Universidad Nacional Autónoma de México

Facultad de Ciencias

MICROMETEOROIDES Y NANOMETEOROIDES EN EL MEDIO INTERPLANETARIO

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:
FÍSICO

PRESENTA:
EDUARDO ALEXANDER SOLIS CRUZ

DIRECTOR DE TESIS:
DRA. MARIA DOLORES MARAVILLA MEZA

2013

Universidad Nacional Autónoma de México
UNAM
Biblioteca Central
Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

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.

Hoja de datos

1. Datos del alumno	1. Datos del alumno
Apellido paterno	Solís
Apellido materno	Cruz
Nombres	Eduardo Alexander
Teléfono	52 60 38 99
Universidad Nacional	Universidad Nacional
Autónoma de México	Autónoma de México
Facultad de Ciencias	Facultad de Ciencias
Carrera	Física
Número de cuenta	093368447
2. Datos del tutor	2. Datos del tutor
Grado	Dra.
Nombre(s)	María Dolores
Apellido paterno	Maravilla
Apellido materno	Meza
3. Datos del sinodal 1	3. Datos del sinodal 1
Grado	Mtra.
Nombre(s)	Julieta
Apellido paterno	Fierro
Apellido materno	Gossman
4. Datos del sinodal 2	4. Datos del sinodal 2
Grado	Dra.
Nombre(s)	Guadalupe
Apellido paterno	Cordero
Apellido materno	Tercero
5. Datos del sinodal 3	5. Datos del sinodal 3
Grado	Dr.
Nombre(s)	José Julio Emilio
Apellido paterno	Herrera
Apellido materno	Velázquez
6. Datos del sinodal 4	6. Datos del sinodal 4
Grado	Dr.
Nombre(s)	Víctor Manuel
Apellido paterno	Velasco
Apellido materno	Herrera
7. Datos del trabajo escrito	7. Datos del trabajo escrito
Título	Micrometeoiroides y nanometeoroides en el medio interplanetario
Número de paginas	50 p
Año	2013

A mis padres

Agradecimientos:
Quisiera agradecer primeramente a la Dra. María Dolores Maravilla Meza por permitirme participar en este proyecto, así como a cada uno de mis sinodales, Dra. Julieta Fierro Gossman, Dr. Victor Manuel Velasco Herrera, Dr. Julio Emilio Herrera Velázquez y a la Dra. Guadalupe Cordero Tercero por sus valiosas opiniones y aportaciones a este trabajo. A la gente y personal del Instituto de Geofísica por el espacio y las facilidades brindadas, a DGAPA por brindarme el apoyo económico durante los 8 meses en los que realice mi tesis, permitiendome ser parte del proyecto IN107612: *Estudio de la Coagulación de polvo protoplanetario.*
A la facultad de ciencias gracias a todos aquellos profesores y compañeros que han estado ahí para ayudarme y orientarme.
Quisiera agradecer a todas las personas que me de alguna manera me han apoyado o bien intervenido en este proceso, por supuesto a mi madre que siempre me ha brindado su apoyo incondicional y lleno de amor, a mi padre por su comprensión y respeto, hasta donde estés. A mis hermanos y a toda mi familia. A mi amada esposa y compañera por todo su apoyo y comprensión. A mis amigos que son casi como mi otra familia. Gracias a la UNAM por darme la oportunidad de superarme como persona dentro de una comunidad tan especial y valiosa.
Gracias a la vida por dejarme existir y finalmente gracias al inmenso universo que como un gran padre amoroso, sin juzgar siempre nos alimenta de nuevo saber y de tantas y maravillosas cosas.

Índice general

Resumen **1**
Introducción . . . 3

Capítulo 1. Teorías de formación del Sistema Solar **5**
1.1. Teorías de formación del Sistema Solar . . . 5
1.2. Teorías modernas . . . 6

Capítulo 2. Asteroides, cometas y meteoroides **8**
2.1. Teorías de formación de asteroides y cometas . . . 8
2.2. Meteoritos y partículas de polvo interplanetario . . . 8
2.3. Clasificación de los asteroides . . . 9
2.4. Modelos de estructura interna . . . 13
2.5. Los asteroides 4 Vesta y 2 Palas . . . 13
2.5.1. El asteroide 4 Vesta . . . 13
2.5.1. El asteroide 2 Palas . . . 13
2.6. Cometas y cinturón de Kuiper . . . 13

Capítulo 3. Polvo y procesos físicos asociados a él medio interplanetario **19**
3.1. Origen . . . 19
3.2. Observaciones . . . 20
3.3. Procesos físicos en el Sistema Solar . . . 24

Capítulo 4. El modelo gravito-electrodinámico para el polvo en el medio interplanetario **28**
4.1. Ecuación gravito-electrodinámica . . . 28
4.2. Soluciones a la ecuación gravito-electrodinámica para partículas de polvo cargadas en el medio interplanetario . . . 30
4.3. Comportamiento del parámetro β en el medio interplanetario . . . 33
4.4. Análisis de resultados . . . 35

Conclusiones **37**

Apéndice A **38**

Resumen

En el presente trabajo utilizamos el modelo gravito-electrodinámico para describir la dinámica de las partículas de polvo en el medio interplanetario, provenientes de tres regiones principales dentro del cinturón de asteroides. Este modelo fue desarrollado por D. A. Mendis y W. I. Axford (1974), para partículas de tamaño micrométrico que se encuentran dentro de regiones donde el campo magnético se puede considerar constante y que presentan en sus superficies una cierta cantidad de carga eléctrica. Este modelo fue utilizado para analizar flujos de partículas eyectadas desde la magnetosfera de algunos planetas y en particular para flujos de partículas eyectadas desde *Io*, uno de los satélites de Júpiter, *Io* emite grandes flujos de partículas de polvo que fueron detectados por diversas misiones espaciales como *Ulises* y *Galileo* entre otras.

Consideramos también, como sugiere Mann (2009), que para partículas cuyos radios son menores a $0.1\mu m$, la fuerza de Lorentz es más significativa que la fuerza gravitacional y que la fuerza de presión de radiación, por lo que las partículas que sientan estos efectos saldrán del plano de la eclíptica acopladas al campo magnético del Sol. Tomando en cuenta las observaciones y el muestreo realizado por misiones como Galileo y Ulises se han confirmado los resultados propuestos por este modelo, esta última misión sobrevoló el Sistema Solar a casi 79 grados por encima y por abajo del plano de la eclíptica, barriendo distancias heliocéntricas entre 3 y 18 UA, y que detectó flujos de partículas de masas entre 10^{-16} a $10^{-6}g$ a elevadas latitudes sobre dicho plano, mismas que se piensa pudieron salir del plano de la eclíptica por acción de la fuerza de Lorentz. La misión Galileo que sobrevoló Júpiter, también detectó flujos de partículas de tamaños similares en el entorno de algunos satélites Jovianos. La mayor parte de las partículas de estas dimensiones sufren los efectos de las fuerzas electromagnéticas debido a sus tamaños y es relativamente fácil que éstas adquieran una carga superficial principalmente por la interacción con el viento solar (Mendis et al., 1982).

Para modelar la dinámica de estas partículas se analizó la ecuación gravito-electrodinámica para partículas de tres composiciones químicas dentro del cinturón de asteroides: silicatos en la zona interna, compuestos carbonosos en la zona media y compuestos orgánicos en la zona externa.

En primer lugar realizamos el planteamiento de las ecuaciones gravito-electrodinámicas para partículas cargadas en el medio interplanetario poniendo atención específicamente en aquellas que se encuentren dentro del cinturón principal de asteroides. Posteriormente, resolvimos las ecuaciones propuestas por este modelo para partículas hipotéticas esféricas y de densidad uniforme. Estas partículas sienten la acción del campo magnético solar y se mueven en órbitas circulares bajo la acción de este campo. Con base en el rango de mediciones de micrometeoritos detectados por distintas misiones, los cuales sugieren un rango de tamaños entre 1 - 100 μm, a distancias heliocéntricas entre 0.3 -1 UA, se tiene un correspondiente rango de masas 10^{-11} a 10^{-5} g (Grün et al., 2001), las cuales sienten principalmente las fuerzas de presión de radiación y de gravedad. Por otra parte aquellas en el rango de tamaños entre 0.03 a 1 μm, sienten principalmente la fuerza de Lorentz (Mann, 2009).

Resolvimos la ecuación gravito-electrodinámica para las tres composiciones encontrando dos soluciones para cada caso. Obtuvimos las gráficas de las soluciones para las tres composiciones químicas dentro del cinturón de asteroides y revisamos el significado físico contenido en estas gráficas, considerando que estas soluciones analíticas representan en conjunto la dinámica de las partículas de polvo contenidas en el cinturón de asteroides, es decir, las regiones de confinamiento y de escape de tales partículas.Algunos autores consideran, que para partículas menores a 1 micra, la acción de la fuerza de presión de radiación no es más significativa que la fuerza de Lorentz, por lo que para tamaños mayores a este valor, esta fuerza puede llegar a expulsar a estas partículas del cinturón de asteroides, mientras que las que sean menores a este valor sentirán el efecto del campo magnético solar.

En la segunda parte del problema hicimos el análisis del comportamiento del parámetro β para la relación entre las fuerzas de gravedad y de presión de radiación, descartando otras fuerzas no gravitacionales. Hicimos un análisis del comportamiento del parámetro β para las tres composiciones químicas, consideradas y calculamos los valores para los tamaños de las partículas correspondientes a cada composición para las dos soluciones obtenidas de la ecuación gravito-electrodinámica Se puede afirmar que, para el caso de partículas micrométricas y nanométricas de los tres tipos de composiciones químicas dentro del cinturón de asteroides, éstas pueden escapar de esta región gracias a la fuerza de presión de radiación,

Se concluye que las partículas presentes en la región de escape tienen radios en el intervalo: $0.107\ \mu m < a < 4.416\ \mu m$ si son de silicio, $0.084\ \mu m < a < 4.89\ \mu m$ si son compuestos de carbono y $0.049\ \mu m < a < 3.81\ \mu m$ para partículas de composición orgánica. Para estos tamaños de partículas corresponden masas en el intervalo: $1.84 * 10^{-14}\ g < m < 1.044 * 10^{-9}\ g$ si son compuestos de silicio, $5.10 * 10^{-15}\ g < m < 9.79 * 10^{-10}\ g$ si son de compuestos de carbono y $9.14 * 10^{-16}\ g < m < 4.17 * 10^{-10}\ g$ para partículas de composición orgánica.

Introducción

Actualmente se cuenta con grandes cantidades de datos de mediciones *in situ*, es decir, en el lugar donde se encuentran los cuerpos , desde bases en Tierra y en el espacio exterior. La mayor parte de estas observaciones parecen sustentar las teorías nebulares de creación estelar. Las misiones Viajero y Pionero, que han ido mas allá de la órbita de Neptuno, las misiones Galileo, Cassini y Ulises que sobrevolaron los planetas Jovianos y sus satélites, así como latitudes mayores del Sistema Solar han medido velocidades y energías de impacto de partículas y flujos de partículas en el medio interplanetario. Con la información proporcionada por estos artefactos se busca, entre otras cosas, modelar tridimensionalmente la nube de polvo zodiacal y establecer con mayor claridad los procesos de creación y destrucción, así como las fuentes de este polvo. Algunas de las misiones más importantes han sido la misión Galileo y la misión Ulises, éstas mostraron evidencias de polvo que se agrupa en cinco poblaciones según sus características orbitales (Grün et al., 1997), 4 son de naturaleza interplanetaria con órbitas cerradas atadas al Sol (Keplerianas) y solo una población es de elementos interestelares llamados meteoroides beta, con órbitas hiperbólicas.

La importancia de la construcción de un modelo de la nube zodiacal, radica en que ésta actúa principalmente como un medio de absorción y dispersión de la luz que la atraviesa, modificando la observación de objetos vistos desde la Tierra, esto introduce un factor de error en las observaciones, que para poder ser corregido, es necesario conocer las características de la nube (densidad, composición, forma y tamaño), por otra parte está el entendimiento de los procesos de creación y destrucción de polvo en el medio interplanetario.

La masa de las poblaciones de meteoroides detectadas por Ulises van desde 10^{-16} a 10^{-6} gramos, a distancias menores a 3 UA y por debajo de los 30 grados de elevación respecto al plano de la eclíptica, estas poblaciones se conocen como micrometeoroides. Ulises también detectó granos interestelares que van desde 10^{-4} a 10^{-12} gramos, a distancias mayores a 3 UA, concentradas cerca del plano de la eclíptica y más allá de 1.8 UA, a latitudes mayores a 50 grados respecto al plano de la eclíptica, midió flujos de partículas de estas dimensiones que entran en sus detectores de impacto y encontró flujos de aproximadamente $1.5 * 10^{-4} m^{-2} s^{-1}$, (Grün et al., 1997) cerca de la eclíptica. Ulises encontró gas interestelar que fluye a través del sistema planetario a una velocidad cercana a 26 km/s en dirección a los 73 grados sobre la eclíptica y a -5 grados latitud. Usando estos datos se busca determinar velocidades de impacto, composición y densidad de estas partículas de polvo y se espera que tales mediciones y cálculos permitan determinar la naturaleza de estas partículas y de ser posible su dinámica.

Se destacan también las misiones Pionner 10 y 11 y Helios como parte de las que han aportado grandes cantidades de datos a fin de modelar la nube zodiacal. Otros de sus objetivos son caracterizar el estado dinámico de la nube y buscar muestras de polvo interestelar. Se toma como base el modelo de las cinco poblaciones y se intenta adaptar los datos recolectados a este modelo. Se infieren tasas de impacto para los dos tipos de partículas de polvo encontrando fuertes variaciones en las tasas de impacto y flujos de $10^{-5} s^{-1}$ (Grün et al., 1997). Para el polvo interplanetario por arriba de 25 grados de latitud, se observa muy poca contribución al flujo de polvo interplanetario.

La diferencia entre asteroides y otros cuerpos menores que planetas, denominados *planetas enanos*, no es del todo clara, pero tomando en cuenta que se buscan características comunes para clasificarlos y se ha encontrado tan amplia variedad, resulta complicada su clasificación usando solo una de estas características. Se han usado varias técnicas para estudiar las características de estos cuerpos, se toman en cuenta principalmente: tamaño, composición, textura y ubicación heliocéntrica para clasificarlos. Se considera que son cuerpos sólidos de tamaño menor que planetas, que orbitan alrededor del Sol, carecen de atmósfera y no expulsan ningún tipo de material como polvo o gases de sus superficies.

El primer asteroide conocido es 1 Ceres, descubierto en 1801 por Giuseppe Piazzi (Taylor, 1992), aunque clasificado en un principio como *el planeta perdido*, el cual predecía la ley de Titus-Bode, en el espacio entre Marte y Júpiter, hasta que se definió por la UIA (Unión Astronómica Internacional) el concepto de planeta, dejando a Plutón y a 1 Ceres en la categoría de planetas enanos. El número que precede el nombre del asteroide corresponde al número en el catálogo de asteroides conocidos, se incluye el objeto en el catálogo una vez que se ha definido su órbita (Hartmann, 1993).

Probablemente los asteroides sean material residual de colisiones entre cuerpos planetarios de mayor tamaño, la evidencia en imágenes de radar y ópticas muestra una gran irregularidad en la forma de los asteroides, la cual se encuentra lejos de la forma esférica de los planetas. El asteroide 1 Ceres constituye una excepción a esta generalización, considerado planeta enano, es lo suficientemente grande para tener un cierto *equilibrio hidrostático* y mantener su forma esférica (Weissman, 2007).

Actualmente se conocen ciertas familias de asteroides agrupados de acuerdo a su ubicación heliocéntrica y por su composición. Estas agrupaciones o familias parecen ser el resultado de resonancias gravitacionales provocadas por sus vecinos cercanos, como es el caso de la familia de asteroides troyanos de Júpiter en resonancia 1:1 (periodos orbitales iguales) o la familia Thule y Jupiter en resonancia $4:3$ (4 traslaciones de los asteroides por 3 de Júpiter) y la familia Hilda en resonancia $4:3$ también con Júpiter. La resonancia tiende a dispersar a los asteroides de estas regiones, o bien los expulsa de éstas, dejando regiones casi vacías conocidas como huecos de Kirkwood (Hartmann, 1993). Existen por otra parte asteroides más allá de la órbita de Neptuno en lo que se conoce como el cinturón de Kuiper.

Otros cuerpos comunes en el Sistema Solar con los cometas, típicamente constan de un núcleo formado de roca y hielo, una coma de gas y dos o incluso tres colas de gas ionizado y polvo. El núcleo esta rodeado de una envolvente de gas y polvo llamada coma, producto de la sublimación de elementos volátiles en la superficie y el interior del núcleo del cometa, éstos salen en forma de chorros de gas en distintas direcciones. La coma se extiende aproximadamente de 10^5 a 10^6km. Una cola es originada por el arrastre del gas ionizado del cometa por el viento solar, ésta puede medir hasta decenas de UA. La cola de polvo es producto de la sublimación de elementos volátiles que arrastran con ellos la componente silicatada, ésta se queda como traza de su movimiento y puede llegar a medir hasta 10^7km. Los hielos en el interior del núcleo se piensa que son desde amorfos hasta cristalinos. Entre el 80 - 90 % de esos hielos son de H_2O, aproximadamente 10 % CO, y un porcentaje menor de otros compuestos (Brandt, 2006).
El polvo en el medio interplanetario es creado principalmente por colisiones entre asteroides de todos los tamaños. Sumado al material sublimado en cometas, estos dos tipos de cuerpos celestes son la principal fuente de polvo en el Sistema Solar. Por otra parte existen contribuciones de material polvoso erosionado de la superficie de asteroides y demás cuerpos por el viento solar y una contribución menor de polvo interestelar que logra entrar a la heliosfera. Existen también procesos de eliminación del polvo del medio interplanetario, como la evaporación al acercarse demasiado al Sol, la eyección del Sistema Solar o bien la aglomeración con otros granos. Durante su vida en el Sistema Solar el polvo está sujeto a distintos tipos de fuerzas cuya interacción determina cual será la evolución de dicha partícula dentro del Sistema Solar, por un lado la fuerza gravitacional y por otra parte a la fuerza propia del proceso radiativo del Sol, son las dos fuerzas principales actuando sobre la mayor parte de los cuerpos, aunque las partículas muy pequeñas sienten también fuerzas magnéticas.
El polvo que permanece atrapado en el Sistema Solar interior forma la estructura conocida como nube de polvo zodiacal, dentro de la cual existen granos con diámetros entre 1 y 100 micras. El polvo de esta nube emite en el infrarrojo y puede ser detectado a través de métodos espectroscópicos y aunque emite en luz visible solo es observable a ciertas latitudes sobre la superficie terrestre. El estudio de esta nube es importante ya que nos da información acerca de los procesos e interacciones entre los cuerpos del Sistema Solar, así como de los procesos que tienden a acumular el polvo en determinadas regiones. Se consideran granos de polvo o partículas de polvo interplanetario, a aquellos granos cuyos diámetros son menores a $0.1mm$, algunos presentan carga eléctrica superficial por lo que se acoplan a campos magnéticos presentes en magnetósferas o heliosferas, y se localizan casi hasta 90° respecto al plano de la eclíptica.

Capítulo 1. Teorías de formación del Sistema Solar

1.1. Teorías de formación del Sistema Solar

A lo largo de la historia ha habido diversas teorías acerca de la formación del Sol y del sistema de planetas y cuerpos que lo rodean, a continuación exponemos brevemente el contenido de algunas que podrían considerarse las más importantes. Primeramente debemos notar que toda teoría de formación del Sistema Solar debe abarcar desde el nacimiento del Sol, hasta la formación de los planetas y cuerpos menores del Sistema Solar. Básicamente, han sido dos las posturas en relación a la cosmogonía solar, por una parte los que postulaban ambos hechos como el resultado de un mismo tipo de proceso físico de creación (monistas) y por otra, los que partiendo de la existencia del Sol, atribuían la formación del resto del Sistema Solar a la acción de un elemento externo al sistema (dualistas), otra estrella por ejemplo.

Teorías de Marea o Captura

Quizá una de las primeras de tipo dualista, sea la propuesta por el Conde de Buffon, George Louis Leclerc, en Francia en el siglo XVIII. El Conde de Buffon proponía que había existido un acercamiento entre el Sol y un cometa gigante. El Sol perturbó gravitacionalmente al cometa por la acción de fuerzas de marea o fuerzas diferenciales actuando sobre él, de tal suerte que se desprendió material del cometa, del cual se formaron posteriormente planetas y demás cuerpos del Sistema Solar. Se pensaba en cometas de masas de 0.1 masas solares, pero cuando se pudo determinar la masa de éstos, se vino abajo la teoría. Posteriormente se quiso rescatar la teoría pensando que habría sido tal vez con otra estrella el acercamiento o quizá con algún planeta, hasta que finalmente cayó en desuso y quedó únicamente como dato histórico.

Teorías Nebulares

La primera teoría conocida del tipo nebular acerca de la formación del Sistema Solar es la teoría de los vórtices de René Descartes (Kalhr et al., 2006), que planteaba la existencia de una serie de pequeños remolinos, producto de pequeñas fluctuaciones en la densidad local de la nube. En el centro de los vórtices se forman las estrellas alimentándose del material cercano a los límites de los remolinos. La primera teoría reconocida en el ámbito científico de su época fue la teoría nebular de Kant. A pesar de que tenia ciertas inconsistencias, fue ampliamente difundida y respetada en esa época. A él le debemos la explicación de la vía láctea y una de las primeras sugerencias para la formación estelar muy similar a la teoría de Descartes, esta teoría planteaba una distribución caótica de partículas con leves variaciones en la densidad, lo cual sería la causa de que se hubiese disparado una cierta inestabilidad gravitacional que daría origen al fenómeno de acrecentamiento estelar (Taylor, 1992).

Piere Simon de Laplace proponía una nube de gas y polvo que giraba lentamente la cual se colapsó gravitacionalmente dando origen al nuevo Sol en su interior. La joven estrella liberó material hacia la nube, la cual se aplano debido a su movimiento de rotación. Se formaron anillos de este material eyectado, del que posteriormente se formó el resto del Sistema Solar por contracción gravitacional causada por fluctuaciones locales de la densidad. Tomando esta hipótesis, más la hipótesis de William Herschel, 1811, que proponía que las estrellas se forman en el interior de grandes nubes de gas y polvo, a las cuales posteriormente se les llamaría nebulosas planetarias, se tiene la que fue considerada la teoría nebular en su forma básica.

En 1899, Thomas Chrowder Chamberlin, sugirió que la teoría nebular podría no estar completa, mostrando que ésta no explicaba de qué manera había sido transferido el momento angular desde el Sol hacia el medio interplanetario. Esto dio paso a nuevas propuestas, por lo que las vieja postura dualista fue retomada. Una de las más fuertes teorías de este tipo fue la teoría de James Jeans y Harold Jeffreys, que suponía que el Sol ya formado se encontró con alguna estrella viajera de la cual se desprendió material por acción de fuerzas de marea, sería de este material del que después se formarían los cuerpos restantes del Sistema Solar.

Científicos como Henry Norris Russell postulaban que las interacciones de marea no serían suficientes para poner en órbita alrededor del Sol a los cuerpos condensados del material que se desprendió de la estrella. Ante la inconsistencia de las teorías dualistas se retomó la visión monista y con ésta la teoría nebular, considerando una nube molecular

primitiva con fluctuaciones en la viscosidad y turbulencias que darían lugar a la inestabilidad gravitacional y en consecuencia a la condensación del Sol.

Por otra parte, el Sol primitivo sería poseedor de un campo magnético intenso, producto de una nebulosa de gas ionizado circundante que se mueve constantemente cayendo hacia el Sol y generando así un campo magnético, de manera que las líneas de campo magnético del Sol quedarían atrapadas en el plasma, transfiriendo momento angular desde el Sol a la nube de plasma, a este fenómeno se le denomino "*frenado magnético*", ya que frenó al Sol y proveyó de momento angular a la nube. Este término fue propuesto por Hannes Alfvén. De esta manera se buscaba completar la teoría nebular, mas quedaba aun el desacuerdo acerca del origen de los planetas. Finalmente en 1966 Fred Hoyle (Reino Unido) basado en la hipótesis del frenado magnético, propone que los planetas se formaron en un disco que rodeaba al Sol producto de material expulsado por el mismo y que fue alejado por el gas que emanó del Sol, este gas transportó el momento angular hacia el disco mediante fuerzas magnéticas, posteriormente el disco se condensaría en planetas (Levin et al., 1995).

A partir de estas teorías, algunos investigadores consideraron que los dos parámetros más importantes en términos evolutivos que deben ser tomados en cuenta para formular una buena teoría son la masa inicial de la nube y la composición química (Davis, 2004). La masa mínima necesaria para la formación de una proto-estrella como la que dio origen al Sol a partir de una nube molecular de gas y polvo se conoce como MMSN (Minimal Mass Solar Nebula) por sus siglas en inglés y se piensa que es de aproximadamente 1.2 % de la masa del Sol (Chambers et al., 2006). Las nubes moleculares más grandes conocidas en la actualidad tienen de 10^5 a 10^6 masas solares (Weissman, 2007).

1.2. Teorías modernas

Suponiendo que un núcleo ya se ha condensado en la proto-estrella y que existe un disco de material que la rodea producto de las emanaciones de la misma estrella, se buscó explicar la formación del Sistema Solar con base en criterios de inestabilidad presentes en dicho disco proto-planetario. Se supuso que tuvo que ser alguna inestabilidad de tipo gravitacional, además de algún proceso de transporte de momento angular desde el Sol hacia el disco proto-planetario. Estos son algunos de los criterios que se consideraron para explicar la inestabilidad gravitacional(Dermott, 1978): *Criterio de Inestabilidad Hidrodinámica* (IHD), supone que el disco evoluciona a causa de turbulencias en su interior, éstas se dan en dirección vertical al plano medio del disco que es la zona más caliente, desde donde el calor se mueve hacia la superficie de la nube (Davis, 2004), *Criterio de Inestabilidad Barodinámica* (IBD), supone que el proceso de turbulencia surge de un cambio gradual de la temperatura con la distancia al proto-Sol. *Criterio de Inestabilidad Magnéto-Rotacional* (IMR), este criterio conocido como el criterio de inestabilidad de Balbus-Hawley (Davis, 2004), supone la existencia de pequeños campos magnéticos dentro de un medio con rotación diferencial y lleno de plasma, el plasma se desplaza por las líneas de campo hacia afuera transportando momento angular mientras el Sol se alimenta de material que se mueve hacia el centro de la nube. El material que cede momento angular, es el que se encuentra más cercano al Sol, formado por material sólido que lo alimenta y por material ionizado que sale hacia la nube a través de las líneas de campo magnético, de manera que el momento angular de toda la nube aumenta. Debido a la rotación de la nube, las líneas de campo se enrollan aumentando su intensidad y por lo tanto todo el efecto mencionado, entonces el sistema Sol-nube se retroalimentó continuamente hasta que el Sol cesó en su proceso de alimentación y el sistema alcanzó un estado de equilibrio suficiente para la condensación de cuerpos de menor tamaño dentro de la nube.

Para este último modelo de inestabilidades, algunos autores (Levin y colaboradores, 1995), suponen que la turbulencia es causada por una inestabilidad magneto-rotacional, IMR, la cual supone las siguientes condiciones iniciales para poder existir: temperatura de 1400 K y un disco de polvo y gas de radio menor a 0.2 UA. Dadas estas condiciones, es posible alcanzar ionización térmica creando el plasma necesario para que el proceso antes descrito tenga lugar. La forma de acrecentamiento del Sol en este caso crea una zona donde no se da transporte de materiales hacia él, conocida como *zona muerta*, que forma una región de tipo toroidal alrededor del Sol, donde no se presenta actividad magnética y en la cual la acumulación de materiales provoca una torca gravitacional que genera otro tipo de inestabilidad, en este caso gravitacional.

Por otra parte, este último modelo de inestabilidad (IMR), plantea que la forma del acrecentamiento solar sucede en forma de brazos espirales del material circundante. En la figura 1 se ilustran las regiones activas del disco de acrecentamiento, separadas en Region Activa Interior RAI, media RAM y exterior RAE.

La evolución proto-estelar se da a partir de una nube molecular de gas principalmente de hidrógeno, helio y moléculas de CO Davis (2004) divide, todo el proceso evolutivo en seis fases. La nube solar primitiva tenía zonas de fluctuaciones de densidad desde las cuales se emitirían grandes cantidades de radiación en infra-rojo y que estarían a temperaturas de entre 7 a 15 K , es decir frías. Una densidad promedio entre 10^3 a 10^5 mol/cm^3 y masas de miles de veces la masa solar. Dentro una nube con estas condiciones evolucionan las estrellas. Se tienen principalmente cinco fases evolutivas y la última fase que es la estrella ya formada (Davis, 2004).

En la primera fase o fase -I se forma un núcleo que comienza a girar y se calienta hasta los 1500 K y del que se

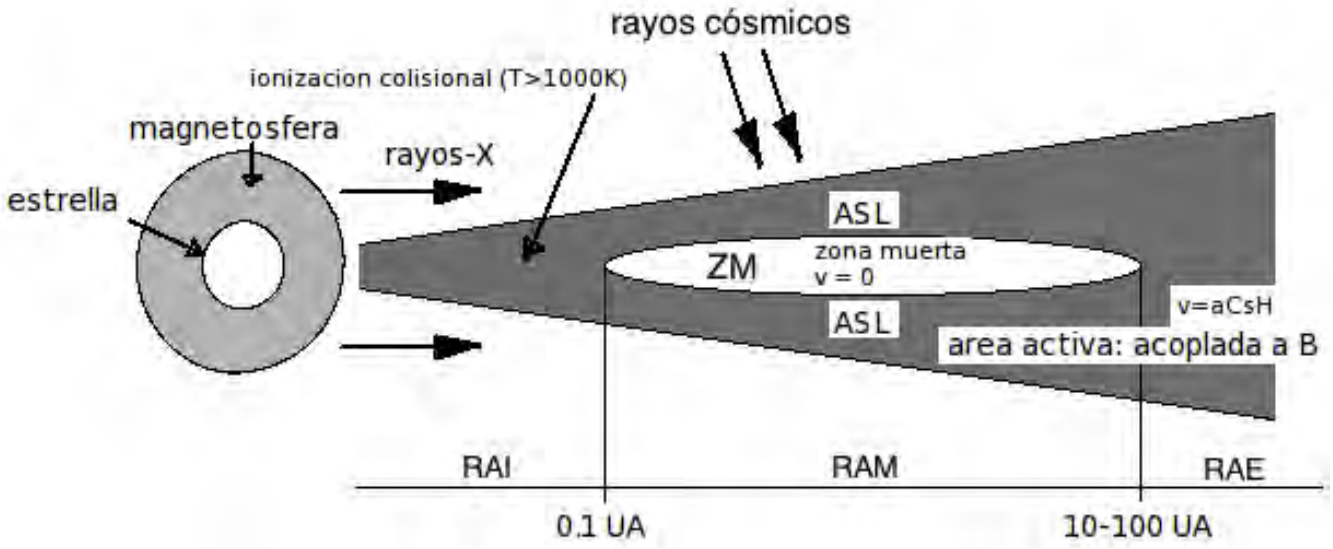

Figura 1: Regiones activas del disco de acreción, zona muerta (ZM).

formará la proto-estrella acumulando materiales a distancias de 2 a 3 UA, no existen sólidos formados aún y aparece el campo magnético que rodeará a la estrella a causa del arrastre de gases ionizados hacia el núcleo.

En la segunda fase o fase 0, este núcleo se contrae y deja una envolvente de materiales que posteriormente caerá hacia él. Se considera que el acrecentamiento de este nuevo núcleo tendría tal magnitud, que sería capaz de generar flujos moleculares que saldrían perpendicularmente al plano ecuatorial del proto-Sol y después de acumularse en los alrededores, lograrían asentarse formando tiempo después, el disco proto-planetario.

Por otra parte se generan fuertes vientos que salen de los límites de la zona de acrecentamiento llamados, *vientos-X*, estos vientos poseen un momento de inercia el cual es proporcional a la luminosidad (L) y a la variación en la masa de la envolvente, es decir a la masa que cae hacia el núcleo, por lo que transportan energía hacia las afueras de la zona de acrecentamiento (Davis, 2004).

En la fase I, la zona de acrecentamiento ha disminuido a 0.1 UA, en aproximadamente 10^5 años. Cuando las altas temperaturas causadas por la presión de contracción han bajado hasta unos 500 K, comienzan a formarse los primeros sólidos de inclusiones refractarias (silicatos y óxidos de aluminio, titanio entre otros) y condritas (materiales primitivos de tipo carbonoso). El polvo en la nube emite radiaciones en IR medio y se piensa que la nube es ópticamente invisible en esta fase. Es decir no permite el paso de la luz visible, por lo que los materiales ahí contenidos se lograron preservar en un estado prístino. Se calculan masas de polvo circundante de aproximadamente 0.1 masas solares. De ninguna de las primeras tres fases se tiene evidencia de observacional (Davis, 2004).

En la fase II se tienen grandes flujos de radiación electromagnética en Infra-Rojo. En esta fase hay menores cantidades de polvo, por lo que se supone que es normal que se emitan menos radiaciones. Se calculan valores de 0.01 masas solares para el polvo circundante en esta fase, la nube se vuelve ópticamente visible y le toma varios millones de años evolucionar hasta este punto. En esta fase se tiene una estrella *T-Tauri* con muy poco polvo circundante y se ha formado una proto-nube de la cual se puede llegar a formar un sistema de planetas y demás cuerpos. Basados en modelos de evolución de luminosidad y de temperatura superficial en estrellas, se piensa que para evolucionar hasta esta fase le toma a la estrella alrededor 0.1 millones de años (Davis, 2004).

Con base en estos modelos y en la cantidad de datos conocidos de la masa total del Sistema Solar y del Sol, se busca explicar las características que conocemos actualmente del Sistema Solar, es decir, que el sistema represente el 0.2 de la materia total y posea el 95 % del momento angular total (Weissman, 2007).

La teoría nebular, descrita anteriormente, es considerada como la versión moderna a la propuesta por Laplace, incluye la descripción de los procesos de transferencia de momento angular desde el proto-Sol hacia el disco circundante, mediante las líneas de campo magnético del proto-Sol como canales de transferencia de material ionizado y momento angular.

Herschel sugirió en 1802, tres categorías conocidas para designar los tipos de agrupaciones de estrellas, grupos de estrellas, cúmulos de estrellas y nebulosas, y es dentro de estas últimas es donde actualmente se piensa que se forman las estrellas.

La observación y documentación de nebulosas parece confirmar estas teorías nebulares y en conjunto sirven como fuente de información sobre las fases evolutivas de las estrellas y en consecuencia de nuestro Sistema Solar.

Capítulo 2. Asteroides, cometas y meteoroides

2.1. Asteroides y cometas

La hipótesis planteada por Heinrich Olbers (1758-1840) acerca del origen de los asteroides es que provenían de un planetoide que se fragmentó. Esta hipótesis fue retomada después por V. G. Fasenkov, quien supuso que estos cuerpos formaron antes un planeta pequeño con una órbita más excéntrica que su órbita actual y que en una de sus revoluciones al Sol se acercó lo suficiente a Júpiter de manera que éste perturbó gravitacionalmente al pequeño planeta mediante fuerzas de marea, por lo cual el planeta se fragmentó (Levin et al., 1995). De esta manera supuso Fasenkov que se formó el cinturón principal de asteroides, entre 1.8 y 4.0 UA de distancia al Sol, en la región comprendida entre Marte y Júpiter (Britt et al., 2006).

Se supone que al igual que las estrellas y los planetas los asteroides también se formaron a partir de un proceso de acrecentamiento, incluso hasta llegar a ser el equivalente a los embriones planetarios, objetos suficientemente grandes para limpiar una cierta zona a su alrededor de otros cuerpos menores e incluso el gas. Se piensa que estos cuerpos pudieron haber colisionado entre sí, impidiendo la formación de algún proto-planeta mayor y formando el cinturón principal de asteroides (Levin et al., 1995). Por las estimaciones que se han hecho de la masa promedio del cinturón, se piensa podría haber contenido material suficiente para un planeta 2000 veces menos masivo que la Tierra y que fue dispersado en esta zona (Chambers et al., 2006).

Entonces, suponiendo que en los comienzos del Sistema Solar estas zonas estuvieron muy perturbadas y con una tasa muy alta de colisiones entre los cuerpos de esta región, se habrían formado gran cantidad de fragmentos de los cuales se pudieron acrecentar los primeros objetos asteroidales mayores.

Esta hipótesis supone que la energía de los impactos habría sido lo suficientemente grande para destrozar objetos medianos y hacer prácticamente desaparecer a los más pequeños, dejando en la región material fragmentado como una pila de escombros, de la que nuevamente pudieron acrecentar objetos asteroidales con estructura diferenciada. Por ejemplo el grupo de las acondritas que son meteoritos rocosos, algunos de los cuales parecen haber sufrido altos grados de evolución (Davis, 2004).

Algunos autores sugieren que dadas las condiciones del cinturón de asteroides actualmente, solo los asteroides más grandes son los que pudieron haber sobrevivido desde el principio del Sistema Solar(Hartmann, 1993).

Los asteroides se clasifican en monolíticos, los que están constituidos por un bloque del mismo material y aquellos que tienen un núcleo distinto a la envolvente que lo rodea, que se conocen como diferenciados, estos dos tipos además presentan distintos componentes en su interior. Entre otras características taxonómicas que los diferencian, se ha observado una cierta composición característica en el cinturón de asteroides dividida en tres zonas. Estas zonas podemos pensar que dividen al cinturón en tres discos de asteroides de distinto material: los tipo S (Silicio), los tipo C (Carbono) y los tipo P (Orgánicos).

Se han clasificado por sus características espectrales en tres tipos principalmente, tipo S en la parte interna, con cuerpos más procesados térmicamente por estar más cerca del Sol, los tipo C en la parte media, que se piensa podrían ser los padres de la mayoría de las condritas carbonosas conocidas, han sido más procesados térmicamente que los de tipo P y menos que los tipo S, por estar en la parte media. Finalmente los de tipo P que se encuentran más hacia la parte externa del cinturón de asteroides y se supone no están tan procesados térmicamente como para que sobrevivieran las condritas (Britt et al., 2006).

2.2. Meteoritos y partículas de polvo interplanetario

Se considera que los meteoritos y micrometeoritos son principalmente objetos del cinturón principal de asteroides. Los meteoritos son aquellos objetos que han sobrevivido a su paso por la atmósfera terrestre hasta alcanzar la superficie de la Tierra. Los micrometeoritos son partículas de tamaño micrométrico permanecen atrapadas en la

atmósfera y finalmente caen a la superficie terrestre. A estos fragmentos se les denomina micrometeoroides cuando se encuentran en el medio interplanetario, se mueven a grandes velocidades e impactan la superficie de otros objetos mayores erosionando sus superficies y dejando un registro de impactos sobre ellas, como en el caso de la Luna.

Dado que existe correspondencia entre la composición de meteoritos recolectados y la composición observada en el cinturón de asteroides, se piensa que gran parte de estos meteoritos provienen justamente de esta región del medio interplanetario, por lo cual se estudian las características espectrales y de composición de estos objetos en relación al cinturón de asteroides. Estas características se estudian principalmente en dos ramas del conocimiento que resultan fundamentales para el entendimiento de la naturaleza de nuestro planeta y del Sistema Solar del que éste forma parte, estas ramas son la *Petrografía* por una parte, que se refiere al estudio de las texturas superficiales y mineralógicas de estos cuerpos, y por otra parte de la *Geoquímica*, que se refiere al estudio de su composición química, enfocando su atención en la presencia de *isótopos* de oxígeno principalmente (Davis, 2004).

En algunos casos se puede establecer una relación entre algunos de estos meteoritos y un asteroide análogo que pudiera haber sido el padre del cual salieron fragmentos similares al meteorito en cuestión. La Tabla I muestra algunos de los asteroides más grandes conocidos actualmente.

Las partículas de polvo interplanetario son pequeñas partículas de polvo que se piensa surgen de la interacción entre asteroides de menor tamaño o bien de la evaporación de elementos volátiles contenidos en cometas, tienen su origen en regiones que pueden comprender desde la parte interna del cinturón principal de asteroides hasta el cinturón de Kuiper, son partículas tan pequeñas que sus diámetros pueden ser menores a 20 μm de diámetro hasta agregados porosos mayores a 100 μm. Debido a sus tamaños son susceptibles de sufrir arrastre por fuerzas no gravitacionales, por lo que pueden alcanzar órbitas que se crucen con la órbita de la Tierra y eventualmente llegar a ella, tienden a acumularse en regiones de la atmósfera como la estratosfera de donde son recolectadas por aviones supersónicos y llevadas al laboratorio para ser analizadas con herramientas micro-analíticas como el SEM (Scanning Electron Mircroscope) y el SIMS (Secondary Ion Mass Spectrometers), ambos microscopios de resolución micrométrica, pueden detectar concentraciones de elementos individuales o isótopos (Grün, 2006).

Con base en este tipo de análisis se ha determinado que la mayoría de estas partículas recolectadas muestran tres tipos de composiciones; 60 % son material condrítico, que son agregados porosos principalmente y muy pocos de textura suave, las llamadas GEMS por sus siglas en inglés, (Glass with Embeded Metal and Sulfides), 30 % de hierro-sulfuro-niquel y 10 % de silicatos como olivino y piroxeno provenientes de núcleos cometarios (Nesvorny et al., 2010). Mayormente las partículas de polvo interplanetario son agregados porosos de texturas rugosas, muestran gran cantidad de elementos volátiles en comparación con las condritas, lo cual implica que quizá sean material muy primitivo del Sistema Solar (Grün, 2006, Nesvorny et al., 2010).

2.3. Clasificación de los asteroides

La clasificación está basada en la observación de las características del cuerpo, así, los asteroides se clasifican con base en su tamaño, composición y ubicación respecto al Sol. Hay cuatro asteroides conocidos que han sido analizados por sondas espaciales y se tiene imágenes a detalle, éstos son: 243 Ida, 951 Gaspra, 253 Matilde y 433 Eros.

Tamaño

La clasificación por tamaños se da según una ley de potencias de la forma $N \approx D^{-2}$ (Hartmann, 1993), donde N es el número de elementos presentes y D su diámetro, de manera que son más comunes los asteroides de menor tamaño, pero también son los más difíciles de encontrar ya que muchos de ellos reflejan menos luz de la que es es posible detectar con telescopios y otros medios. La tabla I muestra algunos de los asteroides mas importantes conocidos y la clasificación que se les asigna según su composición.

Composición

El conocimiento que se tiene acerca de los asteroides esta fundamentado en gran parte en estudios realizados sobre los meteoritos que han caído en la Tierra, los cuales son principalmente de dos tipos, diferenciados aquellos que muestran distintas composiciones en su interior y que aparentemente han logrado formar un núcleo evolucionado internamente, un manto y una corteza de composiciones distintas; y los no diferenciados o también conocidos como monolíticos, que son aquellos que se considera nunca fueron calentados a temperaturas de fusión y por lo tanto la composición química e isotópica observada en un cuerpo como éste, es representativa, teóricamente de la composición del cuerpo padre. Suponiendo que los asteroides se hubiesen formado de un cuerpo mayor, éste tipo de asteroide al contrario de los diferenciados, nos brinda mas información acerca del cuerpo padre del cual se pudo haber desprendido que los diferenciados (Davis, 2004), ya que éstos tan solo nos dan información de una parte del cuerpo padre.

De los dos tipos de asteroides, los de tipo monolítico son aparentemente más compactos y de composición homogénea en la mayor parte de su volumen. Los asteroides que tienen presumiblemente estructura diferenciada son al parecer más porosos que los del otro tipo (Weissman et al., 2005). Aunque es precisamente el hecho que sean más porosos lo que les ayuda a absorber impactos y ser menos fracturables que cuerpos más compactos, ya que aparentemente aquellos de grano fino son menos fracturables que los de grano grueso (Davis, 2004). Por otra parte,

Tabla I: Lista de los asteroides más grandes conocidos (Kalhr et al., 2006).

Nombre	Clase	semieje mayor [UA]	diámetro [km]
1 Ceres	C	2.767	940
4 Vesta	V	2.362	576
2 Pallas	B	2.771	538
10 Hygeia	C	3.144	430
704 Interamnia	D	3.062	338
511 Davida	C	3.178	324
65 Cybele	C	3.429	308
52 Europa	C	3.097	292
87 Sylvia	P	3.846	282
451 Patientia	C	3.062	280
31 Euphrosyne	C	3.156	270
15 Eunomia	S	2.644	260
324 Bamberga	C	2.683	252
3 Juno	S	2.670	248
16 Psyche	M	2.922	246
48 Doris	C	3.112	246
13 Eugenia	C	2.576	244
624 Héctor	D	5.201	232
24 Themis	C	3.133	228
95 Arethusa	C	3.608	228

es posible que el grado de porosidad pueda depender de la exposición a los rayos cósmicos y al viento solar, así como de bombardeos de micrometeoroides (Weissman et al., 2005).

Se componen de material condrítico (partículas redondas o conglomerados milimétricos formados a partir de silicatos molidos) y acondrítico aquellos que no contienen cóndros y de inclusiones refractarias de silicatos, algunos los cuales están unidos mediante material de tipo orgánico (Davis, 2004). Algunos autores consideran que el cinturón de asteroides es una muestra de los componentes de todo el Sistema Solar. La parte interna del cinturón cerca de las 2.6 UA, se considera poblada de cuerpos con compuestos de silicatos y hierro-níquel. En la parte media, alrededor de 3 UA se encuentra material de tipo carbonoso, enstatita y material carbonoso mas alterado. En la parte externa, mas allá de 3.3 UA se localizan cuerpos enrojecidos probablemente por material orgánico y algunos otros de los que no se ha podido determinar con certeza su composición (Hartmann,1993).

La base de la clasificación de asteroides son las observaciones y análisis espectral de objetos que se acercan a la Tierra, de objetos del cinturón principal de asteroides, de las mediciones de composición realizadas en los meteoritos que han caído en nuestro planeta y de mediciones realizadas *in situ* por misiones espaciales.

Se estudia la composición de los asteroides mediante técnicas de espectroscopia de banda ancha, en longitudes de onda visible y cerca del infrarrojo, así como mediciones de forma y tamaño. Principalmente se considera la clasificación propuesta en 1957 por David J. Tholen basada en el espectro y en algunas ocasiones en el albedo. La clasificación hecha por Tholen relaciona el espectro con las cualidades mineralógicas de los objetos, esta clasificación se muestra en la tabla II y muestra los que se cree pudieran ser los asteroides padres de algunos de meteoritos conocidos de acuerdo a su composición.

La otra taxonomía usada para clasificar estos cuerpos es la propuesta por Schelte J. Bus y Richard P. Binzel, esta última introducida en 2002, llamada Small Main-Belt Asteroid Spectroscopy Survey, (SMASS por sus siglas en inglés), la cual ha sido aplicada sobre más de 1400 asteroides considerados pequeños (diámetros menores a 20 km) y es también la más reciente. De acuerdo con esta nueva taxonomía los asteroides se clasifican en:

Tipo-S

Su composición es de silicio, son los más comunes después de los de tipo C y representan el 17 % del total de asteroides detectados. Poseen un albedo de 0.1 a 0.22, están principalmente compuestos de fierro y silicatos de magnesio. Son los predominantes en la parte interna del cinturón de asteroides, dentro de 2.2 UA, comunes en la parte central a 3 UA y menos presentes en la parte exterior del cinturón. El más grande de este tipo es 15 Eunomia de 330 km de largo, le siguen 3 Juno, 29 Amphitrite, 532 Herculina y 7 Iris. Estos cuerpos están más procesados térmicamente que los Tipo-C. Este grupo de objetos contiene otros tipos de asteroides, tipo-A, tipo-Q, tipo-R, tipo-K, tipo-L entre otros objetos de transición entre el tipo-S y otros tipos.

Tipo-C

El tipo-C es el de los asteroides carbonosos, se subdivide en los siguientes subtipos: tipo-B, el propio tipo-C, tipo-F y tipo-G. En la clasificación SMASS se subdivide en más tipos, a saber:

- Tipo-B corresponde a los tipos B y F en la clasificación de Tholen.
- Tipo-C en la parte media del cinturón, para asteroides que tienen el espectro más típico del grupo asociado con silicatos hidratados.
- Tipo-G corresponden a los tipos Cg y Cgh de la clasificación de Tholen. Los tipos Ch (absorción alrededor de $0.7\mu m$) y los tipo Cb son objetos de transición entre tipos C y B, en la clasificación SMASS. Padres de las condritas carbonosas, están más procesados térmicamente que los Tipo-P, y se encuentran principalmente en la parte media del cinturón de asteroides.

Tipo-P

Estos asteroides tienen un albedo pequeño y un espectro característicamente rojo, lo que sugiere a algunos investigadores una composición rica en materiales orgánicos, silicatos anhídridos, posiblemente con hielos de agua en su interior. Se encuentran en las partes externas del cinturón de asteroides. Son de los más obscuros en el Sistema Solar y fueron estudiados taxonómicamente en 1957 por David J. Tholen.

Estos cuerpos son los más primitivos o menos procesados del cinturón de asteroides, (Davis, 2005). Algunos de los clasificados en este tipo son: 46 Hestia, 65 Cybele, 76 Freia, 87 Sylvia, 153 Hilda y 476 Hedwig.

Tabla II: Meteoritos padres (Kalhr et al., 2006)

Clase	Minerales superficiales abundantes	Meteorito análogo
D	orgánicos+silicatos anhídridos	ninguno (polvo cósmico)
P	Silicatos anhídridos+orgánicos+hielo	ninguno (polvo cósmico)
C (SECO)	Olivino+piroxeno+carbón+hielo?	Condritas CM3+ricas en gas/blk
K	Olivino+piroxeno+opacos	Condritas CV3, CO3
Q	Olivino+piroxeno+metal	Condritas H, L, LL
C (HÚMEDO)	Arcillas+carbón+orgánicos	Condritas CI1, CM2
B	Arcillas+carbón+orgánicos	Ninguno (CI1, CM2 altamente alterados)??
G	Arcillas+carbón+orgánicos	Ninguno (CI1, CM2 altamente alterados)??
F	Arcillas+opacos+orgánicos	Ninguna (CI1, CM2 alterados)??
W	Arcillas+sales??	Ninguna (pocos opacos CI1, CM2)??
V	Piroxeno+feldespato	Acondritas basálticas
R	Olivino+piroxeno	Ninguno (acondritas ricas en olivino)?
A	Olivino	Brachinitas+palasitas
M	Metal+enstatita	Hierros (Condritas EH, EL)?
T	Troilita	Troilitas ricas en hierro (Mundrabilla?)
E	Piroxeno-Mg	Acondritas enstatitas
S	Olivino+piroxeno+metal	Rocosos y condritas H, L, LL.

Se piensa que existen además ciertos espectros típicos relacionados con la edad de los asteroides (Kalhr et al., 2006).

Textura como registro de impactos

Debido a que son cuerpos carentes de atmósfera, la superficie de los asteroides esta expuesta a los bombardeos de partículas de tamaños menores y en su superficie se graba el registro de los impactos que ha sufrido tal cuerpo. La textura que presenta su superficie, es decir, los cráteres de impacto creados por cuerpos menores, puede usarse para inferir un registro evolutivo del cuerpo en cuestión. Todas estas posibles interacciones pudieron haber fragmentado al cuerpo padre y esparcirlo en una cierta zona, de la cual pudo haber acrecentado nuevamente y formar un asteroide diferenciado.

Las superficies de la mayoría de los asteroides queda cubierta con una capa de polvo producto de la erosión causada por el viento solar y por la gran cantidad de impactos de meteoroides y asteroides menores sobre su superficie. Este polvo, llamado regolita, contiene además fragmentos de rocas más pequeñas residuo de los impactos, estas capas de material actúan disminuyendo la reflectividad de la superficie haciendo más difícil su detección y análisis.

Otro efecto notable que sucede en la superficie de los asteroides es el desarrollo de pequeñas cavidades que contienen regolita muy fina, que se ha desplazado por la superficie acumulándose en las depresiones que existen en la

superficie, suponiendo que estas puedan ser comunes en la superficie de dichos cuerpos, por lo que la acumulación de este material cambiaría las características ópticas de estos cuerpos sumando una dificultad más a su posible detección y análisis.

Familias

En 1918, K. Hirayama propuso la existencia de 5 familias o grupos de asteroides (Hirayama, 1958), de acuerdo con sus elementos orbitales, considerando que aquellos que tienen similitudes en dichos elementos es por que tienen un origen común, esto es, un cuerpo padre que fue fragmentado por alguna colisión catastrófica que dio origen a estos cuerpos menores de naturaleza similar. Los elementos orbitales que Hirayama consideró fueron el semieje-mayor, la inclinación y la excentricidad de las órbitas, identificando principalmente cinco familias por sus características: *Eos*, *Themis*, *Koronis*, *Flora* y *Maria* (Bendjoya et al., 2002). Hirayama pensó que estas familias sienten perturbaciones gravitacionales por parte de Júpiter. La perturbación gravitacional puede ser tan grande que incluso pueden ser expulsados de sus órbitas dejando regiones caóticas donde no hay presencia de asteroides, conocidas como huecos de Kirkwood, estos huecos son espacios casi vacíos de asteroides. Algunos cuerpos se agrupan en ciertas zonas de equilibrio orbital producto de resonancia orbital, como el caso de los asteroides Troyanos de Júpiter, la figura 2 ilustra la ubicación del cinturón principal de asteroides así como de la familia de asteroides conocida como asteroides troyanos.

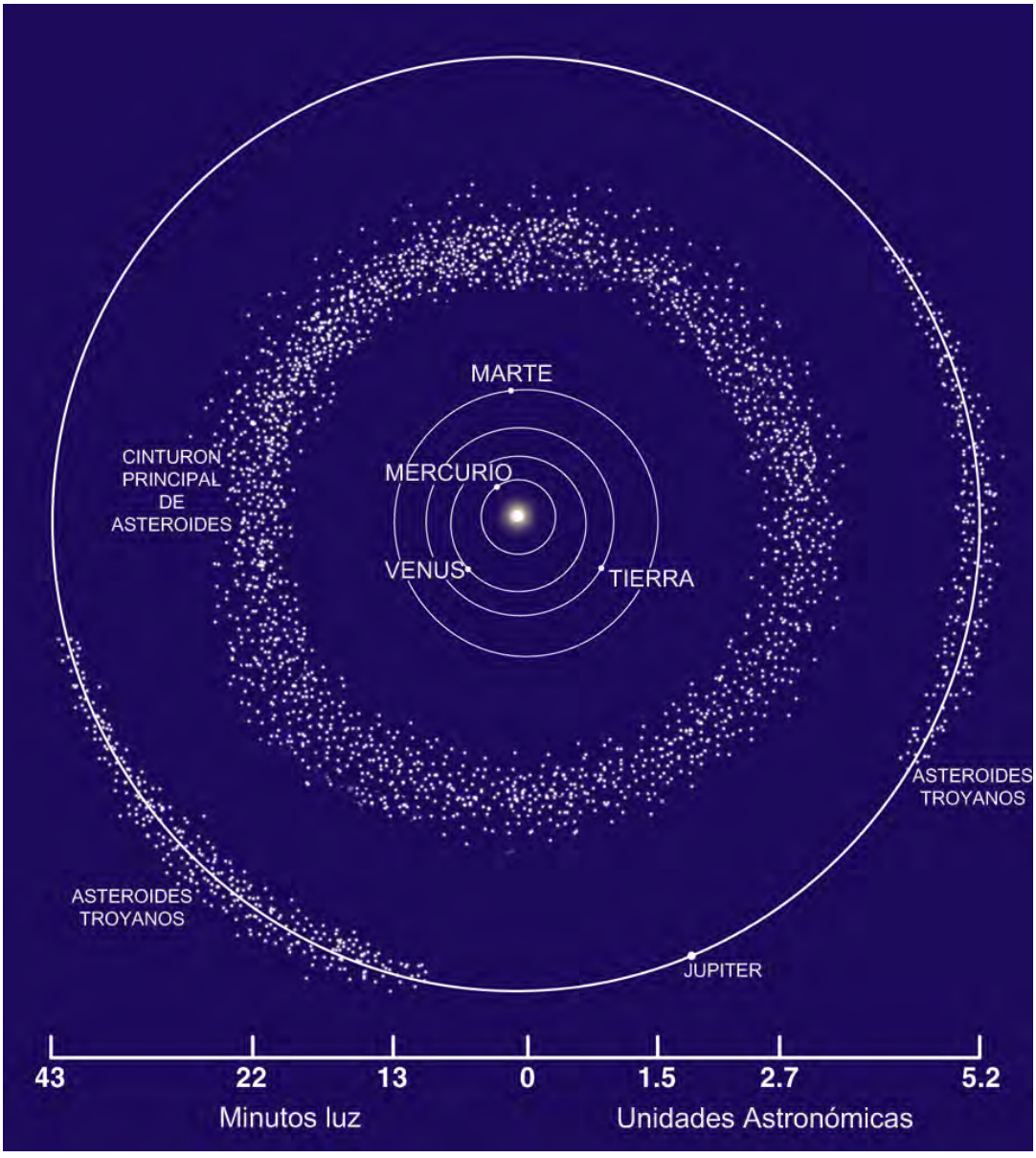

Figura 2: Cinturón principal de asteroides y familia de asteroides troyanos, tomada de http://solarsystem.nasa.gov.

2.4. Modelos de estructura interna

Algunos autores consideran que los asteroides son el eslabón entre los primeros bloques con los que se formaron los cuerpos presentes en el Sistema Solar y los planetas diferenciados, los cuales pudieron haberse fragmentado a causa de colisiones formando así a los asteroides (Asphaug et al., 2002). Se tienen dos modelos básicos de la estructura interna de los asteroides: el modelo de las capas de cebolla y el del sedimento cósmico.

Partiendo de la hipótesis de los padres fragmentados, se considera que algunos tipos de condros pudieron formar parte de cuerpos mayores, como parte de capas de una cebolla que fue el cuerpo padre, tales cuerpos tendrían cierto grado de metamorfismo hacia el interior, se considera que las acondritas *HED* (Howardita-Eucrita-Diogenita) son muestras del manto superior y la cubierta. Como ejemplo de este tipo de estructura se piensa que las acondritas de este tipo podrían haber formado parte de 4 Vesta, de tal manera que 4 Vesta parece ser el único sobreviviente de un cuerpo mayor con estructura de cebolla. Se piensa además que estaba básicamente constituido por basalto con un alto grado de pureza o de material parcialmente fundido por afuera y material como el olivino y fierro en el interior. Por otra parte esto supone que los asteroides de tipo monolíticos podrían ser fragmentos de algún gran cuerpo con estructura de cebolla y que ellos representan parte de una única capa de la cebolla, y por lo tanto presentan una única composición.

En el caso contrario esta el modelo de la pila de escombros, en el cual, el material que se acumuló por acrecentamiento nunca sufrió metamorfismo (Asphaug et al., 2002), o bien re-acrecento después de una fragmentación causada quizá por alguna colisión. En la suposición de que los asteroides sean agregados de billones de partículas, con altos niveles de cohesión y porosidad (Asphaug et al., 2002), se ha determinado que las granulaciones más finas son más susceptibles de ser fracturadas por alguna colisión ya que absorben más los impactos que aquellos más porosos que logran amortiguar mejor los impactos.

2.5. Los asteroides 4 Vesta y 2 Palas

4 Vesta

A partir de observaciones realizadas en el observatorio PAPA de la Universidad de Harvard y con el detector MAMA de la Universidad de Stanford, se ha logrado determinar que es un elipsoide triaxial con dos posibles polos de rotación, tiene una masa de $(1.5 \pm 0.3) * 10^{-10}$ M_{sol} gramos, una densidad aparentemente de 3.62 ± 0.35 gr/cm^3, con los siguientes valores para los semi-ejes en kilómetros, $a = 584 \pm 16$ km, $b = 531 \pm 11$ km y $c = 467 \pm 12$ km, y con un diámetro promedio igual a $(abc)^{1/3} = 520$ km (a= semi-eje mayor en x, b= semi-eje menor en y y c= semi-eje menor en z). Presenta una estructura diferenciada, (ver figura 3), mostrando grandes cantidades de piroxeno en su superficie, una corteza de basalto en estado casi intacto, el cual también es reconocido en otros ocho objetos de otras familias de asteroides. En algunos asteroides tipo M existe evidencia de núcleos metálicos que quedaron expuestos por colisiones y que probablemente sean hijos de padres diferenciados, es entonces poco probable que se conservara intacta la corteza de 4 Vesta, ya que el registro que se tiene para otros cuerpos de tamaño similar es que fueron destrozados dejando solo los núcleos, se sugiere que algunos asteroides tipo A, ricos en olivino, son el producto de mantos que fueron desprendidos de otros asteroides mayores (Davis, 2004).

2 Palas

Este cuerpo se aleja de la forma de elipsoide tri-axial. Se ha observado con el telescopio Stewart de la Universidad de Arizona y se considera un sobreviviente de la época de la formación planetaria. Es el segundo asteroide más grande después de 1 Ceres (Taylor, 1992). Al igual que este último, se piensa por su tamaño que es poco probable que pudiera formar parte de otro cuerpo mayor que fue fragmentado por alguna colisión. Algunos autores consideran que cuerpos como éste y el mismo 1 Ceres son producto del acrecentamiento de una pila de escombros. Palas es una asteroide tipo M, en la clasificación de Tholen se le asigna un tipo espectral B, (NEO project, NASA, http://neo.jpl.nasa.gov), su superficie tiene una composición en la que se aprecian compuestos de carbono, sus ejes son aproximadamente $a = 570 \pm 22$ km, $b = 525 \pm 4$ km y $c = 482 \pm 15$ km y tiene un diámetro promedio de $(abc)^{1/3} = 524$ km. Presenta aparentemente solo un polo de rotación, se encuentra a 2.77 UA y su órbita tiene una inclinación de 34.8°.

2.6. Cometas y cinturón de Kuiper

Estos cuerpos típicamente constan de un núcleo que al acercarse al Sol se rodea de una envolvente de gas y polvo producto de la sublimación de elementos volátiles llamada coma, que se extiende aproximadamente de 10^5 a 10^6 km, una cola de gases liberados es originada por el arrastre del viento solar, esta puede llegar hasta las decenas de UA, y una cola de polvo producto también de la sublimación de elementos volátiles de la superficie, que se queda como

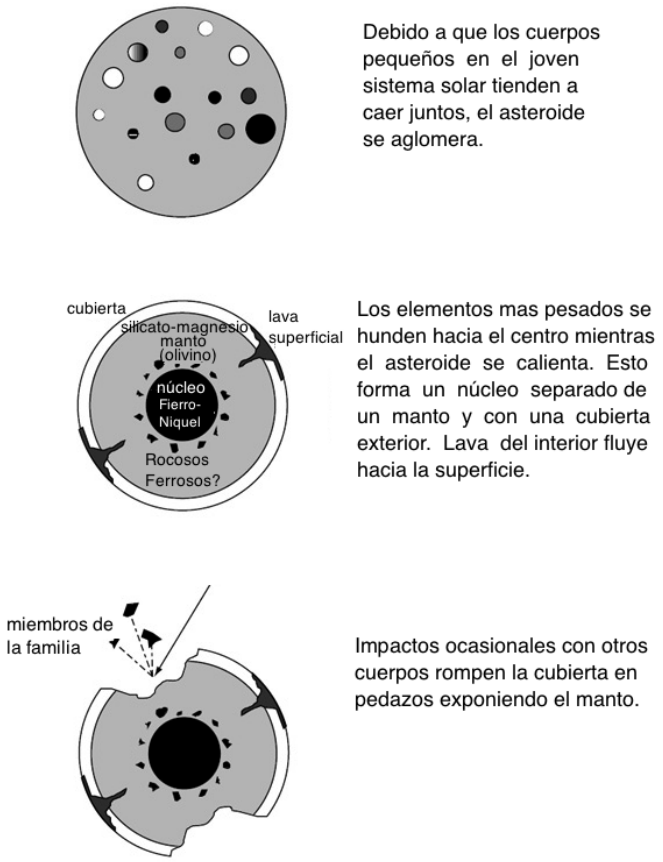

Figura 3: Etapas de formación de 4 Vesta.

traza de su movimiento y alcanza hasta 10^7 km, poseen un albedo o reflectividad entre 0.2 y 2 y se clasifican de acuerdo a su periodo orbital.

La mayoría de las características que presentan se deben a las reacciones del núcleo y el proceso más importante, parece ser la sublimación de los hielos, el cual se puede dar por calentamiento debido a la radiación solar cuando el cometa se aproxima al Sol y los vapores emanados pueden funcionar como sistema de propulsión para el cometa de manera que puede sentir fuerzas no gravitacionales en distintas direcciones. Los hielos que forman los núcleos pueden ser amorfos o cristalinos y contienen entre el 80 y el 90 % de agua (H_2O), alrededor de10 % de monóxido de carbono (CO) y un porcentaje pequeño de otros compuestos (Brandt, 2006). La coma puede estar rodeada de estructuras nubosas formadas de hidrógeno, carbono y oxígeno que pueden tener incluso tamaños que exceden las dimensiones de la coma. Aparentemente la característica principal de la coma es que presenta mecanismos de creación y aniquilación de moléculas y su densidad varía inversamente proporcional a r^2 donde r es la distancia al núcleo.

Las hipótesis acerca de la formación de los cometas nos hablan de cuerpos proto-planetarios, es decir, del tipo planetésimos. Estos se encuentran ubicados en la zona de acreción de los planetas gigantes de hielo, Urano y Neptuno, es decir entre 19 a 35 UA. Estas zonas debido a su baja temperatura, de aproximadamente 30 K, debieron ser muy propicias para la formación de pequeños conglomerados de hielos de distintas composiciones que se condensaron en cuerpos mayores como planetésimos. Se supone que estos cuerpos de hielo fueron dispersados o expulsados de esta zona por la acción gravitacional de sus grandes vecinos, formando así la nube de Öort (mas allá de $1.5 * 10^5$ UA) por los elementos que fueron expulsados de la zona. Mientras que aquellos que únicamente fueron dispersados formarían el cinturón de Kuiper 30 a 50 UA. Dentro del conjunto de procesos involucrados en la evolución de los cometas se proponen los siguientes tipos: evolución química en el interior debida a calentamiento, evolución de sus superficies por colisiones o bien debida a la erosión producida por rayos cósmicos solares, acrecentamiento por aglomeración de partículas granulares, cristalización de hielos amorfos en cavidades superficiales e internas, calentamiento producido por acercamiento al Sol, así como sublimación de elementos volátiles contenidos dentro de cavidades al alcanzar temperaturas de entre 120 a 150 K.

Por otra parte, cada que un cometa se aproxima al Sol, su órbita se modifica debido a la pérdida de masa del núcleo así como a los efectos de marea causados por el Sol, que pueden propiciar la expulsión del cometa o su despedazamiento (Weissman et al., 2005). Varios investigadores han propuesto algunos modelos de la estructura

interna de los cometas, de acuerdo con Weissman y colaboradores (2005), los modelos más importantes son:

Modelo del banco de arena

Este modelo fue propuesto por Levin en 1943 y posteriormente por Lyttleton en 1948, retomando las ideas de un núcleo compacto de tipo monolítico y de dimensiones de entre 3.21 a 8.04 km, en cuya superficie se evaporan elementos volátiles causando un cierto "efecto cohete" debido a la sublimación de dichos elementos. Estas ideas fueron inicialmente propuestas por Baldet en 1927 y por Slipher en el mismo año y para 1948, Vsekhsviatsky propone la existencia de hielos en el interior del núcleo.

Modelo del conglomerado de hielos

En 1950 Whipple unifica la mayoría de las ideas del modelo anterior y propone que el interior del núcleo es muy poroso, en vez de monolítico, y que por lo tanto, las moléculas en el interior poseen una fuerza de cohesión muy baja. Según Whipple, existen grandes depósitos de elementos volátiles que pueden sublimarse y salir eyectados en forma de jets de gas, produciendo movimientos no gravitacionales como el "efecto cohete", (ver figura 4 inciso a).

El modelo del agregado esponjoso

Este modelo fue propuesto por Donn et al, en 1985, en él, el núcleo está constituido por agregados de pequeños planetésimos que se movieron con velocidades aleatorias, las cuales propiciaron la agregación. De acuerdo con este modelo, los cometas son núcleos porosos, muy fáciles de fragmentar y de formas altamente irregulares (ver figura 4 inciso b) .

El modelo de la pila de escombros

En 2005, Weissman propuso que en el interior del núcleo no hay energía suficiente para que se forme una estructura monolítica. Considera que el material que ahí se encuentra es de naturaleza *prístina*, es decir, que ha preservado su composición dentro de los hielos que forman el núcleo y que proviene de regiones de baja temperatura, como la nube de Oort (ver figura 4 inciso c).

El modelo de los hielos pegajosos

Este modelo fue propuesto por Gambosi y Houpis en 1986, considerando un núcleo formado por pedruscos de composición refractaria, silicatos los cuales son de naturaleza similar al material del cinturón principal de asteroides y que se encuentran pegados por hielos de distintas composiciones como dióxido de carbono, agua, hidróxido de metano, metano, monóxido de carbono y granos de polvo compuestos de silicatos y material carbonoso. Este modelo explica los jets de gas colimados que salen de la superficie, de la misma manera que los modelos anteriores (ver figura 4 inciso d).

Con base en estos modelos y las observaciones que se han llevado a cabo en algunos cometas, se considera básicamente que en el núcleo hay gases nobles y mucho deuterio, aproximadamente un 25 % son silicatos, un 25 % es material refractario, casi el 50 % son hielos y contienen un pequeño porcentaje de material orgánico refractario. Los núcleos poseen hielos moleculares muy porosos y están estratificados con base en sus densidades y composiciones químicas. La coma está formada por gases liberados por sublimación y posee polvo de silicatos y material carbonoso en estado sólido (Ehrenfreund et al., 2005).

El parámetro que se usa para determinar la naturaleza del núcleo es la densidad volumétrica ρ_v. Si $\rho_v < \rho_{v_i}$, donde las $i's$ corresponden a la densidad volumétrica de cada uno de sus componentes, entonces es de naturaleza porosa y viceversa. Se han hecho mediciones muy precisas, *in situ*, de este valor usando artefactos espaciales de las cuales se han inferido las dimensiones de algunos cometas. El determinar su densidad permite también saber qué tan susceptibles de fragmentarse pueden ser y por lo tanto cómo son las fuerzas de cohesión en el interior.

Se consideran dos fuentes principales de cometas: el cinturón de Kuiper y la nube de Öort.

Cinturón de Kuiper

Por cinturón de Kuiper se podría pensar tan solo en los objetos que se hallan mas allá de la órbita de Neptuno o simplemente OTN Objetos Trans-Neptunianos, o por sus siglas en inglés (Trans Neptunian Objects TNO's), y aunque en principio esto no es incorrecto, algunos autores hacen notar algunas características que permiten definir poblaciones que dependen de su distribución orbital, de su origen y composición. Se han estudiado más de 800 objetos mediante técnicas de espectroscopia que han permitido construir teorías y modelos de la estructura del cinturón de Kuiper.

Se han aceptado ciertas características para los objetos de esta zona, ubicados en las afueras del Sistema Solar, en zonas donde la temperatura debió ser muy baja comparada con las regiones cercanas al Sol. Estos cuerpos se encuentran orbitando al Sol a distancias de entre 30 a 100 UA, tienen radios de entre $100 < s < 1000$ km.

Se ha aceptado la teoría de que los objetos del cinturón de Kuiper podrían haber interactuado con planetésimos de hielo de la región de formación de los planetas gigantes de hielo y que debido a esa interacción y a la migración hacia fuera del Sistema Solar de la órbita de Neptuno, podrían haber originado también la migración de los objetos cercanos a Neptuno, enviandolos a regiones más externas del Sistema Solar, o expulsando dichos cuerpos hasta la zona conocida como Nube de Öort. Los que no se encontraron con Neptuno podrían haber permanecido en las cercanías de la zona donde se formaron, acumulando algunos de estos materiales en zonas de estabilidad orbital como los puntos de resonancia orbital (puntos de Lagrange estables), se conocen algunos de estos cuerpos en resonancia orbital con

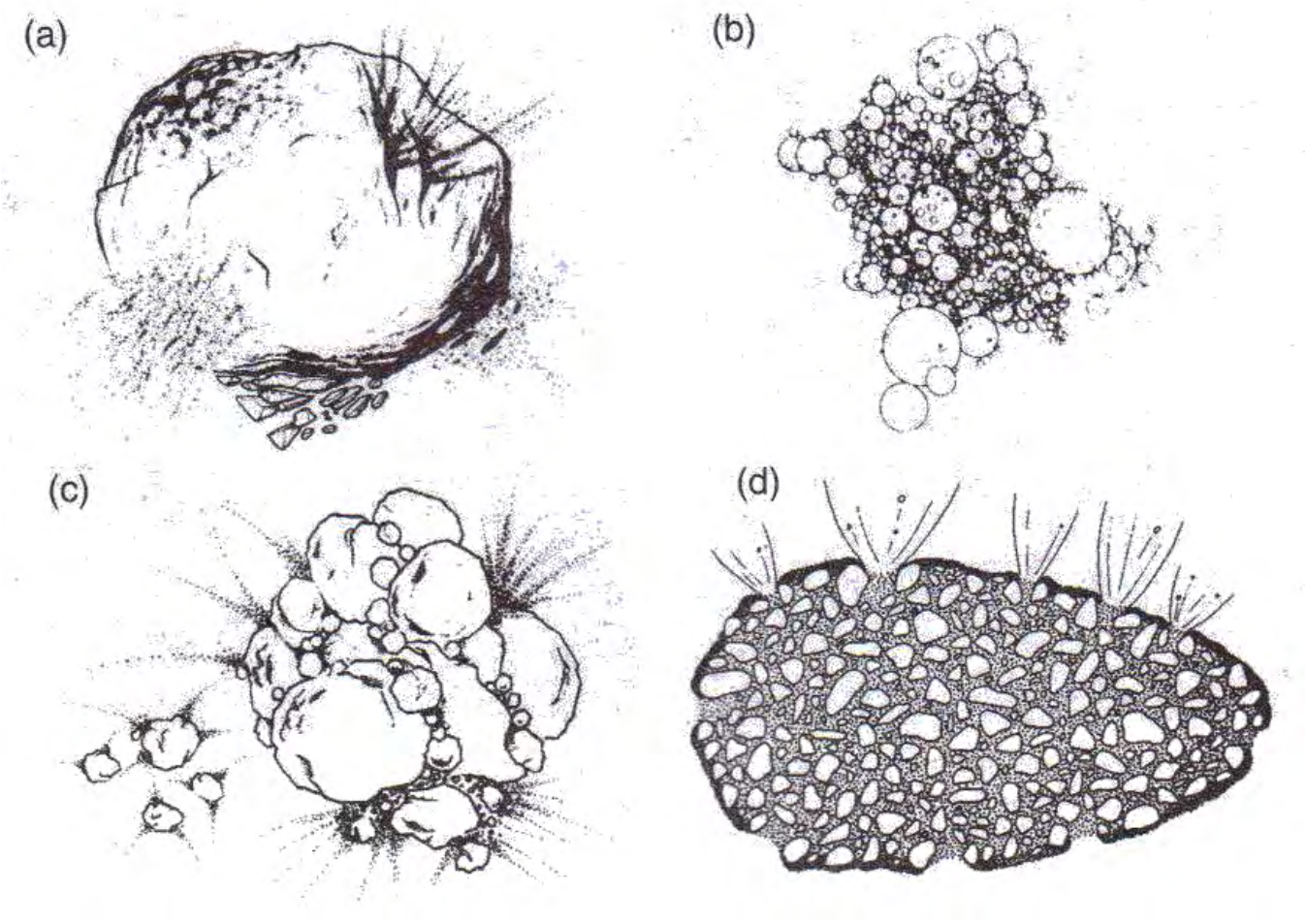

Figura 4: Modelos cometarios.

Neptuno, algunos en resonancias 1 : 2, 2 : 3 como el caso de los Plutinos (Barucci et al., 2004). El producto de las colisiones que sufra el objeto parecen inducir una cierta tonalidad en sus superficies, la cual queda marcada en la superficie de estos objetos como un sello o firma de su proceso evolutivo colisional (Barucci et al., 2004).

Algunos autores mencionan características que consideran muy intrigantes en relación al proceso evolutivo del cinturón de Kuiper, hablan de un supuesto déficit de masa en todo el disco, la inclinación inusual de la distribución orbital, la posible existencia de un límite interno y la aparente correlación entre colores y tamaños (Morbidelli et al., 2004). Se tiene evidencia que al parecer sustenta la existencia de múltiples procesos que han afectado las estructuras originales de los cuerpos trans-Neptunianos, contrariamente a lo que en un principio pensaban Edgeworth y Kuiper que en estas zonas, debido a su baja temperatura se pudieron haber conservado materiales prístinos de las afueras del Sistema Solar, es decir también los cuerpos de esta zona sufrieron evolución. Morbidelli y colaboradores (2004) consideran que la población Trans Neptuniana puede subdividirse en dos poblaciones. La primera, formada por los que tuvieron al menos algún encuentro cercano con Neptuno, de los cuales algunos pudieron salir expulsados hacia la nube de Öort, sufrieron migración en sus órbitas por causa de tales encuentros y formaron lo que se conoce como el Disco Disperso.

La segunda población es la de los que no se encontraron de cerca con Neptuno. Aquellos que pueblan el Cinturón de Kuiper propiamente, formado por aquellos objetos que no sufrieron migración en sus órbitas y permanecieron en las cercanías de la zona de su formación, entre 4 y 40 UA.

La figura 6 ilustra las 2 poblaciones principales del cinturón de Kuiper, que son, por una parte los cuerpos que se encuentran entre 30 y 50 UA y que no están en resonancia orbital con Neptuno, que constituyen los objetos del cinturón de Kuiper y los cuerpos que se encuentran mas allá de las 50 UA que forman la población conocida como disco disperso .

Otros autores proponen ciertos objetos a los que llaman 'clásicos´, como la superposición de dos poblaciones distintas. Una población estaría constituida por objetos primordiales con superficies rojas y con inclinaciones y tamaños que tienden a cero, mientras que la otra estaría formada por objetos con mayor grado de evolución, con inclinaciones y tamaños mayores y con menor diversidad de colores. Existe también una población que fue posiblemente expulsada

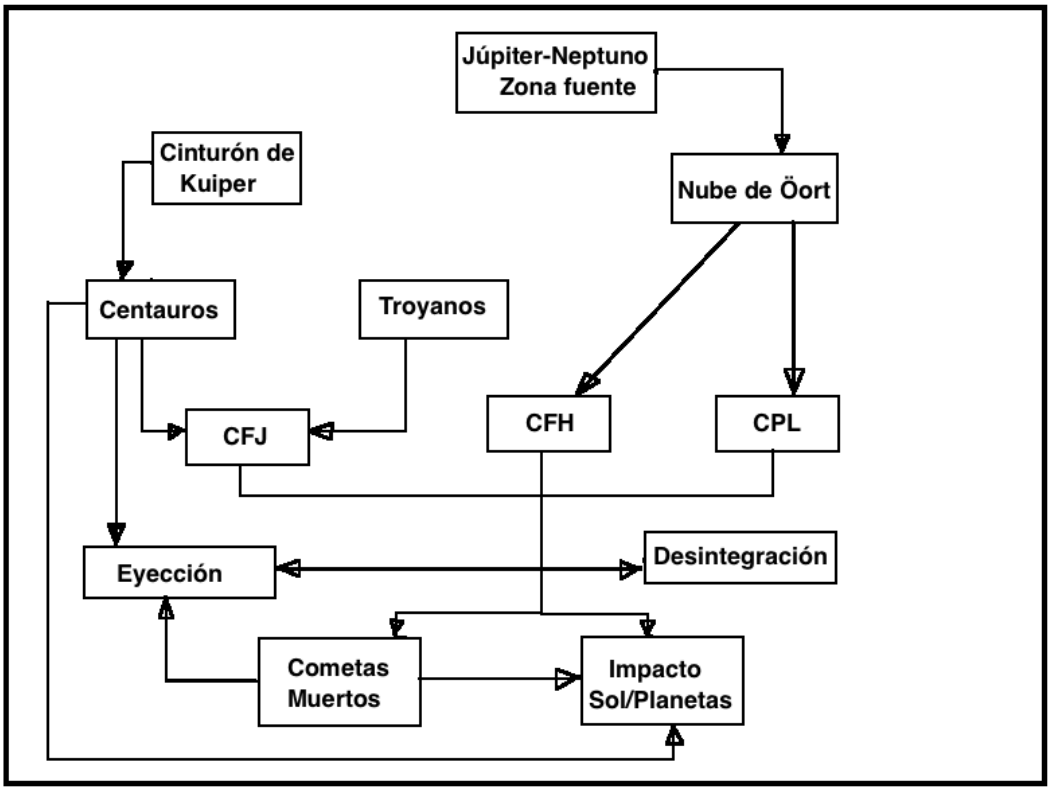

Figura 5: Esquema del origen y destino de los Objetos Trans-Neptunianos.

del Cinturón de Kuiper por medio de mecanismos de dispersión por influencias gravitacionales planetarias (Barucci et al., 2004).

Morbidelli y colaboradores (2004), mencionan una población de los llamados Centauros, cuerpos de hielo ubicados entre las órbitas de Júpiter y Neptuno, los cuales tienen características espectrales y de color muy similares a los Objetos Trans-Neptunianos y de ahí que Barucci y colaboradores (2004) propongan un posible origen común. Estos autores también mencionan la posibilidad de que tanto Centauros como los Objetos Trans-Neptunianos puedan ser cometas en estado latente que en condiciones adecuadas podrían comenzar a sublimar los materiales de su superficie, como ejemplo de este caso se puede mencionar a 2006 Chiron (Barucci et al., 2004). Se han detectado mediante análisis espectral, características de absorción de hielos de H_2O, hidrocarburos y posibles silicatos, aunque este método tiene los inconvenientes de que en general el valor del albedo es desconocido y han sido muy pocas las constantes ópticas determinadas para los posibles materiales presentes en cometas, por lo que se desconoce la reflectividad de tales cuerpos y por último la falta de desarrollo de modelos para el enrojecimiento superficial que puedan ser atribuible a otros materiales además de los modelos que se refieren a materiales orgánicos (Barucci et al., 2004). La figura 5 muestra un esquema del posible origen y destino de Objetos Trans-Neptunianos.

Los cometas son clasificados con base en el tamaño del semi-eje mayor de su órbita (a) y en su periodo (T), en tres principales categorías que son:

1. CFJ: Cometas de la Familia de Jupiter, tienen periodos orbitales menores a 20 años y órbitas con semi-ejes mayores $a < 7.4\ UA$.

2. CFH: Cometas Tipo-Halley, tienen periodos orbitales en el intervalo: $20 < T < 200$ años y órbitas con semi-ejes mayores en el intervalo $7.4 < a < 34.2\ UA$.

3. CPL: Cometas de Periodo Largo, tienen órbitas hiperbólicas o con periodos muy excéntricos $T > 200$ años y órbitas con semi-ejes mayores: $a > 40\ UA$ (Dones et al., 2004).

Los de las dos primeras categorías se piensa que tienen como fuente el cinturón de Kuiper, mientras que la Nube de Öort es considerada otra fuente de cometas además del cinturón de Kuiper. Se piensa que en esta región es la fuente de cometas de periodos muy largo o quizá muy excéntrico. Öort concluyó que los cometas de periodo largo deberían tener su origen en la nebulosa proto-planetaria y que éstos deberían acumularse en regiones más lejanas a $15 * 10^4\ UA$. Sugirió que esta población probablemente sufrió una migración desde la región de formación de los

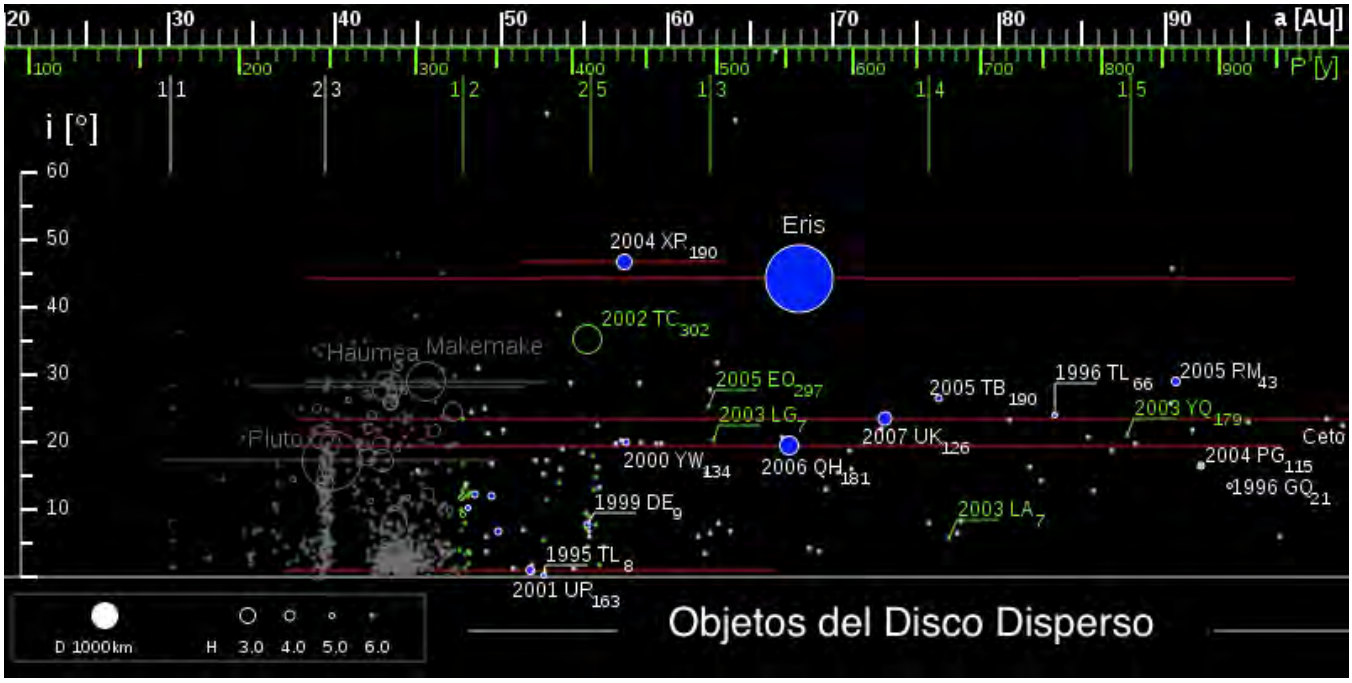

Figura 6: Objetos del Disco Disperso.

planetas gigantes de hielo entre 4 a 40 UA y que deberían ser zonas con muchos hielos para alimentar pequeños planetésimos que posiblemente fueron lanzados en órbitas que interceptan las de planetas interiores o bien fueron expulsados hacia las regiones exteriores del Sistema Solar donde orbitan formando en conjunto una nube.

Oort supuso que la nube se encuentra en equilibrio hidrodinámico y que es prácticamente isotrópica con una distribución que depende de las velocidades de los núcleos cometarios en la nube, e infiere un perfil de densidad que depende de la distancia al Sol (Dones et al., 2004). A continuación se mencionan algunas de las misiones más conocidas que han estudiado a ciertos cometas.

a) Misión Deep Space

En 2001 la NASA envió la misión Deep Space 1 para estudiar al cometa Borrelly. La sonda se acercó a 2171 km de este objeto, detectando que la superficie de su núcleo tiene un albedo entre 0.1 a 0.3 así como jets de gas y polvo en un 10 % de su superficie.

b) Misión Stardust

Esta misión fue creada por la NASA y destinada al cometa Wild 2 en 2004. La sonda se acercó al cometa a una distancia de 236 km, y por primera vez en la historia de la exploración espacial cometaria, se recolectaron muestras en la coma, las cuales fueron enviadas a la Tierra para su análisis. El núcleo es aproximadamente esférico con el semi-eje mayor del orden de 4 km, tiene un albedo de 0.3 ± 0.015 y, durante su cercanía al Sol presentó jets de gas y polvo.

c) Misión Deep Impact

En 2005 esta misión fue enviada al cometa Tempel 1, sobrevolando a 500 km de distancia del cometa. La sonda envío un proyectil que se impactó con la superficie cometaria transfiriéndole una energía de 19 GJ. El núcleo es casi redondo y mide 6 km en su semi-eje mayor y posee un albedo entre 0.02 a 0.06. Después del impacto, se analizó la columna de material eyectado (aproximadamente 10^6 kg de material) detectándose partículas con diámetros entre 1 y 100 mm y formadas de agua, hielo de agua, compuestos carbonosos, silicatos cristalinos y polvo. Se analizó también el espectro de emisión del material eyectado y coincide con la composición química observada en el cometa Hale-Bopp.

El laboratorio LINEAR (Lincoln Near Earth Asteroid Research) del MIT, pudo observar en el año 2000 un nuevo cometa muy brillante y cómo éste se partió espontáneamente, en pedazos de aproximadamente 500 m, debido quizá a fuerzas de marea de ordenes de magnitud entre 10^2 a 10^4 Pa. Se detectaron elementos volátiles y hielos en su interior, así como polvo y gran porosidad, se observó una composición uniforme, es decir no diferenciada, abundancia de hielos en el núcleo de entre 80 a 90 % de H_2O y aproximadamente un 10 % de CO_2.

Capítulo 3. Polvo y procesos físicos en el medio interplanetario

3.1. Origen.

La búsqueda del origen del polvo en el Sistema Solar surgió aparentemente desde tiempos muy antiguos, con las observaciones que se hicieron en el pasado de fenómenos relacionados con su detección en nuestro planeta, tales como la luz zodiacal y las llamadas "estrellas fugaces", que en realidad son meteoroides y polvo que cruzan nuestra atmósfera. Todos estos fenómenos permanecieron por mucho tiempo sin estudiarse teóricamente, es a partir de una gran recolección de información observacional de estos fenómenos que empiezan a elaborarse modelos teóricos para su entendimiento.

Todo esta información recolectada en el siglo pasado y la teoría desarrollada hasta la fecha han sido apoyadas por la reciente exploración espacial que ha permitido crear mejores modelos de la dinámica del polvo en el Sistema Solar.

Por otro lado, el estudio del polvo está vinculado con el entendimiento de la evolución del Sistema Solar, ya que mediante estudios en laboratorio para conocer las abundancias de ciertos isótopos es posible realizar modelos de la naturaleza de nuestro Sistema Solar. Se consideran las posibles abundancias de estos elementos en la nube de la que se formó nuestro Sistema Solar y sus tiempos conocidos de vida para proponer un determinado proceso evolutivo y por consiguiente la edad del objeto de estudio. Por ejemplo, como el Be^{10} decae en B^{10}, sabiendo el tiempo de decaimiento y la concentración actual de B^{10}, se puede saber la concentración inicial de Be^{10}.

Por otro lado, se han analizado algunas muestras de las que se han obtenido edades más grandes que la del Sistema Solar y se ha propuesto que son de naturaleza pre-solar, tales como las CAI's del inglés *Calcium Aluminium-rich Inclusions* o (Inclusiones-ricas en Calcio y Aluminio) y los cóndros, que se piensa fueron los primeros cuerpos que se formaron en el Sistema Solar.

Se han observado también grandes cantidades de deuterio en muchas partículas de polvo, en un factor de 800 a 1000 veces mayor al promedio medido en el medio interplanetario, razón $D/H = 8 * 10^{-3}$, lo cual podría significar una evolución similar a la de asteroides tipo C, es decir de tipo carbonoso. Este tipo de anomalías de deuterio han sido encontradas mayormente en silicatos hidratados y algunas variedades de piroxenos (Swamy, 2005).

La figura 7, representa un esquema de las zonas donde existen cierto tipo de partículas en el medio interplanetario. Según sus tamaños y masas, se agrupan en ciertas regiones según su distancia al Sol.

En regiones cercanas al Sol, particularmente a distancias menores a 0.3 radios solares ($1R_S = 7 * 10^{10}\ cm$) del Sol, la mayor parte de las partículas sólidas se evaporan por completo, por lo que existe una zona prácticamente libre de polvo cuya transición comienza a partir de esta distancia y que puede considerarse como un sumidero de partículas. En la figura 7 se muestran la zonas fuentes de polvo en el medio interplanetario. Más allá de la órbita de Júpiter, a 5.2 UA, la cantidad de polvo también disminuye casi por completo (Mann, 2009), dando a la nube de polvo que envuelve al Sistema Solar una forma similar a la de un oblato achatado como un disco con una hueco en el centro donde se encuentra el Sol. En el medio interplanetario existen cinco poblaciones de meteoroides de acuerdo con los datos obtenidos por las sondas espaciales Galileo y Ulises, las cuales se ajustan a cuatro poblaciones de meteoroides interplanetarios que describen órbitas keplerianas y una más que se desplaza en órbitas hiperbólicas y que proviene del medio interestelar (Grün et al., 1997).

De acuerdo con Grün y colaboradores (1997), se conoce como meteoroides a los cuerpos interplanetarios cuyas dimensiones van desde algunas micras hasta varios centímetros, los más grandes dejan un rastro visible de gases ionizados y materiales de evaporación cuando entran en la atmósfera terrestre. Aquellos que son más grandes que 10 cm de diámetro y entran con velocidades mayores a 10 km/s, logran alcanzar la superficie de la Tierra y son los que conocemos como meteoritos (Grün, 2006). Parte del material producto de los procesos de ablación de los meteoroides que entran en nuestra atmósfera se condensa nuevamente para formar pequeñas esferas conocidas como "esférulas cósmicas", que caen después sobre la superficie y son recolectadas en los casquetes polares, principalmente en la Antártida. Se estima que en la Tierra caen cerca de 40 toneladas de polvo diariamente (Grün, 2006).

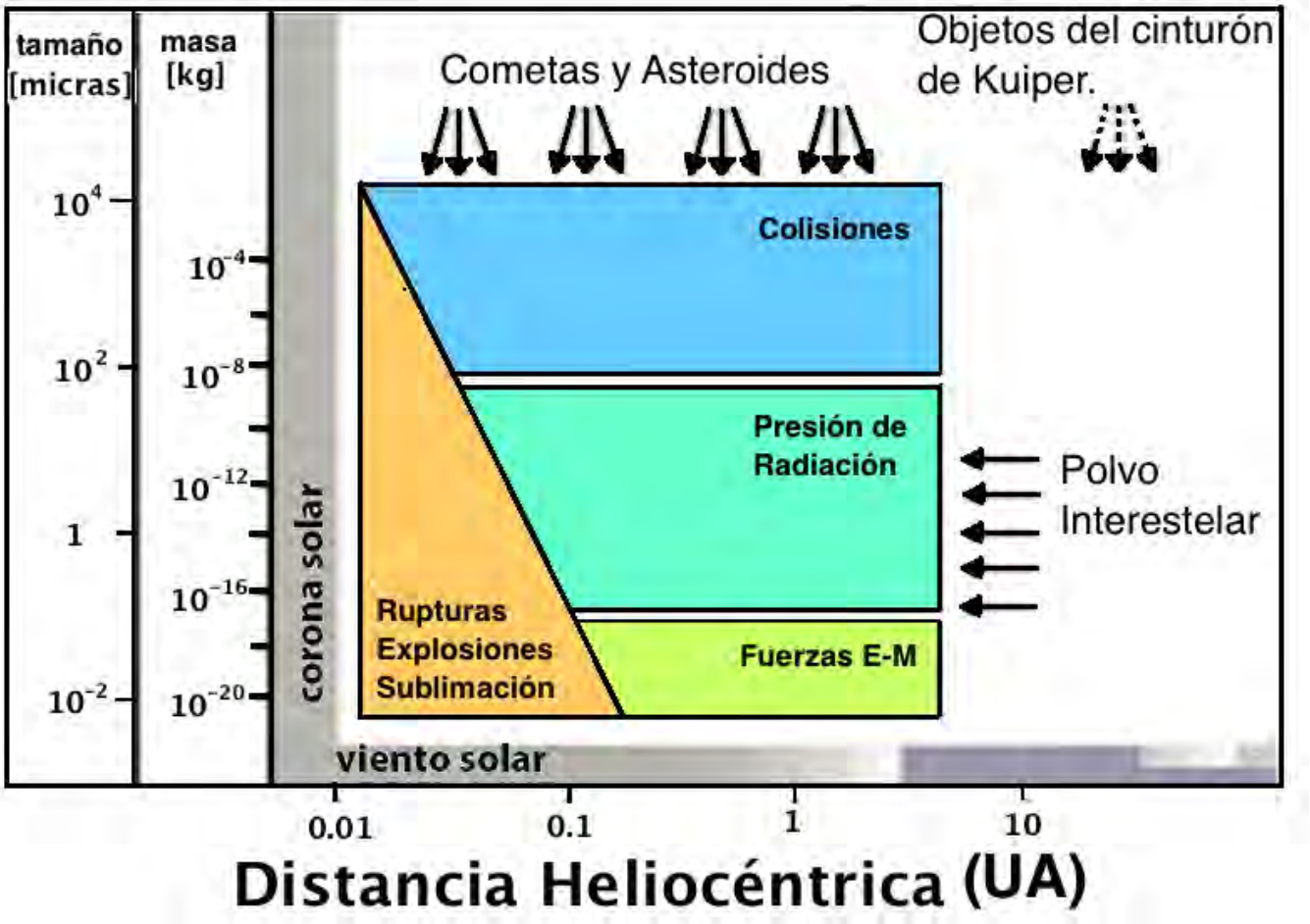

Figura 7: Fuentes (zonas en color y polvo interestelar) y sumideros (zona libre de polvo) de la nube de polvo en el Sistema Solar.

Algunas de las partículas que entran en la atmósfera permanecen suspendidas en regiones como la estratosfera, las llamadas *Partículas de Polvo Interplanetario* o PPI's. Estas son recolectadas de la estratosfera mediante detectores de partículas a bordo de aviones supersónicos que barren esta capa de la atmósfera terrestre. Sus diámetros están entre 1 y 50 μm, se desaceleran al entrar a la atmósfera aproximadamente a 100 km de altura y se asientan a los 20 km en la estratosfera. El material recolectado se analiza con equipo micro-analítico como el SEM (Scanning Electron Microscopy) y el SIMS (Secondary Ion Mass Spectrometers), ambos microscopios de resolución micrométrica, pueden detectar distribuciones de elementos individuales o isótopos (Grün, 2006).

Con base en este tipo de análisis se sabe que el 60 % de las PPI´s están formadas de material condrítico, el 30 % son de hierro-sulfuro-níquel y el 10 % corresponden a los silicatos como el olivino y el piroxeno. Las PPI's son mayormente agregados porosos de texturas rugosas y debido a que muestran gran cantidad de elementos volátiles en comparación con las cóndros tipo CI ver Tabla II, quizás sean material muy primitivo del Sistema Solar (Grün, 2006).

Anteriormente mencionamos que en algunas partículas de polvo interplanetario existen materiales que presentan ciertas anomalías isotópicas que no están presentes en el Sol, por los que se piensa pueden ser de origen previo a la formación de éste como las GEMS, (Glass with Embedded Metal and Sulfides) o en español, (Vidrio con Incrustaciones de Metales y Sulfuros) y que son parte de la mayoría de las condritas de tipo poroso (Grün, 2006).

3.2. Observaciones

Distribuciones observadas mediante artefactos espaciales

Lo que se ha buscado con la mayoría de las misiones espaciales destinadas al estudio del polvo interplanetario es poder crear un perfil de la forma de la nube zodiacal, sugiriendo una forma oblata con un hueco en el centro donde se ubica el Sol y un zona cercana a él que prácticamente esta libre de polvo, es decir, la estructura de la nube se parece más a un toroide donde la zona libre de polvo se localiza entre el Sol y 0.3 radios solares, zona que corresponde a

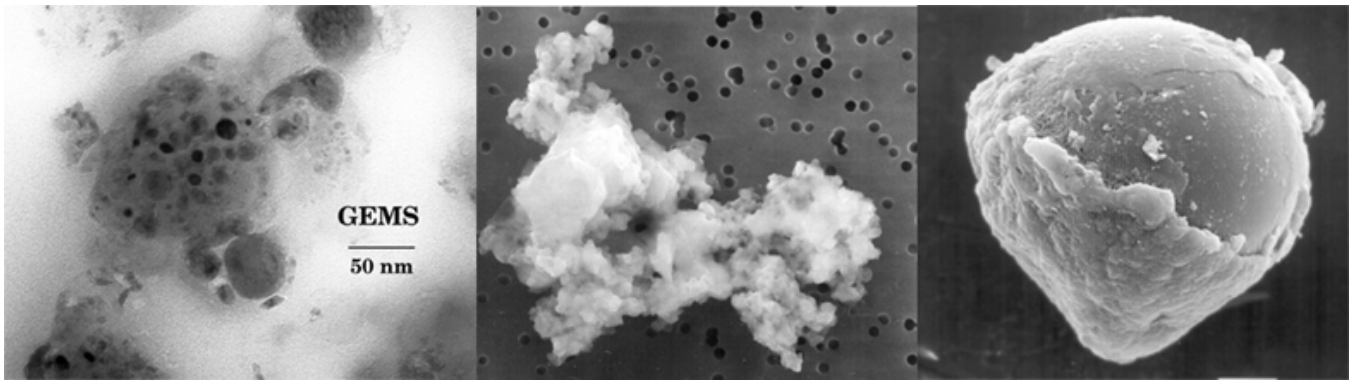

Figura 8: Partículas de polvo interplanetario, (*www.nasa.gov*).

la llamada "zona de sublimación" de partículas sólidas. En esta región son evaporadas casi todas las partículas de polvo y algunas de ellas son expulsadas del Sistema Solar, estas últimas partículas son conocidas como *meteoroides* β. La mayor parte de las partículas de la nube se concentran cerca del plano de la eclíptica y su brillo es el promedio de la dispersión de todas las partículas de todos los tamaños, composiciones y estructuras que se encuentren en el camino óptico entre la nube y el observador.

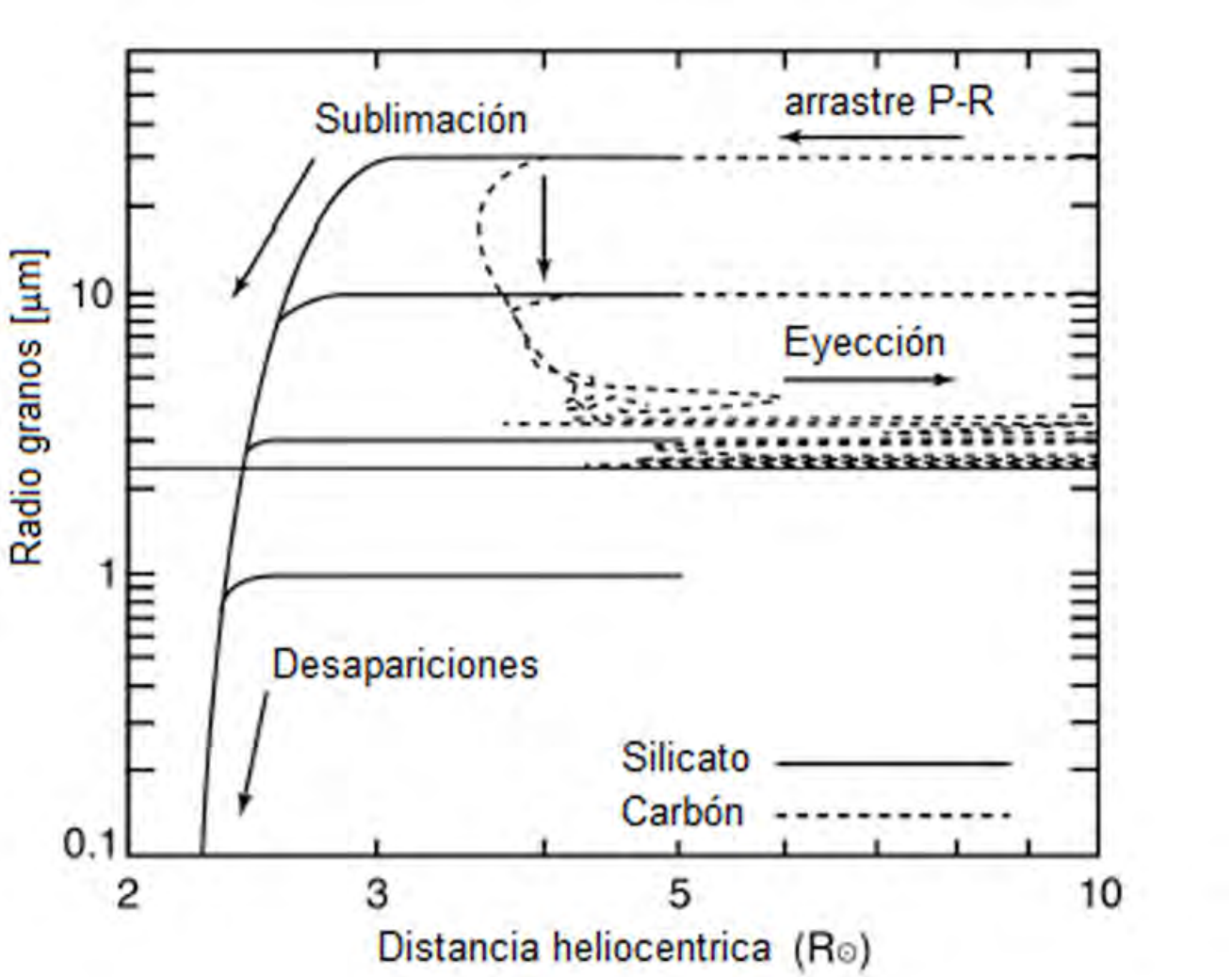

Figura 9: Diagrama de la distribución de tamaño de las partículas de polvo en la region cercana al sol (Mann et al., 2010).

La figura 9 muestra la distribución del tamaño de las partículas de polvo *vs* la distancia para partículas sublimándose cerca del Sol. Esta figura muestra el caso para partículas sólidas de carbón (líneas punteadas) y partículas de silicatos (línea sólida).

A partir de las mediciones de dispersión, hechas por sondas espaciales, se obtiene una distribución a gran escala de la nube.

Los registros de Galileo y Ulises comprenden la zona entre 0.7 a 5.4 UA de distancia heliocéntrica y como la sonda Ulises se desplazó en un plano casi perpendicular al plano de la eclíptica, entre ± 79 grados de latitud. De ambas misiones se obtuvo información radial y latitudinal de la distribución del polvo en la zona interior del Sistema Solar, encontrándose básicamente dos tipos de partículas, a saber:

- a) Micrometeoroides interplanetarios con masas de entre 10^{-16} a 10^{-6} gramos, a distancias heliocéntricas menores a 3 UA y por abajo de los 30 grados de latitud.

- b) Una población de granos interestelares de masas de entre 10^{-14} a 10^{-12} gramos, a distancias heliocéntricas mayores a 3 UA y a latitudes mayores a 50 grados, las cuales se mueven en órbitas hiperbólicas con flujos de $1.5 * 10^{-4}\ m^{-2}s^{-1}$ (Grün et al., 1997).

Para analizar a las cinco poblaciones de meteoroides interplanetarios en función de sus órbitas, se usa el factor $\beta = F_{rad}/F_{grav}$ (Grün et al., 1997). Las cuatro poblaciones que se mueven en órbitas keplerianas corresponden a $\beta < 0.5$ mientras que la población hiperbólica se relaciona con $0.5 < \beta < 1$ (Grün et al., 2001).

Además de las sondas Galileo y Ulises, existen otras misiones espaciales que han estudiado al polvo en el medio interplanetario, algunas de las cuales se muestran en la tabla III.

En la tabla III, las columnas 3, 4 y 5 contienen respectivamente los datos de la distancia de operación, del umbral de masa detectada y del área de interacción a la que operaron estos artefactos espaciales en su viaje a través del Sistema Solar (Weissman, 2007).

Tabla III: Misiones interplanetarias que han recolectado partículas de polvo.

MISION	LANZAMIENTO (año)	DISTANCIA (UA)	MASA UMBRAL (g)	AREA (m^2)
Pioneer 8	1967	$0.97 - 1.09$	$2.0 * 10^{-13}$	$9.4 * 10^{-3}$
Pioneer 9	1968	$0.75 - 0.99$	$2.0 * 10^{-13}$	$7.4 * 10^{-3}$
HEOS 2	1972	1	$2.0 * 10^{-16}$	0.01
Pioneer 10	1972	$1.0 - 18$	$2.0 * 10^{-6}$	0.26
Pioneer 11	1973	$1.0 - 10$	10^{-8}	0.26
Helios 1,2	1974, 1976	$0.3 - 1$	10^{-14}	$1.2 * 10^{-2}$
Galileo	1989	$0.7 - 5.3$	10^{-15}	0.1
Hiten	1990	1	10^{-15}	0.01
Ulises	1990	$1 - 5.4$	10^{-15}	0.1
Cassini	1997	$0.7 - 10$	$2 * 10^{-16}$	0.1
Nozomi	1998	$1 - 1.5$	10^{-15}	0.01

Flujos de partículas

Ulises detectó flujos intensos de polvo sub-micrométrico a grandes velocidades, de varios cientos de km/s, a la distancia de 40 millones de kilómetros de Júpiter, mientras que Galileo hizo mediciones de la magnetósfera de Júpiter, detectando una modulación en la tasa de impactos de partículas acopladas periódicamente con Júpiter y con su campo magnético (Grün, 2006). Por otro lado, la sonda Cassini observó haces de polvo emanando de los anillos A y E de Saturno, compuestos básicamente de cloruro de sodio y compuestos sulfurosos, así como partículas muy energéticas saliendo de los volcanes de Io, detectadas también por las sondas Galileo y Ulises (Grün, 2006).

Con las mediciones de Galileo y Ulises se logró determinar la distribución de las partículas de polvo y la naturaleza u origen de gran parte de los flujos de partículas registradas en su trayectoria. Ulises viajó de -79 grados a $+79$ grados de latitud sobre el plano la eclíptica y a distancias de entre 0.7 a 5.4 UA (Grün et al., 1997).

La figura 10, muestra la tasa de impactos de partículas observada por Ulises durante su paso a través de la eclíptica, lo cual ocurrió el 12 de marzo de 1995 (Grün et al., 1997). La escala superior en la figura 10 es la máxima latitud alcanzada por la sonda. Los modelos de los cálculos de la tasa de impactos detectados por Ulises durante su paso en dirección sur-norte a través del plano de la eclíptica se muestran con las líneas. Ulises detectó básicamente dos tipos de contribuciones de polvo, el de tipo interplanetario en órbitas acotadas y otra de polvo interestelar en trayectorias hiperbólicas o no acotadas, así como la suma de ambas.

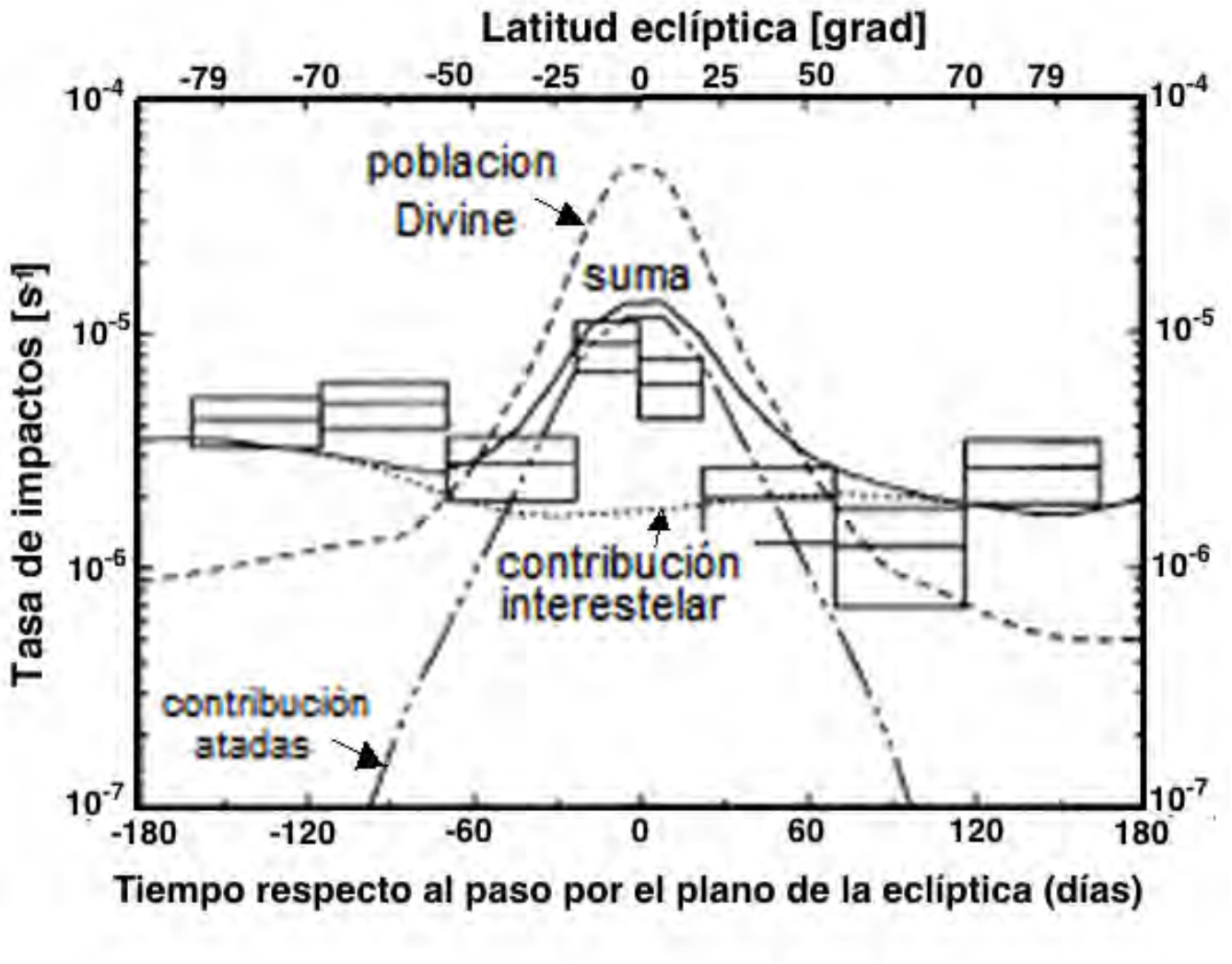

Figura 10: Tasa de impactos de partículas micrométricas y nanométricas detectadas por la sonda Ulises en su recorrido sobre el plano de la eclíptica.

la linea central de las cajas en la gráfica representa el valor promedio de la tasa de impactos y las alturas de la caja representan la desviación estándar de los datos encerrados por la caja.

Análisis físico y químico

Para hablar del tema del polvo interplanetario es necesario hablar de su evolución, para lo cual es necesario hablar de los procesos a los que está sujeta la mayor parte de las partículas de polvo en el Sistema Solar. En prácticamente todos los rangos de tamaños de polvo presente en el medio interplanetario se manifiestan las fuerzas que rigen la dinámica del Sistema Solar, es decir la fuerza de gravedad y la presión de radiación principalmente, aunque existen otras fuerzas de arrastre y magnéticas que influyen en las partículas de menor tamaño. Hasta ahora hemos hablado de la evolución del Sistema Solar y de las teorías relativas a este proceso, de la formación de los cuerpos y de su distribución por el Sistema Solar, de su interacción y clasificación con base en sus características, tanto físicas como químicas, hablamos también de los cometas y los asteroides, de su formación y clasificación, de los tipos de asteroides que existen y de los diferentes modelos cometarios, de las diversas firmas evolutivas que se encuentran registradas sobre las superficies de los asteroides, o bien, conservadas en hielos cometarios que posteriormente se evaporaron cuando estos cuerpos se acercaron al Sol, dejando los rastros de su trayectoria. Estos registros son los que nos permiten inferir la naturaleza de tales cuerpos. Su estructura interna y de su composición resultan ser muy complejas, se han encontrado una gran diversidad de elementos en estos cuerpos, como es el caso del material orgánico detectado en asteroides o bien, el material refractario conservado en cometas, por lo que el problema de rastrear el linaje de estos cuerpos, en nuestro Sistema Solar no es del todo sencillo.

Es posible considerar esta complejidad en la datación y determinación del linaje de los cuerpos interplanetarios como una consecuencia de todos los procesos físicos y químicos actuando en conjunto y que además éstos dejan rastros de sus efectos acumulativos a lo largo de la vida de nuestro Sistema Solar. Dentro de estos procesos podemos

citar a las interacciones orbitales, resonancias y perturbaciones orbitales, brechas caóticas, los procesos colisionales evolutivos que modelan la superficie de objetos sin atmósfera, las fuerzas de marea, el procesamiento de superficies por colisiones, el calentamiento, la erosión y la sublimación entre otros.

Mas la parte quizá mas importante de todo este proceso evolutivo sea la dinámica en la que interactúan las fuerzas principales, presentes en el Sistema Solar. En primer lugar, tenemos a la fuerza de gravedad ejerciendo su influencia sobre todos los cuerpos del Sistema Solar, después, la presión de radiación solar o la presión ejercida por el viento solar sobre todos los cuerpos que alcanza, las fuerzas de arrastre como el arrastre Poynting-Robertson sobre partículas muy pequeñas, o la fuerza de Lorentz actuando sobre partículas eléctricamente cargadas. En general todas estas fuerzas, menos la gravitacional por supuesto, tienen el efecto de desviar ligeramente a los cuerpos fuera de sus trayectorias elípticas un poco cada vez, por lo tanto son las responsables de que algunos de los cuerpos en el medio interplanetario estén cambiando constantemente la forma de sus órbitas.

Al hablar de las fuerzas o de los procesos físicos estamos hablando de la suma de fuerzas presentes en el Sistema Solar y de determinar los rangos o dimensiones en los que actúa cada una de ellas. Observaremos particularmente, la relación entre la fuerza de gravedad y la fuerza de presión de radiación, y entre la fuerza de gravedad y la fuerza de Lorentz. Bajo estas consideraciones vamos a desarrollar un modelo de una partícula hipotética del sistema solar, la cual se encontrará sujeta a las fuerzas gravitacional y de Lorentz, y posteriormente haremos una comparación entre la fuerza gravitacional y la fuerza de presión de radiación para tal partícula mediante el parámetro β.

3.3. Procesos Físicos en el Sistema Solar

Los procesos físicos que tienen lugar en el Sistema Solar son diversos, en particular, los que nos interesan son los relacionados con la presión, ya que en general, los fenómenos de presión implican la existencia de alguna fuerza. La fuerza de gravitación representa la principal influencia sobre todos los cuerpos del Sistema Solar, desde los más grandes hasta los más pequeños, como es el caso del polvo, actuando sobre los planetas o hasta la misma nube de Öort.

Las otras dos fuerzas a considerar son la fuerza de presión de radiación y la fuerza de Lorentz. Vamos a considerar por una parte el problema únicamente de la fuerza de Lorentz actuando junto con la fuerza de gravedad. Tal consideración supone una cierta simplicidad en el modelo, el cual podría ser tomado como referencia para modelos posteriores más completos dentro del marco más general de las fuerzas presentes en nuestro Sistema Solar. La fuerza de Lorentz ejercerá un arrastre sobre partículas cargadas eléctricamente en su superficie, las cuales se cree que tienen tamaños cercanos a 10^{-10} cm de radio (Grün et al., 2001).

Reduciendo el problema de los tres cuerpos al de dos cuerpos orbitando uno alrededor del otro cuando la tercer masa es despreciable, algunos autores, Grün y colaboradores (2001), consideran que las fuerzas entre los cuerpos presentes en el Sistema Solar, en el caso de cuepos que se desprenden de otros, actúan dentro de un radio de influencia, que depende del radio orbital del cuerpo padre. Donde R representa el radio alrededor del cuerpo padre en el que estará confinado el tercer cuerpo o hijo, a la acción de las fuerzas de los otros dos.

Las partículas de polvo en el Sistema Solar también pueden adquirir carga eléctrica superficial por exposición a la radiación electromagnética solar, más precisamente al viento solar, del cual se desprenden electrones que se adhieren a la superficie de las partículas, además de procesos de ionización por impacto del viento solar, fotones y partículas de alta energía que golpean la superficie de las partículas, por la que puede darse el fenómeno de emisión fotoeléctrica, o bien por el impacto de piones de alta energía que puede producir la emisión secundaria de electrones y por emisión de iones térmicos producidos también por la incidencia de la radiación solar.

En la mayoría de los modelos desarrollados para partículas de este tipo se supone, por lo general, que estos cuerpos pequeños tienen forma esférica y que la carga eléctrica está distribuida de forma homogénea por toda su superficie, la cual viene dada por $Q = aU$, donde a es el radio de la partícula y U es el potencial superficial de equilibrio para cada partícula. El potencial superficial de equilibrio tiene un valor determinado para cada elemento. Por ejemplo a $1\ UA$, tenemos: $U = 3.4(+0.02/-0.01)\ volts$ para el calcio y $U = 3.2(+0.5/-0.05)\ volts$ para el silicio. El valor de U también depende de las variaciones en la intensidad del viento solar (Mann, 2009), en lo sucesivo vamos a considerar $U = +5\ volts = 0.016\ statV$ como valor promedio para partículas en el medio interplanetario.

El parámetro β muestra el cociente entre la fuerza de gravedad y las otras fuerzas presentes en el Sistema Solar. Este parámetro es prácticamente constante en todo el Sistema Solar ya que no depende del radio orbital o distancia heliocéntrica a la que se mida, aunque en las regiones cercanas al Sol ($< 0.1\ UA$) aumenta la intensidad de F_r y F_L, de manera que también lo hace β (Mann et al., 2004), esta razón determina qué tan atados o qué tan libres se encuentran los cuerpos orbitando alrededor del Sol, esto es, cuál de las dos fuerzas tomadas en consideración es la que domina y cuál es su radio de influencia.

β se define como el cociente de F_r y F_g (Mann, 2009), es decir:

$$\beta = \frac{F_r}{F_g} \tag{1}$$

Algunos autores (Grün et al., 2001), han demostrado que, en caso de que las partículas de polvo del Sistema Solar fueran liberadas en algún momento del cuerpo padre, es decir, el cuerpo al que están atadas, la excentricidad de las órbitas resultantes estaría relacionada con el parámetro β según la ecuación 2.

$$e_d = \frac{e_p - \beta}{1 - \beta} \tag{2}$$

donde e_d es la excentricidad de la partícula hija y e_p es la excentricidad de la partícula padre.

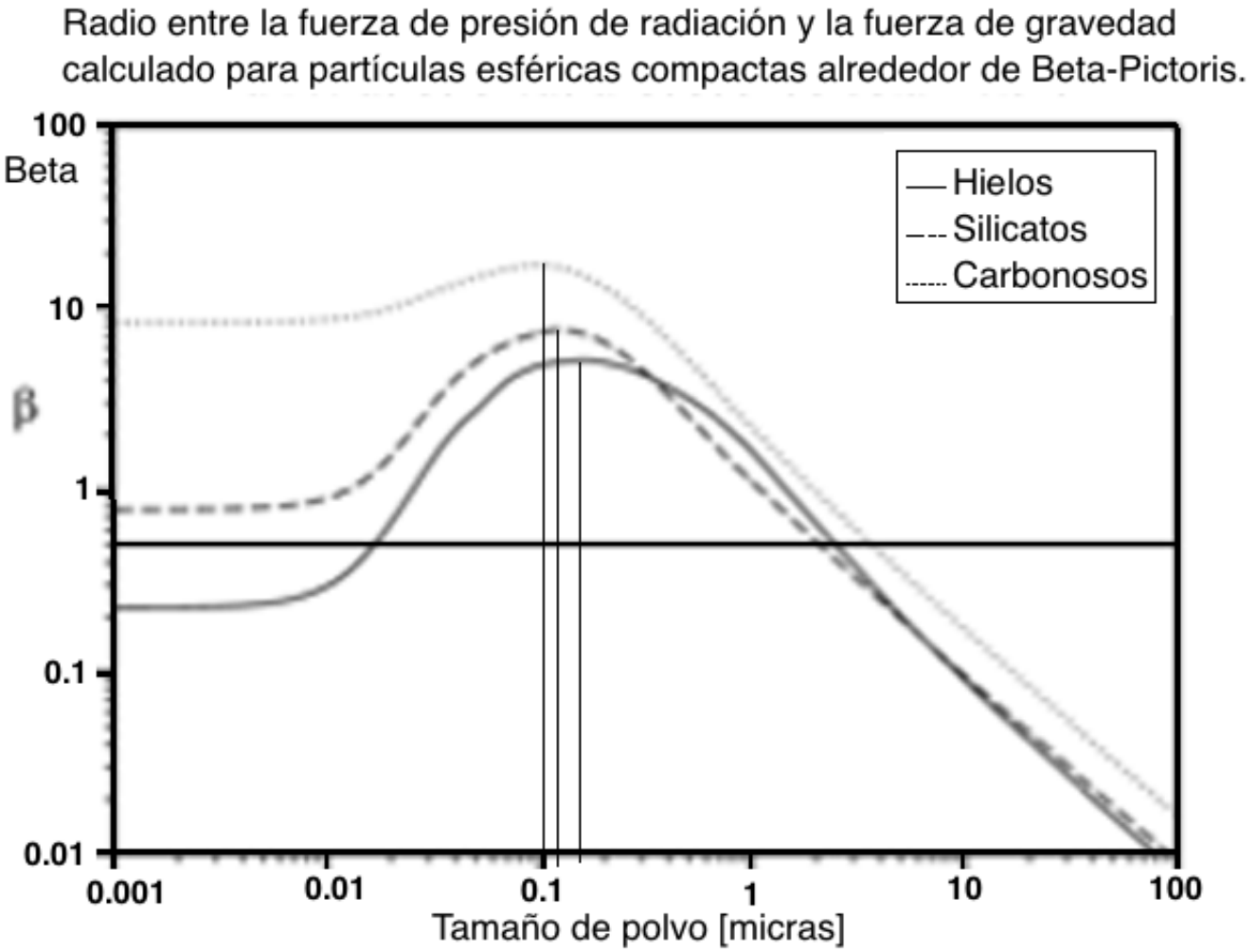

Figura 11: Relación entre β y el tamaño s de la partícula, la figura fue tomada de (Mann, 2009).

La figura 11 muestra el cociente entre la presión de radiación y la fuerza de gravedad calculada para granos de polvo esféricos alrededor de beta Pictoris.

Fuerza gravitacional

Esta es la fuerza debida a la presencia de la materia en el espacio y en este caso a la presencia de una estrella central que posee el 99.9 % de toda la materia que había disponible para formar nuestro Sistema Solar. Esta fuerza se define en términos de la segunda ley de Newton o ley de la gravitación universal y esta dada de la siguiente manera:

$$F_G = -G\frac{M * m}{r^2} \tag{3}$$

O bien, si la expresamos en términos vectoriales tenemos:

$$m\frac{d^2\mathbf{r}(t)}{dt^2} = -G\frac{M * m}{r^3}\mathbf{r}(t) \tag{4}$$

donde en este caso r es el radio orbital o la distancia heliocéntrica.

Fuerza de presión de radiación

Esta fuerza es el resultado del empuje que ejerce la radiación emitida por el Sol sobre los cuerpos del Sistema Solar. Esta fuerza es directamente proporcional a la intensidad luminosa que incide sobre una cierta área de un cuerpo dado, a la eficiencia de dicha presión de radiación e inversamente proporcional al cuadrado de la distancia a la fuente luminosa, es decir

$$F_R = \frac{L * A}{4\pi c r^2} < Q_R > \tag{5}$$

Donde $< Q_R >$ se define como el promedio de la eficiencia de presión de radiación, es decir, el valor esperado de Q_R sobre todo el rango de longitudes de onda contenidas en dicha radiación, tal valor cual depende de las características ópticas del sistema en cuestión. De manera que la eficiencia de la presión de radiación depende de la eficiencia de absorción Q_{abs} y de la eficiencia de dispersion Q_{disp}, es decir, $Q_R = Q_{abs} + Q_{disp}(1 - g)$, donde g es un parámetro de asimetría, en lo sucesivo este valor lo voy a considerar igual a 1 (Grün et al., 2001).

El cociente entre la fuerza de presión de radiación y la fuerza de gravedad es:

$$\beta = \frac{L * A}{4\pi G M m c} \tag{6}$$

donde M es la masa del Sol y m la masa de la partícula o cuerpo en cuestión sobre el que la radiación incide, L representa la luminosidad estelar, c la velocidad de la luz, A es el área de la sección transversal de una partícula de polvo que se supone esférica y G la constante de gravitación universal (Mann, 2009).

Fuerza de Lorentz

Recordando la definición $F_L = q(\mathbf{v} \times \mathbf{B})$, donde $\mathbf{v}$ es la velocidad relativa entre la partícula de polvo y el viento solar, q es la carga superficial de la partícula y $\mathbf{B}$ es el vector campo magnético solar, F_L cambia cuando la partícula atraviesa distintos sectores del campo magnético, por lo cual se considera que estos cambios influyen a su vez sobre los parámetros orbitales *a, e, i* (Mann, 2009).

Se ha estimado que para nuestro Sistema Solar se pueden distinguir los siguientes casos de dinámica de partículas con base en sus tamaños: para $m < 10^{-18}\ kg$ prácticamente han sido evaporadas en la heliopausa, para $m < 10^{-17}\ kg$ sufren deflexión por el campo magnético solar, para masas $10^{-17} < m < 10^{-16}\ kg$ sufren repulsión por presión de radiación y para partículas con masas $m > 10^{-16}\ kg$ éstas pueden sufrir el efecto de lente gravitacional tal como la luz, es decir pueden sufrir deflexión en sus trayectorias debido a los efectos gravitacionales de cuerpos altamente masivos que se encuentren muy cercanos (Mann, 2009).

Por otra parte, tanto F_R como F_L aumentan de intensidad en las regiones más cercanas al Sol, por lo que su efecto sobre las partículas de polvo también es mas notable, es decir, β aumenta cuando s disminuye, tal que para partículas con $s > 10\mu m$, la influencia del campo magnético deja de ser importante, mientras que para tamaños menores si es significativa (Mann et al., 2004).

Los siguiente procesos los incluyo por completar el marco teórico, ya que en el planteamiento del modelo a desarrollar, no estarán incluidos los siguientes procesos, es decir, solo serán dos nuestros casos de interés, las fuerzas de presión de radiación y de Lorentz en relación cada una con la fuerza de gravedad.

Presión del viento solar

Es la presión que ejercen las llamaradas de plasma solar que salen expulsadas de la superficie del Sol hacia el Sistema Solar y que contienen gran cantidad de partículas ionizadas y de alta energía. En este caso la magnitud de esta fuerza depende directamente de la velocidad de dicho viento, del área sobre la que actúe, de la eficiencia de la presión de viento solar, así como de la tasa de pérdida de masa de la estrella e inversamente proporcional al cuadrado de la distancia heliocéntrica (Mann, 2009):

$$F_{sw} = \frac{A * M * v_{sw}}{4\pi r^2} < Q_{SW} > \tag{7}$$

Donde M es la tasa de pérdida de masa de la estrella, $< Q_{sw} >$el factor de eficiencia en la transferencia de momento del viento solar y v_{sw} es la velocidad del viento solar, una vez mas se calcula el factor β entre esta fuerza y la fuerza de gravedad y se tiene:

$$\beta = \frac{A * M * v_{sw}}{4\pi G * M_{sol} m} < Q_{SW} > \tag{8}$$

La cual, una vez más, no depende de r, el radio orbital. Se ha calculado que, para el caso de nuestro Sistema Solar, tiene un valor cercano a 10^{-3} (Mann, 2009), Este valor fue obtenido con base en observaciones y datos del sistema β Pictoris.

Arrastre Poynting-Robertson

Este efecto provoca la caída en espiral de ciertas partículas que pierden energía orbital por acción de una componente no radial de fuerza, la cual actúa disminuyendo su velocidad de traslación y cambiando la forma de la órbita de la partícula. La fuerza de presión de radiación no es perfectamente radial y actúa en sentido opuesto a la dirección de movimiento de la partícula provocando la consecuente pérdida de momento angular en ésta y su posterior caída en espiral hacia el Sol, de manera que, al entrar en la región libre de polvo, puede ser evaporada o bien expulsada del Sistema Solar en forma de *meteoroide* β. Se estima que los tiempos de caída del meteoroide hacia el Sol τ_r dependen inversamente del factor β. En este caso τ_r está dado por (Mann, 2009):

$$\tau_r = \frac{r^2 c}{G * M_{sol} \beta} \tag{9}$$

donde r es la distancia heliocéntrica, c es la velocidad de la luz y G la constante de gravitación universal. Si se considera la presencia del arrastre Poynting-Robertson es posible que las condiciones para que el momento angular de la partícula se conserve no se cumplan ya que dicho arrastre contribuye con la componente no radial de la suma de fuerzas podría no estar en equilibrio, teniendo un sistema en el que la partícula pierde constantemente energía.

Se consideran dos factores principales de evaporación de partículas en las regiones cercanas al Sol, ambos implican colisiones entre partículas. La primera forma es entre partículas en órbitas keplerianas a velocidades muy altas, como se supone debería ser en las regiones más próximas al Sol, mientras que la segunda forma sería por colisiones entre *meteoroides* β que están siendo expulsados del Sistema Solar contra partículas en órbitas keplerianas.

El caso de los *meteoroides* β es el caso en el que la presión de radiación y/o la presión del viento solar son mayores que la fuerza de gravedad, en cuyo caso se tiene que $\beta = \frac{Fr}{Fg} > 1$, por lo que a tales partículas no les es posible alcanzar la regiones cercanas al Sol, algunos autores sugieren que en su mayoría son partículas de material interestelar tratando de entrar al Sistema Solar (Mann, 2009).

Tomando la definición de β para el caso con presión de radiación y con los valores apropiados para el Sistema Solar, se tiene que:

$$\beta = 5.7 * 10^{-5} \frac{< Q_{PR} >}{s\rho} \tag{10}$$

Donde $< Qpr >$ es el coeficiente de eficiencia de presión de radiación solar, el cual se considera como 1 en lo subsecuente, ρ es la densidad del material en cuestión, es decir de la partícula y s es el radio promedio de la partícula suponiendo que sea esférica y de densidad uniforme (Grün et al., 2001).

Capítulo 4. El modelo gravito-electrodinámico para polvo en el medio interplanetario

En el presente capítulo presentamos el modelo Gravito-Electrodinámico propuesto por Mendis y Axford, aplicado a partículas cargadas superficialmente presentes en el cinturón de asteroides, con el propósito de determinar los rangos de partículas que escaparían de esta zona del Sistema Solar por la acción de fuerzas electromagnéticas actuando sobre estas partículas. La justificación del presente análisis observar si dicho modelo en algún sentido pueda ser aplicable a cuerpos del medio interplanetario que cumplan las condiciones planteadas por el modelo. La importancia del estudio de la nube de polvo que envuelve nuestro sistema es de crucial importancia para observaciones astronómicas y radio-astronómicas, para explicar fenómenos luminosos en nuestra atmósfera, o bien para entender la evolución de nuestro Sistema Solar.

4.1. Ecuación gravito-electrodinámica

Sea una partícula esférica de densidad ρ, de masa m y de radio s orbitando en una trayectoria circular a una distancia r_0 del Sol que se ubica en el centro de la circunferencia y que además posee una cierta carga Q_0 en su superficie. La dinámica que regirá el movimiento de la partícula está dada por la segunda ley de Newton, para una partícula de masa m que siente la acción de una fuerza central, la fuerza de gravedad y una fuerza de tipo electromagnética, la fuerza de Lorentz. A partir de la ecuación de suma total de fuerzas para una partícula de masa m orbitando a la distancia r y en el caso en el que sólo se encuentran presentes estas dos fuerzas tenemos:

$$m\ddot{\mathbf{r}} = \Sigma_i \mathbf{F}_i = \mathbf{F}_G + \mathbf{F}_L \tag{11}$$

sustituyendo estas dos fuerzas en su forma vectorial tenemos la siguiente forma para la ecuación anterior:

$$m\ddot{\mathbf{r}} = Q[\mathbf{E} + \frac{\mathbf{v}}{c} \times \mathbf{B}] - \frac{GMm}{r^3}\mathbf{r} \tag{12}$$

donde Q es la carga contenida en la superficie de la partícula, $\mathbf{E}$ y $\mathbf{B}$ son los vectores campo eléctrico y magnético respectivamente, $\mathbf{v}$ es el vector velocidad de la partícula en su órbita alrededor del Sol, $G = 6.6726 * 10^{-8} din\ cm^2 g^{-2}$ es la constante de gravitación universal y $M = 1.99 * 10^{33} g$ la masa del Sol, todas las cantidades están expresada en unidades CGS.

El campo magnético solar se extiende por el medio interplanetario según la siguiente expresión para el vector campo magnético, $\mathbf{B} = -B_0(\frac{R}{r})^3 \hat{e_z}$, donde $R = 7 * 10^{10} cm$ es el radio solar, $B_0 = 1\ gauss$ es la magnitud del vector campo magnético en la superficie solar. Supondremos que el campo magnético es constante y homogéneo a la altura del cinturón de asteroides.

Primero vamos a desarrollar el lado derecho de la ecuación 12, considerando que la partícula se mueve en el sistema rotatorio S' cuyo origen coincide con el de un sistema fijo S ver figura 12, y que gira con velocidad angular $\boldsymbol{\omega} = \frac{d\theta}{dt}$ sobre una circunferencia con centro en un punto C donde se ubica el Sol y radio R, su velocidad lineal es $\mathbf{v} = \boldsymbol{\omega} R$. La relación entre la velocidad lineal con la que se desplaza el objeto con su velocidad angular esta dada por la expresión $\mathbf{v} = \boldsymbol{\omega} r sen(\beta) = \boldsymbol{\omega} \times \mathbf{r}$, ver Apéndice A. Sustituyendo esta ultima expresión en la ecuación para el campo eléctrico asociado a un plasma co-rotacional que es $\mathbf{E} = -\frac{\mathbf{v}}{c} \times \mathbf{B}$ (Parks, 1991) y a su vez sustituyendo esta expresión en la ecuación 12 tenemos:

$$\ddot{\mathbf{r}} = \frac{Q}{cm}\Big[\dot{\mathbf{r}} - \boldsymbol{\omega} \times \mathbf{r}\Big] \times \Big[- B_0\Big(\frac{R}{r}\Big)^3 \hat{e_z}\Big] - \frac{GM}{r^3}\mathbf{r} \tag{13}$$

sustituyendo esta expresión en 13 tenemos:

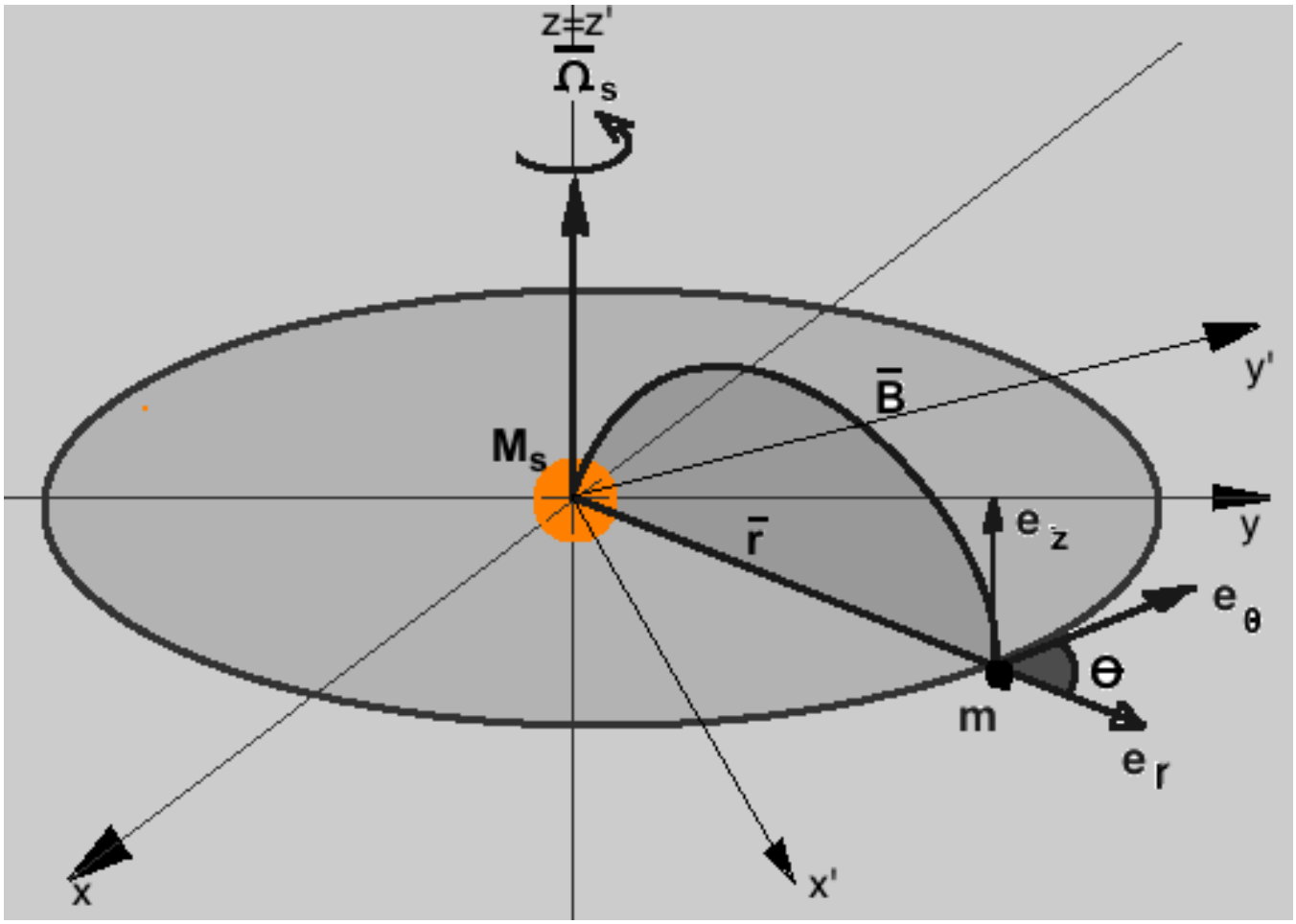

Figura 12: Sistemas de referencia, rotatorio *S;* y fijo *S*.

Primero desarrollaremos el sumando entre corchetes en forma vectorial, tomando la diferencia de este termino con $\mathbf{v} - \boldsymbol{\omega} \times \mathbf{r} = \dot{\mathbf{r}} - \boldsymbol{\omega} \times \mathbf{r}$, entonces

$$\dot{\mathbf{r}} - \boldsymbol{\omega} \times \mathbf{r} = \dot{r}\hat{e_r} + (r\dot{\theta} - \Omega_0 r)\hat{e_\theta}$$

sustituyendo esta expresión en la ecuación (13) tenemos:

$$\ddot{\mathbf{r}} = \frac{Q}{m}[\dot{r}\hat{e_r} + (r\dot{\theta} - \Omega_0 r)\hat{e_\theta}] \times \Big[- B_0\Big(\frac{R}{r}\Big)^3 \hat{e_z}\Big] - \frac{GM}{r^3}\mathbf{r} \tag{14}$$

desarrollamos el producto vectorial con $\mathbf{B}$, definimos la constante $A = \frac{-QB_0R^3}{mc}$ y la sustituiremos en la ecuación anterior, asociando términos y simplificando tenemos:

$$\ddot{\mathbf{r}} = \frac{1}{r^2}\Big(A(\dot{\theta} - \Omega_0) - GM\Big)\hat{e_r} - A\Big(\frac{\dot{r}}{r^3}\Big)\hat{e_\theta}$$

por otra parte desarrollamos el lado izquierdo de esta ecuación de la siguiente manera $\dot{\mathbf{r}} = \frac{d\mathbf{r}}{dt} = \dot{r}\hat{e_r} + r\dot{\theta}\hat{e_\theta}$, e igualamos ambas expresiones vectoriales componente a componente.

Obtenemos el siguiente sistema de ecuaciones:

$$\ddot{r} - r\dot{\theta}^2 = \frac{1}{r^2}\Big(A(\dot{\theta} - \Omega_0) - GM\Big) \tag{15}$$

$$\frac{1}{r}\frac{d}{dt}(r^2\dot{\theta}) = -A\Big(\frac{\dot{r}}{r^3}\Big) \tag{16}$$

integrando la ultima de estas ecuaciones entre $r_0 = r(t_0)$ en la zona de inyección de partículas y $r = r(t)$ un punto arbitrario, simplificando tenemos:

$$r^2\dot{\theta} - r_0^2\dot{\theta}_0 = A\Big[\frac{1}{r} - \frac{1}{r_0}\Big] \tag{17}$$

de donde podemos obtener la expresión para la componente transversal de la velocidad.

$$v_\theta = \frac{r_0 v_{0\theta}}{r} + \frac{A}{r}\Big[\frac{1}{r} - \frac{1}{r_0}\Big] \tag{18}$$

donde $v_{0\theta} = r(t_0)\dot{\theta}(t_0)$,es la componente transversal de la velocidad evaluada en el tiempo inicial t_0, o simplemente $v_{0\theta} = r_0\dot{\theta}_0$. Por otra parte la componente en dirección transversal de la velocidad para cualquier tiempo t esta dada por: $v_\theta = r(t)\dot{\theta}(t)$ o de forma simplificada $v_\theta = r\dot{\theta}$, de modo que haciendo $x = \frac{r}{r_0}$ y después de algunos arreglos se tiene:

$$v_\theta = \frac{A}{r_0^2}\Big[\frac{1-x}{x^2}\Big] + \frac{1}{x}\sqrt{\frac{KGM}{r_0}}sin(\theta_0) \tag{19}$$

donde la componente transversal en $t = t_0$ es $v_{0\theta} = \sqrt{\frac{KGM}{r_0}}sin(\theta_0)$.

Segunda parte

Despejamos $\dot{\theta}$ de la ecuación (17) y la sustituimos en la ecuación (15) para obtener la otra componente de la velocidad.

Si sustituimos esta expresión para $\dot{\theta}$ en la ecuación (15) y considerando que la parte radial de la velocidad $v_r = \dot{r}$ y que $\ddot{r} = \frac{d}{dt}v_r = \frac{d\ v_r}{dr}\frac{dr}{dt} = \frac{d\ v_r}{dr}v_r = \frac{1}{2}\frac{dv_r^2}{dt}$, escribimos la ecuación (31), tenemos después de integrar y simplificar:

$$v_r^2 = v_{r_0}^2 - \frac{A^2}{r_0^4}\frac{(1-x^2)}{x^4} - \frac{2Av_{0\theta}}{r_0^2}\frac{1-x}{x^3} - v_{0\theta}^2\frac{1-x^2}{x^2} + \frac{2x^2 - \frac{\alpha}{L_0^{3/2}}}{r_0}\frac{1-x}{x} \tag{20}$$

por otra parte $v_{0\theta} = v_0 sen_0$, de manera que sustituyendo este valor en la ecuación anterior tenemos

$$v_r^2 = v_{r_0}^2 - \frac{A^2}{r_0^4}\frac{(1-x^2)}{x^4} - \frac{2A}{r_0^2}\frac{1-x}{x^3} - ^2\frac{1-x^2}{x^2} + \frac{2x^2 - \frac{\alpha}{L_0^{3/2}}}{r_0}\frac{1-x}{x}$$

donde $v_0 = \sqrt{\frac{KGM}{r_0}}$ y K es una constante arbitraria que mide que tanto se aleja la velocidad de la partícula de una velocidad Kepleriana, en nuestro caso dicha constante es 1 (Maravilla et al., 1994).

Luego, si hacemos $p = A\Omega/GM$, que representa la razón entre la fuerza eléctrica co-rotacional y la fuerza de gravedad, tenemos la siguiente expresión para la constante $A = GMp/\Omega$; ademas $(v_{r0}, v_0) = \sqrt{\frac{KGM}{r_0}}(cos_0, sen_0)$, $L_0 = r_0/R$ y $\alpha^2 = GM/\Omega^2R^3$ y considerando que $v_r \geq 0$, entonces, sustituyendo y simplificando algunos términos finalmente tenemos:

$$p^2 - \frac{2L_0^3}{\alpha^2}\frac{x}{1-x}\Big[x^2 - \frac{\alpha}{L_0^{3/2}}\Big]p + \frac{L_0^3}{\alpha^2}x^2 \leq 0 \tag{21}$$

que es una ecuación cuadrática en p, resolviendo esta ecuación de manera usual obtendremos dos soluciones p_1 y p_2.

Haremos un par de sustituciones previas antes de escribir las soluciones a esta ecuación. Sean $C_1 = \frac{L_0^3}{\alpha^2}$ y $C_2 = \frac{\alpha}{L_0^{3/2}}$, además vamos a tomar las siguientes funciones, $f(x) = \frac{x}{1-x}$ y $g(x) = x^2 - \frac{\alpha}{L_0^{3/2}} = x^2 - C_2$, por lo que la ecuación toma la siguiente forma:

$$p^2 - 2C_1 f(x)g(x)p + C_1x^2 \leq 0$$

cuyas soluciones son de la forma:

$$p_1 = C_1 f(x)g(x) + \sqrt{C_1\Big(C_1 f(x)^2 g(x)^2 - x^2\Big)}$$
$$p_2 = C_1 f(x)g(x) - \sqrt{C_1\Big(C_1 f(x)^2 g(x)^2 - x^2\Big)}$$

4.2. Soluciones a la ecuación gravito-electrodinámica para partículas de polvo cargadas en el medio interplanetario

Resolviendo la ecuación (21)

$$p^2 - \frac{2L_0^3}{\alpha^2}\frac{x}{1-x}\Big[x^2 - \frac{\alpha}{L_0^{3/2}}\Big]p + \frac{L_0^3}{\alpha^2}x^2 \leq 0 \tag{22}$$

encontramos dos polinomios $p_1(x), p_2(x)$ que representan las soluciones de (22). La región acotada por ambas soluciones simultáneamente representa zonas en las cuales las partículas sienten los efectos de las fuerzas antes mencionadas (región I y región II) (Maravilla et al., 1994).

Los coeficientes de p son funciones de la variable que introducimos anteriormente, $x = r/r_0$. Resolviendo y simplificando lo más posible el resultado, tenemos el siguiente par de polinomios en x que satisfacen la ecuación (22) cuando se da la igualdad a cero:

$$p_1 = \Big(\frac{L_0^3}{\alpha^2}\Big)\Big(\frac{x}{1-x}\Big)\Big(x^2 - \frac{\alpha}{L_0^{3/2}}\Big) + \sqrt{\frac{L_0^3}{\alpha^2}\Big[\frac{L_0^3}{\alpha^2}\Big(\frac{x}{1-x}\Big)^2\Big(x^2 - \frac{\alpha}{L_0^{3/2}}\Big)^2 - x^2\Big]} \tag{23}$$

$$p_2 = \Big(\frac{L_0^3}{\alpha^2}\Big)\Big(\frac{x}{1-x}\Big)\Big(x^2 - \frac{\alpha}{L_0^{3/2}}\Big) - \sqrt{\frac{L_0^3}{\alpha^2}\Big[\frac{L_0^3}{\alpha^2}\Big(\frac{x}{1-x}\Big)^2\Big(x^2 - \frac{\alpha}{L_0^{3/2}}\Big)^2 - x^2\Big]} \tag{24}$$

los valores de la constante L_0 dependen de las características de la partícula, en este caso de su radio orbital, mientras que la constante α depende de parámetros solares.

La tabla VI muestra los valores de los parámetros utilizados para partículas en estas tres regiones del cinturón de asteroides

Tabla IV: Parámetros utilizados en la ecuación gravito-electrodinámica para partículas en el cinturón de asteroides.

Parámetro	Silicio (Tipo S)	Carbón (Tipo C)	Orgánico (Tipo P)
Densidad $\frac{g}{cm^3}$	3.5	2	1.8
Carga ues	$1.152 * 10^{-6}$	$1.08 * 10^{-6}$	$4.59722 * 10^{-07}$
Radio orbital $*10^{13}cm$	2.99195	4.48793	5.98391

Usando estos parámetros para las partículas de las 3 composiciones dadas y las soluciones p_1 y p_2 bajo la condición antes mencionada obtuvimos las gráficas de las figuras 13 a 15 que ilustran las regiones encerradas por las dos soluciones para cada uno de los tres compuestos. Podemos observar que en cada caso el comportamiento es similar y únicamente cambian los valores característicos de las curvas, la curva p_2 en cada caso tiene un máximo al lado derecho del punto de proyección $x = 1$, en algún punto x_0 en el cual vamos dicha solución para determinar junto con el valor mínimo para la solución p_1 la región de escape de partículas.

Por otra parte el modelo plantea una relación entre el parámetro p y el radio de la partícula. La relación entre ambos parámetros la obtenemos igualando las dos formas para el valor constante A introducido en la sección anterior en el desarrollo de la ecuación gravito-electrodinamica, de donde obtenemos $A = \frac{GMp}{\Omega} = \frac{-Q_0BR^3}{mc}$, entonces sustituyendo $m = \rho V = \frac{4}{3}\pi a^3$ en esta última ecuación y despejando el radio de la partícula a tenemos:

$$a = \Big[\frac{-Q_0BR^3}{4\pi\rho cGM}\frac{1}{p_{12}}\Big]^{1/3} \tag{25}$$

donde p_{12} es el correspondiente valor de la solución ya sea p_1 o p_2 evaluada en algún punto x_0. Debemos notar que en nuestro caso, ya que estamos considerando partículas con carga superficial positiva, nos interesan únicamente las soluciones que se encuentran por debajo del eje x. En el caso de la solución p_2, ésta alcanza un máximo en un punto x_0 que varia según cada composición y físicamente este valor representa un umbral para aquellas partículas que escaparan de la zona, proyectando una recta sobre el punto $(x_0, p_2(x_0))$ hacia el eje vertical paralelamente al eje x. Por otra parte la solución p_1 aumenta negativamente de manera casi imperceptible comparada con la escala en la que cambia la otra solución, evaluando esta solución en el extremo derecho del dominio de x, proyectamos paralelamente al eje vertical desde el punto $(x_1, p_1(x_1))$ para obtener la región de escape.

Entonces aquellos valores para p comprendidos sobre el eje vertical en el intervalo $[p_1(x_1), p_2(x_0)]$ tiene una correspondencia con un cierto intervalo de tamaños de partículas que se obtiene a partir de evaluar los valores extremos de dicho intervalo en la ecuación 25, obteniendo valores de radios de partículas que satisfacen que $a_2 > a > a_1$. Las partículas cuyos tamaños caen en este rango serán aquellas que teóricamente escaparían del cinturón de asteroides al medio interplanetario. Mientras que para aquellos valores de las soluciones p para los cuales $p < p_2(x_0)$ tenemos partículas con radios $a > a_2$, que corresponderían a partículas mas grandes al menos que a_2 lo cual supone que serán las que teóricamente permanecerán en órbitas keplerianas alrededor del Sol y por lo tanto quedaran confinadas en las zonas cercanas al cinturón de asteroides.

La región en color amarillo (figuras 13 a 15) no tiene sentido bajo nuestra interpretación , ya que representa la zona donde las soluciones no tienen valores reales y corresponde a distancias menores a la superficie solar, lo mismo

para la zona cercana a esta región, que corresponde a la región que denominamos anteriormente como la zona libre de polvo.

Partículas de polvo formado de compuestos de silicio (tipo S)

Para las partículas de composición de silicio hemos encontrado el máximo para $p_2 está en x_0 = 1.495$ y el mínimo para p_1 está en $x_1 = 5$ de manera que $p_1(x_1) = -0.400370$ y $p_2(x_0) = -22654.517$, entonces $p_1 > p > p_2$ corresponde a los radios $a_2 = 0.107\ \mu m < a < 4.146\ \mu m = a_1$ para partículas que escaparan de la zona interior del cinturón de asteroides. Aquellas partículas cuyos radios sean $a < a_2 = 0.107\ \mu m$ quedarían confinadas en el cinturón de asteroides formando parte de la población de polvo asteroidal en la zona interna.

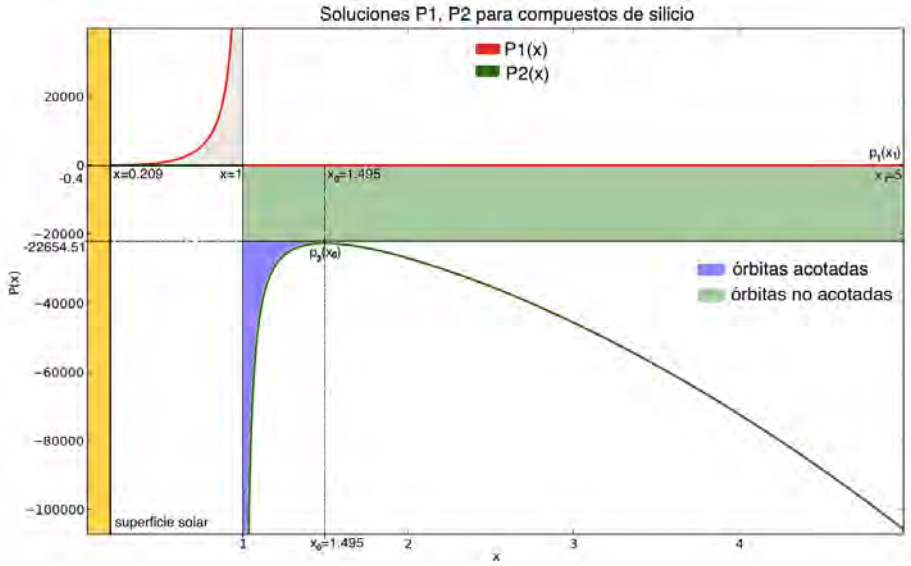

Figura 13: Compuestos de silicio $p_1(x_0) = -0.400370$, $p_2(x_0) = -22654.517$ entonces $-0.400370 > p > -22654.517$ corresponde al intervalo que tiene $0.107\ \mu m < a < 4.146\ \mu m$.

Partículas de polvo formado de compuestos de carbono (tipo C)

Para las partículas de composición de carbono hemos encontrado el máximo para $p_2 está en x_0 = 1.497$ y el mínimo para p_1 está en $x_1 = 5$ de manera que $p_1(x_1) = -0.400192$ y $p_2(x_0) = -76841.575$, entonces $p_1 > p > p_2$ corresponde a los radios $a_2 = 0.084\ \mu m < a < 4.89\ \mu m = a_1$ para partículas que escaparan de la zona media del cinturón de asteroides. Aquellas partículas cuyos radios sean $a < a_2 = 0.084\ \mu m$ quedarían confinadas en el cinturón de asteroides formando parte de la población de polvo asteroidal de la zona media.

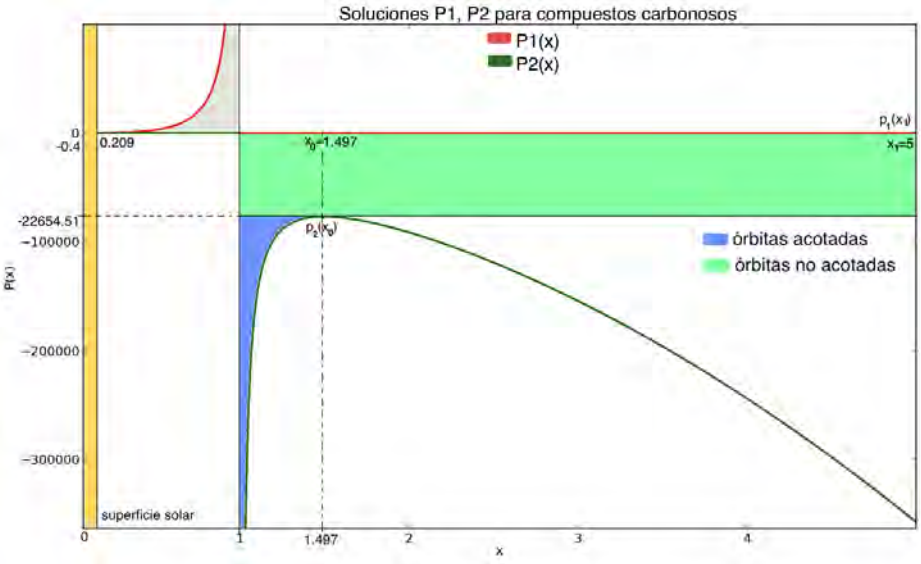

Figura 14: Compuestos de carbono $p_1(x_0) = -0.400192$, $p_2(x_0) = -76841.575$ entonces $-0.400192 < p < -76841.575$ corresponde al intervalo que tiene $0.084\ \mu m < a < 4.89\ \mu m$.

Partículas de polvo formado de compuestos orgánicos (tipo P)

Para las partículas de composición orgánica hemos encontrado el máximo para $p_2 está en x_0 = 1.498$ y el mínimo para p_1 está en $x_1 = 5$ de manera que $p_1(x_1) = -0.400118$ y $p_2(x_0) = -182521.623$, entonces $p_1 > p > p_2$ corresponde a los radios $a_2 = 0.049\ \mu m < a < 3.81\ \mu m = a_1$ para partículas que escaparan de la zona exterior del cinturón de asteroides. Aquellas partículas cuyos radios sean $a < a_2 = 0.049\ \mu m$ quedarían confinadas en el cinturón de asteroides formando parte de la población de polvo asteroidal de la zona exterior.

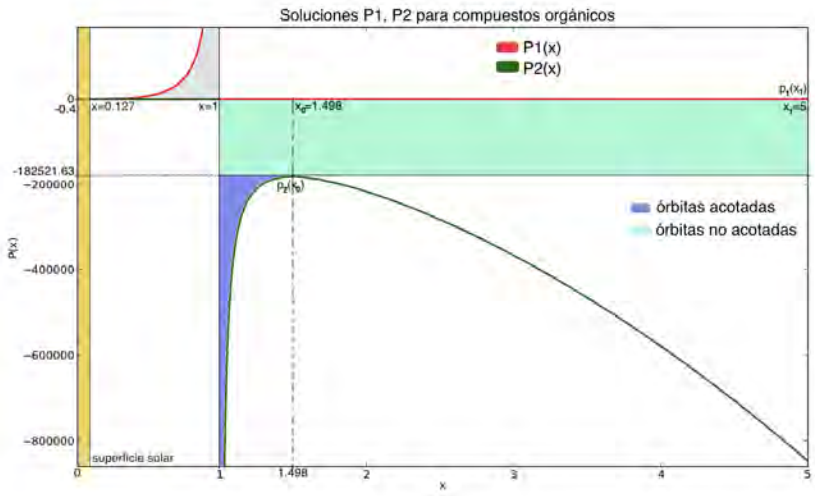

Figura 15: Compuestos orgánicos $p_1(x_0) = -0.400118$, $p_2(x_0) = -182521.623$ entonces $-0.400118 < p < -182521.623$ corresponde al intervalo que tiene $0.049\ \mu m < a < 3.81\ \mu m$.

Los resultados para los valores de los radios encontrados que delimitan la region de escape se muestran en la Tabla (V):

Tabla V: Radios de las partículas que delimitan la zona de escape del cinturón de asteroides, correspondientes a las tres composiciones consideradas y sus densidades.

Tipo	$\rho(g/cm^3)$	$a_1(\mu m)$	$a_2(\mu m)$	$p_1(x_1)$	$p_2(x_0)$
S	3.5	4.146	0.107	-0.40037	-22654.517
C	2.0	4.89	0.084	-0.400192	-76841.575
P	1.8	3.81	0.049	-0.400118	-182521.623

4.3. Comportamiento del parámetro β en el medio interplanetario

En el capítulo anterior nos referimos al parámetro β (el cociente entre la fuerza producida por la presión de radiación y la fuerza gravitacional) y mencionamos que éste no depende de la distancia a la que se encuentran orbitando los cuerpos del Sol, es decir, podemos considerar que dicho parámetro se mantiene básicamente constante para la mayor parte del Sistema Solar y por lo tanto también lo es su acción sobre los cuerpos que lo pueblan.

Los valores de la Tabla (VI) muestra los parámetros utilizados en el problema y fueron tomados de distintos artículos relacionados con el tema, los cuales están basados, como ya hemos mencionado, en observaciones desde la Tierra e *in situ* obtenidas por diversas misiones espaciales en el medio interplanetario y en cálculos realizados usando modelos computacionales.

Los tres valores de las densidades son los considerados por Grün y colaboradores (2001) para cuerpos asteroidales en el Sistema Solar, los valores de las cargas superficiales para partículas de composición carbonosa y de silicio son los considerados por Mann (2009), el valor de la carga superficial para partículas de composición orgánica lo calculamos a partir de la suposición de que se trata de partículas perfectamente esféricas y de densidad uniforme y tomando en cuenta la suposición de que en el medio interplanetario es $U = 0.0166$ statvolts. Por la misma razón la carga

Tabla VI: Parámetros utilizados en la ecuación gravito-electrodinámica para partículas en el cinturón de asteroides.

Parametro	Silicio (Tipo S)	Carbon (Tipo C)	Organico (Tipo P)
Densidad $[\frac{g}{cm^3}]$	3.5	2	1.8
Carga [ues]	$1.152 * 10^{-6}$	$1.08 * 10^{-6}$	$1.67 * 10^{-7}$
Radio orbital [UA]	2	3	4

superficial de tales partículas es positiva, los valores de los radios orbitales de partículas de las tres composiciones fueron tomados de Britt y colaboradores (2006) y finalmente el valor de la velocidad de traslación promedio de las partículas en el medio interplanetario fue tomado de Grün y colaboradores (2001).

Como ya hemos mencionado, el parámetro β no depende de la distancia a la que se encuentren los objetos orbitando alrededor del Sol, ya que ambas fuerzas tienen el mismo tipo de dependencia con la distancia heliocéntrica de tal manera que dicho parámetro se anula en la ecuación. Pero sí depende de algunos parámetros propios del objeto, tales como su densidad, radio y carga superficial. Vamos a observar los radios obtenidos en la sección anterior, donde se mostró el comportamiento que tendrían las partículas de acuerdo a su tamaño, de manera que las partículas pueden, o bien salir de su órbita y entrar en una órbita no kepleriana o permanecer en ella. Aquellas que logran salir de la región del cinturón serán las que se encuentren en el intervalo definido con anterioridad, $a_2 < a < a_1$. Como hemos obtenido un intervalo de tamaños $[a_2, a_1]$ vamos a particionar dicho intervalo en 100 partes y a evaluar la función definida para β en el capítulo anterior en su forma simplificada. Vamos a graficar esta función para las tres regiones observadas dentro del cinturón de asteroides.

Si recordamos la definición que dimos para las fuerzas de presión de radiación y de la gravedad, luego sustituímos ambas en la definición para $\beta = \mathbf{F}_{PR}/\mathbf{F}_G$, tenemos:

$$\beta = \frac{L * A}{4\pi G M m_p c} < Q_{PR} > \tag{26}$$

los valores de algunas de estas constantes los hemos definido previamente en la sección **??**, haciendo las sustituciones convenientes para el Sistema Solar y para cada una de las composiciones dentro del cinturón se puede obtener una expresión general para esté cociente entre las fuerzas, que dependa únicamente de parámetros propios de la partícula.

Considerando que $< Q_{PR} >= 1$ (Grün et al., 2001) y sustituyendo los parámetros solares, se obtiene la siguiente expresión, la cual depende sólo de la densidad y del tamaño (radio a) de la partícula en cuestión

$$\beta = 5.7 * 10^{-5} \frac{1}{a\rho} \tag{27}$$

es claro que el comportamiento para las tres composiciones es similar. Graficando para esta función para las tres composiciones obtenemos la figura 16.

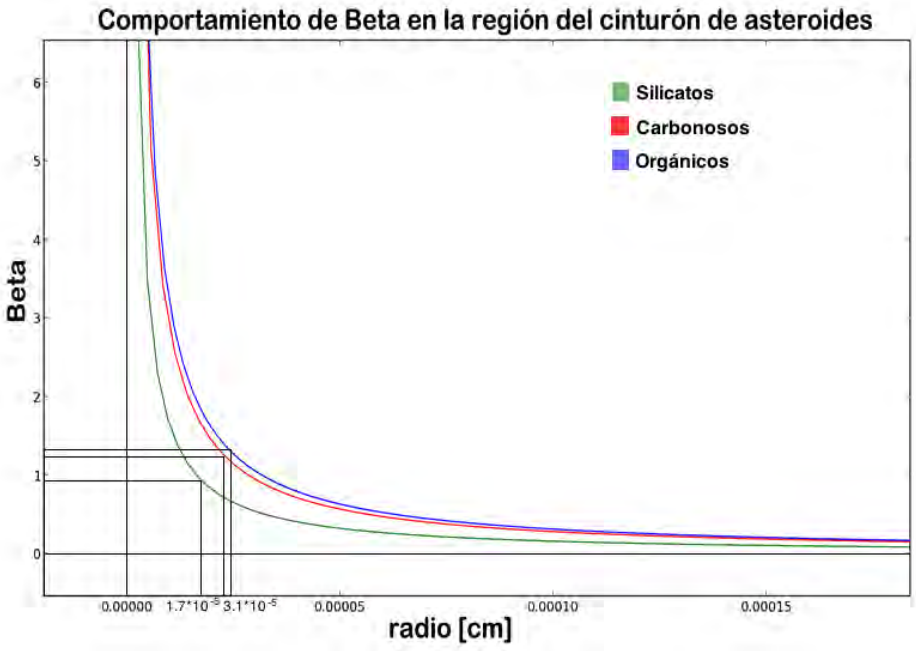

Figura 16: Comportamiento del parámetro β par las tres composiciones químicas analizadas.

en la figura se puede apreciar que para el caso de partículas de compuestos de silicio, la fuerza de presión de radiación crece exponencialmente para partículas menores a $0.17\mu m$, mientras que para los otros dos tipos de compuestos, carbonosos y orgánicos, sienten esta misma acción para partículas menores a $0.31m$.

4.4. Análisis de resultados

Primero recordemos que las suposiciones que hicimos al comenzar el tratamiento de la Ecuación Gravito Electrodinamica fueron básicamente tres, las primeras dos se refieren a la naturaleza de las partículas en un caso idealizado, es decir, supusimos que se trata de partículas perfectamente *esféricas* con *densidad uniforme* en todo su volumen, lo cual por supuesto no es necesariamente así. La tercer suposición es que estos cuerpos se encuentran orbitando alrededor del Sol en *círculos perfectos* ($K = 1$, $\theta = 1/2$ en nuestro desarrollo de la ecuación GED) y que además, las partículas que sentirán la acción de la fuerza de Lorentz serán las más pequeñas dentro de los rangos de partículas detectadas, entre 10^{-16} y 10^{-8} g.

En el caso de cuerpos entre 0.03 a 1 μm se obtiene de este modelo que la acción de la fuerza de Lorentz sobre estos cuerpos es eyectarlos del cinturón de asteroides,por lo que las partículas cargadas positivamente, escapan hacia la región $x \geq 1$.

Otra suposición importante que hemos hecho, y que sin embargo no ha sido mencionada explícitamente, es que las partículas no están interactuando entre si, es decir, no hay colisiones entre ellas, pues de otro modo nuestro modelo debería incluir también una dependencia con modelos colisionales y de densidad de poblaciones, por lo que tomando en cuenta esta suposición podemos considerar a cada una de nuestras partículas como un sistema aislado del entorno con otras partículas y que solo interactuan gravitacionalmente con su estrella en cuestión y con su viento y por lo tanto sienten sus efectos gravitacionales y electrodinámicos.

Lo que obtuvimos para el caso de partículas de polvo de compuestos de silicio es que el rango de tamaños de partículas que podrían encontrarse en la region de escape es el intervalo $[0.107, 4.146]$ μm, lo cual suponiendo partículas esféricas con densidad uniforme caerían dentro del rango de masas $m_2 < m < m_1$ siguiente $1.84{*}10^{-17}$ $kg < m < 1.045 * 10^{-12}$ kg. El caso de la region de confinamiento se tiene para radios $a < 0.107$ μm que correspondería a masas $m < m_2 = 1.84 * 10^{-17}$ kg.

Para partículas de composición de carbono el rango de tamaños de partículas que podrían encontrarse en la region de escape es el intervalo $[0.084$ $\mu m, 4.89$ $\mu m]$, del cual encontramos en siguiente rango para las masas de la región de escape $5.1036 * 10^{-18}$ $kg < m < 9.799 * 10^{-13}$ kg. Para el caso de confinamiento las masas de las partículas en esta region corresponden a radios $a < 0.084$ μm, es decir, a masas $m < 5.1036 * 10^{-18}$ kg.

Finalmente para partículas de compuestos orgánicos encontramos el siguiente rango de tamaños para las partículas en la región de escape $0.049\mu m < a < 3.81\mu m$, que corresponde al rango de masas $9.1457 * 10^{-19}$ $kg < m < 4.172 * 10^{-13}$ kg. Para aquellas que se encuentren en la region de confinamiento encontramos que su masa debe

ser $m < 9.1457 * 10^{-19}\ kg$. En los tres casos el rango de masas que obtuvimos cae dentro del intervalo propuesto por los autores mencionados, lo cual podría significar que a estas distancias heliocéntricas y con las magnitudes del campo magnético presentes en esta zona, los efectos de la fuerza de Lorentz podrían tener efectos significativos en el comportamiento del plasma y polvo que orbitan junto con los planetas y demás cuerpos a nuestra estrella el Sol.

Conclusiones

1.- De acuerdo con nuestros resultados, las partículas micrométricas que se encuentran en la zona del cinturón de asteroides están sujetas a la fuerza de Lorentz y a la fuerza debida a la presión de radiación.

La primera de estas fuerzas va a afectar principalmente a partículas más pequeñas que 0.1 micra, mientras que la segunda afectará a partículas de tamaño mayor a dicho valor. En el caso de compuestos de silicio encontramos un rango de tamaños entre 0.107 μm a 4.46 μm, para compuestos de carbono entre 0.084 μm a 4.89 μm y para compuestos orgánicos entre 0.049 μm a 3.81 μm. De acuerdo con nuestros resultados, en dichos intervalos se encuentran presentes partículas de tamaño de 0.1 μm y en caso de compuestos de carbono y orgánicos, se tienen partículas menores, de manera que la fuerza de Lorentz tendrá efectos sobre ese tipo de partículas llevando a estas partículas a latitudes fuera del plano de la eclíptica.

2.- Por otra parte observamos que el comportamiento de β es similar en los tres tipos de partículas, aunque en las partículas de silicatos, beta crece más rápido.

3.- Las partículas de silicatos cuyos tamaños son menores a 0.17 micras se ven afectadas por la fuerza de presión de radiación y serán expulsadas del cinturón de asteroides. Para el caso de las partículas de carbono y las de composición orgánica, , ellas serán expulsadas del cinturón de asteroides hacia el medio interplanetario si su radio es menor o igual a 0.31 micras.

4.-Aun cuando en el modelo gravito-electrodinámico se considera que la carga eléctrica adquirida por las partículas de polvo en el cinturón de asteroides permanece constante, los resultados obtenidos concuerdan con los resultados teóricos para polvo interplanetario y como consideramos que tales partículas no interactúan entre sí, sus órbitas solo se verán afectadas por la acción de las fuerzas consideradas en el modelo y no por efecto de colisiones, pérdida de masa por erosión u otros factores.

Apéndice A

Modelo Gravito-Electrodinámico para una partícula cargada superficialmente dentro de una region con campo magnético homogéneo

Primera parte

Consideremos un grano de polvo que forma parte del cinturón de asteroides y que se encuentra girando con todo el cinturón de asteroides en una órbita que supondremos circular y contenida completamente dentro del plano de la eclíptica. Tomando un sistema en coordenadas cilíndricas centrado en el Sol y que ejerce además una fuerza de atracción que depende inversamente del cuadrado de la distancia a la partícula.

Vamos a denotar al vector de posición de la siguiente manera, $\mathbf{r} = r\hat{\mathbf{e}}_r$, donde $\hat{\mathbf{e}}_r$ es el vector canónico en dirección radial y su correspondiente vector transversal es entonces $\hat{\mathbf{e}}_\theta$. Tenemos ademas que el vector canónico en dirección del eje Z esta dado por $\hat{\mathbf{e}}_z$. Estos vectores canónicos los defino de la siguiente manera, $\hat{\mathbf{e}}_r = [cos(\theta(t)), sen(\theta(t)), 0]$, $\hat{\mathbf{e}}_\theta = [-sen(\theta(t)), cos(\theta(t)), 0]$ y $\hat{\mathbf{e}}_z = [0, 0, 1]$.

La ecuación que describe el movimiento de la partícula esta dada por la siguiente expresión:

$$m\ddot{\mathbf{r}} = Q[\mathbf{E} + \mathbf{v} \times \mathbf{B}] - \frac{GMm}{r^3}\mathbf{r} \tag{28}$$

donde Q es la carga contenida en la superficie de la partícula, $\mathbf{E}$ y $\mathbf{B}$ son los vectores campo eléctrico y magnético respectivamente, $\mathbf{v}$ es el vector velocidad de la partícula en su órbita alrededor del Sol, $G = 6.6726 * 10^{-8} din\ cm^2 g^{-2}$ es la constante de gravitación universal y $M = 1.99 * 10^{33} g$ la masa del Sol, todas las cantidades están expresada en unidades CGS. La carga superficial la aproximaremos de ser necesario con la siguiente expresión: $Q = 4\pi\epsilon_0 a * U$, donde ϵ_0 es la permisividad eléctrica en el vacío, a es el radio de la partícula y U es el potencial de equilibrio asociado a la carga superficial de la partícula, el cual vamos a tomar con el valor $U = \pm 5$ volts para compuestos orgánicos, dicho valor es propuesto por (Grun et al., 1994).

Las condiciones del medio interplanetario a la altura del cinturón de asteroides las vamos a considerar de la siguiente manera: toda la materia contenida en el cinturón de asteroides la vamos a considerar como una masa puntual de $(15 \pm 1) * 10^{-10}$ veces la masa del Sol, (Pitjeva, 2004), moviéndose alrededor del Sol con una velocidad angular $\omega = \Omega_0 \hat{\mathbf{e}}_z$, donde$\Omega_{\ 0} = 2.9 * 10^{-6} rad/s$ es la magnitud de la velocidad angular. Por otra parte consideramos que el campo magnético solar se extiende por el medio interplanetario según la siguiente expresión para el vector campo magnético, $\mathbf{B} = \frac{B_0}{c}(\frac{R}{r})^3 \hat{\mathbf{e}}_z$, donde $R = 7 * 10^{10} cm$ es el radio solar, $B_0 = 1\ gauss$ es la magnitud del vector campo magnético en la superficie solar. Supondremos que el campo magnético es constante y homogéneo a la altura del cinturón de asteroides.

Primero vamos a desarrollar el lado derecho de la ecuación 28, considerando que la partícula se mueve en el sistema rotatorio S' cuyo origen coincide con el de un sistema fijo S ver figura 17, y que gira con velocidad angular $\boldsymbol{\omega} = \frac{d\theta}{dt}$.

La partícula gira sobre una circunferencia con centro en C, donde estaría ubicado el Sol y de radio orbital R, su velocidad lineal es $\mathbf{v} = \boldsymbol{\omega} R$, ver figura 18 (a). Donde $R = r\ sen(\beta)$ ver figura 18 (b), de manera que para ver la relación entre la velocidad lineal con la que se desplaza el objeto con su velocidad angular sustituimos R en la expresión para la velocidad angular $\mathbf{v} = \boldsymbol{\omega} r sen(\beta) = \boldsymbol{\omega} \times \mathbf{r}$ (Alonso et al, 1976). Sustituyendo esta ultima expresión en la ecuación para el campo eléctrico asociado a un plasma co-rotacional que es $\mathbf{E} = -\frac{\mathbf{v}}{c} \times \mathbf{B}$ (Parks, 1991) y a su vez sustituyendo esta expresión en la ecuación 28 tenemos:

$$\ddot{\mathbf{r}} = \frac{Q}{cm}\Big[\dot{\mathbf{r}} - \boldsymbol{\omega} \times \mathbf{r}\Big] \times \Big[- B_0 \Big(\frac{R}{r}\Big)^3 \hat{e_z}\Big] - \frac{GM}{r^3}\mathbf{r} \tag{29}$$

sustituyendo esta expresión en 29 tenemos:

Primero desarrollaremos el sumando entre corchetes en forma vectorial, tomando la diferencia de este termino con $\mathbf{v} - \boldsymbol{\omega} \times \mathbf{r} = \dot{\mathbf{r}} - \boldsymbol{\omega} \times \mathbf{r}$, entonces

$$\dot{\mathbf{r}} - \boldsymbol{\omega} \times \mathbf{r} = \dot{r}\hat{e_r} + (r\dot{\theta} - \Omega_0 r)\hat{e_\theta}$$

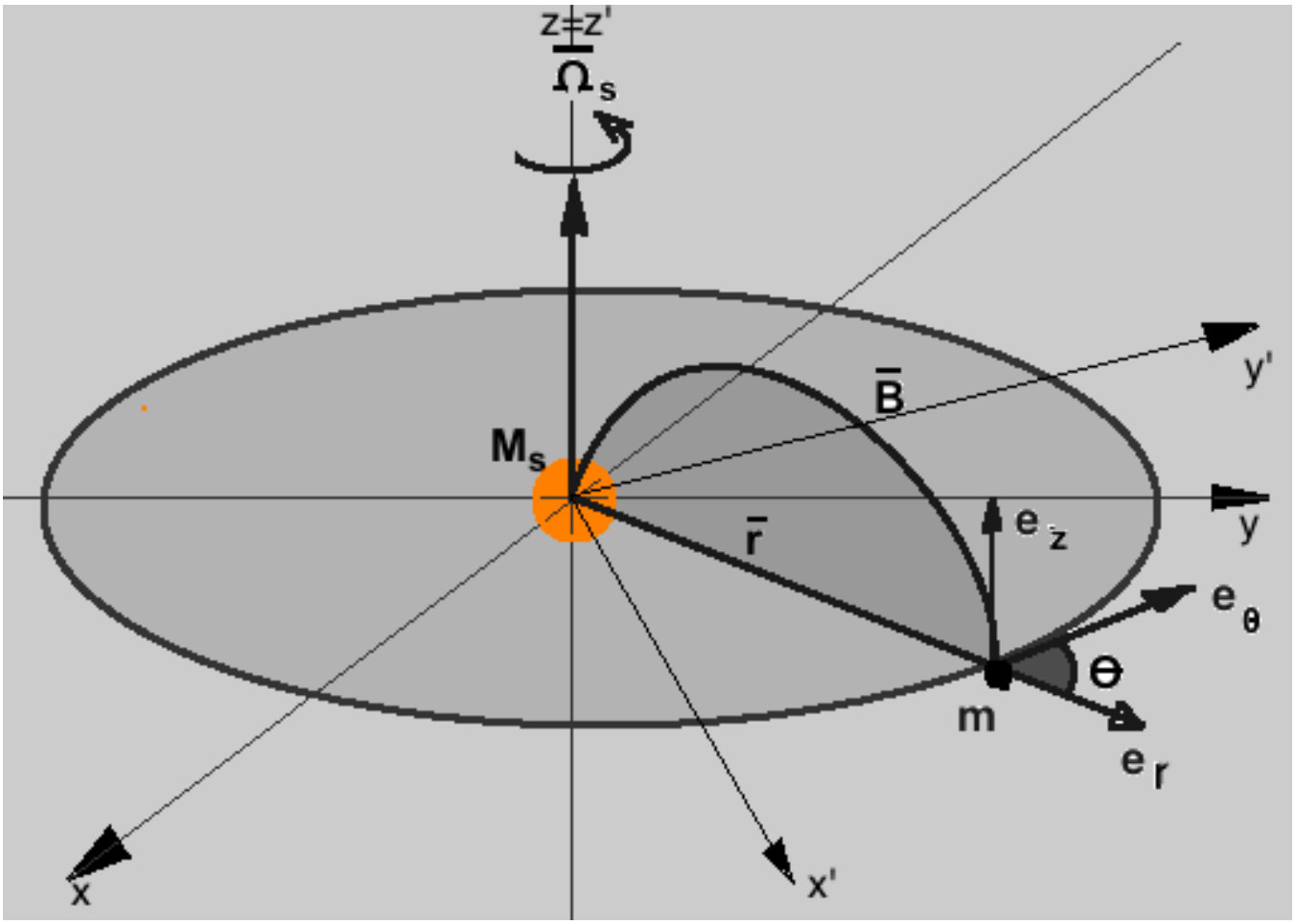

Figura 17: Sistemas de referencia, rotatorio S' y fijo S

.

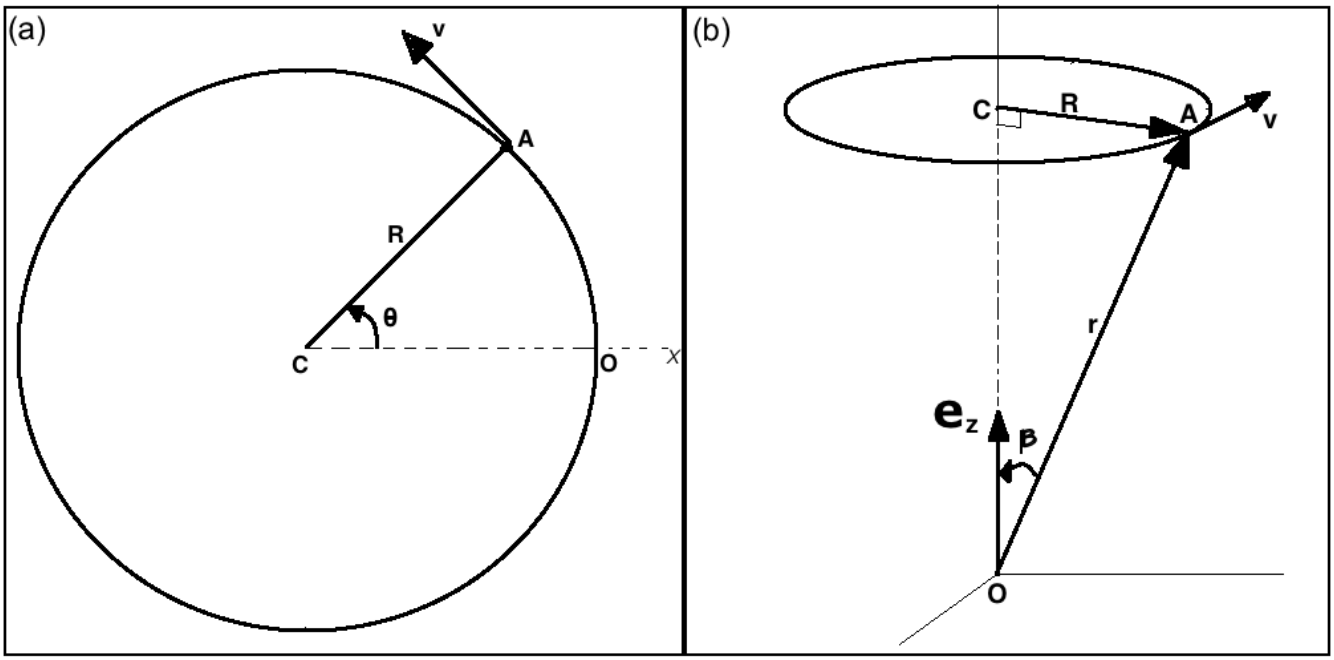

Figura 18: Partícula en el punto A girando con velocidad vV.

sustituyendo esta expresión en la ecuación (29) tenemos:

$$\ddot{\mathbf{r}} = \frac{Q}{m}[\dot{r}\hat{e_r} + (r\dot{\theta} - \Omega_0 r)\hat{e_\theta}] \times \Big[- B_0\Big(\frac{R}{r}\Big)^3 \hat{e_z}\Big] - \frac{GM}{r^3}\mathbf{r} \tag{30}$$

desarrollamos el producto vectorial con $\mathbf{B}$, definimos la constante $A = \frac{-QB_0R^3}{mc}$ y la sustituiremos en la ecuación anterior, asociando términos y simplificando tenemos:

$$\ddot{\mathbf{r}} = \frac{1}{r^2}\Big(A(\dot{\theta} - \Omega_0) - GM\Big)\hat{e_r} - A\Big(\frac{\dot{r}}{r^3}\Big)\hat{e_\theta}$$

por otra parte desarrollamos el lado izquierdo de esta ecuación de la siguiente manera $\dot{\mathbf{r}} = \frac{d\mathbf{r}}{dt} = \dot{r}\hat{e_r} + r\dot{\theta}\hat{e_\theta}$, e igualamos ambas expresiones vectoriales componente a componente.

Obtenemos el siguiente sistema de ecuaciones:

$$\ddot{r} - r\dot{\theta}^2 = \frac{1}{r^2}\Big(A(\dot{\theta} - \Omega_0) - GM\Big) \tag{31}$$

$$\frac{1}{r}\frac{d}{dt}(r^2\dot{\theta}) = -A\Big(\frac{\dot{r}}{r^3}\Big) \tag{32}$$

integrando la ultima de estas ecuaciones entre $r_0 = r(t_0)$ y $r = r(t)$, tenemos lo siguiente

$$\begin{aligned}
\int_{t_0}^{t}\frac{d}{dt}(r^2\dot{\theta})dt &= -A\int_{r_0}^{r}\frac{dr}{r^2} \\
r^2\dot{\theta} - r_0^2\dot{\theta}_0 &= -A(-1)\Big[\frac{1}{r} - \frac{1}{r_0}\Big] \\
&= A\Big[\frac{1}{r}\Big]\Big|_{r_0}^{r} \\
&= A\Big[\frac{1}{r} - \frac{1}{r_0}\Big]
\end{aligned}$$

finalmente queda

$$r^2\dot{\theta} - r_0^2\dot{\theta}_0 = A\Big[\frac{1}{r} - \frac{1}{r_0}\Big] \tag{33}$$

de donde obtenemos la componente transversal de la velocidad, dada por la siguiente expresión:

$$v_\theta = \frac{r_0 v_{0\theta}}{r} + \frac{A}{r}\Big[\frac{1}{r} - \frac{1}{r_0}\Big] \tag{34}$$

donde $v_{0\theta} = r(t_0)\dot{\theta}(t_0)$,es la componente transversal de la velocidad evaluada en el tiempo inicial t_0, o simplemente $v_{0\theta} = r_0\dot{\theta}_0$. Por otra parte la componente en dirección transversal de la velocidad para cualquier tiempo t está dada por: $v_\theta = r(t)\dot{\theta}(t)$ o de forma simplificada $v_\theta = r\dot{\theta}$.

Multiplicando el lado derecho de esta ecuación por $\frac{x}{1-x}$.

$$v_\theta = \frac{A}{r^2} + \frac{1}{r}\Big(r_0 v_{0\theta} - \frac{A}{r_0}\Big)$$

y haciendo el siguiente cambio de variable $x = r/r_0$ queda de la siguiente manera

$$\begin{aligned}
v_\theta = \frac{x}{1-x}^{\,2}\frac{A}{r^2} + \frac{x}{1-x}\frac{1}{r}\Big(r_0 v_{0\theta} - \frac{A}{r_0}\Big) \\
v_\theta = \frac{A}{r_0^2}\frac{1}{x^2} + \frac{1}{x}\Big(v_{0\theta} - \frac{A}{r_0^2}\Big) \\
v_\theta = \frac{A}{r_0^2}\Big[\frac{1}{x^2} - \frac{1}{x}\Big] + \frac{v_{0\theta}}{x} \\
v_\theta = \frac{A}{r_0^2}\Big[\frac{1-x}{x^2}\Big] + \frac{v_{0\theta}}{x}
\end{aligned}$$

pero la componente transversal en $t = t_0$ es $v_{0\theta} = \sqrt{\frac{KGM}{r_0}} sin(\theta_0)$ de manera que

$$v_\theta = \frac{A}{r_0^2}\Big[\frac{1-x}{x^2}\Big] + \frac{1}{x}\sqrt{\frac{KGM}{r_0}} sin(\theta_0)$$

hasta aquí vamos a considerar que tenemos la primera parte del problema resuelto, ya que buscamos obtener la forma del vector velocidad de nuestra partícula hipotética, entonces nos falta determinar quien es la otra componente de la velocidad, es decir la componente radial.

Segunda parte

Despejamos $\dot{\theta}$ de la ecuación (33) y la sustituimos en la ecuación (31) para obtener la otra componente de la velocidad. Por otra parte si suponemos que los granos se mueven a una distancia r_0 con velocidad v_0 y a un ángulo θ_0 con respecto a la posición radial, suponiendo además que la partícula se encuentra cargada superficialmente con una carga fija Q_0 y que la parte transversal de la velocidad es $v_\theta = r\dot{\theta}$ a la distancia r_0, entonces de la ecuación 33 obtenemos, despejando $\dot{\theta}$:

$$\dot{\theta} = \frac{A}{r^3} + \frac{1}{r^2}\Big(r_0 v_{0t} - \frac{A}{r_0}\Big) \tag{35}$$

sustituimos este ultimo valor en la ecuación (31) y considerando que la parte radial de la velocidad $v_r = \dot{r}$ y que $\ddot{r} = \frac{d}{dt}v_r = \frac{d\ v_r}{dr}\frac{dr}{dt} = \frac{d\ v_r}{dr}v_r = \frac{1}{2}\frac{dv_r^2}{dt}$, escribimos la ecuación 31 y tenemos.

$$\ddot{r} = \frac{1}{2}\frac{d}{dt}[v_r^2] = r\Big(\frac{A}{r^3} + \frac{1}{r^2}\Big(r_0 v_{0\theta} - \frac{A}{r_0}\Big)\Big)^2 + \frac{1}{r^2}\Big[A\Big[\frac{A}{r^3} + \frac{1}{r^2}\Big(r_0 v_{0\theta} - \frac{A}{r_0}\Big) - \Omega\Big] - GM\Big]$$

$$\frac{1}{2}\frac{d}{dt}[v_r^2] = \frac{A^2}{r^5} + \frac{2A}{r^4}\Big(r_0 v_{0\theta} - \frac{A}{r_0}\Big) + \frac{1}{r^3}\Big(r_0 v_{0\theta} - \frac{A}{r_0}\Big)^2 + \frac{1}{r^2}\Big[\frac{A^2}{r^3} + \frac{A}{r^2}\Big(r_0 v_{0\theta} - \frac{A}{r_0}\Big) - A\Omega - GM\Big]$$

$$\frac{1}{2}\frac{d}{dt}[v_r^2] = \frac{2A^2}{r^5} + \frac{3A}{r^4}\Big(r_0 v_{0\theta} - \frac{A}{r_0}\Big) + \frac{1}{r^3}\Big(r_0 v_{0\theta} - \frac{A}{r_0}\Big)^2 - \frac{1}{r^2}\Big(A\Omega + GM\Big)$$

multiplicando por 2 ambos lados de la ecuacion e integrando a ambos lados

$$\int_{t_0}^{t}\frac{d}{dt}(v_r^2)dt = 4A^2\int_{r_0}^{r}\frac{dr}{r^5} + 6A\Big(r_0 v_{0\theta} - \frac{A}{r_0}\Big)\int_{r_0}^{r}\frac{dr}{r^4} + 2\Big(r_0 v_{0\theta} - \frac{A}{r_0}\Big)^2\int_{r_0}^{r}\frac{dr}{r^3} - 2x^2 - \frac{\alpha}{L_0^{3/2}}\int_{r_0}^{r}\frac{dr}{r^2}$$

resolviendo y evaluando las integrales nos queda

$$[v_r^2]\Big|_{t_0}^{t} = 4A^2\Big[\frac{-1}{4r^4}\Big]\Big|_{r_0}^{r} + 6A\Big(r_0 v_{0\theta} - \frac{A}{r_0}\Big)\Big[\frac{-1}{3r^3}\Big]\Big|_{r_0}^{r} + 2\Big(r_0 v_{0\theta} - \frac{A}{r_0}\Big)^2\Big[\frac{-1}{2r^2}\Big]\Big|_{r_0}^{r} - 2x^2 - \frac{\alpha}{L_0^{3/2}}\Big[\frac{-1}{r}\Big]\Big|_{r_0}^{r}$$

$$v_r^2 - v_{r_0}^2 = -A^2\Big[\frac{1}{r^4} - \frac{1}{r_0^4}\Big] - 2A\Big(r_0 v_{0\theta} - \frac{A}{r_0}\Big)\Big[\frac{1}{r^3} - \frac{1}{r_0^3}\Big] - \Big(r_0^2 v_{0\theta}^2 - 2Av_{0\theta} + \frac{A^2}{r_0^2}\Big)\Big[\frac{1}{r^2} - \frac{1}{r_0^2}\Big] + 2x^2 - \frac{\alpha}{L_0^{3/2}}\Big[\frac{1}{r} - \frac{1}{r_0}\Big]$$

sustituyendo la variable $x = r/r_0$ queda

$$v_r^2 = v_{r_0}^2 - \frac{A^2}{r_0^4}\Big[\frac{1}{x^4} - 1\Big] - \frac{2A\Big(r_0 v_{0\theta} - \frac{A}{r_0}\Big)}{r_0^3}\Big[\frac{1}{x^3} - 1\Big] - \frac{\Big(r_0^2 v_{0\theta}^2 - 2Av_{0\theta} + \frac{A^2}{r_0^2}\Big)}{r_0^2}\Big[\frac{1}{x^2} - 1\Big] + \frac{2x^2 - \frac{\alpha}{L_0^{3/2}}}{r_0}\Big[\frac{1}{x} - 1\Big]$$

$$v_r^2 = v_{r_0}^2 - \frac{A^2}{r_0^4}\Big[\frac{1}{x^4} - 1\Big] - \Big(\frac{2Av_{0\theta}}{r_0^2} - \frac{2A^2}{r_0^4}\Big)\Big[\frac{1}{x^3} - 1\Big] - \Big(v_{0\theta}^2 - \frac{2Av_{0\theta}}{r_0^2} + \frac{A^2}{r_0^4}\Big)\Big[\frac{1}{x^2} - 1\Big] + \frac{2x^2 - \frac{\alpha}{L_0^{3/2}}}{r_0}\Big[\frac{1}{x} - 1\Big]$$

factorizando $\frac{A^2}{r_0^4}$ y $\frac{2Av_{0\theta}}{r_0^2}$ tenemos:

$$v_r^2 = v_{r_0}^2 + \frac{A^2}{r_0^4}\Big\{-\Big[\frac{1}{x^4} - 1\Big] + 2\Big[\frac{1}{x^3} - 1\Big] - \Big[\frac{1}{x^2} - 1\Big]\Big\} + \Big(\frac{2Av_{0\theta}}{r_0^2}\Big)\Big\{-\Big[\frac{1}{x^3} - 1\Big] + \Big[\frac{1}{x^2} - 1\Big]\Big\} - v_{0\theta}^2\Big[\frac{1}{x^2} - 1\Big] + \frac{2x^2 - \frac{\alpha}{L_0^{3/2}}}{r_0}\Big[\frac{1}{x} - 1\Big]$$

Finalmente obtenemos:

$$v_r^2 = v_{r_0}^2 - \frac{A^2}{r_0^4}\frac{(1-x^2)}{x^4} - \frac{2Av_{0\theta}}{r_0^2}\frac{1-x}{x^3} - v_{0\theta}^2\frac{1-x^2}{x^2} + \frac{2x^2 - \frac{\alpha}{L_0^{3/2}}}{r_0}\frac{1-x}{x} \tag{36}$$

por otra parte $v_{0\theta} = v_0 sen\theta_0$, de manera que sustituyendo este valor en la ecuación anterior tenemos

$$v_r^2 = v_{r_0}^2 - \frac{A^2}{r_0^4}\frac{(1-x^2)}{x^4} - \frac{2A(v_0 sen\theta_0)}{r_0^2}\frac{1-x}{x^3} - (v_0 sen\theta_0)^2\frac{1-x^2}{x^2} + \frac{2x^2 - \frac{\alpha}{L_0^{3/2}}}{r_0}\frac{1-x}{x}$$

donde $v_0 = \sqrt{\frac{KGM}{r_0}}$ y K es una constante arbitraria que mide que tanto se aleja la velocidad de la partícula de una velocidad Kepleriana, en nuestro caso dicha constante es 1 (Maravilla et al., 1994).

Luego, si hacemos $p = A\Omega/GM$ tenemos la siguiente expresión para la constante $A = GMp/\Omega$ ademas $(v_{r0}, v_{\theta 0}) = \sqrt{\frac{KGM}{r_0}}(cos\theta_0, sen\,\theta_0)$. entonces:

$$v_r^2 = \frac{KGM}{r_0}cos^2\theta_0 - \frac{(GMp)^2}{\Omega^2 r_0^4}\frac{(1-x)^2}{x^4} - \frac{2GMp}{\Omega r_0^2}\sqrt{\frac{KGM}{r_0}}sen\theta_0\frac{1-x}{x^3} - \frac{KGM}{r_0}sen^2\theta_0\frac{1-x^2}{x^2} + \frac{2GM(p+1)}{r_0}\frac{1-x}{x}$$

factorizando $\frac{KGM}{r_0}$ tenemos

$$\frac{r_0}{GM}v_r^2 = Kcos^2\theta_0 - \frac{GM}{\Omega^2 r_0^3}\Big[\frac{(1-x)^2}{x^4}\Big]p^2 - \frac{2sen\theta_0}{\Omega r_0}\sqrt{\frac{KGM}{r_0}}\Big[\frac{1-x}{x^3}\Big]p - Ksen^2\theta_0\Big[\frac{1-x^2}{x^2}\Big] + \frac{2(1-x)}{x}(p+1)$$

simplificando algunos términos tenemos

$$\frac{r_0}{GM}v_r^2 = -\frac{GM}{\Omega^2 r_0^3}\frac{(1-x)^2}{x^4}p^2 + \frac{2(1-x)}{x}\Big[1 - \sqrt{\frac{KGM}{r_0}}\frac{sen\theta_0}{\Omega r_0}\frac{1}{x^2}\Big]p + \frac{1}{x^2}\Big[k(x^2 - sen^2\theta_0) + 2x(1-x)\Big]$$

finalmente sustituyendo las siguiente constantes, $L_0 = r_0/R$ y $\alpha^2 = GM/\Omega^2 R^3$ y considerando que $v_r \geq 0$, entonces

$$p^2 - \frac{2L_0^3 x}{\alpha^2(1-x)}\Big[x^2 - \sqrt{\frac{K}{L_0^3}}\alpha sen\theta_0\Big]p - \frac{L_0^3\, x^2}{\alpha^2(1-x)^2}\Big[k(x^2 - sen^2\theta_0) + 2x(1-x)\Big] \leq 0$$

y por utlimo considerando que se trata de órbitas circulares $K = 1$ y $\theta = \pi/2$, por lo tanto la ecuación anterior queda de la siguiente forma

$$p^2 - \frac{2L_0^3 x}{\alpha^2(1-x)}\Big[x^2 - \frac{\alpha}{L_0^{3/2}}\Big]p - \frac{L_0^3\, x^2}{\alpha^2(1-x)^2}\Big[x^2 - 1 + 2x - 2x^2)\Big] \leq 0$$

Haciendo la ultima simplificación de esta ecuación obtenemos:

$$p^2 - \frac{2L_0^3}{\alpha^2}\frac{x}{1-x}\Big[x^2 - \frac{\alpha}{L_0^{3/2}}\Big]p - \frac{L_0^3}{\alpha^2}x^2 \leq 0 \tag{37}$$

que es una ecuación cuadrática en p, resolviendo esta ecuación de manera usual obtendremos dos soluciones p_1 y p_2.

Haremos un par de sustituciones previas antes de escribir las soluciones a esta ecuación. Sean $C_1 = \frac{L_0^3}{\alpha^2}$ y $C_2 = \frac{\alpha}{L_0^{3/2}}$, ademas vamos a tomar las siguientes funciones, $f(x) = \frac{x}{1-x}$ y $g(x) = x^2 - \frac{\alpha}{L_0^{3/2}} = x^2 - C_2$, por lo que la ecuación toma la siguiente forma:

$$p^2 - 2C_1 f(x)g(x)p - C_1 x^2 \leq 0$$

cuyas soluciones son de la forma:

$$p_1 = C_1 f(x)g(x) + \sqrt{C_1\Big(C_1 f(x)^2 g(x)^2 + x^2\Big)} \tag{38}$$

$$p_2 = C_1 f(x)g(x) - \sqrt{C_1\Big(C_1 f(x)^2 g(x)^2 + x^2\Big)} \tag{39}$$

Bibliografía

[1] Alonso, M. y Finn, E. J., 1976, *Física*, vol. I *Mecánica*, Fondo Educativo Interamericano, pag. 110.

[2] Asphaug, E., Ryan, E. y Zuber, M. T., 2002, *Asteroids III*, cap. *Asteroid Interiors*, editores Binzel, R. P., Gehrels, T. y Mathews, M. S., Space Science Series, University of Arizona Press.

[3] Barucci, M. A. y Doressoundiram, A., 2004, *Comets II*, cap. *Surface Caracteristics of Trans-Neptunian Objects and Centaurs from Photometry and Spectrometry*, University of Arizona Press: Lunar and Planetary Institute.

[4] Bendjoya, P. y Zappala, V., 2002, *Asteroids III*, cap. *Asteroid Family Identification*, editores Binzel, R. P., Gehrels, T. y Mathews, M. S., Space Science Series, University of Arizona Press.

[5] Brandt, J. C., 2006, *Encyclopedia of Solar System*, cap. 30 *Physics and Chemistry of Comets*, pp 557-574, Amsterdam.

[6] Britt, D. T., Coslolmagno, G. y Labofsky, L., 2006, *Encyclopedia of Solar System*, cap. 18 *Main-Belt Asteroids*, 349-364, Ed. Amsterdam.

[7] Chambers, J. E. y Halliday, A. N., 2006, *Encyclopedia of Solar System*, cap. 2 *The Origin of the Solar System*, 29-51, Ed. Amsterdam.

[8] Davis, A. M., 2004, *Meteorites, Comets and Planets*, vol. I de *Treatise on Geochemistry*, Ed. Elsevier.

[9] Dermott, S., 1978, *The Origin of the Solar System*, Wiley Interscience publication, Wiley and Sons.

[10] Dones, L., Weissman, P. R. y Levinson, H. F., 2004, *Comets II*, cap. *Oort Cloud Formation and Dynamics*, University of Arizona Press: Lunar and Planetary Institute.

[11] Erenfreund, P., Charnley, S. B. y Wooden, D. H., 2005,

[12] Grün, E., 2006, *Encyclopedia of the Solar System*, cap. 34 *Solar System Dust*, 621-636, Ed. Amsterdam.

[13] Grün, E., Gustafson, B. A. S., Dermott, S. F. y Fetching, H., 2001, *Interplanetary Dust*, Astronomy and Astrophysics Library, Springer.

[14] Grün, E., Staubach, P., Baghul, M., Hamilton, D. P., Zook, H. A., Dermott, S. F., Gustafson, B. A. S., Fetching-Kissel-Linkert-Srama, Horanyi, M., Lindblad, B. A., Mann, I., McDonell, J., Morfill, G. E. y Schwehm, G, 1997, *South-North and Radial traverses through the Interplanetary Dust Cloud*, Icarus 129, pags. 270-288.

[15] Grün, E., Krüger, H., Landgraf, M., 2001, *Cosmic Dust*, cap. 9 *The Heliosphere at Solar Minimum*, Springer-Praxis, 373-404.

[16] Hartmann, W. K., 1993, *Moons and Planets*, ed. Wadsworth, 155-186, 189-213.

[17] Kalhr, H y Brandner, W, 2006, *Planet Formation: Theory, observations and experiments*, Cambridge Astrobiology, Cambridge University Press.

[18] Levin, A. E. y Brush, S. G., 1995, *The Origin of the Solar System, Soviet Research 1925-1991*, cap. 2 *Selected writings of Otto Schmidt, 1925-54*, American Institute of Physics, 83.

[19] Mann, I., 2009, *Evolution of Dust and Small Bodies*, Lecture Notes on Physics 758, pags. 189-125.

[20] Mann, I. y Kimura, H., 2004, *Dust Near the Sun*, Space Science Reviews 110, pags. 269-305.

[21] Maravilla, M. D., Flammer, K. R. y Mendis, D. A., 1994, *On the Injection of Fine Dust From the Jovian Magnetospheres*, The Astrophysical Journal 438, pags. 968-974.

[22] Mendis, D. A. y Axford, W. I., 1974, *Satellites and Magnetospheres of the Outer Planets*, Annual Review of Earth and Planetary Sciences 2, pags. 419-474.

[23] Mendis, D. A., Houpis, L. F. y Hill, J. R., 1982, *The Gravito-Electrodynamics of Charged Dust in Planetary Magnetospheres*, Journal of Geophysical Research 87, pags. 3439-3445.

[24] Morbidelli, A. y Brown, M. E., 2004, *Comets II*, cap. *The Kuiper Belt and the Primordial Evolution of the Solar System*, University of Arizona Press: Lunar and Planetary Institute.

[25] Nesvorny, D., Jenniskens, P., Levinson, H., Bottke, W. F., Vokrouhlicky, D. y Gounelle, M., 2010, *Cometary Origin of the Zodiacal Cloud and Carbonaceous Micrometeorites. Implications for Hot Debris Disks*, The Astrophysical Journal 713, pags. 816-836.

[26] Parks, G. 1991, *Physics of Space Plasmas: An Introduction*, University of Washington, ed. Adison-Wesley.

[27] Swamy, K., 2005, *Dust in the Universe: Similarities and Differences*, World Scientific Series in Astronomy and Astrophysics, World Scientific, pags. 147-167.

[28] Taylor, S., 2005, *Solar System Evolution: A New Perspective*, Press Syndicate of the University of Cambridge.

[29] Weissman, P. R., Asphaug, E. y Lowry, S. C., 2005, *Comets: Nature, dynamics, origin and their cosmogonical relevance*, cap. *Structure and Density of Cometary Nuclei*, Springer-Verlag, pags. 337-354.