



Universidad Nacional de La Plata
Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas



Tesis de Licenciatura en Astronomía
DIVERSIDAD DE SISTEMAS PLANETARIOS SIN GIGANTES
GASEOSOS EN DISCOS DE BAJA MASA

Ronco, María Paula

Director: de Elía, Gonzalo Carlos

LA PLATA, ARGENTINA
- MARZO DEL 2013 -

Prefacio

Mi gusto por la Astronomía tiene larga data. No recuerdo exactamente cómo o cuándo surgió, pero tengo la certeza de que ya miraba el cielo con interés desde más o menos mis cinco años. Ya desde entonces me preguntaba cómo eran las estrellas, si estaban muy lejos o muy cerca, cuántos planetas había en nuestro Sistema Solar. Me preguntaba qué era una estrella fugaz y esperaba ansiosa la noticia de que algún eclipse ocurriera. Tengo recuerdos muy vívidos sobre cuentos que le pedía a mi mamá que me contara y que casi siempre tenían que ver con el espacio (podrán luego encontrar a los personajes de dichos cuentos en el comienzo de cada capítulo). O de los libros y atlas de astronomía que mi papá me regalaba para incentivar ese conocimiento. En fin. Siempre me llamó la atención la astronomía.

El tiempo pasó, y a principios del 2001 decidí venir a La Plata para estudiar en el Observatorio. Desde ese momento y durante todo este tiempo mi interés por el cielo fue mutando. Mucho de ese romanticismo inicial fue cediendo de a poco, porque el camino se hizo largo y difícil, pero no se ha perdido del todo. Aún sigue ahí, escondido, latente. Ese gusto por observar el cielo se transformó en interés por estudiarlo, por conocerlo, por tratar de explicarlo. Y es así como llegamos a este momento.

Esta tesis de licenciatura que presentamos junto a Gonzalo, mi director, trata de entender y de estudiar cómo podrían haberse formado aquellos sistemas planetarios sin planetas gigantes, es decir, formados únicamente por planetas parecidos al nuestro, alrededor de estrellas similares al Sol. Además, intenta averiguar si esos planetas son capaces o no de albergar vida.

Espero que el lector pueda disfrutar de esta tesis tanto como yo la he disfrutado y que encuentre en estas páginas algo lindo para recordar y divulgar.

Buen Viaje ...

Ronco, María Paula.
e-mail: mpronco@fcaglp.unlp.edu.ar
Sitio Web: <http://gcp.fcaglp.unlp.edu.ar>
La Plata, Marzo de 2013.

A mis padres, Graciela y Raimundo,
por el amor, el esfuerzo y el apoyo
incondicional que lograron que durante
todos estos años yo me mantuviera en el camino.
A mi abuela Delfina, por su generosidad,
su amor, por darme siempre lo mejor
y porque te extraño a montones.
Y a Octavio, por quererme tal cual soy,
por ser mi refugio y por estar a mi lado
siempre y sin condiciones. Te amo.

Agradecimientos

Me da un inmenso placer poder encontrarme con este momento, el de los agradecimientos, y detenerme un instante para pensar en todas aquellas personas que han ido transitando este camino conmigo, desde el principio hasta el final.

Quiero agradecerle a Gonzalo, mi director, por animarse, por haberme dado todo su apoyo y su confianza desde el primer momento. Gracias por la paciencia, por enseñarme siempre cosas nuevas y por hacerme partícipe de cada cosa. Pero sobre todo por ser tan hermosa persona.

Al jurado, gracias a Pablo Santamaría y a Pablo Cincotta, por las correcciones y sugerencias. Pero sobre todo por ser tan cálidos siempre.

A mis amigas del cole y del barrio de San Telmo. A Mer, Sil, Feli, Ale y Mili, que estuvieron siempre acompañándome y más aún en los comienzos, y que a pesar de la distancia seguimos estando siempre unidas, compartiendo encuentros y sonrisas.

A Ariel, por las largas charlas en el local de Lavalle, por los consejos y por el cariño, al Pela y a Gastón, por ser mis amigos de siempre.

A los chicos del ingreso, muchos de los cuales aún hoy siguen a mi lado. Sin ellos dar los primeros pasos hubiera sido muy difícil. Por el grupo F(s) y por esos sábados de estudio en la cocina de matemática, gracias Nelly, Romi, Mechi, Walter, Ana, Flor y Deby.

Al tiempo en Center Hogar, porque me permitió conocer a Vero a Gise y a Nacho, hermosas personas y mucho más que compañeros de trabajo. Especialmente gracias a Vero por las charlas entre licitación y licitación y por prepararme siempre el mejor café. Pero sobre todo por alentarme siempre a seguir y por cuidarme como si fuera su hermana menor.

A Guillermo, por darme una mano cuando más lo necesitaba y por haberme ayudado a entender cosas que no entendía.

Quiero darle especial gracias a Fedra, por su hermosa amistad, sin condiciones, por entenderme por completo. Gracias por alegrarte conmigo de cada éxito y por consolarme siempre con cada fracaso o cada momento triste. ¡Te adoro amiga!

A Nelly, Romi, Cin, Juan y el Duende, por una amistad que es para toda la vida, por las charlas y los mates hasta tarde, por tantos años compartiendo cosas lindas, por las meriendas de los miércoles.

0. Agradecimientos

Gracias a Ceci, Ro, Tiara, Mari y Pula, por la catarsis, el consuelo y las risas, por esa sana diversión que tanto hace falta y que llegó justo en el momento más necesario. Por una amistad que siento cada vez más fuerte.

A los chicos, Nacho, Ale, Fede, Maxi y Fran, también por los encuentros, las charlas y la amistad de siempre.

A *les Intianes, todes*, por ayudarme a creer y a entender que con amor y esfuerzo se pueden lograr cosas maravillosas. Que sin ambiciones personales y trabajando en conjunto *todes unides* podemos transformar éste, nuestro espacio, en uno mucho mejor. Un espacio con mejores valores, con menos competencia y más compañerismo. Me siento desbordada de orgullo y muy feliz de ser parte de este hermoso grupo de personas. ¡¡¡Vamos Verde y Amarillo !!!

A mi familia, porque sin ella lograr este sueño no hubiera sido posible. A mi abuela Blanca por ser tan cariñosa y atenta siempre, ¡te quiero Blanquita! y a mi abuela Delfi, que ya no está, pero sigue estando, porque la tengo presente en cada momento. Gracias por haberme cuidado tanto y por haber deseado siempre y con tanta fuerza que sea feliz. ¡Te extraño horrores Abu!.

A mis viejos, por haberme apoyado siempre con la decisión de estudiar Astronomía y por la confianza que siempre depositaron en mí. A mi papá, por su amor incondicional, por procurar que nunca me faltara nada, por alentarme siempre a estudiar lo que yo quería. A mi mamá, por la ternura, la confianza, por la alegría en todo momento, pero sobre todo por tu humor, tu fortaleza y entereza ante todo, por tus ganas siempre.

A Octi, por ser mi Sol, mi amigo, mi amor, por acompañarme siempre, por compartir cada cosa conmigo, por aguantar mis locuras pero sobre todo por aprender a quererlas, por darme todos los gustos, por recordarme cada día lo mucho que me querés, por ser mi complemento. Te amo.

Por último a esta facultad, que quiero con toda mi alma y que siempre me hace sentir como en casa.

Índice general

Prefacio	iii
Agradecimientos	vii
Introducción	xvii
1. Consideraciones Generales	1
1.1. La definición de <i>planeta</i> y de <i>exoplaneta</i>	1
1.2. El conocimiento observacional sobre otros mundos	2
1.3. Discos protoplanetarios: aspectos teóricos	3
1.3.1. Formación y clasificación	4
1.3.2. Estructura vertical: densidad volumétrica de gas y altura del disco . .	5
1.3.3. Nebulosa solar de masa mínima	7
1.4. Etapas de la formación de un planeta terrestre	8
1.4.1. Etapa I: del polvo a los planetesimales	8
1.4.2. Etapa II: de los planetesimales a los embriones planetarios	9
1.4.3. Etapa III: de los embriones planetarios a los planetas terrestres . . .	9
1.5. Zona de habitabilidad	10
1.6. Trabajos previos sobre formación planetaria	12
1.6.1. Sistemas terrestres: los más comunes en el Universo	13
1.6.2. Diferentes perfiles de densidad superficial	14
1.7. Nuestro trabajo	15
2. Condiciones iniciales para el disco protoplanetario	17
2.1. Perfil de densidad superficial	17
2.2. Masa total inicial en el disco y metalicidad	19
2.3. Distribución inicial de agua en el disco	22
2.4. Modelo numérico	22
3. Simulaciones con sólo embriones planetarios	25
3.1. Distribución de los embriones en el disco	25
3.2. Resultados para $\gamma = 0.5$	27
3.3. Resultados para $\gamma = 1$	32
3.4. Resultados para $\gamma = 1.5$	34
3.5. Resultados generales	38

4. Simulaciones con embriones y planetesimales: condiciones iniciales al azar	43
4.1. Distribución de planetesimales y embriones en el disco	43
4.2. Resultados para $\gamma = 0.5$	47
4.3. Resultados para $\gamma = 1$	50
4.4. Resultados para $\gamma = 1.5$	54
4.4.1. Otras simulaciones para $\gamma = 1.5$	59
4.5. Resultados generales	62
5. Simulaciones con embriones y planetesimales: condiciones iniciales a partir de un modelo semianalítico	65
5.1. Breve descripción del modelo semianalítico	65
5.1.1. Resultados del modelo semianalítico: nuestras condiciones iniciales . .	66
5.2. Condiciones iniciales para las simulaciones de N-cuerpos	67
5.3. Resultados	68
5.4. Conclusiones	71
6. Conclusiones	73
Bibliografía	79

Índice de figuras

1.1. Histograma de Exoplanetas descubiertos.	2
1.2. Distribución masa-semieje de los exoplanetas descubiertos.	3
1.3. Distribución excentricidad-semieje de los exoplanetas descubiertos.	4
1.4. Histograma de exoplanetas en función de la masa estelar.	5
1.5. Clasificación de discos protoplanetarios.	6
1.6. Geometría vertical de un disco protoplanetario.	6
1.7. Estructura de un disco protoplanetario.	7
1.8. Etapas de la formación de un planeta terrestre.	10
1.9. Gráfico representativo de la zona habitable.	11
1.10. Zona habitable en un gráfico excentricidad-semieje.	12
1.11. Gráfico de la representación de sistemas planetarios diversos y con diferentes características	15
2.1. Gráfico representativo de un perfil de densidad superficial formado por una ley de potencias y un decaimiento exponencial.	19
2.2. Distribuciones de parámetros para la muestra de discos observados por Andrews et al. (2009, 2010).	19
2.3. Gráfico de los perfiles de densidad superficial de sólidos.	20
3.1. Formato de archivo de entrada para el Código MERCURY.	27
3.2. Distribuciones iniciales de masa para las simulaciones más representativas de cada perfil.	28
3.3. Evolución temporal de un sistema con $\gamma = 0.5$ hasta los 600 Ma.	30
3.4. Evolución temporal de la fracción de embriones planetarios para $\gamma = 0.5$	31
3.5. Evolución temporal del semieje y la masa del embrión de la zona habitable para $\gamma = 0.5$	32
3.6. Historia colisional del embrión de la zona habitable.	32
3.7. Evolución temporal de un sistema con $\gamma = 1$ hasta los 400 Ma.	34
3.8. Evolución temporal de la fracción de embriones planetarios para $\gamma = 1$	35
3.9. Evolución temporal de un sistema con $\gamma = 1.5$ hasta los 200 Ma.	37
3.10. Evolución temporal de la fracción de embriones planetarios para $\gamma = 1.5$	38
3.11. Evolución temporal del semieje y la masa de los embriones de la zona habitable para $\gamma = 1.5$	39
3.12. Evolución temporal de la fracción de embriones planetarios para todos los perfiles juntos.	40
4.1. Esquema representativo de la distribución de embriones y planetesimales en el disco.	44

4.2. Evolución temporal de un sistema con $\gamma = 0.5$ hasta los 250 Ma.	48
4.3. Evolución temporal de excentricidades e inclinaciones de los planetas más y menos masivo para los planetas de la zona habitable del perfil $\gamma = 0.5$	49
4.4. Evolución temporal de la fracción de embriones y planetesimales para el perfil $\gamma = 0.5$	49
4.5. Evolución temporal del semieje y la masa de los planetas de la zona habitable para $\gamma = 0.5$	51
4.6. Evolución temporal de un sistema con $\gamma = 1$ hasta los 200 Ma.	53
4.7. Evolución temporal de excentricidades e inclinaciones de los planetas más y menos masivo para los planetas de la zona habitable del perfil $\gamma = 1$	53
4.8. Evolución temporal de la fracción de embriones y planetesimales para el perfil $\gamma = 1$	54
4.9. Evolución temporal del semieje y la masa de los planetas de la zona habitable para $\gamma = 1$	54
4.10. Evolución temporal de un sistema con $\gamma = 1.5$ hasta los 200 Ma.	56
4.11. Evolución temporal de excentricidades e inclinaciones de los planetas más y menos masivo para los planetas de la zona habitable del perfil $\gamma = 1.5$	57
4.12. Evolución temporal de la fracción de embriones y planetesimales para el perfil $\gamma = 1.5$	57
4.13. Evolución temporal del semieje y la masa de los planetas de la zona habitable para $\gamma = 1.5$	58
4.14. Distribución inicial de masa para las nuevas simulaciones del perfil $\gamma = 1.5$. .	60
4.15. Evolución temporal de un sistema con $\gamma = 1.5$ hasta los 200 Ma para el nuevo grupo de simulaciones.	61
4.16. Evolución temporal de excentricidades e inclinaciones de los planetas más y menos masivo para los planetas de la zona habitable del perfil $\gamma = 1.5$ para el nuevo grupo de simulaciones.	62
4.17. Evolución temporal de la fracción de embriones y planetesimales para el perfil $\gamma = 1.5$ del nuevo grupo de simulaciones.	62
4.18. Evolución temporal del semieje y la masa de los planetas de la zona habitable para $\gamma = 1.5$ del nuevo grupo de simulaciones.	63
5.1. Distribuciones iniciales y finales de embriones y planetesimales generadas por el modelo semi-analítico.	67
5.2. Evolución temporal de un sistema con $\gamma = 1.5$ hasta los 170 Ma para simulaciones con condiciones iniciales más realistas.	70
5.3. Evolución temporal de excentricidades e inclinaciones de los planetas más y menos masivo para los planetas de la zona habitable del perfil $\gamma = 1.5$ para simulaciones con condiciones iniciales más realistas.	71
5.4. Evolución temporal de la fracción de embriones y planetesimales para el perfil $\gamma = 0.5$	71
5.5. Evolución temporal del semieje y la masa de los planetas de la zona habitable para las simulaciones con condiciones iniciales más realistas del perfil $\gamma = 1.5$	72
6.1. Esquema representativo del funcionamiento de la técnica de microlente gravitacional.	75
6.2. Distribución de los 18 planetas detectados con la técnica de Microlente Gravitacional.	75
6.3. Mapa semieje - masa con la distribución actual de métodos de detección de planetas extrasolares.	76

6.4. Mapa semieje - radio planetario (en radios terrestres) de los planetas candidatos y confirmados de la misión Kepler. 77

Índice de tablas

1.1. Porcentaje de sistemas planetarios formados para distintos perfiles de densidad superficial.	14
2.1. Cantidad de masa de sólidos por perfil y por cada región.	21
3.1. Cantidad de embriones planetarios resultantes para cada perfil de densidad superficial.	28
3.2. Resultados a los 600 Ma para el perfil con $\gamma = 0.5$	29
3.3. Contenido de agua en los embriones de la zona habitable a los 600 Ma para el perfil con $\gamma = 0.5$	31
3.4. Resultados a los 400 Ma para el perfil con $\gamma = 1$	33
3.5. Resultados a los 200 Ma para el perfil con $\gamma = 1.5$	36
3.6. Contenido de agua en los embriones de la zona habitable a los 200 Ma para el perfil con $\gamma = 1.5$	36
3.7. Comparación entre dos de los embriones hallados en la zona habitable para $\gamma = 1.5$	37
3.8. Resultados generales a los 600 Ma para el perfil con $\gamma = 0.5$, a los 400 Ma para el perfil con $\gamma = 1$ y a los 200 Ma para el perfil con $\gamma = 1.5$	40
4.1. Cantidad de embriones y planetesimales resultantes en cada región del disco y para cada perfil de densidad superficial.	46
4.2. Masas de embriones y planetesimales resultantes en cada región del disco y para cada perfil de densidad superficial.	46
4.3. Resultados a los 250 Ma para el perfil con $\gamma = 0.5$	47
4.4. Contenido de agua en los planetas resultantes de la zona habitable a los 250 Ma para el perfil con $\gamma = 0.5$	50
4.5. Resultados a los 200 Ma para el perfil con $\gamma = 1$	52
4.6. Contenido de agua en los planetas resultantes de la zona habitable a los 200 Ma para el perfil con $\gamma = 1$	55
4.7. Resultados a los 200 Ma para el perfil con $\gamma = 1.5$	55
4.8. Contenido de agua en los planetas resultantes de la zona habitable a los 200 Ma para el perfil con $\gamma = 1.5$	59
4.9. Resultados a los 200 Ma para el perfil con $\gamma = 1.5$ para el grupo de nuevas simulaciones.	60
4.10. Contenido de agua en los planetas de la zona habitable a los 200 Ma para el perfil con $\gamma = 1.5$ de las nuevas simulaciones	63
4.11. Resultados generales a los 250 Ma para el perfil con $\gamma = 0.5$ y a los 200 Ma para el perfil con $\gamma = 1$ y con $\gamma = 1.5$	64

ÍNDICE DE TABLAS

5.1. Cantidad de planetesimales en cada región del disco.	68
5.2. Resultados generales para las simulaciones más realistas.	69
5.3. Contenido de agua en los planetas resultantes de la zona habitable a los 150 Ma para la simulación 1, a los 170 Ma para la simulación 2 y a los 110 Ma para la simulación 3, del perfil $\gamma = 1.5$	71

Introducción

Durante mucho tiempo el Sistema Solar fue el único sistema planetario conocido y por ende, el más estudiado. Pero siempre estuvo presente la pregunta: ¿Existirán otros mundos, otros sistemas, otros planetas?. Esa pregunta comenzó a responderse a fines del Siglo XX con el descubrimiento del primer planeta extrasolar (Wolszczan & Frail 1992). Un planeta muy diferente a cualquiera de los ya conocidos hasta ese entonces porque orbita un púlsar y no una estrella como la nuestra. Fue a partir de ese momento en el que otras preguntas comenzaron a surgir: ¿Tendrán los planetas características semejantes?, ¿Habrán sistemas parecidos al nuestro, o son muy diferentes?, ¿Habrán planetas parecidos a nuestra Tierra, planetas con la posibilidad de albergar vida?, ¿Habrán más planetas de tipo terrestre o gigantes gaseosos?. El avance de la tecnología y del conocimiento nos permite intentar responder estas nuevas preguntas.

En la actualidad, el número de planetas descubiertos confirmados fuera de nuestro Sistema Solar asciende a 678 (<http://exoplanets.org>) y más del 70 % son gigantes gaseosos con masas mayores a la de Saturno. Sin embargo es importante mencionar que la mayoría de las técnicas actuales de detección planetaria, que han permitido hallar la mayor parte de los exoplanetas observados, presentan una tendencia a encontrar cuerpos muy masivos y con períodos orbitales cortos. De esta manera, la muestra de exoplanetas conocida hasta la fecha no es representativa de la gran diversidad de sistemas planetarios que hay en el Universo.

En los últimos años, diversos estudios observacionales (Cumming et al. 2008; Mayor et al. 2012) han analizado la existencia de sistemas planetarios alrededor de estrellas de tipo solar. Cumming et al. (2008) estudiaron 8 años de mediciones de velocidades radiales precisas obtenidas por el Telescopio Keck y sugirieron que el 17 % – 19 % de las estrellas de tipo solar tienen planetas gigantes con masas $M > 100 M_{\oplus}$ dentro de las 20 UA. Más aún, utilizando resultados de un estudio llevado a cabo en el Observatorio de La Silla con el espectrógrafo HARPS, Mayor et al. (2012) infirieron recientemente que cerca del 14 % de las estrellas de tipo solar tienen planetas con masas $M > 50 M_{\oplus}$ dentro de las 5 UA. Además, varios trabajos teóricos (Mordasini et al. 2009; Miguel et al. 2011) han estudiado también la gran diversidad de arquitecturas de sistemas planetarios. Mordasini et al. (2009) utilizaron un modelo de acreción del núcleo para sintetizar poblaciones de exoplanetas orbitando alrededor de estrellas de tipo solar. Sus resultados indican que la tasa de formación de planetas con masas $M > 100 M_{\oplus}$ es del 14.3 %, lo que es consistente con los resultados hallados por Cumming et al. (2008). Por otro lado, Miguel et al. (2011) desarrollaron un modelo semi-analítico para computar la formación de sistemas planetarios. Predijeron que de la gran diversidad de sistemas planetarios, aquellos que sólo tienen planetas rocosos y pequeños, representan la gran mayoría. En particular encuentran, que para discos con masas $M \lesssim 0.03M_{\odot}$ no es posible encontrar planetas gigantes gaseosos.

0. Introducción

Teniendo en cuenta entonces estos resultados observacionales y teóricos, los sistemas planetarios constituídos únicamente por planetas de tipo terrestre parecerían ser los más comunes en el Universo.

Como indica el título de esta Tesis, el objetivo general de nuestro trabajo es poder analizar la diversidad de sistemas planetarios que podrían formarse alrededor de estrellas de tipo solar y sin gigantes gaseosos, en acuerdo con los trabajos mencionados anteriormente. Nuestro interés particular es estudiar estos sistemas en discos de baja masa, pues podemos asegurar que en ellos no hay posibilidad de formar planetas gigantes gaseosos. Para poder lograr este análisis desarrollamos simulaciones de N-cuerpos orientadas a estudiar el proceso de formación de planetas terrestres. Las simulaciones tienen en cuenta distintos escenarios, consideran discos protoplanetarios con diferentes perfiles de densidad superficial y utilizan distintas configuraciones físicas y orbitales para formar los sistemas planetarios. Luego, el objetivo principal de este trabajo es analizar la potencial habitabilidad de los planetas terrestres que se forman en dichos sistemas y tratar de determinar teóricamente si son blancos de interés observacional. Básicamente nuestro estudio está orientado a responder la siguiente pregunta: ¿Si existiera la posibilidad de observar sistemas formados únicamente por planetas de tipo terrestre, sería interesante estudiarlos en detalle?, ¿son los sistemas planetarios con sólo planetas terrestres blancos de interés astrobiológico?, ¿valdría la pena orientar nuestros grandes telescopios e instrumentos a este tipo de sistemas?.

La Tesis está entonces organizada de la siguiente manera:

El **Capítulo 1** describe el marco teórico y observacional necesarios para la comprensión y desarrollo de todo el trabajo de Licenciatura. Contiene además el análisis general de algunos trabajos previos que representan las bases y fundamentos de dicho trabajo.

El **Capítulo 2** presenta las propiedades generales del disco protoplanetario utilizado en nuestro estudio y describe las características fundamentales del Modelo Numérico utilizado para las Simulaciones de N-cuerpos.

El **Capítulo 3** expone las características iniciales del primer escenario utilizado, formado únicamente por embriones planetarios, y los resultados hallados para dichos sistemas.

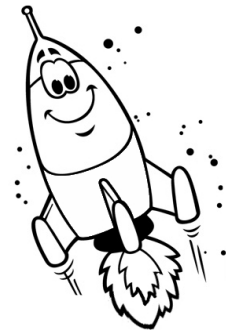
El **Capítulo 4** muestra las características y resultados encontrados en el segundo escenario utilizado, formado por un enjambre de planetesimales y de embriones planetarios teniendo en cuenta que la masa del sistema se distribuye de manera equitativa entre ambos tipos de cuerpos.

El **Capítulo 5** presenta las características y resultados encontrados en el tercer escenario formado por un enjambre de planetesimales y de embriones planetarios pero teniendo en cuenta una distribución inicial de masas realista obtenida a partir de un modelo semi-analítico. .

El **Capítulo 6**, por último, expone las conclusiones de todo el trabajo realizado.

Capítulo 1

Consideraciones Generales



“Hoy tengo ganas de ir a dar una vuelta por el espacio ...”
Cohetito Pilotito

En este capítulo presentamos los conocimientos y conceptos básicos de la formación de sistemas planetarios, desde el punto de vista observacional y teórico, los cuales son fundamentales y necesarios para poder estudiar la diversidad de los mismos. Exponemos también cuáles son los trabajos previos que fueron motivadores de nuestro estudio y presentamos sus resultados más importantes.

1.1. La definición de *planeta* y de *exoplaneta*

Comencemos por el principio, y para ello es sumamente necesario entender de qué estamos hablando cuando decimos *planeta* o *exoplaneta*. Hasta hace apenas unos años nuestro Sistema Solar estaba formado por nueve planetas: Mercurio, Venus, la Tierra, Marte, Júpiter, Saturno, Urano, Neptuno y Plutón. Pero luego del descubrimiento de los objetos transneptunianos, en particular con el descubrimiento de uno de ellos, conocido actualmente como Eris, fue necesario reformular la definición de planeta. Eris resultó ser más masivo que Plutón (Brown & Schaller 2007) y ésto daba lugar a la posibilidad de hallar, quizás, otros objetos similares, lo que hacía que el número final de planetas de nuestro sistema no fuera definitivo. Para evitar este problema, en la Asamblea General de la Unión Astronómica Internacional que se llevó a cabo en Praga el 24 de Agosto de 2006, se decidió reformular la definición de planeta y se resolvió que:

Planeta es todo cuerpo del Sistema Solar que no es un satélite y cumple que:

(a) *está en órbita alrededor del Sol,*

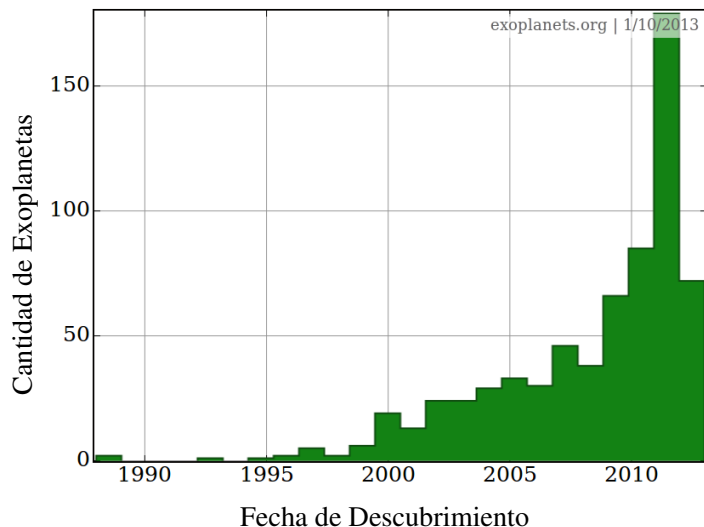


Figura 1.1. Histograma que muestra la cantidad de exoplanetas descubiertos hasta el 10 de Enero de 2013. Extraído de la página <http://exoplanets.org/>.

- (b) *tiene suficiente masa para que su gravedad supere las fuerzas del cuerpo rígido, de manera que asuma una forma en equilibrio hidrostático (prácticamente esférica),*
- (c) *ha limpiado la vecindad de su órbita.*

A partir de esta nueva definición, Plutón no cumple con (c) y por lo tanto, dejó de ser un planeta. Ha pasado a clasificarse como planeta enano, junto a Ceres, Eris, Haumea y Makemake, que difieren de ser planeta pues no han despejado la zona local de su órbita y no son satélite de otro cuerpo.

Es claro entender ahora que un *exoplaneta* o *planeta extrasolar* es todo cuerpo que cumple con (b) y (c) de la definición de planeta pero que no orbita al Sol. Esta definición incluye tanto a aquellos exoplanetas que orbitan alguna o algunas estrellas como a aquellos que no orbitan a ninguna. En particular, de aquí en más, cuando hablemos de *exoplanetas* estaremos refiriéndonos a aquellos que orbitan una o más estrellas.

1.2. El conocimiento observacional sobre otros mundos

Además de los ocho planetas ya conocidos de nuestro Sistema Solar, el número de planetas extrasolares confirmados descubiertos hasta la fecha (10 de Enero de 2013) asciende a 678 (<http://exoplanets.org/>). Este número ha crecido exponencialmente en la última década y continúa en aumento (Figura 1.1). De hecho, gracias a la misión Kepler (<http://kepler.nasa.gov/>) 114 exoplanetas fueron descubiertos y existen 2740 candidatos más a planetas extrasolares que aún esperan por ser confirmados, o no, como tales.

Desde el momento en que se empezó a pensar en la existencia de otros sistemas planetarios, se supuso que serían análogos al nuestro, con los planetas terrestres ubicados cerca de la estrella central y con los gigantes gaseosos más alejados. Sin embargo, de todos los sistemas hallados no se ha encontrado ninguno similar al nuestro. Por el contrario, son muy diferentes.

Los exoplanetas ya confirmados tienen características muy diversas tanto en cuanto a qué tipo de sistema pertenecen, sus masas, excentricidades, tamaños, inclinaciones, tipo de estrella que orbitan y distancia a su o sus estrellas centrales. Podemos mencionar que los 678 exoplanetas se encuentran distribuidos en 556 sistemas planetarios, 472 de los cuales albergan

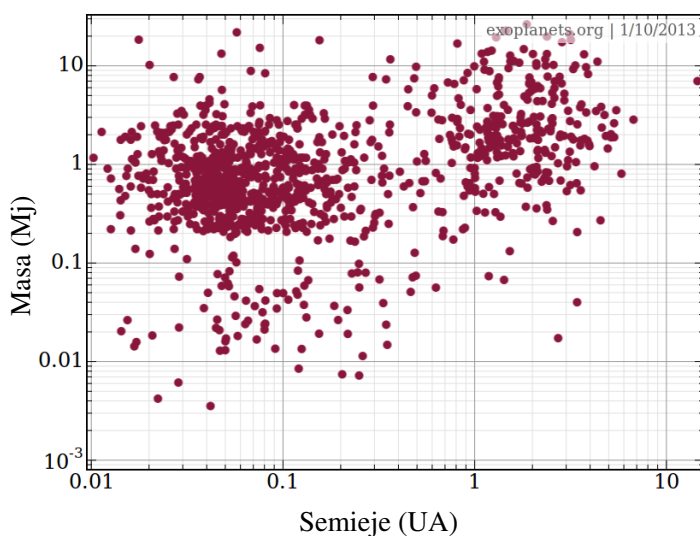


Figura 1.2. Masas de los exoplanetas (en masas de Júpiter) vs. semiejes (en UA), donde $1M_{\text{Júpiter}} = 317.8M_{\oplus}$ y $1 \text{ UA} = 1.49 \times 10^8 \text{ km}$. Extraído de la página <http://exoplanets.org/>.

un sólo planeta (sistemas simples) y 84 poseen 2 o más (sistemas múltiples). No todos son sistemas formados por una única estrella central. De los sistemas múltiples, 6 son binarios o con más de 2 estrellas centrales, y lo mismo ocurre con 51 de los 472 planetas en sistemas simples.

En cuanto a las masas y distancias a la estrella central se ha encontrado gran cantidad de planetas gigantes como Júpiter con semiejes muy pequeños pero también hay una acumulación de objetos similares entre 1 UA y 10 UA aproximadamente (Figura 1.2). La cantidad de planetas poco masivos es mucho menor, pero esta situación está directamente relacionada con la dificultad que existe para poder detectar este tipo de planetas, lo que representa un problema de selección.

Respecto a las excentricidades, en la Figura 1.3 podemos observar las mismas en función de la distancia a la estrella central y podemos notar que es más común encontrar órbitas excéntricas para planetas con semiejes más grandes.

Por último, es importante mencionar que la gran mayoría de los exoplanetas confirmados fueron detectados orbitando estrellas con masas similares a la de nuestro Sol (Figura 1.4). Esto también representa un sesgo observacional pues este tipo de estrellas son de particular interés y son, por ende, las más estudiadas. Sin embargo, esto no es condición suficiente para creer que otro tipo de estrellas no podrían tener sus propios planetas.

De esta manera vemos cuan variada es la muestra actual de exoplanetas y cuan variada es, en consecuencia, la muestra de sistemas planetarios que los albergan.

1.3. Discos protoplanetarios: aspectos teóricos

Las teorías más aceptadas de formación planetaria se basan en que los planetas se forman a partir de discos protoplanetarios de gas y polvo que circundan a la protoestrella. Esta idea implica que las propiedades y características finales de los sistemas planetarios y planetas resultantes están directamente relacionadas con las de los discos en las que se formaron. Por lo tanto, entender la evolución del disco es imprescindible para comprender la naturaleza final de los sistemas formados.

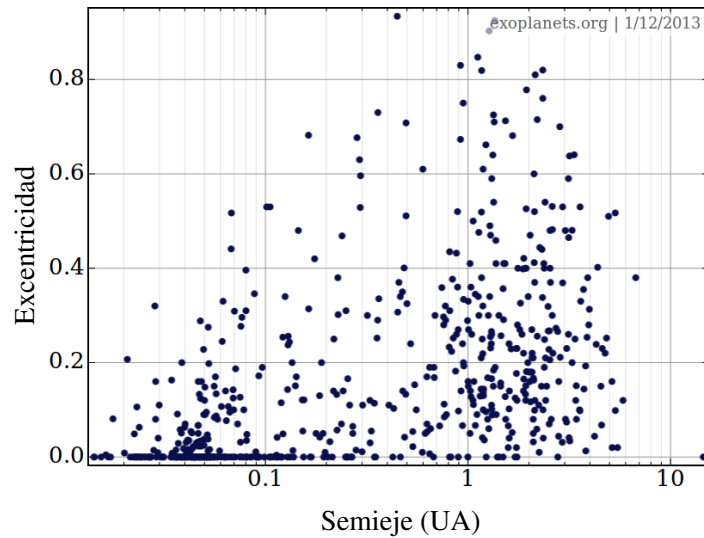


Figura 1.3. Excentricidades vs. semiejes de los exoplanetas detectados hasta la fecha. Extraído de la página <http://exoplanets.org/>.

1.3.1. Formación y clasificación

Cuando ciertas regiones de una nube de gas molecular se vuelven gravitatoriamente inestables, colapsan formando una protoestrella. Si asumimos que los grumos en la nube poseen cierta rotación, parte de su momento angular es transferido a la protoestrella. Si bien el momento angular total del sistema se conserva, el de la protoestrella no lo hace. Por lo tanto, si no existiera otro objeto aparte de la protoestrella, ésta debería rotar muy rápidamente para conservar el momento angular total. Dado que esto no ocurre, es necesario pensar que existe algún mecanismo por el cual la protoestrella pierde parte de su momento angular durante su proceso de contracción gravitatoria. Este mecanismo es justamente la formación de un disco, que llamaremos *disco protoplanetario*, en el plano ecuatorial de la estrella central. La formación de este disco conlleva a la pérdida del 90 % del momento angular de la estrella en contracción, y se puede mostrar que posee cerca del 10 % de la masa inicial.

Los discos protoplanetarios pueden clasificarse observacionalmente según la forma de su distribución de energía espectral (DEE), es decir el flujo de radiación, en el infrarrojo. Es importante aclarar que es la emisión del polvo la que se mide, y no la del gas. En general, presentan:

1. Un exceso en el Infra-Rojo (IR) debido a la importante presencia de polvo caliente en el disco cerca de la estrella.
2. Un exceso en el Ultra-Violeta (UV) el cual se atribuye a regiones de alta temperatura (probablemente manchas calientes) en la superficie estelar donde el gas del disco está siendo acretado.

Cuantificando el exceso en el IR la clasificación resulta en: (ver Figura 1.5)

- **Clase 0:** La Distribución de Energía Espectral (DEE) posee un pico en $\sim 100\mu\text{m}$. Hay abundante cantidad de polvo y tiene una pendiente muy pronunciada. Predomina el IR lejano.
- **Clase I:** La DEE es más chata, menos pronunciada. Hay menos cantidad de polvo y predomina el IR medio.

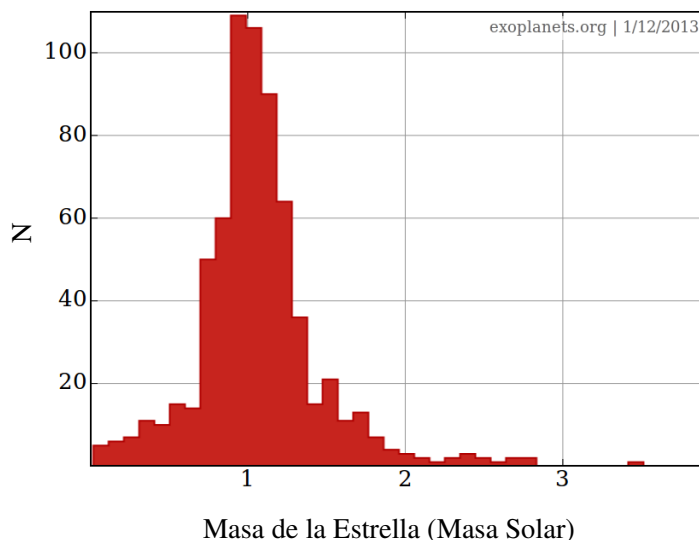


Figura 1.4. Histograma que muestra la cantidad de exoplanetas descubiertos hasta la fecha en función de la masa de la estrella a la que orbita. Extraído de la página <http://exoplanets.org/>.

- **Clase II:** Poseen una DEE en descenso. Estos objetos se llaman Estrellas T-Tauri Clásicas.
- **Clase III:** Son estrellas de Pre-Secuencia Principal con muy poco o ningún exceso en el IR. Son las Estrellas T-Tauri de Líneas Débiles.

Esta clasificación observacional puede interpretarse teóricamente como una secuencia evolutiva (Adams et al. 1987) en la cual los objetos Clase 0 serían los más jóvenes y los Clase III serían los más viejos que han perdido eventualmente el disco.

También se clasifican según cómo es su fuente primaria de energía. Llamamos *discos pasivos* a aquellos en los que la energía proviene principalmente del reprocesamiento de la energía de la estrella central. Y *discos activos* a aquellos en los que la energía proviene de la pérdida de energía potencial gravitatoria de las propias capas externas que se acercan a la estrella. En general también están asociados a etapas evolutivas siendo activos los más jóvenes y pasivos los más viejos.

1.3.2. Estructura vertical: densidad volumétrica de gas y altura del disco

La estructura vertical de la componente gaseosa de un disco delgado puede derivarse a partir de considerar su equilibrio hidrostático,

$$\frac{dP}{dz} = -\rho g_z, \quad (1.1)$$

donde P y ρ representan la presión y la densidad del gas, respectivamente, y g_z es la componente vertical de la aceleración de la gravedad. Si ignoramos cualquier contribución del disco a la fuerza gravitatoria (no consideramos discos autogravitantes), la componente vertical de la gravedad en una porción cilíndrica de gas de radio r y altura z es, (ver Figura 1.6)

$$g_z = \frac{GM_*}{d^2} \sin \theta = \frac{GM_*}{d^3} z. \quad (1.2)$$

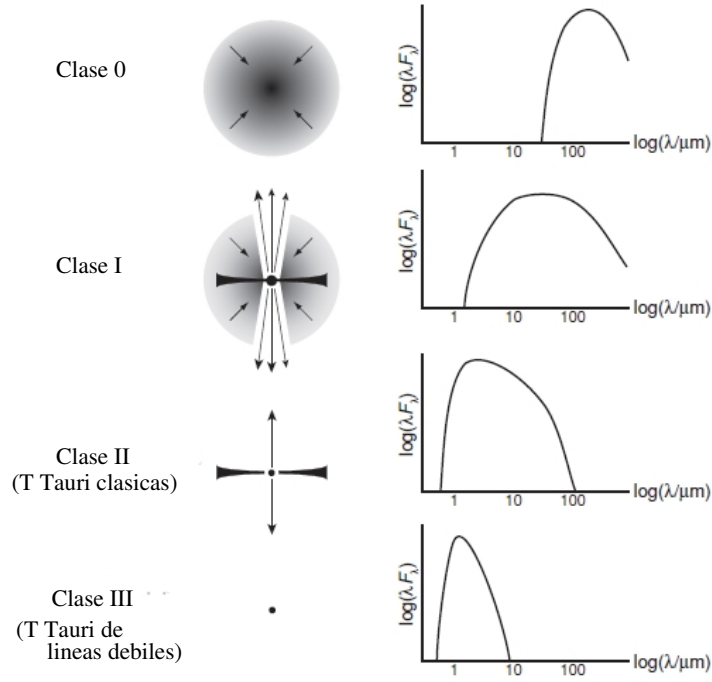


Figura 1.5. Esquema de clasificación de discos protoplanetarios. Figura extraída de Armitage P. 2010.

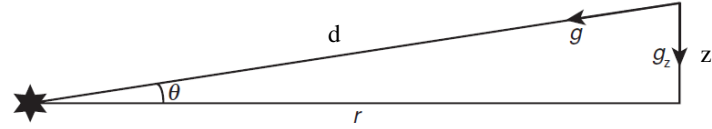


Figura 1.6. Geometría para el cálculo del equilibrio hidrostático vertical de un disco protoplanetario.

Como lejos de la estrella, $d \sim r$ y para un disco delgado $z \ll r$, entonces

$$g_z \simeq \Omega^2 z, \quad (1.3)$$

donde $\Omega \equiv \sqrt{GM_*/r^3}$ es la velocidad angular de una órbita Kepleriana circular. Si por simplicidad asumimos también que el disco es verticalmente isoterma (la cual es una buena aproximación para discos pasivos pero no lo es tanto para discos activos) la ecuación de estado es $P = \rho c_s^2$, donde c_s es la velocidad del sonido dada por

$$c_s^2 = \frac{dP}{d\rho} = \frac{\kappa T}{\mu m_h}, \quad (1.4)$$

con κ la constante de Boltzman y μ el peso molecular medio en unidades de la masa del protón m_h . Luego, la ecuación de equilibrio hidrostático resulta en,

$$c_s^2 \frac{d\rho}{dz} = -\Omega^2 \rho z. \quad (1.5)$$

La solución a esta ecuación diferencial que se obtiene integrando es,

$$\rho(z) = \rho(z=0) e^{-\frac{z^2}{h^2}}, \quad (1.6)$$

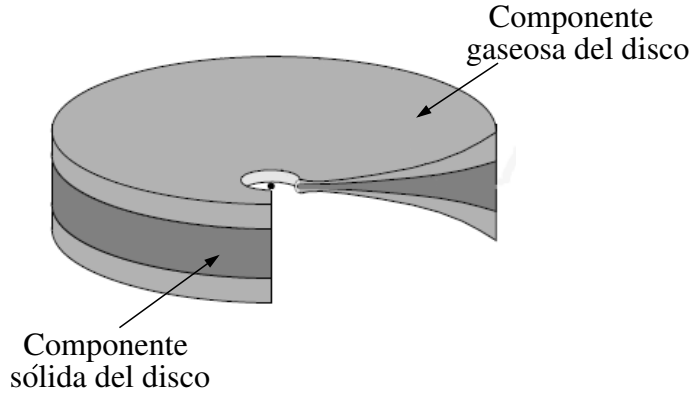


Figura 1.7. Estructura tipo moño para la componente sólida y gaseosa de un disco protoplanetario.

donde h es la *escala vertical de altura* o *altura característica del disco* y viene dada por,

$$h = \sqrt{2} \frac{c_s}{\Omega}. \quad (1.7)$$

Teniendo en cuenta la dependencia de c_s y Ω con el radio r del disco, puede mostrarse que $h/r \propto r^\alpha$, con $\alpha > 0$ y dependiente del perfil de temperatura del disco. De esta manera vemos que la forma que adopta el disco de gas es como la que se muestra en la Figura 1.7.

Con respecto a la componente sólida, los granos de polvo no sufren un gradiente de presión debido al gas pero sí una fricción gaseosa. Haciendo un análisis similar al anterior pero sobre una partícula de polvo, y teniendo en cuenta dicho efecto, puede mostrarse que la componente sólida del disco obedece a la ecuación de un oscilador amortiguado en la coordenada vertical. Esto implica que los granos de polvo sedimentan al plano medio del disco, proceso que requiere del orden de 10^4 años en un disco no turbulento.

1.3.3. Nebulosa solar de masa mínima

El modelo más conocido para la estructura de la nebulosa solar es la “Nebulosa Solar de Masa Mínima” (MMSN por sus siglas en inglés de Minimum Mass Solar Nebula) propuesto por Weidenschilling (1977a) y Hayashi (1981).

Este modelo propone un mecanismo para estimar un límite inferior de la cantidad de gas y sólidos inicial que debía haber en el disco cuando los planetas se formaron, es decir, permite estimar la masa mínima de la nebulosa solar primitiva. Dicho mecanismo consiste en:

- (1) Considerar la masa conocida de los elementos pesados, como por ejemplo el hierro, en cada planeta del Sistema Solar. Luego, aumentar dicha masa con la suficiente cantidad de hidrógeno y helio de manera de obtener la composición Solar.
- (2) En segundo lugar, dividir al Sistema Solar en anillos concéntricos con un planeta por cada anillo y distribuir uniformemente sobre cada uno la masa aumentada de cada planeta para obtener una densidad superficial característica.

El resultado de tal procedimiento es que la densidad superficial Σ puede ser aproximada mediante una ley de potencias de la forma:

$$\Sigma(r) = \Sigma_1 r^{-\alpha}, \quad (1.8)$$

con $\alpha = 3/2$ siendo $\Sigma_1 = 6 \text{ g cm}^{-2}$ y 1700 g cm^{-2} para la componente sólida y gaseosa del disco, respectivamente. Integrando esta expresión hasta 30 UA (en 30 UA se ubica la

órbita de Neptuno, el último planeta del Sistema Solar) la masa total en el disco resulta ser de $\sim 0.01M_{\odot}$. Este valor hallado es comparable con las masas típicas estimadas para discos protoplanetarios alrededor de otras estrellas (Andrews et al. 2009, 2010). Sin embargo, es importante resaltar que esta estimación no se encuentra teniendo en cuenta el momento en el cual se formó la nebulosa y que, por ende, no hay motivos fundados para creer que la ley anterior representa la densidad superficial de un disco protoplanetario cualquiera. De hecho, observaciones y modelos teóricos más recientes predicen un perfil mucho más suave con $\alpha \approx 1$ (Dullemond et al. 2007; Andrews & Williams 2007a; Garaud & Lin 2007).

Aún así, la masa del disco es uno de los parámetros de mayor relevancia para la formación planetaria y por eso la importancia de este modelo. Si bien en la realidad los discos protoplanetarios son mucho más complejos que simples leyes de potencia, éstas son de mucha utilidad para describirlos y estudiarlos.

1.4. Etapas de la formación de un planeta terrestre

Los planetas de tipo terrestre se forman a partir de discos protoplanetarios formados aproximadamente, por un 99% de gas y un 1% de polvo. Comenzaremos entonces nuestra descripción considerando un disco protoplanetario cuya componente sólida se ha asentado al plano medio del disco en aproximadamente 10^4 años. Pueden distinguirse tres etapas para la formación de un planeta terrestre:

1.4.1. Etapa I: del polvo a los planetesimales

Los *planetesimales* son, por definición, los cuerpos rocosos más pequeños que pueden estar desacoplados del gas en el disco, es decir, aquellos cuerpos cuya dinámica está gobernada por las fuerzas de atracción gravitatoria más que por el gas. Se considera generalmente que tienen tamaños del orden de ~ 1 km con masas de $\sim 10^{16}$ g. Sin embargo, cuerpos con tamaños ~ 1 km no están por completo desacoplados del gas y sus órbitas están alteradas significativamente por la fricción gaseosa, lo que se evidencia en amortiguamientos de sus excentricidades e inclinaciones y, en mucho menor medida, en sus radios orbitales. Sin embargo, el tamaño característico de los planetesimales es desconocido, como también el mecanismo que los forma. En la actualidad existen dos teorías cualitativamente diferentes para explicar la formación de planetesimales:

a) Crecimiento colisional desde cuerpos más pequeños: (Weidenschilling & Cuzzi 1993). La teoría predice que cuanto más pequeñas son las partículas y cuanto menores son sus velocidades (del orden de ~ 1 m s $^{-1}$ o menores) más eficiente es el proceso de aglutinamiento que da lugar a la formación de cuerpos más grandes. Este mecanismo es válido entonces para partículas que alcanzan el tamaño de 1 m, pero de allí en adelante comienzan a surgir algunos problemas. A medida que el objeto va creciendo, se desacopla cada vez más del gas y comienza a adquirir una velocidad kepleriana, ya no se mueve bajo la influencia del disco gaseoso, pero éste le genera una fuerza de fricción. Dicha fricción disminuye la energía orbital del objeto y logra que éste espirale hacia la estrella central. Si los objetos tienen tamaños del orden de $\sim 10 - 100$ m su inercia es suficiente como para que el decaimiento sea lento, pero cuando los objetos son del orden de 1 m este tiempo es muy rápido, menor a 100 años a 1 UA. Así, el gran problema de este mecanismo de formación es que no puede explicar cómo se forman los objetos de mayor tamaño si los más pequeños, de ~ 1 m, caen todos a la estrella central. Este problema es conocido como la *barrera del metro*.

b) Inestabilidad gravitatoria local de cuerpos más pequeños: (Goldreich & Ward 1973; Youdin & Shu 2002). Este mecanismo sugiere que un gran número de pequeños agrupamientos de partículas pueden volverse gravitatoriamente inestables para formar planetesimales directamente. Este proceso requiere de la concentración de partículas de ~ 1 m o más pequeñas y forman planetesimales del orden de ~ 10 km a 100 km, o mayores, en escalas de tiempo relativamente cortas.

1.4.2. Etapa II: de los planetesimales a los embriones planetarios

Los planetesimales con tamaños de ~ 1 km ya formados son la componente primaria del disco interno. Mientras el gas se encuentra aún presente en el disco, las excentricidades de los planetesimales se amortiguan debido a la fricción con el mismo y por ende las velocidades relativas entre los planetesimales se mantienen bajas. Mientras esto ocurre, aquellos cuerpos que son un poco más grandes que los de tamaño típico, aumentan su sección eficaz de captura gracias al *enfoque gravitatorio* y por ende aumentan sus tasas de acreción de masa (Safronov 1969). En este momento puede mostrarse que la tasa de acreción crece con la masa en una potencia de $4/3$ (Greenberg et al. 1978; Wetherill & Stewart 1989, 1993; Ida & Maquino 1992a; Kokubo & Ida 1996; Goldreich et al. 2004) dando lugar a una etapa denominada *crecimiento en fuga*. Este rápido crecimiento de los planetesimales puede observarse en la zona B de la Figura 1.8. Sin embargo, cabe destacar que algunos trabajos recientes de formación basados en la inestabilidad gravitatoria, logran formar cuerpos de tamaños del orden de ~ 1000 km eficientemente (Johansen et al. 2007), lo que pasaría por alto la etapa de *crecimiento en fuga* (reflejado en la zona A de la Figura 1.8).

Mientras los cuerpos más grandes se someten al crecimiento el fuga, perturban gravitatoriamente a los planetesimales que se encuentran cerca. Así, las velocidades relativas de estos planetesimales se ven incrementadas por los más grandes en un proceso llamado “agitación viscosa” (Ida & Maquino 1992a). Durante este tiempo las velocidades de los cuerpos con mayor tamaño se mantienen pequeñas debido a la fricción dinámica con el enjambre de pequeños cuerpos (Ida & Maquino 1992b). Debido al aumento en las velocidades de los planetesimales, el enfoque gravitatorio disminuye y el crecimiento de los objetos grandes desacelera. Puede mostrarse que en este momento $dM/dt \sim M^{2/3}$ (Ida & Maquino 1993; Rafikov 2003). Sin embargo, continúan creciendo manteniendo una separación característica entre ellos. Esta fase de crecimiento se denomina *crecimiento oligárquico* ya que son unos pocos los cuerpos que dominan la dinámica del sistema, con tasas de crecimiento reducidas y con un aumento de las interacciones entre embriones vecinos (Kokubo & Ida 1998, 2000, 2002; Leinhardt & Richardson 2005).

1.4.3. Etapa III: de los embriones planetarios a los planetas terrestres

Una vez que las masas en planetesimales y embriones son comparables, las zonas de alimentación de embriones vecinos comienzan a solaparse y pueden ocurrir colisiones entre ellos (Wetherill 1985; Kenyon & Bromley 2006). Este es el comienzo de la fase final de la formación de un planeta terrestre y la llamamos *última etapa de acreción*. En este momento los planetas crecen como consecuencia de la acreción de otros embriones y también de planetesimales (Chambers 2001; Raymond et al. 2006a; O’Brien et al. 2006). Las excentricidades de los embriones están amortiguadas debido a la acción del gas y también como consecuencia de la *fricción dinámica*¹, pero no son lo suficientemente pequeñas como para prevenir las

¹La fricción dinámica es una fuerza disipativa que amortigua las excentricidades e inclinaciones de cuerpos grandes, como ser embriones planetarios, embebidos en un mar de pequeños cuerpos, representados por planetesimales.

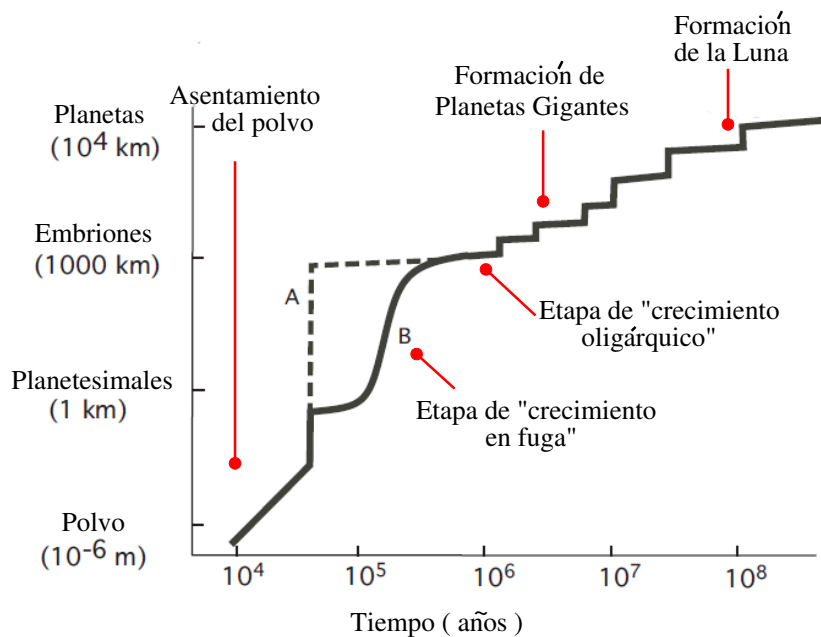


Figura 1.8. Etapas de la formación de un planeta terrestre. Extraído de Lunine et al. (2011).

grandes colisiones. Estos planetas en crecimiento limpian de material sus regiones cercanas y sus zonas de alimentación se ensanchan y se mueven hacia afuera con el tiempo (Raymond et al. 2006a).

Es importante mencionar la gran influencia que los planetas gigantes tienen sobre los planetas terrestres en esta última fase de formación. Los gigantes gaseosos son confinados a formarse en los primeros ~ 10 Ma² del disco protoplanetario, pues es sabido que luego de ese tiempo la componente gaseosa del disco se disipa (Mamajek 2009). Una vez formados, los gigantes aceleran la formación de los terrestres pues aumentan las excentricidades de objetos cercanos, incrementando así las tasas de colisión, y también eyectando cuerpos que sufren encuentros con los mismos. Así, sistemas planetarios con planetas gigantes menos masivos no excitarán tanto las excentricidades de los embriones reduciendo el ancho de las zonas de alimentación e induciendo la formación de mayor cantidad de planetas terrestres que un sistema con gigantes gaseosos más masivos. Es por estos motivos que la existencia de gigantes es fundamental para entender este escenario. Finalmente, los planetas de tipo terrestre completan su formación en escalas de tiempo que rondan los 100 Ma (Touboul et al. 2007).

1.5. Zona de habitabilidad

Para poder hablar de planetas potencialmente habitables y entender qué es lo que esto significa, es sumamente importante definir la *zona de habitabilidad*.

Consideraciones del flujo estelar y del clima del planeta Tierra conducen a que la *zona habitable* o *zona de habitabilidad* sea definida como la región circumestelar dentro de la cual un planeta similar a la Tierra pueda albergar permanentemente agua en estado líquido en su superficie (Kasting et al. 1993 y Selsis et al. 2007). Un planeta terrestre que se encuentra

²1 Ma equivale a 1×10^6 años.

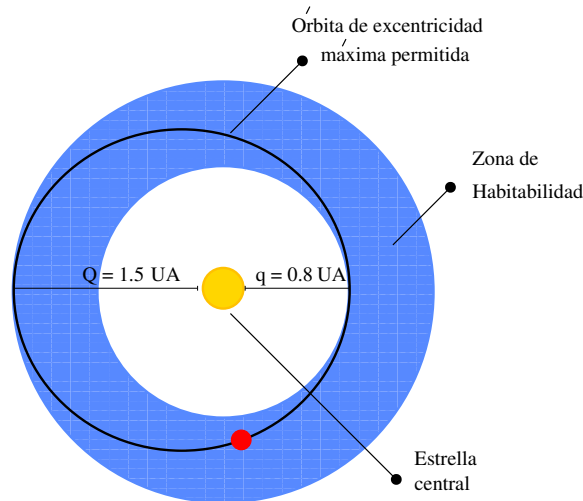


Figura 1.9. Gráfico representativo de la zona habitable y de una órbita planetaria con la máxima excentricidad posible ($e = 0.3$) para asegurar la potencial habitabilidad del planeta. $q = 0.8 \text{ UA}$ representa la distancia pericéntrica mínima y $Q = 1.5 \text{ UA}$ representa la distancia apocéntrica máxima posible.

más allá de la zona habitable de su estrella puede todavía albergar vida bajo su superficie. Sin embargo, al ser éste incapaz de utilizar la luz solar como fuente de energía, no presentará modificaciones observables en su biosfera (Rosling 2005). De esta manera estaríamos obligados a realizar una exploración *in situ* para determinar la habitabilidad. Por este motivo y debido a la dificultad que esto representa, estos casos no son objetos de actual interés.

Según la definición anterior, la zona de habitabilidad para una estrella de tipo Solar se encuentra entre 0.8 UA y 1.5 UA . Pero la evolución de planetas análogos a la Tierra es un proceso sumamente complejo, y localizar a un planeta en su zona habitable no es ninguna garantía de que allí se pueda albergar vida.

Mantener las condiciones de habitabilidad en un planeta requiere diversas condiciones geofísicas y geoquímicas particulares y son muchos los factores que pueden prevenir la habitabilidad (superficial). Algunos ejemplos son: el planeta puede no contener agua, la tasa de grandes impactos puede ser muy alta, la mínima cantidad de elementos necesarios para dar lugar a la vida (aún desconocidos) puede no existir, la gravedad puede ser muy débil como para retener una atmósfera significativa. Debido a estos ejemplos es que para poder hablar de potencial habitabilidad en un planeta similar a la Tierra es necesario tener en cuenta cómo afectan a la posibilidad de albergar vida factores como la evolución atmosférica, la actividad estelar, los campos magnéticos y la tectónica de placas.

Si bien es dificultoso determinar fehacientemente si un planeta es o no habitable, el criterio que adoptaremos es considerar que el planeta en cuestión se encuentre en la zona habitable del sistema y que presente un contenido significativo de agua. Como hemos mencionado, para una estrella de tipo solar, la zona habitable se define entre 0.8 UA y 1.5 UA . Sin embargo, hay que tener en cuenta que planetas con órbitas muy excéntricas pueden estar fuera de la zona habitable durante gran parte de su período, siendo difícil lograr la permanencia de agua en estado líquido. Por lo tanto, para evitar este problema, vamos a considerar que la órbita de un planeta potencialmente habitable debe estar por completo contenida entre 0.8 UA y 1.5 UA , es decir, una órbita cuya distancia pericéntrica mínima $q = 0.8 \text{ UA}$ y cuya distancia apocéntrica máxima $Q = 1.5 \text{ UA}$. Podemos apreciar esta restricción en la Figura 1.9. De esta

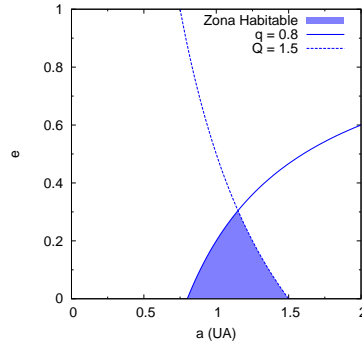


Figura 1.10. Gráfico en el cual se ve delimitada la zona habitable para semiejes entre 0.8 UA y 1.5 UA. Las curvas de $q = 0.8$ UA y $Q = 1.5$ UA determinan las posibles órbitas. La intersección de ambas curvas definen la máxima excentricidad permitida que resulta ser $e = 0.3$.

manera:

$$q = a(1 - e) = 0.8 \text{ UA}, \quad (1.9)$$

$$Q = a(1 + e) = 1.5 \text{ UA}, \quad (1.10)$$

luego, haciendo el cociente de ambas ecuaciones se puede determinar fácilmente que el máximo valor permitido para la excentricidad es de ~ 0.3 . Por otro lado, despejando a la excentricidad como función del semieje, podemos hallar las curvas de $q = 0.8$ UA y $Q = 1.5$ UA que delimitan la zona habitable (ver Figura 1.10).

En cuanto al contenido de agua, consideraremos que el mismo es significativo si es comparable con el de nuestro planeta Tierra. La cantidad de agua en la Tierra no es bien conocida debido a que la masa de agua en el manto de la Tierra es incierta en la actualidad. Mientras que la masa de agua en la superficie es de $2.8 \times 10^{-4} M_{\oplus}$, la masa de agua contenida en el manto ha sido estimada entre 0.8 y $8 \times 10^{-4} M_{\oplus}$ (Lécuyer et al. 1998). Por otro lado Marty (2012) ha sugerido recientemente que el contenido actual de agua en el manto terrestre es de $\sim 2 \times 10^{-3} M_{\oplus}$. A partir de estos estudios, podemos decir que el actual contenido de agua en la Tierra es del orden de $\sim 0.1\% - 0.2\%$ por masa. Sin embargo, la Tierra debe haber tenido una mayor cantidad de agua en sus primeras etapas de formación, la cual se ha ido perdiendo durante el proceso de creación del núcleo y debido a los sucesivos impactos. En particular, como mencionaremos en el próximo capítulo, nuestras simulaciones de N-cuerpos consideran a las colisiones como inelásticas conservando la masa y el contenido de agua. Por lo tanto, al no tener en cuenta pérdidas de agua durante los impactos, los contenidos de agua resultantes en los planetas formados son límites superiores.

1.6. Trabajos previos sobre formación planetaria

La muestra de exoplanetas confirmados hasta la fecha posee una variedad muy grande de objetos. Sin embargo es necesario mencionar que dicha muestra presenta una tendencia a aquellos planetas que son más fáciles de detectar con la tecnología actual. Por el momento, detectar sistemas planetarios con planetas terrestres no es lo más común ni lo más sencillo, pero esto no es condición suficiente para asegurar que estos sistemas no existen o son poco

comunes. De hecho, varios trabajos observacionales y teóricos sugieren lo contrario, los cuales resumimos a continuación.

1.6.1. Sistemas terrestres: los más comunes en el Universo

Para tratar de explicar la diversidad de arquitecturas de sistemas extrasolares observados, Miguel et al. (2011) desarrollaron un código semi-analítico que computa la formación de sistemas planetarios con un bajo costo computacional. Dicho código se basa en el modelo de inestabilidad nucleada (Mizuno 1980; Pollack et al. 1996) para la acreción gaseosa y en el régimen de crecimiento oligárquico para la acreción de núcleos gaseosos. El modelo comienza con un disco protoplanetario constituido principalmente por gas, y cuya componente sólida está representada por una población bimodal compuesta por planetesimales y embriones planetarios. El perfil de densidad superficial está representado por una ley de potencia para la región interna del disco, seguido de un decaimiento exponencial en las zonas más externas (Andrews et al. 2009) dado por $\Sigma(r) \propto (r/r_c)^{-\gamma} e^{-(r/r_c)^{2-\gamma}}$, donde r_c es un radio característico del disco y γ el exponente asociado al perfil. La forma en la que se distribuye la masa en el disco es sumamente importante pues define el número y la posición final de planetas gigantes que darán lugar a la configuración de los sistemas planetarios. Por otra parte, la proporción de gas y sólidos que componen un disco viene dada a partir de la metalicidad, que resulta ser otro de los parámetros de entrada relevantes de este modelo.

Considerando un amplio rango de masas y tamaños de discos en concordancia con las observaciones de discos protoplanetarios realizadas por Andrews et al. (2009, 2010) e Isella et al. (2009) y teniendo en cuenta además, regímenes de migración planetaria tipo I (Tanaka et al. 2002) y tipo II (Lin et al. 1996; Lin & Papaloizou 1985), generan un gran número de sistemas planetarios que luego analizan estadísticamente.

Teniendo en cuenta características comunes en cuanto a la arquitectura, tipos de exoplanetas y propiedades que hablen de cómo pudieron formarse, Miguel et al. (2011) introducen la siguiente clasificación de sistemas planetarios:

- **Sistemas Júpiter Calientes:** Son sistemas formados por planetas con masas mayores a $15 M_{\oplus}$ únicamente y ubicados a distancias menores que 1UA de la estrella central.
- **Sistemas Solares:** Son sistemas análogos al Sistema Solar que deben tener a sus planetas gigantes ubicados entre 1UA y 30UA.
- **Sistemas Combinados:** Son sistemas que contienen al menos un planeta gigante dentro de 1UA y al menos uno entre 1UA y 30UA.
- **Sistemas Júpiter Fríos:** Son sistemas cuyos planetas gigantes se ubican más allá de las 30UA.
- **Sistemas Terrestres:** Son sistemas formados únicamente por planetas con masas menores a $15 M_{\oplus}$.

Uno de los resultados más importantes del trabajo de Miguel et al. (2011), el que justamente motiva nuestro estudio, es que aquellos sistemas planetarios formados únicamente por pequeños planetas rocosos son los más frecuentes en la vecindad solar. En particular, los autores encontraron que los discos de baja masa ($M \lesssim 0.03 M_{\odot}$) sólo forman planetas terrestres y no son capaces de formar gigantes, independientemente del perfil de densidad superficial considerado. Estos sistemas terrestres representan escenarios propicios para la formación y desarrollo de planetas terrestres en la zona habitable. En efecto, podemos apreciar dichos resultados en la Tabla 1.1 y en la Figura 1.11. Cada punto representa un sistema planetario

1. Consideraciones Generales

Tabla 1.1. Porcentaje (%) de sistemas planetarios formados para $\gamma = 0.5, 1$ y 1.5 y diferentes tasas de migración C_{migI} . Los *Sistemas Fallados* son sistemas que se formaron en discos de muy baja masa y no alcanzaron a formar objetos con masas mayores a la de Mercurio. Extraído de Miguel et al. (2011).

γ	Tipo de Sistema Planetario	$C_{\text{migI}} = 0$	$C_{\text{migI}} = 0.01$	$C_{\text{migI}} = 0.1$	$C_{\text{migI}} = 1$
0.5	Júpiter-calientes	0.2	1.3	3.6	4.4
	Sistemas Solares	11.3	11.6	6.6	1.4
	Júpiter-fríos	0	0	0	0
	Sistemas Combinados	0	2.2	3.3	0.5
	Sistemas Terrestres	77.2	73.9	75.2	82.3
	Sistemas Fallados	11.3	11	11.3	11.4
1	Júpiter-Calientes	2.3	10.7	12	5.9
	Sistemas Solares	25.1	19.8	12	2.3
	Júpiter-Fríos	0	0	0	0
	Sistemas Combinados	0.3	11.8	6.4	0
	Sistemas Terrestres	71.4	56.8	67.6	86.7
	Sistemas Fallados	0.9	0.9	2	5.1
1.5	Júpiter-Calientes	7.7	13.2	16.9	4
	Sistemas Solares	22.6	20	9.5	0
	Júpiter-Fríos	0	0	0	0
	Sistemas Combinados	0.8	11.6	2.2	0
	Sistemas Terrestres	68.1	54.4	49	55.2
	Sistemas Fallados	0.8	0.7	22.4	40.8

formado a partir de un disco con masa M_d y radio característico r_c . Los sistemas análogos a nuestro Sistema Solar se grafican con puntos azules grandes, los sistemas Júpiter-calientes están representados por los puntos rojos grandes y los puntos grises pequeños representan a los sistemas formados únicamente por planetas tipo terrestres. Cada fila muestra una serie de gráficos que son resultado de las simulaciones realizadas con diferentes valores de γ . Por otro lado, las diferentes columnas representan simulaciones con diferentes tasas de migración tipo I. Puede notarse entonces, que para discos con masas $M_d \lesssim 0.03M_\odot$ únicamente se forman sistemas planetarios constituídos solamente con planetas de tipo terrestre.

1.6.2. Diferentes perfiles de densidad superficial

A pesar de que el modelo de la MMSN estima el perfil de densidad superficial del disco protoplanetario asumiendo que los planetas se formaron *in situ*, hemos visto que los verdaderos perfiles de densidad son, en realidad, inciertos.

Raymond et al. (2005) utilizaron el código MERCURY (Chambers 1999) para formar sistemas planetarios en discos con distintos perfiles de densidad superficial y analizaron las características más importantes de los planetas terrestres. A diferencia de un código semi-analítico, el código MERCURY trabaja con simulaciones de N-cuerpos las cuales son mucho más costosas numéricamente.

En dicho trabajo, presentaron resultados de simulaciones de la *última etapa de acreción* de planetas terrestres, cada una de las cuales comenzó con un disco protoplanetario conformado únicamente por embriones planetarios y por lo tanto sin planetesimales. Cada disco incluyó un planeta gigante de la masa de Júpiter en órbita circular ubicado a 5.5 UA de la estrella central. El perfil de densidad superficial elegido sigue una ley de potencias dado por $\Sigma(r) = \Sigma_1 r^{-\gamma}$ con $\gamma = 0.5, 1.5, \text{ y } 2.5$. Estos casos se enmarcan dentro del rango actual de valores según la teoría y la observación. El número total de planetas terrestres formados y la masa final de cada uno de ellos es fuertemente dependiente del valor de la pendiente del perfil, el valor γ .

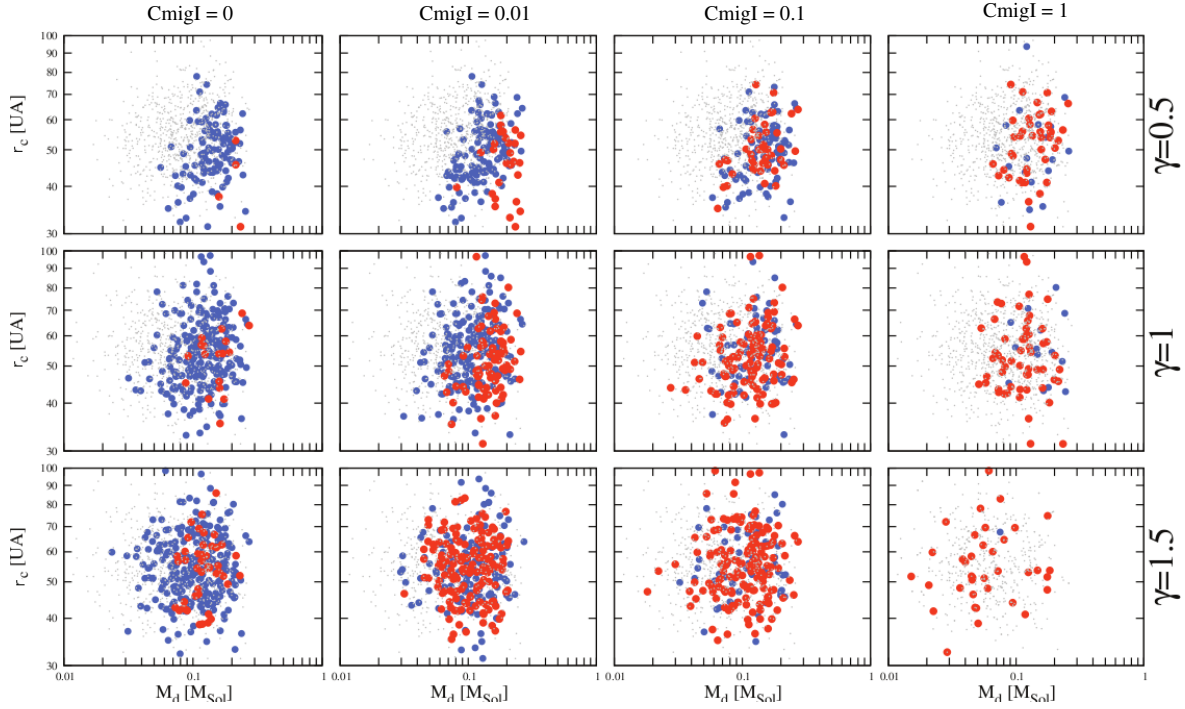


Figura 1.11. En las figuras, cada punto representa un sistema planetario con una masa del disco característica M_d y un radio característico r_c . Los sistemas planetarios análogos a nuestro Sistema Solar están representados por los puntos azules grandes, los sistemas Júpiter-calientes están representados por los puntos rojos grandes y los puntos grises pequeños representan a los sistemas formados únicamente por planetas tipo terrestres. Cada fila muestra los resultados obtenidos para diferentes valores de un exponente γ que está directamente relacionado con el perfil de densidad superficial elegido. Por último, las columnas muestran los sistemas resultantes para diferentes tasas de migración Tipo I. Gráfico extraído de Miguel et al. (2011).

Bajo la presencia de un planeta gigante en la zona más externa, un disco con un perfil más pronunciado, es decir con valor de γ más alto, produce mayor cantidad de planetas masivos que un perfil más suave. Además, muestran que los planetas en perfiles más empinados se forman más rápido, tienen mayor contenido de hierro y menor contenido de agua que los que se forman con perfiles más suaves. Sin embargo predicen que la posibilidad de formar planetas potencialmente habitables no parece depender demasiado de γ .

1.7. Nuestro trabajo

Toda la información presentada servirá como base para formular nuestro propio trabajo. Así, con el código MERCURY (Chambers 1999) desarrollaremos simulaciones de N-cuerpos para formar sistemas planetarios en diversos escenarios, alrededor de estrellas de tipo solar, sin gigantes gaseosos y en discos de baja masa. Teniendo en cuenta que nuestro objetivo general es poder analizar la diversidad de dichos sistemas, los diferentes escenarios en los que vamos a trabajar son:

- I Disco protoplanetario formado únicamente por un conjunto de embriones planetarios.
- II Disco protoplanetario formado por planetesimales y embriones planetarios teniendo en

1. Consideraciones Generales

cuenta que la masa del sistema se distribuye de manera equitativa entre ambos tipos de cuerpos.

III Disco protoplanetario formado por planetesimales y embriones planetarios utilizando una distribución de masa más realista que el caso anterior.

Luego, utilizando una ley que explicita el contenido de agua en el disco podremos evaluar los contenidos finales de agua en los planetas que se encuentren en la zona habitable. Para poder determinar la potencial habitabilidad de un planeta, tendremos en cuenta dos criterios; el primero es que el planeta se encuentre en la zona habitable y, el segundo, que el contenido de agua sea semejante al de nuestro planeta Tierra.

Del análisis global del trabajo podremos determinar si los sistemas planetarios formados únicamente por planetas terrestres son o no objetos de interés astrobiológico.

Capítulo 2

Condiciones iniciales para el disco protoplanetario



*“Hola Rosita,
que hermosa que estás esta mañana ...”*
Clavelucho

En este capítulo presentamos las condiciones iniciales generales que determinarán las características más importantes de nuestro disco protoplanetario y describimos también aquellas condiciones generales de los escenarios elegidos. Por último hacemos una descripción general de las características fundamentales del código MERCURY y de cuáles son los parámetros físicos y orbitales que éste requiere para una simulación.

2.1. Perfil de densidad superficial

Con el fin de estudiar el proceso de formación de planetas terrestres alrededor de estrellas de tipo solar, sin gigantes gaseosos, para diferentes perfiles de densidad superficial, adoptamos un disco protoplanetario con una masa total $M = 0.03M_{\odot}$ en consistencia con los resultados obtenidos por Miguel et al. (2011).

Como ya hemos mencionado anteriormente, el modelo de la MMSN (Hayashi 1981) sufre varias limitaciones. Para poder evitarlas, utilizaremos un perfil de densidad superficial diferente al que propone dicho modelo. Específicamente, asumiremos que el perfil de densidad superficial que representa la estructura de nuestro disco protoplanetario está dado por:

- Un perfil de densidad superficial de gas:

$$\Sigma_g(r) = \Sigma_g^0 \left(\frac{r}{r_c} \right)^{-\gamma} e^{-\left(\frac{r}{r_c} \right)^{2-\gamma}}, \quad (2.1)$$

2. Condiciones iniciales para el disco protoplanetario

- Y un perfil de densidad superficial de sólidos:

$$\Sigma_s(r) = \Sigma_s^0 \eta_{\text{hielo}} \left(\frac{r}{r_c} \right)^{-\gamma} e^{-\left(\frac{r}{r_c}\right)^{2-\gamma}}. \quad (2.2)$$

En la ecuación 2.1, r_c es un parámetro que indica el valor del *radio crítico* o *radio característico del disco*, γ es el exponente asociado al perfil de densidad que define la manera en la cual se distribuye el material y Σ_g^0 es un valor constante que se determina a partir de la masa total del disco y que depende de r_c y de γ . En la ecuación 2.2 tenemos los mismos parámetros pero además tenemos la función η_{hielo} que refleja el incremento en la densidad superficial de sólidos debido a la condensación del material volátil, en particular el agua, inmediatamente después de la *línea de hielo*. Siguiendo los trabajos de Hayashi (1981), Weidenschilling et al. (1997), y Mordasini et al. (2009) adoptamos:

$$\eta_{\text{hielo}} = \begin{cases} \frac{1}{4} & \text{si } r < r_{\text{hielo}} \\ 1 & \text{si } r > r_{\text{hielo}} \end{cases} \quad (2.3)$$

Utilizamos para nuestro disco el valor de la *línea de hielo* del modelo de la MMSN, para el cual la condensación del agua ocurre a una temperatura $\sim 170^\circ$ K y a $r_{\text{hielo}} \sim 2.7$ UA del Sol.

Estas expresiones, que son las mismas que utilizan Miguel et al. (2011) y Andrews et al. (2009), están basadas en los trabajos de Lynden-Bell & Pringle (1974) y Hartmann et al. (1998). Son una solución simple a las ecuaciones de evolución de un disco de acreción viscoso y se ajustan muy bien a las observaciones de discos protoplanetarios realizadas por Andrews et al. (2009). A diferencia de una simple ley de potencias estas expresiones combinan una ley de potencias para representar la parte más interna del disco, con un decaimiento exponencial para la zona más externa. De esta manera se logra definir un radio externo sin tener que elegir uno *ad hoc*. En la Figura 2.1 podemos apreciar la diferencia significativa entre los dos tipo de perfiles.

Andrews et al. (2009) seleccionan una muestra de 17 discos observados que representan de manera completa la distribución de polvo interestelar para discos alrededor de estrellas de 1Ma de edad. Ellos encuentran que las masas de dichos discos varían en un rango de entre $0.005 - 0.14M_\odot$ con una media en aproximadamente $0.055M_\odot$, que los radios característicos de los discos en general rondan las 20 – 200 UA con una media en 50 UA y que el valor del exponente γ se encuentra entre 0.4 – 1.1 (Figura 2.2). Los valores que adoptamos para nuestro trabajo son $M_d = 0.03M_\odot$, $r_c = 50$ UA y $\gamma = 0.5, 1, \text{ y } 1.5$ son consistentes con lo observado en la Figura 2.2. En la Figura 2.3 podemos ver cómo es la densidad superficial de sólidos como función del semieje mayor para los tres valores elegidos de γ . Podemos notar de la figura que a medida que el valor del exponente γ disminuye, la cantidad de sólidos en la parte interna del disco disminuye también, mientras que aumenta en la parte externa. Esta diferencia entre los perfiles será de vital importancia para las escalas de formación de los sistemas planetarios. El quiebre de las tres funciones, que se sitúa en $r = 2.7$ UA, se debe a la condensación de material volátil como ya hemos mencionado anteriormente.

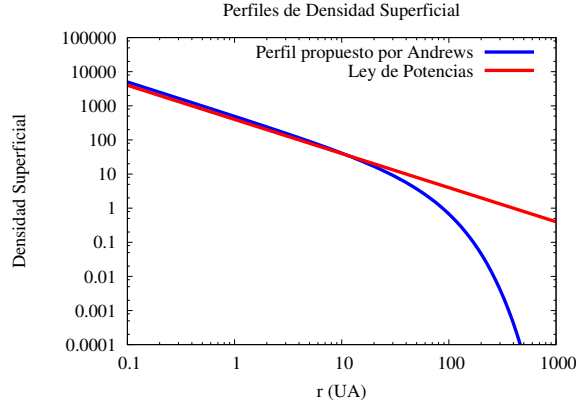


Figura 2.1. Gráfico representativo de un perfil de densidad superficial dado por una ley de potencias y otro análogo al propuesto por Andrews et al. (2009). Vemos que el decaimiento exponencial del segundo en la zona más externa del disco permite definirle un radio al mismo.

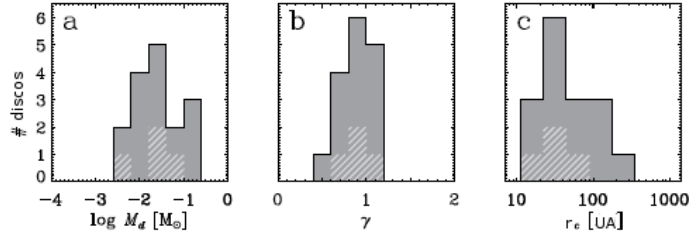


Figura 2.2. Distribuciones de los parámetros M_d (Masa del disco) (a), γ (b) y r_c (c) para la muestra de discos observados por Andrews et al. (2010). La zona rayada representa la contribución de cuatro discos que presentan una disminución en la emisión de sus zonas centrales. Para mayor detalle, ver los trabajos de Andrews et al. (2009, 2010).

2.2. Masa total inicial en el disco y metalicidad

Asumiendo que la masa de gas en el disco primordial es mucho mayor a la masa de sólidos ($\Sigma_s \ll \Sigma_g$), podemos entonces calcular la masa total a partir de:

$$M = 2\pi \int_0^{\infty} r \Sigma_g(r) dr. \quad (2.4)$$

Luego, reemplazando el perfil de densidad superficial de gas dado por la ecuación 2.1 tenemos:

$$\begin{aligned} M &= 2\pi \Sigma_g^0 \int_0^{\infty} r \left(\frac{r}{r_c}\right)^{-\gamma} e^{-\left(\frac{r}{r_c}\right)^{2-\gamma}} dr \\ &= 2\pi \Sigma_g^0 r_c \int_0^{\infty} \left(\frac{r}{r_c}\right)^{1-\gamma} e^{-\left(\frac{r}{r_c}\right)^{2-\gamma}} dr. \end{aligned} \quad (2.5)$$

2. Condiciones iniciales para el disco protoplanetario

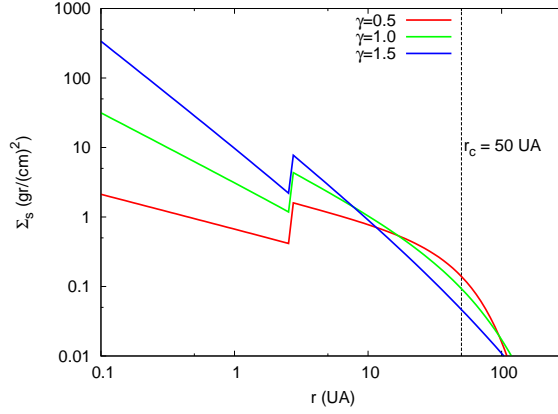


Figura 2.3. Perfiles de densidad superficial de sólidos elegidos para nuestras simulaciones.

Haciendo el cambio de variables $u = \frac{r}{r_c}$, se tiene $du = \frac{dr}{r_c}$ y por lo tanto:

$$\begin{aligned}
 &= 2\pi\Sigma_g^0 r_c^2 \int_0^\infty u^{1-\gamma} e^{-(u)^{2-\gamma}} du \\
 &= 2\pi\Sigma_g^0 r_c^2 \left[\frac{e^{-(u)^{2-\gamma}}}{\gamma-2} \right] \Big|_0^\infty,
 \end{aligned} \tag{2.6}$$

Por lo tanto la masa total inicial en el disco resulta:

$$M = 2\pi\Sigma_g^0 r_c^2 \frac{1}{2-\gamma}. \tag{2.7}$$

Despejando Σ_g^0 de 2.7 obtenemos:

$$\Sigma_g^0 = \frac{(2-\gamma)M}{2\pi r_c^2}. \tag{2.8}$$

Una vez conocido el valor de la constante Σ_g^0 , la relación entre el perfil de densidad superficial de gas y el de sólidos nos brinda la abundancia de elementos pesados. Para el caso de un disco orbitando una estrella de metalicidad $[Fe/H]$, se tiene (Murray et al. 2001; Ida & Lin 2004b; Mordasini et al. 2009):

$$\left(\frac{\Sigma_s^0}{\Sigma_g^0} \right)_* = \left(\frac{\Sigma_s^0}{\Sigma_g^0} \right)_\odot 10^{[Fe/H]} = z_0 10^{[Fe/H]}, \tag{2.9}$$

donde z_0 es la abundancia primordial de elementos pesados en el Sol, a saber $z_0 = 0.0149$ (Lodders 2003). Asumiendo que la estrella central de nuestro sistema es una estrella de metalicidad solar, $[Fe/H]_\odot = 0$ y por lo tanto $10^{[Fe/H]_\odot} = 1$, se tiene que:

$$\Sigma_s^0 = z_0 \Sigma_g^0. \tag{2.10}$$

Luego, definido el valor de la constante Σ_s^0 podemos calcular la masa total de sólidos en el disco primordial teniendo en cuenta la función η_{hielo} (ecuación 2.3) a partir de:

$$\begin{aligned}
 M &= 2\pi \int_0^\infty r \Sigma_s(r) dr \\
 &= 2\pi \int_0^\infty r \Sigma_s^0 \eta_{\text{hielo}} \left(\frac{r}{r_c} \right)^{-\gamma} e^{-\left(\frac{r}{r_c}\right)^{2-\gamma}} dr \\
 &= 2\pi \int_0^{r_{\text{hielo}}} r \Sigma_s^0 \frac{1}{4} \left(\frac{r}{r_c} \right)^{-\gamma} e^{-\left(\frac{r}{r_c}\right)^{2-\gamma}} dr + 2\pi \int_{r_{\text{hielo}}}^\infty r \Sigma_s^0 \left(\frac{r}{r_c} \right)^{-\gamma} e^{-\left(\frac{r}{r_c}\right)^{2-\gamma}} dr.
 \end{aligned} \tag{2.11}$$

Nuevamente haciendo el cambio de variables $u = \frac{r}{r_c}$, se tiene $du = \frac{dr}{r_c}$ y resulta:

$$\begin{aligned}
 &= 2\pi \Sigma_s^0 r_c^2 \frac{1}{4} \int_0^{\frac{r_{\text{hielo}}}{r_c}} u^{1-\gamma} e^{-(u)^{2-\gamma}} du + 2\pi \Sigma_s^0 r_c^2 \int_{\frac{r_{\text{hielo}}}{r_c}}^\infty u^{1-\gamma} e^{-(u)^{2-\gamma}} du \\
 &= 2\pi \Sigma_s^0 r_c^2 \frac{1}{4} \left[\frac{e^{-(u)^{2-\gamma}}}{\gamma - 2} \right] \Big|_0^{\frac{r_{\text{hielo}}}{r_c}} + 2\pi \Sigma_s^0 r_c^2 \left[\frac{e^{-(u)^{2-\gamma}}}{\gamma - 2} \right] \Big|_{\frac{r_{\text{hielo}}}{r_c}}^\infty,
 \end{aligned} \tag{2.12}$$

y finalmente la masa total de sólidos en el disco es:

$$M = \frac{2\pi \Sigma_s^0 r_c^2}{2 - \gamma} \left[1 - \frac{e^{-\left(\frac{r_{\text{hielo}}}{r_c}\right)^{2-\gamma}}}{4} + e^{-\left(\frac{r_{\text{hielo}}}{r_c}\right)^{2-\gamma}} \right]. \tag{2.13}$$

Análogamente, podemos calcular la masa total de sólidos en una dada región del disco, por ejemplo entre un r_1 y un r_2 cambiando los límites de integración, obteniendo:

$$M = \frac{2\pi \Sigma_s^0 r_c^2}{4(\gamma - 2)} \left[e^{-\left(\frac{r_{\text{hielo}}}{r_c}\right)^{2-\gamma}} - e^{-\left(\frac{r_1}{r_c}\right)^{2-\gamma}} \right] + \frac{2\pi \Sigma_s^0 r_c^2}{(\gamma - 2)} \left[e^{-\left(\frac{r_2}{r_c}\right)^{2-\gamma}} - e^{-\left(\frac{r_{\text{hielo}}}{r_c}\right)^{2-\gamma}} \right]. \tag{2.14}$$

Dado que nuestro objetivo principal es lograr la formación de sistemas planetarios que alberguen planetas de tipo terrestre, nos focalizaremos en estudiar la parte interna del disco, entre 0.5 UA y 5 UA y separando esa región de acuerdo a la ubicación de la línea de hielo en 2.7 UA.

Utilizando la expresión 2.14 podemos calcular la masa de sólidos en la región interna del disco, entre 0.5 UA y 5 UA y particularmente entre 0.5 UA y 2.7 UA y entre 2.7 UA y 5 UA. Los valores calculados se presentan en la Tabla 2.1 para los tres perfiles elegidos.

Nótese que como el tiempo cero de nuestras simulaciones representa la época en la cual el gas ya se ha disipado del sistema, es decir, representa la última etapa de acreción, no utilizaremos la expresión 2.1 en el código numérico.

Tabla 2.1. En esta tabla se presentan las masas totales de sólidos para cada perfil en todo el disco, en la región de estudio y en las regiones interna y externa.

γ	Masa total de sólidos	Masa entre 0.5 y 5 UA	Masa entre 0.5 y 2.7 UA	Masa entre 2.7 y 5 UA
0.5	$147.48M_\oplus$	$3.21M_\oplus$	$0.43M_\oplus$	$2.78M_\oplus$
1.0	$143.01M_\oplus$	$7.92M_\oplus$	$1.58M_\oplus$	$6.34M_\oplus$
1.5	$127.72M_\oplus$	$13.66M_\oplus$	$4.17M_\oplus$	$9.49M_\oplus$

2.3. Distribución inicial de agua en el disco

Asumimos que nuestro disco protoplanetario presenta un gradiente composicional. En particular, el contenido de agua por masa varía con la distancia heliocéntrica r . De acuerdo a los trabajos de Raymond et al. (2004 y 2006), adoptamos una distribución inicial de agua basada en datos obtenidos de meteoritos primitivos por Abe et al. (2000). Según estos trabajos, cuerpos dentro de las 2 UA y más allá de las 2.5 UA presentan un contenido de agua del 0.001 % y 5 % por masa respectivamente, mientras que entre 2 UA y 2.5 UA contienen 0.1 % de agua por masa. Debido a que nuestros perfiles de densidad superficial de sólidos presentan un salto o discontinuidad luego de la línea de hielo, asumiremos que los cuerpos que se encuentren más allá de 2.7 UA contienen un 50 % de agua por masa (Mandell et al. 2007). Por lo tanto el contenido de agua por masa en el disco protoplanetario como función de la distancia radial está dado por:

$$\text{Porcentaje de agua por masa} = \begin{cases} 0.001 \%, & r < 2 \text{ UA} \\ 0.1 \%, & 2 \text{ UA} < r < 2.5 \text{ UA} \\ 5 \%, & 2.5 \text{ UA} < r < 2.7 \text{ UA} \\ 50 \%, & r > 2.7 \text{ UA}. \end{cases} \quad (2.15)$$

Esta distribución de agua es asignada a cada uno de los cuerpos en las simulaciones (embriones planetarios y planetesimales si los hay también) de acuerdo a sus ubicaciones iniciales en el disco. En particular, nuestro modelo no considera pérdidas de agua durante los impactos y por lo tanto la cantidad de agua determinada representa un límite superior. Dado que el contenido de agua expresado de esta manera está basado en información obtenida de nuestro Sistema Solar, es incierto aún si es representativo de la gran diversidad de discos en el Universo, pero lo adoptamos para poder analizar el contenido de agua en los planetas terrestres resultantes y por ende su potencial habitabilidad.

2.4. Modelo numérico

El código numérico que utilizamos para las simulaciones de N-cuerpos es el código MERCURY desarrollado por Chambers (1999). Este código calcula en forma directa las interacciones gravitatorias entre todos los cuerpos involucrados en la simulación, es decir, para cada cuerpo calcula:

$$\ddot{\vec{r}}_i = - \sum_j \frac{Gm_i m_j}{r_{ij}^3} \vec{r}_{ij}, \quad (2.16)$$

donde \vec{r}_i y m_i son la posición y la masa del cuerpo i , respectivamente, m_j es la masa del cuerpo j , \vec{r}_{ij} es la posición relativa entre los cuerpos i y j , G es la constante de gravitación universal y la suma se extiende sobre todos los cuerpos j .

El código se basa en un método de integración simpléctico de segundo orden para calcular las posiciones y velocidades de cada cuerpo en cada momento. Las características fundamentales de un integrador simpléctico son:

- Preserva la estructura del espacio de fases del sistema.
- La acumulación de los errores de truncamiento no introduce una componente secular en el cómputo de la energía del sistema, sino que, por el contrario, los errores se mantienen acotados.

Es importante aclarar que la deseable propiedad de conservación de la energía en un problema de N-cuerpos, es satisfecha en tanto y en cuanto, el paso de integración se mantenga constante. Si el paso de integración es variado durante la integración, no es posible asegurar que el error en la energía se mantenga acotado. Por este motivo, MERCURY utiliza un paso de integración constante.

Para el tratamiento de los encuentros, usualmente, los integradores tradicionales (no simplécticos) los resuelven disminuyendo el paso de integración de manera de preservar la precisión global del método. Sin embargo, como hemos mencionado, en un esquema simpléctico no se puede variar el paso de integración pues se pierden las propiedades fundamentales del mismo. Este requisito de un paso de integración fijo hace que el tratamiento de los encuentros sea particularmente dificultoso dentro de un algoritmo que desee preservar su naturaleza simpléctica. Chambers (1999) fue quien propuso una solución a este problema construyendo un algoritmo híbrido que une componentes simplécticas y no simplécticas de manera de retener las propiedades de ambos. Específicamente utiliza un algoritmo simpléctico de segundo orden para tratar las interacciones entre objetos con separaciones mayores a cierto valor y el método Burlish-Stoer () para resolver los encuentros cercanos.

Ahora bien, la implementación original de Chambers efectúa el cómputo de la interacción entre las partículas en forma directa, lo que implica que el costo computacional del algoritmo escala con $\mathcal{O}(N^2)$, es decir, el cómputo crece cuadráticamente con el número de partículas. Esta situación limita el número total de cuerpos a utilizar en una simulación pues hay que tener en cuenta el tiempo deseado en esperar que dicha simulación finalice.

Dado que en nuestro Sistema Solar los ~ 100 Ma - 200 Ma son buenos límites superiores para la formación de planetas terrestres (Touboul et al. 2007 y Dauphas & Pourmand 2011), integramos cada una de nuestras simulaciones por al menos 200 Ma de años.

El paso de tiempo utilizado para la integración debe ser determinado a partir del período orbital del cuerpo más interno. Esto es debido a que cada órbita necesita ser resuelta aproximadamente 20 veces de manera de poder mapear la órbita interna con suficiente precisión. Como el cuerpo más interno en nuestras simulaciones se ubica a 0.5 UA y tiene un período orbital de aproximadamente 130 días, utilizamos un paso de integración de 6 días. Más aún, para evitar errores numéricos debido a órbitas con distancias perihélicas muy pequeñas, utilizamos un tamaño no realista para el radio solar de 0.1 UA (Raymond et al. 2009).

El código MERCURY hace evolucionar las órbitas de embriones planetarios y planetesimales permitiendo que ocurran colisiones entre ellos. En particular, para reducir el tiempo de cómputo, nuestro modelo asume que los embriones planetarios interactúan gravitatoriamente con todos los demás cuerpos involucrados en la simulación, pero los planetesimales no interactúan entre sí (Raymond et al. 2006). Además consideramos que las colisiones son completamente inelásticas de manera que se conserva la masa y el contenido de agua.

Para poder hacer uso del código MERCURY es necesario especificar ciertos parámetros físicos y orbitales, tanto para el disco en general, como para los embriones y planetesimales. Ellos son:

- Masa del disco protoplanetario.
- Cantidad de cuerpos (embriones planetarios y planetesimales) a utilizar.
- Ubicación de dichos cuerpos en la región de estudio de nuestro disco (entre 0.5 y 5 UA)
- Masas individuales de cada cuerpo.
- Densidad de cada cuerpo.
- Excentricidades e inclinaciones para cada cuerpo.

2. Condiciones iniciales para el disco protoplanetario

- Longitud del nodo, argumento del perihelio y anomalía media para cada cuerpo.

Muchos de estos parámetros dependerán del escenario utilizado en cada simulación. Por ejemplo, como veremos en los próximos capítulos, utilizaremos por un lado, simulaciones que contengan sólo embriones planetarios y, por otro, simulaciones que contengan tanto embriones como planetesimales. Las características en cuanto a cantidad de cuerpos, masas y densidades, las especificaremos entonces en cada escenario en particular. Sin embargo algunos parámetros serán comunes a todos los escenarios. Específicamente, consideramos que las densidades de todos los embriones son de 3 g cm^{-3} si se encuentran por delante de la línea de hielo y que son de 1.5 g cm^{-3} si se encuentran por detrás. Las excentricidades e inclinaciones iniciales son menores a 0.02 y a 0.5° respectivamente y son asignadas al azar. De la misma manera, son asignadas entre 0° y 360° tanto la longitud del nodo como, el argumento del perihelio y la anomalía media.

Capítulo 3

Simulaciones con sólo embriones planetarios



*“No Cohetito,
no soy tan aburrida como parezco ...”*
Luna

La idea fundamental de éste y de los próximos capítulos es poder estudiar diferentes escenarios de formación de planetas terrestres, desde el más simple hasta el más completo o más realista. De esta manera podremos analizar y determinar si existen diferencias significativas entre ellos o si, por el contrario, los sistemas planetarios resultantes son análogos en todos los escenarios.

En este capítulo desarrollamos el primer escenario elegido, el cual está formado únicamente por embriones planetarios cuyas masas crecen con la distancia heliocéntrica, es decir, no hay disco de planetesimales. Los estudios de formación planetaria con sólo embriones son importantes pues dan una idea global y cualitativa de cómo es la dinámica del sistema. En particular, teniendo en cuenta sólo embriones, podemos representar la última etapa de acreción de planetas terrestres (Raymond et al. 2004).

3.1. Distribución de los embriones en el disco

Para poder distribuir los embriones en el disco protoplanetario generamos un pequeño programa que nos permita calcular, de acuerdo a ciertos parámetros prefijados, la cantidad de embriones, la masa de cada uno, la ubicación en el disco y el resto de sus elementos orbitales, como ser excentricidad, inclinación, longitud del nodo, argumento del perihelio y anomalía media.

Los parámetros prefijados son: masa del disco ($M_d = 0.03M_\odot$), radio característico del disco ($r_c = 50$ UA), densidad de cada embrión ($\rho_1 = 3$ g cm $^{-3}$ si $r \leq r_{\text{hielo}}$ y $\rho_2 = 1.5$ g cm $^{-3}$ si $r > r_{\text{hielo}}$), z_0 (definido por Lodders (2003) como $z_0 = 0.0149$), exponente del perfil de

3. Simulaciones con sólo embriones planetarios

densidad superficial ($\gamma = 0.5, 1$ y 1.5), zona de estudio del disco (entre 0.5 UA y 5 UA) y factores de conversión que permitan trabajar en diferentes unidades.

Como estamos trabajando sólo con embriones, consideramos que la masa de cada uno es proporcional a la masa en la zona de alimentación, es decir, estamos asumiendo que los mismos han acreetado todos los planetesimales correspondientes a sus zonas de alimentación y por lo tanto toda la masa del sistema se encuentra distribuida en ellos. Usualmente, la masa en su zona de alimentación se define como (Kokubo & Ida, 2002):

$$\begin{aligned} dM &= 2\pi a \Sigma_s(a) da \\ &= 2\pi a \Sigma_s(a) \Delta R_H, \end{aligned} \quad (3.1)$$

donde a es el semieje, $\Sigma_s(a)$ el perfil de densidad de sólidos, ΔR_H representa el ancho de la zona de alimentación, con Δ una cantidad que se calcula aleatoriamente entre dos valores y R_H el radio de Hill. El radio de Hill es, físicamente, el radio de la esfera de influencia gravitatoria de un cuerpo celeste sometido a la gravedad de otro cuerpo de mayor masa alrededor del cual orbita. A partir de derivaciones del problema de tres cuerpos, resulta en:

$$R_H = a \left(\frac{M}{3M_\odot} \right)^{1/3}. \quad (3.2)$$

Simulaciones de la formación de embriones a partir de planetesimales (Kokubo & Ida 2000) muestran que los embriones se forman usualmente con separaciones de entre 5 a 10 radios de Hill mutuos, donde el radio de Hill mutuo entre un cuerpo 1 y un cuerpo 2 se define como:

$$R_{H,m} = \frac{a_1 + a_2}{2} \left(\frac{M_1 + M_2}{3M_\odot} \right)^{1/3}, \quad (3.3)$$

con a_1 y M_1 el semieje y la masa del cuerpo 1, y a_2 y M_2 el semieje y la masa del cuerpo 2, respectivamente.

Dado que 2 embriones contiguos tendrán masas y semiejes comparables, es posible asumir que $M_1 \approx M_2 \approx M$ y $a_1 \approx a_2 \approx a$, entonces la ecuación 3.3 se reduce a:

$$R_{H,m} = a \left(\frac{2M}{3M_\odot} \right)^{1/3}, \quad (3.4)$$

y reemplazando en 3.1 resulta:

$$M = 2\pi a^2 \Sigma_s(a) \Delta \left(\frac{2M}{3M_\odot} \right)^{1/3}. \quad (3.5)$$

Si elevamos al cubo miembro a miembro y despejamos el valor de M obtenemos:

$$M = \frac{(2\pi a^2 \Sigma_s(a) \Delta)^{3/2}}{(1.5M_\odot)^{1/2}}. \quad (3.6)$$

Para comenzar a ubicar a los embriones en el disco protoplanetario, definimos $a = 0.5$ UA como el semieje del primer embrión planetario. A partir de este valor calculamos la masa M con la expresión 3.6. Δ se calcula aleatoriamente entre 5 y 10 generalmente ¹. Una vez calculada la masa, generamos, también aleatoriamente, los valores de excentricidad (menores

¹En particular, para el perfil con $\gamma = 0.5$ utilizamos una separación de 8 a 12 $R_{H,m}$ para reducir el número de embriones a utilizar, y por ende el tiempo de CPU requerido para la simulación.

```

emacs@grace
File Edit Options Buffers Tools Help

)0+ .06 Big-body initial data (WARNING: Do not delete this line!!)
) Lines beginning with `)' are ignored.
)-----
)
) style (Cartesian, Asteroidal, Cometary) = Asteroidal
)
) epoch (in days) = 0.
)-----
)
) 1 m= 2.654849454233508E-007 r= 1.000000000000000 d= 3.000000000000000
) 0.500000000000000 1.376134157180786E-002 0.341250598430634
) 243.444135189056 93.8749229907990 79.4976335763931
) 0.000000000000000 0.000000000000000 0.000000000000000
) 2 m= 2.731905332163429E-007 r= 1.000000000000000 d= 3.000000000000000
) 0.526255592024053 5.783263444900513E-003 0.325153440237045
) 356.393694877625 67.8769844770432 195.866746902466
) 0.000000000000000 0.000000000000000 0.000000000000000
)-----
) emriones_bigin_15 Top L1 (Fundamental)
) For information about GNU Emacs and the GNU system, type C-h C-a.

```

Figura 3.1. Imágen capturada del formato de archivo de entrada con los datos de los embriones que necesita el código MERCURY.

a 0.02), inclinación (menores a 0.5°), longitud del nodo Ω , argumento del perihelio y anomalía media (estos últimos 3 valores entre 0° y 360°). Aumentamos el valor de a tomando $a = a + \Delta R_{H,m}$ y reiteramos el cálculo hasta llegar a $a = 5$ UA. Finalmente generamos un archivo de datos de salida con todas estas cantidades (Nro. de embrión, masa, densidad, semieje, excentricidad, inclinación, longitud del nodo, argumento del perihelio y anomalía media). Este archivo es sumamente importante pues será utilizado como archivo de entrada para el código MERCURY. En la Figura 3.1 podemos apreciar el formato que requiere.

Con el objetivo de obtener datos suficientes para hacer una buena estadística, generamos más de una simulación por cada perfil de densidad superficial. En particular, desarrollamos tres simulaciones diferentes para $\gamma = 0.5$, y cinco simulaciones para $\gamma = 1$ y $\gamma = 1.5$. Las simulaciones generadas son distintas entre sí pues para cada una modificamos el número de “semilla” que genera las variables al azar (semieje, excentricidad, inclinación, etc), lo que implica que se modifican las condiciones iniciales para cada simulación. Cabe mencionar que todas las simulaciones conservan la energía mejor que una parte en 10^3 (Raymond et al. 2004, 2005, 2006a). Debido a que el perfil con $\gamma = 0.5$ es el que menos cantidad de masa posee en la zona interna del disco, los tiempos de formación son más largos, y por lo tanto también lo son los tiempos de CPU. Es por este motivo que para este perfil no generamos cinco simulaciones.

En la Tabla 3.1 podemos ver la cantidad de embriones generados para cada una de las simulaciones de cada perfil de densidad superficial y en la Figura 3.2 podemos apreciar la distribución de masas de los embriones como función del semieje de tres de las simulaciones. Exponemos en esta figura las más representativas. La *semilla* hace referencia al número de simulación.

3.2. Resultados para $\gamma = 0.5$

Hemos mencionado en el capítulo anterior, que las escalas típicas de formación de planetas de tipo terrestre en nuestro Sistema Solar rondan los 100 Ma - 200 Ma (Touboul et al. 2007, Dauphas & Pourmand 2011). Por este motivo dejamos evolucionar nuestras simulaciones por 200 Ma. Sin embargo, para $\gamma = 0.5$, observamos que los resultados obtenidos a 200 Ma arrojan sistemas planetarios en los cuales aún hay suficiente material como para continuar el

3. Simulaciones con sólo embriones planetarios

Tabla 3.1. En esta tabla se presenta la cantidad de embriones planetarios resultantes para distribuir entre 0.5 UA y 5 UA en cada perfil según el mecanismo descrito en la sección 3.1.

Simulación N°	$\gamma = 0.5$	$\gamma = 1$	$\gamma = 1.5$
1	97	73	43
2	99	73	45
3	99	73	45
4	-	68	42
5	-	74	45

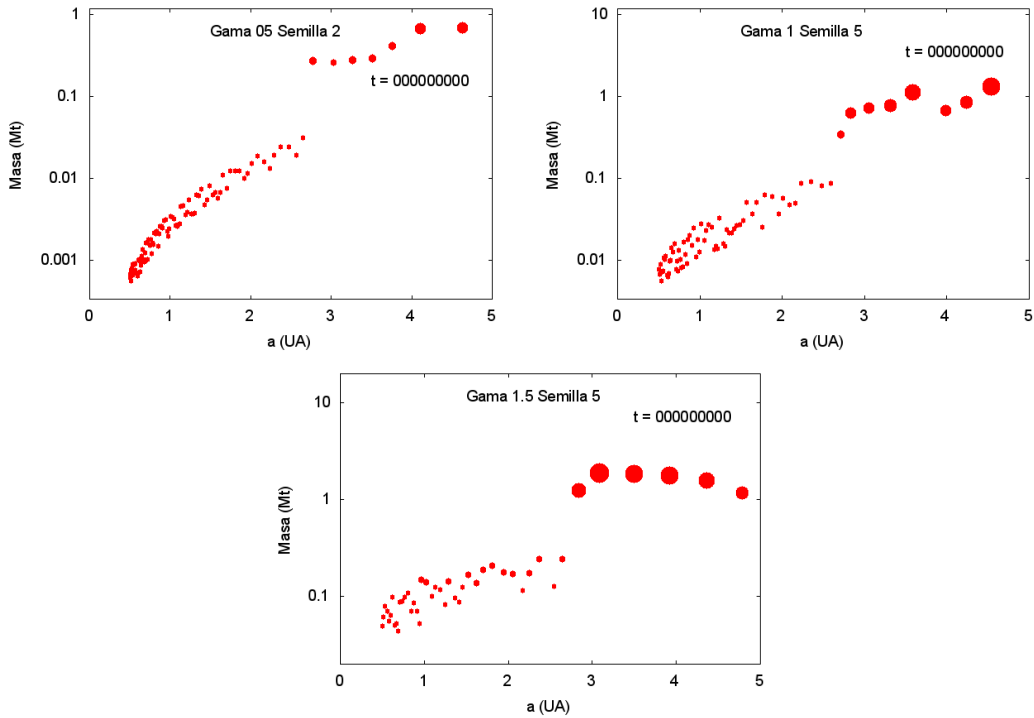


Figura 3.2. Distribuciones iniciales de masa para las simulaciones más representativas de cada perfil.

proceso de acreción. Debido a esto y dado que las simulaciones con sólo embriones planetarios son las que menos tiempo de CPU necesitan (debido a que utilizan menor cantidad de cuerpos) nos permitimos extender las simulaciones a 600 Ma. Esta acción queda debidamente justificada pues las escalas de formación son diferentes para los distintos perfiles de densidad superficial y por este motivo no es esperable que todos los sistemas formen planetas terrestres al mismo tiempo y de la misma manera. En particular, dado que el sistema con $\gamma = 0.5$ es el que menos masa contiene en la zona interna del disco, es de esperar que sea el que más tiempo requiera para alcanzar la formación planetaria. Cabe mencionar, que si bien las simulaciones con sólo embriones requieren menos tiempo de CPU en comparación al que requieren las simulaciones con embriones y planetesimales, cada una de ellas extendida a 600 Ma ha demorado aproximadamente cuatro meses con nuestros equipos ². Por dicho motivo sólo generamos tres simulaciones y no cinco para este perfil.

El código MERCURY nos brinda información de la evolución de cada uno de los cuerpos, desde que comienza y hasta que finaliza la simulación. Dicha información queda plasmada

²Intel Core i7 - 4 u 8 GB de memoria.

en archivos de datos llamados *.aei, donde el “*” representa el número de embrión. Así, por ejemplo, el archivo 5.aei muestra la evolución de los elementos orbitales y la masa del embrión número 5 desde el comienzo de la simulación. Para obtener los datos finales del sistema, extraemos a 600 Ma los datos mencionados de cada archivo *.aei (es decir, de cada embrión sobreviviente). Una vez obtenidos, podemos determinar, para cada una de las tres simulaciones, las cantidades que resultan de interés para nuestro análisis. Este procedimiento es análogo para los tres perfiles de densidad superficial.

Tabla 3.2. Resultados más importantes a los 600 Ma para el perfil con $\gamma = 0.5$. $\langle e \rangle$ e $\langle i \rangle$ representan valores medios de excentricidad e inclinación de los embriones resultantes, respectivamente, a los 600 Ma.

Disco Completo (0.5 UA - 5 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	6	$2.49M_\oplus$	$0.41M_\oplus$	77.72 %	0.26	5.44°
2	6	$2.44M_\oplus$	$0.41M_\oplus$	76.23 %	0.19	15.19°
3	4	$2.14M_\oplus$	$0.53M_\oplus$	66.90 %	0.15	3.58°
Zona Interna (0.5 UA - 2 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	2	$0.53M_\oplus$	$0.26M_\oplus$	16.74 %	0.17	3.25°
2	2	$0.06M_\oplus$	$0.03M_\oplus$	2.13 %	0.19	22.36°
3	1	$0.11M_\oplus$	$0.11M_\oplus$	3.69 %	0.28	4.38°
Zona Habitable (0.8 UA - 1.5 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	0	0	0	0	0	0
2	1	$0.03M_\oplus$	$0.03M_\oplus$	0.93 %	0.12	25.38°
3	0	0	0	0	0	0

La Tabla 3.2 muestra las características generales más importantes del conjunto de simulaciones. Podemos observar en general que, para el disco completo (0.5 UA - 5 UA), encontramos que a 600 Ma aproximadamente el 70 % – 80 % de la masa total es acretada, de manera que la masa total en embriones en esa región ronda las $2.5M_\oplus$ y forma planetas con tamaños del orden de media Tierra. En cuanto a las excentricidades e inclinaciones, encontramos valores medios ~ 0.2 y $\sim 8^\circ$ respectivamente. Estos valores son mayores que los que presenta Mercurio ($e = 0.2$, $i = 7^\circ$), el cual es el planeta con la órbita más excéntrica e inclinada del Sistema Solar. De esta manera obtenemos una idea global de cómo resulta un sistema planetario para este tipo de perfil. Sin embargo, nuestro interés apunta a estudiar qué es lo que ocurre en la zona interna del disco, en particular, en la zona habitable, tal como fue definida en la sección 1.5. En la zona interna, la masa total en embriones resulta ser de $\sim 0.23M_\oplus$ mientras que la masa media por embrión es del orden de $0.13M_\oplus$, es decir, del orden de la masa de Marte³. Es interesante mencionar que de las tres simulaciones, sólo una presenta un cuerpo en la zona habitable, el cual resulta tener una masa de $0.03M_\oplus$, es decir, del orden de medio Mercurio⁴.

En la Figura 3.3 podemos apreciar la evolución temporal del sistema para la simulación 2, la cual es la más representativa, puesto que es la única que contiene al planeta en la zona habitable luego de los 600 Ma.

En la secuencia de gráficos se puede apreciar que, desde el principio, los embriones planetarios son excitados rápidamente debido a las perturbaciones gravitatorias mutuas. Con

³La masa de Marte es $M_{\text{Marte}} = 0.64 \times 10^{24}$ kg, es decir, $M_{\text{Marte}} = 0.1M_\oplus$.

⁴La Masa de Mercurio es $M_{\text{Mercurio}} = 0.33 \times 10^{24}$ kg, siendo $M_{\text{Mercurio}} = 0.055M_\oplus$, datos extraídos de http://ssd.jpl.nasa.gov/?planet_phys_par.

3. Simulaciones con sólo embriones planetarios

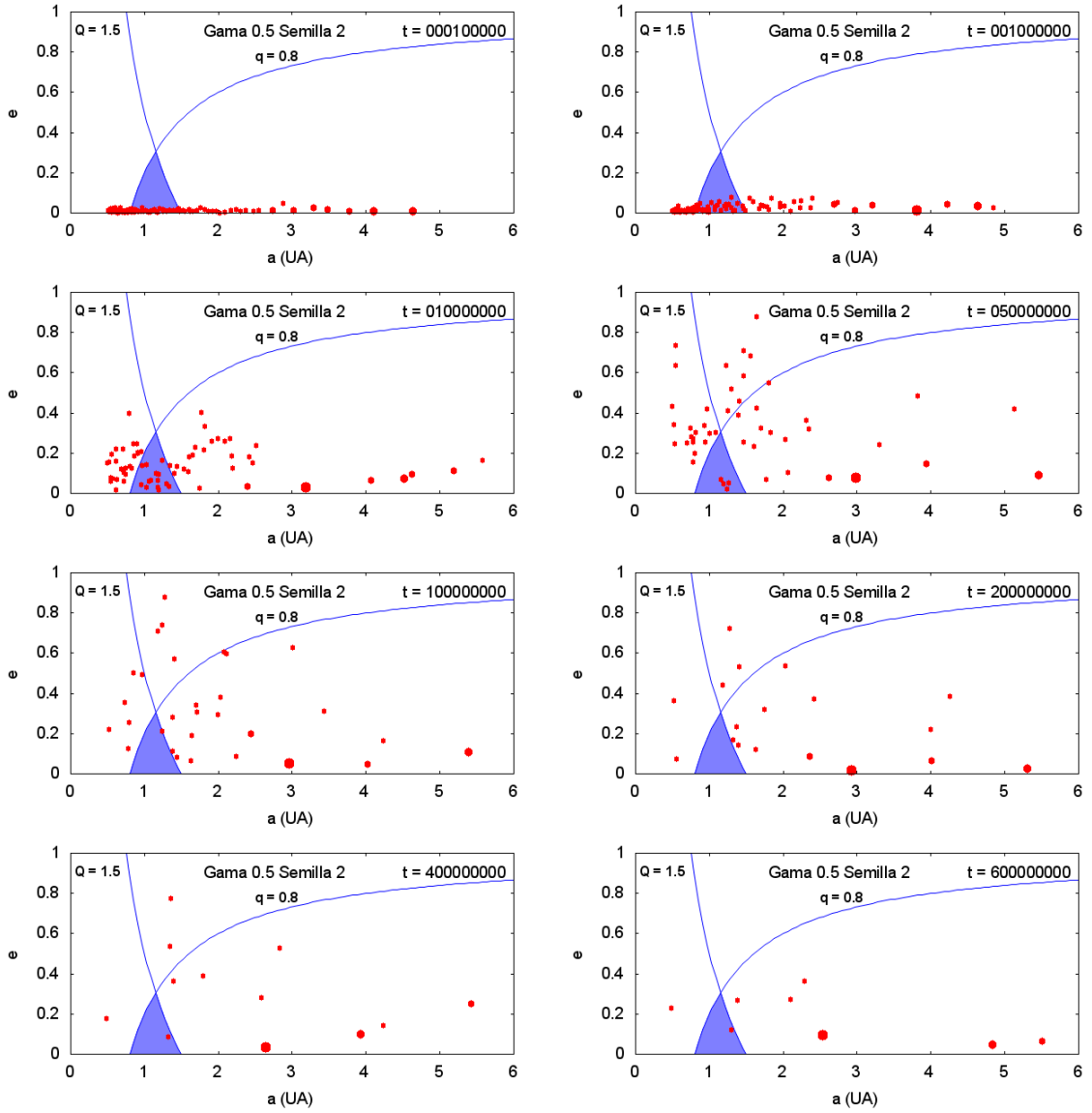


Figura 3.3. Evolución temporal del sistema, en el plano semieje-excentricidad, con $\gamma = 0.5$ para la simulación número 2 hasta los 600 Ma. Recordemos que la zona sombreada con color celeste denota la zona de habitabilidad y las curvas con $q = 0.8$ UA y $Q = 1.5$ UA representan la distancia pericéntrica mínima y la distancia apocéntrica máxima posible, respectivamente. El planeta que resulta en la zona habitable posee una masa de $0.03M_{\oplus}$ y proviene de la zona interna del disco.

el tiempo, las excentricidades de los cuerpos aumentan hasta que sus órbitas se cruzan y ocurren las colisiones. De esta manera, los embriones más masivos crecen por la acreción de otros embriones menos masivos y el número total de cuerpos que teníamos inicialmente disminuye. Para el final de la simulación, sólo unos cuantos planetas permanecen dentro de las 5 UA. A 600 Ma el cuerpo más masivo del sistema, con masa de $1.37M_{\oplus}$, se ubica en 2.53 UA mientras que el menos masivo, de masa $0.01M_{\oplus}$, se encuentra en 2.28 UA. Por otra parte, el planeta más interno se encuentra en 0.48 UA. Es claro que el mecanismo de remoción de embriones más importante es el de acreción, dado que vemos que del orden del 70 % – 80 % de la masa es acretada. El resto de la masa se va del sistema debido a colisiones

con la estrella central, pero en este caso no se observan eyecciones. La Figura 3.4 muestra cómo varía la cantidad de cuerpos en función del tiempo y, de esta manera, da una idea de cuáles son las escalas de formación para sistemas con $\gamma = 0.5$.

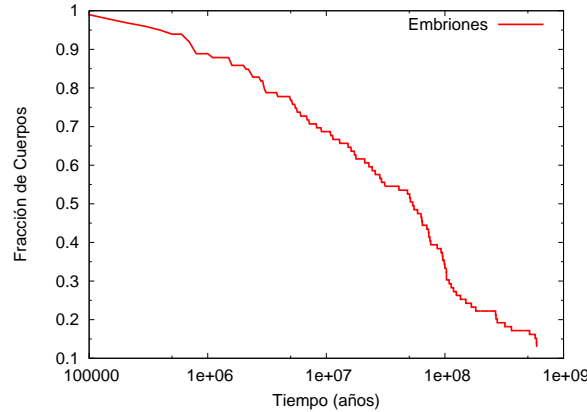


Figura 3.4. Evolución temporal de la fracción de embriones planetarios para $\gamma = 0.5$.

Con respecto al planeta en la zona habitable, además de conocer su masa, nos interesa conocer su contenido final de agua para poder determinar si es o no un planeta potencialmente habitable. El contenido final de agua de cada embrión es determinado gracias a la utilidad *historia colisional*⁵ creado por Santamaría P. que utiliza la distribución de agua mencionada en el Capítulo 2. Este programa calcula la historia colisional de un embrión elegido y con dicha información determina los porcentajes iniciales y finales de agua debido a las sucesivas colisiones.

Tabla 3.3. Contenido de agua en los embriones resultantes de la zona habitable a los 600 Ma para el perfil con $\gamma = 0.5$. El N° de embrión no hace referencia a una cantidad sino a un número identificador de dicho cuerpo.

Contenido de Agua en embriones de la Zona Habitable (0.8 UA - 1.5 UA)

Simulación N°	N° de embrión	Masa del embrión	Semieje inicial	Semieje final	Masa final de agua	Tiempo final de formación
2	88	$0.03M_\oplus$	2.29 UA	1.29 UA	0.063%	~ 113 Ma

En la Tabla 3.3 se encuentran los resultados más importantes para el embrión de la zona habitable, a saber, el embrión $N^\circ 88$ de la simulación 2. De la tabla podemos ver que dicho objeto proviene de la zona interna del disco, es decir, no proviene de la zona más allá de la línea de hielo y por este motivo es de esperar que su contenido de agua no sea tan alto. De hecho, contiene sólo un 0.063% de agua respecto de su masa total que es de $0.03M_\oplus$ lo que equivale a 0.06 océanos⁶ terrestres. De modo que podemos decir que nuestro candidato no tiene el contenido suficiente de agua que pretendemos para considerarlo potencialmente habitable. En la Figura 3.5 podemos observar cómo evoluciona el semieje del embrión en la zona habitable en función del tiempo y ver de manera simultánea la evolución de su masa.

⁵Podemos encontrar esta herramienta y otras más en: <http://gcp.fcaglp.unlp.edu.ar/integrantes:psantamaria:mercury>

⁶1 océano $\sim 2.8 \times 10^{-4}M_\oplus$.

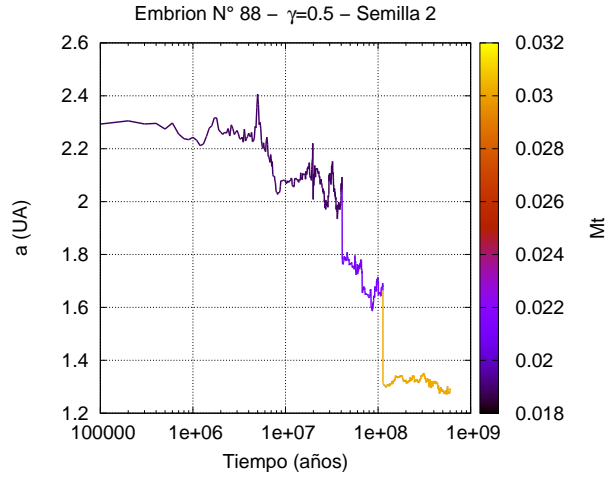


Figura 3.5. Evolución temporal del semieje y la masa del embrión de la zona habitable para $\gamma = 0.5$. La paleta de colores representa la masa en masas terrestres.

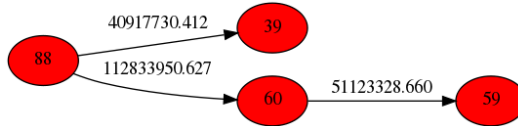


Figura 3.6. Gráfico esquemático con la historia colisional del cuerpo N° 88. Los números sobre las flechas representan la edad (en años) de la colisión.

Aquí también es claro ver que el embrión es inicialmente interno y que su masa se duplica en lo que dura la simulación.

En la Figura 3.6 podemos apreciar cuáles fueron los embriones que colisionaron con el embrión de la zona habitable y en que momento. De la Tabla 3.3 y de la Figura 3.6 observamos que este embrión finaliza su formación a los ~ 113 Ma, tiempo en el cual sufre la última colisión. Si bien estos escenarios son diferentes al de nuestro Sistema Solar, es importante mencionar que las escalas de formación halladas son consistentes con los trabajos ya mencionados sobre formación planetaria.

3.3. Resultados para $\gamma = 1$

Para $\gamma = 1$ se realizaron cinco simulaciones dado que los tiempos de CPU son un poco más cortos que para las simulaciones con $\gamma = 0.5$. Dado que a los 200 Ma los sistemas presentaban aún suficiente masa para continuar el proceso de acreción, dejamos evolucionar dichas simulaciones hasta los 400 Ma. En total, cada una de ellas necesitó del orden de dos meses (con nuestros equipos) para finalizar.

La Tabla 3.4 muestra las características generales más importantes de las cinco simulaciones. Podemos apreciar en general, que para el disco completo (0.5 UA - 5 UA), encontramos que a 400 Ma aproximadamente el 40% – 60% de la masa total es acretada, por lo tanto la masa total en embriones en esa región es de $\sim 4M_{\oplus}$ y forma planetas con tamaños del orden de una Tierra y media. Respecto a las excentricidades e inclinaciones, obtenemos va-

Tabla 3.4. Resultados más importantes a los 400 Ma para el perfil con $\gamma = 1$. $\langle e \rangle$ e $\langle i \rangle$ representan valores medios de excentricidad e inclinación de los embriones resultantes, respectivamente, a los 400 Ma.

Disco Completo (0.5 UA - 5 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	3	$4.25M_\oplus$	$1.42M_\oplus$	53.59 %	0.11	13.30°
2	3	$4.51M_\oplus$	$1.50M_\oplus$	56.90 %	0.32	12.06°
3	4	$5.20M_\oplus$	$1.30M_\oplus$	65.63 %	0.34	20.63°
4	2	$3.12M_\oplus$	$1.56M_\oplus$	39.44 %	0.23	17.11°
5	3	$3.48M_\oplus$	$1.16M_\oplus$	44.00 %	0.25	26.38°
Zona Interna (0.5 UA - 2 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	2	$1.05M_\oplus$	$0.52M_\oplus$	13.32 %	0.14	19.06°
2	1	$2.25M_\oplus$	$2.25M_\oplus$	28.50 %	0.33	12.93°
3	0	0	0	0	0	0
4	1	$1.57M_\oplus$	$1.57M_\oplus$	19.81 %	0.28	11.56°
5	2	$2.82M_\oplus$	$1.40M_\oplus$	35.51 %	0.32	25.60°
Zona Habitable (0.8 UA - 1.5 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	0	0	0	0	0	0
2	0	0	0	0	0	0
3	0	0	0	0	0	0
4	0	0	0	0	0	0
5	0	0	0	0	0	0

lores medios del orden de 0.25 y 17° , respectivamente. En cuanto a la zona interna del disco (0.5 UA - 2 UA) el $\sim 20\%$ de la masa total (en dicha región) es acretada y la masa media por embrión resulta de aproximadamente $1.5M_\oplus$. Cabe mencionar que salvo la simulación 3, las demás simulaciones presentan al menos un embrión planetario en la zona interna. Sin embargo, dicha simulación, tiene un cuerpo de masa $3.86M_\oplus$ en 2.03 UA, por lo tanto, al estar tan cerca del límite, podemos considerar que forma parte de la zona interna.

Para este perfil, sin embargo, no encontramos ningún planeta en la zona habitable en ninguna de las cinco simulaciones. Por este motivo el perfil con $\gamma = 1$ no posee una Tabla con datos de agua. Nuestras simulaciones muestran que los embriones de la región interna son altamente excitados adquiriendo valores medios elevados de excentricidad e inclinación. Este proceso conduce a que un elevado porcentaje de los mismos termine colisionando con la estrella central.

En la Figura 3.7 podemos ver la evolución temporal del sistema para la simulación 5. A medida que los embriones crecen gracias a las colisiones con otros menos masivos, el número total de cuerpos que teníamos inicialmente, disminuye, dejando pocos planetas dentro de las 5 UA. En esta simulación son sólo cuatro los cuerpos resultantes en la zona de interés del disco. El planeta más masivo, de masa $2.32M_\oplus$ se encuentra ubicado en 1.77 UA mientras que el menos masivo, de $0.48M_\oplus$, se ubica en 0.52 UA, siendo éste, a su vez, el embrión más interno del sistema. La cantidad de planetas resultantes es menor a la que se obtenía para $\gamma = 0.5$, sin embargo el mecanismo de remoción de embriones planetarios más importante sigue siendo el de acreción. Las colisiones centrales sólo representan un 33% de la remoción de cuerpos y en este caso no han tenido lugar las eyecciones. En la Figura 3.8 se muestra cómo decrece la fracción de embriones respecto de la total durante la simulación.

3. Simulaciones con sólo embriones planetarios

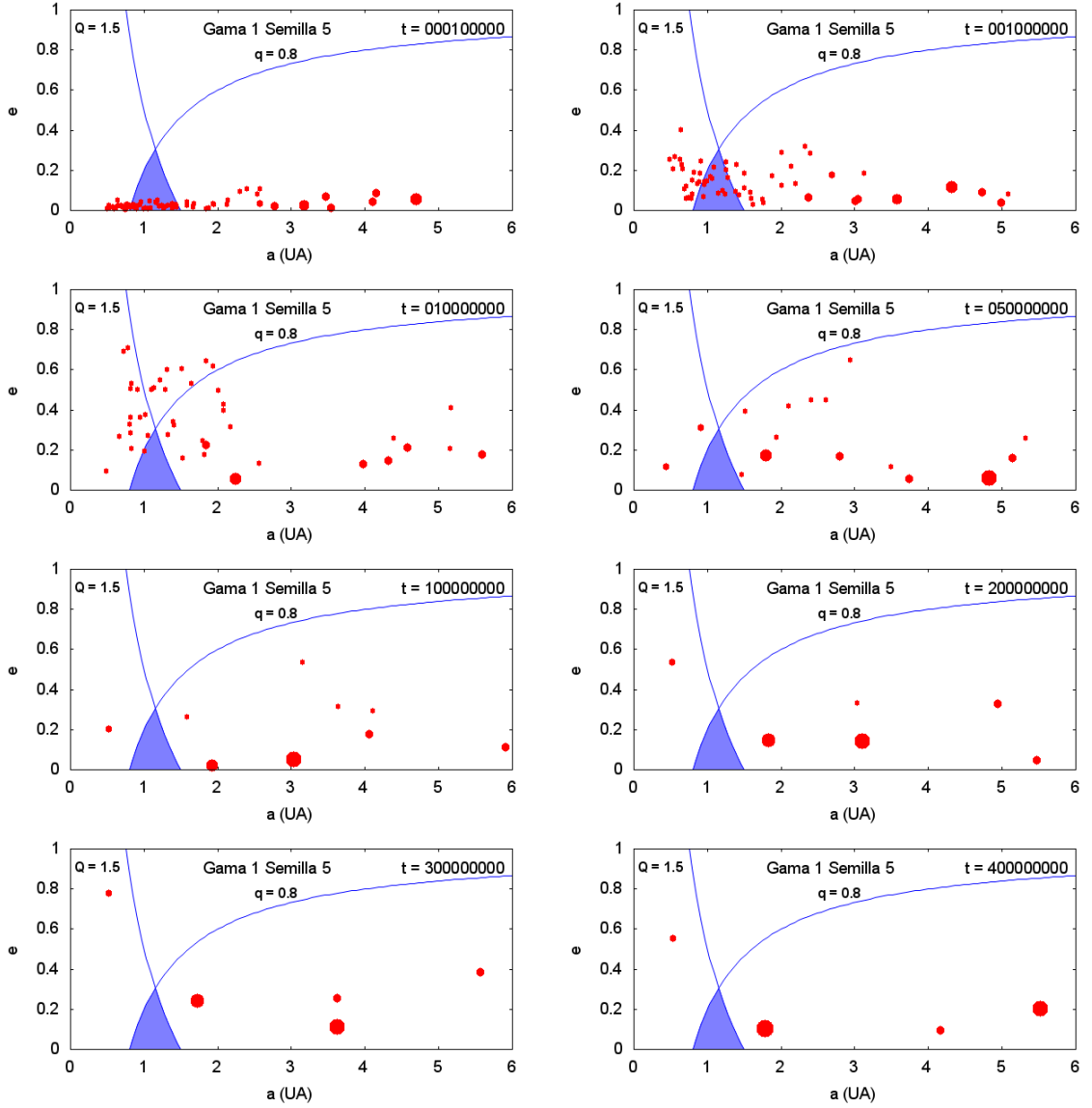


Figura 3.7. Evolución temporal del sistema, en el plano semieje-excentricidad, con $\gamma = 1$ para la simulación número 5 hasta los 400 Ma. La zona sombreada con color celeste denota la zona de habitabilidad y las curvas con $q = 0.8$ UA y $Q = 1.5$ UA representan la distancia pericéntrica mínima y la distancia apocéntrica máxima posible, respectivamente.

3.4. Resultados para $\gamma = 1.5$

Para el perfil con $\gamma = 1.5$ también generamos cinco simulaciones diferentes. Dado que los sistemas encontrados a los 200 Ma de evolución no mostraban masa como para continuar el proceso de acreción, no extendimos las simulaciones por más tiempo. En este caso, las simulaciones fueron las más rápidas terminando en aproximadamente 1 mes cada una (en nuestros equipos).

La Tabla 3.5 presenta las características generales más importantes del grupo de simulaciones. En general, para el disco completo (0.5 UA - 5 UA), encontramos que a 200 Ma aproximadamente el 60% – 80% de la masa total es acretada, así, la masa total en embriones en dicha región ronda las $9.5M_{\oplus}$ y forma planetas con tamaños del orden de $3M_{\oplus}$. Global-

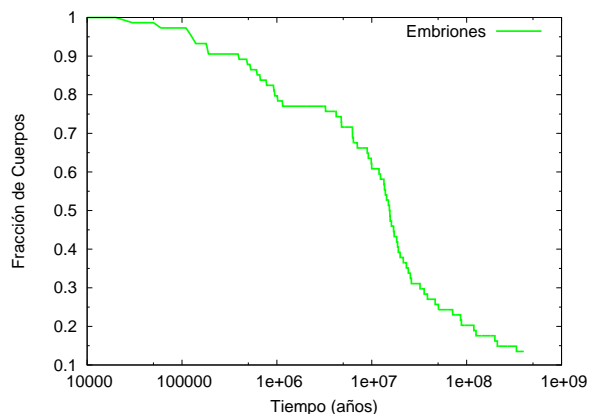


Figura 3.8. Evolución temporal de la fracción de embriones planetarios para $\gamma = 1$.

mente este tipo de perfil presenta sistemas planetarios con planetas de masas mayores a los dos perfiles anteriores y logra formarlos en menos tiempo. En la zona interna, la masa total en embriones ronda las $3M_{\oplus}$ y la masa media por embrión es de aproximadamente $2.3M_{\oplus}$. En cuanto a excentricidades e inclinaciones encontramos que presentan valores medios de ~ 0.17 y $\sim 10.7^{\circ}$, respectivamente. Un rasgo distintivo de este perfil es que se presenta una migración significativa de los embriones de la zona externa del disco a la zona interna, lo cual asociamos directamente con el hecho de que es el perfil con mayor cantidad de masa. Al igual que para $\gamma = 0.5$ y $\gamma = 1$, nuestro mayor interés es poder estudiar con más detalle aquellos planetas que se forman en la zona habitable. De las cinco simulaciones, tres presentan un cuerpo en la zona habitable. En promedio, la masa media de un embrión en la zona de habitabilidad es de $\sim 2M_{\oplus}$.

En la Figura 3.9 vemos la evolución temporal del sistema para la simulación 5 que consideramos es la más representativa del grupo de simulaciones. En la secuencia de gráficos puede apreciarse que una vez comenzada la simulación, los embriones planetarios son excitados rápidamente dando lugar a las colisiones. A medida que pasa el tiempo, el número de embriones disminuye hasta que finalmente sólo permanecen aproximadamente cuatro planetas dentro de las 5 UA. El planeta más masivo del sistema, que se encuentra en 4.59 UA, tiene una masa de $\sim 4M_{\oplus}$, mientras que el menos masivo, que es justamente el que se encuentra en la zona habitable, posee una masa de $1.63M_{\oplus}$.

En la Figura 3.10 puede verse cómo varía la fracción de cuerpos que se tenían inicialmente en función del tiempo. Dicho gráfico da indicios de las escalas de formación para este sistema y nos muestra que para el perfil con $\gamma = 1.5$ la formación termina en aproximadamente, 100 Ma. De igual manera, podemos notar lo mismo teniendo en cuenta que los últimos dos gráficos de la secuencia de la Figura 3.9 son muy similares, por lo que es válido asumir que el sistema alcanza una estabilidad dinámica aceptable (respecto a estas escalas de formación) y termina su formación en ~ 100 Ma. Respecto a los mecanismos de remoción de embriones, al igual que para los perfiles con $\gamma = 0.5$ y con $\gamma = 1$, la acreción de embriones es el principal mecanismo, mientras que de los cuarenta y cinco cuerpos originales, sólo cinco colisionan con la estrella central, lo que representa un 11 %, y ninguno es eyectado fuera del sistema.

Respecto a los planetas en la zona habitable, el que encontramos en la simulación 2 presenta una particularidad. Si bien tiene un semieje entre 0.8 UA y 1.5 UA, presenta una distancia perihélica de $q = 0.78$ UA, por lo que, estrictamente hablando, no pertenece a la

3. Simulaciones con sólo embriones planetarios

Tabla 3.5. Resultados más importantes a los 200 Ma para el perfil con $\gamma = 1.5$. $\langle e \rangle$ e $\langle i \rangle$ representan valores medios de excentricidad e inclinación de los embriones resultantes, respectivamente, a los 200 Ma.

Disco Completo (0.5 UA - 5 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	3	$8.18M_\oplus$	$2.73M_\oplus$	59.83 %	0.18	9.41°
2	2	$10.64M_\oplus$	$5.32M_\oplus$	77.84 %	0.09	4.71°
3	4	$8.17M_\oplus$	$2.04M_\oplus$	58.83 %	0.22	15.58°
4	4	$9.25M_\oplus$	$2.31M_\oplus$	67.72 %	0.18	15.09°
5	4	$11.03M_\oplus$	$2.76M_\oplus$	80.71 %	0.17	8.93°
Zona Interna (0.5 UA - 2 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	2	$4.08M_\oplus$	$2.04M_\oplus$	29.85 %	0.17	11.77°
2	1	$3.46M_\oplus$	$3.46M_\oplus$	25.37 %	0.07	7.71°
3	1	$3.21M_\oplus$	$3.21M_\oplus$	23.50 %	0.06	18.52°
4	1	$1.37M_\oplus$	$1.37M_\oplus$	10.03 %	0.09	16.65°
5	2	$3.56M_\oplus$	$1.78M_\oplus$	26.09 %	0.21	13.63°
Zona Habitable (0.8 UA - 1.5 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	0	0	0	0	0	0
2	1	$3.46M_\oplus$	$3.46M_\oplus$	25.37 %	0.07	7.71°
3	0	0	0	0	0	0
4	1	$1.37M_\oplus$	$1.37M_\oplus$	10.02 %	0.09	16.65°
5	1	$1.63M_\oplus$	$1.63M_\oplus$	11.95 %	0.25	14.01°

zona de habitabilidad según la definición que hemos dado en el Capítulo 1. Sin embargo, dado que el tiempo que dicho planeta puede permanecer fuera de la zona habitable es corto respecto de su período total, procedemos a contabilizarlo como candidato a planeta potencialmente habitable.

En la Tabla 3.6 se encuentran los resultados más importantes para los embriones de la zona habitable, a saber, el embrión $N^\circ 44$ de la simulación 2, el $N^\circ 22$ de la simulación 4 y el $N^\circ 40$ de la simulación 5. El embrión de la simulación 4 es el que menor porcentaje de agua presenta. Comparando directamente con la cantidad de agua en la Tierra, el embrión 4 posee 0.05 océanos terrestres, por lo tanto su análisis no es relevante. Sin embargo, los embriones de la simulación 2 y de la simulación 5 presentan, ambos, un alto contenido de agua.

Tabla 3.6. Contenido de agua en los embriones resultantes de la zona habitable a los 200 Ma para el perfil con $\gamma = 1.5$. El N° de embrión no hace referencia a una cantidad sino a un número identificador de dicho cuerpo.

Contenido de Agua en embriones de la Zona Habitable (0.8 UA - 1.5 UA)

Simulación N°	N° de embrión	Masa del embrión	Semieje inicial	Semieje final	Masa final de agua	Tiempo final de formación
2	44	$3.46M_\oplus$	4.38 UA	0.84 UA	17.03 %	~ 109 Ma
4	22	$1.37M_\oplus$	1.25 UA	0.92 UA	0.001 %	~ 91 Ma
5	40	$1.63M_\oplus$	2.83 UA	1.13 UA	38.02 %	~ 91 Ma

De la Tabla 3.6 y de la Figura 3.11 podemos ver que ambos embriones provienen de la zona externa del disco, es decir, de la zona más allá de la línea de hielo, y es por este motivo que su contenido de agua es tan alto. Además, en la Figura 3.11 podemos apreciar el crecimiento en masa de los embriones durante el tiempo de la simulación.

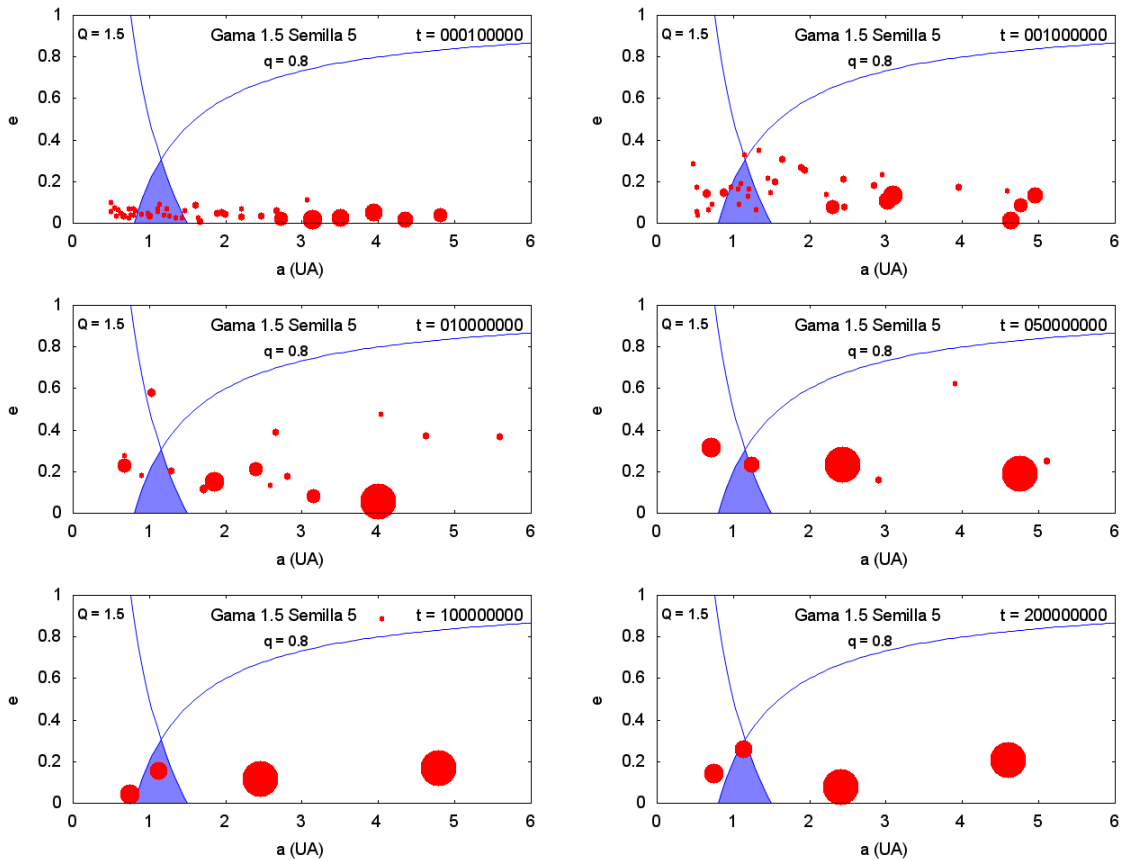


Figura 3.9. Evolución temporal del sistema, en el plano semieje-excentricidad, con $\gamma = 1.5$ para la simulación número 5 hasta los 200 Ma. La zona sombreada con color celeste denota la zona de habitabilidad y las curvas con $q = 0.8$ UA y $Q = 1.5$ UA representan la distancia pericéntrica mínima y la distancia apocéntrica máxima posible, respectivamente. El embrión que resulta en la zona habitable es un *mundo de agua* debido a que presenta un 38.02 % de agua respecto a su masa total que es de $1.63M_{\oplus}$.

El embrión de la simulación 2 contiene un 17.03 % de agua respecto de su masa total y el embrión de la simulación 5 contiene un 38.02 % de agua respecto de su masa total, en términos de océanos contienen 2104 océanos y 2213 océanos, respectivamente.. Dados los altísimos contenidos de agua llamaremos a estos cuerpos *mundos de agua* y podemos considerarlos como potencialmente habitables. Sin embargo, es al menos curioso, que de los dos cuerpos, el que mayor contenido de agua presenta es el menos masivo. Es decir, si durante 200 Ma ambos cuerpos sufrieron reiteradas colisiones, lo que hizo que acretaran masa y por ende agua, ¿cómo el más masivo tiene menor porcentaje de agua?. La respuesta la encontramos en la Tabla 3.7.

Tabla 3.7. Comparación entre los datos de agua de dos de los embriones hallados en la zona habitable.

Simulación N°	N° de embrión	Masa inicial del embrión	Masa inicial de agua	N° de impactores	Masa final del embrión	Masa final de agua
2	44	$1.18M_{\oplus}$	50 %	22	$3.46M_{\oplus}$	17.03 %
5	40	$1.24M_{\oplus}$	50 %	3	$1.63M_{\oplus}$	38.02 %

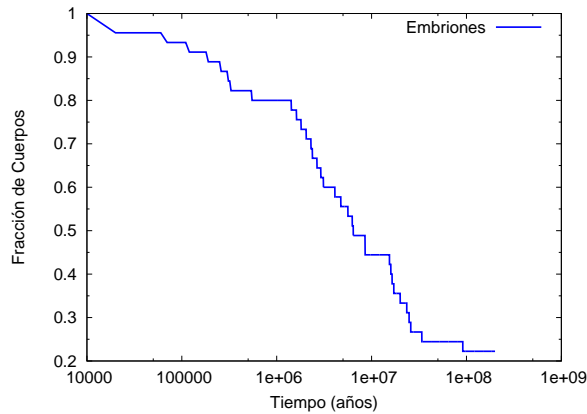


Figura 3.10. Evolución temporal de la fracción de embriones planetarios para $\gamma = 1.5$.

Lo que vemos de la Tabla 3.7 es que, si bien ambos cuerpos tienen al comienzo prácticamente la misma masa y el mismo porcentaje inicial de agua, el embrión $N^{\circ}44$ sufre veintidos colisiones frente a sólo tres que sufre el cuerpo $N^{\circ}40$. Del análisis de la historia colisional se puede determinar que dichas colisiones ocurrieron con embriones secos, es decir, con bajos contenidos de agua. Por lo tanto, las colisiones contribuyeron a triplicar la masa del embrión $N^{\circ}44$ pero no aumentaron su contenido de agua. En consecuencia, el porcentaje de agua por masa del embrión disminuyó. El cuerpo $N^{\circ}40$, a diferencia, sólo tuvo colisiones con tres embriones que también son secos. Por lo tanto no contribuyeron a aumentar su masa de agua ni tampoco contribuyeron demasiado a aumentar su masa total. En consecuencia, el porcentaje de agua no se ve demasiado modificado y termina siendo mayor al del embrión $N^{\circ}44$.

3.5. Resultados generales

Una vez estudiados en detalle los distintos perfiles de densidad superficial, resumimos los resultados y conclusiones más importantes de la siguiente manera. Los sistemas planetarios resultantes que formamos sin la presencia de gigantes gaseosos muestran diferencias significativas para los distintos perfiles de densidad superficial de sólidos. Cuanto más grande es el valor del exponente γ la densidad superficial de sólidos resulta ser mayor y, por ende, las tasas de acreción son más cortas. Esto se pone de manifiesto en el porcentaje de embriones planetarios sobrevivientes asociados a cada perfil y que podemos ver claramente en la Figura 3.12.

A 600 Ma, el disco asociado al perfil $\gamma = 0.5$ está compuesto por embriones planetarios de la masa de medio Mercurio, mientras que el correspondiente a $\gamma = 1$ a 400 Ma está constituido por objetos de \sim una Tierra y media. En promedio, los embriones planetarios que constituyen el disco asociado a $\gamma = 1.5$ en 200 Ma presentan dos masas terrestres.

Las diferencias en las masas de los embriones planetarios de cada perfil se ponen de manifiesto en el grado de excitación orbital del sistema total. En efecto, los valores medios de excentricidad e inclinación asociados a $\gamma = 0.5$ se duplican respecto de los asociados a $\gamma = 1$.

El análisis del disco interno resulta ser de particular importancia debido a que contiene el material para la formación de potenciales planetas en la zona habitable. Para $\gamma = 0.5$ el disco interno está compuesto por embriones planetarios con masas del orden de Marte, mientras

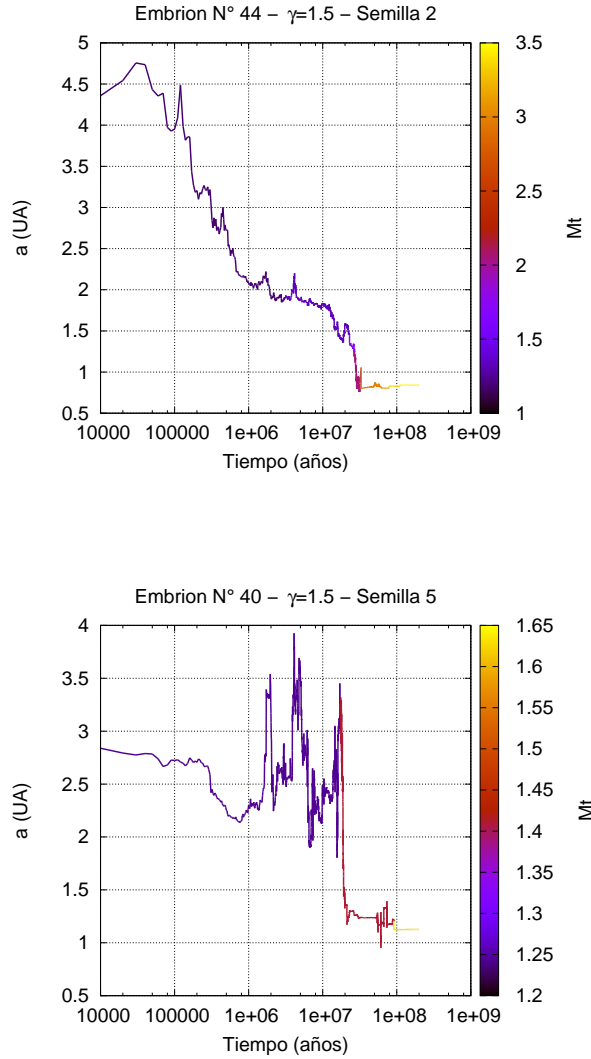


Figura 3.11. Evolución temporal del semieje y la masa de los embriones de la zona habitable para $\gamma = 1.5$ en las simulaciones 2 y 5. La paleta de colores representa la masa en masas terrestres. Puede notarse que ambos embriones provienen de la región externa del disco por lo que son propensos a poseer altos contenidos de agua.

que para $\gamma = 1$ está constituido por embriones más masivos que aproximadamente una Tierra y media. Para $\gamma = 1.5$ los embriones presentan masas del orden de $2M_{\oplus}$.

Nuestras simulaciones producen planetas en la zona habitable para los perfiles $\gamma = 0.5$ y $\gamma = 1.5$, sin embargo, ningún planeta sobrevive en la zona de habitabilidad para $\gamma = 1$.

El grado de excitación orbital de los sistemas con $\gamma = 0.5$ y $\gamma = 1$ es más bajo que para $\gamma = 1.5$. Sin embargo, el hecho de que 2 de 3 de los embriones que alcanzan la zona habitable para $\gamma = 1.5$ provengan de la región externa del disco está asociado a una migración significativa de los cuerpos debido a que, por ser este el perfil más masivo, las interacciones gravitatorias son más fuertes. Esto indica que, en este caso, la interacción gravitatoria ejercida por los embriones planetarios resulta ser más relevante dando lugar a una mezcla sustancial de material entre las regiones interna y externa a la línea de hielo.

3. Simulaciones con sólo embriones planetarios

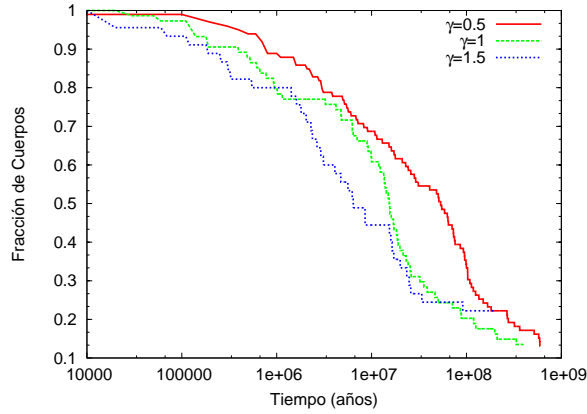


Figura 3.12. Evolución temporal de la fracción de embriones planetarios para los perfiles con $\gamma = 0.5$, $\gamma = 1$ y $\gamma = 1.5$.

En cuanto a los contenidos de agua, es claro que el perfil que presenta los resultados más interesantes es el correspondiente a $\gamma = 1.5$. Este perfil es el único de los tres elegidos que da lugar a que embriones provenientes de la zona externa del disco generen cuerpos con altos contenidos de agua en la zona de habitabilidad. Además es el perfil que presenta el más amplio rango de resultados, formando desde cuerpos secos a mundos de agua. En él, dos de tres embriones en la zona habitable son mundos de agua y contienen masas similares a la Tierra, por lo que son planetas potencialmente habitables.

La Tabla 3.8 presenta de manera resumida los resultados más importantes de los tres perfiles de densidad superficial.

Tabla 3.8. Resultados generales a los 600 Ma para el perfil con $\gamma = 0.5$, a los 400 Ma para $\gamma = 1$ y a los 200 Ma para $\gamma = 1.5$. N_f/N_i representa el porcentaje final de embriones sobrevivientes, $\langle M \rangle_e$ es la masa media por embrión, M_T es la masa total en embriones, N_{ZH} es la cantidad final de embriones en la zona habitable y P_{Agua} es el rango de porcentajes de agua para los embriones de la zona habitable de cada perfil.

Disco Completo (0.5 UA - 5 UA)

	$\gamma = 0.5$	$\gamma = 1$	$\gamma = 1.5$
N_f/N_i	5.42%	4.14%	7.74%
$\langle M \rangle_e$	$0.5M_{\oplus}$	$1.5M_{\oplus}$	$2.3M_{\oplus}$

Zona Interna (0.5 UA - 2 UA)

	$\gamma = 0.5$	$\gamma = 1$	$\gamma = 1.5$
M_T	$2.5M_{\oplus}$	$1.5M_{\oplus}$	$3M_{\oplus}$
$\langle M \rangle_e$	$0.13M_{\oplus}$	$1.5M_{\oplus}$	$2.3M_{\oplus}$

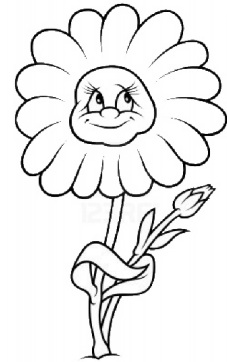
Zona Habitable (0.8 UA - 1.5 UA)

	$\gamma = 0.5$	$\gamma = 1$	$\gamma = 1.5$
N_{ZH}	1 de 3 simulaciones	0	3 de 5 simulaciones
P_{Agua}	0.063%	0%	de 0.001% a 38.02%

Con este escenario pudimos determinar de manera cualitativa que el perfil de densidad superficial más interesante y con el cual podemos llegar a formar sistemas planetarios con planetas potencialmente habitables corresponde al valor de $\gamma = 1.5$.

Capítulo 4

Simulaciones con embriones y planetesimales: condiciones iniciales al azar



*“Hola Clavelucho !
cómo te ha ido con Rosita ...”*
Margarita

En este capítulo desarrollamos el segundo escenario elegido para la formación de sistemas planetarios sin gigantes gaseosos. En este caso, nuestro disco protoplanetario está formado por un enjambre de planetesimales y de embriones planetarios teniendo en cuenta que la masa del sistema se distribuye de manera equitativa entre ambos tipos de cuerpos. Este escenario es más complejo que el anterior y su estudio permite entender de manera más cuantitativa y detallada la dinámica de un sistema planetario.

4.1. Distribución de planetesimales y embriones en el disco

Para este escenario, vamos a considerar una distribución bimodal, es decir, que la componente sólida de nuestro disco protoplanetario presenta dos tipos de cuerpos distintos, embriones planetarios y planetesimales, siendo los embriones cuerpos más grandes que los planetesimales. Para desarrollar nuestra investigación utilizamos una distribución en la cual cada una de estas componentes, embriones y planetesimales, posee la mitad de la masa de sólidos

Procedimiento para hallar la cantidad de embriones en cada región:

1. La masa de sólidos entre 0.5 UA y 5 UA para $\gamma = 0.5$ es $M = 3.21M_{\oplus}$. En particular entre 0.5 UA y 2.7 UA es $M = 0.43M_{\oplus}$ y entre 2.7 UA y 5 UA es $M = 2.78M_{\oplus}$ (Ver Tabla 2.1).
2. Dividimos la masa de cada región en partes iguales. De las $M = 0.43M_{\oplus}$ de la zona interna tendremos $M = 0.21M_{\oplus}$ en planetesimales y $M = 0.21M_{\oplus}$ en embriones, y de las $M = 2.78M_{\oplus}$ de la zona externa, tendremos $M = 1.39M_{\oplus}$ en planetesimales y $M = 1.39M_{\oplus}$ en embriones.
3. Prefijamos el valor de la masa de los embriones en la zona interna para $\gamma = 0.5$ en $1.6 \times 10^{-2}M_{\oplus}$. Con este valor, nuestros embriones tienen masas del orden de la Luna.
4. Teniendo en cuenta la discontinuidad de factor 8 en la masa de los embriones, podemos determinar las masas de aquellos embriones que se ubican por detrás de la línea de hielo:

$$M_e^{\text{ext}} = 8M_e^{\text{int}} = 0.128M_{\oplus}. \quad (4.2)$$

5. Luego, usando la masa total en embriones de la zona interna, calculamos la cantidad de cuerpos que debemos colocar en dicha zona:

$$N_e^{\text{int}} M_e^{\text{int}} = 0.21M_{\oplus}, \quad (4.3)$$

y resulta,

$$N_e^{\text{int}} \sim 13 \text{ embriones.}$$

6. Análogamente, para la región externa, calculamos la cantidad de embriones en dicha región:

$$N_e^{\text{ext}} M_e^{\text{ext}} = 1.39M_{\oplus}, \quad (4.4)$$

y resulta,

$$N_e^{\text{ext}} \sim 11 \text{ embriones.}$$

De manera similar determinamos la cantidad de planetesimales que habrá en la zona interna y en la externa, y sus respectivas masas, prefijando que en total utilizamos 1000 de ellos.

Procedimiento para hallar la cantidad de planetesimales en cada región:

1. Utilizando las ecuaciones:

$$\begin{aligned} N_p^{\text{int}} M_p^{\text{int}} &= 0.21M_{\oplus}, \\ N_p^{\text{ext}} M_p^{\text{ext}} &= 1.39M_{\oplus}, \\ M_p^{\text{ext}} &= 8M_p^{\text{int}}, \\ N_p^{\text{ext}} &= 1000 - N_p^{\text{int}}, \end{aligned} \quad (4.5)$$

4. Simulaciones con embriones y planetesimales: condiciones iniciales al azar

resulta que para $\gamma = 0.5$ se tiene que,

$$\begin{aligned} N_p^{\text{int}} &\sim 552 \text{ planetesimales,} \\ M_p^{\text{int}} &= 3.87 \times 10^{-4} M_{\oplus}, \\ N_p^{\text{ext}} &\sim 448 \text{ planetesimales,} \\ M_p^{\text{ext}} &= 3.09 \times 10^{-3} M_{\oplus}. \end{aligned}$$

Con este mismo procedimiento se pueden determinar la cantidad de embriones y planetesimales para los perfiles con $\gamma = 1$ y con $\gamma = 1.5$.

Luego, en las Tabla 4.1 y 4.2 podemos apreciar la cantidad final de cuerpos y sus respectivas masas, que resultan para cada zona y para cada perfil de densidad superficial.

Tabla 4.1. Cantidad de embriones y planetesimales resultantes en cada región del disco y para cada perfil de densidad superficial.

γ	N° embriones e/ 0.5 y 2.7 UA	N° embriones e/ 2.7 y 5 UA	N° planetesimales e/ 0.5 y 2.7 UA	N° planetesimales e/ 2.7 y 5 UA
0.5	13	11	552	448
1	20	10	666	334
1.5	35	10	779	221

Tabla 4.2. Masas de embriones y planetesimales resultantes en cada región del disco y para cada perfil de densidad superficial.

γ	Masa de embriones e/ 0.5 y 2.7 UA	Masa de embriones e/ 2.7 y 5 UA	Masa de planetesimales e/ 0.5 y 2.7 UA	Masa de planetesimales e/ 2.7 y 5 UA
0.5	$1.6 \times 10^{-2} M_{\oplus}$	$0.13 M_{\oplus}$	$3.87 \times 10^{-4} M_{\oplus}$	$3.09 \times 10^{-3} M_{\oplus}$
1	$0.04 M_{\oplus}$	$0.32 M_{\oplus}$	$1.18 \times 10^{-3} M_{\oplus}$	$9.49 \times 10^{-3} M_{\oplus}$
1.5	$0.06 M_{\oplus}$	$0.47 M_{\oplus}$	$2.68 \times 10^{-3} M_{\oplus}$	$0.021 M_{\oplus}$

Finalmente, para distribuir los embriones y planetesimales en el disco protoplanetario, utilizamos el *método de aceptación-rechazo de Von Newman*. Este método nos permite generar de manera aleatoria los semiejes que tendrán tanto embriones como planetesimales entre 0.5 UA y 5 UA. Esta técnica indica que si un número a es seleccionado aleatoriamente del dominio de una cierta función f , y si otro número f^* es dado aleatoriamente del dominio de dicha función, entonces la condición $f^* \leq f(a)da$ generará una distribución para a con función de densidad $F(a, a + da) = f(a)da$.

En nuestro caso, la función f está dada a partir de la función $F(a, a + da)$, que está normalizada, y es:

$$f(a) = \frac{2\pi a \Sigma_s(a)}{\frac{2\pi \Sigma_s^0 r_c^2}{4(\gamma - 2)} \left[e^{-\left(\frac{r_{\text{hielo}}}{r_c}\right)^{2-\gamma}} - e^{-\left(\frac{r_1}{r_c}\right)^{2-\gamma}} \right] + \frac{2\pi \Sigma_s^0 r_c^2}{(\gamma - 2)} \left[e^{-\left(\frac{r_2}{r_c}\right)^{2-\gamma}} - e^{-\left(\frac{r_{\text{hielo}}}{r_c}\right)^{2-\gamma}} \right]}, \quad (4.6)$$

donde r_1 y r_2 representan los valores límites de nuestro dominio de trabajo.

Entonces, elegimos un valor de a que calculamos aleatoriamente entre 0.5 UA y 5 UA. Luego tomamos un valor y aleatorio entre 0 y 1 (pues la función F está normalizada). Si resulta que $y \leq f(a)$ entonces aceptamos el valor de a y de esta manera generamos la distribución de semiejes.

También generamos aleatoriamente los valores de excentricidad (menores a 0.02), inclinación (menores a 0.5°), longitud del nodo, argumento del perihelio y anomalía media (éstos

últimos tres valores entre 0° y 360°) al igual que como hicimos en el capítulo 3, tanto para embriones como para planetesimales. Los archivos que generamos con todos estos datos son los que utiliza el código MERCURY para poder iniciar las simulaciones y tienen el mismo formato que mostramos en la Figura 3.1.

Con el objetivo de obtener datos suficientes para hacer una buena estadística, generamos 3 simulaciones por cada perfil de densidad superficial. Las simulaciones generadas son distintas entre sí pues para cada una modificamos el número de “semilla” que es quien genera las variables al azar. De esta manera se modifican las condiciones iniciales para cada simulación. Además, destacamos que todas nuestras simulaciones conservan la energía mejor que una parte en 10^3 .

4.2. Resultados para $\gamma = 0.5$

Para el perfil con $\gamma = 0.5$ generamos tres simulaciones y las dejamos evolucionar hasta los 250 Ma. Si bien a los 250 Ma los sistemas presentan aún suficiente masa como para continuar el proceso de acreción, no extendemos más las simulaciones debido a que el tiempo de CPU que requieren es muy alto. En particular, este grupo de modelos numéricos necesitó de varios meses de tiempo de CPU para alcanzar la formación a 250 Ma (en nuestros equipos).

En la Tabla 4.3 pueden apreciarse los resultados más importantes de las tres simulaciones a 250 Ma. De manera general podemos indicar que el disco completo presenta de seis a siete cuerpos, donde la masa total en embriones es del orden de una Tierra y media, y las masas medias de cada embrión rondan en $2M_{\text{Marte}}$. Las excentricidades e inclinaciones generales del sistema son bajas, alcanzando valores medios de 0.08 y de 2.3° respectivamente. En cuanto a la zona interna del disco, se observa que presenta la mitad de los cuerpos del disco total y con masas del tamaño de Mercurio. En particular, todas nuestras simulaciones forman un planeta en la zona habitable con masas que poseen del orden de una masa de Marte, salvo el de la simulación número 3 que resulta ser más chico que un Mercurio.

Tabla 4.3. Resultados más importantes a los 250 Ma para el perfil con $\gamma = 0.5$. $\langle e \rangle$ e $\langle i \rangle$ representan valores medios de excentricidad e inclinación de los embriones resultantes, respectivamente, a los 250 Ma.

Disco Completo (0.5 UA - 5 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	7	$1.55M_\oplus$	$0.22M_\oplus$	48.54 %	0.11	2.59°
2	6	$1.63M_\oplus$	$0.27M_\oplus$	51.06 %	0.05	2.56°
3	7	$1.52M_\oplus$	$0.22M_\oplus$	47.45 %	0.09	1.77°
Zona Interna (0.5 UA - 2 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	3	$0.16M_\oplus$	$0.05M_\oplus$	4.94 %	0.19	2.75°
2	2	$0.17M_\oplus$	$0.08M_\oplus$	5.18 %	0.09	4.75°
3	3	$0.12M_\oplus$	$0.04M_\oplus$	3.81 %	0.13	2.26°
Zona Habitable (0.8 UA - 1.5 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	1	$0.1M_\oplus$	$0.1M_\oplus$	3.27 %	0.07	1.65°
2	1	$0.1M_\oplus$	$0.1M_\oplus$	3.27 %	0.10	4.81°
3	1	$0.03M_\oplus$	$0.03M_\oplus$	0.90 %	0.14	1.36°

Podemos apreciar luego, en la Figura 4.2, la evolución temporal hasta los 250 Ma de una de las tres simulaciones. Al comienzo de la simulación tanto embriones como planetesimales

comienzan a excitarse lentamente para dar luego lugar a las colisiones entre sí. Una vez finalizada la simulación, el sistema planetario resultante posee en 2.87 UA al planeta más masivo, con una masa de $0.48M_{\oplus}$, un planeta más interno de masa $0.06M_{\oplus}$ ubicado en 0.72 UA, y presenta un planeta en la zona de habitabilidad con una masa de $0.03M_{\oplus}$.

Puede distinguirse también en la Figura 4.2 cuán importante resulta ser el fenómeno de la fricción dinámica desde el comienzo de la simulación. Esta fuerza disipativa amortigua las excentricidades e inclinaciones de los cuerpos más grandes, es decir de los embriones, que se encuentran embebidos en un mar de planetesimales más pequeños. Como mencionamos anteriormente, los valores medios de excentricidad e inclinación de los planetas que resultan en el disco completo, rondan los 0.08 y 2.3° , respectivamente. Comparando con el mismo perfil del escenario del capítulo anterior, vemos que ha bajado la media de estos valores, lo que evidencia el efecto de la fricción dinámica cuando utilizamos planetesimales. En particular y como para poder hacer una comparación, en la Figura 4.3 mostramos la evolución de la excentricidad y de la inclinación de los planetas más y menos masivos.

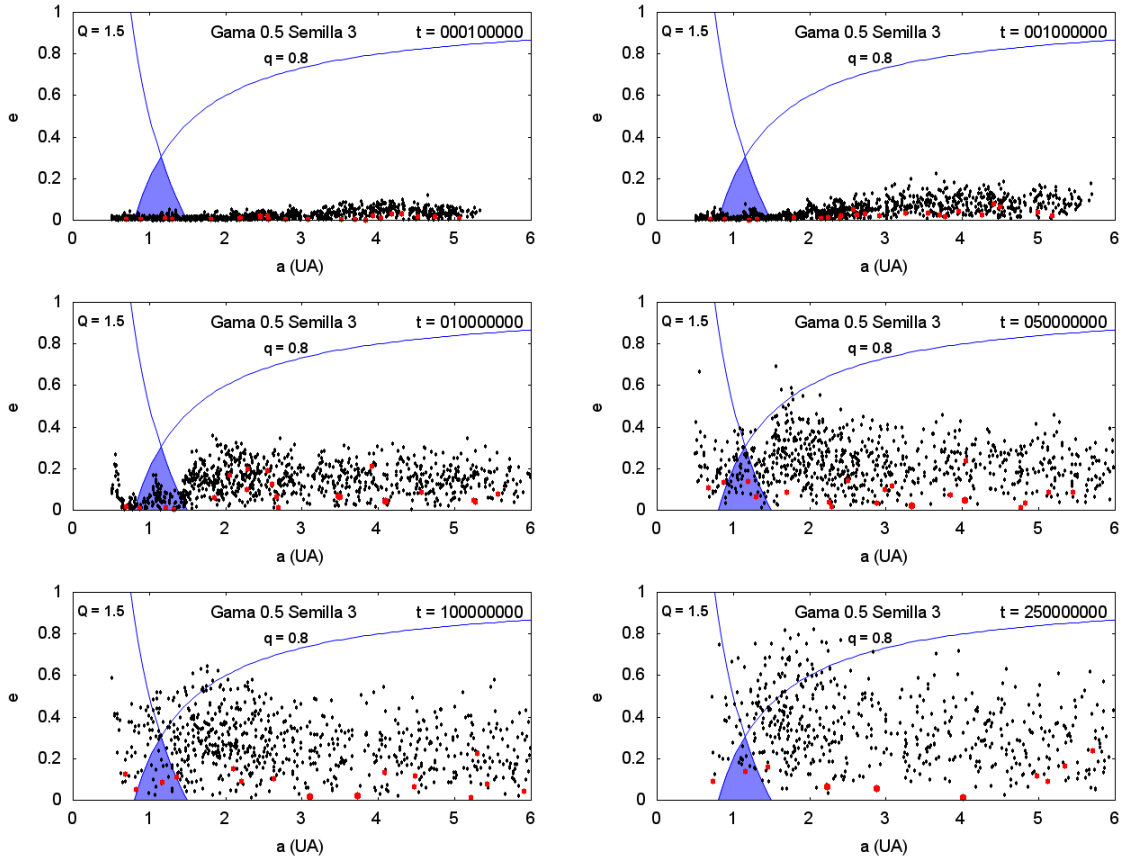


Figura 4.2. Evolución temporal del sistema, en el plano semieje-excentricidad, con $\gamma = 0.5$ para la simulación número 3 hasta los 250 Ma. La zona sombreada con color celeste denota la zona de habitabilidad y las curvas con $q = 0.8$ UA y $Q = 1.5$ UA representan la distancia pericéntrica mínima y la distancia apocéntrica máxima posible, respectivamente. Los cuerpos rojos representan a los embriones planetarios mientras que los negros representan a los planetesimales. El planeta que se encuentra en la zona habitable presenta una masa de $0.03M_{\oplus}$ y un 5.37% de agua respecto a su masa total, lo que equivale a 6 océanos.

Para la simulación 3, el planeta menos masivo (embrión $N^{\circ}11$) alcanza valores máximos de excentricidad e inclinación de 0.35 y 13° respectivamente, mientras que el planeta más

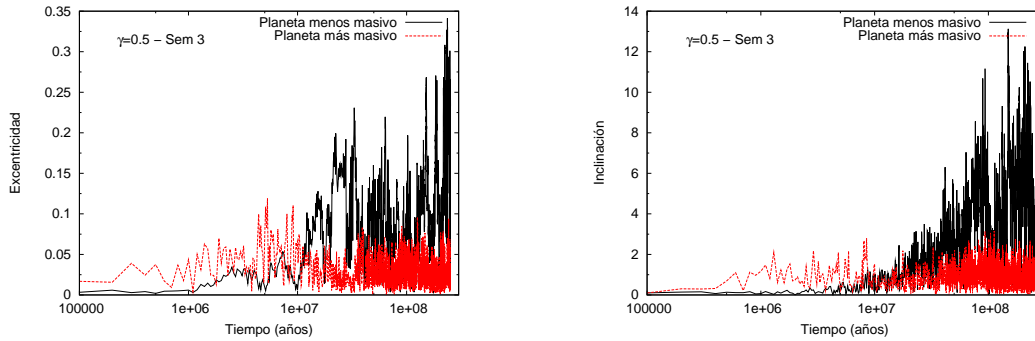


Figura 4.3. Evolución temporal de las excentricidades e inclinaciones como función del tiempo para los planetas más y menos masivos del sistema presentado en la Figura 4.2. Los efectos de la fricción dinámica son claros para el planeta más masivo.

masivo del sistema (embrión $N^{\circ}19$) no supera valores de la excentricidad e inclinación de 0.12 y 3.15° respectivamente. De esta manera, es claro que la incorporación de los planetesimales es fundamental para poder modelar el efecto de la fricción dinámica y en consecuencia poder obtener resultados más realistas.

Luego de los 250 Ma la cantidad final de embriones y planetesimales que quedan en el disco es de $\sim 62\%$ y 66% respectivamente. En la Figura 4.4 podemos ver cómo varía la fracción de cuerpos en función del tiempo, lo que nos habla de las escalas de formación para un sistema que utiliza un perfil de densidad superficial con $\gamma = 0.5$. El mecanismo de remoción de masa tanto de embriones como de planetesimales es el de acreción de masa. Ningún embrión colisiona con la estrella central y ninguno es eyectado del sistema, y en cuanto a los planetesimales, 22 colisionan con la estrella central y sólo uno es eyectado del sistema.

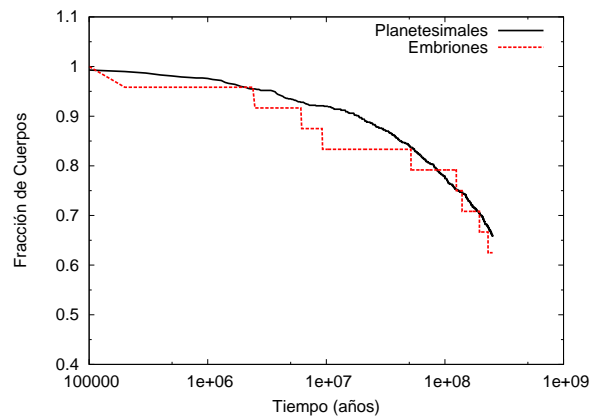


Figura 4.4. Evolución temporal de la fracción de embriones y planetesimales para el perfil $\gamma = 0.5$.

Respecto de los planetas hallados en la zona de habitabilidad, la Tabla 4.4 presenta los resultados de mayor interés. Todas las simulaciones presentan un planeta en la zona habitable y una de las cosas más importantes a destacar es que ninguno proviene de la zona externa del

disco. Dado que el perfil con $\gamma = 0.5$ es el que menos cantidad de masa contiene en la zona interna del disco, las interacciones gravitatorias entre los cuerpos de dicha zona son débiles y no se genera una mezcla sustancial de material. De esta manera los embriones evolucionan muy cerca de sus posiciones iniciales y no migran de un lado a otro. En cuanto a los contenidos de agua, los planetas de la zona habitable presentan entre 0.04 % y 5.37 % de agua respecto de su masa total. En términos comparables, el planeta de la simulación 1 que tiene una masa de $0.1M_{\oplus}$ posee aproximadamente 16 océanos, mientras que el de la simulación 2, con una masa de $0.1M_{\oplus}$ posee 0.2 océanos. Finalmente, el planeta de la simulación 3, que tiene una masa de $0.03M_{\oplus}$ presenta ~ 6 océanos. De esta manera, en términos generales, los cuerpos que resultan en la zona de habitabilidad son potencialmente habitables pues albergan contenidos de agua comparables con los de nuestra Tierra. Es interesante destacar que estos resultados son diferentes respecto de los hallados en el capítulo 3. Para el perfil $\gamma = 0.5$ del escenario con sólo embriones, el único planeta que resulta en la zona habitable es un planeta seco, con muy bajos contenidos de agua. Esta diferencia fundamental se debe a que en este escenario, son los planetesimales los principales responsables del alto contenido de agua en las cuerpos que quedan en la zona de habitabilidad. De hecho, el 99.99 % de la masa de agua del planeta de la simulación 1 proviene de la acreción de planetesimales. Sin embargo, los planetesimales sólo aportan el 37.86 % de su masa final, el resto se debe a la acreción de otros embriones. Con el planeta de la simulación 2 ocurre lo mismo, siendo el 98.67 % de su masa de agua consecuencia de los planetesimales, y siendo sólo un 20.97 % de su masa acretada debido a los planetesimales. Para el caso del planeta de la simulación 3, que sólo acreta planetesimales y ningún embrión, también el 99.99 % de su masa de agua proviene de los de planetesimales, los cuales aportan el 41.17 % de su masa final.

En cuanto a la evolución de los semiejes es interesante ver en la Figura 4.5 cómo son los cambios de los semiejes de los embriones de la zona habitable en función del tiempo y la evolución de sus masas simultáneamente. Aquí, como hemos mencionado, podemos apreciar que todos los embriones que alcanzan la zona de habitabilidad comenzaron la simulación en la región interna del disco.

Tabla 4.4. Contenido de agua en los planetas resultantes de la zona habitable a los 250 Ma para el perfil con $\gamma = 0.5$. El N° de embrión no hace referencia a una cantidad sino a un número identificador de dicho cuerpo.

Contenido de Agua en embriones de la Zona Habitable (0.8 UA - 1.5 UA)

Simulación N°	N° de embrión	Masa del embrión	Semieje inicial	Semieje final	Masa final de agua	Tiempo final de formación
1	4	$0.1M_{\oplus}$	0.95 UA	0.94 UA	4.44 %	249 Ma
2	6	$0.1M_{\oplus}$	1.28 UA	1.36 UA	0.06 %	222 Ma
3	5	$0.03M_{\oplus}$	1.20 UA	1.15 UA	5.37 %	231 Ma

4.3. Resultados para $\gamma = 1$

Para el perfil con $\gamma = 1$ las tres simulaciones evolucionaron hasta los 200 Ma. Al igual que para el caso con $\gamma = 0.5$ las simulaciones se podrían extender en el tiempo dado los sistemas aún presentan masa suficiente como para continuar el proceso de acreción. Sin embargo, los altos tiempos de CPU impiden realizar las simulaciones en un tiempo razonable.

En la Tabla 4.5 figuran los resultados de los tres sistemas a los 200 Ma. En cuanto al disco completo quedan ~ 7 cuerpos con una masa total en embriones de aproximadamente $4.5M_{\oplus}$. En las tres simulaciones se acreta más del 50 % de la masa total en el disco y los embriones

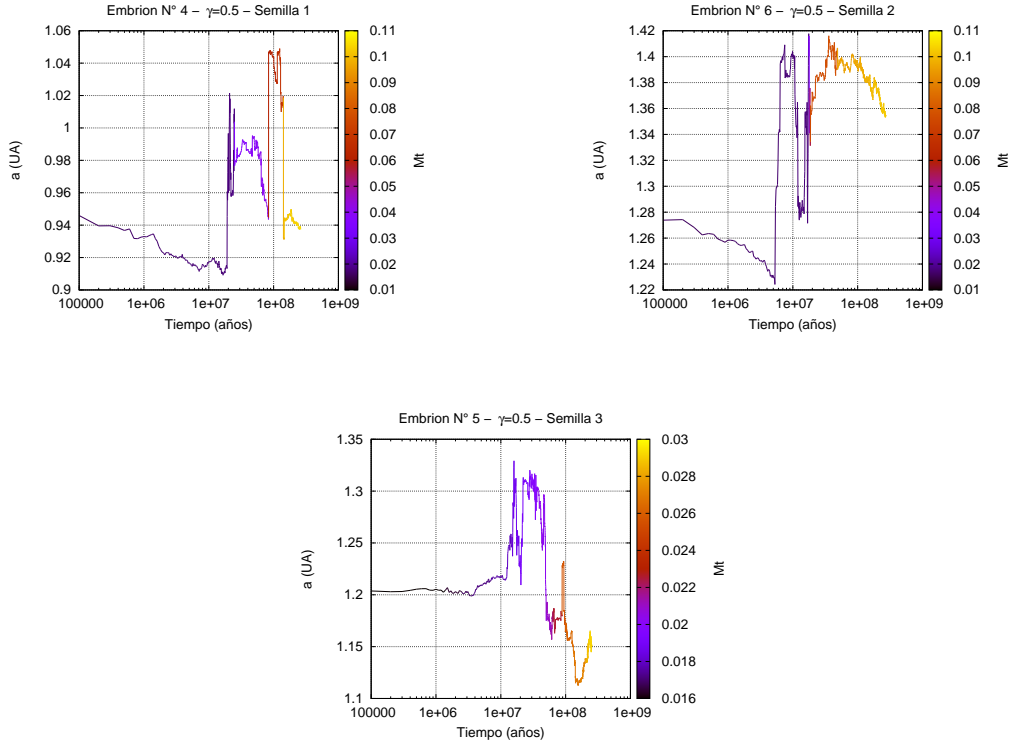


Figura 4.5. Evolución temporal del semieje y la masa de los embriones de la zona habitable para $\gamma = 0.5$. La paleta de colores representa la masa (en masas terrestres).

tienen una masa media de $0.7M_{\oplus}$. Las excentricidades e inclinaciones medias de los embriones rondan los valores de 0.08 y de 4° , respectivamente. En cuanto a la zona interna, quedan entre dos y tres cuerpos con masas del orden de $0.7M_{\oplus}$, al igual que en todo el disco. Respecto de los planetas en la zona habitable, encontramos siempre para todas nuestras simulaciones un cuerpo en dicha zona y en este caso presentan masas que rondan las $0.3M_{\oplus}$.

En la Figura 4.6 presentamos la evolución temporal de una de las tres simulaciones. A medida que avanza el tiempo vemos como interactúan gravitatoriamente los embriones y los planetesimales dando lugar a las colisiones que generan cuerpos cada vez más masivos. A los 200 Ma de evolución las características más importantes del sistema resultante pueden resumirse de la siguiente manera: El sistema presenta un planeta en la zona habitable con una masa de $0.36M_{\oplus}$ con altas posibilidades de ser potencialmente habitable. El planeta más interno se ubica en 0.72 UA y posee una masa también de $0.36M_{\oplus}$, mientras que el planeta más masivo, con $1.25M_{\oplus}$ se encuentra en 2.53 UA.

Puede notarse que los efectos de la fricción dinámica son relevantes para los cuerpos más masivos. De hecho, en la Figura 4.7 vemos, para la simulación 3, la evolución de la excentricidad y semieje de los planetas más y menos masivos. El menos masivo (embrión $N^{\circ}20$) alcanza valores máximos de excentricidad e inclinación de 0.42 y 18.21° respectivamente, mientras que el más masivo (embrión $N^{\circ}24$) presenta valores de excentricidad e inclinación menores a 0.14 y 4.84° . Aquí también es claro que los planetesimales juegan un rol fundamental en la fricción dinámica que gracias a su incorporación, los resultados que obtenemos para este perfil son más realistas.

Con respecto a la cantidad final de embriones y planetesimales resultantes respecto de los

4. Simulaciones con embriones y planetesimales: condiciones iniciales al azar

Tabla 4.5. Resultados más importantes a los 200 Ma para el perfil con $\gamma = 1$. $\langle e \rangle$ e $\langle i \rangle$ representan valores medios de excentricidad e inclinación de los embriones resultantes, respectivamente, a los 200 Ma.

Disco Completo (0.5 UA - 5 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	6	$4.67M_\oplus$	$0.78M_\oplus$	58.95 %	0.05	4.02°
2	8	$4.38M_\oplus$	$0.55M_\oplus$	55.32 %	0.12	2.69°
3	6	$4.32M_\oplus$	$0.72M_\oplus$	54.56 %	0.08	5.02°
Zona Interna (0.5 UA - 2 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	2	$1.58M_\oplus$	$0.79M_\oplus$	19.96 %	0.06	3.35°
2	3	$2.27M_\oplus$	$0.76M_\oplus$	28.70 %	0.13	2.31°
3	3	$1.85M_\oplus$	$0.62M_\oplus$	23.33 %	0.13	6.02°
Zona Habitable (0.8 UA - 1.5 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	1	$0.51M_\oplus$	$0.51M_\oplus$	6.39 %	0.06	5.36°
2	1	$0.18M_\oplus$	$0.18M_\oplus$	2.26 %	0.20	4.03°
3	1	$0.36M_\oplus$	$0.36M_\oplus$	4.58 %	0.18	3.39°

iniciales, la Figura 4.8 nos muestra que aproximadamente el 30 % de los planetesimales aún sobrevive después de 200 Ma, mientras que en cuanto a los embriones, sobrevive un 43 %. De esta manera podemos afirmar que el sistema aún no ha alcanzado el equilibrio y que los embriones planetarios podrían seguir acretando planetesimales durante un tiempo. Para este perfil, el mecanismo de remoción más importante sigue siendo el de la acreción de masa, dado que ningún embrión colisiona con la estrella central ni es eyectado del sistema. En cuanto a la componente de masa en planetesimales, 164 planetesimales colisionan con la estrella central y 115 salen eyectados.

Para este perfil, los planetas que resultan en la zona habitable son también todos internos, es decir, ninguno proviene del disco exterior, lo que puede apreciarse en la Figura 4.9 junto con la evolución de la masa. Si bien en la zona interna de este perfil, que es la zona de interés, hay mayor interacción gravitatoria entre los cuerpos debido a que es más masivo que el perfil con $\gamma = 0.5$, la mezcla de material no es significativa y como se muestra en la Tabla 4.6 los embriones acretan masa prácticamente sin moverse demasiado de su posición original. Respecto al contenido de agua, todos poseen entre 1.32 % y 7.05 % de agua respecto de su masa total. En particular, el embrión de la simulación 1, que resulta ser el más masivo de los tres, con una masa de $0.51M_\oplus$ en la zona habitable, posee un 7.05 % de agua, lo que equivale a 128 océanos. Los otros dos planetas resultantes, el de la simulación 2 y 3, tienen $0.18M_\oplus$ y $0.36M_\oplus$, respectivamente, y contienen 17 océanos cada uno. Con estos contenidos de agua por masa podemos asegurar que los planetas que terminan ubicándose en la zona de habitabilidad son potencialmente habitables.

A diferencia del escenario con sólo embriones, en este caso formamos planetas en la zona habitable. La diferencia fundamental reside en el hecho de que, en este escenario, los planetesimales favorecen el efecto de la fricción dinámica amortiguando excentricidades e inclinaciones. De esta manera, los planetas, al no estar tan excitados, no colisionan con la estrella central.

Con respecto al origen del agua en los planetas de la zona habitable, en este caso siguen siendo los planetesimales los principales responsables de los altos contenidos de agua, brindándoles el ~ 99.99 % de agua. Sin embargo sólo aportan entre el 30 % y el 50 % de la masa final.

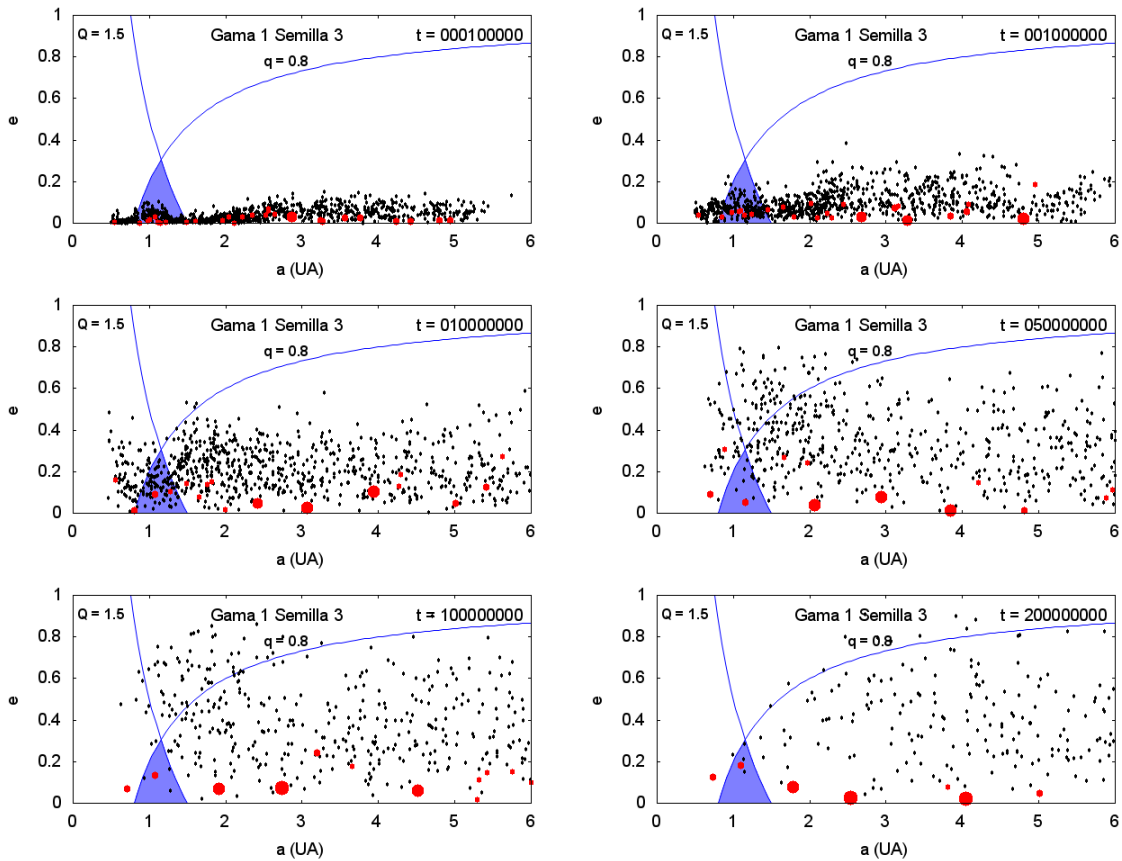


Figura 4.6. Evolución temporal del sistema, en el plano semieje-excentricidad, con $\gamma = 1$ para la simulación número 3 hasta los 200 Ma. La zona sombreada con color celeste denota la zona de habitabilidad y las curvas con $q = 0.8$ UA y $Q = 1.5$ UA representan la distancia pericéntrica mínima y la distancia apocéntrica máxima posible, respectivamente. A los 200 Ma obtenemos un planeta en la zona habitable con $0.36M_{\oplus}$ que presenta un 1.32% de agua lo que equivale a tener ~ 17 océanos terrestres.

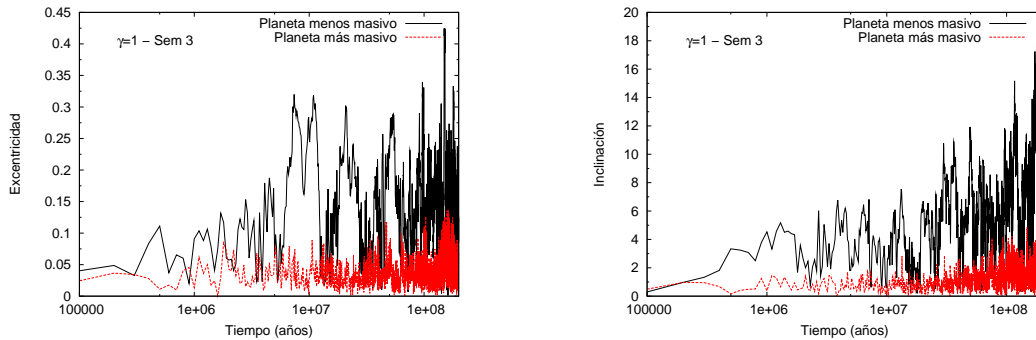


Figura 4.7. Evolución temporal de las excentricidades e inclinaciones como función del tiempo para los planetas más y menos masivos del sistema presentado en la Figura 4.6. Los efectos de la fricción dinámica son claros para el planeta más masivo.

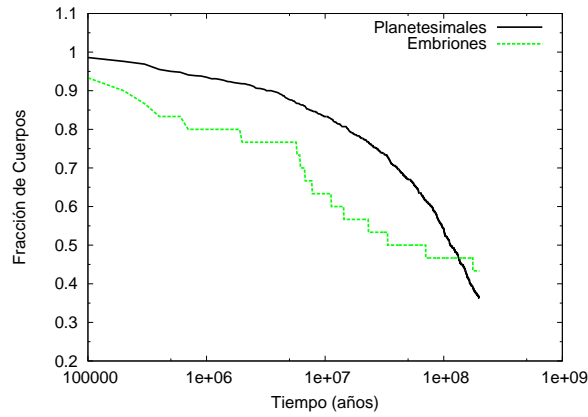


Figura 4.8. Evolución temporal de la fracción de embriones y planetesimales para el perfil $\gamma = 1$.

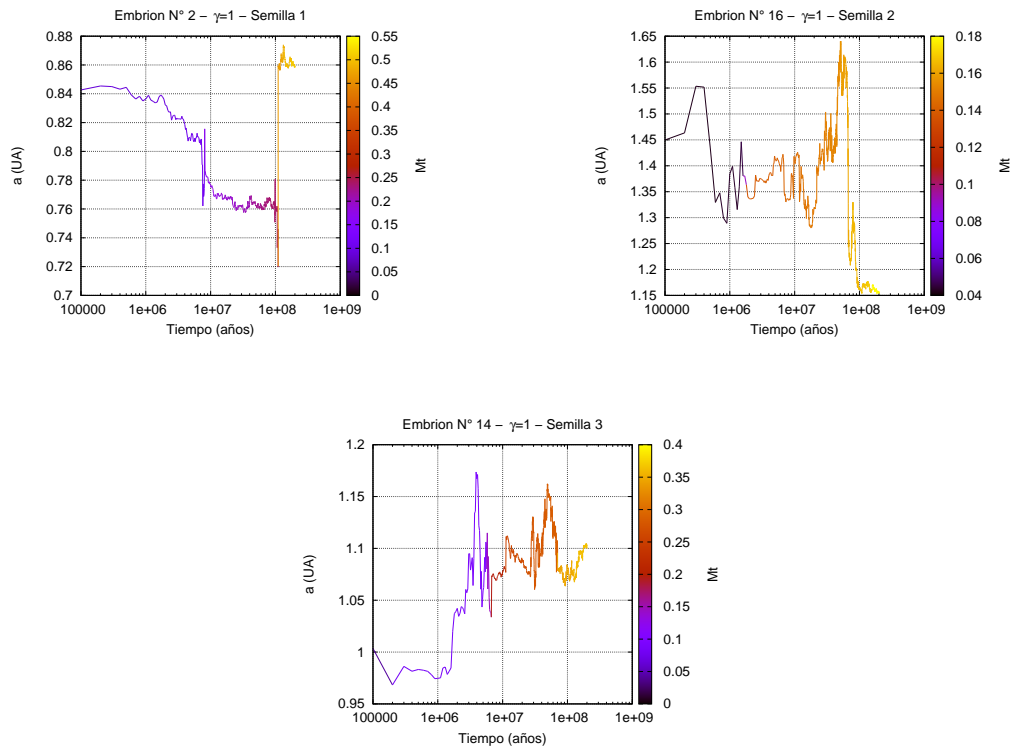


Figura 4.9. Evolución temporal del semieje y la masa de los embriones de la zona habitable para $\gamma = 1$. La paleta de colores representa la masa (en masas terrestres).

4.4. Resultados para $\gamma = 1.5$

Por último describimos el perfil de densidad superficial con $\gamma = 1.5$. Este perfil es el más masivo en la región bajo estudio y por lo tanto es de esperar que sea el más interesante de los tres simulados, dado que la masa de la zona interna es la que propicia la formación de

Tabla 4.6. Contenido de agua en los planetas resultantes de la zona habitable a los 200 Ma para el perfil con $\gamma = 1$. El N° de embrión no hace referencia a una cantidad sino a un número identificador de dicho cuerpo.

Contenido de Agua en embriones de la Zona Habitable (0.8 UA - 1.5 UA)

Simulación N°	N° de embrión	Masa del embrión	Semieje inicial	Semieje final	Masa final de agua	Tiempo final de formación
1	2	$0.51M_\oplus$	0.84 UA	0.86 UA	7.50 %	177 Ma
2	16	$0.18M_\oplus$	1.41 UA	1.16 UA	2.68 %	158 Ma
3	14	$0.36M_\oplus$	0.99 UA	1.10 UA	1.32 %	171 Ma

planetas en la zona habitable. Las tres simulaciones evolucionaron por 200 Ma y, a diferencia de lo mencionado para los perfiles con $\gamma = 0.5$ y $\gamma = 1$, en este caso podemos asumir que el sistema alcanza un estado de estabilidad dinámica. Si bien al finalizar la simulaciones aún quedan planetesimales, son muy pocos y se encuentran principalmente en la zona más externa del disco. De este modo, la zona de habitabilidad queda libre de planetesimales para acretar y podemos afirmar entonces que nuestro sistema ha finalizado su formación. De los tres perfiles, este es el que menos tiempo de CPU requirió, aunque es importante mencionar que necesitamos de algunos meses para que finalizaran en nuestros equipos.

En la Tabla 4.7 están plasmados los resultados de mayor interés para las tres simulaciones. Los sistemas formados a los 200 Ma presentan en general entre cuatro y siete planetas con masas medias del orden $1.4M_\oplus$. La masa total en embriones es de aproximadamente $7.4M_\oplus$ y se ha acretado cerca del 54 % de la masa total en el disco. Las excentricidades e inclinaciones medias de los cuerpos finales varían entre 0.06 y 0.12 y entre 3.21° y 10.91° , respectivamente. La zona interna presenta embriones con masas de $\sim 1.5M_\oplus$ y la cantidad de masa acretada respecto a la total es del orden del 26 %. En particular, para la zona de habitabilidad, encontramos planetas con masas de valores más variados, entre $0.5M_\oplus$ y $2.3M_\oplus$, pero siempre encontramos también, en todas las simulaciones, un planeta en dicha zona.

Tabla 4.7. Resultados más importantes a los 200 Ma para el perfil con $\gamma = 1.5$. $\langle e \rangle$ e $\langle i \rangle$ representan valores medios de excentricidad e inclinación de los embriones resultantes, respectivamente, a los 200 Ma.

Disco Completo (0.5 UA - 5 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	4	$7.02M_\oplus$	$1.75M_\oplus$	51.35 %	0.06	3.53°
2	6	$6.35M_\oplus$	$1.06M_\oplus$	46.48 %	0.09	10.91°
3	7	$8.81M_\oplus$	$1.26M_\oplus$	64.43 %	0.12	3.21°
Zona Interna (0.5 UA - 2 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	2	$3.77M_\oplus$	$1.88M_\oplus$	27.63 %	0.06	3.36°
2	2	$2.84M_\oplus$	$1.42M_\oplus$	20.80 %	0.08	6.57°
3	3	$4.06M_\oplus$	$1.36M_\oplus$	29.76 %	0.06	2.50°
Zona Habitable (0.8 UA - 1.5 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	1	$2.21M_\oplus$	$2.21M_\oplus$	16.13 %	0.06	1.26°
2	2	$2.84M_\oplus$	$1.42M_\oplus$	20.80 %	0.08	6.57°
3	1	$0.66M_\oplus$	$0.66M_\oplus$	4.84 %	0.03	3.09°

En la Figura 4.10 se presenta la evolución temporal de la simulación 2, que consideramos

es la más interesante pues presenta dos planetas en la zona habitable. Puede notarse que, en este caso, la excitación dinámica se produce más rápidamente que en el resto de los perfiles, propiciando la mezcla de material entre la zona interna y externa a la línea de hielo. A los 200 Ma el sistema resultante presenta dos planetas en la zona habitable con masas de $1.19M_{\oplus}$ y $1.65M_{\oplus}$. El planeta más interno del sistema se ubica en 0.47 UA y posee una masa de $0.60M_{\oplus}$, mientras que el más masivo, que alcanza una masa de $2.15M_{\oplus}$ se encuentra en 3.35 UA.

En este perfil encontramos los planetas más masivos y esto evidencia aún más los efectos de la fricción dinámica. En efecto las excentricidades e inclinaciones medias finales varían entre 0.06 y 0.12 y entre 3.21° y 10.91° , respectivamente, de manera que son valores más bajos que para el escenario con sólo embriones que no sufre los efectos de la fricción dinámica debido a la falta de planetesimales. En la Figura 4.11 podemos apreciar la evolución de la excentricidad e inclinación del planeta menos masivo y del más masivo del sistema. El menos masivo (embrión $N^{\circ}31$) alcanza valores de excentricidad e inclinación de 0.79 y 48.56° respectivamente, y el planeta más masivo (embrión $N^{\circ}37$) no supera los valores de 0.17 y 7.23° respectivamente. Sigue, como vemos, manteniéndose la tendencia de que los efectos de la fricción dinámica prevalecen sobre los cuerpos de mayor tamaño.

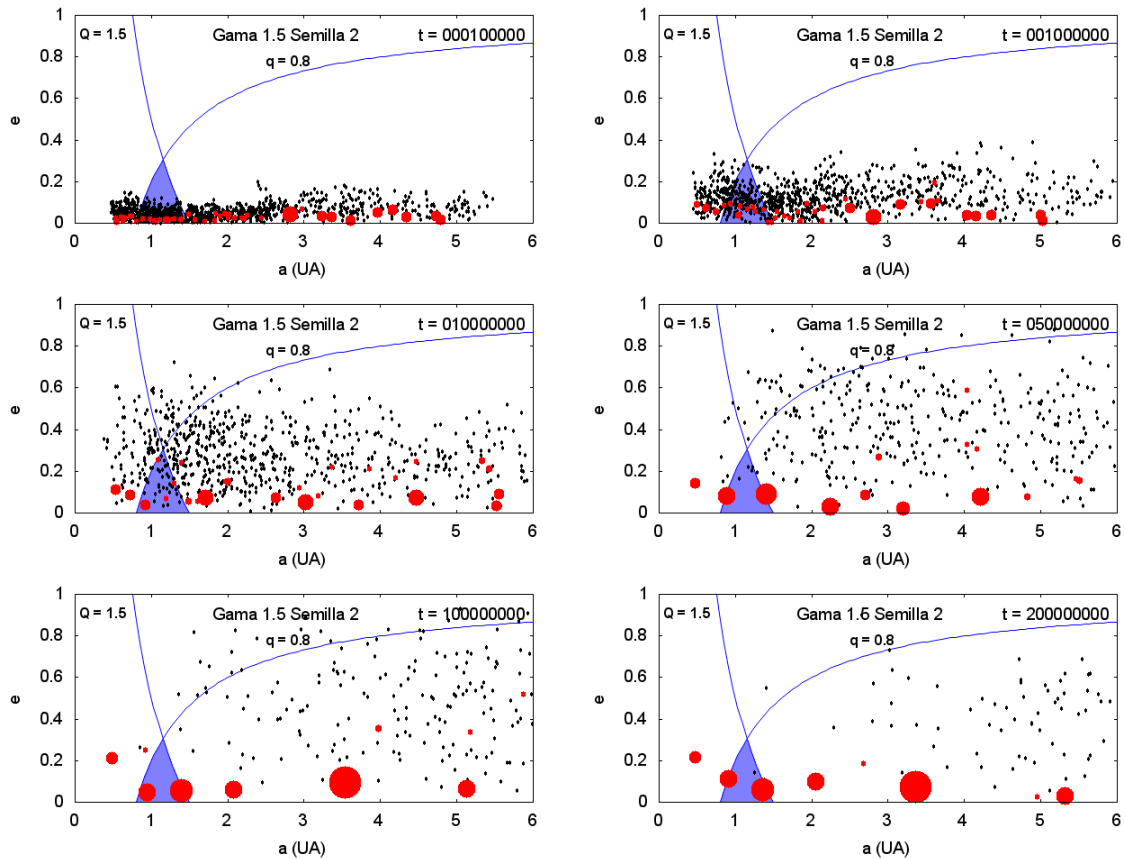


Figura 4.10. Evolución temporal del sistema, en el plano semieje-excentricidad, con $\gamma = 1.5$ para la simulación número 2 hasta los 200 Ma. La zona sombreada con color celeste denota la zona de habitabilidad y las curvas con $q = 0.8$ UA y $Q = 1.5$ UA representan la distancia pericéntrica mínima y la distancia apocéntrica máxima posible, respectivamente. Puede apreciarse que a los 200 Ma obtenemos 2 planetas en la zona habitable con masas de $1.19M_{\oplus}$ y $1.65M_{\oplus}$. Los mismos presentan un 4.51 % y un 39.48 %, de modo que el segundo es un mundo de agua.

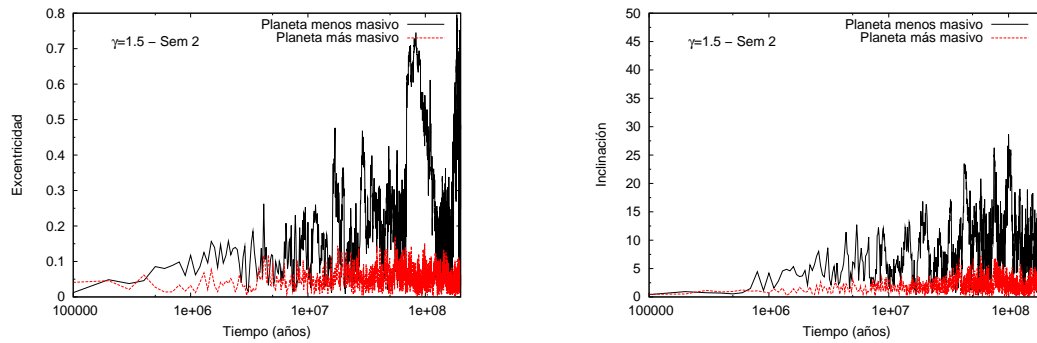


Figura 4.11. Evolución temporal de las excentricidades e inclinaciones como función del tiempo para los planetas más y menos masivos del sistema presentado en la Figura 4.10. Los efectos de la fricción dinámica son claros para el planeta más masivo.

Por otro lado, en la figura 4.12 vemos como decae la cantidad inicial de embriones y planetesimales mostrándonos que a los 200 Ma la fracción de planetesimales resultantes es inferior a la de embriones. En efecto, sólo queda un 16.3% de planetesimales respecto a la cantidad inicial y queda un 37.7% de embriones. De esta manera se evidencia que las escalas de formación que utilizamos para un sistema con este perfil de densidad superficial, son adecuadas. La mayor cantidad de masa en el sistema es acretada mientras que 234 planetesimales colisionan con la estrella central y 119 son eyectados del sistema. Sin embargo, ninguna de las dos situaciones ocurre con los embriones.

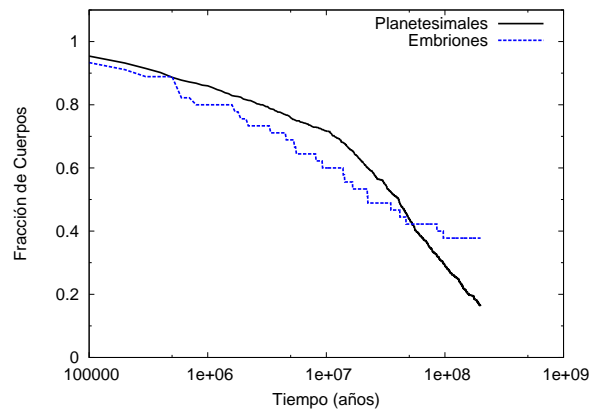


Figura 4.12. Evolución temporal de la fracción de embriones y planetesimales para el perfil $\gamma = 1.5$.

El número de planetas que alcanzan la zona de habitabilidad sigue siendo del orden de uno por simulación aunque en la simulación 2 encontramos dos. La diferencia fundamental de estos embriones respecto de los hallados en los perfiles con $\gamma = 0.5$ y $\gamma = 1$, es que dos de los cuatro embriones provienen del disco externo, es decir, provienen de la zona más allá de la línea de hielo (ver la Figura 4.13). Esta situación se debe principalmente a la mezcla de material. Dado que este perfil es el más masivo en la región interna, las interacciones gravitatorias entre los cuerpos ya no son débiles como lo eran en el perfil con $\gamma = 0.5$ y $\gamma = 1$ y provocan

4. Simulaciones con embriones y planetesimales: condiciones iniciales al azar

la migración de algunos cuerpos externos a la zona más interna del disco. Esta mezcla de material trae como consecuencia contenidos de agua mucho más importantes. De hecho, en la Tabla 4.8 podemos apreciar que los embriones que alcanzan la zona habitable presentan entre 4.51 % y 39.48 % de agua respecto a su masa total, siendo los embriones que provienen de afuera, los que mayor contenido poseen. En particular, el embrión $N^{\circ}38$ de la simulación 1 contiene un 32.55 % de agua, lo que equivale a 2569 océanos terrestres, y el embrión $N^{\circ}36$ de la simulación 2 contiene un 39.48 % de agua, lo que representa 2326 océanos terrestres. Así, este perfil de densidad superficial genera mundos de agua en dos de tres simulaciones. Los embriones que provienen de la parte interna del disco no alcanzan contenidos de agua tan altos como los que provienen de afuera pero son potencialmente habitables de igual forma, pues contienen ~ 190 océanos cada uno.

Al igual que para $\gamma = 0.5$ y $\gamma = 1$, los planetas de la zona habitable que no provienen de la zona más allá de la línea de hielo, adquieren su contenido de agua debido prácticamente en un 100 % a los planetesimales, siendo éstos, sólo responsables del ~ 50 % de su masa total. Sin embargo, el contenido de agua de los planetas de la zona habitable que provienen de la zona externa del disco, se debe principalmente al contenido primordial de agua que tenía dicho embrión. Así, los planetesimales representan una fuente secundaria de agua para estos planetas.

Dados los altos contenidos de agua que presentan los planetas hallados con este perfil de densidad superficial y dado que los cuerpos presentan masas del orden de una Tierra y media, podemos afirmar que éste resulta ser el perfil más interesante de los simulados.

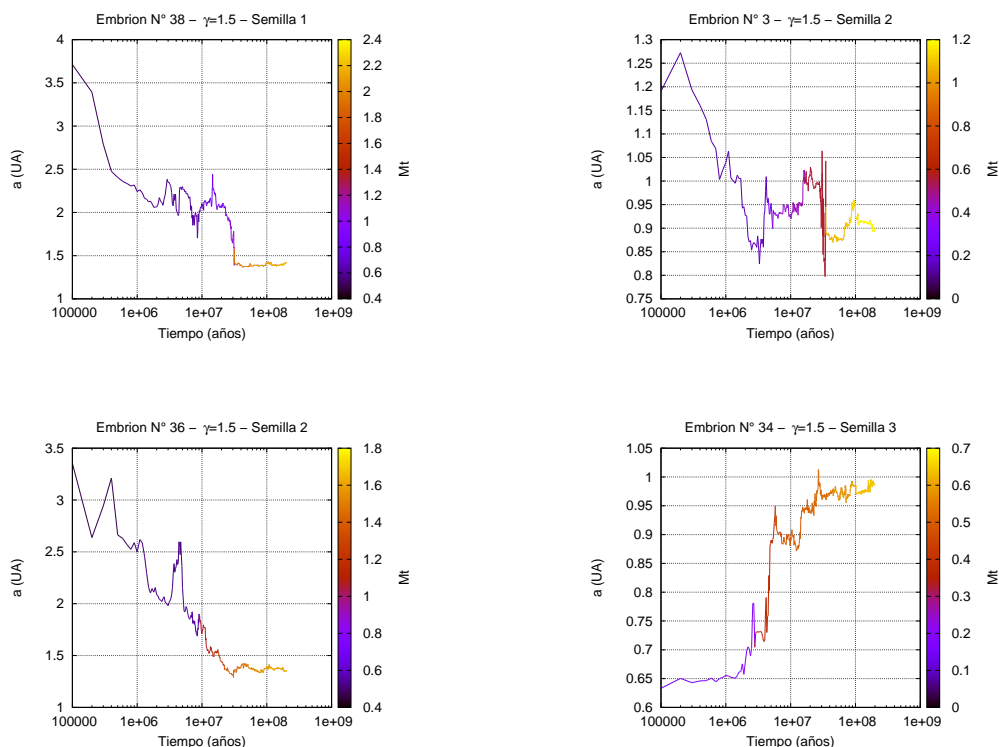


Figura 4.13. Evolución temporal del semieje y la masa de los embriones de la zona habitable para $\gamma = 1.5$. La paleta de colores representa la masa (en masas terrestres).

Tabla 4.8. Contenido de agua en los planetas resultantes de la zona habitable a los 200 Ma para el perfil con $\gamma = 1.5$. El N° de embrión no hace referencia a una cantidad sino a un número identificador de dicho cuerpo.

Contenido de Agua en embriones de la Zona Habitable (0.8 UA - 1.5 UA)

Simulación N°	N° de embrión	Masa del embrión	Semieje inicial	Semieje final	Masa final de agua	Tiempo final de formación
1	38	$2.21M_\oplus$	4.52 UA	1.41 UA	32.55 %	176 Ma
2	3	$1.19M_\oplus$	1.30 UA	0.90 UA	4.51 %	110 Ma
	36	$1.65M_\oplus$	3.13 UA	1.35 UA	39.48 %	197 Ma
3	34	$0.66M_\oplus$	0.64 UA	0.98 UA	8.10 %	194 Ma

4.4.1. Otras simulaciones para $\gamma = 1.5$

Del análisis general de los tres perfiles de densidad superficial, el más interesante resulta ser el de $\gamma = 1.5$ pues con él pudimos formar sistemas con planetas análogos a nuestra Tierra y con muy altos contenidos de agua. Por este motivo, generamos, únicamente para este caso, un nuevo grupo de tres simulaciones. La diferencia que estas nuevas simulaciones presentan frente a las expuestas anteriormente tiene que ver con la manera de distribuir los embriones planetarios. En este caso, si bien también utilizamos una distribución bimodal, de manera que la mitad de la masa de sólidos en el disco es para planetesimales y la otra mitad para embriones, la masa de los embriones crece con la distancia a la estrella central. Luego, para poder ubicar a los embriones correctamente en el disco protoplanetario, utilizamos el mecanismo descrito en la sección 3.1.

En la Figura 4.14 podemos apreciar la distribución inicial embriones y planetesimales, para una de las tres simulaciones. Elegimos la que consideramos más representativa. En las tres simulaciones se utilizaron 1000 planetesimales. La cantidad de embriones varía en cada una y resulta ser de 54, 55 y 56 embriones para la simulación 1, 2 y 3, respectivamente.

Dado que en estas simulaciones no contamos con la presencia de planetas gigantes gaseosos, son justamente los embriones planetarios los que dominan la dinámica global del sistema. Si bien, como se aprecia en las Figuras 4.1 y 4.14, la distribución inicial de embriones no difiere significativamente, la idea fundamental de esta sección es analizar la sensibilidad de nuestros resultados finales respecto a la distribución inicial de los embriones en el disco.

Nuestros sistemas evolucionan por 200 Ma y debido a que la cantidad final de planetesimales es muy reducida, podemos afirmar que el sistema alcanza la estabilidad dinámica deseada. En cuanto a los tiempos de CPU, este grupo de simulaciones necesitó de algunos meses para finalizar con nuestros equipos, al igual que las simulaciones mencionadas anteriormente.

En la Tabla 4.9 encontramos los resultados más destacados del conjunto de simulaciones. En el disco completo, la masa total en embriones es de $\sim 7.6M_\oplus$ dando lugar a sistemas formados por entre 5 y 7 planetas. Sus masas son del orden de $1.3M_\oplus$ y alcanzan excentricidades e inclinaciones bajas, con valores de 0.07 y 4° , respectivamente. En cuanto al disco interno, los embriones tienen masas que rondan las $1.35M_\oplus$, y la masa total en embriones es del doble, aproximadamente. En cuanto a planetas potencialmente habitables, encontramos planetas en la zona habitable en dos de tres simulaciones y con masas similares a las de la Tierra.

En la Figura 4.15 podemos apreciar la evolución temporal de la simulación 1. Una vez comenzada la simulación los embriones se excitan dando lugar a las colisiones y al proceso de acreción de planetesimales y otros embriones. Al finalizar la simulación, a los 200 Ma, el sistema resultante presenta pocos embriones, aproximadamente ocho cuerpos. El planeta

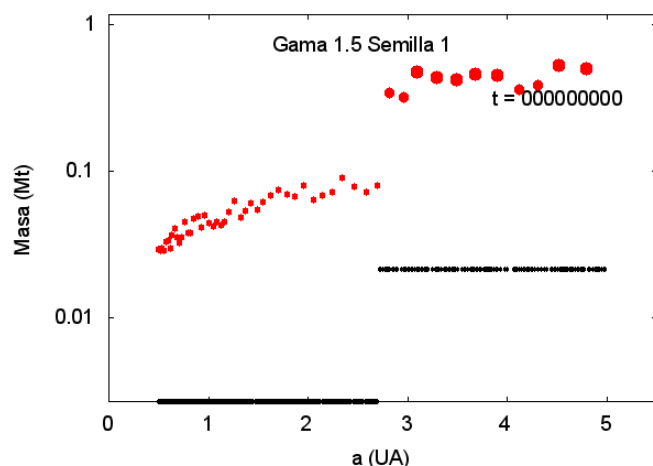


Figura 4.14. Distribución inicial de masa para la simulación 1 del perfil $\gamma = 1.5$ en el cual la masa de los embriones crece con la distancia heliocéntrica. Los cuerpos rojos son los embriones y los negros representan a los planetesimales.

Tabla 4.9. Resultados a los 200 Ma para el perfil con $\gamma = 1.5$ para el grupo de nuevas simulaciones en las que cambia la distribución inicial de embriones en el disco.

Disco Completo (0.5 UA - 5 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretaada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	6	$7.92M_\oplus$	$1.32M_\oplus$	57.92%	0.08	4.63°
2	5	$7.60M_\oplus$	$1.52M_\oplus$	55.60%	0.05	2.81°
3	7	$7.37M_\oplus$	$1.05M_\oplus$	53.97%	0.10	4.56°
Zona Interna (0.5 UA - 2 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretaada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	3	$3.29M_\oplus$	$1.09M_\oplus$	24.13%	0.06	4.13°
2	2	$3.82M_\oplus$	$1.91M_\oplus$	28.00%	0.05	2.01°
3	4	$4.26M_\oplus$	$1.06M_\oplus$	31.17%	0.12	4.43°
Zona Habitable (0.8 UA - 1.5 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretaada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	2	$1.99M_\oplus$	$1M_\oplus$	14.61%	0.07	4.78°
2	0	0	0	0	0	0
3	1	$0.83M_\oplus$	$0.83M_\oplus$	6.15%	0.08	3.11°

más masivo del sistema presenta una masa de $3.63M_\oplus$ y se ubica en 2.45 UA, mientras que el menos masivo posee $0.08M_\oplus$ y está ubicado en 2.04 UA. Además podemos mencionar que el planeta que se encuentra más cerca de la estrella central se ubica en 0.6 UA y tiene una masa similar a la de la Tierra. Por otro lado, son dos los planetas que quedan en la zona de habitabilidad y en particular uno se encuentra justo en el límite de dicha zona.

El efecto de la fricción dinámica es relevante y puede notarse que afecta principalmente a los cuerpos más masivos. En la Figura 4.16 podemos apreciar que las excentricidades e inclinaciones del planeta más masivo del sistema se ven amortiguadas por la fricción dinámica con los planetesimales. El planeta más masivo, debido al efecto de la fricción dinámica, alcanza valores de excentricidad e inclinaciones que no superan los 0.13 y 4.11° , respectivamente. A diferencia, el menos masivo presenta valores máximos de excentricidad e inclinación del orden de 0.54 y 21.34° , respectivamente.

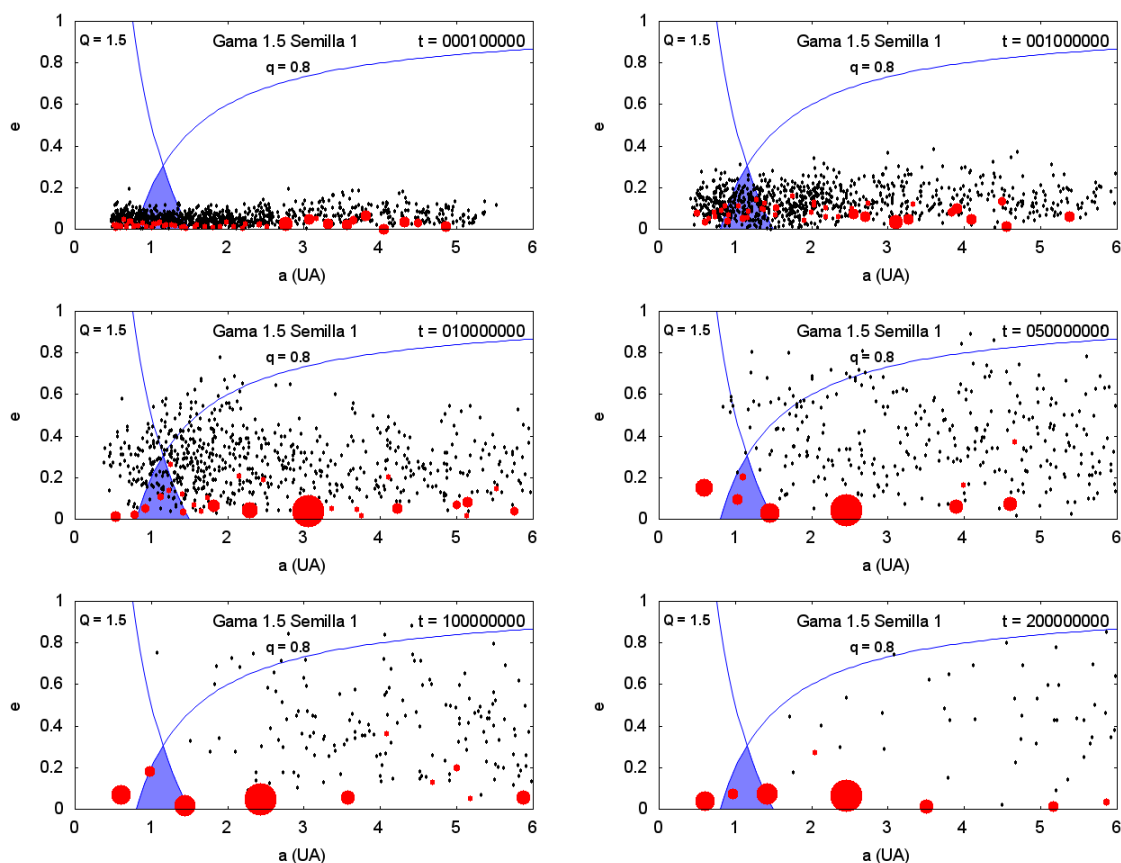


Figura 4.15. Evolución temporal del sistema, en el plano semieje-excentricidad, con $\gamma = 1.5$ para la simulación número 1 de las simulaciones de la sección 4.4.1 hasta los 200 Ma. La zona sombreada con color celeste denota la zona de habitabilidad y las curvas con $q = 0.8$ UA y $Q = 1.5$ UA representan la distancia pericéntrica mínima y la distancia apocéntrica máxima posible, respectivamente. Puede apreciarse que a los 200 Ma obtenemos dos planetas en la zona habitable con masas de $0.45M_{\oplus}$ y $1.54M_{\oplus}$.

La acreción de embriones y planetesimales es, como ocurre en el resto de los perfiles mencionados, el más importante de los mecanismos de remoción de masa. En la Figura 4.17 podemos apreciar cómo disminuye la fracción tanto de embriones como de planetesimales con el tiempo. El sistema resultante posee sólo un 14.3% de planetesimales, respecto de los 1000 que había inicialmente, y un 24% de embriones. En cuanto a otros mecanismos de remoción de masa, 159 planetesimales colisionan con la estrella central y 178 salen eyectados del sistema durante los 200 Ma de formación del mismo. Sin embargo, dichos mecanismos no tienen lugar entre los embriones.

En cuanto a los planetas de la zona habitable, podemos encontrar en la Tabla 4.10 los resultados más interesantes. Vemos que de los tres cuerpos encontrados, sólo uno proviene de la zona externa del disco (embrión N° 52). Por tal motivo es esperable que tenga un alto contenido de agua. De hecho, presenta un 29.82% de agua respecto a su masa total, lo que equivale a 1640 océanos terrestres. De esta manera podemos decir que dicho planeta es un mundo de agua. El otro planeta, también de la simulación 1, no proviene de la zona externa y presenta un 7.13% de agua respecto a su masa total. Si bien su contenido de agua no es tan alto como el del otro cuerpo mencionado, dicho porcentaje equivale a contener 107 océanos terrestres, por lo cual también es un planeta con gran cantidad de agua y potencialmente

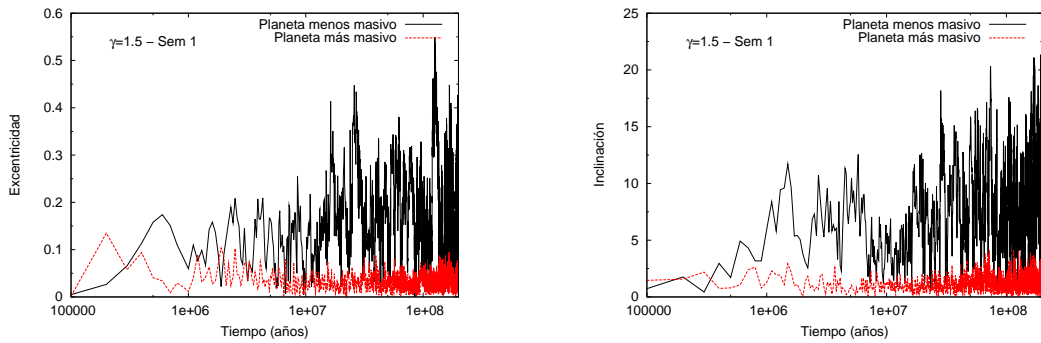


Figura 4.16. Evolución temporal de las excentricidades e inclinaciones como función del tiempo para los planetas más y menos masivos del sistema presentado en la Figura 4.15. Los efectos de la fricción dinámica son claros para el planeta más masivo que evoluciona sin modificar significativamente su excentricidad e inclinación.

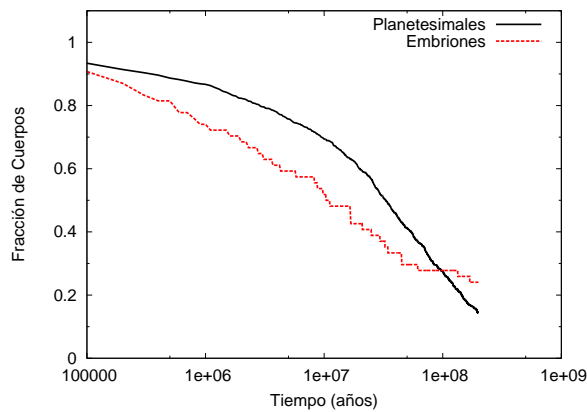


Figura 4.17. Evolución temporal de la fracción de embriones y planetesimales para el perfil $\gamma = 1.5$ del nuevo grupo de simulaciones.

habitables. El tercer cuerpo resultante en la simulación 3 posee un 7.14% de agua en masa, lo que representa 268 océanos.

En este caso se mantiene la tendencia de que los planetas de la zona habitable que provienen de la zona interna del disco adquieren su contenido de agua debido principalmente a los planetesimales, mientras que, los que provienen de la zona más allá de la línea de hielo deben su contenido de agua al primordial de dicho embrión.

En cuanto a las masas finales, todos los cuerpos poseen masas muy similares a la Tierra. En la Figura 4.18 podemos apreciar la evolución simultánea de las masas y semiejes en función del tiempo de los embriones de la zona habitable de la simulación 1 y 3.

4.5. Resultados generales

A los 200 Ma el sistema planetario resultante de cada simulación muestra diferencias significativas para los distintos perfiles de densidad superficial de sólidos. Recordemos que,

Tabla 4.10. Contenido de agua en los planetas resultantes de la zona habitable a los 200 Ma para el perfil con $\gamma = 1.5$ de las nuevas simulaciones. El N° de embrión no hace referencia a una cantidad sino a un número identificador de dicho cuerpo.

Contenido de Agua en embriones de la Zona Habitable (0.8 UA - 1.5 UA)

Simulación N°	N° de embrión	Masa del embrión	Semieje inicial	Semieje final	Masa final de agua	Tiempo final de formación
1	19	$0.45M_\oplus$	0.96 UA	0.96 UA	7.13 %	190 Ma
	52	$1.54M_\oplus$	4.30 UA	1.41 UA	29.82 %	194 Ma
3	18	$1.05M_\oplus$	0.87 UA	1.15 UA	7.14 %	176 Ma

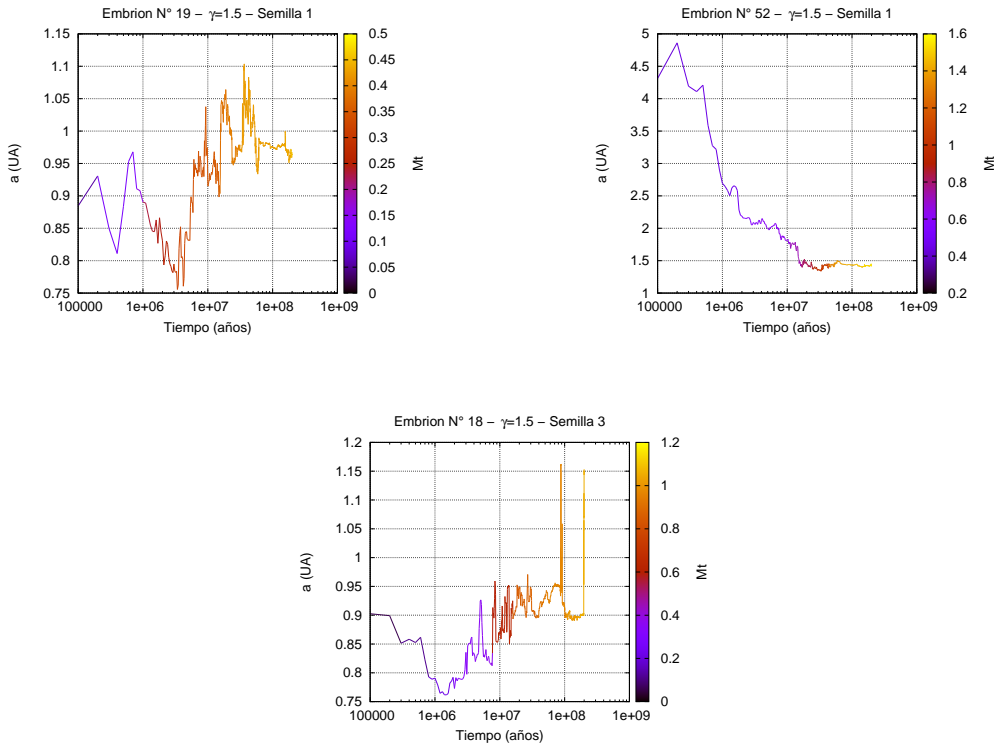


Figura 4.18. Evolución temporal del semieje y la masa de los embriones de la zona habitable para $\gamma = 1.5$. La paleta de colores representa la masa (en masas terrestres).

en particular, hemos extendido a 250 Ma las simulaciones para $\gamma = 0.5$. Cuanto más grande es el valor del exponente γ la densidad superficial de sólidos resulta ser mayor en la zona interna y, por ende las tasas de acreción son más cortas. Esto se pone de manifiesto en el porcentaje de embriones planetarios sobrevivientes asociados a cada perfil, lo que podemos apreciar en las Figuras 4.4, 4.8, 4.12 y 4.17. En esta instancia, el disco asociado al perfil $\gamma = 0.5$ está compuesto por embriones planetarios del orden de $2M_{\text{Marte}}$ mientras que el correspondiente a $\gamma = 1$ está constituido por objetos de $\sim 0.7M_\oplus$. En promedio los embriones planetarios que constituyen el disco asociado a $\gamma = 1.5$ presentan masas del orden de una Tierra y media y aproximadamente lo mismo sucede con las simulaciones de $\gamma = 1.5$ donde la masa inicial de los embriones crece con la distancia heliocéntrica.

El análisis del disco interno resulta ser de particular importancia debido a que contiene

el material para la formación de potenciales planetas en la zona habitable. Para $\gamma = 0.5$ el disco interno está compuesto por embriones planetarios con masas del orden de Mercurio, mientras que para $\gamma = 1$ está constituido por embriones algo más masivos que media Tierra. Para $\gamma = 1.5$ los embriones presentan masas entre una Tierra y una Tierra y media, teniendo en cuenta los dos grupos de simulaciones expuestos en la sección 4.4.

El número de planetas que resultan en la zona habitable no parece mostrar una dependencia con el perfil de densidad superficial de sólidos. La ausencia de gigantes gaseosos hace que no existan cambios significativos en la distribución radial de masas en los perfiles con $\gamma = 0.5$ y $\gamma = 1$. Sin embargo para $\gamma = 1.5$ la interacción gravitatoria ejercida por los embriones planetarios resulta ser más relevante dando lugar a una mezcla sustancial de material entre las regiones interna y externa a la línea de hielo. En efecto, dos de cuatro (en las simulaciones expuestas en la sección 4.4) y una de tres (en las simulaciones presentadas en la subsección 4.4.1) de los embriones que alcanzan la zona habitable para $\gamma = 1.5$ provienen de la zona externa, mientras que la totalidad de los cuerpos en la zona habitable para $\gamma = 0.5$ y $\gamma = 1$ tienen origen en la zona interna a la línea de hielo. Esto justifica el incremento sustancial en el contenido de agua de los embriones de $\gamma = 1.5$ que permite definir mundos de agua en la zona de habitabilidad. En cuanto a los dos grupos de simulaciones generadas para el perfil con $\gamma = 1.5$, ambos ofrecen resultados similares en lo que respecta a cantidad de planetas, masas y contenidos de agua. En la Tabla 4.11 presentamos de manera resumida los resultados promediados para los tres perfiles de densidad superficial. Vale la pena remarcar que

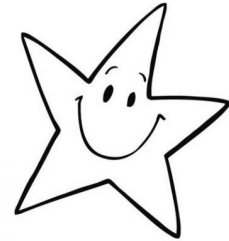
Tabla 4.11. Resultados generales a los 250 Ma para el perfil con $\gamma = 0.5$ y a los 200 Ma para el perfil con $\gamma = 1$ y con $\gamma = 1.5$. N_f/N_i representa el porcentaje final de embriones sobrevivientes, $\langle M \rangle_e$ es la masa media por embrión, M_T es la masa total en embriones, N_{ZH} es la cantidad final de embriones en la zona habitable y P_{Agua} es el rango de porcentajes de agua para los embriones de la zona habitable de cada perfil.

Disco Completo (0.5 UA - 5 UA)			
	$\gamma = 0.5$	$\gamma = 1$	$\gamma = 1.5$
N_f/N_i	29.16 %	22.22 %	55 %
$\langle M \rangle_e$	$0.24M_{\oplus}$	$0.68M_{\oplus}$	$1.32M_{\oplus}$
Zona Interna (0.5 UA - 2 UA)			
	$\gamma = 0.5$	$\gamma = 1$	$\gamma = 1.5$
M_T	$0.15M_{\oplus}$	$1.9M_{\oplus}$	$3.67M_{\oplus}$
$\langle M \rangle_e$	$0.06M_{\oplus}$	$0.72M_{\oplus}$	$1.45M_{\oplus}$
Zona Habitable (0.8 UA - 1.5 UA)			
	$\gamma = 0.5$	$\gamma = 1$	$\gamma = 1.5$
N_{ZH}	3 de 3	3 de 3	7 de 6
	simulaciones	simulaciones	simulaciones
P_{Agua}	de 0.06 % a 5.37 %	de 2.54 % a 9.03 %	de 4.51 % a 39.48 %

las condiciones iniciales generadas hasta aquí para poder desarrollar las simulaciones presentadas, son simulaciones tomadas al azar. Si bien esta es la manera usual de trabajar, no existe evidencia observacional alguna de que sistemas planetarios análogos a los que presentamos hayan pasado por estos estados en algún momento de su vida. Es por este motivo que es sumamente interesante analizar cómo se verían modificados estos resultados considerando discos protoplanetarios más realistas. El próximo capítulo se dedica a dicho estudio.

Capítulo 5

Simulaciones con embriones y planetesimales: condiciones iniciales a partir de un modelo semianalítico



*“Cohetito !, aquí encontrarás
objetos de todos los colores ...”*

Estrella

En general, los trabajos de formación de planetas terrestres suelen utilizar condiciones iniciales *ad hoc* como las que presentamos en los capítulos anteriores. En este tercer escenario estudiamos la formación de sistemas planetarios con condiciones iniciales obtenidas a partir de un modelo semianalítico que simula el proceso de la formación planetaria durante la etapa gaseosa del disco. El interés principal de este capítulo es estudiar si existen diferencias significativas en los resultados finales del proceso de formación planetaria, utilizando modelos más realistas para definir nuestras condiciones iniciales.

5.1. Breve descripción del modelo semianalítico

El Grupo de Ciencias Planetarias de la Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de La Plata al cual pertenecemos, cuenta con un modelo semianalítico desarrollado por Brunini & Benvenuto (2008) y Guilera et al. (2010), que permite simular la formación de sistemas planetarios durante la etapa gaseosa del disco.

Dicho modelo calcula la formación simultánea de una distribución de embriones inmersos en un disco protoplanetario. El disco está caracterizado por una componente gaseosa y una componente sólida (disco de planetesimales). Ambas componentes evolucionan en el tiempo. La componente gaseosa se disipa exponencialmente en un *tiempo característico*, el cual es uno de los parámetros libres del modelo. La componente sólida evoluciona tanto por la acreción

5. Simulaciones con embriones y planetesimales: condiciones iniciales a partir de un modelo semianalítico

de planetesimales debida a los embriones, como también, por la migración orbital de los planetesimales. Los embriones crecen a expensas de los planetesimales y por fusiones entre sí. La masa del disco y la función que define el perfil de densidad superficial son también parámetros libres del modelo.

Este modelo asume que la masa total inicial de sólidos está distribuida toda en planetesimales. Luego, se agrega una distribución de embriones con una masa total siempre menor al 1% de la masa en planetesimales.

5.1.1. Resultados del modelo semianalítico: nuestras condiciones iniciales

Asumiendo que la masa del disco protoplanetario es de $0.03M_{\odot}$ y que los perfiles de densidad superficial son los mismos que definimos en 2.1, distribuimos embriones entre 0.5 UA y 5 UA. Los embriones están separados 10 radios de Hill mutuos, y la masa de cada embrión es la correspondiente a la masa de transición entre el crecimiento en fuga y el oligárquico (Ida & Makino, 1993). Adoptamos 3 Ma como tiempo característico de disipación de la componente gaseosa (Haisch et al. 2001; Mamajek 2009). Estas son las condiciones iniciales necesarias para poder utilizar el modelo semianalítico.

Ejecutamos el modelo semianalítico para los tres perfiles de densidad superficial con los que venimos trabajando, es decir, para $\gamma = 0.5$, $\gamma = 1$ y $\gamma = 1.5$. Uno de los resultados finales del modelo es la distribución de embriones y de planetesimales al tiempo de disipación de la componente gaseosa del disco. A partir de esta distribución, podemos calcular cuál es el valor de la masa del embrión menos masivo para cada perfil. Además, podemos calcular cuál es la masa total en planetesimales que queda al tiempo de disipación. Estos dos resultados son de suma importancia dado que la masa asociada a los planetesimales en el modelo de N-cuerpos tiene que ser de al menos un orden de magnitud menor que la de los embriones.

- Para el perfil $\gamma = 0.5$ encontramos que, a los 3 Ma, quedan 232 embriones, y la masa del menos masivo es del orden de $6 \times 10^{-4}M_{\oplus}$. De esta manera, la masa asociada a los planetesimales para las simulaciones de N-cuerpos debería ser $\leq 6 \times 10^{-5}M_{\oplus}$. Pero dado que la masa total en planetesimales es de $2.83M_{\oplus}$ a 3 Ma (inicialmente la masa era de $3.21M_{\oplus}$, Tabla 2.1), deberíamos utilizar del orden de 40 000 planetesimales, lo cual hace inviable generar simulaciones con esta cantidad de cuerpos debido al alto costo computacional que se requiere.
- Para el perfil $\gamma = 1$ resulta que, a los 3 Ma, quedan 95 embriones, y la masa del menos masivo es del orden de $5 \times 10^{-3}M_{\oplus}$. Por lo tanto, la masa asociada a los planetesimales para las simulaciones de N-cuerpos debería ser $\leq 05 \times 10^{-4}M_{\oplus}$. Como la masa total en planetesimales es de $5.7M_{\oplus}$ a 3 Ma (inicialmente la masa era de $7.92M_{\oplus}$, Tabla 2.1), deberíamos utilizar del orden de 10 000 planetesimales.
- Finalmente, para $\gamma = 1.5$ se tiene que, a los 3 Ma, quedan 57 embriones, y la masa del menos masivo es del orden de $7 \times 10^{-2}M_{\oplus}$. Así, la masa asociada a los planetesimales para las simulaciones de N-cuerpos debería ser $\leq 7 \times 10^{-3}M_{\oplus}$. En este caso, la la masa total en planetesimales es de $7.24M_{\oplus}$ a 3 Ma (inicialmente la masa era de $13.66M_{\oplus}$, Tabla 2.1), y por lo tanto deberíamos usar del orden de 1000 planetesimales.

Es entonces evidente que el único perfil de densidad superficial que nos permite generar simulaciones de N-cuerpos viables, es el de $\gamma = 1.5$, que por otra parte, es el más interesante según los resultados hallados en los capítulos anteriores.

En la Figura 5.1 podemos apreciar las condiciones iniciales que utiliza el modelo semi-analítico y los resultados del mismo, a 3 Ma, que serán nuestras condiciones iniciales para las

simulaciones de N-cuerpos. En dicha Figura, el gráfico (a) representa la distribución inicial de embriones mientras que el (c) representa la distribución inicial de planetesimales. Es claro que este último sigue el perfil de densidad superficial propuesto por Andrews et al. (2009), en particular, la discontinuidad representa el salto debido a la línea de hielo. Los gráficos (b) y (d) representan cómo quedan las distribuciones, de embriones y de planetesimales, respectivamente, luego de los 3 Ma, es decir, al momento de la disipación de la componente gaseosa del disco. Estos últimos gráficos indican cómo resultan ser las distribuciones que utilizaremos en las simulaciones de N-cuerpos como condiciones iniciales.

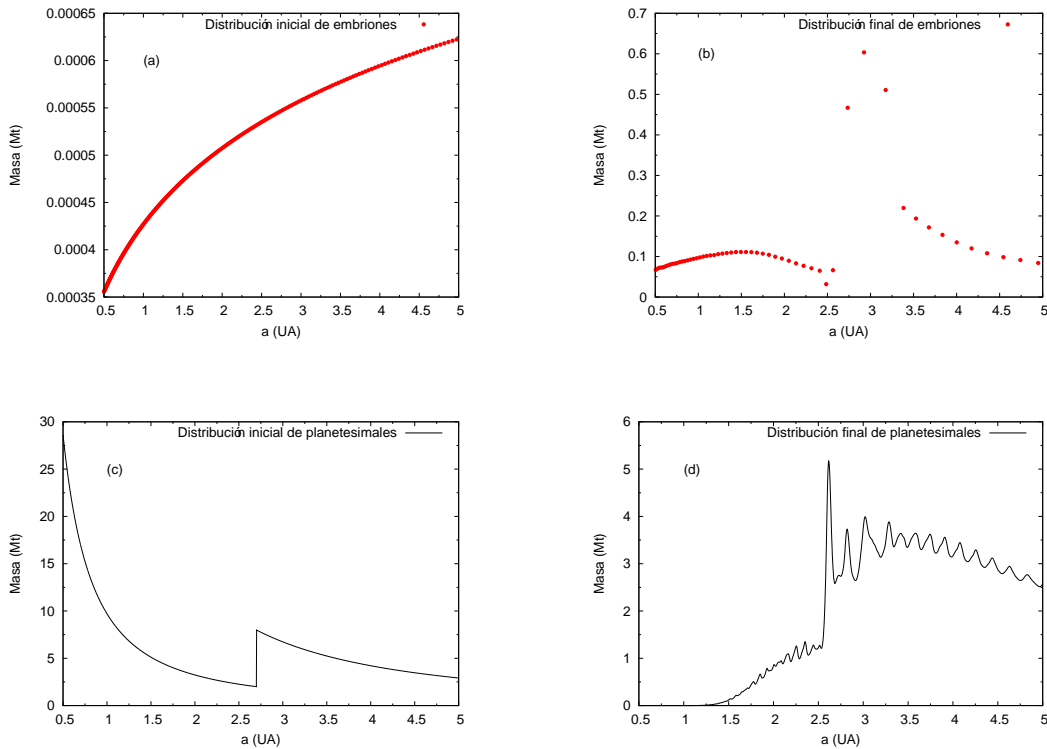


Figura 5.1. Distribuciones iniciales y finales de embriones y planetesimales generadas por el modelo semi-analítico. Los gráficos (a) y (c) representan las distribuciones iniciales de embriones y planetesimales, respectivamente. Los gráficos (b) y (d) representan las distribuciones finales a 3Ma, de embriones y planetesimales, respectivamente.

5.2. Condiciones iniciales para las simulaciones de N-cuerpos

Según la distribución de planetesimales hallada con el modelo semianalítico, y teniendo en cuenta que vamos a utilizar 1000 planetesimales, en la Tabla 5.1 quedan plasmadas las cantidades de planetesimales que debemos colocar en cada región del disco.

Para distribuir estos planetesimales utilizamos nuevamente el método de Von Neumann descrito en la sección 4.1. En este caso, la función de distribución es la dada por el modelo semi-analítico, la cual puede verse en la Figura 5.1 (d). De esta manera generamos una distribución de semiejes entre 0.5 UA y 5 UA.

Los demás elementos orbitales de los planetesimales, excentricidad, inclinación, longitud del nodo, argumento del perihelio y anomalía media, son generados al azar de igual manera

5. Simulaciones con embriones y planetesimales: condiciones iniciales a partir de un modelo semianalítico

Tabla 5.1. Cantidad de planetesimales que debemos colocar en cada región del disco para generar la distribución inicial que utilizaremos en las simulaciones de N-cuerpos.

Zona del disco, entre	N° de Planetesimales
0.5 UA y 1 UA	0
1 UA y 1.5 UA	0
1.5 UA y 2 UA	12
2 UA y 2.5 UA	39
2.5 UA y 3 UA	129
3 UA y 3.5 UA	185
3.5 UA y 4 UA	209
4 UA y 4.5 UA	214
4.5 UA y 5 UA	212

que como hicimos para generar las simulaciones de los capítulos anteriores. Las excentricidades toman valores iniciales menores a 0.02, las inclinaciones iniciales toman valores menores a 0.5° , y los valores de longitud del nodo, argumento del perihelio y anomalía media, se toman al azar entre 0° y 360° .

Desarrollamos tres simulaciones diferentes para el perfil $\gamma = 1.5$ modificando el número de *semilla* que genera las variables al azar. También en este caso todas las simulaciones conservan la energía mejor que una parte en 10^3 .

5.3. Resultados

Nuestras simulaciones evolucionan durante 200 Ma dado que esto se condice con las escalas típicas de formación de planetas de tipo terrestres en nuestro Sistema Solar. Sin embargo, dados los tiempos de CPU que se requieren en nuestros equipos, para la simulación 1 presentamos resultados a 150 Ma, para la simulación 2 presentamos resultados a 170 Ma y para la simulación 3 a 110 Ma.

La Tabla 5.2 presenta las características fundamentales del sistema de planetas que se obtiene para cada una de las simulaciones. En cuanto al disco completo, sobreviven entre siete y ocho planetas con una masa media del orden de la Tierra. La masa acretada respecto a la total en el disco es del $\sim 53\%$ y la masa total en embriones ronda las $7.30M_\oplus$. El sistema total de cuerpos presenta excentricidades e inclinaciones medias que varían entre 0.08 - 0.10, y entre 2.75° - 3.86° respectivamente. Lo más importante para destacar respecto al disco interno es que la masa total en embriones es de $\sim 4M_\oplus$ y que la masa media por embrión ronda las $1.32M_\oplus$. Todas nuestras simulaciones presentan un planeta en la zona habitable con masas que oscilan entre $1.15M_\oplus$ y $1.95M_\oplus$.

En la Figura 5.2 presentamos la evolución temporal de la simulación 2 que consideramos es la más representativa de las tres pues evolucionó por más tiempo. Podemos ver que en este caso, a diferencia de lo presentado en el capítulo anterior, los planetesimales ocupan mayoritariamente la zona más externa del disco. Recordemos que esto está directamente relacionado con la función de distribución de planetesimales que nos brinda el modelo semianalítico. Una vez que la simulación comienza, tanto embriones como planetesimales comienzan a interactuar entre sí gravitatoriamente dando lugar a las colisiones en el sistema. A los 170 Ma, el sistema de planetas que sobrevive para esta simulación presenta un planeta en la zona habitable, que resulta ser además el más masivo, con una masa de $1.95M_\oplus$. Otro planeta también masivo se encuentra más allá de la línea de hielo en 2.46 UA con una masa de $1.48M_\oplus$. El

Tabla 5.2. Resultados más importantes a los 150 Ma para la simulación 1, a los 170 Ma para la simulación 2 y a los 110 Ma para la simulación 3. $\langle e \rangle$ e $\langle i \rangle$ representan valores medios de excentricidad e inclinación de los embriones resultantes, respectivamente.

Disco Completo (0.5 UA - 5 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	7	$6.85M_\oplus$	$0.97M_\oplus$	50.11 %	0.08	3.86°
2	7	$7.70M_\oplus$	$1.10M_\oplus$	56.35 %	0.10	2.99°
3	8	$7.39M_\oplus$	$0.92M_\oplus$	54.08 %	0.08	2.75°
Zona Interna (0.5 UA - 2 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	2	$3.33M_\oplus$	$1.66M_\oplus$	24.37 %	0.05	2.73°
2	5	$4.97M_\oplus$	$0.99M_\oplus$	36.39 %	0.11	3.75°
3	3	$4.00M_\oplus$	$1.33M_\oplus$	29.28 %	0.04	2.05°
Zona Habitable (0.8 UA - 1.5 UA)						
Simulación N°	N° de embriones	Masa total en embriones	Masa media por embrión	Masa acretada resp. total	$\langle e \rangle$	$\langle i \rangle$
1	1	$1.15M_\oplus$	$1.15M_\oplus$	8.41 %	0.01	1.55°
2	1	$1.95M_\oplus$	$1.95M_\oplus$	14.27 %	0.04	0.53°
3	2	$2.87M_\oplus$	$1.45M_\oplus$	21.05 %	0.03	2.72°

planeta más interno se ubica en 0.5 UA y tiene una masa de $0.71M_\oplus$. Si bien ninguna de las tres simulaciones alcanza los 200 Ma, podemos asumir, que dado que la zona interna del disco, para cada simulación, queda desprovista de planetesimales, ya no habrá más masa para acretar en dicha región y por lo tanto los planetas que allí se encuentran han finalizado su formación.

En cuanto al efecto de la fricción dinámica, en la Figura 5.3 podemos apreciar que es mucho más importante para los cuerpos más masivos. En dicha figura se presenta la evolución temporal de las excentricidades e inclinaciones del planeta más y menos masivo del sistema, y podemos apreciar cómo estas cantidades se ven más amortiguadas para el primer caso que para el segundo. El planeta más masivo no supera excentricidades e inclinaciones de 0.16 y 5.28° , respectivamente, mientras que el menos masivo alcanza excentricidades e inclinaciones máximas de 0.61 y 30.44° , respectivamente.

En la Figura 5.4 se observa la fracción, tanto de embriones como de planetesimales, que alcanza los 170 Ma. Como podemos apreciar, cerca del 65 % de los planetesimales aún sobrevive en el disco, mientras que sólo sobrevive un 28 % de la cantidad inicial de embriones. De esta manera es claro que el sistema aún presenta masa para continuar el proceso de acreción. La acreción de masa es el mecanismo de remoción más importante dado que sólo 16 planetesimales se pierden debido a colisiones con la estrella central y 31 se pierden debido a eyecciones del sistema. Ningún embrión sufre dichos mecanismos de remoción.

Todas nuestras simulaciones presentan un planeta en la zona habitable, en particular, la simulación 3 presenta dos. En la Tabla 5.3, presentamos los resultados más importantes de los planetas que alcanzan la zona de habitabilidad. Es interesante destacar, que a diferencia de lo hallado en las simulaciones del capítulo 4, en este caso, ningún planeta parece provenir de la zona externa del disco, ya que sus semiejes iniciales son siempre menores a 2.7 UA. Sin embargo, los contenidos de agua que presentan son tan altos que podemos afirmar que algunos de ellos son mundos de agua. Lo que ocurre en esta situación es, en realidad análogo a lo que pasa en las simulaciones del capítulo 4. Los embriones de la zona interna acretan embriones que provienen de la zona más externa con altos contenidos de agua (lo que indica

5. Simulaciones con embriones y planetesimales: condiciones iniciales a partir de un modelo semianalítico

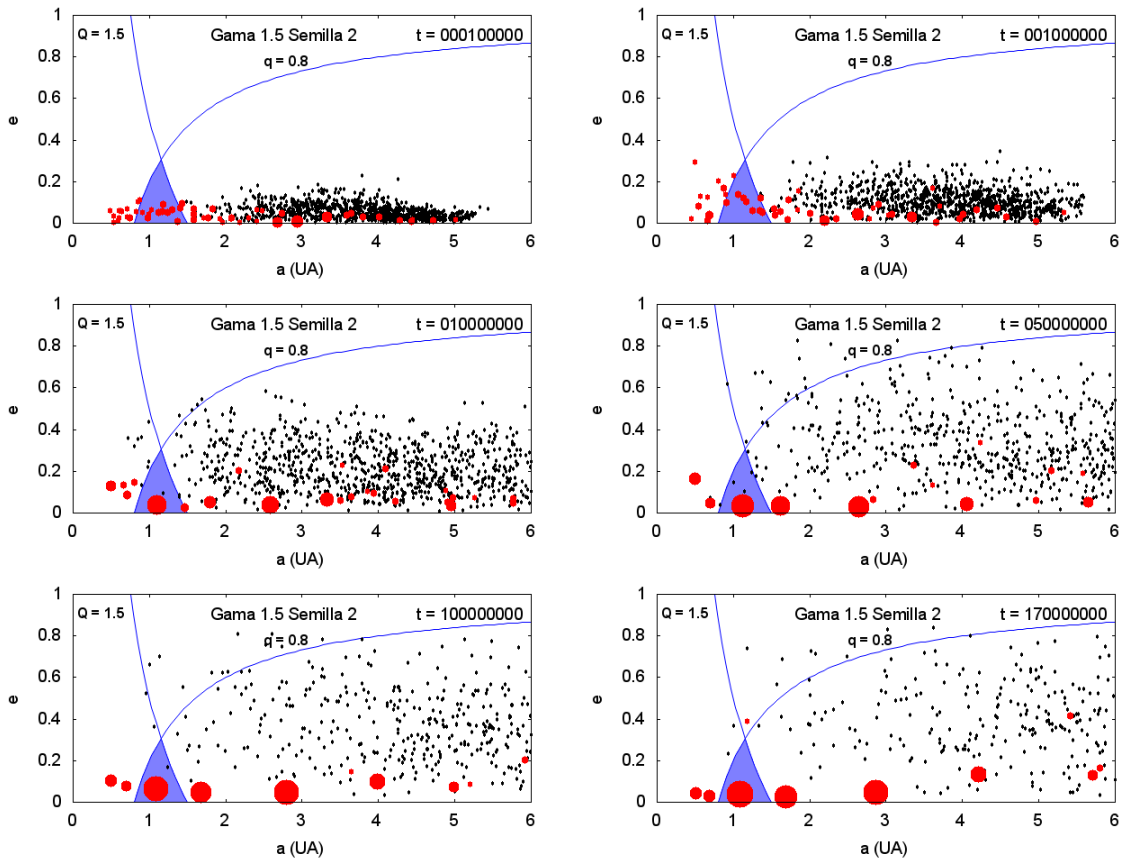


Figura 5.2. Evolución temporal del sistema, en el plano semieje-excentricidad, con $\gamma = 1.5$ para la simulación número 2 hasta los 170 Ma. Recordemos que la zona sombreada con color celeste denota la zona de habitabilidad y las curvas con $q = 0.8$ UA y $Q = 1.5$ UA representan la distancia pericéntrica mínima y la distancia apocéntrica máxima posible, respectivamente. Los cuerpos rojos representan a los embriones planetarios mientras que los negros representan a los planetesimales. El planeta que se ubica en la zona habitable resulta ser, además, el más masivo del sistema, con una masa de $1.95M_{\oplus}$ y un 10.18 % de agua, lo que equivale a 716 océanos terrestres.

que hay migración efectiva), pero sólo podemos obtener dicha información a partir de estudiar la historia colisional de cada cuerpo. Dado que el código MERCURY guarda la información del cuerpo más masivo y, como en este caso, el cuerpo más masivo que acreta otros embriones (menos masivos) se encuentra en la zona interna, guardamos esa información y no la de los embriones menos masivos que son justamente los que proveen la mayor cantidad de agua. En cuanto al origen del agua, los planetesimales son la fuente primordial para aquellos planetas que no acretan otros embriones provenientes de la zona externa. Respecto a la masa final, sólo proveen del orden del 20 %. Para los planetas que acretan otros embriones provenientes de la zona más allá de la línea de hielo, son éstos los principales proveedores del contenido final de agua. El planeta que resulta en la simulación 1 que tiene $1.15M_{\oplus}$, posee un 23.48 % de su masa en agua, lo que equivale a tener 964 océanos terrestres. Algo similar ocurre con uno de los planetas de la simulación 3, que posee una masa de $1.57M_{\oplus}$ y un 23.32 % de su masa en agua, lo que significa que posee del orden de 1307 océanos terrestres. En la Figura 5.5 presentamos la evolución temporal de los semiejes y de las masas de los planetas que resultan en la zona habitable.

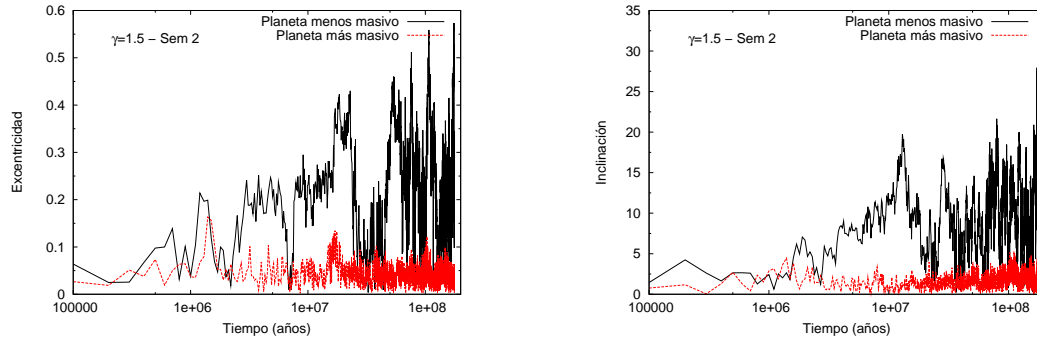


Figura 5.3. Evolución temporal de las excentricidades e inclinaciones como función del tiempo para los planetas más y menos masivos del sistema presentado en la Figura 5.2. Los efectos de la fricción dinámica son claros para el planeta más masivo.

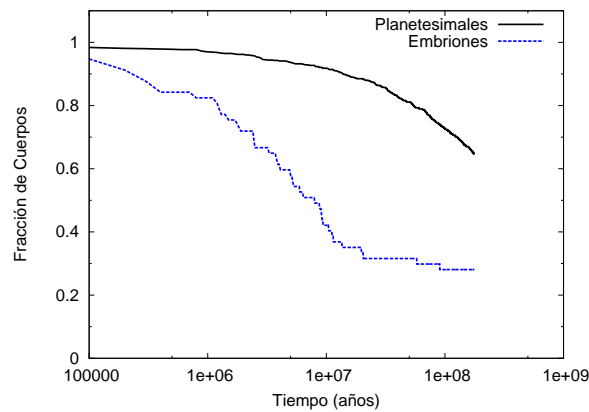


Figura 5.4. Evolución temporal de la fracción de embriones y planetesimales para el perfil $\gamma = 0.5$.

Tabla 5.3. Contenido de agua en los planetas resultantes de la zona habitable a los 150 Ma para la simulación 1, a los 170 Ma para la simulación 2 y a los 110 Ma para la simulación 3, del perfil $\gamma = 1.5$. El N° de embrión no hace referencia a una cantidad sino a un número identificatorio de dicho cuerpo.

Contenido de Agua en embriones de la Zona Habitable (0.8 UA - 1.5 UA)

Simulación N°	N° de embrión	Masa del embrión	Semieje inicial	Semieje final	Masa final de agua	Tiempo final de formación
1	30	$1.15M_\oplus$	1.49 UA	1.46 UA	23.48 %	125 Ma
2	11	$1.95M_\oplus$	0.72 UA	1.08 UA	10.18 %	168 Ma
3	27	$1.3M_\oplus$	1.32 UA	0.89 UA	5.89 %	109 Ma
	23	$1.57M_\oplus$	1.14 UA	1.41 UA	23.32 %	109 Ma

5.4. Conclusiones

Utilizando un modelo semianalítico pudimos desarrollar condiciones iniciales más realistas para luego trabajar con nuestras simulaciones de N-cuerpos.

5. Simulaciones con embriones y planetesimales: condiciones iniciales a partir de un modelo semianalítico

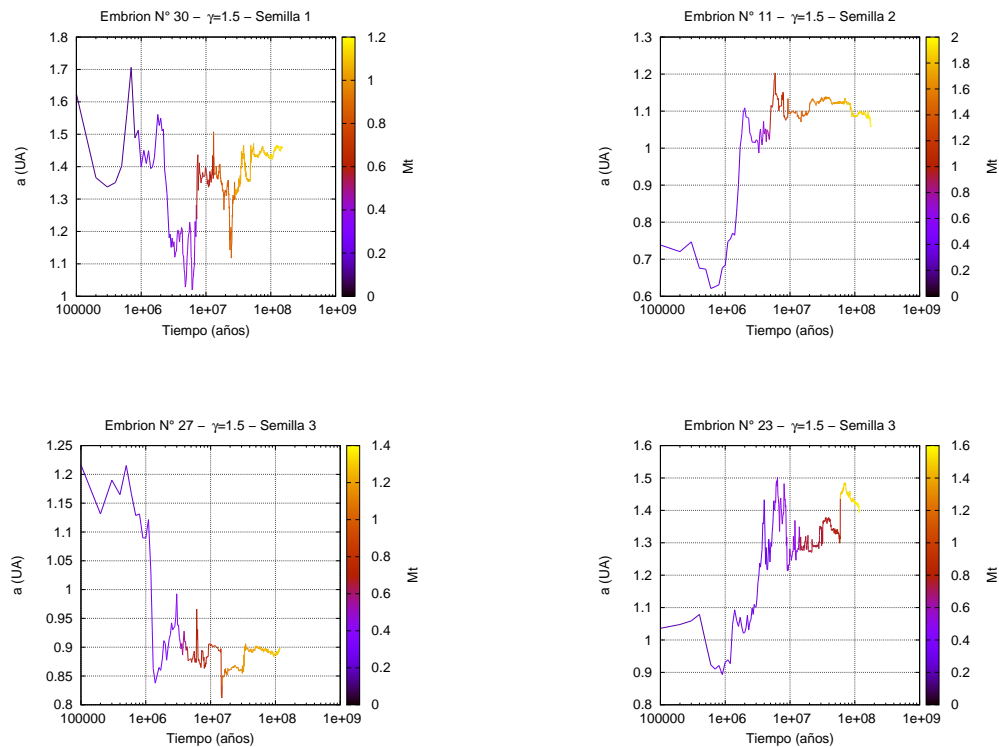


Figura 5.5. Evolución temporal del semieje y la masa de los embriones de la zona habitable para para las simulaciones con condiciones iniciales más realistas del perfil $\gamma = 1.5$. La paleta de colores representa la masa (en masas terrestres).

Los sistemas planetarios que logramos generar con estas simulaciones son interesantes en cuanto a que poseen varios planetas con masas similares a la de la Tierra y, en particular encontramos planetas en la zona habitable. En cuanto a los tiempos de formación, si bien al finalizar las simulaciones aún quedan planetesimales, éstos se encuentran principalmente en la zona más externa del disco y por esto podemos afirmar que los planetas de la zona interna han alcanzado ya su formación final.

El efecto de la fricción dinámica puede ser bien modelado gracias a los planetesimales y puede verse que es más importante para aquellos planetas más masivos.

Si bien ninguno de los planetas que se encuentran en la zona habitable proviene directamente de la zona externa, algunos han acreetado embriones externos y por este motivo contienen altos contenidos de agua. Algunos de ellos presentan porcentajes de agua tan altos que podemos asumir que son mundos de agua. En consecuencia, los consideramos planetas potencialmente habitables.

Con este escenario pudimos encontrar sistemas planetarios análogos a los hallados para el perfil con $\gamma = 1.5$ de las simulaciones con condiciones iniciales al azar. De esta manera, si bien los resultados determinados en este capítulo son más realistas, no se ven modificados significativamente de otros hallados con condiciones iniciales generadas *ad hoc*. Así, por ejemplo, los resultados de las simulaciones para los perfiles con $\gamma = 0.5$ y $\gamma = 1$ son importantes pues permiten hacer un estudio detallado y confiable de dichos perfiles. Algo que no es viable hacer con condiciones iniciales más realistas debido a la cantidad de cuerpos que requieren utilizar.

Capítulo 6

Conclusiones



“Yo soy muy hermosa como para pasear con un Clavelucho como vos ...”

Rosita

En este trabajo de Tesis de Licenciatura estudiamos los aspectos más importantes concernientes a la formación de sistemas planetarios sin gigantes gaseosos, en discos de baja masa y alrededor de estrellas de tipo solar. Utilizamos diversos escenarios de formación con los mismos perfiles de densidad superficial de sólidos, de manera de poder testear la presencia o no de diferencias significativas entre ellos.

En primer lugar hicimos un análisis cualitativo de la formación de sistemas planetarios utilizando como primer escenario de formación un disco protoplanetario constituido únicamente por embriones. Si bien este escenario representa un modelo simplificado para la formación, su análisis es sumamente útil e interesante pues permite entender de manera global cómo funciona la dinámica de un sistema. Además, permite, gracias a los tiempos reducidos de CPU que requiere, generar varias simulaciones que mejoran la estadística de nuestro estudio. Por otro lado, sirve también para luego poder comparar con escenarios más complejos, como el de un disco con embriones y planetesimales, en el cual pueden modelarse de manera más detallada efectos como el de la fricción dinámica y determinar como y cuánto afecta o cambian los resultados en uno u otro escenario.

Nuestras simulaciones producen una gran diversidad de sistemas planetarios. El análisis arroja resultados interesantes y diversos para los tres perfiles de densidad superficial elegidos en cuanto a la cantidad de cuerpos formados, sus masas, escalas de acreción, planetas en la zona de habitabilidad y porcentajes de agua. En general, los sistemas planetarios presentan planetas con masas del orden de $0.5M_{\oplus}$ para el perfil con $\gamma = 0.5$, de $1.5M_{\oplus}$ para el perfil con $\gamma = 1$ y $2.3M_{\oplus}$ para el perfil con $\gamma = 1.5$. Para $\gamma = 0.5$ encontramos un planeta en la zona habitable en sólo una de tres simulaciones, y resulta ser un planeta seco, muy pobre

6. Conclusiones

en cuanto a su contenido de agua. Para el perfil con $\gamma = 1$ no encontramos planetas en la zona habitable en ninguna de las cinco simulaciones generadas. Finalmente, para $\gamma = 1.5$ hallamos planetas en la zona de habitabilidad en tres de cinco simulaciones. En este caso, el rango de porcentajes de agua es muy variado, de 0.001 % hasta 38.02 % , conteniendo desde planetas secos a mundos de agua con hasta 2213 océanos terrestres. De esta manera, el perfil con $\gamma = 1.5$ tiende a ser el más interesante dado que presenta planetas un poco más masivos que la Tierra y con altos contenidos de agua, lo que nos da la pauta para asumir que son potencialmente habitables.

El segundo escenario elegido para la formación presenta una distribución bimodal de embriones planetarios y planetesimales, donde la masa total de sólidos en el disco se dividió equitativamente entre estas dos componentes. A los 200 Ma los sistemas planetarios resultantes muestran diferencias significativas para los distintos perfiles de densidad superficial de sólidos. Cuanto más grande es el valor del exponente γ la densidad superficial de sólidos resulta ser mayor, y por ende las tasas de acreción son más cortas.

Una de las diferencias más importantes con el escenario anterior, es que gracias a la incorporación de los planetesimales, en estas simulaciones podemos modelar correctamente el efecto de la fricción dinámica que es de suma importancia para los planetas más masivos de cada sistema, en todos los perfiles de densidad estudiados.

El disco asociado al perfil $\gamma = 0.5$ está compuesto por planetas del orden de $2M_{\text{Marte}}$ mientras que el asociado a $\gamma = 1$ está constituido por objetos de $\sim 0.7M_{\oplus}$. En promedio, los planetas que constituyen el disco asociado a $\gamma = 1.5$ presentan masas del orden de una Tierra y media tanto para las simulaciones en las que los embriones tienen la misma masa inicial como en las que la masa crece con la distancia heliocéntrica.

Todas nuestras simulaciones presentan planetas en la zona habitable con cantidades de agua muy variadas. Para el perfil $\gamma = 0.5$ encontramos planetas que presentan entre 0.06 % y 5.37 % de agua por masa, mientras que para $\gamma = 1$ resultan porcentajes que varían entre 1.32 % y 7.50 %. Para estos perfiles, casi el total de agua que poseen es provisto gracias a la acreción de planetesimales. Sin embargo, para los planetas de $\gamma = 1.5$ que provienen de la zona externa del disco, y que alcanzan porcentajes máximos de entre 32.55 % a 39.48 % de agua por masa, la cantidad final de agua está vinculada directamente al contenido primordial de cada planeta. Estos altos contenidos de agua respecto a la masa total del planeta, nos permiten definir a estos mundos de agua como objetos de interés particular.

En el tercer escenario elegido, utilizamos un modelo semianalítico que genera condiciones iniciales más realistas para nuestras simulaciones de N-cuerpos. El objetivo fundamental de usar estas condiciones iniciales es poder estudiar si existen diferencias significativas en los resultados finales del proceso de formación planetaria con los hallados en el segundo escenario. En este caso nos enfocamos en estudiar únicamente el perfil con $\gamma = 1.5$ dado que los resultados hallados en los capítulos 3 y 4 muestran que es el más interesante. En términos generales los resultados hallados son consistentes con los de las simulaciones del capítulo 4 fundamentalmente en lo que respecta a la masa de los planetas y a sus contenidos de agua.

En términos generales concluimos que la dinámica de un sistema está gobernada fundamentalmente por la distribución global de masa en el disco y no por las distribuciones particulares que se utilicen en los diversos escenarios. Sin embargo, una representación realista de las condiciones iniciales permite modelar mejor ciertos efectos de la evolución de un sistema, como por ejemplo el de la fricción dinámica y la acreción de agua.

En la actualidad son tres las técnicas o métodos utilizados para la detección de planetas extrasolares, a saber, el método de tránsitos, el de velocidades radiales, y la microlente gravitacional. En particular, la técnica de microlente gravitacional es sensible a la detección de algunos de los planetas más masivos que se forman en nuestras simulaciones de N-cuerpos y es

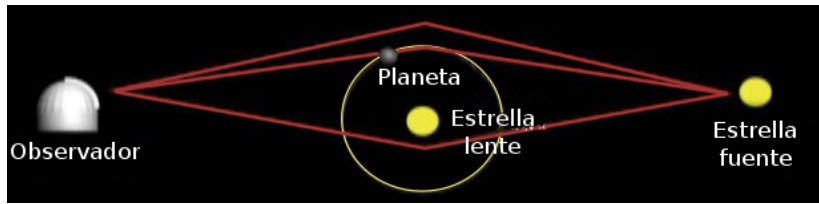


Figura 6.1. Esquema representativo del funcionamiento de la técnica de microlente gravitacional. La estrella madre es el cuerpo que actúa como lente al interponerse entre la Tierra y una estrella más lejana. Si un cuerpo pasa justo por delante de una estrella lejana, en lugar de observarse una disminución en su brillo, el cuerpo puede actuar como una lente y concentrar los rayos de luz procedentes de la estrella lejana y dirigirlos hacia nuestro planeta, de manera que un telescopio terrestre observaría un ligero aumento en el brillo del astro, como muestra el esquema.

de esperar que comience a jugar un papel importante en la detección de sistemas planetarios análogos a los que logramos formar con dichas simulaciones. Esta técnica detecta planetas a través de la perturbación gravitatoria instantánea que éstos generan sobre los rayos de luz de una estrella fuente y, a diferencia de las otras técnicas, permite detectar planetas con órbitas extendidas. En la Figura 6.1 podemos apreciar un esquema de como funciona dicha técnica.

Actualmente, los estudios más importantes en microlente para la detección de exoplanetas son Optical Gravitational Lensing Experiment (OGLE; Udalski 2003) y Microlensing Observations in Astrophysics (MOA; Sako et al. 2008). Hasta la fecha, microlente ha detectado un total de 18 planetas, que se distribuyen en el plano semieje - masa como podemos apreciar en la Figura 6.2.

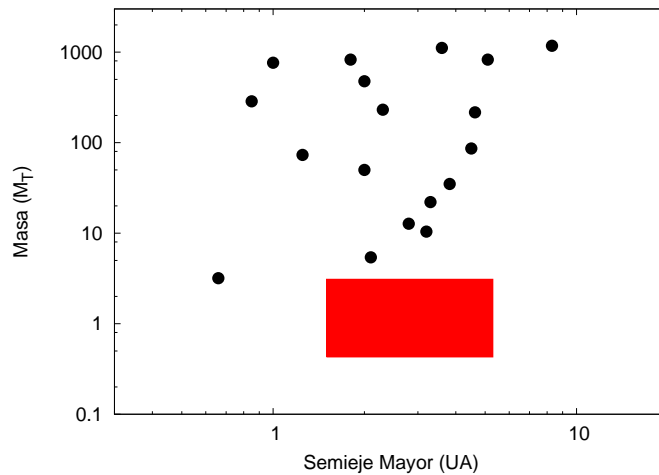


Figura 6.2. Distribución de los 18 planetas detectados con la técnica de Microlente Gravitacional. La región de color rojo representa la zona en la cual encontramos los planetas más masivos de nuestras simulaciones.

Teniendo en cuenta esta muestra podemos notar que las técnicas actuales de microlentes gravitacionales no han sido capaces de detectar aún planetas masivos análogos a los que generamos con nuestras simulaciones. Durante los próximos años el Korean Microlensing Telescope Network (KMTNet; Poteet etl a. 2012) y la Wide-Field InfraRed Survey Telescope

6. Conclusiones

(WFIRST; Green et al. 2011) representarán un avance significativo en lo que respecta al descubrimiento de exoplanetas por la técnica de Microlentes. Tal como podemos apreciar en la Figura 6.3 estos estudios permitirán la detección de planetas con masas del orden de $0.01M_{\oplus}$ alrededor e incluso más allá de la línea de hielo.

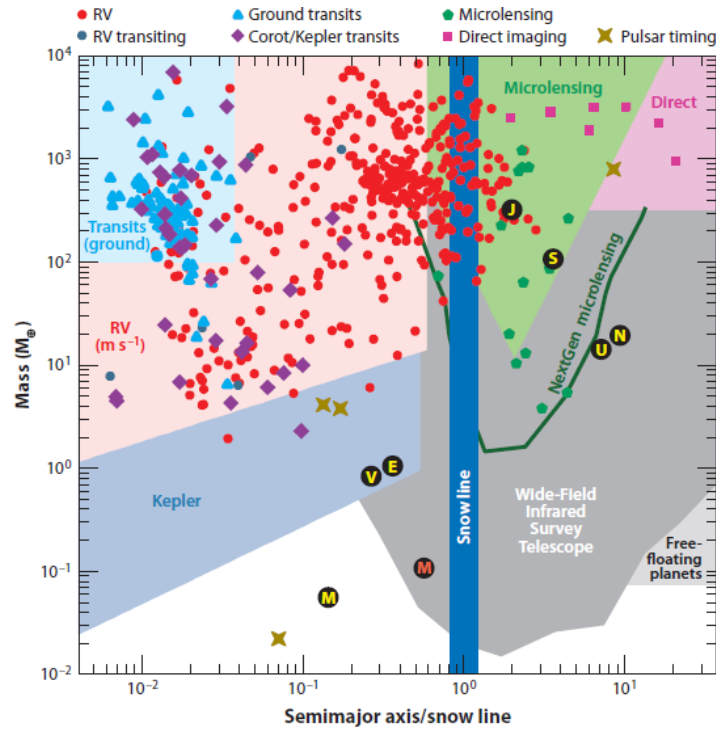


Figura 6.3. Mapa semieje - masa con la distribución actual de métodos de detección de planetas extrasolares. Gráfico extraído de Gaudi 2012.

De los planetas que logramos formar con todas nuestras simulaciones, los que se forman en la zona habitable del sistema, tienen, como hemos mencionado, un interés particular. La misión Kepler de la NASA debería ser capaz de detectar planetas análogos a los que encontramos en la zona habitable con nuestras simulaciones. A la fecha (Marzo de 2013) la misión ha confirmado un total de 114 planetas, mientras que 2740 son candidatos que requieren de estudios y análisis adicionales para ser confirmados como tales. En la Figura 6.4 podemos ver la distribución de planetas confirmados y de los que aún son candidatos en un plano semieje - radio planetario. La zona delimitada con color verde representa los planetas formados por nuestras simulaciones en la zona habitable. Como vemos, Kepler aún no ha sido capaz de detectar ninguno análogo. Sin embargo, en el último año hubo un incremento sustancial en cuanto a descubrimientos de planetas similares a la Tierra o Super Tierras, lo que nos da la esperanza de que planetas similares a aquellos formados en la zona habitable por nuestras simulaciones sean encontrados en un futuro próximo.

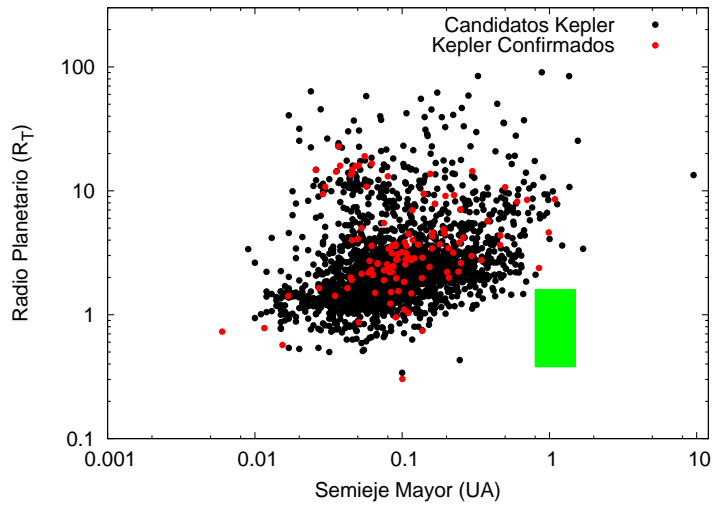


Figura 6.4. Mapa semieje - radio planetario de los planetas candidatos y confirmados de la misión Kepler. La zona de color verde denota la región ocupada por los planetas potencialmente habitables de nuestras simulaciones.

Bibliografía

- [Abe et al.(2000)] Abe, Y., Ohtani, E., Okuchi, T., Righter, K., & Drake, M. 2000, Origin of the earth and moon, edited by R.M. Canup and K. Righter and 69 collaborating authors. Tucson: University of Arizona Press., 413
- [Adams et al.(1987)] Adams, F. C., Lada, C. J., & Shu, F. H. 1987, ApJ, 312, 788
- [Andrews & Williams(2007a)] Andrews, S. M., & Williams, J. P. 2007, ApJ, 659, 705
- [Andrews et al.(2009)] Andrews, S. M., Wilner, D. J., Hughes, A. M., Qi, C., & Dullemond, C. P. 2009, ApJ, 700, 1502
- [Andrews et al.(2010)] Andrews, S. M., Wilner, D. J., Hughes, A. M., Qi, C., & Dullemond, C. P. 2010, ApJ, 723, 1241
- [Armitage(2007)] Armitage, P. J. 2007, arXiv:astro-ph/0701485
- [Armitage(2010)] Armitage, P. J. 2010, Astrophysics of Planet Formation, by Philip J. Armitage, pp. 294. ISBN 978-0-521-88745-8 (hardback). Cambridge, UK: Cambridge University Press, 2010.,
- [Brown & Schaller(2007)] Brown, M. E., & Schaller, E. L. 2007, Science, 316, 1585
- [Brunini & Benvenuto(2008)] Brunini, A., & Benvenuto, O. G. 2008, Icarus, 194, 800
- [Chambers(1999)] Chambers, J. E. 1999, MNRAS, 304, 793
- [Chambers(2001)] Chambers, J. E. 2001, Icarus, 152, 205
- [Cumming et al.(2008)] Cumming, A., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2008, PASP, 120, 531
- [Dauphas & Pourmand(2011)] Dauphas, N., & Pourmand, A. 2011, Nature, 473, 489
- [Dullemond et al.(2007)] Dullemond, C. P., Hollenbach, D., Kamp, I., & D'Alessio, P. 2007, Protostars and Planets V, 555
- [Garaud & Lin(2007)] Garaud, P., & Lin, D. N. C. 2007, ApJ, 654, 606
- [Gaudi(2012)] Gaudi, B. S. 2012, ARAA, 50, 411
- [Goldreich & Ward(1973)] Goldreich, P., & Ward, W. R. 1973, ApJ, 183, 1051
- [Goldreich et al.(2004)] Goldreich, P., Lithwick, Y., & Sari, R. 2004, ApJ, 614, 497

BIBLIOGRAFÍA

- [Green et al.(2011)] Green J., Schechter P., Baltay C., et al. 2011, Wide-Field InfraRed Survey Telescope (WFIRST) interim report. Des. Ref. Mission Interim Rep., Sci. Def. Team (arXiv:1108.1374)
- [Greenberg et al.(1978)] Greenberg, R., Hartmann, W. K., Chapman, C. R., & Wacker, J. F. 1978, *Icarus*, 35, 1
- [Guilera et al.(2010)] Guilera, O. M., Brunini, A., & Benvenuto, O. G. 2010, *A&A*, 521, A50
- [Haisch et al.(2001)] Haisch, K. E., Jr., Lada, E. A., & Lada, C. J. 2001, *ApJ*, 553, L153
- [Hartmann et al.(1998)] Hartmann, L., Calvet, N., Gullbring, E., & D'Alessio, P. 1998, *ApJ*, 495, 385
- [Hayashi(1981)] Hayashi, C. 1981, *Progress of Theoretical Physics Supplement*, 70, 35
- [Ida & Makino(1992a)] Ida, S., & Makino, J. 1992, *Icarus*, 96, 107
- [Ida & Makino(1992b)] Ida, S., & Makino, J. 1992, *Icarus*, 98, 28
- [Ida & Makino(1993)] Ida, S., & Makino, J. 1993, *Icarus*, 106, 210
- [Ida & Lin(2004)] Ida, S., & Lin, D. N. C. 2004, *ApJ*, 616, 567
- [Isella et al.(2009)] Isella, A., Carpenter, J. M., & Sargent, A. I. 2009, *ApJ*, 701, 260
- [Johansen et al.(2007)] Johansen, A., Oishi, J. S., Mac Low, M.-M., et al. 2007, *Nature*, 448, 1022
- [Kasting et al.(1993)] Kasting, J. F., Whitmire, D. P., & Reynolds, R. T. 1993, *Icarus*, 101, 108
- [Kenyon & Bromley(2006)] Kenyon, S. J., & Bromley, B. C. 2006, *AJ*, 131, 1837
- [Kokubo & Ida(1996)] Kokubo, E., & Ida, S. 1996, *Icarus*, 123, 180
- [Kokubo & Ida(1998)] Kokubo, E., & Ida, S. 1998, *Icarus*, 131, 171
- [Kokubo & Ida(2000)] Kokubo, E., & Ida, S. 2000, *Icarus*, 143, 15
- [Kokubo & Ida(2002)] Kokubo, E., & Ida, S. 2002, *ApJ*, 581, 666
- [Lécuyer et al.(1998)] Lécuyer C., Gillet P., & Robert F. 1998, *Chem. Geol.*, 145, 249
- [Leinhardt & Richardson(2005)] Leinhardt, Z. M., & Richardson, D. C. 2005, *ApJ*, 625, 427
- [Lin & Papaloizou(1985)] Lin, D. N. C., & Papaloizou, J. 1985, *Protostars and Planets II*, 981
- [Lin et al.(1996)] Lin, D. N. C., Bodenheimer, P., & Richardson, D. C. 1996, *Nature*, 380, 606
- [Lodders(2003)] Lodders, K. 2003, *ApJ*, 591, 1220
- [Lynden-Bell & Pringle(1974)] Lynden-Bell, D., & Pringle, J. E. 1974, *MNRAS*, 168, 603
- [Lunine et al.(2011)] Lunine, J. I., O'Brien, D. P., Raymond, S. N., et al. 2011, *Advanced Science Letters*, 4, 325

- [Mamajek(2009)] Mamajek, E. E. 2009, American Institute of Physics Conference Series, 1158, 3
- [Marty(2012)] Marty, B. 2012, Earth and Planetary Science Letters, 313, 56
- [Mayor & Queloz(2012)] Mayor, M., & Queloz, D. 2012, New Astronomy Reviews, 56, 19
- [Miguel et al.(2011)] Miguel, Y., Guilera, O. M., & Brunini, A. 2011, MNRAS, 417, 314
- [Mizuno(1980)] Mizuno, H. 1980, Progress of Theoretical Physics, 64, 544
- [Mordasini et al.(2009)] Mordasini, C., Alibert, Y., & Benz, W. 2009, A&A, 501, 1139
- [Murray et al.(2001)] Murray, N., Chaboyer, B., Arras, P., Hansen, B., & Noyes, R. W. 2001, ApJ, 555, 801
- [O'Brien et al.(2006)] O'Brien, D. P., Morbidelli, A., & Levison, H. F. 2006, Icarus, 184, 39
- [Pollack et al.(1996)] Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., et al. 1996, Icarus, 124, 62
- [Poteet et al.(2012)] Poteet, W. M., Cauthen, H. K., Kappler, N., et al. 2012, Ground-based and Airborne Telescopes IV. Proceedings of the SPIE, Volume 8444, id. 84445S-84445S-9
- [Rafikov(2003)] Rafikov, R. R. 2003, AJ, 126, 2529
- [Raymond et al.(2004)] Raymond, S. N., Quinn, T., & Lunine, J. I. 2004, Icarus, 168, 1
- [Raymond et al.(2005)] Raymond, S. N., Quinn, T., & Lunine, J. I. 2005, ApJ, 632, 670
- [Raymond et al.(2006a)] Raymond, S. N., Quinn, T., & Lunine, J. I. 2006, Icarus, 183, 265
- [Raymond et al.(2009)] Raymond, S. N., O'Brien, D. P., Morbidelli, A., & Kaib, N. A. 2009, Icarus, 203, 644
- [Rosing(2005)] Rosing, M. T. 2005, International Journal of Astrobiology, 4, 9
- [Safronov(1969)] Safronov, V. S. 1969, 1969.,
- [Sako et al.(2008)] Sako T., Sekiguchi T., Sasaki M., et al. 2008, Exp. Astron, 22, 51
- [Selsis et al.(2007)] Selsis, F., Kasting, J. F., Levrard, B., et al. 2007, A&A, 476, 1373
- [Tanaka et al.(2002)] Tanaka, H., Takeuchi, T., & Ward, W. R. 2002, ApJ, 565, 1257
- [Touboul et al.(2007)] Touboul, M., Kleine, T., Bourdon, B., Palme, H., & Wieler, R. 2007, Nature, 450, 1206
- [Udalski(2003)] Udalski A. 2003, Acta Astron., 53, 291
- [Weidenschilling(1977)] Weidenschilling, S. J. 1977, Ap&SS , 51, 153
- [Weidenschilling & Cuzzi(1993)] Weidenschilling, S. J., & Cuzzi, J. N. 1993, Protostars and Planets III, 1031
- [Weidenschilling et al.(1997)] Weidenschilling, S. J., Spaute, D., Davis, D. R., Marzari, F., & Ohtsuki, K. 1997, Icarus, 128, 429

BIBLIOGRAFÍA

- [Wetherill(1985)] Wetherill, G. W. 1985, *Science*, 228, 877
- [Wetherill & Stewart(1989)] Wetherill, G. W., & Stewart, G. R. 1989, *Icarus*, 77, 330
- [Wetherill & Stewart(1993)] Wetherill, G. W., & Stewart, G. R. 1993, *Icarus*, 106, 190
- [Wolszczan & Frail(1992)] Wolszczan, A., & Frail, D. A. 1992, *Nature*, 355, 145
- [Youdin & Shu(2002)] Youdin, A. N., & Shu, F. H. 2002, *ApJ*, 580, 494