de cráteres (Shoemaker *et al.*, 1982).

Además, la energía de cada proyectil es proporcional al cubo del diámetro d del asteroide, por lo que

$$D \propto d^{3/3.4}$$

En 1993, Hills y Goda propusieron que el diámetro de un cráter producido por el impacto con un asteroide (o una explosión nuclear) de energía E está dado por la siguiente ecuación:

$$D = \left(\frac{E}{0.952 \text{ megatonnes de TNT}} \right)^{1/3},$$

donde D está en kilómetros y E está en megatonnes de TNT.

Además afirman que si un asteroide es lo suficientemente grande como para no ser frenado significativamente por la atmósfera, el diámetro del cráter D que produce está relacionado con el diámetro

original del asteroide d , su densidad ρ y su velocidad de impacto v , como lo indica la siguiente relación:

$$D = 4.3 \text{ km} \left[\left(\frac{d}{100 \text{ m}} \right)^3 \left(\frac{v}{20 \text{ km}} \right)^2 \left(\frac{\rho}{3 \text{ g/cm}^3} \right) \right]^{1/3},$$

donde D está en kilómetros. Esta ecuación es válida para objetos pétreos con diámetros mayores a 100 m y metálicos mayores a 20 o 30 m (Hills y Goda, 1993).

En 1994, Neukum e Ivanov encontraron al graficar el logaritmo de la frecuencia acumulada de cráteres contra el logaritmo del diámetro del cráter que la distribución de frecuencia acumulada de diámetros de cráteres tiene la forma:

$$N(D) \propto D^\delta,$$

donde $N(D)$ es el número acumulado de cráteres con diámetros mayores o iguales que un diámetro de cráter dado D y δ es el índice de población, no necesariamente constante (Neukum e Ivanov, 1994).

El factor de escalamiento gravitacional está dado por:

$$s_g = \left(\frac{g_{Tierra}}{g_s} \right)^{1/6} = \left(\frac{R_s^2 g_{Tierra}}{G M_s} \right)^{1/6}$$

donde g_{Tierra} es la aceleración gravitacional en la Tierra, g_s es la aceleración gravitacional del planeta o del satélite, R_s es el radio promedio del planeta o satélite, G es la constante de gravitación

universal y M_s es la masa del planeta o satélite.

El factor de escalamiento de densidades, suponiendo que la energía requerida para formar un cráter de impacto grande de un cierto diámetro es proporcional a la densidad del blanco, es:

$$s_p = \left(\frac{\rho_a}{\rho_s} \right)^{1/3.4},$$

donde ρ_a es la densidad del aluvión en el *Nevada Test Site* y ρ_s es la densidad del material de la superficie del planeta o satélite.

Los estudios realizados sobre cráteres colapsados en la Luna determinan un factor de colapso $c_f = 1.3$ (Shoemaker y Wolfe, 1982).

Sustituyendo las fórmulas anteriores en la relación del diámetro del cráter,

$$D = s_g s_p c_f K_n W^{1/3.4}, \text{ se obtiene:}$$

$$D = \left(\frac{g_{Tierra}}{g_s} \right)^{1/6} \left(\frac{\rho_a}{\rho_s} \right)^{1/3.4} c_f K_n W^{1/3.4}, \text{ o}$$

$$D = \left(\frac{g_{Tierra}}{g_s} \right)^{1/6} \left(\frac{\rho_a}{\rho_s} \right)^{1/3.4} c_f K_n \left[\left(\frac{1}{12} \right) \pi \rho v^2 d^3 \right]^{1/3.4}$$

donde D es el diámetro del cráter en km; g_{Tierra} es la aceleración gravitacional en la Tierra; g_s es la aceleración gravitacional del planeta o del satélite; ρ_a es la densidad del aluvión en el *Nevada Test Site* (1.8 g/cm^3); ρ_s es la densidad de la superficie del planeta o

satélite en g/cm^3 ; c_f es el factor de colapso del cráter; K_n es la constante de escalamiento ($0.074 \text{ km}/(\text{kt})^{1/3.4}$), W es la energía cinética depositada por el asteroide en kilotones; ρ es la densidad del asteroide, v es la velocidad de impacto y d es el diámetro del asteroide.

Suponiendo que el cuerpo tiene forma esférica y aplicando los valores correspondientes para la Luna en la relación:

$$D = \left(\frac{g_{\text{Tierra}}}{g_s} \right)^{1/6} \left(\frac{\rho_a}{\rho_s} \right)^{1/3.4} c_f K_n W^{1/3.4}$$

con $g_{\text{Tierra}} = 9.81 \text{ m/sec}^2$; $g_{\text{Luna}} = 1.625 \text{ m/sec}^2$; $\rho_a = 1.8 \text{ g/cm}^3$; $\rho_{\text{Luna}} = 3.35 \text{ g/cm}^3$; $c_f = 1.3$ y $K_n = 0.074 \text{ km}/(\text{kilotón de TNT})^{1/3.4}$, se obtiene la siguiente relación para el diámetro del cráter de impacto en la Luna D en km:

$$D_{\text{Luna [km]}} = 0.11 W_{[\text{kt}]}^{1/3.4}, \text{ o}$$

$$D_{\text{Luna [km]}} = 0.11 \left[\left(\frac{1}{12} \right) \pi \rho v^2 d^3 \right]^{1/3.4}$$

donde W es la energía cinética depositada por el asteroide en kilotones; ρ es la densidad del asteroide; v es la velocidad de impacto, y d es el diámetro del asteroide.

La gráfica de la Figura 2.20 muestra la distribución de la energía cinética depositada por los asteroides como función de los diámetros de cráteres de impacto en la Luna.

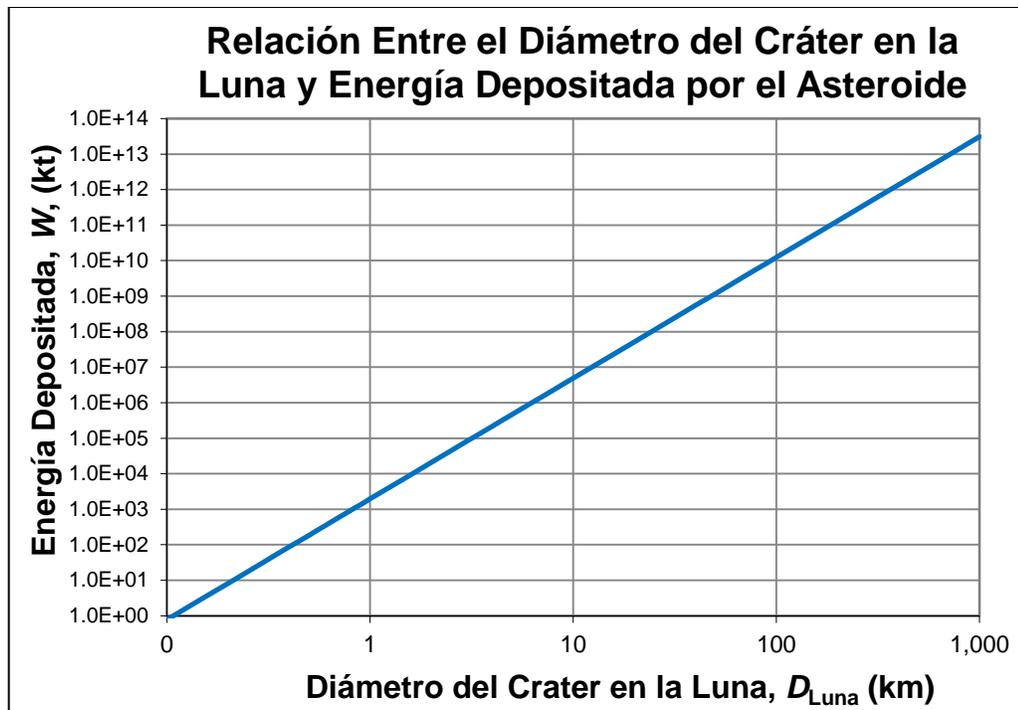


Figura 2.20. *Relación entre el diámetro del cráter en la Luna y la energía depositada por el asteroide.*

Modelo Propuesto para Distribución de Diámetros de Cráteres:

Se usará la ley de escalamiento genérica de Gault antes descrita:

$$D_b = 0.202 g_b^{-0.165} \rho_p^{0.45} \rho_b^{-0.5} v_i^{0.56} (\text{sen } \theta)^{1/3} d^{0.84}.$$

donde D_b corresponde al diámetro del cráter en el blanco en metros; ρ_p es la densidad del proyectil en kg/m^3 ; ρ_b es la densidad del blanco en kg/m^3 , v_i es la velocidad de impacto en m/s , θ es el ángulo de impacto y d es el diámetro del asteroide en metros.

Utilizando los valores correspondientes para la Tierra y la Luna: $g_{\text{Tierra}}=9.81 \text{ m/s}^2$, $g_{\text{Luna}}=1.67 \text{ m/s}^2$, $\rho_{\text{Tierra}}=5,515 \text{ kg/m}^3$; $\rho_{\text{Luna}}=3,346 \text{ kg/m}^3$, y asumiendo velocidades medias de $v_{\text{Tierra}}=20 \text{ km/s}$ y $v_{\text{Luna}}=9.7 \text{ km/s}$ y ángulo de impacto más probable $\theta=45(\pi/180) \text{ rad}$

(Shoemaker *et al.*, 1990), se obtiene la gráfica de la Figura 2.21 que muestra la relación entre el diámetro del asteroide y el diámetro del cráter producido en la Tierra y en la Luna.

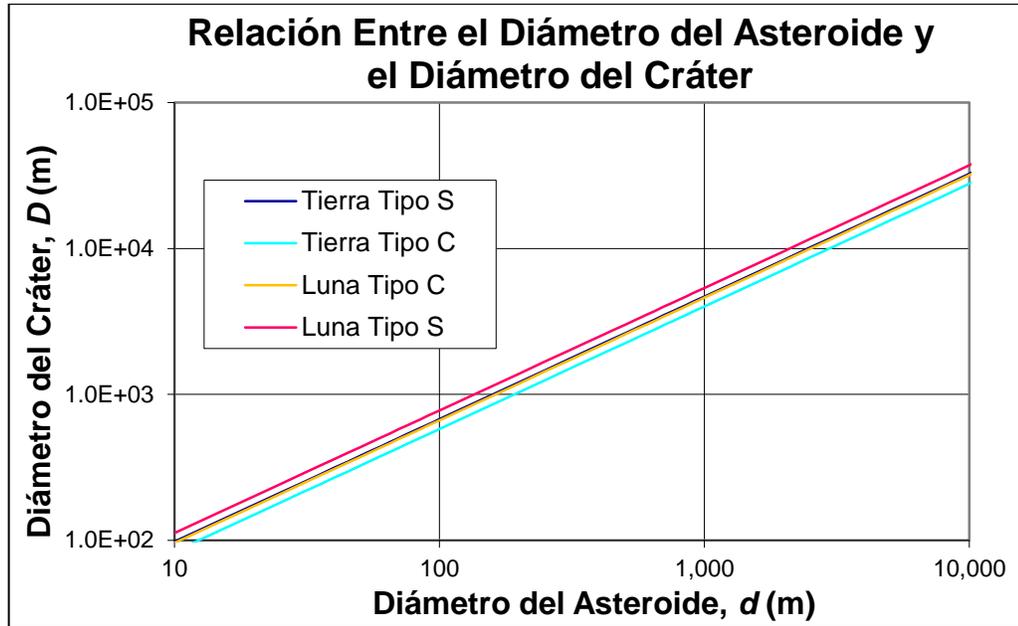


Figura 2.21. *Relación entre el diámetro del asteroide y el diámetro del cráter en la Tierra y en la Luna producido por el asteroide.*

Como puede verse, el mismo asteroide hace un cráter más grande en la Luna que en la Tierra, es decir: $D_{Luna} > D_{Tierra}$ para un determinado diámetro d del asteroide.

De la ecuación anterior se obtiene, en sistema mks:

$$d = 1.8 \times 10^{-3} g_b^{0.196} \rho_p^{0.536} \rho_b^{0.595} v_i^{-0.667} (\text{sen} \theta)^{-0.397} D_b^{1.190}$$

Sustituyendo d en la la fórmula de la Sección 2.3.1 para la distribución de diámetros mayores o iguales que d , en metros, y donde p_v es el albedo del asteroide:

$$N(\geq d) = A e^{30.61\alpha} p_v^{-1.086\alpha} d^{-2.1715\alpha}$$

se obtiene la distribución acumulada $N(\geq D)$ para diámetros de cráteres de impacto mayores o iguales que D y para cualquier blanco:

$$N(\geq D_b) = 7.27 \times 10^6 A e^{30.61\alpha} \rho_v^{-1.086\alpha} g_b^{-0.426\alpha} \rho_p^{-1.163\alpha} \rho_b^{-1.292\alpha} v_i^{1.448\alpha} (\sin \theta)^{0.862\alpha} D_b^{-2.584\alpha}$$

donde A es la constante de proporcionalidad; ρ_v es el albedo del asteroide; g_b es la aceleración gravitacional del blanco en m/s^2 ; ρ_p es la densidad del proyectil en kg/m^3 ; ρ_b es la densidad del blanco en kg/m^3 ; v_i es la velocidad de impacto en m/s , θ es el ángulo de impacto y D_b es el diámetro del cráter producido en el blanco en metros.

Utilizando los valores correspondientes para la Tierra y la Luna: $g_{Tierra}=9.81 m/s^2$, $g_{Luna}=1.67 m/s^2$, $\rho_{Tierra}=5,515 kg/m^3$; $\rho_{Luna}=3,346 kg/m^3$, se obtienen las relaciones simplificadas para la distribución acumulada de diámetros de cráteres de impacto:

$$N(\geq D_{Tierra}) = 6.5A e^{30.61\alpha} \rho_v^{-1.086\alpha} \rho_p^{-1.163\alpha} v_i^{1.448\alpha} (\sin \theta)^{0.862\alpha} D_{Tierra}^{-2.584\alpha}$$

$$N(\geq D_{Luna}) = 32.4A e^{30.61\alpha} \rho_v^{-1.086\alpha} \rho_p^{-1.163\alpha} v_i^{1.448\alpha} (\sin \theta)^{0.862\alpha} D_{Luna}^{-2.584\alpha}$$

Aplicando los valores de A y α del modelo de población propuesto, se obtienen las siguientes relaciones para la distribución acumulada de diámetros de cráteres de impacto mayor o igual que D para: (a) cualquier blanco, (b) la Tierra, y (c) la Luna, respectivamente. En los tres casos, las unidades están en el sistema mks.

$$N(\geq D_b) = 12.26 e^{35.24} \rho_v^{-1.25} g_b^{-0.49} \rho_p^{-1.34} \rho_b^{-1.49} v_i^{1.67} (\sin \theta)^{0.99} D_b^{-2.98}$$

$$N(\geq D_{\text{Tierra}}) = 1.09 \times 10^{-5} e^{35.24} \rho_v^{-1.25} \rho_p^{-1.34} v_i^{1.67} (\text{sen } \theta)^{0.99} D_{\text{Tierra}}^{-2.98}$$

$$N(\geq D_{\text{Luna}}) = 5.45 \times 10^{-5} e^{35.24} \rho_v^{-1.25} \rho_p^{-1.34} v_i^{1.67} (\text{sen } \theta)^{0.99} D_{\text{Luna}}^{-2.98}$$

Asumiendo albedos de 0.034 para asteroides tipo C y de 0.155 para los tipo S; densidades de 1,700 kg/m³ para los tipo C y de 2,400 kg/m³ para los tipo S; velocidades medias de 20,000 m/s para la Tierra y 9,700 m/s para la Luna; ángulo de impacto más probable $\theta=45(\pi/180)$ rad, y distribuciones (a) con base en descubrimientos actuales de 75% asteroides tipo C y 25% tipo S, y (b) de igual número de asteroides; es decir 50% tipo C y 50% tipo S, se obtiene la gráfica de la Figura 2.22 para la distribución de diámetros de cráteres de impacto mayor o igual que D en la Tierra y en la Luna.

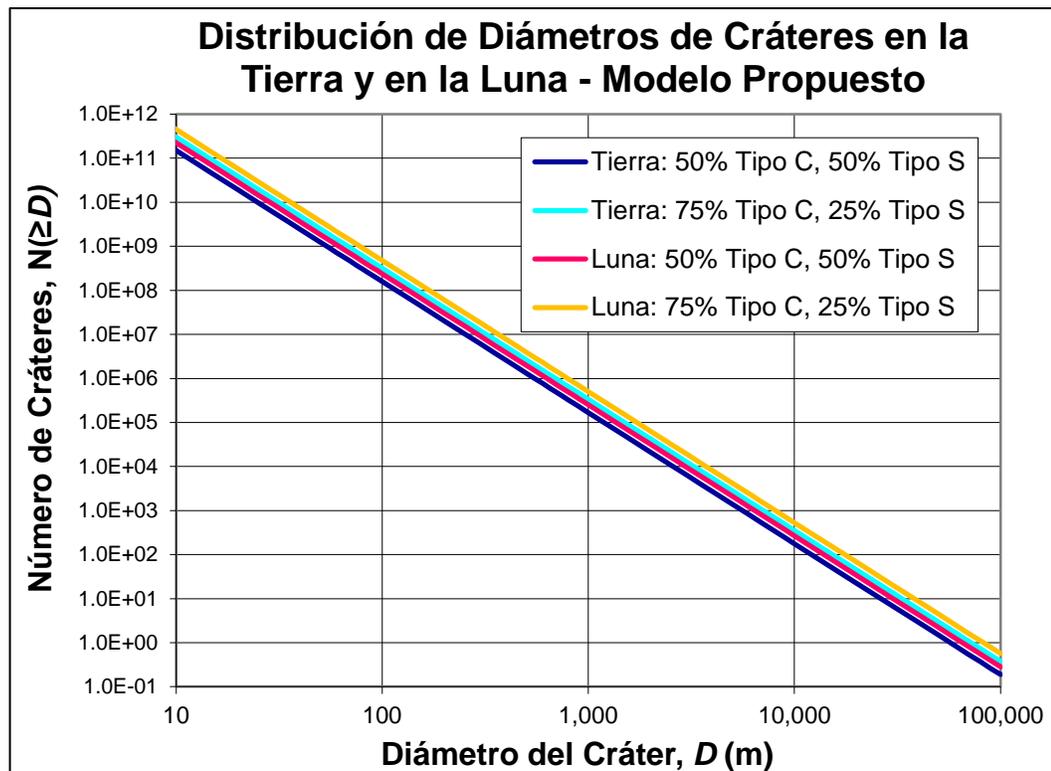


Figura 2.22. Distribución de diámetros de cráteres en la Tierra y en la Luna producidos por asteroides, según el modelo propuesto.

CAPÍTULO 3: COLISIONES DE ASTEROIDES CON LA SUPERFICIE DE LA TIERRA

La Tierra se encuentra inmersa en un enjambre de asteroides y cometas que pueden impactar y han impactado su superficie a lo largo de la historia. La amenaza debida al impacto podría considerarse extremadamente remota; sin embargo, desde hace varias décadas se reconoció que los efectos de una colisión podrían ser catastróficos para la vida en nuestro planeta, además de que la probabilidad de colisión de un ECA con la Tierra es finita. En este capítulo se mencionan algunas consideraciones sobre los impactos debidos a ECAs; se clasifica a los impactores; se estudian los probables escenarios de colisión, sus consecuencias y la creación de cráteres de impacto. Además, se describen algunos impactos que han ocurrido en la Tierra y, en particular, se explica la teoría actualmente más aceptada sobre la extinción masiva de especies al final del periodo Cretácico hace 65 millones de años.

3.1 Impactos y sus Consecuencias

Ya que casi $\frac{3}{4}$ partes de la Tierra están cubiertas por agua, la probabilidad de que un impacto de un asteroide ocurra en el océano es mayor a que ocurra sobre terreno continental. Se afirma que tres de cada cuatro colisiones en la Tierra son en agua (Lewis, 1996).

De los posibles impactores de la Tierra, se estima que entre el 2% y el 30% de los que causarían un mayor impacto son cometas y los

demás son asteroides (Steel, 1995). Así, la catástrofe más probable se debería al impacto de un ECA con la Tierra. Morrison, por su parte, afirma que el 75% del peligro que representan los NEOs se debe a ECAs y el 25% a ECCs.

Se considera que un objeto, asteroide o cometa es un objeto potencialmente peligroso para la Tierra si su órbita le permite acercarse a nuestro planeta a una distancia menor o igual a 0.05 UA, o alrededor de 20 veces la distancia de la Tierra a la Luna, y si su magnitud absoluta es menor o igual que 22 (Morrison, 1992 y <http://neo.jpl.nasa.gov/stats/>, Febrero 2014).

Aproximadamente el 90% de los potenciales impactores de la Tierra son ECAs o cometas de corto periodo. Si alguno de estos cuerpos presentara una trayectoria de impacto, y si pudiéramos detectarlo con suficiente anticipación, existiría un periodo de algunas décadas antes de darse la colisión, lo que permitiría tomar ciertas medidas.

Las propiedades físicas de los objetos más grandes (diámetros mayores a 1 km) son prácticamente irrelevantes al considerar los efectos de un impacto con la Tierra. Las consecuencias de dicho impacto están dictadas principalmente por la energía cinética del impactor. Sin embargo, en el caso de los objetos más pequeños, la composición del impactor y su resistencia determinan si explota alto en la atmósfera sin causar daño alguno, si penetra lo suficiente como para causar una detonación peligrosa, o si logra llegar a la superficie terrestre (Chapman *et al.*, 1994).

Todos los ECAs pueden llegar a tener trayectorias que impacten la

Tierra en los siguientes miles de años. Se estima que del 20 al 40% de los ECAs colisionarán en algún momento con la Tierra (Morrison, 1992). Los otros serán expulsados del interior del Sistema Solar por un encuentro cercano con la Tierra o con los planetas, o se impactarán con algún otro planeta antes de llegar a la Tierra.

Morrison afirma que los ECAs cuya distancia de encuentro con los planetas interiores es mayor a 0.05 UA (20 veces la distancia lunar) no representan riesgo alguno para la Tierra durante los próximos siglos. Son los objetos con una menor distancia de encuentro los que se consideran potencialmente peligrosos (Morrison, 1992).

La NASA ha advertido que el impacto de un asteroide de dimensiones relativamente pequeñas (del tamaño de una casa) podría producir, al impactarse, tanta energía como varias bombas atómicas del tipo de Hiroshima. Un asteroide de 10 km de diámetro apenas si disminuiría su velocidad al ingresar a la atmósfera, impactando a velocidades de alrededor de 25 km/s y podría formar un cráter de 70 km de diámetro o mayor.

Si un asteroide de 500 m de diámetro se impactara con un desierto en la Tierra, devastaría un área de aproximadamente 160,000 km² y causaría daños significativos en una región aún mayor. Pero si el mismo asteroide impactara el Océano Pacífico, por ejemplo, las consecuencias serían mayores ya que el impacto generaría un enorme tsunami capaz de recorrer enormes distancias (Morrison *et al.*, 1994) inundando en pocas horas áreas costeras a miles de kilómetros (Tagliaferri *et al.*, 1994). Los tsunamis son causados por

movimientos de masas de tierra (deslizamiento, caída, flujos) que se deslizan hasta el mar o por sismos cuyos epicentros son mar adentro, en las zonas de subducción. La amenaza de un tsunami causado por el impacto de asteroide fue estudiada por Hills y Goda (1993) que calcularon que un asteroide como el mencionado produciría una ola de agua de 50 a 100 m de amplitud. Dado que la altura del tsunami podría incrementarse en un factor de 20 o más conforme se acerca a las plataformas continentales, se tendría un tsunami de varios kilómetros de altura (Steel, 1995). Los tsunamis son probablemente el daño más devastador que pueden causar los asteroides de entre 200 m y 1 km de diámetro (Hills y Goda, 1993).

Si un asteroide de varios kilómetros de diámetro se impacta con la Tierra a una velocidad de decenas de km/s, habría una gran explosión, tan grande como para fragmentar y evaporar el proyectil y el lugar del impacto parcialmente. El polvo resultante de la formación de un inmenso cráter oscurecería a todo el planeta, pudiendo prevalecer por varios meses. La temperatura bajaría a escasos 10 °C. El ácido nítrico producido al quemarse el nitrógeno atmosférico acidificaría lagos, tierra, ríos y probablemente la capa superficial de los océanos. Meses después, vapor de agua y dióxido de carbono serían liberados a la estratosfera produciendo un efecto invernadero que incrementaría en unos 10 °C la temperatura ambiente que existía antes del impacto. Este calentamiento global podría durar varias décadas dado que el calentamiento de la superficie aumenta la humedad de la troposfera incrementando el efecto invernadero, y el calentamiento de la superficie de los

océanos libera dióxido de carbono que también aumenta el efecto invernadero. Tanto los meses iniciales de oscuridad y frío, como los siguientes años de altas temperaturas, afectarían el ambiente y darían como resultado una reducción drástica en la población de la vida terrestre y marina (Morrison, 1992).

Un impacto de asteroide o cometa que libere más de 150 megatonnes de TNT en la atmósfera produce una concentración uniforme de polvo. Aun cuando esta capa de polvo sea lo suficientemente delgada como para no producir una extinción masiva, puede ser bastante gruesa para detectarse en depósitos de nieve en Groenlandia o la Antártica, de manera que estos depósitos podrían proporcionar información sobre el impacto de enormes objetos en los últimos cientos de miles de años (Hills y Goda, 1993).

Un impactor que pierde la mayor parte de su energía a gran altura del suelo genera polvo en proporción con su masa, mientras que si el impacto ocurre con la mayor parte de la velocidad inicial del objeto, la masa de polvo expulsada puede ser de varias veces la masa del impactor. Se estima que se necesita un asteroide con diámetro de al menos 600 m o 1 km para producir un notable enfriamiento y oscuridad en toda la Tierra. Un impacto de este tipo ocurre cada 10^4 o 10^5 años (Hills y Goda, 1993).

Afortunadamente, la atmósfera de la Tierra sirve como protección contra los objetos que ingresan hasta un cierto diámetro. Dicho diámetro depende de varios parámetros, como la velocidad, el ángulo de entrada, la composición, densidad y resistencia de los

materiales que forman el objeto, como se verá más adelante.

Pequeños objetos continuamente ingresan a la atmósfera terrestre donde son destruidos debido a la fricción con el aire. Cada año, miles de meteoritos de unos cuantos kilogramos de masa penetran la atmósfera y caen al suelo sin causar daño alguno. Algunos ECAs, de diámetros menores a 10 m, penetran la atmósfera de la Tierra con una frecuencia de uno por año (Steel, 1995), desintegrándose en la atmósfera, por lo que se observan como enormes bólidos.

El mayor riesgo por impacto se debe a objetos lo suficientemente grandes como para perturbar el clima de la Tierra de manera global, depositando grandes cantidades de polvo en la atmósfera. Un evento así causaría la disminución de la temperatura del planeta dando lugar a pérdidas de cultivos y posiblemente de la vida misma. Estos impactos ocurren de una a varias veces en cada millón de años. Se considera que un impactor ocasiona una catástrofe global si como resultado del impacto se produce la muerte de más del 25% de la población mundial (Morrison *et al.*, 1994). Algunos estudios sugieren que ECAs con diámetros entre 1 y 2 km podrían ocasionar tales daños al liberar una energía cercana al millón de megatonnes de TNT. Objetos más pequeños, de apenas unas decenas de metros de diámetro, pueden causar severos daños locales pero no representan una amenaza global.

La tecnología actual permite descubrir y llevar el registro de casi todos los asteroides de diámetro mayor a 1 km que pueden llegar a

impactar la Tierra. Se cree que si un ECA presenta una órbita tal que permita una colisión con la Tierra, dará cientos de vueltas antes de impactarse, proporcionando suficiente tiempo para tomar alguna acción. Sin embargo, en 1989 se descubrió el asteroide *1989 FC* de alrededor de 0.5 km de diámetro. Al calcular su órbita se determinó que el asteroide había cruzado la órbita de la Tierra ocho días antes y no coincidió con la Tierra por aproximadamente 700,000 km. Esta distancia, casi el doble de la que hay entre la Luna y la Tierra, parece grande pero es la distancia que recorre nuestro planeta a lo largo de su órbita en tan sólo seis horas. Si el asteroide se hubiese impactado habría ocurrido un desastre natural de dimensiones catastróficas (Brandt y Chapman, 1992).

3.2 Clasificación de los Impactores

Existen diferentes clasificaciones para los objetos que logran impactar la Tierra. Una de estas clasificaciones incluye cuatro categorías basadas en el tamaño del impactor:

1. Los objetos más pequeños, con diámetros de unas decenas de metros que generalmente se destruyen en la atmósfera, llegando a la superficie terrestre únicamente material en polvo;
2. Los de tamaño intermedio, de alrededor de 50 m de diámetro, que penetran la atmósfera liberando una energía cinética equivalente a 20 megatonnes de TNT (suponiendo una velocidad de 30 km/s);

3. Los de diámetro mayor a 1.5 km, que liberan una energía de más de un millón de megatones de TNT, y
4. Los asteroides como el que impactó a la Tierra hace 65 millones de años dejando un cráter de unos 200 km de diámetro en la Península de Yucatán y pudo ser responsable de la extinción masiva marcando el límite K/T. Se estima que esta clase de asteroide liberó una energía de casi 100 millones de megatones de TNT (Wilson, 1995).

Además del tamaño, también son determinantes la velocidad y el ángulo de entrada del objeto. Por ejemplo, según simulaciones realizadas por Poveda y Cordero (comunicación privada), los objetos rocosos de unos 1.8 m de largo que entran a una velocidad de 20 km/s se desgastan durante la entrada a la atmósfera pero no estallan. De los que si llegan a estallar, no todos se reducen a polvo sobreviviendo algunos fragmentos.

Existe otra clasificación que depende del tamaño del impactor y la energía cinética que libera, y consiste en tres categorías que se describen a continuación (Morrison, 1992):

Categoría 1: (Impactores de 10 m a 100 m de diámetro)

Esta categoría está compuesta por los impactores que generalmente no logran llegar a la superficie de la Tierra; la mayor parte de su energía cinética se disipa en la atmósfera ocasionando principalmente efectos locales como un incremento en los niveles promedios de polvo (Wilson, 1995). Los cuerpos de 10 m de

diámetro interceptan la Tierra cada década a una velocidad típica de 20 km/s, depositando una energía cinética de entre 50 y 100 kilotones de TNT que equivale a varias bombas del tamaño de la de Hiroshima. Sólo algunos cuerpos alcanzan la Tierra con todavía una fracción de su velocidad de entrada como para producir un cráter. Cuando los objetos son fragmentados durante la desaceleración atmosférica y los fragmentos resultantes son rápidamente frenados hasta una velocidad terminal que en la Tierra es del orden de 3 m/s, su energía cinética es transferida a una onda de choque atmosférica. Parte de la energía de la onda de choque es liberada en un estallido de luz y calor y parte es transportada en una onda mecánica. Generalmente, esta liberación de energía ocurre lo suficientemente alto en la atmósfera como para que no ocurra daño alguno en el suelo, aunque el bólido puede llamar la atención desde 600 km de distancia o más y la onda de choque puede ser escuchada y sentida en el suelo. Conforme aumenta el tamaño del impactor, éste alcanza niveles más bajos en la atmósfera terrestre antes de ser destruido y por ende la energía transferida a la onda de choque es mayor. Existe un punto en el que la energía radiada y la presión ejercida por el paso de la onda de choque causa daños. Ejemplo de esto es el bólido que se observó en 1908 en Tunguska, Siberia. Se estima que un evento del tipo Tunguska puede ocurrir cada 50 a 100 años (Steel, 1995), aunque existe quien afirma que ocurre una vez cada 300 años (Ahrens y Harris, 1994), o no más de una vez en un siglo (Huyghe, 1996). Por su parte, los cuerpos de 100 m de diámetro golpean la Tierra en promedio varias veces en un milenio. La energía cinética que liberan es equivalente a la

energía explosiva de aproximadamente 100 megatonnes. En promedio, se estima que un impacto con la Tierra de un asteroide de esta categoría ocurre cada 300 años.

Categoría 2: (Impactores de 100 m a 1 km de diámetro)

Incluye a los impactores que llegan al suelo casi intactos y forman un cráter. Los efectos son principalmente locales aunque puede haber una propagación de óxido nítrico y polvo a gran distancia, y puede generarse un tsunami si el impacto es en el océano. El tamaño límite depende de la densidad del impactor, su velocidad y el ángulo de entrada a la atmósfera. La evidencia de los registros geológicos de cráteres de impacto, así como la teoría, sugieren que los objetos pétreos mayores de 150 m de diámetro golpean la Tierra una vez cada 5,000 años y forman cráteres de ~2 km de diámetro. El material que es expulsado de los cráteres cubre un área de aproximadamente 10 km de diámetro, mientras que la zona de destrucción alcanza un área mayor, aunque no necesariamente es mayor que en el caso de la destrucción en la atmósfera de objetos de menor tamaño pues parte de la energía del impactor es absorbida por el suelo durante la formación del cráter. Así, los efectos de los impactores que forman cráteres pequeños son locales. En el caso de los impactores cercanos a 1 km de diámetro que impactan cada 100,000 años, liberan una energía de alrededor de 100,000 megatonnes (Steel, 1995) que supera los estudios sobre escenarios de guerras nucleares, por lo que resulta difícil estimar los efectos. Se cree que el daño "local" de estos objetos debido al sismo causado por el cráter y el polvo enviado a la atmósfera

abarcaría estados o países completos con fatalidades de decenas de millones en una región altamente poblada. Cabe señalar que los cometas están formados de una gran parte de hielo de agua y otros volátiles, por lo que son más fácilmente fragmentados que los asteroides pétreos o metálicos, así que un cometa probablemente no sobreviviría el paso a través de la atmósfera terrestre, pese a que sí generaría explosiones que causarían destrucción local.

Categoría 3: (Impactores de 1 km a 5 km de diámetro)

Esta categoría contiene a los impactores que forman grandes cráteres generando suficiente polvo que es dispersado globalmente, produciendo un significativo cambio climatológico mundial, además de efectos devastadores en la región del impacto. El cráter producido por un impactor de esta categoría tiene de 10 a 15 veces el diámetro del proyectil; es decir, el cráter tendría de 10 a 15 km de diámetro si el asteroide fuera de 1 km de diámetro. Se estima que estos cráteres se forman en el continente una vez cada 300,000 años. El mayor daño que se deriva de los impactores mayores de 1 km de diámetro es la capa de polvo que se acumularía en la atmósfera ocasionando una pérdida global en los cultivos y, por consecuencia, la muerte de parte de la población, amenazando la supervivencia de la civilización y hasta la supervivencia de la especie humana si consideramos impactores aún más grandes. De la evidencia astronómica y geológica se calcula que los impactos con la Tierra de asteroides en esta categoría ocurren, en promedio, una vez cada 500,000 años (Morrison, 1992), mientras que con los de diámetro de 5 km y mayores tienen una frecuencia de uno cada

10 a 30 millones de años. Se considera que los objetos de esta categoría, con diámetros entre 1 y 2.2 km, o energías de impacto entre 10^5 y 10^6 megatones (suponiendo una densidad de 3.5 g/cm^3 y una velocidad de impacto de 20 km/s) son los que pueden ocasionar catástrofes globales. La frecuencia asociada con estos objetos es de un evento cada 2×10^5 a 10^6 años (Weissman, 1994).

Cabe señalar que ningún modelo de clasificación es perfecto pues diferentes variables como tamaño, composición, velocidad, ángulo de entrada y fragmentación determinan el daño que un impactor puede causar. En la siguiente sección se describe el proceso de fragmentación de los asteroides que penetran la atmósfera terrestre.

3.3 Fragmentación de los Asteroides

Un objeto que ingresa a la atmósfera terrestre pierde parte de su energía cinética por la desaceleración que sufre y por ablación. La deformación y fragmentación ocurren debido a la resistencia que ofrece la atmósfera al paso del objeto. A una velocidad de impacto típica de 22 km/s, la atmósfera absorbe más de la mitad de la energía cinética de los objetos pétreos con diámetros <220 m y de los objetos metálicos con diámetros <80 m. El diámetro correspondiente de los cometas con velocidades de impacto de 50 km/s es $<1,600$ m. La disipación de la energía en la atmósfera protege a la Tierra de un daño directo debido al impacto, como la creación de un cráter, pero la onda de choque producida por esta disipación en la atmósfera puede causar daños considerables a las

estructuras en la superficie. El área de destrucción de una onda de choque, con suficiente presión capaz de derribar árboles y destruir edificios, varía desde cero para las condritas de diámetro menor a 56 m (15 megatonnes de TNT) hasta 2,000 km² para objetos de 80 m de diámetro (48 megatonnes de TNT). El área de destrucción producida por asteroides pétreos entre 70 y 200 m de diámetro es de hasta el doble de la que ocurriría sin fragmentación. Lo anterior significa que la onda de choque de los objetos pétreos menos densos (que constituyen el 95% de los meteoritos) causa daños sobre la superficie de la Tierra si el diámetro de los objetos excede 56 m (Hills y Goda, 1993).

El área de destrucción se incrementa rápidamente conforme aumenta el diámetro del asteroide. Un asteroide pétreo de 300 m de diámetro arrasaría un área mayor a 14,000 km² y tendría una energía de impacto de aproximadamente 2,000 megatonnes de TNT que sería disipada en su mayoría cuando los fragmentos impactaran al suelo. Se estima que este tipo de objetos golpea a la Tierra cada 3,000 años (Hills y Goda, 1993).

El daño que producen los asteroides metálicos comienza a diámetros más pequeños que en el caso de los asteroides pétreos ya que los objetos metálicos se fragmentan y disipan su energía a una mucha menor altura; además son más densos que los pétreos así que poseen más energía cinética para un mismo diámetro. Un asteroide metálico con diámetro mayor a 4 m puede causar daños en la superficie terrestre si su velocidad es de tan sólo 11.2 km/s, la mínima velocidad (parabólica) a la que un objeto puede impactarse

con la Tierra. El diámetro mínimo que causa daños en la superficie se incrementa a 20 m si el objeto tiene una velocidad de 30 km/s, debido a que la fragmentación y la disipación de energía ocurren más altas en la atmósfera (Hills y Goda, 1993). Modelos numéricos de fragmentación y dispersión en la atmósfera muestran que los objetos pétreos de diámetros mayores a 50 m (10 megatonnes de TNT) pueden penetrar la atmósfera causando daños significativos (Morrison *et al.*, 1994). Los objetos pétreos con diámetros menores a 70 m explotan a muy bajas altitudes causando detonaciones que son detectadas y pueden llegar a causar daño, como en el caso de Tunguska. Los objetos féreos más duros logran penetrar la atmósfera terrestre prácticamente ilesos, sin importar su tamaño (Chapman *et al.*, 1994). En el caso de los cometas, se requiere un diámetro mínimo de 100 m, a una velocidad de 40 km/s para que produzcan daño en el suelo (Hills y Goda, 1993).

Como consecuencia de la fragmentación, se produce una explosión en la atmósfera. Un objeto que se fragmenta es frenado abruptamente depositando su energía cinética de manera violenta, contrario a lo que sucede con un objeto que no se fragmenta.

Los objetos de diámetros mayores a 1 km no se fragmentan al atravesar la atmósfera terrestre dado que no hay suficiente tiempo como para que la onda de presión inducida atmosféricamente atraviese el objeto antes del impacto. Los objetos más grandes que se mueven a velocidades hipersónicas no tienen tiempo de experimentar los efectos de la atmósfera antes de formar un cráter en la superficie de la Tierra. Los objetos muy pequeños son

completamente destruidos por ablación o son frenados hasta velocidades terminales. Los objetos con diámetros entre 10 y 100 m sufren fragmentaciones; sin embargo, el tamaño preciso depende del tipo de objeto en cuestión y de su velocidad. Por ejemplo, los objetos metálicos son más resistentes y generalmente no se fragmentan hasta que penetran la atmósfera hasta una distancia aproximadamente ≤ 10 km del suelo (Chyba *et al.*, 1993). Los impactores metálicos a baja velocidad no sufren fragmentaciones (Hills y Goda, 1993).

La altura a la cual se fragmentan los objetos depende principalmente del material del cual están compuestos y de su velocidad de entrada; sólo aquéllos con un alto contenido en hierro logran llegar a la superficie terrestre completos. Se estima que los cuerpos carbonosos se fragmentan a altitudes superiores a 30 km. A pesar de que la altitud a la cual inicia la fragmentación es casi independiente del tamaño del proyectil, la historia de los fragmentos resultantes sí depende del tamaño; los objetos más pequeños se dispersan rápidamente, mientras que los más grandes producen una densa nube de fragmentos que continúa hacia el suelo como un todo. Morrison y colaboradores afirman que si un objeto explota dispersándose a una altitud de aproximadamente 20 km, el resultado de esta explosión puede ser altamente destructivo (Morrison *et al.*, 1994).

En la Figura 3.1 se observa la disminución en la velocidad de un impactor como función de su altura en la atmósfera para objetos a diferentes velocidades iniciales v_0 y diferentes materiales.

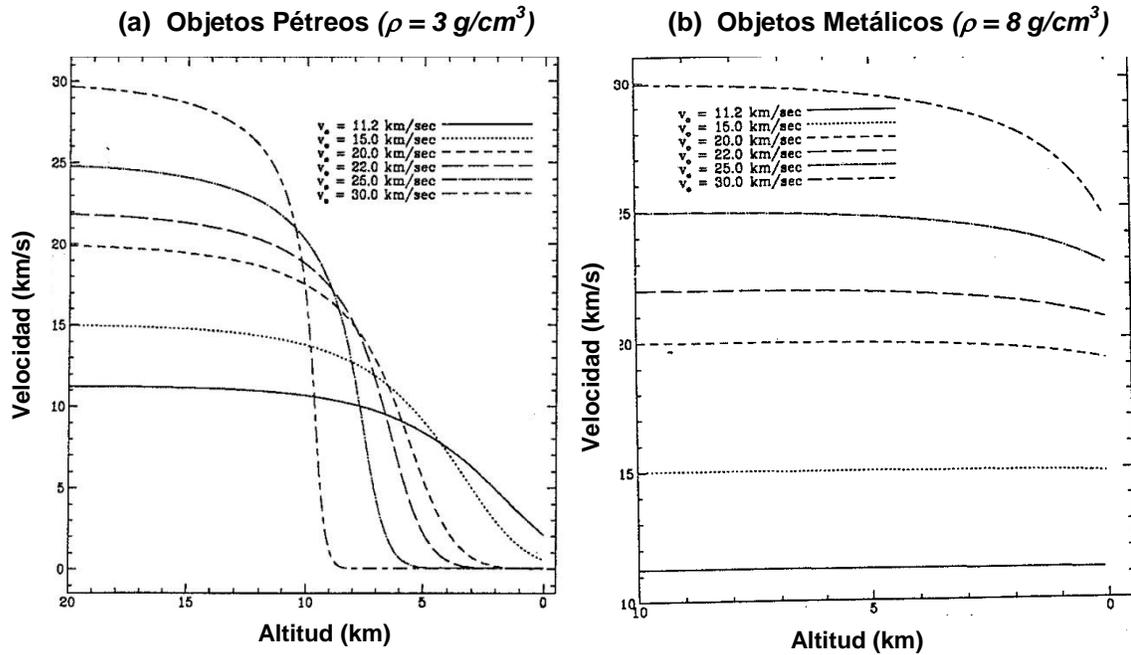


Figura 3.1. Disminución en la velocidad de un impactor como función de su altitud para diferentes velocidades iniciales v_0 (Hills y Goda, 1993).

En la Figura 3.2 se grafica la energía depositada en la atmósfera como función de la altura para los mismos objetos graficados en la Figura 3.1 y para distintas velocidades de impacto.

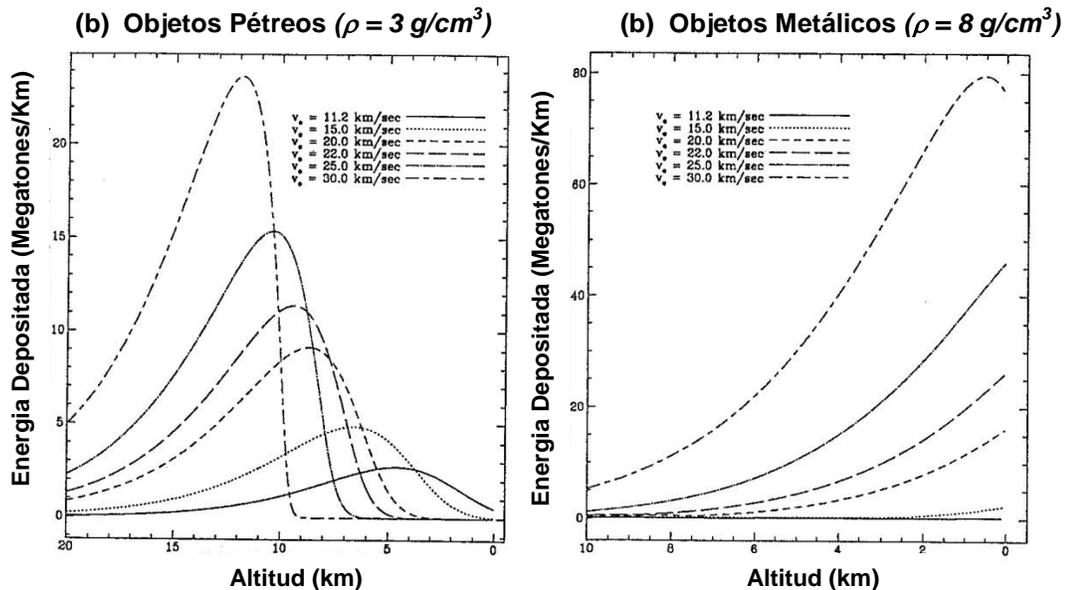


Figura 3.2. Energía depositada en la atmósfera como función de la altura para impactores con diferentes velocidades iniciales v_0 . (Hills y Goda, 1993, p. 1121).

En la Figura 3.3 se muestra la fracción de la masa del impactador que sufre ablación como función de su radio para diferentes velocidades de entrada a la atmósfera.

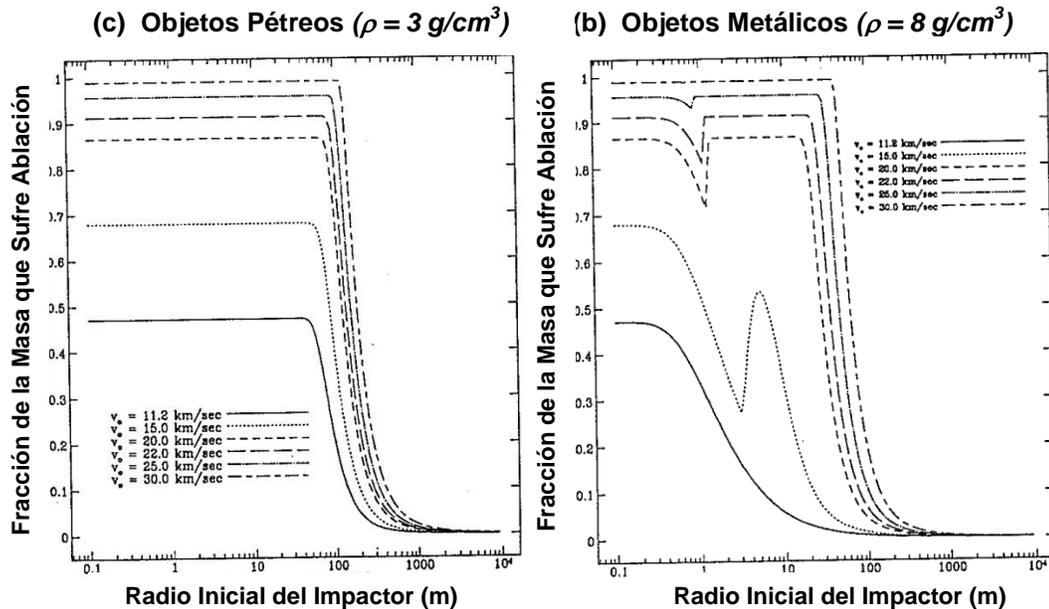


Figura 3.3. Fracción de la masa del impactador que sufre ablación como función de su radio, para diferentes velocidades iniciales v_0 (Hills y Goda, 1993, p. 1125).

Se estima que un asteroide de diámetro ≥ 60 m es suficiente para incendiar un bosque. Sin embargo, la onda de choque del impacto se propagaría más allá del radio donde el fuego se inició. La onda de choque tendería a apagar el fuego, de manera que el impacto carbonizaría el bosque (como en el caso de Tunguska que se describe en la Sección 3.4) pero sin producir un fuego que se mantiene y acrecienta. Los cometas disipan la energía a mayor altura en la atmósfera que los asteroides, iluminan una mayor región y su onda de choque es más débil, por lo que los cometas sí producen grandes fuegos y más fácilmente que los asteroides. Por otra parte, mientras más grande es el impactador, mayor es el tiempo

que existe entre el inicio del fuego y la llegada de la onda de choque, por lo que los impactores más grandes tienden a producir fuegos de manera más efectiva que los impactores pequeños (Hills y Goda, 1993).

En la siguiente sección se describen los efectos causados por algunos eventos de asteroides que han atravesado la atmósfera terrestre.

3.4 Eventos Históricos

A pesar de que no se conocen actualmente casos de asteroides o cometas que puedan impactarse con la Tierra en los próximos dos siglos (Yeomans y Chodas, 1994), existen objetos que merecen nuestra atención dada la proximidad con la que se acercan a la Tierra. A continuación se mencionan algunos casos históricos.

Tunguska (1908)

El 30 de junio de 1908, se observó en Tunguska, Siberia, un bólido proveniente de un cuerpo de unos 60 m de diámetro que se desintegró en la atmósfera a una altitud de casi 8 km causando una gran explosión que liberó una energía de aproximadamente 12 a 15 megatones de TNT (Morrison, 1992) o hasta 20 (Morrison *et al.*, 1994) o 30 megatones (Adushkin y Nemchinov, 1994); arrancó árboles en un radio de hasta 40 km, devastando unos 2,000 km² de bosque (Grieve y Shoemaker, 1994 y Huyghe, 1996) sin dejar cráter alguno y generando un terremoto que fue registrado hasta en una estación sísmica a 900 km del sitio de la explosión. La evidencia

sugiere que se produjeron fuegos a distancias de hasta 15 km del lugar de la explosión debido a la intensa energía radiante producida. Cabe señalar que a pesar de no haber una determinación directa de la energía cinética del objeto de Tunguska, se sugiere que es mucho mayor que los 10 a 15 megatones que debieron ser liberados en la explosión (Toon *et al.*, 1994) y existen autores que estiman la energía desde 10 hasta 1,000 megatones de TNT. Las mejores estimaciones de la energía liberada se deben a Hunt y a Ben-Menahem, quienes sugieren una energía liberada de 10 ± 5 y 12.5 ± 2.5 megatones de TNT, respectivamente (Chyba *et al.*, 1993). El efecto obtenido es similar al que se esperaría de una detonación nuclear a la misma altitud, excepto, obviamente, la ausencia de rayos gamma, neutrones o radioactividad. Si el evento de Tunguska hubiera ocurrido sobre un área densamente poblada, la explosión en el aire hubiera sido semejante a la de una bomba de 10 o 20 megatones de TNT que hubiera devastado una ciudad de hasta 20 o 25 km de diámetro (Adushkin y Nemchinov, 1994) y el material inflamable se hubiera incendiado cerca del centro de la región devastada.

Se estima que un evento del tipo Tunguska puede ocurrir cada 50 a 100 años (Steel, 1995), aunque existe quien afirma que ocurre una vez cada 300 años y no más de una vez en un siglo (Huyghe, 1996). La probabilidad anual calculada de que un evento del tipo Tunguska ocurra en cualquier lugar sobre la Tierra es de aproximadamente 4×10^{-3} ; la probabilidad anual de que ocurra sobre un área poblada es de 6.7×10^{-5} , y la probabilidad de que ocurra

sobre un área poblada en los próximos diez años es de 6.7×10^{-4} (Weissman, 1994).

La naturaleza del bólido en Tunguska es aún materia de debate; algunos creen que era un asteroide pétreo, probablemente un ECA tipo Apolo de unos 100 m de diámetro; otros opinan que debió ser un cometa, en particular, un fragmento volátil del cometa Encke que explotó en la atmósfera terrestre (Poveda, 1992 y Lewis, 1996). También se asocia al evento de Tunguska con la lluvia de estrellas conocida como las β -Tauridas, que se interpreta como fragmentos desprendidos del cometa Encke con órbitas que son actualmente interceptadas por la Tierra en los últimos días de junio de cada año (Steel *et al.*, 1994). Con base en este posible origen del evento de Tunguska, se estima que el objeto en cuestión tenía una masa de 5×10^7 kg, un diámetro de 40 m y una velocidad de ~ 50 km/s (Poveda, 1992). En 1993, Chyba, Thomas y Zahnle publicaron un artículo en el que mediante un modelo simple de deformación de bólidos y fragmentación concluyeron que la explosión de Tunguska se debió a un asteroide pétreo de aproximadamente 60 m de diámetro que ingresó a la atmósfera terrestre, con una densidad relativamente alta, sin llegar a ser un objeto metálico, lo que permite descartar que el objeto haya sido un asteroide carbonáceo o un cometa (Chyba *et al.*, 1993). De hecho, los autores afirman que si el objeto hubiera sido un cometa, la destrucción en la Tierra hubiese sido menor debido a que el cometa habría explotado a una mayor altitud. También en 1993, Jack Hills y Patrick Goda estudiaron los tamaños, composiciones y velocidades de varios impactores,

incorporando información sobre detonaciones nucleares en la atmósfera durante los años 1940's y 1950's. Basados en su modelo, se asoció el evento de Tunguska con un fragmento de asteroide pétreo de por lo menos 80 m de diámetro acercándose a la Tierra con una velocidad de 22 km/s y liberando una energía de impacto de unos 48 megatones de TNT (News Notes, 1993, y Hills y Goda, 1993). Hasta la fecha no se ha registrado la presencia de algún meteorito que hubiera llegado al suelo ni la existencia de un cráter de impacto que pudieran estar asociados con el evento de Tunguska, por lo que no se descarta la posibilidad de que el objeto haya sido un meteorito pétreo o metálico. Los estudios más recientes sugieren que la explosión de Tunguska no puede deberse a un cometa sino a asteroides pétreos con diámetros de unas decenas de metros ingresando a la atmósfera terrestre con velocidades hipersónicas.

Río Curuça, Brasil (1930)

Hace apenas unos años se dio a conocer un evento que ocurrió en el Río Curuça, en la selva tropical brasileña cerca de la frontera con Perú, el 13 de agosto de 1930 alrededor de las 8 de la mañana. Algunos testigos oculares afirmaron que el cielo se tornó rojo, se oscureció la región, se escuchó un sonido que lastimaba los oídos y se observó una fina capa de polvo rojo caer hacia la selva y dentro del río. Unos pescadores que se encontraban a la mitad del río vieron por encima de la selva que caían del cielo grandes bolas de fuego, como si fueran rayos. Se escucharon tres explosiones hasta 250 km de distancia, cada una causando temblores. Hubo una lluvia

de cenizas que continuó hasta el mediodía.

En 1995, Mark E. Bailey y tres colaboradores publicaron un artículo sobre el evento del “Tunguska Brasileño”, como se denominó el suceso, expresando que el día que se observó caer el bólido en Brasil coincide casi exactamente con el máximo observado del chubasco meteorítico anual de las Perseidas, mismo que se asocia con el cometa de largo periodo *P/Swift-Tuttle*. Bailey afirma que un meteorito de las Perseidas fue el que se observó sobre el Río Curuçá y estima que la explosión producida es equivalente a la de un megatón de TNT, casi una décima parte de la energía liberada por el evento en Tunguska (Huyghe, 1996). Hay quienes afirman que tres impactos ocurrieron en la región, mientras que otros creen que ningún objeto llegó al suelo más allá del polvo que cubrió todo. Se especula que el bólido debió explotar a una altitud baja, entre 5 y 10 km arriba del suelo, pues de lo contrario el polvo no habría caído a la Tierra con la velocidad y el volumen que cayó. Si el bólido hubiera explotado más cerca de la superficie de la Tierra, la explosión no se habría escuchado en ciudades localizadas a unos 240 km, como ocurrió. Los resultados de un sismógrafo sugirieron que varios bólidos debieron entrar en la atmósfera. En el 2010, Cordero y Poveda demostraron mediante un análisis sísmico que el evento de Río Curuçá no tiene relación con el temblor registrado sino que éste fue solamente un sismo local. También estiman, asumiendo un ángulo de entrada de 90° , que el objeto medía 9 m de diámetro, explotó a una altitud de 6 km, y entró a la atmósfera terrestre con una velocidad de 11.2 km/s (Cordero y Poveda, 2011).

Se han realizado estudios continuos y expediciones en la región de impacto con la finalidad de conocer más sobre este evento en Brasil.

Revelstoke (1965)

En marzo de 1965, un pequeño bólido explotó a unos 30 km sobre Revelstoke, Canadá, con una energía de decenas de kilotones. Al examinar el material recuperado (fragmentos de apenas 1 mm de diámetro), se concluyó que el objeto era un asteroide carbonoso. Los estudios sugieren que el objeto de 7.6 m de diámetro se movía a 15 km/s y liberó una energía entre 20 y 70 kilotones de TNT (Chyba *et al.*, 1993).

Estados Unidos y Canadá (1972)

Otro evento registrado es el bólido que se observó en plena luz del día el 10 de agosto de 1972, desde Utah hasta Montana, en Estados Unidos, y sobre la provincia de Alberta, en Canadá. El cuerpo entró a la atmósfera terrestre con tan pequeño ángulo de inclinación que no logró tocar el suelo, sino que salió de la atmósfera para continuar su trayectoria alrededor del Sol con una órbita modificada por la fuerza gravitacional de la Tierra durante el breve encuentro con nuestro planeta. Aparentemente, el bólido no se fragmentó (Rawcliffe, 1974). La trayectoria visible del bólido se estima en unos 1,500 km. Los estallidos que acompañaron dicha trayectoria no fueron escuchados durante todo el recorrido pero permitieron estimar que el objeto se encontraba a una altura menor a 60 km (Jacchia, 1974), probablemente a 40 km (Bartky *et al.*,

1973). Se estima que el objeto viajaba a una velocidad de 34.8 km/s y que se aproximó a la Tierra por detrás con una velocidad relativa inicialmente de 10 km/s, misma que aumentó a 15 km/s conforme la fuerza gravitacional terrestre lo aceleró (Jacchia, 1974). La masa que se asocia al objeto es de unos 10^6 a 10^7 kg, y considerando que su velocidad geocéntrica fue de 15 km/s, se concluye que el objeto pertenece al sistema planetario (Poveda, 1992). Suponiendo la densidad del hierro, puede estimarse que el cuerpo tenía un diámetro de 4 m (Rawcliffe, 1974); sin embargo, hay quienes afirman que su diámetro era superior a 50 m, (Bartky *et al.*, 1973). La energía cinética inicial del cuerpo se cree que era de unos 10^{14} J (unos 24 kilotones de TNT). Si este objeto se hubiera impactado, habría liberado la energía de una bomba atómica (13 a 20 kilotones) y se habrían registrado disturbios sísmicos.

St. Robert (1994)

En este caso el meteorito entró en la atmósfera terrestre el 15 de junio de 1994. Se observó una bola de fuego durante el día en las provincias de Ontario y Quebec, en Canadá, y en los estados de Nueva York, Vermont y New Hampshire, en Estados Unidos. Se observaron varias fases de fragmentación en el recorrido final del objeto a una altitud de aproximadamente 30 km, seguidas por fuertes explosiones que eran escuchadas hasta más de 200 km y que estremecieron varios edificios en el área metropolitana de Montreal, en Canadá. Al paso del bólido se observaba una cola de polvo que persistía por casi 10 minutos, toda vez que el bólido desapareciera. Se recuperaron 20 fragmentos del meteorito que

muestran signos de haber sufrido ablación, con un total de 25.4 kg. Se estima que deben haber caído alrededor de 100 fragmentos de más de 55 g cada uno, sumando un total de aproximadamente 100 kg. La velocidad de entrada del objeto se calcula en 12 a 15 km/s y se estima que el objeto tenía una masa entre 1,200 y 2,000 kg antes de ingresar a la atmósfera terrestre. Este bólido fue registrado por los sensores localizados en los satélites del Departamento de Defensa (DoD) de los Estados Unidos (Brown *et al.*, 1995 y 1996).

El Paso, Texas (1997)

El 9 de octubre de 1997, un meteorito cruzó la atmósfera terrestre y cayó cerca de El Paso, Texas, en Estados Unidos, donde el estruendo y las luces del impacto llamaron la atención de los residentes de la zona. Testigos afirmaron ver un gran fulgor, como una explosión en el cielo, que dejó una inmensa nube de humo que se observó hasta Nuevo México y permaneció en el cielo durante 30 minutos. Inmediatamente después de ocurrido el evento, la policía inició la búsqueda de restos del objeto y helicópteros militares con sensores de rayos infrarrojos sobrevolaron la zona donde se supone que cayó el objeto (Reuters, 1997).

Mediterráneo (2002)

En junio 6 del 2002, un objeto de 10 metros de diámetro se impactó con la Tierra sobre el mar Mediterráneo, entre Grecia y Libia. El objeto que explotó en el aire se asocia con un asteroide y se estima liberó 26 kilotonnes de TNT. El asteroide se desintegró en el aire; la explosión ocurrió sobre el océano y no se recuperaron fragmentos.

Sudán (2008)

En octubre 6 del 2008, los científicos calcularon que el NEA 2008TC3 se impactaría con la Tierra al día siguiente sobre Sudán. Este fue el primer impacto de un asteroide con la Tierra que ha sido pronosticado. No se tuvieron reportes del impacto ya que ocurrió en una zona despoblada pero cientos de fragmentos de roca (600 meteoritos) fueron recuperados pesando un total de 10.5 kg. El asteroide, que se estima en 80 toneladas y 4.1 metros de diámetro, entró a una velocidad de 12.8 km/s y explotó a unos 37 kilómetros sobre el desierto Nubian en Sudán con una energía de 0.9 a 2.1 kilotones de TNT. La explosión ocurrió en un área remota causando un bólido que fue observado hasta 725 kilómetros de distancia.

Indonesia (2009)

En octubre 8 del 2009, se observó en el cielo de Indonesia un gran bólido que se cree fue causado por la entrada a la atmósfera terrestre de un asteroide de unos 10 metros de diámetro que detonó en la atmósfera con una energía de 50 kilotones de TNT. No se reportaron heridos.

Cheliábinsk, Rusia (2013)

El 15 de febrero del 2013, un asteroide Apolo entró a la atmósfera de la Tierra sobre Rusia con una velocidad estimada en 18.6 km/s y se convirtió en un bólido brillante sobre la región de los Urales. Testigos afirman sentir un calor intenso del bólido. El objeto explotó en el aire a una altura de 23 km dejando fragmentos y una onda de choque. La atmósfera absorbió la mayor parte de la energía estimada en 440 kilotones de TNT. La energía de la bola de fuego

que generó la explosión principal se estima en 90 kilotonnes de TNT. Aproximadamente 1,500 personas sufrieron heridas y 7,200 edificios en seis ciudades reportaron daños por la explosión. Se estima una masa inicial de 11,000 toneladas y 18 metros de diámetro. Este es el objeto más grande que ha entrado a la atmósfera de la Tierra desde Tunguska en 1908 y Brasil en 1930. Se sabe que el objeto no está relacionado con el asteroide 2012 DA14 que se acercó a la Tierra el mismo día ya que ambos asteroides tenían trayectorias diferentes y el meteorito de Cheliábinsk ocurrió 16 horas antes que el acercamiento del asteroide 2012 DA14 con la Tierra.

Los eventos arriba descritos se deben a asteroides que atravesaron la atmósfera terrestre sin llegar a formar un cráter de impacto. En la siguiente sección se describe la formación de cráteres de impacto y se mencionan algunos que sobresalen sobre la superficie terrestre.

3.5 Formación de Cráteres

Existen en la Tierra alrededor de 200 estructuras originadas por impactos de origen extraterrestre. Los procesos de erosión y los de origen tectónico propios de nuestro planeta han borrado, hundido o enmascarado las huellas de las colisiones que deben haberse producido con la misma frecuencia que registran otras superficies del Sistema Solar (Maupomé, 1992). Por ello, la mayoría de los cráteres sobre la Tierra deben ser relativamente recientes, aunque las investigaciones sobre el registro de cráteres terrestres proporcionan información de los últimos 400 millones de años

(Neukum e Ivanov, 1994). En la Figura 3.4 se muestran los cráteres de impacto en la Tierra que se han identificado hasta Junio del 2013.



Figura 3.4. *Distribución de cráteres de impacto en la Tierra.*

En rojo se representan los cráteres expuestos y en verde los que no se observan en la superficie

(<http://impact.scaredycatfilms.com/>).

Como se mencionó en la Sección 3.3, una fracción de la energía de un impactor que golpea a la Tierra se deposita en el aire, pero si el objeto logra llegar al suelo, la mayor parte de su energía es liberada al producir un cráter. El suelo firme es mucho más efectivo que el aire en absorber el momento del impactor debido a su mayor densidad. Hills y Goda, en 1993, estimaron que en el caso de objetos pétreos, los asteroides con diámetro mayor a 200 m depositan la mayor parte de su energía en el impacto con el suelo, en vista de que la atmósfera no logra frenarlos, impactándose en la

Tierra con casi toda su energía cinética original. Por su parte, Duncan Steel propone que 50 m de diámetro es el tamaño mínimo que debe tener un asteroide pétreo para llegar a la superficie de la Tierra casi intacto, mientras que en el caso de los cometas, el diámetro debe ser de por lo menos 100 m (Steel, 1995).

El registro actual de cráteres sobre la Tierra consiste de unas 140 estructuras identificadas como impactos a hipervelocidades, con diámetros que van desde unas decenas de metros hasta 200 km. La mayoría de estos cráteres, aproximadamente el 60%, tienen edades menores a 200 millones de años (Grieve y Shoemaker, 1994). En un artículo de 1982, Grieve expuso que el registro de cráteres es incompleto para diámetros menores que 20 km, para los cuales el desgaste y otros procesos geológicos degradan los cráteres, haciendo casi imposible su hallazgo. Más aún, Grieve afirma que la distribución irregular de los cráteres conocidos en los continentes de la Tierra muestra que el historial de descubrimientos es incompleto a cualquier tamaño (Weissman, 1990a). El conteo de cráteres de la Tierra y la Luna en superficies fechadas con precisión proporciona una medida del flujo de cráteres promedio en el Sistema Solar.

Resulta difícil estimar con precisión la frecuencia en la producción de cráteres debidos a asteroides y cometas con órbitas que cruzan la Tierra, principalmente por las incertidumbres asociadas con la distribución de masa, la población total y las posibles variaciones temporales en el flujo de estos objetos hacia el planeta. A pesar de esto se ha intentado determinar dicha frecuencia a partir de los

cráteres conocidos tanto en la Tierra como en la Luna, como se verá más adelante. Es claro que sólo una búsqueda continua de los cráteres terrestres y un mejor fechado de todos ellos (terrestres y lunares) nos permitirán conocer la fluctuación en la frecuencia de producción de cráteres a lo largo de la historia del Sistema Solar.

Al considerar los registros de cráteres en la Tierra y en la Luna, debe tomarse en cuenta la contribución de los cometas en la formación de los cráteres. Se estima que los cometas son responsables de la formación de alrededor de la mitad de los cráteres de impacto terrestres mayores a 20 km de diámetro así como de la mayoría de los cráteres más grandes, y que no contribuyen significativamente en el registro de cráteres terrestres con diámetros más pequeños que 10 km (Rabinowitz *et al.*, 1994), aunque hay quienes afirman que los cometas contribuyen con sólo el 20% de los cráteres terrestres de más de 20 km de diámetro (Shoemaker *et al.*, 1994).

Los procesos de erosión y depósito de materiales destruyen la evidencia de cráteres existentes sobre la superficie terrestre. Estos procesos destruyen los cráteres más pequeños con mayor facilidad que los cráteres grandes, lo que resulta en una tendencia hacia la pérdida de cráteres pequeños. Pese a esto, se estima que la frecuencia actual de descubrimientos de nuevos cráteres de impacto es de 3 a 5 por año (Grieve y Shoemaker, 1994).

El tamaño de un cráter está obviamente relacionado con el tamaño del objeto que lo produjo. En general se estima que un impacto

típico produce un cráter de aproximadamente diez veces el tamaño del impactor (Steel, 1995). En la Sección 2.3.4 se mostró mediante ecuaciones y gráficos la relación entre el diámetro del impactor y el diámetro del cráter que forma.

La formación de cráteres no es significativa en impactos producidos por asteroides pétreos con diámetros menores a 200 m, debido a la protección del aire. De igual manera en la formación de olas y tsunamis en los impactos en los océanos (Hills y Goda, 1993).

Cuando un impactor llega a formar un cráter, produce un temblor. Con base en los explosivos nucleares enterrados, Hills y Goda sugieren que la magnitud M del temblor, en escala Richter, producida por una energía E liberada en el suelo al momento del impacto está dada por la relación:

$$M = 3.9 + 0.7 \log (E / \text{kilotón}).$$

Una fracción relativamente pequeña de la energía de impacto se libera en producir el temblor. La mayor parte forma el cráter (tanto en explosiones nucleares como en impactos meteoríticos). A manera de ejemplo, un asteroide pétreo de 520 m de diámetro y velocidad de 20 km/s tiene una energía de impacto de 10,000 megatones de TNT y produce un temblor de 8.8 en escala Richter. Como referencia, el terremoto de 1985 en México fue de 8.1.

La mayoría de los cráteres conocidos hasta ahora están sobre tierra firme (Grieve y Shoemaker, 1994). Sin lugar a duda existen regiones de la Tierra que no han sido exploradas donde, muy

probablemente, existen cráteres o alguna evidencia de algún objeto extraterrestre que penetró la atmósfera terrestre. Estas regiones podrían ser los bosques del Amazonas, la tundra en las regiones del Ártico, el 70% de la superficie terrestre cubierta por agua y las arenas del Norte de África y de Arabia.

Cuando en 1984 Raup y Sepkoski reportaron una evidencia de periodicidad de 26.4 millones de años (Rampino y Haggerty, 1994) en el registro de extinción marino de los últimos 250 millones de años, surgieron una serie de trabajos que indican una periodicidad similar o equivalente en la formación de cráteres (Grieve y Shoemaker, 1994). Tal es el caso del estudio de Walter Álvarez y Richard A. Muller de 1984 en el que utilizando una muestra de 16 cráteres con diámetros mayores a 5 km y edades menor a 20 millones de años, se encontró un periodo de 28.4 millones de años (Cunningham, 1988). Richard Stothers, estudiando 23 cráteres mayores de 10 km de diámetro y de menos de 250 millones de edad, encontró señales de periodicidad de alrededor de 30 millones de años. Shin Yabushita, por su parte, analizando las edades de 98 cráteres de menos de 600 años de edad, encontró una periodicidad igual a la de Stothers para los cráteres de diámetro menor a 10 km (57 cráteres), mientras que en los cráteres de mayor tamaño (41 cráteres) esta periodicidad no es evidente (Steel, 1995). Además, dicha periodicidad sugiere que los eventos de extinción biológica ocurren aproximadamente cada 26 a 30 millones de años. Muchas teorías han sido sugeridas para justificar esta aparente periodicidad en la formación de cráteres; una de las más aceptadas es la

relacionada con chubascos cometarios cada cierto periodo de tiempo, generados por una estrella enana que acompaña al Sol con una órbita de gran excentricidad, periodo de 26 millones de años y perihelio en la Nube de Oort, o por un décimo planeta circulando en una órbita muy inclinada a ~150 UA del Sol dentro de la Nube de Oort, o por el movimiento vertical del Sistema Solar a lo largo del plano galáctico con un semiperiodo de 32 a 33 millones de año. En realidad no se ha podido demostrar algo contundente hasta la fecha en relación con la periodicidad en el registro de cráteres; existe muy poca evidencia de impactos múltiples, cráteres múltiples, capas de iridio y tectita en las fronteras de extinción (Weissman, 1990b).

En un artículo de 1982, Shoemaker, Williams, Helin y Wolfe calcularon la frecuencia de formación de cráteres suponiendo diferentes poblaciones de ECAs (Shoemaker *et al.*, 1982):

- 1) Todos los ECAs son brillantes (tipo S), con albedo promedio $p_v=0.14$ y densidad media $\rho=3.5 \text{ g/cm}^3$.
- 2) Todos los ECAs son oscuros (tipo C), con albedo promedio $p_v=0.037$ y densidad media $\rho=1.7 \text{ g/cm}^3$.
- 3) La mitad de los ECAs son brillantes (tipo S) y la otra mitad son oscuros (tipo C).

Las estimaciones están basadas en las frecuencias de colisión propuestas por los autores para cada clase de ECA (véase la Sección 2.2) y una velocidad de impacto promedio de 20.1 km/s en todos los casos. Los resultados se muestran en la Tabla 7.

Tabla 7. *Estimación de la producción de cráteres en la Tierra*
(Shoemaker *et al.*, 1982).

| Poblaciones de ECAs | Producción de Cráteres ≥ 10 km de Diámetro, (10^{-14} km⁻² año⁻¹) |
|----------------------------|---|
| 1) Todos tipo S | 1.5 |
| 2) Todos tipo C | 2.3 |
| 3) 50% S y 50% C | 3.5 |

La producción de cráteres de diámetro mayor o igual a 10 km formados por impactos de ECAs con la Tierra estimada por Shoemaker y sus colegas es de $2.3 \pm 1.1 \times 10^{-14}$ km⁻² año⁻¹ (Shoemaker y Wolfe, 1982). En 1977, basándose en una muestra de astroblemas de Norte América, Shoemaker había encontrado que la frecuencia de cráteres en la Tierra de diámetro mayor o igual a 10 km en los últimos 600 millones de años era de $2.2 \pm 1.1 \times 10^{-14}$ km⁻² año⁻¹. Considerando que la superficie de la Tierra ocupa un área total de 5.1×10^8 km², esto resulta en ~ 11 cráteres de diámetro mayor o igual que 10 km cada millón de años, de los cuales se esperaba que tres ocurrieran en tierra, suponiendo que el área de océanos es el 72% de la superficie terrestre (Weissman, 1990a).

También en 1977, con base en superficies de 3.3×10^9 años o más, Shoemaker encontró una frecuencia de cráteres en la Luna de $1.1 \pm 0.5 \times 10^{-14}$ km⁻² año⁻¹. Considerando las diferencias en velocidad de impacto y el escalamiento gravitacional para la Tierra y la Luna, se obtiene un estimado de ~ 1.4 a 1.6×10^{-14} km⁻² año⁻¹ si los mismos

cráteres fueran formados sobre la Tierra. Este valor es menor a los estimados por Shoemaker arriba descrito, pero puede deberse a que la muestra está contaminada con cráteres de superficies de mayor edad (Weissman, 1990a).

Shoemaker y colegas consideraron la diferencia en la frecuencia de formación de cráteres entre la Luna y la Tierra como algo significativo. Como ambas frecuencias representan promedios sobre periodos diferentes, concluyeron que la producción de cráteres por alguna razón aumentó en los últimos 600 millones de años, posiblemente debido a un incremento en el flujo de cometas de largo periodo hacia la región de los planetas internos, o por un cambio en el movimiento del Sol, o por el flujo de asteroides debido a la fragmentación de uno o varios del Cinturón de Asteroides.

En 1988, E. M. Shoemaker, C. S. Shoemaker y R. F. Wolfe estimaron que la frecuencia de impactos con la Tierra para los ECAs tipo Apolo y tipo Atón es de $1.6 \times 10^{-14} \text{ km}^{-2} \text{ año}^{-1}$, formando cráteres de diámetros mayores o iguales a 10 km, con un error estimado de un factor de dos. Considerando la frecuencia correspondiente debida a cometas de largo y corto periodo, y a chubascos cometarios (0.18 , 0.08 y $0.37 \times 10^{-14} \text{ km}^{-2} \text{ año}^{-1}$, respectivamente), se obtiene que la frecuencia de formación de cráteres sobre la Tierra debida al flujo de ECAs, y cometas es de $2.23 \times 10^{-14} \text{ km}^{-2} \text{ año}^{-1}$, que coincide con la estimación realizada por Shoemaker en 1977 para la frecuencia de cráteres terrestres en los últimos 600 millones de años basada en el conteo de cráteres en la

Tierra. Esta coincidencia puede ser fortuita, debido a la enorme incertidumbre mayor al 50% en todos los cálculos (Weissman, 1990a).

La producción total de cráteres terrestres con diámetros mayores a 20 km se ha estimado en $(5.4 \pm 2.7) \times 10^{-15} \text{ km}^{-2} \text{ año}^{-1}$ según Grieve en 1984 y con base en el registro geológico de los impactos de los últimos 120 millones de años; en $(4.9 \pm 2.9) \times 10^{-15} \text{ km}^{-2} \text{ año}^{-1}$ según Shoemaker en 1990 (Rabinowitz *et al.*, 1994) y en $(5.6 \pm 2.8) \times 10^{-15} \text{ km}^{-2} \text{ año}^{-1}$ (Grieve y Shoemaker, 1994).

Neukum e Ivanov, en 1994, estimaron que los cráteres de 1 km de diámetro se forman cada 1,600 años sobre toda la superficie de la Tierra, o cada 6,000 si sólo se considera el área de los continentes. Para los cráteres de 100 km de diámetro, el número correspondiente es un evento cada 27 millones de años para toda la Tierra (Neukum e Ivanov, 1994).

En Canadá se han documentado más de 30 probables impactos, entre ellos el cráter *Manicouagan* en Quebec, de 10 km de profundidad y 100 km de diámetro (Grieve y Shoemaker, 1994), formado hace 200 millones de años por un asteroide de 5 km de diámetro. Se cree que, en promedio, una vez cada 30 millones de años se da un impacto que produce un cráter de estas dimensiones. Actualmente, el cráter está cubierto por el Lago Wanapitei. Otro impacto, en Sudbury Ontario, formó un cráter de unos 250 km de diámetro hace 1,800 millones de años. Se cree que el asteroide medía de 10 a 15 km de diámetro y sus fragmentos

cubrieron un área de 1,600,000 km² y viajaron más de 800 km – se han encontrado fragmentos de rocas arrojadas por el impacto hasta Minnesota. Se considera el segundo cráter de impacto más grande en la Tierra. El cráter se llenó de magma conteniendo níquel, cobre, platino, paladio, oro, y otros metales. En 1883, la construcción de un ferrocarril reveló una gran concentración de níquel y cobre en lo que hoy se conoce como la Mina Murray que es el mayor depósito en el mundo de estos metales. Otro cráter de impacto es el de Chalevoix en Quebec, donde parte del cráter está cubierto por el Río San Lorenzo. Se estima que el cráter original medía 54 km de diámetro y ocurrió hace 342 millones de años debido a un asteroide pétreo de al menos 2 km de diámetro. Se supo del cráter en 1965 al descubrir en el área conos astillados que son objetos que únicamente se encuentran en rocas que han sufrido una presión muy elevada debida a impactos de asteroides o explosiones nucleares. También se encontraron rasgos de deformación planar (PDF, Planar Deformation Features) en cuarzo y feldespato. Para que un cuarzo presente PDF, es necesario que haya sido sometido a una gran presión de choque.

En Vredefort, Sudáfrica hay un cráter de impacto que se estima se formó hace 2,020 millones de años y se considera el cráter visible más antiguo en la Tierra. Se cree que pudo haber incrementado los niveles de oxígeno de la Tierra a tal grado que el desarrollo de la vida multicelular fue posible. La estructura ha sufrido gran erosión pero se estima un diámetro del cráter de 300 km. Se calcula que el asteroide que se impactó medía entre 5 y 10 km de diámetro, liberó

al impacto 100 millones de megatones de TNT y desplazó 70,000 km³ de roca. Originalmente se creyó que se trataba de un hecho tectónico y volcánico pero a finales de la década de 1950 se hallaron conos astillados y minerales que indicaban altas presiones. La aparición de zircones con “textura de fresa” y PDF en granos de cuarzo confirmaron el origen de la estructura.

En Estados Unidos, el famoso *Meteor Crater* de Arizona mide 1.2 km de diámetro y 170 m de profundidad. Los estudios han revelado que se formó hace $\sim 10^4$ años (se sugiere desde 30,000 hasta 50,000 años) al impactarse con la Tierra un asteroide metálico (Chyba *et al.*, 1993) con una masa de $\sim 10^8$ kg, de unos 30 o 35 m de diámetro (Adushkin y Nemchinov, 1994 y Lewis, 1996) que viajaba a 11 km/s (Morrison, 1992) o hasta a 40 km/s (Brandt y Chapman, 1992) y liberó de 10 a 20 megatones de energía. La energía depositada en la formación del cráter fluctúa desde 1.7 hasta 60 megatones de TNT (Melosh, 1989). Se estima que este tipo de cráteres se forma cada cientos de miles de años.

En la siguiente sección se describe una de las teorías que explica el final del periodo Cretácico (era geológica hace 65 millones de años) y sus consecuencias, como la extinción de las especies, evento que se asocia con el impacto de un asteroide de diámetro aún mayor que el de los incluidos en la Categoría 3 y del cual se cree que es el responsable de uno de los cráteres de mayor diámetro hasta ahora descubierto sobre la Tierra: el *Cráter de Chicxulub*.

3.6 El límite K/T y el Cráter de Chicxulub

Actualmente se sabe que en la frontera de los periodos Cretácico y Terciario (límite K/T), hace aproximadamente 65 millones de años, ocurrió una extinción masiva de especies en la que desaparecieron más de la mitad de los géneros biológicos existentes en la Tierra. Los estudios paleontológicos y geológicos han demostrado que dicha extinción debió desarrollarse en un periodo breve (no más de 100,000 años; de hecho es muy probable que sólo haya durado unos 10,000 años o menos) y no gradualmente (en el lapso de 10 millones de años), como hasta hace más de una década se afirmaba (Álvarez, 1994). La causa de dicha extinción fue un misterio durante años, pero la década de 1980 y los primeros años de la década de 1990 fueron decisivos para formular una teoría que logra explicar los eventos ocurridos, al mismo tiempo que sostiene las evidencias halladas.

En 1980, Luis Álvarez y otros autores publicaron un artículo en el que proponían que un asteroide era el responsable de la destrucción y extinción de especies en el límite K/T. La evidencia se obtuvo al detectar en Italia, a comienzos de los años 1960's, una fina capa de arcilla que se depositó cuando la extinción ocurrió hace 65 millones de años. Pruebas similares a las de Italia se realizaron en cada lugar del mundo donde se habían preservado los sedimentos de océanos o lagos y siempre se encontró esta capa milimétrica de arcilla cuyo grosor variaba muy poco de un lugar a otro (entre 1 y 10 mm) y cuya composición era uniforme y no se relacionaba con la química del lugar en cuestión. Solamente en la

vecindad de México y el Caribe se encontró que la capa era sistemáticamente más gruesa. Se estima que todo el material encontrado en las 103 localidades del mundo equivale a unos 10^{18} gramos de arcilla, o alrededor de $1,000 \text{ km}^3$ de este material (Lewis, 1996). Lo delgado de la capa y su uniformidad sugieren que fue depositada en un solo evento, con una posible duración de menos de un año. Álvarez y sus colegas encontraron en la capa de arcilla, constituida por 28 elementos, una enorme concentración de ciertos materiales que no son comunes en la Tierra, principalmente los metales del grupo del platino, como iridio y cuarzo (Toon *et al.*, 1994). Se sabe que el iridio es extremadamente raro en todos los cuerpos del Sistema Solar, pero lo es más en la corteza terrestre donde prácticamente está ausente si se considera que en los meteoritos es 10,000 veces más abundante que en la Tierra (Brandt y Chapman, 1992). El hecho de encontrar en la Tierra sedimentos con cantidades considerables de iridio es una clara indicación del impacto de un cometa o un asteroide con el planeta. Así, en 1980 se publicó que la Tierra había sido impactada por un asteroide de grandes dimensiones en el límite K/T. La hipótesis del impacto generó todo tipo de reacciones, desde buscar más anomalías de iridio en todo el mundo hasta sugerir que el material provenía de grandes erupciones volcánicas que lo distribuyeron globalmente. La prueba más convincente para responsabilizar del límite K/T a un impacto proviene del descubrimiento de cuarzo chocado en la capa de arcilla. El cuarzo chocado es una forma de cuarzo que muestra que la estructura del mineral se encuentra desplazada a lo largo de planos cristalográficos PDF (ver Sección 3.5) y dicho

desplazamiento sólo puede producirse con elevadas presiones, por lo que la presencia de cuarzo chocado en la superficie terrestre demuestra un impacto de algún asteroide o cometa.

El cuarzo chocado se ha encontrado exclusivamente en cuatro ambientes: en los cráteres de los que se sabe fueron formados por el impacto con un objeto extraterrestre (como el *Meteor Crater* de Arizona); en las arenas del desierto de Nevada durante las pruebas de bombas nucleares; en el laboratorio al tratar de impactar materiales a hipervelocidades, y en el límite K/T de manera abundante (Álvarez, 1994). Jamás se ha encontrado en rocas volcánicas. Todo parecía indicar que efectivamente el límite K/T se debía a un impacto y no a erupciones volcánicas salvo por el hecho de que la primera hipótesis implicaba la presencia de un cráter de gran tamaño que no se había encontrado. Dado que el 20% de la superficie terrestre que existió en la época del K/T ya no existe, se tenía una oportunidad entre cinco de que el cráter no fuera encontrado. A finales de la década de 1980, se determinó que la abundancia de cuarzo en la capa de arcilla era mayor en Estados Unidos que en cualquier otro lugar, lo cual sugirió que el impacto había ocurrido en el Continente Americano, seguramente en Norte América o cerca de esa región. Adicionalmente, se encontró que el Río Brazos localizado en Texas en la costa del Golfo, exhibe varios afloramientos de sedimentos marinos finos en donde se encuentra el límite K/T, hecho que fue interpretado como el depósito de un tsunami. Esto sugirió que el impacto había ocurrido al Sur de Texas, comenzando una intensa búsqueda del cráter en la zona del Golfo

de México y el Caribe. En su intento de búsqueda, Hildebrand encontró una publicación de 1981 de G. Penfield y A. Camargo en la que se sugería que una estructura consistente en una enorme depresión casi circular, cubierta con sedimento, localizada en la costa Norte de la Península de Yucatán, llamada Chicxulub, era un cráter de impacto. Casi al mismo tiempo en que Álvarez y su equipo sugirieron que la extinción de los dinosaurios había sido causada por un asteroide, Penfield y Camargo sugirieron que Chicxulub era un cráter de origen extraterrestre. Lo insólito es que durante nueve años nadie conectó estas dos hipótesis. Finalmente, en 1991, Hildebrand, Penfield, Camargo y sus colegas propusieron formalmente que el Chicxulub era el cráter asociado con el límite K/T que tanto se había buscado. El límite K/T se asocia con la extinción de los dinosaurios y otras formas de vida hace 65 millones de años (Álvarez *et al.*, 1980). Se estima que de un 50% (Ahrens y Harris, 1994) a un 70% de las especies marinas se extinguieron (Rampino y Haggerty, 1994) y, en general, más del 90% de las especies que habitaban la Tierra en el período K/T desaparecieron violentamente y casi simultáneamente (Lewis, 1996).

Estudios realizados en 1992 confirmaron que las rocas fundidas encontradas en Chicxulub tienen una edad de 65 millones de años, lo que asegura que el cráter de Chicxulub data en realidad de la época del K/T. Por todo lo anterior, puede afirmarse que la extinción de los dinosaurios fue causada por un asteroide que se impactó con la Tierra en el límite K/T dando lugar al cráter de Chicxulub. Cabe señalar que en 1993, en un estudio realizado por J. G. Hills y M. P.

Goda, se sugiere que el límite K/T fue causado por un cometa y no por un asteroide, partiendo del hecho de que los primeros son más efectivos en la producción de fuegos devastadores, como se estudió en la Sección 3.3.

El Cráter de Chicxulub es uno de los cráteres de impacto más grande que se conoce. Las edades encontradas a partir de estudios detallados son 65.2 ± 0.4 millones de años (Rampino y Haggerty, 1994) y 64.98 ± 0.05 millones de años (Grieve y Shoemaker, 1994). Originalmente se estimó que su diámetro era de al menos 200 km (Morrison *et al.*, 1994 y Lewis, 1996) o 210 km (Smit, 1994). En 1994, Hildebrand y colegas publicaron un artículo afirmando que el valor más preciso del diámetro, con base en evidencias y estudios de reflexión sísmica realizados, es de 170 km (Hildebrand *et al.*, 1994). Sin embargo, algunos afirman que el cráter alcanza hasta 300 km (Grieve y Shoemaker, 1994) o 400 km de diámetro (Steel, 1995). El diámetro estimado del asteroide que pudo haber causado tal devastación es de 10 km a 15 km y se cree que su energía cinética pudo haber excedido los 100 millones de megatonnes de TNT (Morrison, 1992, Wilson, 1995 y Huyghe, 1996), produciendo una energía equivalente a 500 veces el flujo calórico anual de la Tierra y un maremoto (Poveda y Espejo, 2011). La masa asociada con este asteroide es de $\sim 2 \times 10^{15}$ kg (Poveda, 1992) o hasta 10^{16} kg (Morrison *et al.*, 1994) y se identifica al objeto con una condrita (Grieve y Shoemaker, 1994) que se impactó con la Tierra a una velocidad de aproximadamente 20 km/s (Bushman *et al.*, 1994). Se estima que este impactor produjo sobre la Tierra un temblor de al

menos una magnitud 11.5 en escala Richter (Hills y Goda, 1993) y depositó unos 10^{16} kg de polvo en la estratosfera (Morrison *et al.*, 1994), además de que existe evidencia en Texas de depósitos de un tsunami asociado con el impactor de al menos 50 a 100 m de altura (Hills *et al.*, 1994 y Toon *et al.*, 1994). La frecuencia de este tipo de impactos no puede estimarse con precisión, pero se cree que ocurre uno cada 10 a 100 millones de años (Steel, 1995), siendo este último el valor más aceptado (Grieve y Shoemaker, 1994).

En 1996, se descubrió el anillo de cenotes de 180 km de diámetro centrado en Chicxulub. Los cenotes forman una banda semicircular que se dobla en forma de hipérbola teniendo como centro de su perímetro el cráter de Chicxulub y funcionan como un sistema geohidráulico para la Península de Yucatán: el flujo subterráneo de agua se mueve a manera de río, de sureste a noreste, fluyendo hacia lagunas y manglares. El semicírculo que coincide con las orillas del cráter se extiende hasta desembocar en los extremos con Celestún al poniente y Dzilam al oriente (Poveda y Espejo, 2011). Se han registrado alrededor de 2,240 cenotes que se estiman son sólo el 70% de los cenotes que existen en Yucatán.

Evidencia reciente sugiere que el cráter de Chicxulub es de 300 km de diámetro y que el anillo de 180 km es una pared interna al cráter.

En la Figura 3.5 se muestra el cráter de Chicxulub con base en un análisis gravimétrico. El área resaltada en la parte inferior es la

Península de Yucatán. Se observa el anillo de cenotes, marcado como puntos blancos.

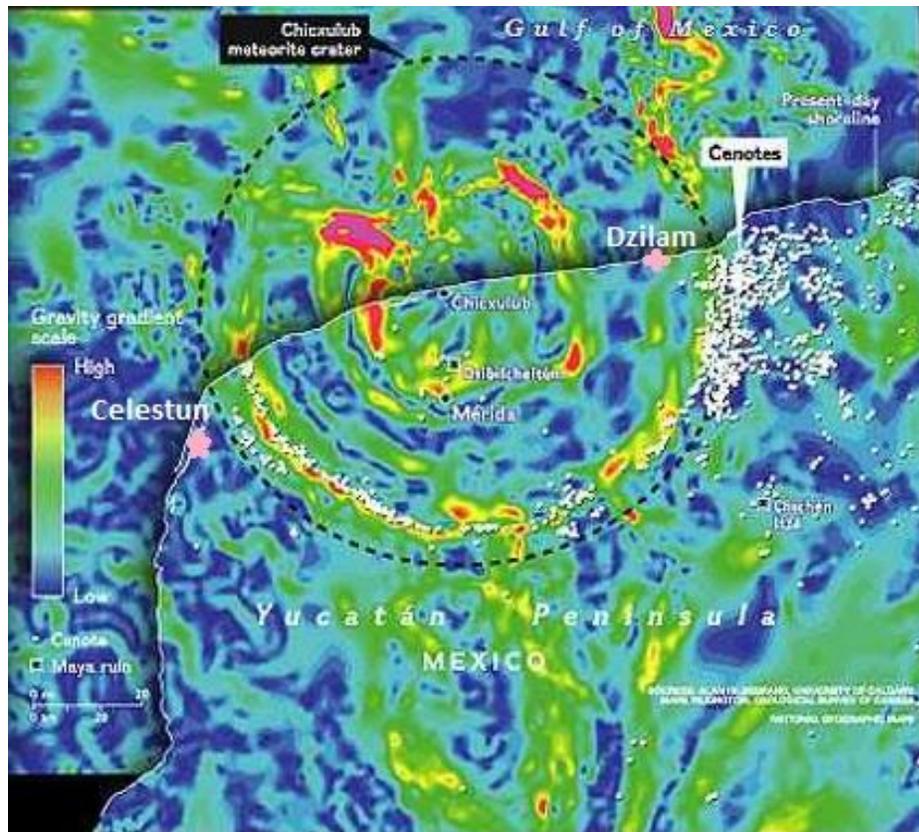


Figura 3.5. El Cráter de Chicxulub y el anillo de cenotes (http://www.casalabarenda.com/ntlgeo/Chicxulub_Crater.jpg).

Es evidente que el impacto del límite K/T representa el peor de los escenarios de los eventos de impacto. Este impacto produjo una reestructuración masiva de la vida sobre la Tierra. Se estima que cambios de similar escala en los ecosistemas, que incluyan extinciones de especies en gran escala, han ocurrido tan sólo en cinco ocasiones en los últimos 500 millones de años (Sheehan y Russell, 1994).

CAPÍTULO 4: PROBABILIDAD Y FRECUENCIA DE IMPACTO CON ASTEROIDES

Como se ha mencionado, un ECA puede llegar a impactarse en algún momento con la superficie de la Tierra, la Luna, o cualquier otro planeta. En el capítulo anterior se vio que existen numerosos cráteres debidos a impactos de asteroides con la Tierra, por lo que es necesario conocer la probabilidad de que ocurran y la frecuencia con la que lo hacen.

4.1 Probabilidad y Frecuencia de Impacto Publicadas

El continuo descubrimiento de los posibles impactores de la Tierra ha aumentado el conocimiento de los investigadores al grado de poder calcular, con incertidumbre razonable, la probabilidad de que ocurra en el futuro un impacto debido a un asteroide (o cometa).

Es complicado estimar la probabilidad de impacto de un objeto con la Tierra (o cualquier otro planeta) debido a numerosos factores que deben ser considerados, como el hecho de que la probabilidad de impacto varía con el número de objetos por unidad de área en la región de interés y depende de las velocidades relativas de los impactores con la Tierra. Adicionalmente, los encuentros cercanos con los planetas ocasionan cambios en las órbitas de los asteroides cruzadores de órbitas planetarias por lo que la probabilidad de colisión con la Tierra en cualquier momento de la evolución orbital de un asteroide dado no representa la probabilidad promedio de

colisión a largo plazo (Shoemaker *et al.*, 1982). Pese a esto, se ha estimado el flujo de cometas y asteroides hacia la Tierra, así como la frecuencia de formación de cráteres, interpretando la historia de los cráteres de la Luna, Mercurio y Marte, e incluso en la Tierra donde el registro geológico no es completo. Extrapolando la población de ECAs observados se ha logrado estimar la probabilidad de colisión de estos objetos con la Tierra. A continuación se exhiben diferentes modelos y cálculos realizados que permiten estimar dicha probabilidad.

A partir de las órbitas de la población conocida de ECAs se sabe que la velocidad de estos objetos varía desde 10 hasta 40 km/s. La velocidad de impacto promedio con la Tierra, ponderada por la probabilidad de colisión con la Tierra, es de 20.1 km/s, valor que al ser corregido por la atracción gravitacional terrestre resulta de 16.7 km/s, con un error no mayor de un factor de dos (Rabinowitz, 1993). La mayoría de los autores consideran velocidades de impacto entre 15 y 25 km/s para la estimación de la frecuencia de colisión con la Tierra, como se verá más adelante.

Botke y colaboradores estimaron la distribución de probabilidad de impacto con la Tierra de 128 ECAs como función de la velocidad, como lo muestra la gráfica de la Figura 4.1. Notan que la velocidad de impacto toma en cuenta la aceleración gravitacional de la Tierra, siendo 17.2 km/s la velocidad promedio de impacto. (Bottke *et al.*, 1994).

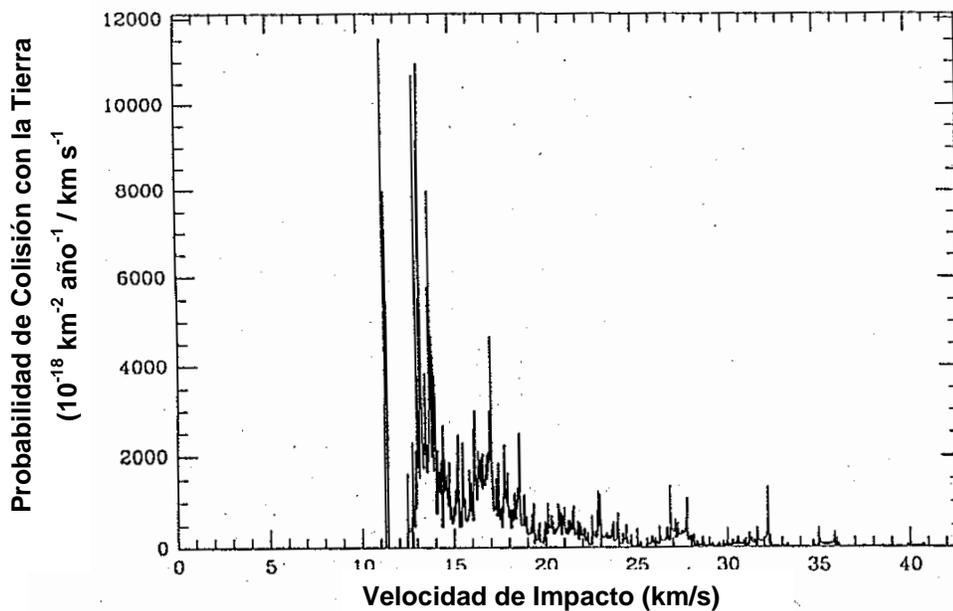


Figura 4.1. *Distribución de probabilidad de impacto de los ECAs con la Tierra como función de la velocidad de impacto*
(Bottke et al., 1994, p. 350).

Bottke y coautores calcularon una probabilidad de colisión promedio con la Tierra de $100.4 \times 10^{-18} \text{ km}^{-2} \text{ año}^{-1}$ si se consideran los 128 ECAs; de $181.63 \times 10^{-18} \text{ km}^{-2} \text{ año}^{-1}$ para los ECAs tipo Atón, y de $90.42 \times 10^{-18} \text{ km}^{-2} \text{ año}^{-1}$ para los tipo Apolo. A partir de estas probabilidades de colisión, se estimó que el tiempo promedio entre impactos con la Tierra de todos los ECAs, los tipo Atón y Apolo es de 134, 67 y 153 millones de años, respectivamente. Estos resultados fueron comparados con los obtenidos por Shoemaker y colaboradores en 1990 para el mismo tipo de objetos: 238, 93 y 244 millones de años, respectivamente. Bottke y coautores sugirieron que los resultados difieren pues la población de ECAs que ellos utilizaron incluye asteroides descubiertos por el Spacewatch que tienden a tener probabilidades de colisión mayores, por lo que es

más completa que la de Shoemaker y colaboradores, y también porque los cálculos de estos últimos consideran variaciones seculares en los elementos orbitales debidas a la Tierra (Bottke *et al.*, 1994).

En 1982, en un artículo publicado por Shoemaker y colaboradores, se propuso que la probabilidad de colisión promedio con la Tierra para ECAs tipo Atón es de 9.1×10^{-9} años⁻¹, 2.6×10^{-9} años⁻¹ para Apolos y entre 0.4×10^{-9} años⁻¹ y 1×10^{-9} años⁻¹ para los tipo Amor. Al multiplicar estas probabilidades de colisión por las estimaciones de población descritas en la Sección 2.2 (100, 700 y 500, respectivamente) se obtiene que la frecuencia de colisión hasta magnitud visual absoluta $V(1,0)=18$ es de 0.9×10^{-6} años⁻¹ para los tipo Atón, $(1.8 \pm 0.8) \times 10^{-6}$ años⁻¹ para los tipo Apolo y 0.5×10^{-6} años⁻¹ para los tipo Amor. Así, la frecuencia total de colisión con la Tierra se estima en 3.5 asteroides hasta magnitud visual absoluta $V(1,0)=18$ por millón de años (Shoemaker *et al.*, 1982).

Hacia 1988, se estimaba que 3.2 ECAs de magnitud absoluta más brillante que 18 impactan la superficie de la Tierra cada millón de año con una velocidad de impacto promedio de 20 km/s. Suponiendo que existe igual número de asteroides tipo C y tipo S, entonces 8.7 asteroides tipo C y 3.3 tipo S impactan la Tierra cada millón de año, capaces de producir cráteres de diámetros mayores a 10 km. Sin embargo, sólo una tercera parte de estos doce asteroides se impactan con los continentes (Cunningham, 1988).

En 1990, Shoemaker y colegas estimaron que la probabilidad de colisión de ECAs con la Tierra es de $(4.2 \pm 1.7) \times 10^{-9}$ por año. Al multiplicar por la población estimada por los autores de $1,030 \pm 470$ para magnitud absoluta $H=17.7$, la probabilidad de colisión resulta $(4.3 \pm 2.6) \times 10^{-6}$ por año para asteroides más grandes que 1 km de diámetro. Para $H=15.8$, que equivale a asteroides de más de 2 km de diámetro, la probabilidad de colisión resulta 7×10^{-7} por año, y para asteroides mayores que 8 km de diámetro se obtiene 3×10^{-9} por año. Afirmaron que impactos de asteroides dominan la producción de cráteres más pequeños que 30 km de diámetro y que cometas forman los cráteres de más de 50 km. Estimaron que la probabilidad de formación de cráteres con diámetro mayor que 20 km es $(4.9 \pm 2.9) \times 10^{-15}$ km⁻² por año (Shoemaker *et al.*, 1990). La producción de cráteres en la Tierra durante los últimos 100 millones de años se muestra la Tabla 8.

Tabla 8. *Estimación de la producción de cráteres de impacto en la Tierra en los últimos 100 millones de años (Shoemaker et al., 1990).*

| Número de Cráteres en la Tierra en los Últimos 100 Millones de Años | | | | | | | |
|---|------------|------------|-----------|-----------|----------|----------|----------|
| Diámetro del Cráter (km) | | | | | | | |
| Cráteres | >10 | >20 | >30 | >50 | >60 | >100 | >150 |
| Por Asteroides | 910 | 190 | 58 | 8 | 3.2 | 0.3 | 0 |
| Por Cometas | | 60 | 24 | 8 | 5 | 1.6 | 1 |
| Total Cráteres | 910 | 250 | 82 | 16 | 8 | 2 | 1 |

En el tiempo que dura nuestra vida, existe una pequeña probabilidad (1 en 10,000) de que la Tierra sea impactada por un

objeto lo suficientemente grande como para destruir cultivos en forma global y posiblemente terminar con la civilización como la conocemos hoy en día (Shoemaker *et al.*, 1990).

Barlow, en 1990, calculó que impactan a la Tierra aproximadamente 6.5×10^{-7} ECAs por año, produciendo cráteres de más de 32 km de diámetro, que corresponde a un asteroide de 3.1×10^{13} kg de masa con una densidad de 2.2 g/cm^3 (Bland *et al.*, 1996). Estos resultados son consistentes con los obtenidos en 1990 por Shoemaker, Wolfe y Shoemaker, antes mencionados.

En 1994, Kelly Beatty publicó un artículo en el que mostró los impactos atmosféricos que el Departamento de Defensa de Estados Unidos registró en 17 años (de 1975 a 1992) con ayuda de satélites militares. Edward Tagliaferri, autor del reporte del Departamento de Defensa que se dio a conocer en octubre de 1993, afirmó que los escáneres infrarrojos de los satélites militares registraron un total de 136 explosiones atmosféricas en todo el planeta, un promedio de ocho objetos por año, cada uno con una energía de un kilotón de TNT o más. En un artículo posterior, se menciona que los objetos observados exhibían energías de aproximadamente 10 kilotones y hasta "algo menor a un kilotón" (Tagliaferri *et al.*, 1994). Considerando que algunas explosiones no se registran aun cuando los satélites los detectan (pues los sistemas militares están dedicados a actividades hostiles y a menudo pasan por alto o ignoran los fenómenos naturales) y que los escáneres infrarrojos pierden cuatro de cada evento que ocurre (debido a que los destellos meteoríticos duran sólo uno o dos segundos), Tagliaferri

estima que en el intervalo de tiempo registrado ocurrieron 10 veces más estallidos (Tagliaferri *et al.*, 1994), es decir, que al menos 80 kilotonnes de TNT golpean a la Tierra cada año. Estos datos del Departamento de Defensa son comparados, en primer lugar, con los resultados publicados por Shoemaker en su artículo de 1983, en el que calcula que cada año, en promedio, un fragmento de un asteroide o cometa se autodestruye en algún lugar de la atmósfera con energía cinética equivalente a 20 kilotonnes, lo que corresponde a objetos de 10 m de diámetro, con masas del orden de 10^6 kg y velocidades de impacto entre 15 y 20 km/s. En segundo lugar, se comparan los datos con los resultados obtenidos por Rabinowitz a partir de las observaciones de los últimos años del telescopio Spacewatch de Arizona. Rabinowitz publicó, en 1993, que las estimaciones de Shoemaker son muy conservadoras en un factor de 10 a 100 veces y sugiere que la Tierra sufre una explosión de 20 kilotonnes aproximadamente cada mes sumando cientos de kilotonnes a lo largo del año. Claramente, los resultados de Tagliaferri revelan una frecuencia mayor que la calculada por Shoemaker pero muy por debajo de la extrapolada por Rabinowitz a partir de los descubrimientos del Spacewatch. Es necesario señalar que de los 136 eventos infrarrojos detectados por el Departamento de Defensa, sólo tres fueron registrados con los detectores de luz visible que han estado operando desde inicios de los años 1980's. Peter Brown, director de la Organización Internacional de Meteoritos para Norteamérica propone dos razones por las que tan sólo hay unos cuantos registros visuales de los bólidos más brillantes: la mayor parte de la energía de estos bólidos es liberada

en el infrarrojo (donde han sido detectados) más que en longitudes de onda visibles, y apenas hace unos años comenzó el registro sistemático y dedicado de la entrada de meteoritos a la atmosfera terrestre (Beatty, 1994). Se ha sugerido que el estimado de Rabinowitz es mayor que el de Shoemaker probablemente por la alta y poco real densidad de 3.5 g/cm^3 (comparada con la densidad de los ECAs) que Rabinowitz asocia a los asteroides utilizados en su estudio (Bland *et al.*, 1996).

En el trabajo de Weissman de 1994, se considera el riesgo al cual estará expuesta la Tierra de no desarrollarse mecanismos de defensa ante un posible impacto con un asteroide o cometa. Así, resulta interesante determinar cuál sería la probabilidad de detectar uno de estos objetos con un tiempo razonable de respuesta, digamos un año. Weissman encontró que la probabilidad p de descubrir el próximo año un objeto que se impactará con la Tierra en un número finito de años está dada por la relación (Weissman, 1994):

$$p = 1 - (1 - p_i)^{\kappa \lambda} = p_i \kappa \lambda,$$

donde p_i es la probabilidad promedio de impacto de un ECA o un cometa con la Tierra, κ es el número de años entre el descubrimiento y la ocurrencia del impacto y λ es el número de objetos que se descubren por año. Suponiendo que la probabilidad de impacto promedio por ECA es la que Shoemaker y colaboradores sugieren en su artículo de 1990: $4.2 \times 10^{-9} \text{ año}^{-1}$, y que la frecuencia de descubrimiento promedio de estos objetos es de 35

por año (la frecuencia fluctúa de 15 a 50 por año entre 1988 y 1992), entonces la probabilidad de descubrir el próximo año un objeto que se impactará con la Tierra dentro de los siguientes diez años resulta relativamente pequeña, como se muestra a continuación

$$p = (4.2 \times 10^{-9}) \times (10) \times (35) = 1.5 \times 10^{-6}.$$

Suponiendo el descubrimiento estimado por Shoemaker y coautores en 1990 de 1,030 ECAs con diámetros mayores a 1 km (hay estimaciones de hasta 2,100 objetos, según se estudió en la Sección 2.2) entonces la probabilidad de que uno de ellos se impacte con la Tierra en los próximos diez años resulta:

$$p_{\text{ECA}} = (4.2 \times 10^{-9}) \times (10) \times (1030) = 4.3 \times 10^{-5},$$

que también es un evento poco probable, considerando que podría ocurrir en cualquier lugar de la Tierra (Weissman, 1994).

Duncan Steel calcula la probabilidad de impacto de un objeto con la Tierra como uno en 3×10^8 , tomando en cuenta que el radio de la Tierra es un poco menor que 6,400 km y su órbita alrededor del Sol es casi circular, con un radio de 150×10^6 km (1 UA). Es decir, existe una posibilidad en 300 millones de que un objeto se impacte con la Tierra en su trayectoria a través de la órbita terrestre (Steel, 1995). Un cálculo más realista resulta más complicado si se toma en cuenta, por ejemplo, que el campo gravitacional terrestre puede atraer objetos que de otra manera no se impactarían.

De manera similar, Steel calcula las probabilidades de impacto de los diferentes tipos de ECAs, considerando la población, la velocidad de impacto y el periodo característico de cada grupo. En la Tabla 9 se muestran estos resultados. Cabe señalar que Steel considera que los ECAs están formados sólo por dos grupos: los tipo Atón y los Apolo.

Tabla 9. Probabilidades de Colisión de los ECAs tipo Atón y Apolo (Steel, 1995). N es el número de ECAs conocido sobre el cual se calcula la probabilidad; P es la probabilidad de colisión promedio con la Tierra por cada 10^9 órbitas de asteroides de la muestra N ; T es el periodo característico en años; P/T es la probabilidad de impacto por año, y v es la velocidad de impacto en km/s.

| Tipo de ECA | N | $P (10^9 \text{ órbitas})^{-1}$ | T (años) | P/T (años ⁻¹) | v (km/s) |
|-------------|-----|---------------------------------|------------|-----------------------------|------------|
| Atón | 12 | 16 | 0.85 | 19 | 15 |
| Apolo | 116 | 14 | 2.25 | 6.2 | 17 |

En el Capítulo 2 se mencionó que, según Steel, la población de ECAs de diámetros mayores que 1 o 2 km es de 2,000 objetos. Tomando en cuenta los valores de la Tabla 9, se observa que el promedio de la probabilidad de colisión para los ECAs es de 15 por 10^9 órbitas y el promedio del periodo orbital es de 2 años. Steel estima que la frecuencia de impactos de objetos mayores de 1 km es de uno cada 70,000 años pero que podría ser de uno cada 100,000 años si se considera que los asteroides con diámetros

mayores a 1 km tienen una probabilidad de colisión menor que la población conocida. En la Sección 3.2 se mencionó que los objetos con diámetros mayores a 1 km son considerados responsables de producir catástrofes globales como consecuencia de un impacto con la Tierra. Suponiendo que estos objetos tienen densidades de 3.5 g/cm^3 y velocidades de impacto de 20 km/s, Weissman estima que la probabilidad de impacto es de $5 \times 10^{-6} \text{ años}^{-1}$ lo cual determina una frecuencia de un evento cada 200,000 años. Esta frecuencia puede extenderse hasta 10^6 años si se considera que el umbral para que ocurran catástrofes globales se debe a impactos de objetos entre 1 y 2.2 km de diámetro (Weissman, 1994).

Bland y otros autores afirmaron en 1996 que la determinación precisa del flujo de meteoritos hacia la superficie de la Tierra es fundamental para la creación de modelos de la historia de formación de cráteres en el interior del Sistema Solar y la evolución orbital de los asteroides y cometas, además de permitir cuantificar la frecuencia de los grandes impactos con la Tierra. El flujo propuesto por estos autores se basa en el análisis de oxidación y pérdida (por acción de la atmósfera) de las condritas ordinarias que se han acumulado en los desiertos en los últimos 50,000 años. Estimando el número de muestras meteoríticas por unidad de área en la superficie terrestre y calculando la frecuencia con la que desaparecen por acción de la atmósfera, se puede estimar el número de objetos que inicialmente cayó a la Tierra. El estudio se basa en una muestra de 98 condritas ordinarias de tres regiones desérticas: el desierto de Roosevelt County, en Nuevo México; la

región de Nullarbor, en Australia, y el desierto del Sahara, en África. La población encontrada de meteoritos de más de 10 g de masa es de 39 para el desierto de Roosevelt County y 226 en la región de Nullarbor. En el caso del desierto del Sahara se encontraron meteoritos más grandes: 152 de masa mayor a 150 g. El modelo que los autores proponen para estimar la población se basa en los siguientes supuestos: si $n_o(m)dt$ meteoritos de masa mayor a m caen a la Tierra por unidad de área en un intervalo de tiempo dt , entonces, en el caso estacionario, el número que sobrevive un tiempo t sería $n(t)dt$, donde el flujo n_o es independiente del tiempo y:

$$n(t) = n_o(m)\exp(-\lambda t).$$

Seleccionando un área definida A e identificando el número de meteoritos que han sobrevivido, n_{tot} , para esa área, entonces

$$n_{tot} = A \int_0^{\infty} n(t)dt = \frac{An_o(m)}{\lambda},$$

de manera que el flujo estimado de meteoritos de masa mayor que m es:

$$n_o(m) = \lambda (n_{tot} / A).$$

En esta relación, λ se define como la constante de decaimiento y está relacionada con el número y edad de las muestras, por lo que adopta valores diferentes para cada región del desierto.

Además de estimar el número de meteoritos por unidad de área que cae a la Tierra, los autores calcularon la distribución de masa

asociada a la población. Sugieren que si N es el número de meteoritos de masa igual o mayor que m , entonces se cumple la relación:

$$N(m) \propto m^{\beta},$$

donde β es el exponente de la distribución de masas, y para los meteoritos de masa menor a 1 kg es similar para las tres regiones, con la siguiente variación: -0.54, -0.58 y -0.67, respectivamente. En el desierto del Sahara, para los meteoritos de masa mayor a 1.3 kg, se obtiene un exponente de -1.7, similar al de la distribución de masa obtenida a partir de objetos de 1 kg de masa. Los autores afirman que esta variación en el exponente de la distribución indica que los cambios dependientes de la masa relacionados con la fragmentación y ablación que sufren en la atmósfera los objetos son preservados por las muestras sobre la Tierra.

Una vez calculada la población a partir de la relación de flujo de meteoritos de masa mayor que una cierta m , se puede extrapolar a masas mayores usando la distribución de masas descrita. De esta manera, dadas la constante de decaimiento, la distribución de masa y la densidad de cada sitio, Bland y sus colegas calcularon el flujo de meteoritos en un intervalo de masas de 10 g a 1 kg (típicos). Estos resultados se muestran en la Tabla 10 y se comparan con los resultados obtenidos de la observación directa de bólidos con redes de cámaras realizada por Halliday, Blackwell y Griffin en 1989.

Tabla 10. *Predicciones de la frecuencia de caídas en la Tierra de meteoritos mayores que una cierta masa en $10^6 \text{ km}^2 / \text{año}$ (Bland et al., 1996). λ es la constante de decaimiento; $N(m)$ es el número de meteoritos de masa igual o mayor que m que cae a la Tierra por $10^6 \text{ km}^2/\text{año}$, y ΣM es el flujo total de masa que ingresa a la Tierra por año, de meteoritos cuyas masas están en el intervalo 10 g a 1 kg.*

| Muestra | $\lambda, (10^{-3} \text{ por año})$ | $N(m) \text{ en } 10^6 \text{ km}^2/\text{año}$ | | | | | | | $\Sigma M \text{ (kg)}$ |
|-----------|--------------------------------------|---|-------|-------|-------|------|------|------|-------------------------|
| | | 1 kg | 500 g | 150 g | 100 g | 50 g | 20 g | 10 g | |
| Roosevelt | 0.032 | 9.6 | 14 | 27 | 33 | 48 | 79 | 116 | 7,300 |
| Nullarbor | 0.024 | 2.5 | 3.7 | 7.5 | 9.5 | 14 | 24 | 36 | 2,900 |
| Sahara | 0.011 | 4.3 | 6.9 | 15 | 20 | 32 | 60 | 95 | 14,100 |
| Halliday | | 8.7 | 12 | 22 | 27 | 38 | 59 | 83 | 3,900 |

La consistencia en los resultados obtenidos por Bland y sus colegas a partir de muestras recogidas en sitios de acumulación de meteoritos (desiertos) y los obtenidos por las observaciones fotográficas de bólidos con redes de cámaras sugirió, dada la diferencia de los métodos empleados, que el flujo de meteoritos a la Tierra en los últimos 50,000 años ha permanecido prácticamente constante. Esto concuerda con los modelos actuales de la evolución orbital de los asteroides.

En 1996, A. Carusi y E. Dotto presentaron un artículo que contiene las estadísticas de los *encuentros cercanos* de los asteroides con la Tierra, donde "encuentro cercano" se define como el acercamiento de un asteroide dentro de una esfera de un cierto radio alrededor de

un planeta. En el caso de la Tierra, el radio de la esfera corresponde a 0.1 UA. En el estudio se consideraron 328 ECAs (21 tipo Atón, 171 tipo Apolo y 136 tipo Amor) y se analizó la evolución orbital con un periodo de integración de 821.4 años. Como resultado se obtuvo que el número de *encuentros cercanos* con la Tierra por año debido a los ECAs es de 21 para los asteroides tipo Atón, 171 para los tipo Apolo y 136 para los tipo Amor.

4.2 Probabilidad y Frecuencia de Impacto Propuesta

Se ha mencionado que el impacto de un asteroide o cometa con la Tierra podría tener consecuencias significativas para nuestro planeta; sin embargo, existe cierta controversia sobre el riesgo debido a dicha colisión. La pregunta a responder es si el peligro inmediato se debe a objetos grandes que colisionan con la Tierra cada 100,000 años, o a los más pequeños, de 10 a 100 m de diámetro, que más frecuentemente penetran a la atmósfera terrestre. De ser estos últimos los que presentan mayor amenaza, debe considerarse si caen de manera azarosa a la Tierra, como los objetos de mayor tamaño, o si lo hacen en grupo y cada cierto periodo de tiempo.

La frecuencia de colisión de un ECA con la Tierra puede cambiar con el tiempo pero de manera insignificante (Shoemaker *et al.*, 1982). Los tiempos de vida típicos para los ECAs son del orden de decenas de millones de años, así que la frecuencia de colisión actual podría ser representante de los últimos 10^7 años o más, suponiendo que la población de estos objetos se ha mantenido

prácticamente en equilibrio. Para ello sería útil comparar los registros geológicos de impactos en la Tierra con la frecuencia de colisión actual. A continuación se desarrolla una relación para la frecuencia de colisión de NEAs y se compara con impactos históricos conocidos.

Utilizando el modelo propuesto de población de asteroides en el Capítulo 2 de este trabajo y siguiendo la probabilidad de colisión promedio por año de ECAs con la Tierra estimada por Shoemaker y colaboradores en 1990 de 4.2×10^{-9} años⁻¹, se obtiene que la frecuencia de impacto por año está dada por la relación:

$$F(\geq d) = (4.2 \times 10^{-9}) N(\geq d)$$

Sustituyendo la relación para la distribución de diámetros del modelo de población propuesto en la Sección 2.3.1:

$$N(\geq d_{[m]}) = A e^{30.61\alpha} p_v^{-1.086\alpha} d^{-2.1715\alpha}$$

se obtiene:

$$F(\geq d) = (4.2 \times 10^{-9}) A e^{30.61\alpha} p_v^{-1.086\alpha} d^{-2.1715\alpha}$$

donde $F(\geq d)$ es la frecuencia esperada de colisiones con la Tierra, por año, de asteroides de un cierto diámetro d o mayor; A es la constante de proporcionalidad con valor 1.68×10^{-6} en el modelo propuesto que resulta de los 9,858 NEAs estudiados; α es el valor de Dohnanyi de $1/(2 \log e)^{-1} = 1.1513$; y p_v es el albedo del asteroide.

El tiempo entre cada impacto con la Tierra, T , en años, se obtiene

de la relación:

$$T = 1 / F(\geq d)$$

o bien:

$$T = 1 / [(4.2 \times 10^{-9}) A e^{30.61\alpha} \rho_v^{-1.086\alpha} d^{-2.1715\alpha}]$$

La gráfica de la Figura 4.2 muestra la distribución del tiempo promedio entre impactos de NEAs con la Tierra con base al diámetro d del asteroide.

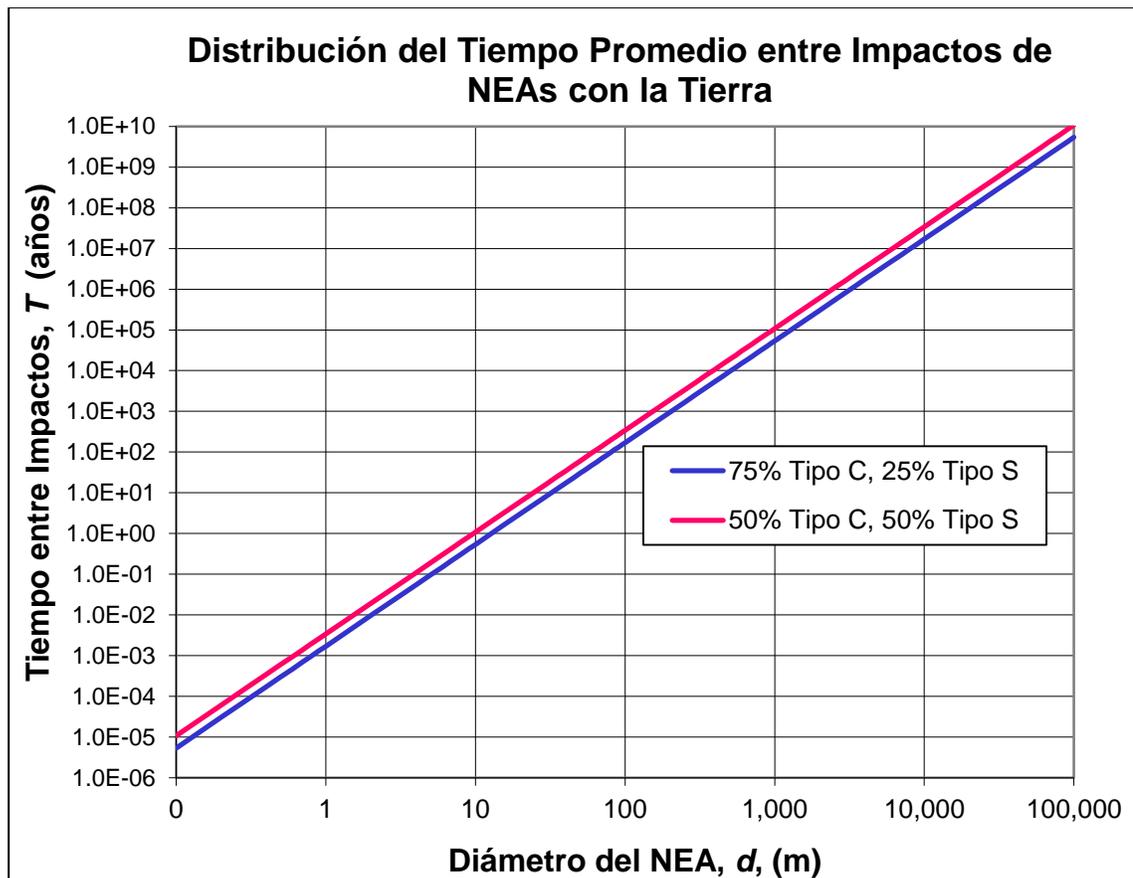


Figura 4.2. Tiempo promedio entre impactos de NEAs con la Tierra.

En la Tabla 11 se muestra el tiempo promedio entre impactos con la Tierra que resultan del modelo propuesto para ciertos diámetros

específicos de NEAs, y se relacionan con eventos históricos descritos en la Sección 3.4.

Tabla 11. *Tiempo promedio entre impactos de ECAs con la Tierra.*

| Tiempo Promedio entre Impactos con la Tierra (Años) | | | | | |
|--|----------------------|-------------------------|----------------------|------------------------|---------------------------|
| | | Modelo Propuesto | | Shoemaker, 1990 | |
| Diámetro del ECA (m) | 75% C, 25% S | 50% C, 50% S | 75% C, 25% S | 50% C, 50% S | Evento Relacionado |
| 1 | 1.7×10^{-3} | 3.4×10^{-3} | 6.3×10^{-2} | 0.125 | |
| 10 | 0.5 | 1.1 | 6.2 | 12.444 | Río Curuça e Indonesia |
| 18 | 2.3 | 4.7 | | | Cheliábinsk |
| 60 | 47 | 95 | 223 | 446 | Tunguska |
| 100 | 170 | 340 | 619 | 1,238 | |
| 1,000 | 53,786 | 107,573 | 61,578 | 123,155 | |
| 10,000 | 1.7×10^7 | 3.4×10^7 | 1.9×10^8 | 3.7×10^8 | Límite K/T |
| 15,000 | 4.7×10^7 | 9.4×10^7 | 1.1×10^9 | 2.2×10^9 | Límite K/T |
| 20,000 | 9.6×10^7 | 1.9×10^8 | 3.8×10^9 | 7.6×10^9 | |

En la Tabla 11, los valores en amarillo no son representativos pues Shoemaker y colaboradores únicamente definen funciones para la luminosidad $H > 13.2$ que corresponde a diámetros menores que 8,000 metros. El recuadro rosa muestra la estimación para el asteroide con diámetro entre 10 y 15 km que se impactó con la Tierra hace 65 millones de años en Chicxulub. Puede verse que con el modelo propuesto de población, frecuencia, y tiempo promedio entre eventos, efectivamente se obtienen valores que contienen 6.5×10^7 años. Esta es una validación del modelo propuesto.

4.3 Probabilidad de Impacto con un Automóvil

Considerando que hay vehículos en la mayor parte de las áreas pobladas de la Tierra, la probabilidad de que un ECA se impacte contra un auto es de interés general. En esta sección se aplica el modelo de población de ECAs para estimar la frecuencia de colisión con vehículos siguiendo el método utilizado por Poveda y colaboradores (Poveda *et al.*, 1999b).

Se estima que existen en el mundo más de 1,100 millones de autos; la producción mundial en el 2012 fue de 84.2 millones de vehículos (International Organization of Motor Vehicle Manufacturers, OICA.net, 2013). Si se asume un área promedio por vehículo de 10 m², el área total que cubren todos los coches es de 11,000 km². Para fines del cálculo, se supondrá que los autos están expuestos a sufrir un impacto una tercera parte del día (8 horas de 24 horas).

Siguiendo el modelo de población propuesto para asteroides de diámetros mayores o iguales que d ,

$$N(\geq d) = A e^{30.61\alpha} \rho_V^{-1.086\alpha} d^{-2.1715\alpha}$$

y utilizando la relación de densidad de caída de asteroides en la Tierra:

$$\text{Densidad}_{\text{Tierra}}(\geq d) = N(\geq d) (P_{\text{Tierra}}) / \text{Area}_{\text{Tierra}}$$

donde $P_{\text{Tierra}} = 4.2 \times 10^{-9} \text{ año}^{-1}$ es la probabilidad de colisión con la Tierra de ECAs, y $\text{Area}_{\text{Tierra}} = 5.1 \times 10^8 \text{ km}^2$ y corresponde al área de la Tierra, se obtienen los siguientes valores para el tiempo promedio

entre impactos de ECAs con automóviles en la Tierra. En la Tabla 12 se considera que el diámetro del meteorito está relacionado con el diámetro del asteroide que lo produjo, $d/0.6$ afuera de la atmósfera terrestre.

Tabla 12. *Tiempo promedio entre impactos con autos.*

| Diámetro del Meteorito (cm) | Diámetro Original del ECA (cm) | Tiempo Promedio Entre Impactos con Autos (Años) | |
|-----------------------------|--------------------------------|---|------------------------|
| | | 75% Tipo C, 25% Tipo S | 50% Tipo C, 50% Tipo S |
| 1 | 1.7 | 9.5×10^{-3} | 1.9×10^{-2} |
| 5 | 8.3 | 0.05 | 1 |
| 10 | 16.7 | 3 | 6 |
| 20 | 33.3 | 17 | 34 |
| 50 | 83.3 | 167 | 334 |
| 100 | 166.6 | 945 | 1,889 |

Si se comparan los valores de la Tabla 12 con los obtenidos por Poveda y colaboradores (Poveda *et al.*, 1999b), se observa que el tiempo promedio entre colisiones con autos disminuyó (son más frecuentes las colisiones), lo cual es natural considerando que el número de vehículos en el mundo aumentó de 480 millones en 1999 a 1,100 millones en 2013.

4.4 Probabilidad de Impacto con un Avión

Un avión en vuelo está expuesto tanto a un impacto con un asteroide o cometa como a atravesar una nube de residuos de algún asteroide que pudo sufrir una fragmentación al penetrar la atmósfera terrestre. A manera de ejemplo, en abril de 1988 y octubre de 1990, se registraron dos explosiones sobre la Tierra que

depositaron grandes cantidades de material disperso en la atmósfera en forma de partículas de ceniza o arena que podrían representar un peligro si un avión sobrevolara la región contaminada durante un periodo posterior a la fragmentación del objeto pues las partículas más finas podrían permanecer suspendidas durante varios días (Tagliaferri *et al.*, 1994).

Se sabe que en febrero de 1934, un piloto en Texas desvió el curso de su avión para evitar una colisión con lo que se cree era un meteorito. En septiembre del mismo año, en California, otro piloto logró escapar de una lluvia de objetos extraterrestres (Lewis, 1996). También se tiene la catástrofe ocurrida en 1996 con el vuelo TWA 800 que salió de Nueva York con destino a París y explotó en el aire 11 minutos después de despegar, causando la muerte de 230 personas. A pesar de cuatro años de extensa investigación, la causa de dicha explosión no pudo ser determinada, siendo una posible explicación un impacto de cometa o asteroide.

En esta sección se aplica el modelo de población desarrollado para determinar la frecuencia de colisión de un ECA con un avión en vuelo y se sigue el método utilizado por Poveda y colaboradores para los cálculos (Poveda *et al.*, 1999b).

No hay manera precisa para conocer el número total de aviones que existen en el mundo. Muchos países no comparten esta información y además existen aviones militares, privados, de gobierno y prototipos que no son de conocimiento público. GAMA (General Aviation Manufacturers Association) reporta que existen

360,000 aviones ‘generales’ en el mundo, definidos como aviación que excluye aviones militares y vuelos comerciales. De este total, Estados Unidos tiene 223,000 aviones generales.

El mejor estimado del número de aviones que están volando por día en Estados Unidos es 87,000, incluyendo vuelos comerciales y aviones privados, contratados/rentados, militares y de cargamento. Se estima que en cualquier momento existen 5,000 aviones volando los cielos de Estados Unidos (FAA.gov; ICAO - International Civil Aviation Organization, y Airliners.net, 2013). Suponiendo que Estados Unidos tiene un 33% del total de aviones mundiales, se obtiene un total de 261,000 vuelos diarios en todo el mundo o 15,000 aviones volando en cualquier momento sobre la Tierra.

Para fines de este trabajo de Tesis, se utilizará un área eficaz promedio por avión de 375 m² (Poveda *et al.*, 1999b). Así, el área total expuesta por aviones en todo el mundo volando en cualquier momento es 5.6 km². Suponiendo que los aviones están en el aire una tercera parte del día, el área total expuesta es 1.9 km².

Siguiendo el modelo de población propuesto para asteroides de diámetros mayores o iguales que d ,

$$N(\geq d) = A e^{30.61\alpha} p_v^{-1.086\alpha} d^{-2.1715\alpha}$$

y utilizando la relación de densidad de asteroides en la Tierra:

$$\text{Densidad}_{\text{Tierra}}(\geq d) = N(\geq d) (P_{\text{Tierra}}) / \text{Area}_{\text{Tierra}}$$

donde $P_{\text{Tierra}} = 4.2 \times 10^{-9} \text{ año}^{-1}$ es la probabilidad de colisión con la

Tierra de ECAs, y $\text{Area}_{\text{Tierra}} = 5.1 \times 10^8 \text{ km}^2$ corresponde al área de la Tierra, se obtienen los valores de la Tabla 13 para el tiempo promedio entre impactos de ECAs con aviones en vuelo. Se considera que el diámetro del meteorito está relacionado con el diámetro del asteroide que lo produjo, $d/0.6$ afuera de la atmósfera terrestre.

Tabla 13. *Tiempo promedio entre impactos con aviones.*

| Diámetro del Meteorito (cm) | Diámetro Original del ECA (cm) | Tiempo Promedio Entre Impactos con Aviones (Años) | |
|-----------------------------|--------------------------------|---|------------------------|
| | | 75% Tipo C, 25% Tipo S | 50% Tipo C, 50% Tipo S |
| 1 | 1.7 | 17 | 33 |
| 5 | 8.3 | 929 | 1,859 |
| 10 | 16.7 | 5,257 | 10,515 |
| 20 | 33.3 | 29,740 | 59,480 |
| 50 | 83.3 | 2.9×10^5 | 5.9×10^5 |
| 100 | 166.6 | 1.7×10^6 | 3.3×10^6 |

4.4 Probabilidad y Frecuencia de Formación de Cráteres en la Luna

Los registros de cráteres en la Tierra y en la Luna son frecuentemente utilizados para revisar las estimaciones de poblaciones de ECAs así como las distribuciones de diámetros y órbitas. Los registros de cráteres en la Tierra permiten conocer la frecuencia de impacto con objetos que han dejado cráteres con diámetros mayores a 10 km en los últimos 100 millones de años, mientras que los registros en la Luna indican la frecuencia de

impacto y distribución de diámetros de los impactores en los últimos 3.3×10^9 años (Rabinowitz *et al.*, 1994). Contrario al caso de la Tierra, donde la atmósfera impide que los objetos pequeños lleguen a la superficie y donde los efectos de erosión y depósitos geológicos borran los cráteres con diámetros menores a 10 km en decenas o centenas de millones de años (Neukum e Ivanov, 1994), la población de cráteres en la Luna no ha cambiado mucho desde su origen, lo que permite estimar la producción de cráteres y su correspondiente probabilidad de impacto con asteroides.

Se cree que la producción de cráteres en la Luna ha incrementado en los últimos años. Una posible causa es el aumento en el flujo de cometas en los últimos 100 millones de años (Rabinowitz *et al.*, 1994).

Es común suponer que los cráteres existentes en los Mares de la Luna fueron formados por condritas carbonosas, cuya densidad es de 2.2 g/cm^3 (Melosh, 1989). La edad de los cráteres en estas regiones de la Luna varía entre 3×10^9 y 3.8×10^9 años (Neukum e Ivanov, 1994). A partir de las edades asignadas por Neukum e Ivanov a los cráteres de los Mares, se obtiene una edad promedio de los cráteres en la Luna de 3.4×10^9 años. Dicho valor será usado en este trabajo de Tesis.

Con frecuencia se supone que la distribución de la frecuencia acumulada de cráteres en la Luna sigue la misma distribución que la propuesta en la Sección 2.3.4 para cráteres terrestres, es decir,

$$N(D) \propto D^\delta,$$

donde $N(D)$ es la frecuencia acumulada de cráteres, D es el diámetro del cráter y δ , llamado "índice de la población" es constante. Bajo esta hipótesis, en 1970, Shoemaker y coautores encontraron que para $D > 3$ km en el área de los Mares de la Luna $N(D) \propto D^{-2.9}$. Posteriormente, en 1971, Hartmann y Wood propusieron que $N(D) \propto D^{-2}$ para cráteres con $D > 1$ km, resultado que se compara con $N(D) \propto D^{-1.8}$ obtenido por Baldwin en 1971 y por Hartmann y colaboradores en 1981, en el mismo intervalo de D . En el intervalo $D < 1$ km se considera que $N(D) \propto D^{-3}$. Estas variaciones en el exponente de la ley de potencias de la distribución han sugerido (desde 1967) que la distribución de diámetros de cráteres no puede ser descrita por una ley de potencias tan simple como la arriba mencionada con un índice de población δ constante, sino que debe considerarse que δ tiene una dependencia en el tamaño del cráter, es decir, $\delta = \delta(D)$. Siguiendo este razonamiento, en 1994 Neukum e Ivanov realizaron un análisis detallado de la ley de distribución de diámetros de cráteres, encontrando que esta función no sigue una ley de potencias única sino que su estructura es tan compleja en el intervalo de diámetros de cráteres $20 \text{ m} \leq D \leq 20 \text{ km}$ que la función $\log N(D)$ únicamente puede ser representada satisfactoriamente si se considera un polinomio de orden ≥ 7 en $\log(D)$ (Neukum e Ivanov, 1994).

El interés del presente trabajo en el análisis arriba mencionado estriba en una verificación de la efectividad del modelo de población propuesto en el Capítulo 2, para un caso específico: la densidad en la Luna de cráteres con diámetros mayores o iguales a 1 km

sugerida por Neukum e Ivanov será comparada con la densidad que genera el modelo poblacional propuesto en esta Tesis. Bajo esta motivación se centrará la atención en los resultados de Neukum e Ivanov para $D = 1$ km.

Una primera aproximación numérica de la frecuencia acumulada de cráteres por kilómetro cuadrado sugerida por Neukum e Ivanov se logra con un polinomio de grado 11 en $\log D$. Al evaluar dicho polinomio para cráteres con diámetros mayores o iguales a 1 km se obtiene una densidad $N(D \geq 1 \text{ km}) = 2.92 \times 10^{-3} \text{ km}^{-2}$ (Neukum e Ivanov, 1994). Este valor puede ser corregido si se utiliza la expresión matemática de la curva cronológica de cráteres en la Luna propuesta por Neukum e Ivanov, suponiendo que la edad de los cráteres en la Luna es, como se discutió previamente, la edad promedio de los Mares lunares: 3.4×10^9 años. La densidad obtenida en este caso es $N(D \geq 1 \text{ km}) = 3.78 \times 10^{-3} \text{ km}^{-2}$.

Neukum e Ivanov afirman que el hecho de que la distribución determinada por ellos sea una buena aproximación de la distribución de diámetros de los cráteres lunares en los últimos 3×10^9 años, les permite concluir que es acertada la suposición de que la frecuencia de impactos se ha mantenido constante en los últimos 100 millones de años (Neukum e Ivanov, 1994).

Los resultados son consistentes con la afirmación de Neukum e Ivanov en el sentido de que las funciones de distribución de diámetros de cráteres basadas en leyes de potencias con exponentes constantes de la forma $N(D) \propto D^\delta$ sólo son válidas en

un intervalo de diámetros muy limitado.

En la Sección 4.1 se mencionó el trabajo de Bottke y colaboradores en referencia a los tiempos promedios de colisión de los ECAs con la Tierra. De manera análoga, los autores realizaron cálculos para el caso de colisión con la Luna, encontrando que el tiempo promedio entre impactos es de: 3,180 millones de años para los 128 ECAs estudiados; 1,740 millones de años para los tipo Atón, y 3,540 millones de años para los tipo Apolo. El valor de 3,180 millones de años para todos los ECAs fue comparado con el obtenido en 1987 por Shoemaker y Wolfe para los 51 ECAs conocidos hasta ese momento y que corresponde a 4,150 millones de años. Al igual que en el caso de colisiones con la Tierra, la diferencia en las estimaciones se debe a la inclusión de los descubrimientos más recientes del Spacewatch en los datos de Bottke y coautores, lo que hace que disminuya el tiempo promedio entre colisiones de la población (Bottke *et al.*, 1994).

La frecuencia de la creación de cráteres de impacto en la Luna, por año, con diámetros mayores o iguales que D se obtiene de la relación:

$$F(\geq D_{\text{Luna}}) = P_{\text{Luna}} N(\geq D_{\text{Luna}}) = (1.37 \times 10^{-10}) N(\geq D_{\text{Luna}})$$

donde P_{Luna} es la probabilidad de impacto en la Luna de asteroides con valor 1.37×10^{-10} años⁻¹ y $N(\geq D_{\text{Luna}})$ es el número acumulado de cráteres de impacto en la Luna con diámetros mayores o iguales que D .

Utilizando el modelo de distribución de cráteres en la Luna que se obtuvo en la Sección 2.3.4:

$$N(\geq D_{Luna}) = 32.4A e^{30.61\alpha} p_v^{-1.086\alpha} \rho_p^{-1.163\alpha} v_i^{1.448\alpha} (\text{sen } \theta)^{0.862\alpha} D_{Luna}^{-2.584\alpha}$$

se obtiene:

$$F(\geq D_{Luna}) = 4.4 \times 10^{-9} A e^{30.61\alpha} p_v^{-1.086\alpha} \rho_p^{-1.163\alpha} v_i^{1.448\alpha} (\text{sen } \theta)^{0.862\alpha} D_{Luna}^{-2.584\alpha}$$

donde $F(\geq D_{Luna})$ es la frecuencia de creación de cráteres de impacto en la Luna, por año, con diámetros iguales o mayores que D ; p_v es el albedo del asteroide; ρ_p es la densidad del asteroide en kg/m^3 ; v_i es la velocidad de impacto del asteroide en m/s ; θ es el ángulo de impacto, y D_{Luna} es el diámetro del cráter de impacto producido en la Luna, en metros.

El tiempo promedio T , en años, entre la creación de cráteres de impacto en la Luna se calcula mediante la relación:

$$T = 1 / F(\geq D_{Luna})$$

Sustituyendo el valor de $F(\geq D_{Luna})$ se obtiene:

$$T = 1 / [4.4 \times 10^{-9} A e^{30.61\alpha} p_v^{-1.086\alpha} \rho_p^{-1.163\alpha} v_i^{1.448\alpha} (\text{sen } \theta)^{0.862\alpha} D_{Luna}^{-2.584\alpha}]$$

donde T es el tiempo entre la formación de cráteres de impacto en la Luna, en años; A es la constante de proporcionalidad del modelo de población propuesto; p_v es albedo del asteroide; ρ_p es la densidad del asteroide (proyectil) en kg/m^3 ; v_i es la velocidad de impacto del asteroide en m/s ; θ es el ángulo de impacto, y D_{Luna} es el diámetro del cráter de impacto producido en la Luna, en metros.

La gráfica de la Figura 4.3 muestra el tiempo promedio T entre la formación de cráteres de impacto en la Luna para diferentes diámetros de cráter D .

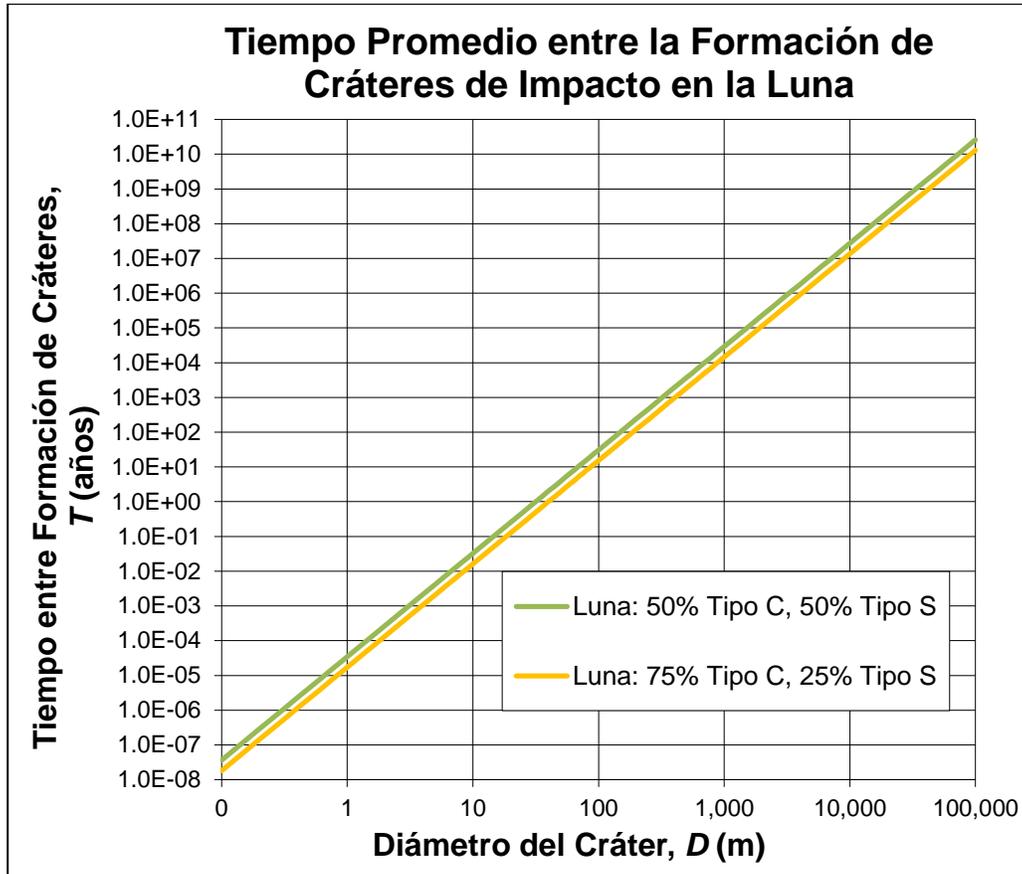


Figura 4.3. *Tiempo promedio entre la formación de cráteres de impacto en la Luna.*

La densidad de cráteres de impacto en la Luna con diámetros mayores o iguales que D se calcula como:

$$\text{Densidad}_{\text{Luna}}(\geq D) = N(\geq D_{\text{Luna}}) T_{\text{Luna}} P_{\text{Luna}} / \text{Area}_{\text{Luna}}$$

donde $N(\geq D_{\text{Luna}})$ es el número acumulado de cráteres en la Luna con diámetro mayor o igual que D ; T_{Luna} es el tiempo de integración en la Luna y se usará el valor promedio de 3.4×10^9 años; P_{Luna} es la

probabilidad de impacto en la Luna con valor 1.37×10^{-10} años⁻¹, y $Area_{Luna}$ es el área de la Luna con valor 3.8×10^7 km².

La gráfica de la Figura 4.4 muestra la densidad de cráteres de impacto en la Luna por km² siguiendo el modelo de distribución propuesto en la Sección 2.3.4.

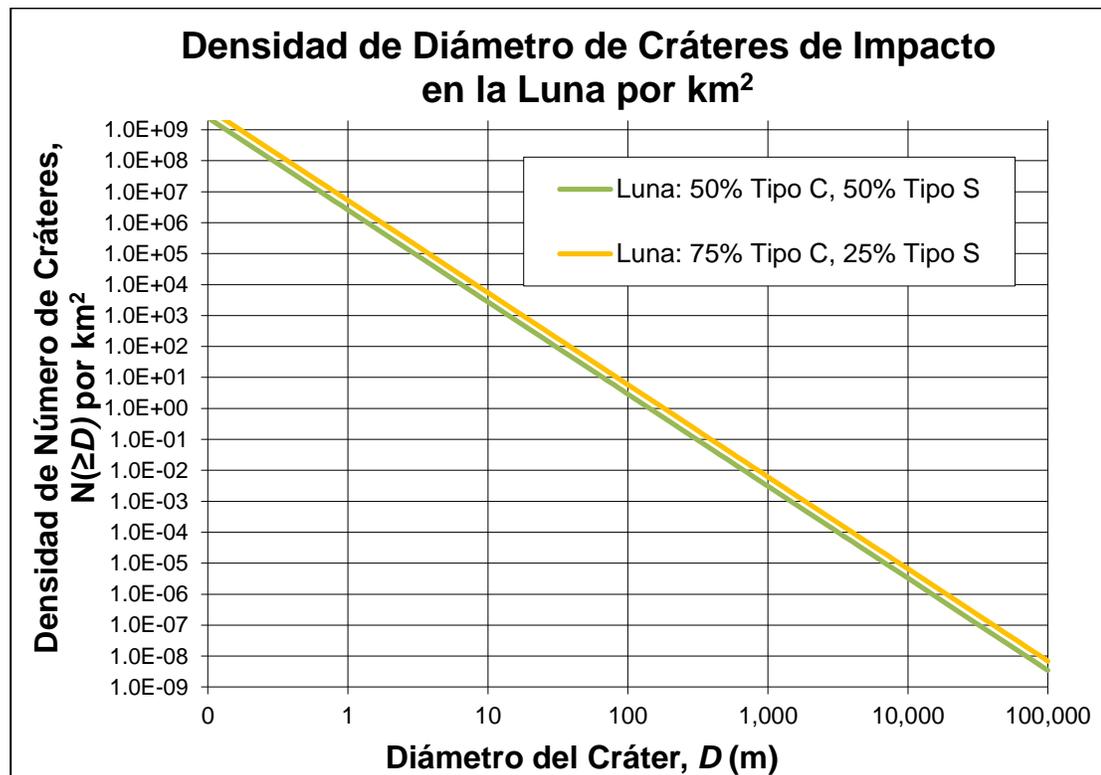


Figura 4.4. Densidad de cráteres de impacto en la Luna por km² para distintos diámetros.

Como validación, el número que se obtiene con el modelo propuesto para la densidad de cráteres de impacto en la Luna para diámetro $D = 1$ km es 6.2×10^{-3} por km² para el caso 75% tipo C y 25% tipo S, y de 3.09×10^{-3} por km² para el caso 50% tipo C y 50% tipo S, lo que es comparable con el valor de 3.78×10^{-3} por km² de Neukum e Ivanov antes mencionado.

CONCLUSIONES

A continuación se enlistan las conclusiones sobresalientes de este trabajo de Tesis.

- 1) El ajuste lineal para los valores de los 9,858 NEAs conocidos hasta junio del 2013 para las magnitudes absolutas entre 12 y 15.5 donde se sabe hay completez resulta:

$$\text{Ln}[N(\leq H)] = 1.1641H - 13.4705$$

Este ajuste sigue la expresión $N(\leq H) = A e^{\alpha H}$, propuesta por Shoemaker y colaboradores en 1990.

- 2) La completez en los ECAs se ha mantenido relativamente constante entre las magnitudes absolutas 12 y 15.5 en cuatro décadas.
- 3) La constante α en la ecuación $N(\leq H) = A e^{\alpha H}$ que resulta del análisis de datos observacionales adopta valores muy cercanos al valor teórico de Dohnanyi, $\alpha = 1.1513$, que resulta de la distribución de masas en estado de equilibrio producto de colisiones entre asteroides:
 - $\alpha = 1.1599$ en los datos de Van Houten de 1970 para los asteroides del Cinturón de Asteroides.
 - $\alpha = 1.1449$ en el número de NEAs descubierto hasta febrero de 1998 (457 ECAs).
 - $\alpha = 1.1641$ en el número de NEAs descubierto hasta junio del 2013 (9,858 NEAs).

- 4) La similitud en el valor de la constante α para los asteroides del Cinturón de Asteroides (Van Houten) y de los NEAs (modelo propuesto) sugiere que los NEAs provienen del Cinturón de Asteroides mediante un proceso que es independiente de las masas de los asteroides.
- 5) En 1998, se tenía una población de NEAs 21 veces menor a la existente en el 2013 y, sin embargo, 15 años más tarde los resultados son similares. Asimismo, la distribución del tipo de NEAs se ha mantenido relativamente constante: 8% Atón, 50% Apolo y 42% Amor en el 2013, comparado con 6%, 47% y 47%, respectivamente, en 1998.
- 6) El 75% de los asteroides descubiertos hasta el 2013 es del tipo C y 17% del tipo S, similar a la teoría de Zellner en 1982.
- 7) A partir de la distribución de magnitudes absolutas de los NEAs, es posible generar modelos de distribuciones de diámetros, masas y energías de los asteroides, así como la distribución de diámetros de los cráteres de impacto que producen.
- 8) El modelo de población también permite estimar la frecuencia de colisión de los NEAs con la Tierra, con un automóvil y con un avión en vuelo.
- 9) El modelo de población también se aplica para estimar la formación de cráteres de impacto en la Luna. Para diámetros de cráter $D \geq 1$ km, la densidad de cráteres de impacto en la Luna resulta 6.2×10^{-3} por km^2 para el caso 75% tipo C y 25% tipo S, y 3.09×10^{-3} por km^2 para el caso 50% tipo C y 50% tipo S.

S. Estos valores son comparables con el cálculo de Neukum e Ivanov de 1994 de 3.78×10^{-3} por km^2 .

- 10) Los valores que se obtienen con el modelo propuesto para la estimación de la edad del impacto con la Tierra del asteroide de 10 a 15 km de diámetro que causó el Cráter de Chicxulub y la extinción de las especies en el límite K/T están dentro del valor estimado de 65 millones de años.
- 11) La frecuencia de impactos con la Tierra que se obtiene del modelo propuesto basado en 9,858 NEAs es mayor y parece más precisa que la frecuencia que obtuvo Shoemaker en 1990 basado en 91 objetos. Claramente, el número de NEAs descubierto en las últimas décadas es inmenso lo que permite una mejor estimación.
- 12) Disminuyó el tiempo promedio entre colisión con autos cuando se comparan los resultados de 1998 con los de 2013. Ello se explica considerando que el número de automóviles en el mundo aumentó de 480 millones a 1,100 millones en dicho periodo de tiempo.

APÉNDICE A: NEAs DESCUBIERTOS HASTA 2013

Hasta junio del 2013 se habían descubierto 9,858 NEAs, listados en el Minor Planet Center, catalogados de la siguiente manera:

- Atón: 782 (incluye los 12 tipo Atira o Apohele)
- Apolo: 4,937
- Amor: 4,164

(<http://www.minorplanetcenter.net/iau/lists/Unusual.html>, junio 2013)

La Tabla 14 muestra los 9,858 NEAs agrupados en intervalos de magnitud absoluta con incrementos de 0.5 y se indica la frecuencia, frecuencia acumulada y logaritmo natural de la frecuencia acumulada. Esta información es utilizada en el análisis realizado para generar el modelo de población de NEAs que se describe en la sección 2.3 del presente trabajo de Tesis.

Tabla 14. *NEAs descubiertos hasta junio del 2013 en intervalos de magnitud absoluta con incrementos de 0.5.*

| Magnitud Absoluta H $H = (H - 0.5, H]$ | Intervalo de Magnitud Absoluta H | Frecuencia | Frecuencia Acumulada | Ln(Frecuencia Acumulada) |
|---|----------------------------------|------------|----------------------|--------------------------|
| 9 | (8.5, 9.0] | 0 | 0 | |
| 9.5 | (9.0, 9.5] | 1 | 1 | 0.0000 |
| 10 | (9.5, 10.0] | 0 | 1 | 0.0000 |
| 10.5 | (10.0, 10.5] | 0 | 1 | 0.0000 |
| 11 | (10.5, 11.0] | 0 | 1 | 0.0000 |
| 11.5 | (11.0, 11.5] | 1 | 2 | 0.6931 |
| 12 | (11.5, 12.0] | 0 | 2 | 0.6931 |
| 12.5 | (12.0, 12.5] | 1 | 3 | 1.0986 |
| 13 | (12.5, 13.0] | 2 | 5 | 1.6094 |
| 13.5 | (13.0, 13.5] | 3 | 8 | 2.0794 |
| 14 | (13.5, 14.0] | 7 | 15 | 2.7081 |

| Magnitud Absoluta H $H = (H - 0.5, H]$ | Intervalo de Magnitud Absoluta H | Frecuencia | Frecuencia Acumulada | Ln(Frecuencia Acumulada) |
|---|------------------------------------|------------|----------------------|--------------------------|
| 14.5 | (14.0, 14.5] | 12 | 27 | 3.2958 |
| 15 | (14.5, 15.0] | 30 | 57 | 4.0431 |
| 15.5 | (15.0, 15.5] | 60 | 117 | 4.7622 |
| 16 | (15.5, 16.0] | 81 | 198 | 5.2883 |
| 16.5 | (16.0, 16.5] | 122 | 320 | 5.7683 |
| 17 | (16.5, 17.0] | 165 | 485 | 6.1841 |
| 17.5 | (17.0, 17.5] | 251 | 736 | 6.6012 |
| 18 | (17.5, 18.0] | 340 | 1076 | 6.9810 |
| 18.5 | (18.0, 18.5] | 491 | 1567 | 7.3569 |
| 19 | (18.5, 19.0] | 545 | 2112 | 7.6554 |
| 19.5 | (19.0, 19.5] | 654 | 2766 | 7.9252 |
| 20 | (19.5, 20.0] | 653 | 3419 | 8.1371 |
| 20.5 | (20.0, 20.5] | 622 | 4041 | 8.3042 |
| 21 | (20.5, 21.0] | 612 | 4653 | 8.4453 |
| 21.5 | (21.0, 21.5] | 532 | 5185 | 8.5535 |
| 22 | (21.5, 22.0] | 448 | 5633 | 8.6364 |
| 22.5 | (22.0, 22.5] | 450 | 6083 | 8.7133 |
| 23 | (22.5, 23.0] | 411 | 6494 | 8.7786 |
| 23.5 | (23.0, 23.5] | 413 | 6907 | 8.8403 |
| 24 | (23.5, 24.0] | 461 | 7368 | 8.9049 |
| 24.5 | (24.0, 24.5] | 477 | 7845 | 8.9676 |
| 25 | (24.5, 25.0] | 443 | 8288 | 9.0226 |
| 25.5 | (25.0, 25.5] | 401 | 8689 | 9.0698 |
| 26 | (25.5, 26.0] | 308 | 8997 | 9.1046 |
| 26.5 | (26.0, 26.5] | 290 | 9287 | 9.1364 |
| 27 | (26.5, 27.0] | 198 | 9485 | 9.1575 |
| 27.5 | (27.0, 27.5] | 137 | 9622 | 9.1718 |
| 28 | (27.5, 28.0] | 98 | 9720 | 9.1819 |
| 28.5 | (28.0, 28.5] | 60 | 9780 | 9.1881 |
| 29 | (28.5, 29.0] | 27 | 9807 | 9.1909 |
| 29.5 | (29.0, 29.5] | 24 | 9831 | 9.1933 |
| 30 | (29.5, 30.0] | 14 | 9845 | 9.1947 |
| 30.5 | (30.0, 30.5] | 5 | 9850 | 9.1952 |
| 31 | (30.5, 31.0] | 4 | 9854 | 9.1956 |
| 31.5 | (31.0, 31.5] | 0 | 9854 | 9.1956 |
| 32 | (31.5, 32.0] | 1 | 9855 | 9.1957 |
| 32.5 | (32.0, 32.5] | 2 | 9857 | 9.1959 |
| 33 | (32.5, 33.0] | 0 | 9857 | 9.1959 |
| 33.5 | (33.0, 33.5] | 1 | 9858 | 9.1960 |

APÉNDICE B: SUMARIO DE FÓRMULAS

A continuación se listan las relaciones y valores más importantes de este trabajo de Tesis.

$$N(\leq H) = A e^{\alpha H},$$

$N(\leq H)$ = número acumulado de asteroides más brillantes que H ,

A = constante de proporcionalidad

α = pendiente de la distribución de magnitudes,

H = magnitud absoluta del asteroide.

$$\alpha = (2 \log e)^{-1} = 1.1513, \text{ valor teórico de Dohnanyi.}$$

$A = 1.68 \times 10^{-6}$, según el modelo de población propuesto, basado en los 9,858 NEAs descubiertos hasta junio del 2013.

$$N(\leq H) = 1.68 \times 10^{-6} e^{\alpha H}, \text{ modelo de población propuesto.}$$

$N(\leq H)$ = número acumulado de asteroides más brillantes o igual que H ,

H = magnitud absoluta del asteroide.

$$d = 10^{6.122} p_v^{-0.5} 10^{-0.2H}$$

d = diámetro del asteroide en metros;

p_v = albedo del asteroide,

H = magnitud absoluta del asteroide.

$$H = 30.61 - 2.5 \log p_v - 5 \log d$$

H = magnitud absoluta del asteroide;

p_v = albedo del asteroide,

d = diámetro del asteroide en metros.

Albedo p_v para asteroides tipo C = 0.034

Albedo p_v para asteroides tipo S = 0.155

$$N(\geq d) = A e^{30.61\alpha} p_v^{-1.086\alpha} d^{-2.1715\alpha}$$

$N(\geq d)$ = número acumulado de asteroides con diámetros mayores o iguales que d ;

p_v = albedo del asteroide,

d = diámetro del asteroide en metros;

H = magnitud absoluta del asteroide.

$$m = (\pi / 6) \rho d^3$$

m = masa del asteroide en kg;
 ρ = densidad del asteroide en kg/m³,
 d = diámetro del asteroide en m.

Densidad ρ para asteroides tipo C = 1,700 kg/m³

Densidad ρ para asteroides tipo S = 2,400 kg/m³

$$d = [6 m / (\pi \rho)]^{1/3}$$

d = diámetro del asteroide en metros;
 m = masa del asteroide en kg,
 ρ = densidad del asteroide en kg/m³.

$$N(\geq m) = A e^{30.14 \alpha} \rho_v^{-1.086 \alpha} \rho^{0.7238 \alpha} m^{-0.7238 \alpha}$$

$N(\geq m)$ = número acumulado de asteroides con masas mayores o iguales que m ,

ρ_v = albedo del asteroide,
 ρ = densidad del asteroide en kg/km³,
 m = masa del asteroide en kg.

$$E = m v^2 / 8.4 \times 10^{12}$$

E = energía del asteroide en kilotones;
 m = masa del asteroide en kg,
 v = velocidad del asteroide en m/s.

1 kilotón = 4.185×10^{19} ergs = 4.2×10^{12} Joules

$$E = (\pi \rho d^3 v^2) / (5.04 \times 10^{13})$$

E = energía producida por el asteroide en kilotones;
 ρ = densidad del asteroide en kg/m³;
 v = velocidad del asteroide en m/s,
 m = masa del asteroide en kg.

$$N(\geq E) = A e^{8.6 \alpha} \rho_v^{-1.086 \alpha} \rho^{0.7238 \alpha} v^{1.448 \alpha} E^{-0.7238 \alpha}$$

$N(\geq E)$ = número acumulado de asteroides con energías mayores o iguales que E ;

ρ_v = albedo del asteroide;
 ρ = densidad del asteroide en kg/m³;
 v = velocidad del asteroide en m/s,
 E = energía liberada por el asteroide en kilotones.

$$D = \left(\frac{g_{Tierra}}{g_s} \right)^{1/6} \left(\frac{\rho_a}{\rho_s} \right)^{1/3.4} c_f K_n W^{1/3.4}, \text{ o}$$

$$D = \left(\frac{g_{Tierra}}{g_s} \right)^{1/6} \left(\frac{\rho_a}{\rho_s} \right)^{1/3.4} c_f K_n \left[\left(\frac{1}{12} \right) \pi \rho v^2 d^3 \right]^{1/3.4}$$

D = diámetro del cráter en km;

g_{Tierra} = gravedad en la Tierra en m/s^2 ;

g_s = gravedad del planeta o satélite;

ρ_a = densidad del aluvión en el *Nevada Test Site* = 1.8 g/cm^3 ;

ρ_s = densidad de la superficie del planeta o satélite en g/cm^3 ;

c_f = factor de colapso del cráter;

K_n = constante de escalamiento = $0.074 \text{ km} / (\text{kiloton de TNT})^{1/3.4}$;

W = energía cinética depositada por el asteroide en kilotones;

ρ = densidad del asteroide;

v = velocidad de impacto,

d = diámetro del asteroide en km.

Aceleración de la aceleración gravitacional en la Tierra, $g_{Tierra} = 9.81 \text{ m/s}^2$

Aceleración de la aceleración gravitacional en la Luna, $g_{Luna} = 1.67 \text{ m/s}^2$

Densidad de la Tierra, $\rho_{Tierra} = 5,515 \text{ kg/m}^3$

Densidad de la Luna, $\rho_{Luna} = 3,346 \text{ kg/m}^3$

$$D_b = 0.202 g_b^{-0.165} \rho_p^{0.45} \rho_b^{-0.5} v_i^{0.56} (\text{sen } \theta)^{1/3} d^{0.84}, \text{ o}$$

$$d = 1.8 \times 10^{-3} g_b^{0.196} \rho_p^{0.536} \rho_b^{0.595} v_i^{-0.667} (\text{sen } \theta)^{-0.397} D_b^{1.190}$$

D_b = diámetro del cráter de impacto en el blanco, en m;

g_b = gravedad en la superficie del blanco en m/s^2 ;

ρ_p = densidad del proyectil en kg/m^3 ;

ρ_b = densidad del blanco en kg/m^3 ;

v_i = velocidad de impacto;

θ = ángulo de impacto,

d = diámetro del asteroide en m.

$$D_{Luna} [\text{km}] = 0.11 W_{[\text{kt}]}^{1/3.4}$$

W = energía depositada por el asteroide en kilotones,

D_{Luna} = diámetro del cráter de impacto en la Luna en km.

$$D_{Luna} [km] = 0.11 \left[\left(\frac{1}{12} \right) \pi \rho v^2 d^3 \right]^{1/3.4}$$

ρ = densidad del asteroide;

v = velocidad de impacto;

d = diámetro del asteroide en km,

D_{Luna} = diámetro del cráter de impacto en la Luna en km.

$$N(\geq D_b) = 7.27 \times 10^6 A e^{30.61\alpha} \rho_v^{-1.086\alpha} g_b^{-0.426\alpha} \rho_p^{-1.163\alpha} \rho_b^{-1.292\alpha} v_i^{1.448\alpha} (\sin \theta)^{0.862\alpha} D_b^{-2.584\alpha}$$

$N(\geq D_b)$ = número acumulado de cráteres de impacto con diámetros mayores o iguales que D en el blanco;

ρ_v = albedo del asteroide;

g_b = aceleración de la gravedad del blanco en m/s^2 ;

ρ_p = densidad del asteroide (proyectil) en kg/m^3 ;

ρ_b = densidad del blanco en kg/m^3 ;

v_i = velocidad de impacto del asteroide en m/s ,

θ = ángulo de impacto;

D_b = diámetro del cráter de impacto producido en el blanco, en metros.

$$N(\geq D_{Tierra}) = 6.5 A e^{30.61\alpha} \rho_v^{-1.086\alpha} \rho_p^{-1.163\alpha} v_i^{1.448\alpha} (\sin \theta)^{0.862\alpha} D_{Tierra}^{-2.584\alpha}$$

$$N(\geq D_{Luna}) = 32.4 A e^{30.61\alpha} \rho_v^{-1.086\alpha} \rho_p^{-1.163\alpha} v_i^{1.448\alpha} (\sin \theta)^{0.862\alpha} D_{Luna}^{-2.584\alpha}$$

Velocidad de impacto con la Tierra promedio, $v_{Tierra} = 20,000$ m/s

Velocidad de impacto con la Luna promedio, $v_{Tierra} = 9,700$ m/s

Angulo medio de impacto, $\theta = 45(\pi/180)$ rad

Probabilidad de colisión con la Tierra = $P_{Tierra} = 4.2 \times 10^{-9}$ años⁻¹

$$F(\geq d) = P_{Tierra} N(\geq d) = (4.2 \times 10^{-9}) N(\geq d)$$

$F(\geq d)$ = frecuencia de impacto con la Tierra por año de asteroides de diámetro igual o mayor que d ;

P_{Tierra} = probabilidad de colisión con la Tierra de ECAs,

$N(\geq d)$ = número acumulado de asteroides con diámetros mayores o iguales que d .

$$F(\geq d) = (4.2 \times 10^{-9}) A e^{30.61\alpha} \rho_v^{-1.086\alpha} d^{-2.1715\alpha}$$

$F(\geq d)$ = frecuencia de impacto con la Tierra por año de asteroides de diámetro igual o mayor que d ;

ρ_v = albedo del asteroide,

d = diámetro del asteroide en metros.

$$T = 1 / F(\geq d) = 1 / [(4.2 \times 10^{-9}) A e^{30.61\alpha} \rho_v^{-1.086\alpha} d^{-2.1715\alpha}]$$

T = tiempo promedio entre impactos con la Tierra, en años,

$F(\geq d)$ = frecuencia de impacto con la Tierra por año de asteroides de diámetro igual o mayor que d ;

ρ_v = albedo del asteroide,

d = diámetro del asteroide en metros.

$$\text{Densidad}_{\text{Tierra}}(\geq d) = N(\geq d) (P_{\text{Tierra}}) / \text{Area}_{\text{Tierra}}$$

d = diámetro del asteroide en metros;

P_{Tierra} = probabilidad de colisión con la Tierra de ECAs = 4.2×10^{-9} años⁻¹,

$\text{Area}_{\text{Tierra}}$ = área de la Tierra = 5.1×10^8 km².

$$\text{Densidad}_{\text{Luna}}(\geq D) = N(\geq D_{\text{Luna}}) T_{\text{Luna}} P_{\text{Luna}} / \text{Area}_{\text{Luna}}$$

$\text{Densidad}_{\text{Luna}}(\geq D)$ = densidad de cráteres de impacto en la Luna con diámetros mayores o iguales que D , en (km²)⁻¹;

$N(\geq D_{\text{Luna}})$ = número acumulado de cráteres en la Luna con diámetro mayor o igual que D ;

T_{Luna} = tiempo de integración en la Luna = 3.4×10^9 años;

P_{Luna} = probabilidad de impacto en la Luna = 1.37×10^{-10} años⁻¹,

$\text{Area}_{\text{Luna}}$ = área de la Luna = 3.8×10^7 km².

$$\text{Probabilidad de impacto con la Luna} = P_{\text{Luna}} = 1.37 \times 10^{-10} \text{ años}^{-1}$$

$$F(\geq D_{\text{Luna}}) = P_{\text{Luna}} N(\geq D_{\text{Luna}}) = (1.37 \times 10^{-10}) N(\geq D_{\text{Luna}})$$

$F(\geq D)$ = frecuencia de creación de cráteres en la Luna, por año, con diámetros igual o mayor que D ;

P_{Luna} = probabilidad de impacto en la Luna de asteroides,

$N(\geq D_{\text{Luna}})$ = número acumulado de cráteres de impacto en la Luna con diámetros mayores o iguales que D .

$$F(\geq D_{\text{Luna}}) = 4.4 \times 10^{-9} A e^{30.61\alpha} \rho_v^{-1.086\alpha} \rho_p^{-1.163\alpha} v_i^{1.448\alpha} (\text{sen } \theta)^{0.862\alpha} D_{\text{Luna}}^{-2.584\alpha}$$

$F(\geq D_{\text{Luna}})$ = frecuencia de creación de cráteres en la Luna, por año, con diámetros igual o mayor que D ;

ρ_v = albedo del asteroide;

ρ_p = densidad del asteroide (proyector) en kg/m³;

v_i = velocidad de impacto del asteroide en m/s;

θ = ángulo de impacto,

D_{Luna} = diámetro del cráter de impacto producido en la Luna, en metros.

$$T = 1 / F(\geq D_{\text{Luna}})$$

T = tiempo promedio entre la formación de cráteres en la Luna, en años,

$F(\geq D_{\text{Luna}})$ = frecuencia de creación de cráteres en la Luna, por año, con diámetros igual o mayor que D .

$$T = 1 / [4.4 \times 10^{-9} A e^{30.61\alpha} \rho_v^{-1.086\alpha} \rho_p^{-1.163\alpha} v_i^{1.448\alpha} (\text{sen } \theta)^{0.862\alpha} D_{\text{Luna}}^{-2.584\alpha}]$$

T = tiempo promedio entre la formación de cráteres en la Luna, en años;

ρ_v = albedo del asteroide;

ρ_p = densidad del asteroide (proyectil) en kg/m^3 ;

v_i = velocidad de impacto del asteroide en m/s ;

θ = ángulo de impacto,

D_{Luna} = diámetro del cráter de impacto producido en la Luna, en metros.

REFERENCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Abell, George O., *Exploration of the Universe*, Rolt, Rinehart and Winston, 3ª ed., Estados Unidos, 1975.
- Adushkin, Vitaly V., y Nemchinov, Ivan V., “Consequences of Impacts of Cosmic Bodies on the Surface of the Earth”, pp. 721-778, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Ahrens, Thomas J., y Harris, Alan W., “Deflection and Fragmentation of Near-Earth Asteroids”, pp. 897-927, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Allen, C. W., *Astrophysical Quantities*, University of London, 2ª ed., Inglaterra, 1955.
- Álvarez, Luis W.; Álvarez, Walter; Asaro, Frank, y Michel, Helen V., “Extraterrestrial Cause for the Cretaceous-Tertiary Extinction. Experimental Results and Theoretical Interpretation”, *Science*, vol. 208, pp. 1095-1108, 1980.
- Álvarez, Walter, “Chicxulub y la Teoría del Impacto como Causa de las Extinciones en Masa en el Límite Cretácico-Terciario”, *Revista de la Sociedad Mexicana de Paleontología*, vol. 7, núm. 1, pp. 1-13, 1994.
- Bartky, C. D., Gordon, E., y Li, F., “Letters to the Editor” in *Sky and Telescope*, p. 219, abril de 1973.

- Beatty, Kelly J., "Impacts Revealed", *Sky & Telescope*, pp. 26-27, febrero de 1994.
- Binzel, Richard P.; Gehrels, Tom, y Matthews, Mildred Shapley, (editores), *Asteroids II*, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1989.
- Bland, P. A.; Smith, T. B.; Jull, A. J.; Berry, F. J.; Bevan, A. W. R.; Cloudt, S., y Pillinger, C. T., "The Flux of Meteorites to the Earth Over the Last 50,000 Years", *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, vol. 283, pp. 551-565, 1996.
- Bottke, William F., Jr.; Nolan, Michael C.; Greenberg, Richard, y Kolvoord, Robert A., "Collisional Lifetimes and Impact Statistics of Near-Earth Asteroids", pp. 337-357, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Bowell, Edward, y Muinonen, Karri, "Earth-Crossing Asteroids and Comets: Groundbased Search Strategies", pp. 149-197, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Brandt, John C., y Chapman, Robert D., *Rendezvous in Space: The Science of Comets*, W. H. Freeman and Company, Estados Unidos, 1992.
- Brown, P.; Hildebrand, A.; Green, D.; Page, D.; Jacobs, C.; Revelle, D.; Tagliaferri, E., y Wacker, J., "The Fall of the St. Robert Meteorite: Interpretation of Eyewitness Accounts, Satellite Data, Short-Lived Isotope Activity, and Infrasound", *Meteoritics*, vol. 30, núm. 5, p. 492, septiembre de 1995.

- Brown, Peter; Hildebrand, Alan R.; Green, Daniel W. E.; Page, Denis; Jacobs, Cliff; Revelle, Doug; Tagliaferri, Edward; Wacker, John, y Wetmiller, Bob, "The Fall of the St. Robert Meteorite", *Meteoritics*, vol. 31, pp. 502-517, julio de 1996.
- Bushman, A. V.; Vickery, A. M.; Fortov, V. E.; Krukov, B. P.; Lomonosov, I. V.; Medin, S. A.; Ni, A. L.; Shutov, A. V., y Vorobiev, O. Yu, "Computer Simulation of Hypervelocity Impact and Asteroid Explosion", pp. 711-719, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Campins, Humberto; Licandro, J.; Fernandez, Y.; Hergenrother, C.; Ziffer, J.; Emery, J.; Cuikshank, D.; Pinilla-Alonso, N., "Near-Infrared Rotational Variability in Comet-Asteroid Transition Object 944 Hidalgo:", *American Astronomical Society, DPS meeting #38, #20.04; Bulletin of the American Astronomical Society*, vol. 38, pp 516, septiembre 2006.
- Canavan, Gregory H., "Cost and Benefit of Near-Earth Object Detection and Interception", pp. 1157-1189, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Canavan, Gregory H.; Solem, Johndale C., y Rather, John D. G., "Near-Earth Object Interception Workshop", pp. 93-124, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Carusi, A., y Dotto, E., "Close Encounters of Minor Bodies with the Earth", *Icarus*, vol. 124, pp. 392-398, 1996.

- Chapman, Clark R., "The Asteroids: Nature, Interrelations, Origin, and Evolution", pp. 25-60, en *Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1982.
- Chapman, Clark R.; Harris, Alan W., y Binzel, Richard, "Physical Properties of Near-Earth Asteroids: Implications for the Hazard Issue", pp. 537-549, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Chyba, Christopher F.; Thomas, Paul J., y Zahnle, Kevin J., "The 1908 Tunguska Explosion: Atmospheric Disruption of a Stony Asteroid", *Nature*, vol. 361, pp. 40-44, enero 07 de 1993.
- Cordero, Guadalupe, y Poveda, Arcadio, "Curuça 1930: A probable mini-Tunguska?", *Planetary and Space Science*, vol. 59, núm. 1, pp. 10-16, 2011.
- Cunningham, Clifford J., *Introduction to Asteroids: The Next Frontier*, Willmann-Bell, Estados Unidos, 1988.
- Davis, D. R.; Chapman, C. R.; Greenberg, R., y Weidenschilling, S. J., y Harris, A. W., "Collisional Evolution of Asteroids: Populations, Rotations, and Velocities", pp. 528-557, en *Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1982.
- Dohnanyi, J. S., "Collisional Model of Asteroids and Their Debris", *Journal of Geophysical Research*, vol. 74, núm. 10, pp. 2531–2554, mayo 15, 1969.
- Everhart, Edgar, "The Origin of Short-Period Comets", *Astrophysical Letters*, vol. 10, pp. 131-135, 1972.

- Everhart, Edgar, "Evolution of Long- and Short-Period Orbits", pp. 659-663, en *Comets*, editado por Laurel L. Wilkening, The University of Arizona Press, 2ª ed., Estados Unidos, 1983.
- Fernández, J. A., "New and Evolved Comets in the Solar System", *Astronomy and Astrophysics*, vol. 96, pp. 26-35, 1981.
- Fujiwara, A.; Cerroni, P.; Davis, D.; Ryan, E.; Di Martino, M.; Holsapple, K., y Housen, K., "Experiments and Scaling Laws for Catastrophic Collisions", pp. 240-265, en *Asteroids II*, editado por Richard P. Binzel *et al.*, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1989.
- Gehrels, Thomas, "Photometric Studies of Asteroids", *The Astrophysical Journal*, vol. 125, núm. 2, pp. 550-570, marzo de 1957.
- Gehrels, Tom, (editor), *Asteroids*, The University of Arizona Press, 2ª ed., Estados Unidos, 1982.
- Gehrels, Tom, (editor), *Hazards due to Comets and Asteroids*, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Gehrels, Tom, y Jedicke, R., "The Population of Near-Earth Objects Discovered by Spacewatch", *Earth, Moon, and Planets*, vol. 72, pp. 233-242, 1996.
- Gradie, J., y Tedesco, E., "Compositional Structure of the Asteroid Belt", *Science*, vol. 216, pp. 1405-1407, junio 25 de 1982.
- Grieve, Richard A. F., y Shoemaker, Eugene, M., "The Record of Past Impact on Earth", pp. 417-462, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.

- Helin, E.F., y Shoemaker, E. M., "The Palomar Planet-Crossing Asteroid Survey, 1973-1978", *Icarus*, vol. 40, pp. 321-328, 1979.
- Hildebrand, A. R.; Connors, M.; Pilkington, M.; Ortiz Alemán, C., y Chávez, R. E., "Size and Structure of the Chicxulub Crater", *Revista de la Sociedad Mexicana de Paleontología*, vol. 7, núm. 1, pp. 59-68, 1994.
- Hills, J. G., "Comet Showers and the Steady-State Infall of Comets from the Oort Cloud", *The Astronomical Journal*, vol. 86, núm. 11, pp. 1730-1740, noviembre de 1981.
- Hills, Jack G., y Goda, Patrick M., "The Fragmentation of Small Asteroids in the Atmosphere", *The Astronomical Journal*, vol. 105, núm. 3, pp. 1114-1144, marzo de 1993.
- Hills, J. G.; Nemchinov, I. V.; Popov, S. P., y Teterev, A. V., "Tsunami Generated by Small Asteroid Impacts", pp. 779-789, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Huyghe, Patrick, "Incident at Curuçá", *The Sciences*, pp. 14-17, marzo/abril 1996.
- Jacchia, Luigi G., "A Meteorite that Missed the Earth", *Sky and Telescope*, pp. 4-9, julio de 1974.
- Lewis, John S., *Rains of Iron and Ice: The Very Real Threat of Comet and Asteroid Bombardment*, Addison-Wesley, Estados Unidos, 1996.
- Lozano-Santa Cruz, Rufino, "La Clasificación de los Meteoritos", pp. 56-64, en *Boletín de Mineralogía*, Revista de la Sociedad

- Mexicana de Mineralogía, Instituto de Geología, UNAM, vol. 5, núm. 1, 1992.
- Luu, Jane, y Jewitt, David, "On the Relative Numbers of C Types and S Types among Near-Earth Asteroids", *The Astronomical Journal*, vol. 98, núm. 5, pp. 1905-1911, noviembre de 1989.
- Marsden, B. G., y Williams, G. V., "Earth-Crossing Asteroids", pp. 1233-1238, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Marsden, B. G., y Steel, D. Y., "Warning Times and Impact Probabilities for Long-Period Comets", pp. 221-239, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Maupomé, Lucrecia, "Los Cráteres de Impacto en el Sistema Solar", pp. 33-37, en *Boletín de Mineralogía*, Revista de la Sociedad Mexicana de Mineralogía, Instituto de Geología, UNAM, vol. 5, núm. 1, 1992.
- McCord, Thomas B.; Morris, John; Persing, David; Tagliaferri, Edward; Jacobs, Cliff; Spalding, Richard; Grady, Louann, y Schmidt, Ronald, "Detection of a Meteoroid Entry into the Earth's Atmosphere on February 1, 1994", *Journal of Geophysical Research*, vol. 100, núm. E2, pp. 3245-3249, febrero de 1995.
- McFadden, Lucy A., Gaffey, Michael J., y McCord, Thomas B., "Near-Earth Asteroids: Possible Sources from Reflectance

- Spectroscopy", *Science*, vol. 229, pp. 160-163, julio 12 de 1985.
- McFadden, Lucy-Ann; Tholen, David J., y Veeder, Glenn J., "Physical Properties of Aten, Apollo, and Amor Asteroids", pp. 442-467, en *Asteroids II*, editado por Richard P. Binzel *et al.*, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1989.
- Melosh, H. J., *Impact Cratering: A Geologic Process*, Oxford University Press, Estados Unidos, 1989.
- Morrison, David (editor), *The Spaceguard Survey: Report of the NASA International Near-Earth-Object Detection Workshop*, JPL/California Institute of Technology, Estados Unidos, 1992.
- Morrison, David; Clark R. Chapman, y Paul Slovic, "The Impact Hazard", pp. 59-91, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Nemtchinov, I. V.; Spalding, R. E.; Jacobs, C.; Tagliaferri, E.; Artemeva, N. A.; Golub, A. P.; Kosarev, I. B.; Popova, O. P.; Svetsov, V. V., y Shuvalov, V. V., "Assesment of the Large Meteoroid Characteristics from the Light Curves Obtained by Satellite and Groundbased Networks", *Meteoritics*, vol. 30, núm. 5, p. 556, septiembre de 1995.
- Neukum, G., e Ivanov, B. A., "Crater Size Distributions and Impact Probabilities on Earth from Lunar, Terrestrial-Planet, and Asteroid Cratering Data", pp. 359-416, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.

- News Notes, "A Great Daylight Fireball over the Northwest", *Sky and Telescope*, pp. 269-272, octubre de 1972.
- News Notes, "Tunguska: An Asteroid", *Sky & Telescope*, p. 15, marzo de 1993.
- Oort, J.H., "The Structure of the Cloud of Comets surrounding the Solar System, and a Hypothesis concerning its Origin", *Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands*, vol. XI, núm. 408, pp. 91-110, enero 13 de 1950.
- Ópik, Ernst, *Physics of Meteor Flight in the Atmosphere*, Interscience Tracts on Physics and Astronomy, núm. 6, Interscience Publishers, Estados Unidos, 1958.
- Poveda, Arcadio, "Macrometeoritos y Materia Oscura", pp. 44-51, en *Boletín de Mineralogía*, Revista de la Sociedad Mexicana de Mineralogía, Instituto de Geología, UNAM, vol. 5, núm. 1, 1992.
- Poveda, Arcadio, y Herrera, Miguel Angel, *Materia Oscura en el Universo*, Equipo Sirius, CONACYT, España, 1992.
- Poveda, Arcadio; Herrera, Miguel Angel; García, José Luis, y Curioca, Karima, "The Diameter Distribution of Earth-crossing Asteroids", *Planetary and Space Science*, vol. 47, núm. 5, pp. 679-685, mayo 1999a.
- Poveda, Arcadio; Herrera, Miguel Angel; García, José Luis, y Curioca, Karima, "The Expected Frequency of Collisions of Small Meteorites with Cars and Aircraft", *Planetary and Space Science*, vol. 47, núm. 5, pp. 715-719, mayo 1999b.

- Poveda, Arcadio y Espejo, Fernando, *El Cráter de Chicxulub y la Extinción de los Dinosaurios Hace Sesenta y Cinco Millones de Años*, El Colegio Nacional, 2011.
- Rabinowitz, D. L., "The Size Distribution of the Earth-Approaching Asteroids", *The Astrophysical Journal*, vol. 407, pp. 412-427, 1993.
- Rabinowitz, David; Bowell, Edward; Shoemaker, Eugene, y Muinonen, Karri, "The Population of Earth-Crossing Asteroids", pp. 285-312, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Rampino, Michael R., y Haggerty, Bruce M., "Extraterrestrial Impacts and Mass Extinctions of Life", pp. 827-857, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Rawcliffe, R. D., "Meteor of August 10, 1972", *Nature*, vol. 247, pp. 449-450, febrero 15 de 1974.
- Reuters, "Meteorito cayó a Tierra en Zona Fronteriza de EEUU con México", en *Reuters News*, viernes 10 de octubre de 1997.
- Rubinovich-Kogan, Raúl, "Los Meteoritos y Glosario de Meteorítica", pp. 96-113, en *Boletín de Mineralogía*, Revista de la Sociedad Mexicana de Mineralogía, Instituto de Geología, UNAM, vol. 5, núm. 1, 1992.
- Safronov, V. S., "On the Origin of Asteroids", pp. 975-991, en *Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1982.

- Sheehan, Peter M., y Russell, Dale A., “Faunal Change Following the Cretaceous-Tertiary Impact: Using Paleontological Data to Assess the Hazards of Impacts”, pp. 879-893, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Shoemaker, E. M.; Williams, J. G.; Helin, E. F., y Wolfe, R. F., “Earth-Crossing Asteroids: Orbital Classes, Collision Rates with Earth, and Origin”, pp. 253-282, en *Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1982.
- Shoemaker, Eugene M., y Wolfe, Ruth F., “Cratering Time Scales for the Galilean Satellites”, pp. 277-339, en *The Satellites of Jupiter*, editado por D. Morrison, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1982.
- Shoemaker, Eugene M.; Wolfe, Ruth F., y Shoemaker, Carolyn S., “Asteroid and Comet Flux in the Neighborhood of Earth”, *Geological Society of America, Special Paper 247*, pp. 155-170, 1990.
- Shoemaker, Eugene M.; Weissman, Paul R., y Shoemaker, Carolyn, S., “The Flux of Periodic Comets near Earth”, pp. 313-335, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Smit, Jan, “Extinctions at the Cretaceous-Tertiary Boundary: The Link to the Chicxulub Impact”, pp. 859-878, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.

- Steel, D. I.; Asher, D. J.; Napier, W. M., y Clube, S. V. M., "Are Impacts Correlated in Time?", pp. 463-477, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Steel, Duncan, *Rogue Asteroids and Doomsday Comets: The Search for the Million Megaton Menace that Threatens Life on Earth*, John Wiley & Sons, Estados Unidos, 1995.
- Tagliaferri, Edward; Spalding, Richard; Jacobs, Cliff; Worden, Simon P., y Erlich, Adam, "Detection of Meteoroid Impacts by Optical Sensors in Earth Orbit", pp. 199-220, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Tedesco, Edward F., y Gradie, Jonathan, "Discovery of M Class Objects among the Near-Earth Asteroid Population", *The Astronomical Journal*, vol. 93, núm. 3, pp. 738-746, marzo de 1987.
- Toon, Owen B.; Zahnle, Kevin; Turco, Richard P., y Covey, Curt, "Environmental Perturbations caused by Asteroid Impacts", pp. 791-826, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Van Houten, C.J., Van Houten-Groeneveld, Y., Herget, P., y Gehrels, T., "The Palomar-Leiden Survey of Faint Minor Planets", *Astronomy and Astrophysics Supplement*, vol. 2, pp. 339-448, 1970.
- Veeder, G. J., Hanner, M. S., Matson, D. L., Tedesco, E. F., Lebofsky, L. A., y Tokunaga, A. T., "Radiometry of Near-Earth

- Asteroids", *The Astronomical Journal*, vol. 97, núm. 4, pp. 1211-1219, abril de 1989.
- Weissman, Paul R., "Stellar Perturbations of the Cometary Cloud", *Nature*, vol. 288, pp. 242-243, noviembre 20 de 1980.
- Weissman, Paul R., "Dynamical History of the Oort Cloud", pp. 637-658, en *Comets*, editado por Laurel L. Wilkening, The University of Arizona Press, 2ª ed., Estados Unidos, 1983.
- Weissman, Paul R., "The Cometary Impactor Flux at the Earth", *Geological Society of America, Special Paper 247*, pp. 171-180, 1990a.
- Weissman, Paul R., "The Oort Cloud", *Nature*, vol. 344, pp. 825-830, abril 16 de 1990b.
- Weissman, Paul R., "Dynamical History of the Oort Cloud", pp. 463-486, en *Comets in the Post-Halley Era*, vol. 1, editado por R.L. Newburn, Jr., M. Neugebauer, y J. Rahe, Kluwer Academic Publishers, Holanda, 1991.
- Weissman, Paul R., "The Comet and Asteroid Impact Hazard in Perspective", pp. 1191-1212. en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Wetherill, George W., "Origin of the Asteroid Belt", pp. 661-680, en *Asteroids II*, editado por Richard P. Binzel *et al.*, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1989.
- Williams, D. R., y Wetherill, G. W., "Size Distribution of Collisionally Evolved Asteroidal Populations: Analytical Solution for Self-Similar Collision Cascades", *Icarus*, vol. 107, pp. 117-128, 1994.

- Wilson, Richard, "Crash Course", *Nature*, vol. 375, núm. 6529, pp. 288-289, mayo 25 de 1995.
- Yabushita, S., "Planetary Perturbation of Orbits of Long-Period Comets with Large Perihelion Distances", *Astronomy and Astrophysics*, vol. 16, pp. 471-472, 1972a.
- Yabushita, S., "Stellar Perturbations of Orbits of Long-Period Comets", *Astronomy and Astrophysics*, vol. 16, pp. 395-403, 1972b.
- Yeomans, Donald, K., Chodas, Paul W., "Predicting Close Approaches of Asteroids and Comets to Earth", pp. 241-258, en *Hazards due to Comets and Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1994.
- Zellner, B., "Asteroid Taxonomy and the Distribution of the Compositional Types", pp. 783-806, en *Asteroids*, editado por Tom Gehrels, The University of Arizona Press, Estados Unidos, 1982.