



Universidad Nacional de La Plata  
Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas

Tesis para obtener el grado académico de  
Licenciada en Astronomía

EL ROL DE PERTURBADORES MASIVOS EN LA EVOLUCIÓN  
DINÁMICA DE PLANETAS DE TIPO TERRESTRE

Mariana B. Sánchez

Director: Gonzalo C. de Elía  
Co-Director: Luciano A. Darriba

LA PLATA, ARGENTINA  
- MARZO DE 2017 -



# Prefacio

Esta Tesis es presentada como parte de los requisitos para obtener el grado académico de Licenciatura en Astronomía de la Universidad Nacional de La Plata. La misma contiene los resultados de los estudios desarrollados bajo la dirección del Dr. Gonzalo C. de Elía y la codirección del Dr. Luciano A. Darriga, miembros del Grupo de Ciencias Planetarias de la Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de la Universidad Nacional de La Plata.

Mariana B. Sánchez.  
e-mail: msanchez@fcaglp.unlp.edu.ar  
La Plata, marzo de 2017.



A mis padres y mi hermana por su apoyo incondicional.  
A mis amigos por acompañarme en este camino cada año.  
A mis directores por estar siempre presentes y ayudarme a alcanzar la meta.



# Resumen

En nuestro trabajo estudiamos el rol dinámico de planetas gigantes masivos en sistemas planetarios que orbitan una estrella central de tipo solar, una vez disipado el gas del disco. Nos focalizamos en el estudio de la última etapa evolutiva de un sistema planetario, una vez formado un planeta gigante gaseoso en el sistema, con el fin de entender cómo afectan estos a la formación de planetas terrestres (planetas rocosos con una delgada capa gaseosa). Para llevar a cabo el análisis en esta etapa postgas, realizamos simulaciones de  $N$  – cuerpos utilizando el código MERCURY, partiendo de distribuciones iniciales de embriones y planetesimales, calculadas a partir de perfiles de densidad superficial del gas y sólidos de un disco protoplanetario, y de un gigante masivo formado antes de que el gas se disipara del disco. Para cumplir nuestro objetivo de estudio, 163 simulaciones fueron realizadas variando en cada escenario la masa del gigante, siendo  $3 M_j$ ,  $2 M_j$ ,  $1.5 M_j$ ,  $1 M_j$ ,  $1 M_s$  y  $0.5 M_s$ , donde  $M_j$  representa la masa de Júpiter y  $M_s$  la masa de Saturno, las masas elegidas en cada caso.

Dividimos nuestro análisis en dos áreas: el rol dinámico del gigante como perturbador masivo del sistema, y el rol del gigante en la formación de planetas potencialmente habitables.

- **Planeta gigante, como perturbador del sistema:** estudiamos los cambios que sufre un sistema planetario, en su última etapa de evolución, en el cual se encuentra un único planeta gigante. Analizamos los cambios respecto a la acreción, eyección y supervivencia de los cuerpos del sistema en relación a cada gigante de cada escenario elegido.
- **Planeta gigante, como indicador de habitabilidad:** analizamos en cada escenario como varía la cantidad y el tipo de planeta que logra ubicarse en la zona habitable, al finalizar cada simulación en relación con el planeta gigante considerado.

Luego del análisis desarrollado en nuestro trabajo, presentamos los puntos de interés más relevantes:

- Los gigantes más masivos de nuestro trabajo,  $2 M_j$  y  $3 M_j$ , son los que remueven más eficientemente embriones ricos en agua, principalmente a partir de eyecciones.
- El escenario de  $1 M_j$  parece representar un límite más allá del cual la eficiencia de migración de embriones externos comienza a disminuir.
- Los perturbadores de  $1 M_s$ ,  $1 M_j$  y  $1.5 M_j$  son los escenarios más permeables, permitiendo el paso de una mayor cantidad de embriones externos al sistema interior, y más eficientes para la formación de mundos de agua en la zona habitable.
- La formación de planetas en la zona habitable parece ser un proceso común en todos nuestros escenarios de trabajo, aunque en ninguno se formó un planeta tipo Tierra.
- El perturbador de  $0.5 M_s$  es el único que migra hacia el sistema interior en todas las simulaciones. Nos preguntamos cual será el límite para este tipo de comportamiento.





# Introducción

Desde el descubrimiento del Sistema Solar los científicos comenzaron a preguntarse si este era el único sistema planetario en el Universo o si existían otros sistemas que albergaran un planeta similar a la Tierra. En la actualidad, gracias a las distintas técnicas observacionales usadas en telescopios en Tierra o a bordo de sondas espaciales, sabemos de la existencia de miles de sistemas planetarios. Muchos de ellos son sistemas que se encuentran orbitando una estrella central de tipo solar y contienen planetas de diferentes masas y tamaños, desde Tierras hasta supergigantes <sup>1</sup>.

El objetivo de nuestro trabajo es analizar el rol dinámico de planetas gigantes en sistemas planetarios que orbiten una estrella central de tipo solar, con el fin de entender cómo afectan a la formación de planetas terrestres. Nos interesa crear un criterio de selección, para ver cuáles serían los escenarios propicios para formar planetas potencialmente habitables, de acuerdo a la vida como la conocemos hoy.

Para llevar a cabo nuestro análisis nos focalizamos en el estudio de la última etapa evolutiva de un sistema planetario, una vez formado un planeta gigante en el sistema. Para ello, realizamos simulaciones de  $N$  – cuerpos, variando la masa del planeta gigante, para lo que proponemos seis escenarios de trabajo. Estudiamos la influencia de los distintos gigantes frente a la distribución de embriones y planetesimales del sistema. Luego analizamos la cantidad y el tipo de planetas que lograron formarse en la zona habitable según la masa del planeta gigante.

Para un buen entendimiento de nuestro trabajo, lo dividiremos en los siguientes capítulos:

- **Capítulo 1:** presenta una breve descripción de conceptos teóricos y un análisis observacional, necesarios para la comprensión y desarrollo de nuestro trabajo.
- **Capítulo 2:** describe el modelo teórico y el método numérico de  $N$  – cuerpos utilizados.
- **Capítulo 3:** expone los resultados en lo que respecta al análisis del rol dinámico de los planetas gigantes durante la última etapa evolutiva del sistema.
- **Capítulo 4:** expone los resultados en lo que respecta a la formación de planetas en la zona habitable del sistema en cada uno de nuestros seis escenarios de trabajo.
- **Capítulo 5:** presenta las conclusiones de nuestro trabajo, destacando los puntos de mayor interés, y planteando posibles trabajos futuros que podrían derivarse de nuestros resultados.

---

<sup>1</sup>Podemos encontrar información acerca de la detección y características de los exoplanetas descubiertos en <http://exoplanet.eu>



# Capítulo 1

## Consideraciones generales

En este Capítulo daremos una breve descripción de la teoría de formación y evolución planetaria y concepto de zona habitable. Además, realizaremos un análisis observacional acerca de la distribución de exoplanetas encontrados hasta el momento, teniendo en cuenta distintas técnicas de observación. Con este fin, dividiremos los temas a tratar de la siguiente manera:

1. Formación y evolución de sistemas planetarios: marco teórico.
2. Análisis de las observaciones.
3. Concepto de zona habitable.

### **1.1. Formación y evolución de sistemas planetarios: marco teórico**

Existen distintas teorías acerca de la formación de un sistema planetario. Safronov, entre los años 1940 y 1960, fue el padre de la Teoría de formación planetaria, que en la actualidad es la más aceptada, proponiendo que un sistema planetario se forma a partir de un disco de gas y polvo, llamado disco protoplanetario, en torno a una estrella central. La estrella pierde masa durante su formación, la cual gira a su alrededor formando un disco. El polvo y el gas van evolucionando formando distintas estructuras, pasando de planetesimales, embriones hasta planetas gigantes gaseosos. Luego de  $10^6$  años se disipa el gas del disco y se terminan de formar los planetas de tipo terrestre, planetas rocosos que solo llegaron a acretar una capa delgada de gas, antes de que este se disipara del disco. La formación de un sistema planetario, a partir de la evolución de un disco protoplanetario en torno a una estrella central, se divide en cuatro etapas, las cuales resumiremos a continuación y se encuentran detalladas en los trabajos de Morbidelli et ál. (2012) y Raymond (2006), entre otros.

### 1.1.1. Acreción: del polvo a planetesimales

Durante la formación estelar, la estrella pierde masa compuesta de gas y polvo, la cual forma un disco protoplanetario. El gas se ve afectado por un gradiente de presión en dirección perpendicular al disco mientras que las partículas de polvo se asientan en el plano medio del disco moviéndose con velocidad kepleriana en órbita circular en torno a la estrella central. El polvo se mueve respecto al gas sufriendo una fricción que produce un cambio en la velocidad kepleriana, provocando que los distintos granos se muevan a velocidades subkeplerianas. Debido a la fricción con el gas, todos los granos de polvo migran radialmente hacia la estrella central con distintas velocidades dependiendo de su tamaño. El gas puede frenar a los granos hasta que alcancen su velocidad y luego se acoplen a este, pero seguirán migrando por moverse a velocidad subkepleriana.

Como cada grano se mueve a una velocidad distinta, recorren órbitas diferentes lo que provoca que en algún momento los granos se crucen y colisionen entre sí. Como sus velocidades relativas son bajas, al chocarse se unen generando granos de mayor masa y tamaño. Al producirse varios choques se generan granos cada vez más grandes, pasando de medir micrones a kilómetros, los cuales reciben el nombre de planetesimales.

### 1.1.2. *Runaway*: de planetesimales a embriones

La fricción dinámica y la interacción gravitatoria entre cada encuentro de planetesimales hace que varíe la velocidad relativa entre los objetos y aumente la velocidad de los mismos. En el caso de los planetesimales menores, la velocidad relativa será mayor que la velocidad de escape del sistema, mientras que en el caso de los planetesimales mayores, la velocidad relativa es mucho menor que dicha velocidad. De este modo, los planetesimales mayores crecen más rápido, acretando <sup>1</sup> a los planetesimales menores que se encuentren en su región de alcance. En efecto, los cuerpos grandes aumentan su parámetro de impacto de la forma  $b^2 = r^2 \left( 1 + \left( \frac{v_e}{v_{rel}} \right)^2 \right)$  siendo  $v_e$  y  $v_{rel}$  las velocidades de escape y relativa del objeto y  $r$  el radio del cuerpo que recibe el impacto. A estos planetesimales mayores se los llama embriones.

Cabe destacar que lo que caracteriza al crecimiento *runaway* es el hecho de que el crecimiento relativo de los objetos más grandes es mayor que el asociado a los objetos más chicos (Kokubo e Ida 1996). Este es un corto proceso que finaliza al alcanzar los embriones una masa del orden de la masa lunar. Acto seguido vuelven a aumentar las velocidades relativas.

### 1.1.3. Régimen oligárquico: de embriones a oligarcas

Cuando crece la velocidad relativa de planetesimales crece la energía cinética y se hace mayor que la energía gravitatoria. Por consiguiente, la velocidad relativa se hace mayor que la velocidad de escape y ocurren fracturas y rupturas, lo que provoca que los planetesimales dejen de crecer. Por otro lado, los embriones siguen creciendo a partir de los planetesimales fragmentados ya que en este caso la energía gravitatoria es mayor que la energía cinética. Tanto la excentricidad como la inclinación de los embriones decrece, mientras que aumentan las correspondientes a los planetesimales fragmentados (Kokubo e Ida 1998).

<sup>1</sup>Usamos el término acretar para hacer referencia a la colisión inelástica entre dos cuerpos, ya que suponemos que quedan unidos después de colisionar. Aunque sabemos que no existe tal verbo, es un neologismo científico.

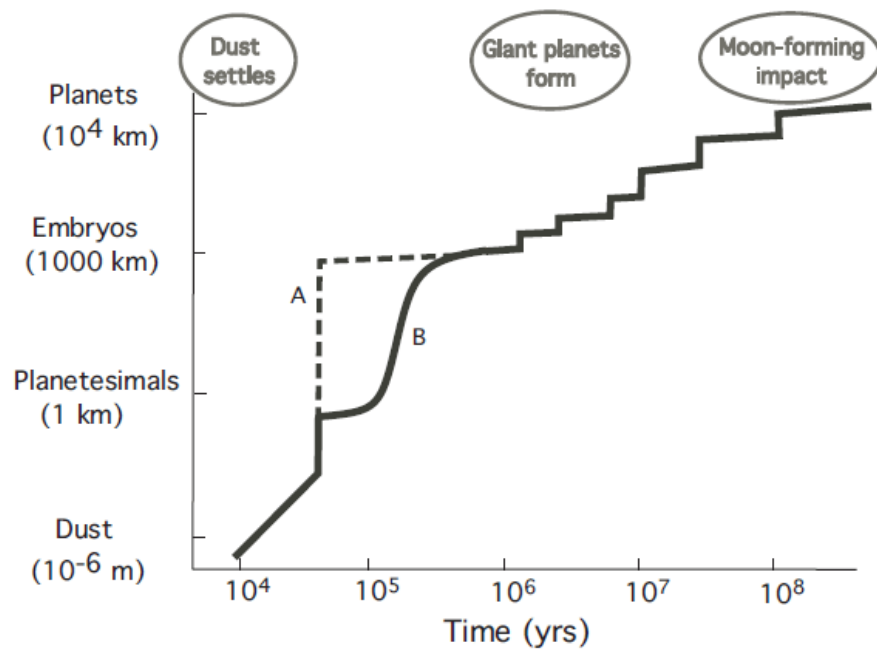


Figura 1.1: Etapas de la evolución de un planeta tipo terrestre (no a escala), donde se relaciona el tamaño de los cuerpos con la duración de cada etapa, en años. La curva A representa modelos recientes en los que se supone que los planetesimales del tamaño de cm o m se encuentran lo suficientemente concentrados como para formar los pequeños embriones, mientras que la curva B, representa el crecimiento *runaway*, un crecimiento desbocado, modelo estándar de esa fase evolutiva. Este gráfico fue sacado del trabajo de Raymond (2006).

Cada embrión tendrá una zona de alimentación dada por su radio de Hill ( $R_H$ ) y como zona de influencia un anillo con radio interno  $R_{\text{embrión}} - r$  y radio externo  $R_{\text{embrión}} + r$ , con  $R_{\text{embrión}}$  el radio del embrión y  $r = 3 - 4R_H$ , donde el embrión puede acretar objetos hasta llegar a una masa máxima (Hasegawa y Nakazawa 1990). Una vez alcanzada la masa máxima el objeto se transforma en oligarca. Durante la acreción hay que tener en cuenta las migraciones de planetesimales por fricción que entran y salen de la zona de alimentación y el tiempo que tarda en acretar el embrión para poder calcular dicha masa máxima del objeto.

#### 1.1.4. Régimen postoligárquico: de oligarcas a planetas

Si la acreción es considerable y se llega a formar un núcleo sólido lo suficientemente masivo como para acretar gran cantidad de gas, alcanzando una  $M_{\text{core}} = M_{\text{gas}}$ , con  $M_{\text{core}}$  la masa del núcleo sólido y  $M_{\text{gas}}$  la masa acretada de gas, entonces el oligarca alcanza una masa crítica, se dispara el crecimiento gaseoso sin control y se forma un planeta gigante. Una vez disipado el gas del disco, quedarán dichos planetas gigantes (si es que hubo oligarcas que consiguieron alcanzar la masa crítica) y varios oligarcas menores con zonas de alimentación que pueden superponerse y así dar lugar a perturbaciones o encuentros entre ellos. Esto puede producir cambios en los elementos orbitales, formación de nuevos embriones por acreción (colisiones inelásticas) o eyecciones de embriones. Pueden ocurrir tanto colisiones entre embriones como con algún planetesimal fragmentado restante hasta llegar a una distribución de cuerpos con elementos orbitales estables con zonas de influencia bien separadas. Estos cuerpos reciben ya el nombre de planetas.

En la Figura 1.1 mostramos un gráfico de las distintas etapas de la evolución planetaria, en relación con los tamaños de los cuerpos y las escalas de tiempo consideradas para cada fase. Cada una de las etapas mencionadas en la figura fueron detalladas en esta Sección. En nuestro trabajo nos detendremos en analizar la etapa postgas de la evolución del sistema, es decir, una vez que se disipó el gas del disco, con una dada distribución de embriones y planetesimales y suponiendo que solamente llegó a formarse un planeta gigante antes de que se disipara todo el gas del disco.

## 1.2. Análisis de las observaciones

En la última década ha crecido significativamente la cantidad de exoplanetas encontrados, siendo a finales de marzo de 2017, 3457 los exoplanetas confirmados, distribuidos en 2625 sistemas planetarios <sup>2</sup>. Existe una gran diversidad de planetas orbitando no sólo en torno a una estrella central sino también a un sistema estelar binario, los cuales presentan una amplia variedad de masas, tamaños y elementos orbitales. Los descubrimientos fueron posibles gracias a distintas técnicas de detección tales como: tránsito planetario, velocidad radial, microlentes, imagen directa, cronometraje de pulsares, entre otras.

En la Figura 1.2 mostramos un diagrama de la masa planetaria en relación con el año de descubrimiento del exoplaneta, para dar una muestra del crecimiento de exoplanetas des-

---

<sup>2</sup>[www.openexoplanetcatalogue.com](http://www.openexoplanetcatalogue.com)

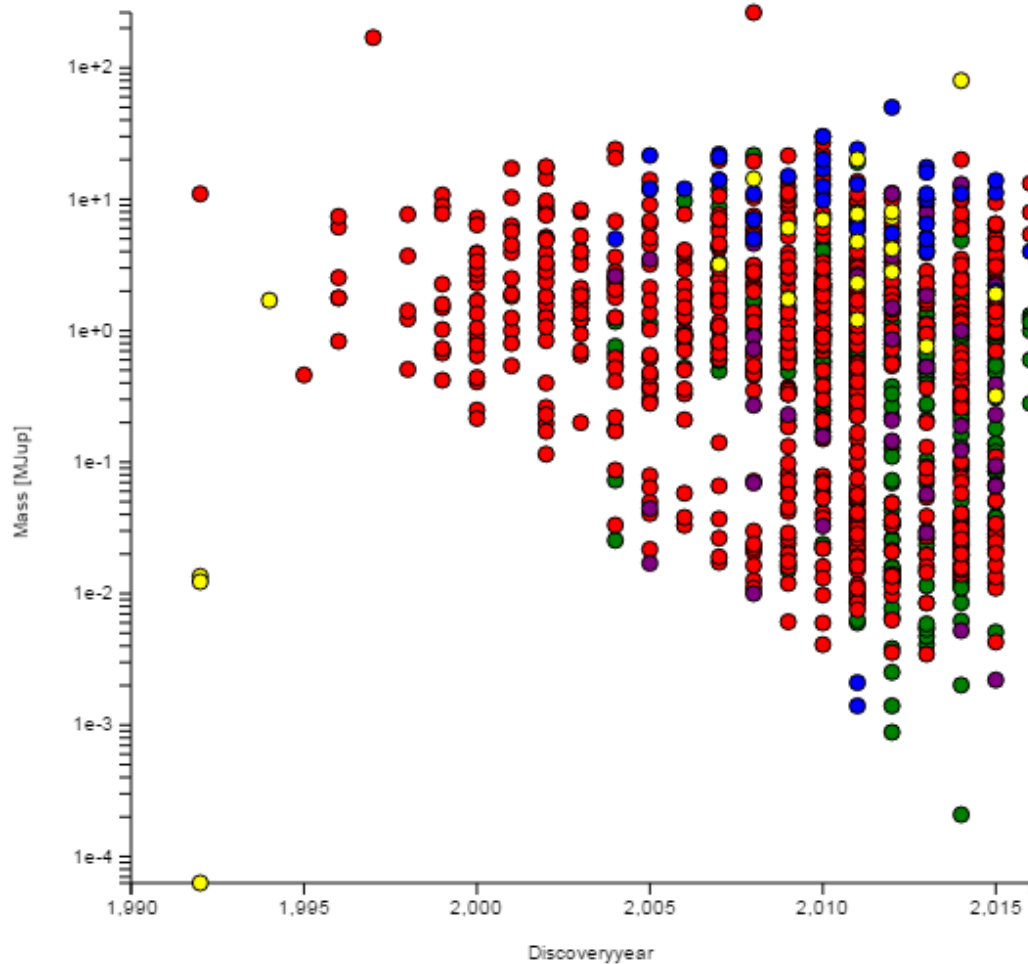


Figura 1.2: Masas de los exoplanetas descubiertos hasta principios de 2017 en función del año de descubrimiento. Las masas de los exoplanetas se encuentran en masas de Júpiter, en escala logarítmica. Los distintos colores representan las diferentes técnicas de detección utilizadas: el color verde indica los planetas detectados por tránsito planetario, el rojo por velocidad radial, el violeta por microlentes, el azul por imagen directa y el amarillo por cronometrajes de pulsares. Es un gráfico de correlación extraído del <http://www.openexoplanetcatalogue.com/correlations/>.

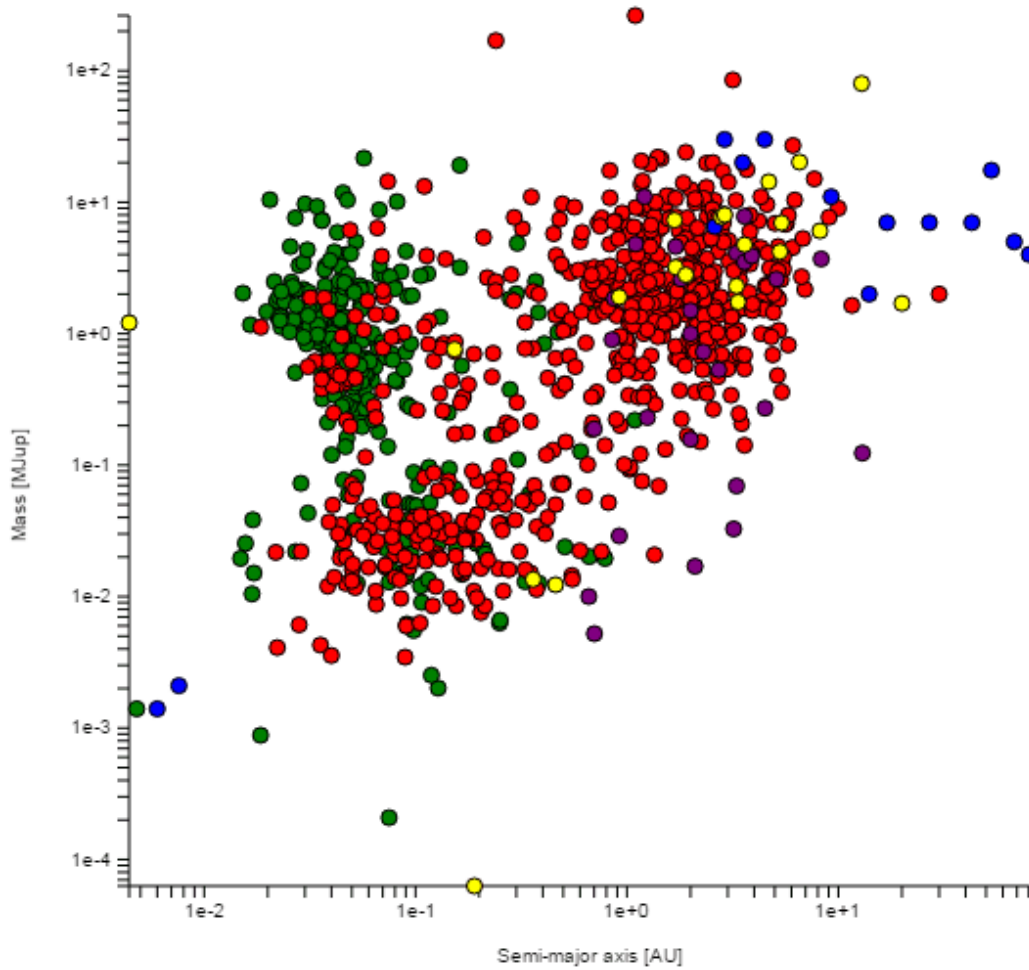


Figura 1.3: Masa de los exoplanetas descubiertos hasta principios de 2017 en función de sus semiejes mayores. Las masas se expresan en masas de Júpiter mientras que los valores del semieje en ua, estando ambos ejes en escala logarítmica. El código de colores es el mismo que en la Figura 1.2. Representamos un gráfico de correlación extraído de <http://www.openexoplanetcatalogue.com/correlations/>.

cubiertos a lo largo de las últimas décadas. Además resaltamos, a partir de la diversidad de colores en el gráfico, la mejora de las técnicas observacionales que permiten detectar cada vez planetas menos masivos. Por otro lado, en la Figura 1.3 se puede ver un diagrama de correlación masa-semieje, mientras que en la Figura 1.4 se aprecia un diagrama semieje-excentricidad de los exoplanetas, con el objetivo de mostrar la variedad de planetas existentes en relación con dos de sus parámetros orbitales más relevantes.

A partir del diagrama de masa planetaria en función del semieje mayor presentado en la Figura 1.3, podemos decir que existe un gran número de gigantes descubiertos. Sin embargo, esto no significa que exista una mayor cantidad de gigantes frente a otro tipo de planetas, sino que en realidad las técnicas de observación tienen un sesgo que nos permite descubrir más eficientemente planetas más masivos. De hecho, trabajos teóricos, como los realizados por Mordasini et ál. (2009) y Miguel et ál. en (2011), y observacionales, como los llevados a cabo por Cumming et ál. (2008) y Mayor et ál. (2012), muestran que solo el 14% de las estrellas de tipo solar albergan planetas masivos de masa  $M > 50 M_{\oplus}$ , con  $M_{\oplus}$  la masa de la Tierra, y avalan el hecho de que los sistemas planetarios que poseen planetas rocosos parecen



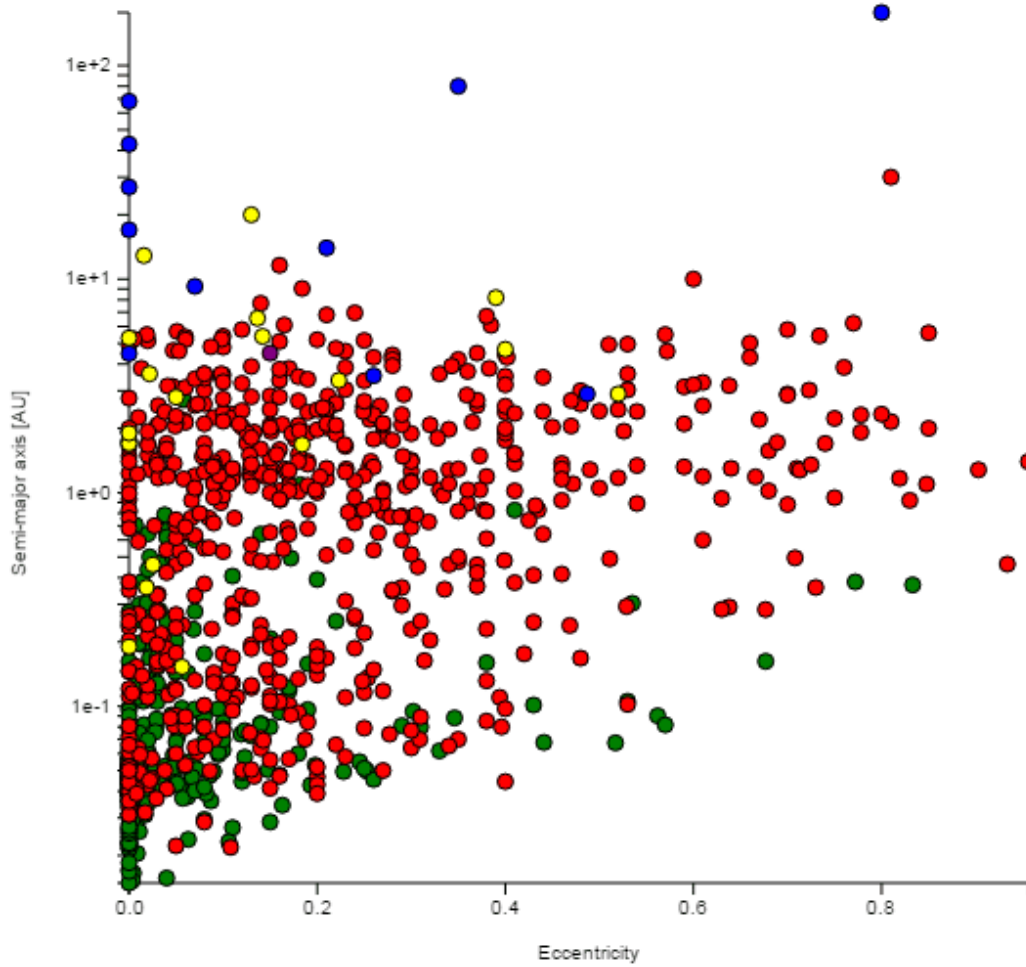


Figura 1.4: Semiejes mayores de los exoplanetas descubiertos hasta principios de 2017 en función de sus excentricidades. Los valores del semieje se expresan en ua y en escala logarítmica. El código de colores es el mismo que en la Figura 1.2. Representamos un gráfico extraído de <http://www.openexoplanetcatalogue.com/correlations/>.

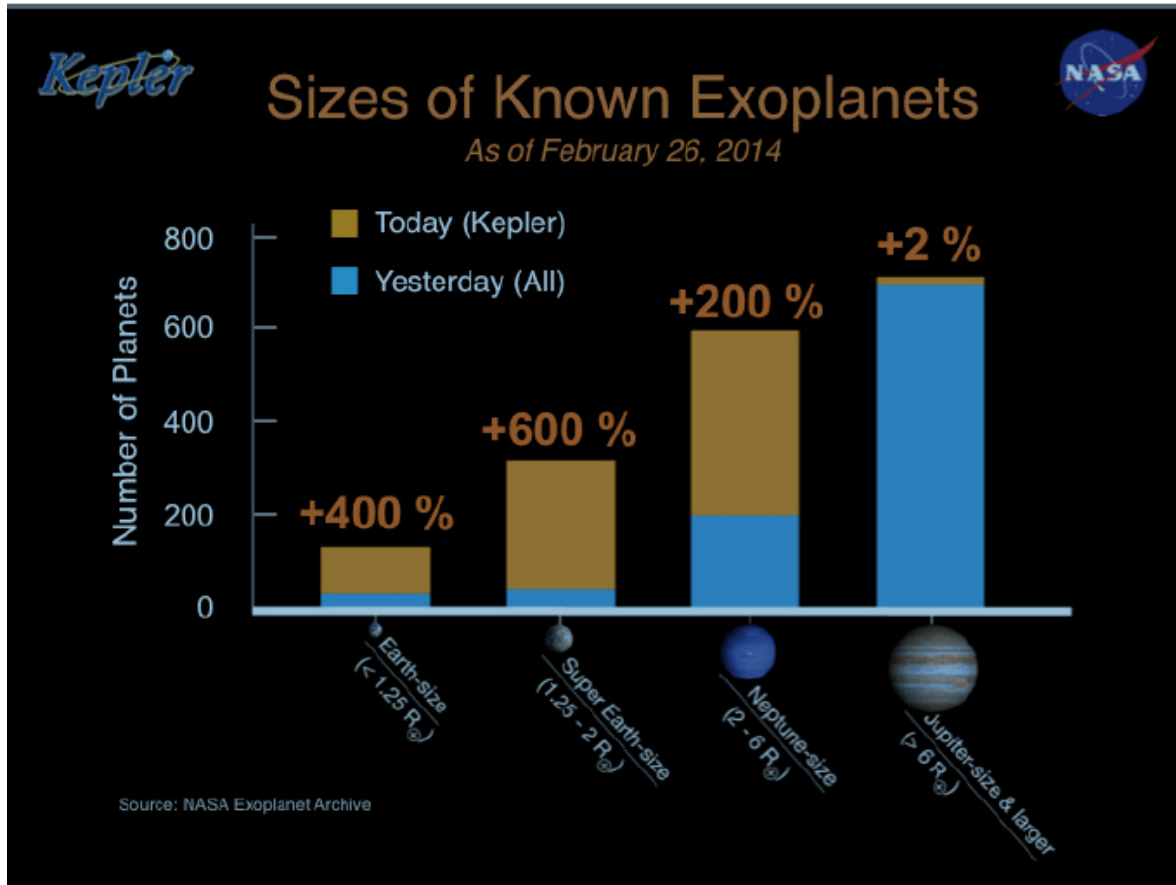


Figura 1.5: Cantidad de exoplanetas descubiertos en relación a su tamaño, discriminando los detectados por el satélite espacial *Kepler* de los descubiertos con anterioridad. Este gráfico fue extraído de <http://ph1.upr.edu/library/notes/summarylimitsofthenewhabitablezone>.

ser los más comunes en el Universo. En la Figura 1.5 mostramos la cantidad de exoplanetas descubiertos en relación con sus tamaños, separando los detectados por el satélite espacial *Kepler*, de otras fuentes observacionales. Notamos cómo creció el número de planetas tipo terrestre detectados en relación a los gigantes, otro indicio de su abundancia en el Universo. Por otro lado, el diagrama de semeje en relación con la excentricidad de exoplanetas presentado en la Figura 1.4, nos muestra que hay varios planetas gigantes con excentricidades grandes, lo cual no se observa en nuestro Sistema Solar. Esto da la pauta de que hubo eventos de dispersión planetaria que debieron haber jugado un rol relevante en los sistemas en donde se encuentran dichos exoplanetas.

En nuestro trabajo nos detendremos en analizar sistemas que albergan sólo un planeta gigante, considerando en cada escenario de estudio una masa distinta para el gigante entre  $0.5 M_s$  y  $3 M_j$ , con  $M_s$  la masa de Saturno y  $M_j$  la masa de Júpiter.

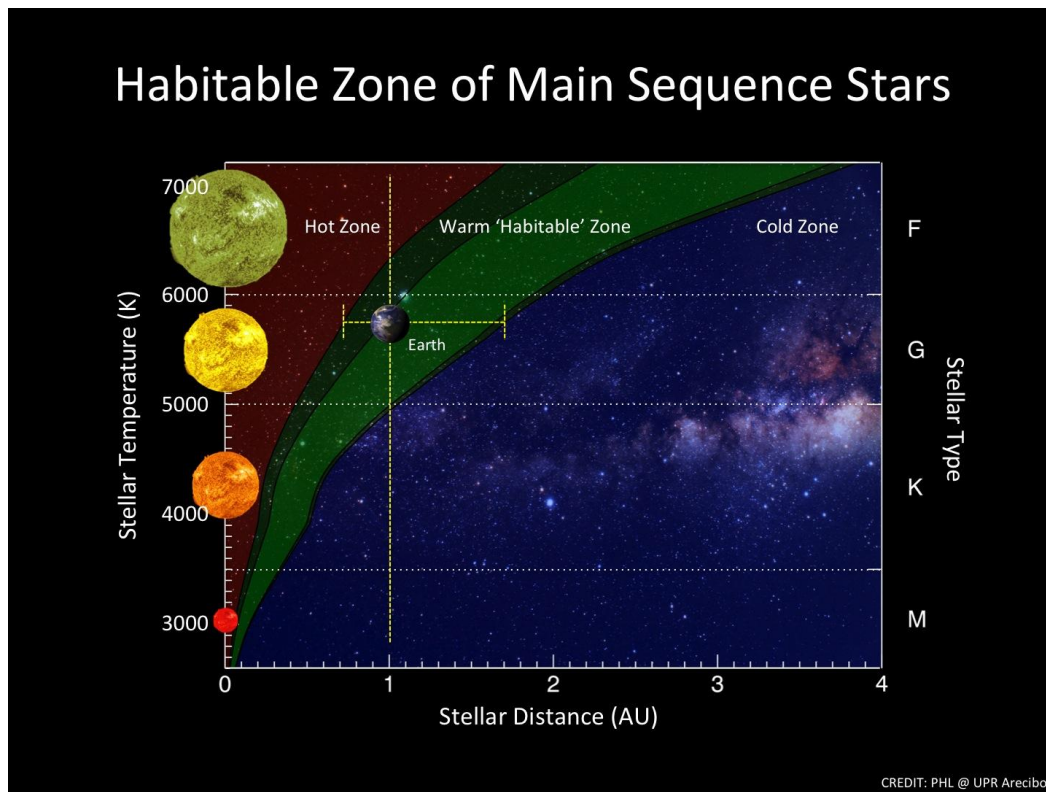


Figura 1.6: Variación de la zona habitable en función de la masa de la estrella central. Se diferencian los distintos tipos de estrellas a partir de su temperatura y tipo espectral, mientras que la ubicación de la zona habitable relacionada a cada estrella huésped está dada en ua. Este gráfico fue extraído de <http://www.nasa.gov/content/sizes-of-known-exoplanets>.

### 1.3. Concepto de zona habitable

Una zona habitable es aquella región en torno a una estrella en la cual un planeta de tipo terrestre, con condiciones atmosféricas favorables, puede retener agua líquida en su superficie (Huang 1959, Hart 1978, Kasting et ál. 1993, Selsis et ál. 2007, Kopparapu et ál. 2013). El ancho y la ubicación de la zona habitable están ligados a la luminosidad de la estrella central. Para estrellas de baja masa la zona habitable disminuye su ancho y se ubica más cerca de la estrella. En la Figura 1.6 podemos apreciar este cambio del ancho de la zona habitable con la masa estelar. En particular, para el caso de un sistema con una estrella central de tipo solar, la zona habitable se localizará en torno a 1ua.

Es importante destacar que el hecho de que un planeta se encuentre en la zona habitable, es decir que pueda retener agua en estado líquido en su superficie, no es condición suficiente para el desarrollo de la vida como la conocemos, sino que existen otros factores a tener en cuenta como las atmósferas que los rodean, la presencia de campos magnéticos, satélites orbitando en torno a ellos, tectónica de placas, entre otras cosas. Debido a la cantidad de factores a tener en cuenta, desde un punto de vista teórico, es difícil determinar qué planetas pueden ser capaces de albergar vida.

Uno de los puntos a tratar en nuestro trabajo es la formación de planetas en la zona habitable, según el planeta gigante elegido en cada escenario. Resaltamos, como dijimos anteriormente, que los planetas que encontraremos en la zona habitable son sólo planetas potencialmente habitables, de los cuales no podemos afirmar que alberguen vida, ya que para ello se requiere un análisis más minucioso, que escapa el objetivo de nuestro trabajo.

## Capítulo 2

# Modelo y método numérico

En este Capítulo analizamos el modelo de disco y el método numérico utilizados para llevar a cabo nuestra investigación, concerniente al rol de los perturbadores masivos alrededor de estrellas de tipo solar. En particular, nuestro estudio estará basado en el desarrollo de simulaciones de  $N$  – cuerpos, las cuales representan una herramienta numérica extremadamente eficiente para describir los principales mecanismos dinámicos que tienen lugar en la evolución de un sistema planetario, una vez que la componente gaseosa se ha disipado. Para un buen entendimiento de nuestro trabajo dividiremos los temas de este Capítulo en:

1. Modelo de disco protoplanetario.
2. Simulaciones de  $N$  – cuerpos: código numérico.
3. Planeta gigante y distribuciones de embriones y planetesimales.
4. Simulaciones de  $N$  – cuerpos: parámetros y escenarios de trabajo.
5. Modelo de zona habitable.

### 2.1. Modelo de disco protoplanetario

El parámetro que determina la distribución de material en un disco protoplanetario es la densidad superficial. Los perfiles de densidad superficial para el gas y sólidos de un disco protoplanetario que adoptamos, están basados en la evolución de un disco kepleriano delgado sujeto a la gravedad de una estrella central (Lynden-Bell y Pringle 1974; Hartmann et ál. 1998), dados por las expresiones:

$$\Sigma_g(R) = \Sigma_{0g} \left( \frac{R}{R_c} \right)^{-\gamma} e^{-(R/R_c)^{2-\gamma}}, \quad (2.1)$$

$$\Sigma_s(R) = \Sigma_{0s} \eta_{\text{ice}} \left( \frac{R}{R_c} \right)^{-\gamma} e^{-(R/R_c)^{2-\gamma}}, \quad (2.2)$$

siendo  $R$  la coordenada radial en el plano medio del disco protoplanetario,  $R_c$  el radio característico del disco y la distancia para la cual se hace el cambio entre la función  $R^{-\gamma}$  y  $e^{-(R/R_c)^{2-\gamma}}$  y  $\gamma$  el factor que determina el gradiente de densidad. En este trabajo tomamos valores de  $R_c = 25$  ua y  $\gamma = 0.9$ , los cuales son consistentes con la observación de discos protoplanetarios realizada por Andrews et ál. (2010) y equivalentes a aquellos adoptados en

Zain (2016). El parámetro  $\eta_{\text{ice}}$  representa el crecimiento del material sólido debido a la condensación de agua más allá de la línea de hielo dada por  $R_{\text{ice}}$ , reconociendo a la línea de hielo como el límite a partir del cual el agua, y otros compuestos de hidrógeno, se condensan. Para distancias  $R < R_{\text{ice}}$  consideramos roca y metales, mientras que para distancias  $R > R_{\text{ice}}$  consideramos roca y hielo. Tenemos en cuenta también que  $\eta_{\text{ice}}$  es el salto más importante frente al resto de los elementos, representando este un aumento notorio del agua con respecto al resto de los elementos, más allá de la línea de hielo, tomando un valor en este caso de  $\eta_{\text{ice}} = 0.5$  si  $R < R_{\text{ice}}$  y  $\eta_{\text{ice}} = 1$  si  $R > R_{\text{ice}}$ , siendo  $R_{\text{ice}} = 2.7$  ua ya que trabajamos con una estrella de masa y metalicidad solares. Un salto de un factor 2 es consistente con los resultados derivados por Lodders et ál. (2009). Como ya anticipamos, a partir de los perfiles de densidad, nuestro disco protoplanetario presenta un gradiente de composición radial. Vamos a considerar que para distancias  $R < R_{\text{ice}}$  los cuerpos no poseen agua y para distancias  $R > R_{\text{ice}}$  los cuerpos poseen un 50 % de agua, lo cual es consistente con el salto de factor 2 supuesto. La constante de normalización  $\Sigma_{0g}$  será determinada a partir de la integral que nos da la masa del disco  $M_d$ , suponiendo simetría axial para el material del disco:

$$M_d = \int_0^\infty 2\pi R \Sigma_g(R) dR, \quad (2.3)$$

de la cual obtenemos

$$\Sigma_{0g} = (2 - \gamma) \frac{M_d}{2\pi R_c^2}. \quad (2.4)$$

Expresamos la masa del disco en función de la densidad del gas por ser la masa del gas mucho mayor que la masa de sólidos. Para encontrar  $\Sigma_{0s}$  usamos la relación  $\Sigma_{0s} = z_0 \Sigma_{0g}$ , donde  $z_0$  es la abundancia primordial de elementos pesados y toma un valor de  $z_0 = 0.0153$  (Lodders et ál. 2009).

En nuestro trabajo, como ya mencionamos, analizamos sistemas planetarios con un gigante gaseoso como perturbador masivo del sistema, por lo que necesitamos un disco primordial con una masa de  $M_d = 0.1 M_\odot$ . Este valor está de acuerdo con Zain (2016), ya que discos de esta clase conducen a la formación de un gigante gaseoso alrededor de la línea de hielo de sus respectivos sistemas. Consideramos la misma masa del disco en todos nuestros escenarios de trabajo, independientemente de las masas de los gigantes gaseosos supuestas, ya que es suficiente para la formación de dichos planetas. La diferencia en cada escenario radicaría en la cantidad de gas acretado por los gigantes durante su formación, lo cual se representa en una redistribución de gas acretado por el resto de los cuerpos del sistema distinta, lo que excede a nuestro estudio. Con este valor de la masa del disco y con los valores para  $R_c$  y  $\gamma$  ya definidos, los valores adoptados para las constantes de normalización  $\Sigma_{0g}$  y  $\Sigma_{0s}$  son  $\Sigma_{0g} = 248.84 \text{ gcm}^{-2}$  y  $\Sigma_{0s} = 3.80 \text{ gcm}^{-2}$ .

Para llevar a cabo nuestro análisis utilizaremos un código numérico, con el cual realizaremos simulaciones de  $N$  – cuerpos, aplicadas a la etapa postgas, partiendo de distribuciones de embriones y planetesimales que serán función de los perfiles de densidad superficial obtenidos.

## 2.2. Simulaciones de $N$ -cuerpos: código Mercury

El código MERCURY es un código de  $N$  – cuerpos desarrollado por Chambers (1999). Este código calcula las interacciones gravitatorias entre todos los cuerpos involucrados en cada

simulación. Durante cada integración, monitorea y registra detalles de encuentros cercanos, colisiones con la estrella central, eyecciones y colisiones entre los diferentes objetos. En nuestro trabajo, usamos un integrador híbrido del MERCURY, el cual usa un algoritmo simpléctico de segundo orden para tratar las interacciones entre los objetos con una separación mayor a los 3 radios de Hill y el método de Bulirsch-Stoer para resolver encuentros cercanos.

La forma en la cual se calcula la fuerza gravitatoria por cada partícula está dada por la suma de las fuerzas del resto de las partículas del sistema. Esto hace que el tiempo de CPU requerido para un código de  $N$  - cuerpos en el cual se evolucionan  $N$  embriones y  $n$  planetesimales sea proporcional a  $N^2 + 2nN + n^2$ . Luego, si las interacciones entre los planetesimales son descartadas, se ahorran  $n^2$  operaciones, disminuyendo significativamente el tiempo de CPU requerido en el desarrollo de las simulaciones. Este artificio es ampliamente utilizado por diversos investigadores dentro del marco de las simulaciones de  $N$  - cuerpos, ya que se focaliza en la interacción de cuerpos mayores, teniendo en cuenta que la disposición de los sistemas que se forman no depende directamente de los cuerpos menores, sí en cambio su composición, para lo cual se espera una mejora computacional. En cada simulación el código hace evolucionar las órbitas de los embriones permitiendo que ocurran colisiones entre ellos. MERCURY supone que todas las colisiones son perfectamente inelásticas, conservando la masa y así, el contenido de agua del sistema de cuerpos interactuantes.

Para comenzar a utilizar el código se necesitan 3 archivos de entrada en donde se determinan los parámetros iniciales para las corridas:

- **big.in**: donde se encuentra la distribución de todos los embriones iniciales y del gigante, con sus respectivas masas, densidades físicas y elementos orbitales.
- **small.in**: donde se encuentra la distribución de todos los planetesimales con sus masas, densidades físicas y elementos orbitales.
- **param.in**: donde se encuentran los parámetros del sistema, entre los cuales se determina un radio mínimo para el sol  $R_{\text{mín-}\odot}$ , un paso de integración y un paso de escritura para el registro de los datos de salida.

Una vez que comienza la corrida se genera una serie de archivos de salida:

- **info.out**: registra colisiones entre los cuerpos, con la estrella central y eyecciones.
- **salida.out**: nos brinda información sobre los cambios de energía relativos del sistema en cada integración.
- **ce.out**: contiene información sobre las colisiones y encuentros, en formato binario.
- **xv.out** contiene información de los parámetros orbitales de todos los cuerpos que se encuentran en la simulación, también en formato binario.

Una vez finalizada la integración de cada simulación, el código genera una serie de archivos donde quedan registrados instante a instante los cambios de los elementos orbitales de

cada cuerpo y un conjunto de archivos que contienen información de masas y elementos orbitales de los cuerpos que sobrevivieron al final de la integración. Para el análisis de remoción, eyección de embriones y planetesimales y colisiones entre los mismos y con la estrella central fueron utilizados diversos programas. Cabe destacar que los procesos que involucran acreción planetaria tienen un carácter estocástico. Es por eso que es conveniente realizar un conjunto de simulaciones para cada escenario propuesto, con el objetivo de tener un muestreo general de los resultados.

### 2.3. Planeta gigante y distribuciones de embriones y planetesimales

En esta Sección definimos los parámetros orbitales de los planetesimales, de los embriones y del planeta gigante en cuestión. Destacamos que nuestra región de estudio, en la que ubicamos todos los cuerpos del sistema en la etapa postgas, está comprendida en el intervalo  $0.5 \text{ ua} < R < 9.5 \text{ ua}$ , con  $R$  la distancia radial a la estrella. Dividiremos la región en tres partes: una región interna, comprendida en el intervalo  $0.5 \text{ ua} < R < 2.5 \text{ ua}$ , que contará con una distribución de embriones, sin planetesimales, ya que suponemos que todos fueron acretados por los embriones en etapas anteriores (Zain 2016, Darriba et ál. 2017); una región central comprendida en el intervalo  $2.5 \text{ ua} < R < 3.5 \text{ ua}$ , en la que sólo se encontrará el planeta gigante ya que suponemos que este ha acretado todo el material en la etapa anterior, y una región externa situada en  $3.5 \text{ ua} < R < 9.5 \text{ ua}$ , en la que se encontrarán tanto embriones como planetesimales, los cuales estarán ubicados a partir de distribuciones que calcularemos a continuación.

#### 2.3.1. Planeta gigante

En lo que respecta al gigante, lo ubicaremos en la región central del sistema a una distancia  $R = 3 \text{ ua}$ , próxima a la línea de hielo, ya que es una región donde se maximiza la densidad superficial en conjunto con la zona de influencia adecuada para que un embrión pueda acretar la suficiente masa para formar el núcleo de un planeta gigante, del orden de  $10 - 15 M_{\oplus}$ , tal como se describe en el trabajo de Zain (2016). Para distancias menores que  $2.5 \text{ ua}$  las zonas de alimentación son muy angostas, mientras que para distancias mayores de  $3.5 \text{ ua}$  las zonas de alimentación son grandes pero muy poco densas por lo que no se podría acretar el material suficiente para formar el núcleo de un planeta gigante. Aclaremos que consideramos que el gigante se formó *in situ*. Nos focalizamos en planetas gigantes masivos por lo que las masas iniciales que usamos en cada escenario son:  $3 M_j$ ,  $2 M_j$ ,  $1.5 M_j$ ,  $1 M_j$ ,  $1 M_s$  y  $0.5 M_s$ , suponiendo que todos llegaron a formar un núcleo de  $10 - 15 M_{\oplus}$  y que varía la masa del gas del disco que lograron acretar.

#### 2.3.2. Distribución de embriones

Para dar la distribución adecuada de embriones en el interior y en el exterior del disco partimos de una relación entre la masa de los embriones, la densidad superficial de sólidos y



un factor  $f$  que representa la fracción de planetesimales acretaados por los embriones en un anillo de ancho  $dR$ , dada por la siguiente expresión:

$$dM = 2\pi R \Sigma_s(R) f dR. \quad (2.5)$$

Si tomamos ahora un anillo de ancho  $\Delta R_H$ , con  $\Delta = 5$ , considerando este ancho lo suficientemente chico como para considerarlo diferencial frente a las dimensiones del sistema, suponiendo que todas las cantidades físicas se mantienen constantes dentro de él, llegamos a la expresión para encontrar la masa de un embrión dada por la ecuación (2.6):

$$M = 2\pi R \Delta R_H \Sigma_s(R) f \quad (2.6)$$

con

$$R_H = R \left( \frac{2M}{3M_\odot} \right)^{\frac{1}{3}}, \quad (2.7)$$

donde el  $R_H$  representa el radio de Hill mutuo entre dos cuerpos de igual masa  $M$  cada uno. Reemplazando las ecuaciones (2.1) y (2.7) en la ecuación (2.6), obtenemos una expresión para la masa del embrión en función de la distancia  $R$ :

$$M = \left( 2\pi R^2 \Delta \Sigma_{0s} \eta_{ice} f \left( \frac{2}{3M_\odot} \right)^{\frac{1}{3}} \left( \frac{R}{R_c} \right)^{-\gamma} e^{-(R/R_c)^{2-\gamma}} \right)^{\frac{3}{2}}. \quad (2.8)$$

En el sistema interior, es decir para distancias  $0.5 \text{ ua} < R < 2.5 \text{ ua}$ , donde consideramos sólo embriones, el factor  $f = 1$ , ya que al momento de haberse formado el gigante los embriones internos ya acretaron todo el material. Por ejemplo, este resultado puede observarse en los trabajos de Zain (2016) y Darriba et ál. (2017), los cuales también analizan procesos de formación planetaria con gigantes gaseosos. Si calculamos la masa que tendría el primer embrión, el cual ubicamos en  $r = 0.5 \text{ ua}$  (ya que una distancia menor ocupa mucho tiempo de CPU y es un valor ampliamente usado en la literatura), obtenemos  $M_0(r_0 = 0.5 \text{ ua}) = 0.11 M_\oplus$ . Para el resto de los embriones internos usamos las separaciones de los radios de Hill mutuos y así calculamos la distancia inicial y la masa inicial de cada embrión interno, las cuales indicamos con el subíndice  $i$ , dadas por:

$$R_{i+1} = R_i + 5R_i \left( \frac{2M_i}{3M_\odot} \right)^{1/3}, \quad (2.9)$$

$$M_{i+1} = \left( 2\pi R_{i+1}^2 \Delta \Sigma_{0s} \eta_{ice} f \left( \frac{2}{3M_\odot} \right)^{\frac{1}{3}} \left( \frac{R_{i+1}}{R_c} \right)^{-\gamma} e^{-(R_{i+1}/R_c)^{2-\gamma}} \right)^{\frac{3}{2}}. \quad (2.10)$$

Luego sumamos la masa de todos los embriones del sistema interno y obtenemos una masa total de embriones  $M = 16.78 M_\oplus$ , distribuida en 37 embriones internos, que fue la cantidad de embriones ubicados en el sistema interior según la relación (2.9).

En el sistema exterior, es decir para distancias  $3.5 \text{ ua} < R < 9.5 \text{ ua}$ , donde consideramos tanto embriones como planetesimales, el factor  $f = \alpha R^\beta$ , siendo  $\alpha = 17.97$  y  $\beta = -2.3059$ , constantes que surgen al usar los pares  $(R = 3.5 \text{ ua}, f = 1)$  y  $(R = 9.5 \text{ ua}, f = 0.1)$ , considerando  $f = 0.1$  para  $R_f = 9.5 \text{ ua}$ , con  $R_f$  el límite exterior de nuestro sistema, ya que

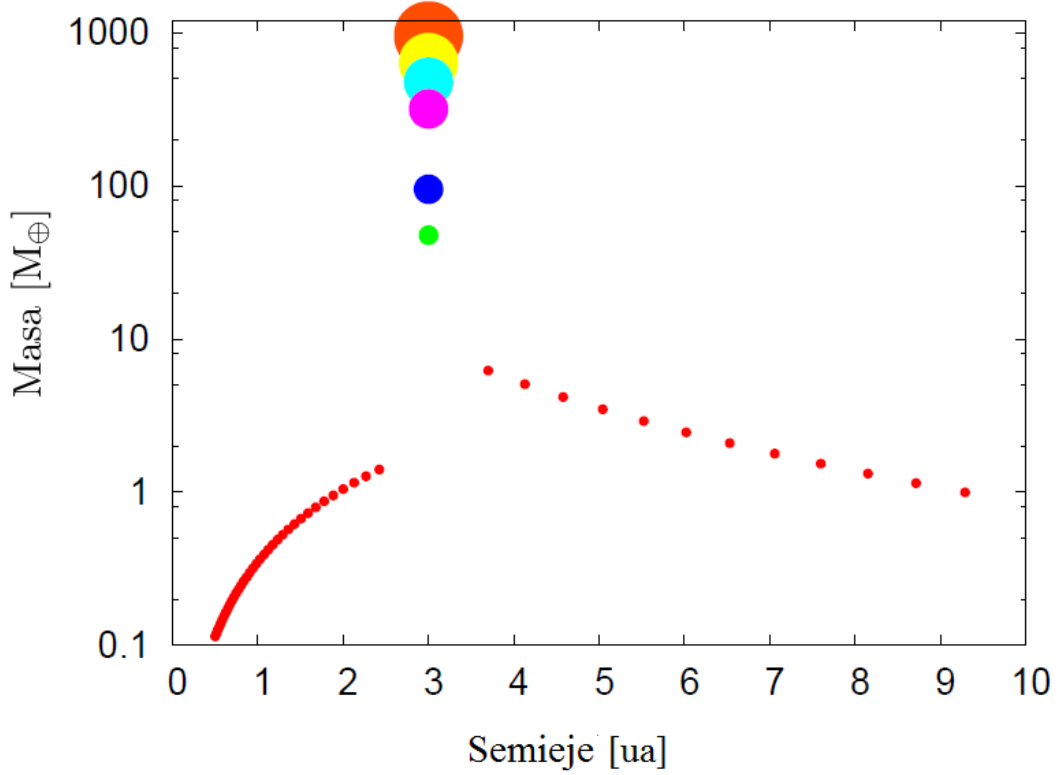


Figura 2.1: Distribución inicial de las masas de los embriones y de todos los gigantes de estudio en el sistema en función de sus semiejes mayores, en escala logarítmica. En color naranja identificamos el gigante de  $3 M_j$ , en amarillo el de  $2 M_j$ , en celeste el de  $1.5 M_j$ , en rosa el de  $1 M_j$ , en azul el de  $1 M_s$ , en verde el de  $0.5 M_s$  y finalmente en rojo los embriones internos y externos del sistema.

consideramos que sólo un 10% de los planetesimales fueron acretaados al inicio de la etapa postgas, de acuerdo con el trabajo de Zain (2016). Esta función es consistente con la distribución de embriones externos observada en el trabajo de Zain (2016). Usamos dicho factor  $f$  y la misma definición de radios mutuos dada por la expresión (2.7) para calcular cada distancia inicial que tendrán los embriones externos y así la masa de cada uno, explicitadas en las ecuaciones (2.9) y (2.10), dando una masa total de embriones  $M = 33.22 M_\oplus$  distribuida en 12 embriones, que fue la cantidad de embriones ubicados en el sistema exterior según la relación (2.9).

El sistema queda configurado entonces con 49 embriones en total; de los cuales 37 se encuentran en el sistema interior y 12 en el sistema exterior. En la Figura 2.1 puede verse la variación de la masa de cada embrión y de los gigantes en función del semieje mayor del sistema, representado por cada distancia calculada para cada embrión  $R_i$ .

### 2.3.3. Distribución de planetesimales

Como la masa total de sólidos está distribuida entre embriones y planetesimales, la masa total de planetesimales estará dada por la diferencia entre la masa de sólidos y la masa de embriones que hay comprendida en  $3.5 \text{ ua} < R < 9.5 \text{ ua}$ ,

$$M_p = M_s - M_e. \quad (2.11)$$

Si calculamos la masa total de sólidos  $M_s$  a partir del perfil de densidad superficial de sólidos y consideramos la masa total de embriones internos y externos  $M_e$  calculada anteriormente, obtenemos una masa total de planetesimales  $M_p = 55 M_\oplus$ . La masa de planetesimales será representada por 1000 planetesimales cada uno de igual masa. La masa individual de cada planetesimal es  $m_p = 0.055 M_\oplus$ , lo que corresponde a un factor 2 menor que la masa del embrión menos masivo de nuestra distribución. Para analizar la distribución de planetesimales, partimos de una relación entre la masa de planetesimales, la densidad superficial de sólidos y un factor  $1 - f$ , que indica la fracción de planetesimales disponibles, con  $f = \alpha R^\beta$  representada por la ecuación (2.6), donde el producto entre la densidad superficial de sólidos y la fracción de planetesimales disponibles, representa la densidad superficial de sólidos disponibles al inicio de la etapa postgas:

$$dM = 2\pi R \Sigma_s(R)(1 - f)dR. \quad (2.12)$$

Si consideramos que todos los planetesimales tienen igual masa, entonces podemos escribir el diferencial de masa  $dM$  en función de la masa de cada planetesimal  $m_p$  y la cantidad de planetesimales dada por  $dN$  según:

$$dM = m_p dN. \quad (2.13)$$

Muestreamos la cantidad de planetesimales con una distribución  $F(R)$  en función de la distancia a la estrella central, de la forma:

$$dN = F(R)dR. \quad (2.14)$$

Al reemplazar la ecuación (2.14) en la (2.13) y a su vez esta última en la (2.12), obtenemos una expresión para la función distribución  $F(R)$  de la forma:

$$F(R) = \frac{2\pi R}{m_p} \Sigma_s(R)(1 - \alpha R^\beta). \quad (2.15)$$

Para obtener la distribución de distancias a la estrella central de los planetesimales, utilizamos el método de von Neumann sobre la distribución  $F(R)$  generando números aleatorios y encontrando 1000 pares al azar, de los cuales nos quedamos con las abscisas que son las posiciones que representan a la distancia radial  $R$ . De este modo, obtenemos las posiciones  $R_j$  que tendrá cada planetesimal en el sistema exterior, con  $j$  el subíndice asociado a cada planetesimal. La distribución de estos planetesimales va a estar dada por la densidad de sólidos disponible al inicio de la etapa postgas, dada por  $\Sigma_s(1 - \alpha R^\beta)$ . En la Figura 2.2 mostramos dicha densidad superficial de sólidos disponible.

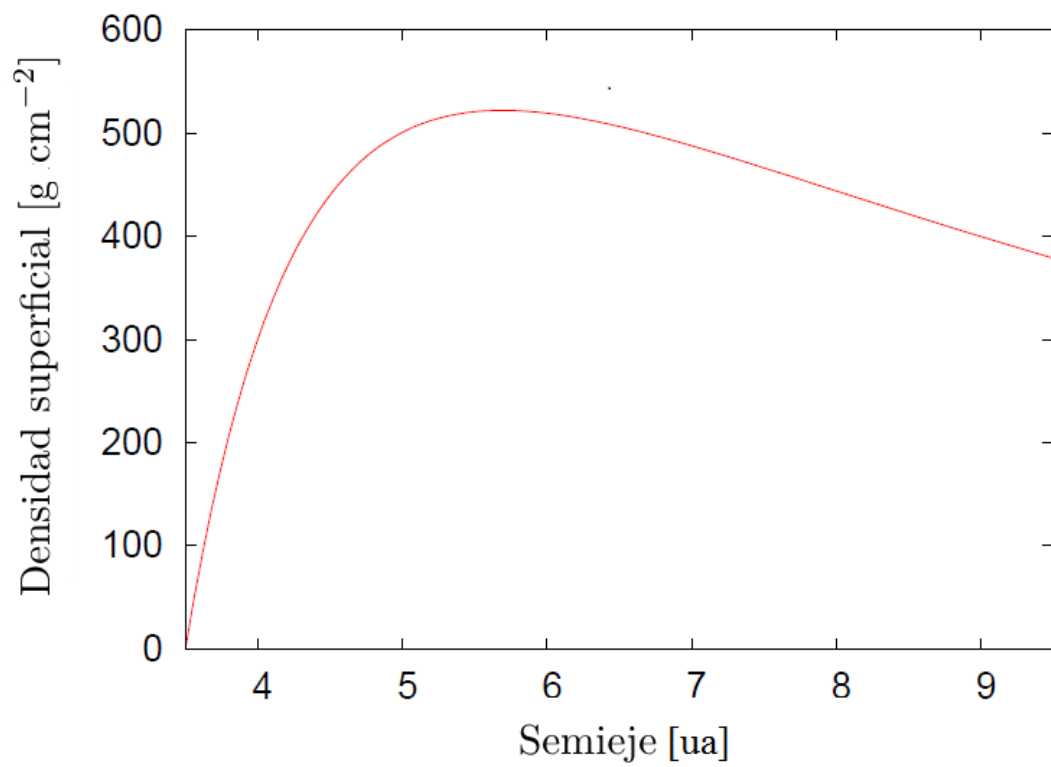


Figura 2.2: Perfil de la densidad inicial de sólidos que modela la distribución de planetesimales al inicio de la etapa postgas en función de sus semiejes mayores.

## 2.4. Simulaciones de $N$ – cuerpos: parámetros y escenarios de trabajo

A partir de la distribución de embriones y planetesimales presentadas en la Sección anterior, realizamos 163 simulaciones en total con el código MERCURY. El único parámetro que variamos en cada escenario es la masa del planeta gigante que consideramos como perturbador. Utilizamos 6 masas diferentes correspondientes a  $3 M_j$ ,  $2 M_j$ ,  $1.5 M_j$ ,  $1 M_j$ ,  $1 M_s$  y  $0.5 M_s$ . Para los primeros cinco escenarios se realizaron 30 corridas, con el objetivo de obtener una visión general del comportamiento dinámico de estos escenarios, mientras que para el último escenario de  $0.5 M_s$  se realizaron únicamente 13 corridas, al notar que en todos los casos el gigante migra hacia el sistema interno, lo que excede nuestro estudio perturbativo en la formación de planetas de tipo terrestre en la zona habitable. Para cada simulación, dentro del mismo escenario, variamos ligeramente de manera aleatoria algunos de los elementos orbitales de las condiciones iniciales, para evitar estar tomando un conjunto muy particular de condiciones, dada la naturaleza estocástica del sistema.

En el caso de los gigantes más masivos,  $3 M_j$ ,  $2 M_j$ ,  $1.5 M_j$  y  $1 M_j$ , consideramos una densidad física de  $1.3 \text{ g cm}^{-2}$ , mientras que para los gigantes menos masivos,  $1 M_s$  y  $0.5 M_s$  consideramos una densidad física de  $0.7 \text{ g cm}^{-2}$ . Todos ellos fueron ubicados a una distancia  $a = 3 \text{ ua}$ , con valores de excentricidad  $e$ , inclinación  $i$ , argumento del perihelio  $\omega$ , longitud del nodo  $\Omega$  y anomalía media  $am$  aleatorios dados por el programa. En el caso de los embriones, consideramos una densidad física de  $3 \text{ g cm}^{-2}$ , excentricidades dentro del intervalo  $0 < e < 0.02$  e inclinaciones  $i < 0.5^\circ$ , dadas al azar por el programa. Los valores de  $\omega$ ,  $\Omega$  y  $am$  están determinados de manera aleatoria a partir de una distribución uniforme entre  $0^\circ$  y  $360^\circ$ . Por último, para los planetesimales tomamos densidades de  $1.5 \text{ g cm}^{-2}$  y los ubicamos según su función distribución, con valores de  $e$ ,  $i$ ,  $\omega$ ,  $\Omega$  y  $am$  aleatorios dados por el programa.

Para cada simulación usamos un paso de integración de 3 días, que representa aproximadamente  $1/40$  del período orbital del cuerpo más cercano a la estrella en la simulación, valor que sirve para lograr un equilibrio entre el tiempo de integración y la precisión de las órbitas, y un paso de escritura de  $10^4$  años. Consideramos, además, un radio del Sol de  $R_{\text{mín-}\odot} = 0.1 \text{ ua}$  para evitar la integración de órbitas de bajo perihelio. Finalmente integramos las simulaciones durante 100 Ma, lo cual representa una escala de tiempo consistente con la formación de la Tierra según Jacobson et ál. (2014).

## 2.5. Modelo de zona habitable

En nuestro trabajo usaremos la definición de zona habitable (ZH) dada por Kopparapu et ál (2014), que supone, además de la definición convencional de zona habitable, que en el interior de la zona habitable existen atmósferas planetarias dominadas por agua y en el exterior existen atmósferas dominadas por dióxido de carbono. En sus estudios, con la propuesta de este tipo de atmósferas y considerando la relación entre la presión del nitrógeno molecular circundante en las atmósferas con el radio planetario, obtienen que cuanto mayor es el tamaño del planeta, mayor es el ancho de la zona habitable. Estudiaron en particular los límites de esta zona habitable conservadora para planetas de  $0.1 M_\oplus$ ,  $1 M_\oplus$  y  $5 M_\oplus$

Masa planeta	Límite interior ZH	Límite exterior ZH
0.1 $M_{\oplus}$	1.0050	1.6760
1.0 $M_{\oplus}$	0.9504	1.6760
5.0 $M_{\oplus}$	0.9174	1.6760

Tabla 2.1: Límites internos y externos de la zona habitable en ua, correspondientes a cada masa planetaria, dados por Kopparapu et ál. (2014)

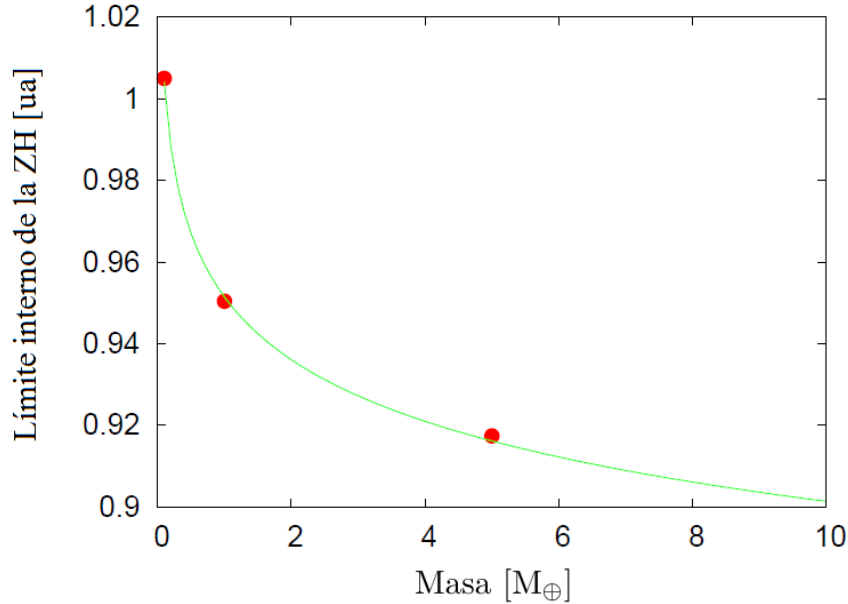


Figura 2.3: Ajuste por mínimos cuadrados del límite interno de la zona habitable a partir de los datos de Kopparapu et ál. (2014) en función a la masa planetaria dada en unidades de masas terrestres.

que orbitan estrellas de tipo solar. En la Tabla 2.1 vemos los límites de la zona habitable correspondiente a cada planeta.

Notamos que a medida que aumenta la masa del planeta, crece la zona habitable debido a un cambio en el límite interior, mientras que el límite exterior es independiente de la masa planetaria. A partir de los valores de la Tabla 2.1 respecto al límite interior realizamos un ajuste por mínimos cuadrados, el cuál mostramos en la Figura 2.3, para poder estimar cual sería la ZH conservadora asociada a los planetas de nuestro trabajo. El ajuste está dado por la función  $f(M) = 0.95147M^{-0.02349}$ , con  $[M] = M_{\oplus}$  y  $[f(M)] = \text{ua}$ .

En nuestro trabajo consideramos que un planeta pertenece a la zona habitable si tanto el semieje como el perihelio y afelio del planeta están completamente contenidos en la región. En el caso de que el planeta sea muy excéntrico y el perihelio o afelio se escapen de los límites de la zona habitable, Williams y Pollard (2002) proponen que es el flujo temporal promediado en una órbita el que determina fundamentalmente las condiciones de habitabilidad. Nosotros adoptamos el criterio del flujo promediado únicamente en los casos donde el planeta no tenga completamente contenido el afelio o el perihelio dentro de los límites de la zona habitable asociada, pero sí se encuentren cerca de ellos. Para un planeta de excentricidad  $e$ , el flujo promediado viene dado por:

Masa planeta	$S_{\text{eff}}^{\text{máx}}$	$S_{\text{eff}}^{\text{mín}}$
0.1 $M_{\oplus}$	0.990	0.356
1.0 $M_{\oplus}$	1.107	0.356
5.0 $M_{\oplus}$	1.188	0.356

Tabla 2.2: Valores de  $S_{\text{eff}}$  máximos y mínimos correspondientes a cada masa planetaria dados por Kopparapu et ál. (2014), normalizados al flujo terrestre.

$$S_{\text{eff}} = \frac{S_{\text{orb}}}{\sqrt{1 - e^2}}, \quad (2.16)$$

donde  $S_{\text{orb}}$  es el flujo correspondiente a una órbita circular, el cual está dado por:

$$S_{\text{orb}} = \frac{L/L_{\odot}}{a^2} \quad (2.17)$$

con  $L$  la luminosidad de la estrella y  $L_{\odot}$  la luminosidad del Sol. De este modo la expresión para el flujo promediado en función del semieje mayor  $a$  y la excentricidad  $e$  está dada por:

$$S_{\text{eff}} = \frac{L/L_{\odot}}{a^2 \sqrt{1 - e^2}}. \quad (2.18)$$

Por otro lado, el trabajo de Kopparapu et ál. (2014) presenta distintos valores de  $S_{\text{eff}}$  dependiendo de la masa planetaria, los cuales están representados en la Tabla 2.2.

Vemos que el flujo normalizado mínimo se mantiene fijo independientemente de la masa planetaria, mientras que el máximo varía con la masa, por lo que realizamos un ajuste por mínimos cuadrados de la forma  $S = aM^b + c$ , con  $a = 73.367$ ,  $b = 6.8853 \times 10^{-4}$  y  $c = -72.4301$ , para poder aplicar el criterio a nuestros planetas candidatos con respecto al flujo normalizado máximo.

A partir del ajuste presentado en la Figura 2.4 podemos obtener los valores de  $S_{\text{eff}}$  máximos en función a la masa planetaria, y así relacionarlos con los elementos orbitales semieje  $a$  y excentricidad  $e$  según la ecuación 2.18, con el fin de determinar curvas de flujo máximo promediado que permitan expresar el semieje mayor en función de la excentricidad. Diremos entonces que un planeta se encuentra dentro de la zona habitable si su semieje mayor al final de la integración  $a_{\text{final}}$  y su excentricidad máxima a lo largo de su evolución en el sistema  $e_{\text{máx}}$ , se encuentran dentro de las curvas de flujo máximo y mínimo promediado en un gráfico  $a$  vs  $e$ . Veremos en detalle esta clasificación de habitabilidad en la Sección de resultados.

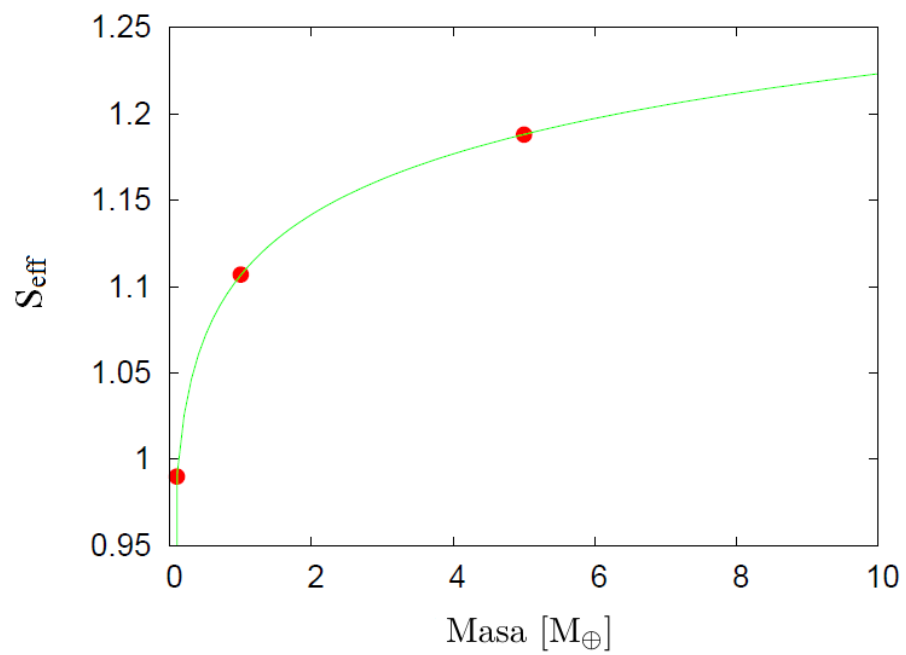


Figura 2.4: Ajuste por mínimos cuadrados de los valores de  $S_{\text{eff}}$  máximos a partir de los datos de Kopparapu et ál (2014) en función a la masa planetaria, normalizados al flujo terrestre.



## Capítulo 3

# Resultados 1: Planetas gigantes como perturbadores

Una vez definidos cada uno de nuestros escenarios de trabajo, nos centramos en analizar el rol de los planetas gigantes en la evolución dinámica de cada sistema planetario a partir de las simulaciones. En cada escenario nos encontramos distintas distribuciones orbitales de los planetas de tipo terrestre en el disco. En general, siempre hay un sistema con determinadas características orbitales predominante por escenario, aunque sí varía en cada caso el tipo de planeta que llega a formarse al final de la integración. En particular, estudiamos cómo los planetas gigantes afectan la evolución del disco externo de embriones y planetesimales para entender el tipo de planetas que llega a formarse en el sistema interior. Este tópico de nuestro estudio será crucial ya que entender la evolución dinámica de estos cuerpos ricos en agua es de interés relevante para analizar la potencial habitabilidad de los planetas formados en cada sistema (a tratar en la segunda sección de resultados). Para analizar el rol de los planetas gigantes sobre la evolución del disco externo de embriones y planetesimales, nuestro estudio estará centrado en los siguientes puntos:

### 1. Embriones externos.

- a)* Migración.
- b)* Remoción y supervivencia.
- c)* Procesos de eyección y acreción.
- d)* Dispersión.

### 2. Planetesimales.

- a)* Remoción y supervivencia.
- b)* Procesos de eyección.

Antes de comenzar mostraremos en la Figura 3.1 la distribución orbital de los planetas terrestres formados al final de la integración, en conjunto con el gigante, de cada sistema representativo de cada escenario. Aclaramos que en cada simulación de cada escenario, han sido formados distintos tipos de sistemas, presentándose mayor diversidad de sistemas a medida que disminuimos la masa del gigante gaseoso perturbador. Sin embargo, cada escenario tiene un tipo de sistema predominante, en relación con la distribución orbital de los planetas.

En particular, en los escenarios de  $1.5 M_j$ ,  $1 M_j$  y  $1 M_s$ , se destacan además, otro tipo de sistemas representativos, los cuales representamos en la Figura 3.2.

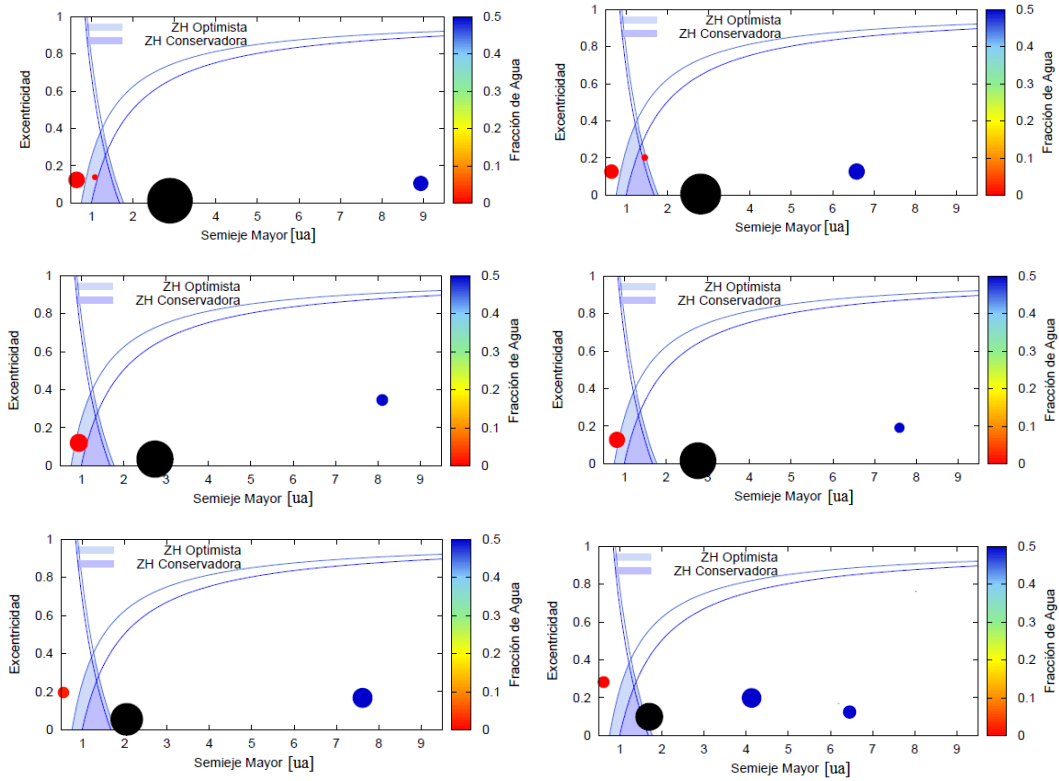


Figura 3.1: Distribución orbital de los sistemas representativos de cada uno de nuestros seis escenarios de trabajo. De izquierda a derecha y de arriba hacia abajo se representan los escenarios de  $3 M_j$ ,  $2 M_j$ ,  $1.5 M_j$ ,  $1 M_j$ ,  $1 M_s$  y  $0.5 M_s$ .

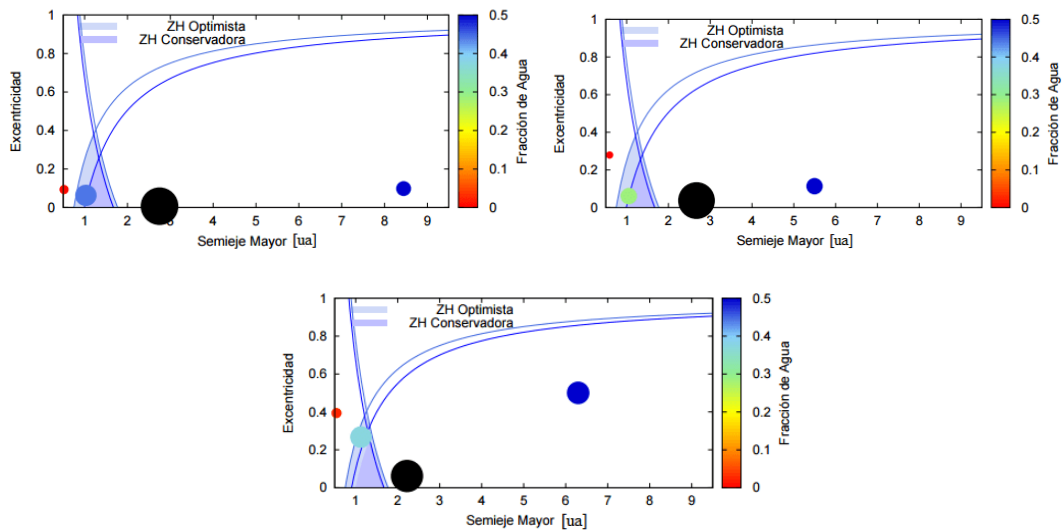


Figura 3.2: Distribución orbital de sistemas representativos para los escenarios de  $1.5 M_j$ ,  $1 M_j$  y  $1 M_s$ , representados de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo.

Masa perturbador	Embriones
3.0 $M_j$	3
2.0 $M_j$	2
1.5 $M_j$	5
1.0 $M_j$	7
1.0 $M_s$	6
0.5 $M_s$	3

Tabla 3.1: Cantidad de embriones migratorios por escenario. En todos los escenarios la cantidad de embriones que migraron está dada para un total de 30 simulaciones, salvo en el caso de 0.5  $M_s$ , en el cual la cantidad de embriones está dada sobre un total de 13 simulaciones. En cada simulación donde se detectaron migraciones, sólo se encontró un único embrión migratorio por simulación.

### 3.1. Embriones externos

#### 3.1.1. Migración

Analizamos la cantidad de embriones externos que el gigante permite que migren hacia el sistema interior. Para identificar un embrión migratorio lo hacemos a partir de su semieje al final de la integración: si  $a < 2.5$  ua entonces es un embrión migratorio. La cantidad de embriones que migraron está dada por el total de simulaciones que se corrieron en cada escenario. Algunas simulaciones no presentaron migración alguna, mientras que en las que sí se detectaron sólo migraba un único embrión. En el caso de los escenarios de 3  $M_j$ , 2  $M_j$ , 1.5  $M_j$ , 1  $M_j$  y 1  $M_s$  se realizaron 30 simulaciones, por lo que las cantidades de embriones migratorios están dados en un total de 30 corridas. En el escenario de 0.5  $M_s$  sólo se realizaron 13 corridas, ya que en todas las simulaciones, el gigante migraba hacia el sistema interior y perdía sentido su análisis perturbativo y como barrera del pasaje de material.

De los resultados que se encuentran en la Tabla 3.1, podemos ver que los escenarios más permeables, que permiten el paso de una mayor cantidad de embriones externos al sistema interior, son los correspondientes a 1.5  $M_j$ , 1  $M_j$  y 1  $M_s$ . El escenario de 1  $M_j$  parecería representar una barrera mas allá de la cual la eficiencia de permeabilidad comienza a decrecer. Para explicar las distintas cantidades de embriones que pudieron migrar en los distintos escenarios analizamos la cantidad de embriones externos que sobrevivieron en el sistema y explicamos las causas de los faltantes: eyección, acreción y colisiones con la estrella central.

#### 3.1.2. Remoción y supervivencia

En todas las simulaciones de cada escenario encontramos embriones externos sobrevivientes. En la Figura 3.3 mostramos el porcentaje de los embriones sobrevivientes en cada corrida de cada escenario, promediado por los 12 embriones externos que hay inicialmente en el sistema y el total de corridas correspondientes a cada uno de los escenarios de trabajo.

A partir de los embriones sobrevivientes en cada corrida, calculamos la cantidad de embriones removidos del sistema en cada corrida de cada escenario ( $N_k$ ), con  $k$  el índice que representa cada corrida, y hacemos un promedio por el total de embriones externos en las 30

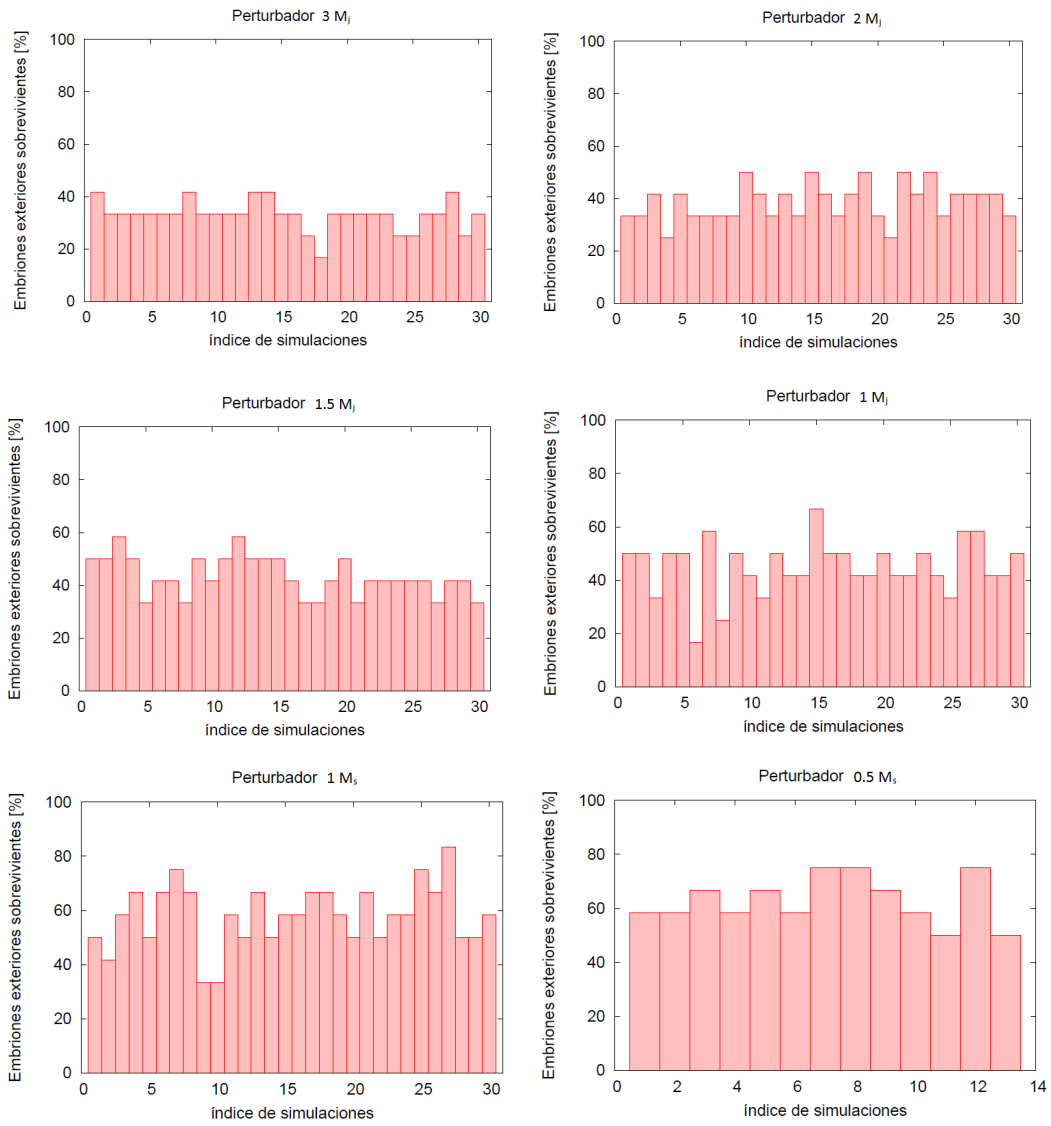


Figura 3.3: Porcentaje de embriones externos sobrevivientes en cada corrida para cada uno de nuestros seis escenarios de trabajo.

Masa perturbador	Embriones externos removidos
3.0 M <sub>j</sub>	70 ± 2 %
2.0 M <sub>j</sub>	61 ± 2 %
1.5 M <sub>j</sub>	57 ± 3 %
1.0 M <sub>j</sub>	55 ± 3 %
1.0 M <sub>s</sub>	42 ± 3 %
0.5 M <sub>s</sub>	37 ± 4 %

Tabla 3.2: Porcentaje de embriones externos removidos promediados por el total de embriones externos y de corridas, para cada uno de nuestros seis escenarios de trabajo.

corridas de cada escenario dado en porcentaje por  $\sum_{k=1}^{30} \frac{N_k}{360} 100$ , salvo en el caso de 0.5 M<sub>s</sub>, en el que el promedio fue dado por el total de embriones externos en las 13 corridas y está dado en porcentaje por  $\sum_{k=1}^{13} \frac{N_k}{156} 100$ . En la Tabla 3.2 presentamos dichos porcentajes discriminando por escenario.

Podemos ver que los perturbadores más masivos, 2 M<sub>j</sub> y 3 M<sub>j</sub>, como era de esperarse por su masa, remueven mayor cantidad de embriones del sistema. De la cantidad de embriones externos removidos en el sistema, nos preguntamos cuáles son las posibles fuentes de remoción: eyecciones, colisiones con la estrella central o acreciones. Analizamos las eyecciones y colisiones con la estrella central. Por otro lado, de la diferencia entre el total de embriones removidos y los eyectados y los que colisionaron con la estrella central, daremos el material disponible para las acreciones.

### 3.1.3. Procesos de eyección y acreción

En todos nuestros escenarios de trabajo encontramos embriones externos eyectados. En la Figura 3.4, representamos los porcentajes de embriones externos eyectados en cada corrida, nuevamente promediados por el total de embriones externos del sistema y por el total de corridas realizadas en cada escenario.

A partir de los porcentajes de embriones externos eyectados  $N_l$ , con  $l$  el índice que indica cada corrida, calculamos el promedio teniendo en cuenta la cantidad de embriones externos inicial total y la cantidad total de embriones en las 30 corridas en porcentaje según  $\sum_{l=1}^{30} \frac{N_l}{360} \frac{12}{100} 100$ , y en el caso del perturbador de 0.5 M<sub>s</sub>, para el que se realizaron 13 corridas, en el que el porcentaje del promedio fue calculado según  $\sum_{l=1}^{13} \frac{N_l}{156} \frac{12}{100} 100$ . En la Tabla 3.3 mostramos dichos porcentajes.

Vemos que los perturbadores más masivos son los mayores eyectores, resultado esperable considerando que los cuerpos más masivos agitan más material. Teniendo en cuenta los porcentajes de embriones externos removidos, en base a los porcentajes de embriones externos eyectados, podemos ver qué fracción representan estos del total de remociones. Dichos porcentajes se encuentran en la Tabla 3.4.

Vemos que para los perturbadores más masivos, la eyección es la principal fuente de re-

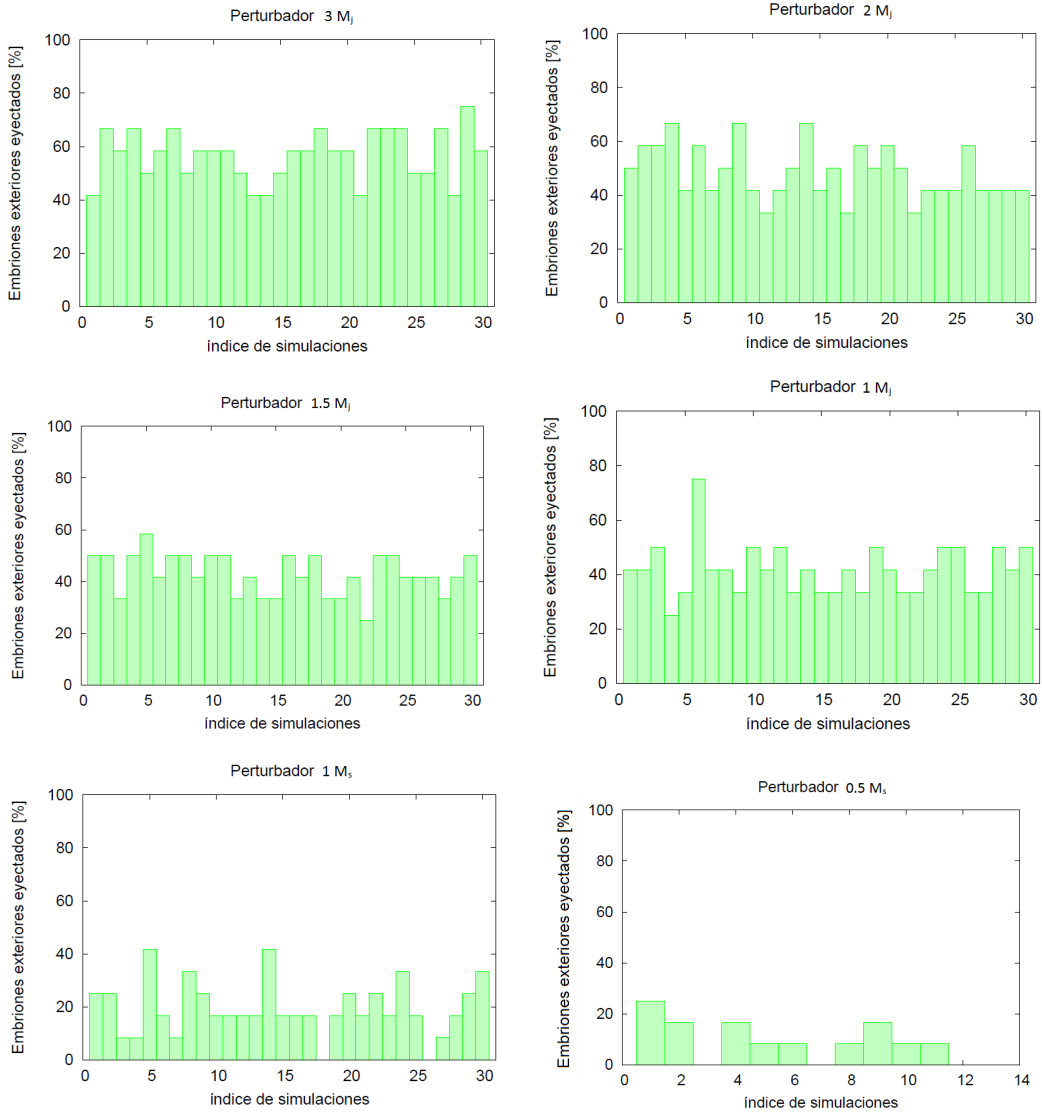


Figura 3.4: Porcentaje de embriones externos eyectados en cada corrida promediados por el total de embriones externos y el total de simulaciones de cada uno de nuestros seis escenarios de trabajo.

Masa perturbador	Embriones externos eyectados
3.0 M <sub>j</sub>	57 ± 3 %
2.0 M <sub>j</sub>	48 ± 3 %
1.5 M <sub>j</sub>	43 ± 3 %
1.0 M <sub>j</sub>	42 ± 3 %
1.0 M <sub>s</sub>	19 ± 2 %
0.5 M <sub>s</sub>	4.0 ± 2 %

Tabla 3.3: Porcentaje de embriones externos eyectados considerando el total de embriones externos y el total de corridas para cada uno de nuestros seis escenarios de trabajo.

Masa perturbador	Eyecciones
3.0 $M_j$	$81 \pm 2\%$
2.0 $M_j$	$79 \pm 2\%$
1.5 $M_j$	$76 \pm 2\%$
1.0 $M_j$	$75 \pm 2\%$
1.0 $M_s$	$46 \pm 3\%$
0.5 $M_s$	$10 \pm 2\%$

Tabla 3.4: Porcentaje de embriones externos eyectados respecto de los embriones externos removidos de nuestros seis escenarios de trabajo.

Masa perturbador	Colisiones con la estrella
3.0 $M_j$	$2.0 \pm 1.0\%$
2.0 $M_j$	$4.0 \pm 1.0\%$
1.5 $M_j$	$1.5 \pm 1.0\%$
1.0 $M_j$	$0.5 \pm 0.3\%$
1.0 $M_s$	$0.6 \pm 0.4\%$
0.5 $M_s$	$0.0 \pm 0.0\%$

Tabla 3.5: Porcentaje de embriones externos que colisionaron con la estrella central respecto de los embriones externos removidos de nuestros seis escenarios de trabajo.

moción. En particular, en el caso de 3  $M_j$  alrededor de un 80% de los embriones externos removidos fueron eyectados del sistema. Sin embargo, los perturbadores menos masivos, de 0.5  $M_s$  y de 1  $M_s$ , eyectan menos del 50% de los embriones removidos, por lo que deben presentar otra fuente principal de remoción.

Si analizamos los porcentajes de embriones externos que colisionaron con la estrella central respecto del total de embriones externos removidos del sistema (representados en la Tabla 3.5) vemos que en todos los escenarios, menos del 5% de los embriones externos colisionan con la estrella. Por último a partir de la diferencia entre los embriones externos removidos, los eyectados y los que colisionaron con la estrella central podemos calcular los porcentajes de acreción. En la Tabla 3.6 damos los porcentajes de embriones externos que fueron acretados por otros cuerpos del sistema, con respecto a la totalidad de embriones removidos en cada escenario de trabajo. Podemos ver cómo crece el porcentaje de embriones externos que fueron acretados por el sistema a medida que disminuye la masa del perturbador. Podemos decir entonces que la acreción es la principal fuente de remoción de los perturbadores menos masivos.

Masa perturbador	Acreciones
3.0 $M_j$	$17 \pm 2\%$
2.0 $M_j$	$18 \pm 2\%$
1.5 $M_j$	$23 \pm 2\%$
1.0 $M_j$	$24 \pm 2\%$
1.0 $M_s$	$54 \pm 3\%$
0.5 $M_s$	$90 \pm 2\%$

Tabla 3.6: Porcentaje de embriones externos acretados por el sistema respecto de los embriones externos removidos de nuestros seis escenarios de trabajo.

Masa perturbador	Planetesimales removidos
3.0 $M_j$	$96 \pm 1 \%$
2.0 $M_j$	$96 \pm 1 \%$
1.5 $M_j$	$96 \pm 1 \%$
1.0 $M_j$	$97 \pm 1 \%$
1.0 $M_s$	$93 \pm 1 \%$
0.5 $M_s$	$88 \pm 3 \%$

Tabla 3.7: Porcentaje de planetesimales removidos promediados por la cantidad inicial de planetesimales y el total de las corridas realizadas en cada uno de nuestros seis escenarios de trabajo.

Concluimos entonces que los perturbadores más masivos son los mayores eyectores del sistema, siendo la eyección la principal fuente de remoción, dejando poco material en el disco para ser acretado. Por el contrario, el proceso de eyección de material por parte de los perturbadores menos masivos no resulta ser tan eficiente, dejando gran cantidad de material para ser acretado por otros cuerpos del sistema.

### 3.1.4. Dispersión

Veamos ahora cuál es el destino de los embriones externos sobrevivientes en el sistema. Para ello estudiamos su distribución en función de sus semiejes mayores. En la Figura 3.5 mostramos los porcentajes de embriones externos sobrevivientes en cada corrida de cada escenario, en función de sus semiejes mayores. Dichos porcentajes fueron promediados por la cantidad de embriones externos inicial y el total de corridas de cada escenario de trabajo. A partir de los histogramas realizados podemos ver que cuanto menor es la masa del perturbador, más expandido es el sistema planetario resultante. De nuestros escenarios de trabajo, resultan ser los perturbadores de 1  $M_s$  y 0.5  $M_s$  los más dispersivos, por encontrarse más extendido el sistema resultante en ambos casos. Vale la pena recordar que el perturbador de 0.5  $M_s$  migra hacia las regiones internas del sistema en las 13 simulaciones realizadas en dicho escenario.

## 3.2. Planetesimales

### 3.2.1. Remoción y supervivencia

Por otro lado, analizamos la remoción de planetesimales del sistema. En la Figura 3.6 mostramos los porcentajes de planetesimales removidos en cada corrida en cada escenario. Además adjuntamos en la Tabla 3.7 los porcentajes del promedio de planetesimales removidos, considerando en el promedio la cantidad inicial de planetesimales y el total de corridas en cada escenario de trabajo. Encontramos que en todos los escenarios de trabajo una gran cantidad de planetesimales es removida. Veremos ahora cuál es la principal fuente de remoción.



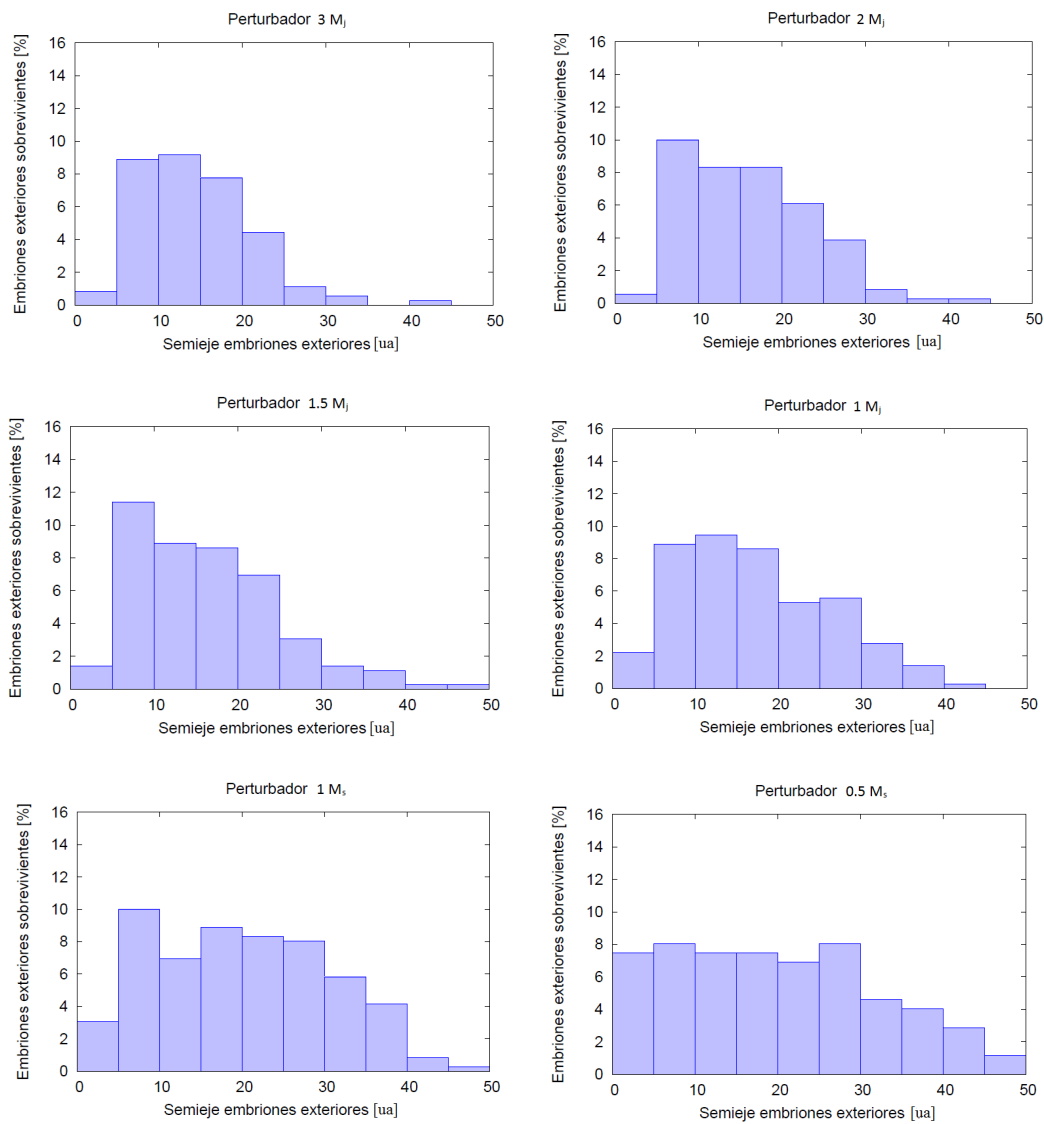


Figura 3.5: Histograma de embriones externos sobrevivientes respecto a sus semiejes mayores finales para cada uno de nuestros seis escenarios de trabajo.

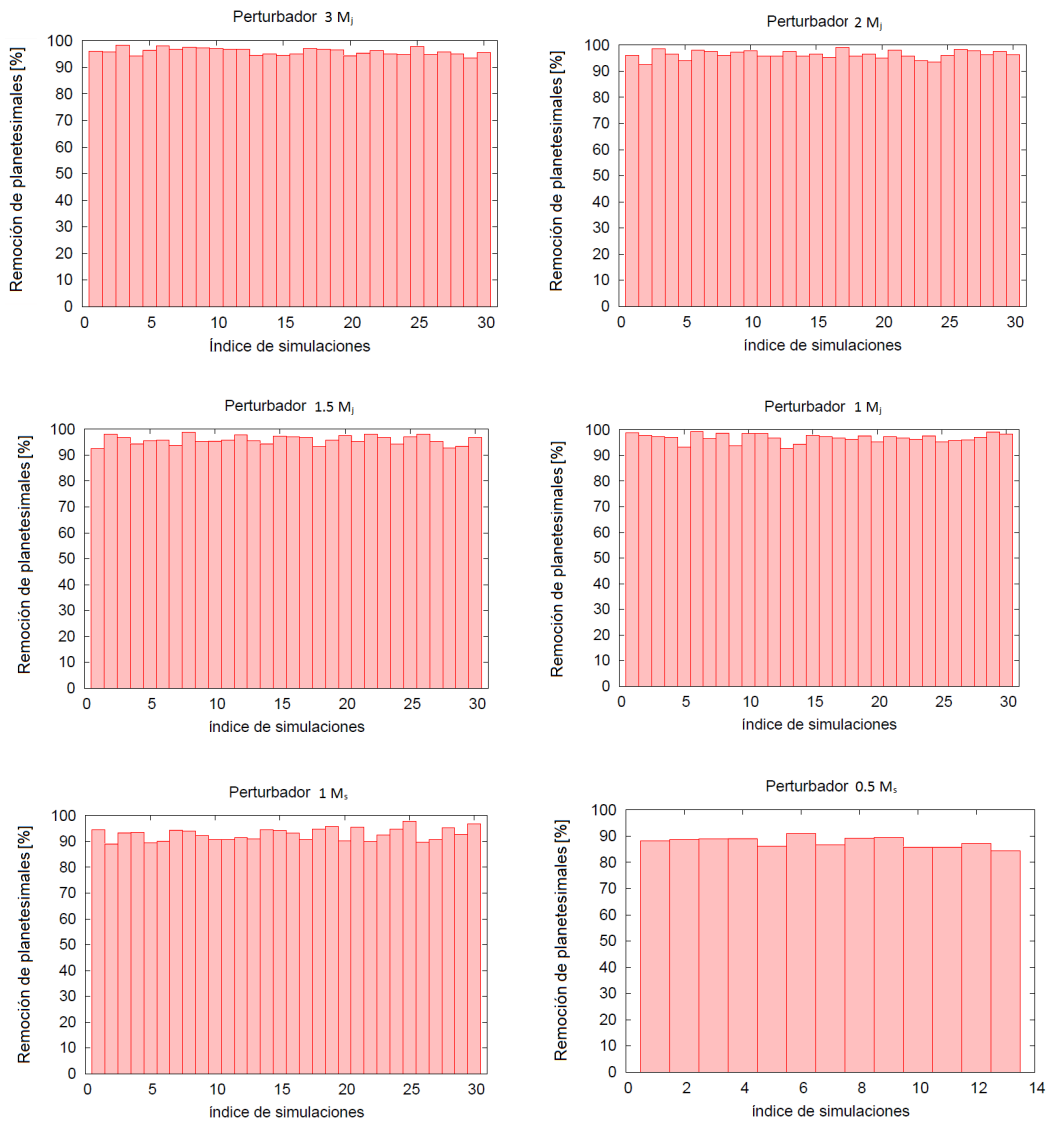


Figura 3.6: Porcentaje de planetesimales removidos en cada corrida para cada uno de nuestros escenarios de trabajo.

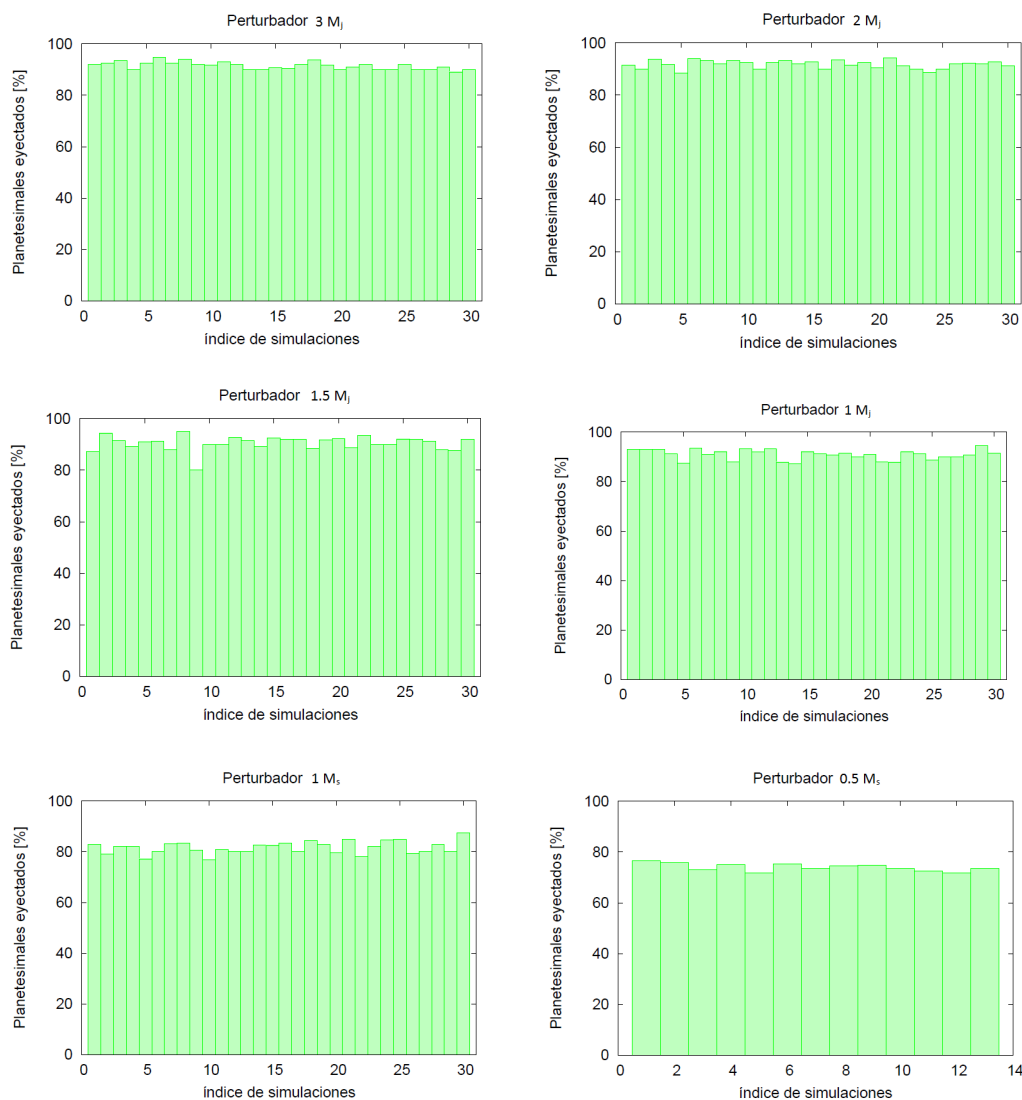


Figura 3.7: Porcentaje de planetesimales eyectados en cada corrida para cada uno de nuestros escenarios de trabajo.

### 3.2.2. Procesos de eyección

Analizamos la cantidad de planetesimales eyectados del sistema. En la Figura 3.7 mostramos el porcentaje de planetesimales eyectados en cada corrida de cada escenario de trabajo. En la Tabla 3.8 presentamos la media de los porcentajes de eyecciones calculados en cada corrida de cada escenario. Notamos que todos los perturbadores eyectan una gran cantidad de planetesimales, siendo, en general, mayor el porcentaje de planetesimales eyectados cuanto mayor es la masa del perturbador.

En la Tabla 3.9 mostramos los porcentajes de planetesimales eyectados respecto a los planetesimales removidos en el sistema. Notamos que, por más que dichos porcentajes disminuyan a medida que disminuye la masa del perturbador, la eyección es la principal fuente de remoción de planetesimales del sistema en todos nuestros escenarios de trabajo.

La diferencia entre los planetesimales removidos y los eyectados da el porcentaje de pla-

Masa perturbador	Planetesimales eyectados
3.0 $M_j$	$91 \pm 2 \%$
2.0 $M_j$	$92 \pm 1 \%$
1.5 $M_j$	$90 \pm 1 \%$
1.0 $M_j$	$91 \pm 1 \%$
1.0 $M_s$	$82 \pm 2 \%$
0.5 $M_s$	$74 \pm 3 \%$

Tabla 3.8: Porcentaje de planetesimales eyectados en cada corrida para cada uno de nuestros escenarios de trabajo.

Masa perturbador	Eyecciones
3.0 $M_j$	$95 \pm 1 \%$
2.0 $M_j$	$95 \pm 1 \%$
1.5 $M_j$	$94 \pm 1 \%$
1.0 $M_j$	$94 \pm 1 \%$
1.0 $M_s$	$88 \pm 2 \%$
0.5 $M_s$	$84 \pm 2 \%$

Tabla 3.9: Porcentaje de planetesimales eyectados respecto a los planetesimales removidos en cada uno de nuestros escenarios de trabajo.

netesimales que fueron acretados por otros cuerpos o que colisionaron con la estrella central. A partir de esto concluimos que a medida que disminuye la masa del perturbador aumenta la cantidad de planetesimales disponibles para ser acretados o que pueden colisionar con la estrella central, aunque, como ya dijimos, esta cantidad disponible es escasa.

### 3.3. Resumen

En base al análisis desarrollado en el presente Capítulo podemos derivar las siguientes conclusiones de interés:

- Los perturbadores de 2  $M_j$  y 3  $M_j$  son los que remueven más eficientemente embriones ricos en agua, por tratarse de embriones del sistema exterior, los cuales conservan la mayor parte de su porcentaje inicial en agua, fundamentalmente a partir de procesos de eyección.
- Aquellos sistemas con perturbadores de 1  $M_s$ , 1  $M_j$  y 1.5  $M_j$  representan los escenarios más permeables que permiten migraciones significativas de embriones ricos en agua hacia regiones internas del sistema.
- El perturbador de 1  $M_j$  parece presentar un límite más allá del cual, la eficacia de migración de embriones externos comienza a disminuir.
- Los perturbadores menos masivos de 1  $M_s$  y 0.5  $M_s$ , son los mayores dispersores de la muestra, generando sistemas resultantes más extendidos.
- Entre todos los perturbadores analizados en el presente trabajo, aquel de 0.5  $M_s$  es el único que migra eficientemente hacia la región interna del sistema.

- Todos los escenarios parecen remover eficientemente la población de planetesimales, los cuales recordamos poseen un 50 % de su masa en agua inicialmente.



## Capítulo 4

# Resultados 2: Formación de planetas en la zona habitable

En este Capítulo analizamos el proceso de formación, evolución y supervivencia de planetas en la zona habitable del sistema. En particular, estamos interesados en describir las propiedades físicas y orbitales de tales planetas, poniendo el foco de nuestro estudio en sus respectivos contenidos de agua.

Para clasificar qué planetas se encuentran en la zona habitable, usamos la definición de zona habitable dada por Kopparapu et ál. (2014). Los planetas que presentan su semieje final, perihelio y afelio dentro de los límites que calculamos como interior y exterior de la zona habitable, son los que consideramos como planetas potencialmente habitables. Para aquellos que se encuentran cerca de estos límites pero no completamente contenidos, utilizamos el criterio del flujo promediado para analizar su habitabilidad, tal como describimos en el Capítulo 2. Dividiremos entonces la cantidad de planetas que encontramos en la zona habitable por escenario de trabajo:

1. Escenario 1: Perturbador de  $3 M_j$
2. Escenario 2: Perturbador de  $2 M_j$
3. Escenario 3: Perturbador de  $1.5 M_j$
4. Escenario 4: Perturbador de  $1 M_j$
5. Escenario 5: Perturbador de  $1 M_s$
6. Escenario 6: Perturbador de  $0.5 M_s$

### 4.1. Escenario 1: Perturbador de $3 M_j$

En el escenario de  $3 M_j$  se realizaron 30 simulaciones, de las cuales sólo 11 presentaron un planeta en la zona habitable cada una. En la Tabla 4.1 presentamos las características físicas y orbitales de los planetas que sobrevivieron en la zona habitable. En la Figura 4.1 mostramos la evolución temporal del semieje, perihelio y afelio de los 5 planetas que al final de la integración se hallan completamente contenidos en la zona habitable y en la Figura 4.2 los 6

Simulación	Embrión	$a_i$ [ua]	$a_f$ [ua]	$M_i$ [ $M_\oplus$ ]	$M_f$ [ $M_\oplus$ ]	$(H_2O)_i$ %	$(H_2O)_f$ %	$q, Q$
01	23	1.0712	1.0796	0.39	0.67	0	0	no
06	34	1.8828	1.1766	0.95	1.23	0	0	sí
07	17	0.8340	1.0893	0.26	2.63	0	0	no
12	32	1.6779	1.3279	0.79	0.79	0	0	sí
16	30	1.5057	0.9511	0.67	4.65	0	0	no
18	19	0.9033	1.0548	0.29	4.90	0	0	sí
21	37	2.2681	1.1831	1.27	1.58	0	0	no
22	21	0.9818	1.0484	0.34	0.98	0	0	no
24	23	1.0712	1.0696	0.39	2.36	0	0	sí
26	34	1.8828	1.2279	0.95	0.95	0	0	sí
27	27	1.2914	1.3458	0.52	2.17	0	0	no

Tabla 4.1: Planetas que se encuentran en la zona habitable, en el escenario de  $3 M_j$ . En la primera columna damos el número de la corrida en la que se encuentra el planeta. En la segunda, especificamos el número asignado por el MERCURY para el embrión sobreviviente. En la tercera y cuarta columnas damos los valores iniciales y finales de sus semiejes mayores en ua. En la quinta y sexta columnas presentamos los valores iniciales y finales de sus masas en unidades de  $M_\oplus$ . En la séptima y octava columnas damos los porcentajes de agua al inicio y al final de la integración. Finalmente, en la última columna, aclaramos si el planeta se encuentra o no completamente contenido en la zona habitable, donde  $q$  representa el perihelio y  $Q$  el afelio del planeta.

planetas que se encuentran dentro de la zona habitable por el criterio del flujo promediado.

Los 11 planetas que se encuentran en la zona habitable se formaron *in situ*, dentro del sistema interior. Sólo 2 planetas conservaron su masa, mientras que 10 de ellos la incrementaron, alcanzando el más masivo un valor de  $4.65 M_\oplus$  (ver Tabla 4.1), por lo que podemos decir que la acreción es un proceso relevante, al aumentar la masa de la mayoría de los planetas. Todos ellos son planetas secos. Sus porcentajes de agua fueron calculados a partir de la historia colisional de los cuerpos, considerando colisiones inelásticas, por lo que en cada colisión se considera que la masa final del cuerpo resultante es la suma de las masas de los cuerpos que colisionaron, por lo que el porcentaje de agua final fue calculado a partir de los porcentajes de agua de los cuerpos colisionantes.

## 4.2. Escenario 2: Perturbador de $2 M_j$

En el escenario de  $2 M_j$  se realizaron 30 simulaciones, de las cuales 14 presentaron un planeta en la zona habitable cada una. En la Tabla 4.2 presentamos las características físicas y orbitales de los planetas que sobrevivieron en la zona habitable. En la Figura 4.3 mostramos la evolución temporal del semieje, perihelio y afelio de los 2 planetas completamente contenidos en la zona habitable al final de la integración y en las Figuras 4.4 y 4.5 los 12 planetas que se encuentran dentro de la zona habitable por el criterio del flujo promediado, aunque su afelio o perihelio no se encuentren completamente contenidos en la región.

Los 14 planetas que se encuentran en la zona habitable se formaron *in situ*. Cuatro planetas conservaron su masa mientras que 10 de ellos la incrementaron, alcanzando el mayor un valor de  $3.37 M_\oplus$  (ver Tabla 4.2), por lo que podemos decir que la acreción es un proceso relevante. Todos ellos son planetas secos.



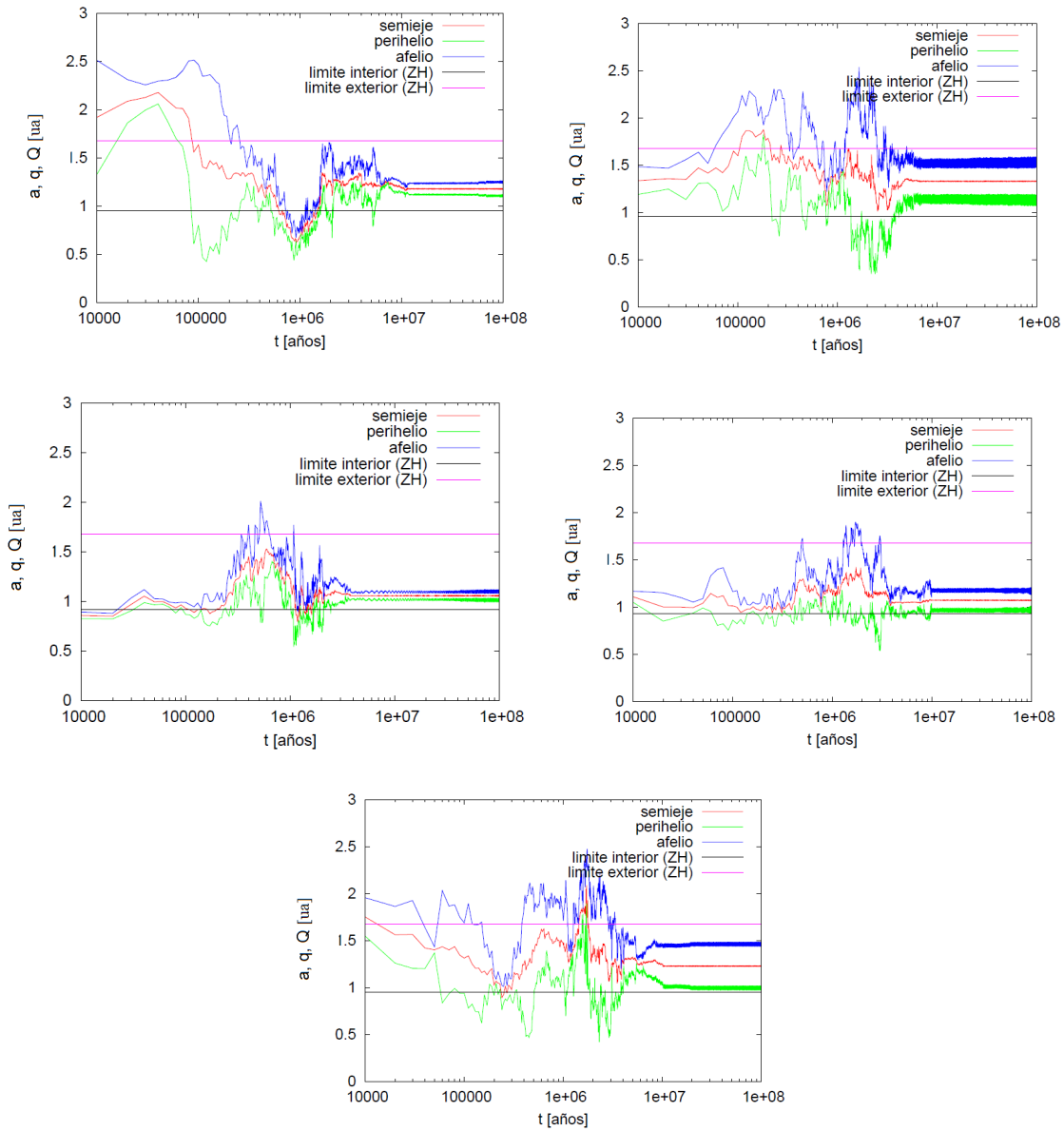


Figura 4.1: Evolución orbital de los 5 planetas que al final de la integración se encuentran completamente contenidos en la zona habitable en el escenario de  $3 M_j$ . Todos los gráficos están ordenados de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo con respecto al orden de los embriones de la Tabla 4.1.

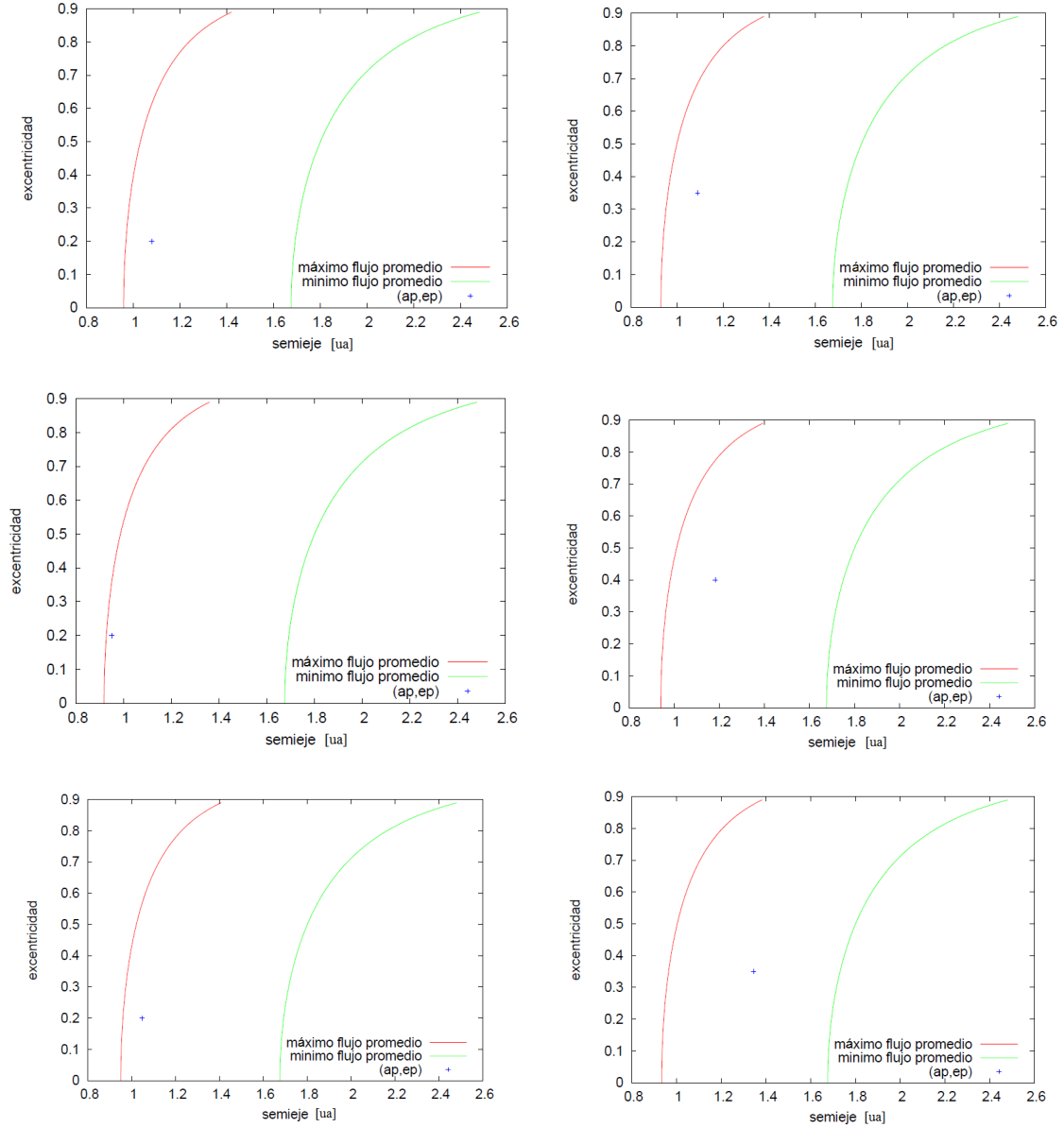


Figura 4.2: Planetas seleccionados por el criterio de flujo promediado en el escenario de  $3 M_j$ , que no se encuentran completamente contenidos en la zona habitable. Las curvas roja y verde representan curvas de flujo máximo y mínimo en el plano  $(a, e)$  respectivamente, mientras que el punto azul representa el semieje final  $ap$  y la excentricidad máxima del planeta  $ep$ . Todos estos planetas presentan su semieje y excentricidad dentro de las dos curvas. Los gráficos están ordenados de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo con respecto al orden en que aparecen los embriones en la Tabla 4.1.

Simulación	Embrión	$a_i$ [ua]	$a_f$ [ua]	$M_i$ [ $M_\oplus$ ]	$M_f$ [ $M_\oplus$ ]	$(H_2O)_i$ %	$(H_2O)_f$ %	$q, Q$
01	27	1.2914	1.4447	0.52	0.98	0	0	no
02	26	1.2303	1.0926	0.48	2.59	0	0	sí
04	32	1.6779	1.2207	0.79	1.86	0	0	no
07	27	1.2914	1.0943	0.52	0.98	0	0	no
10	30	1.5047	1.0328	0.67	2.33	0	0	no
12	26	1.2303	1.4747	0.48	0.48	0	0	no
13	33	1.7759	1.0369	0.87	3.37	0	0	no
15	24	1.1206	1.5416	0.42	1.10	0	0	no
16	32	1.6779	1.1035	0.79	2.53	0	0	no
20	26	1.2303	1.4310	0.48	0.48	0	0	no
21	28	1.3571	1.5306	0.57	1.04	0	0	no
23	31	1.5878	1.6690	0.73	0.73	0	0	no
26	28	1.3571	1.0775	0.57	0.57	0	0	sí
30	13	0.7175	1.6601	0.20	0.36	0	0	no

Tabla 4.2: Planetas que se encuentran en la zona habitable, en el escenario de  $2 M_j$ . Utilizamos la misma división de columnas que en la Tabla 4.1.

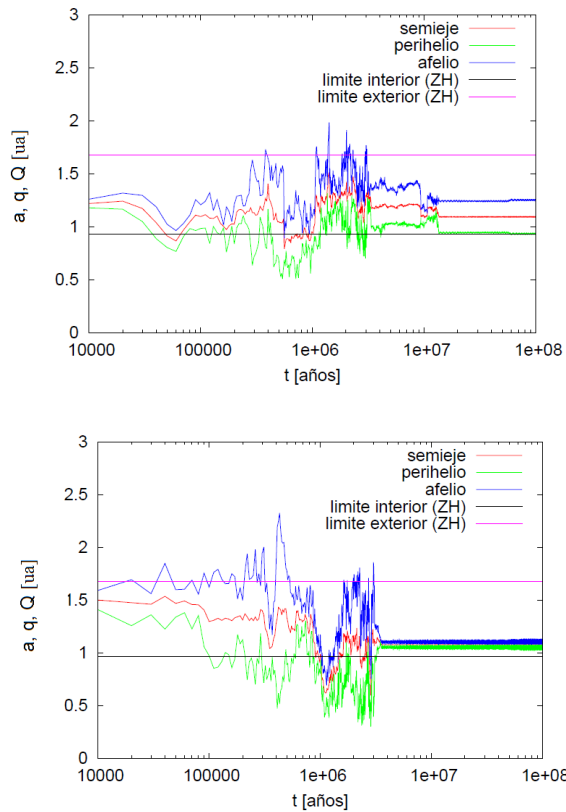


Figura 4.3: Evolución orbital de los 2 planetas que al final de la integración se encuentran completamente contenidos en la zona habitable en el escenario de  $2 M_j$ , ordenados de arriba hacia abajo con respecto al orden de los embriones de la Tabla 4.2.

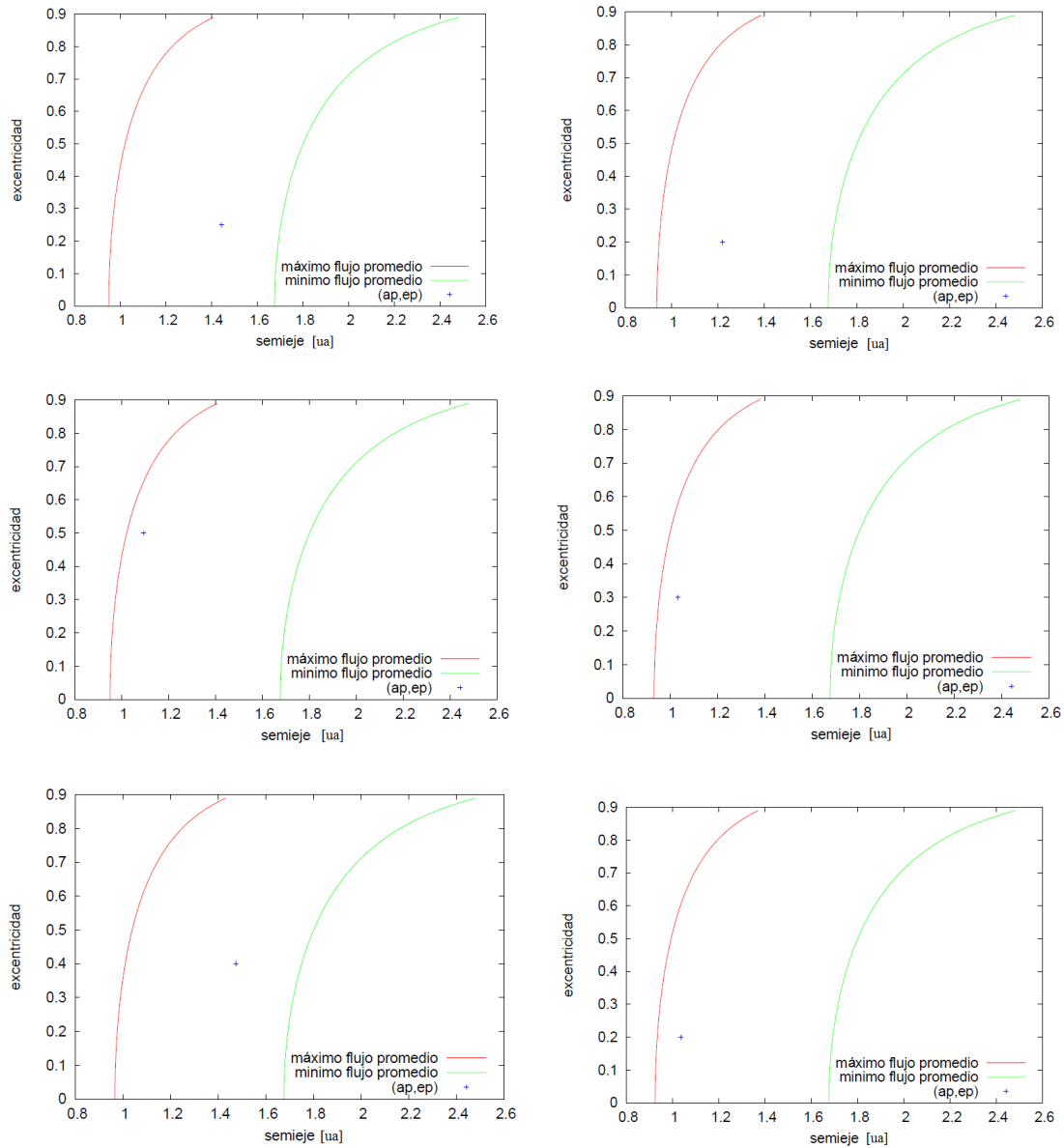


Figura 4.4: Semejante a la Figura 4.2 pero para los primeros seis planetas seleccionados por el criterio de flujo promediado en el escenario de  $2 M_j$ . Los gráficos están ordenados de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo con respecto al orden en que aparecen los embriones en la Tabla 4.2.

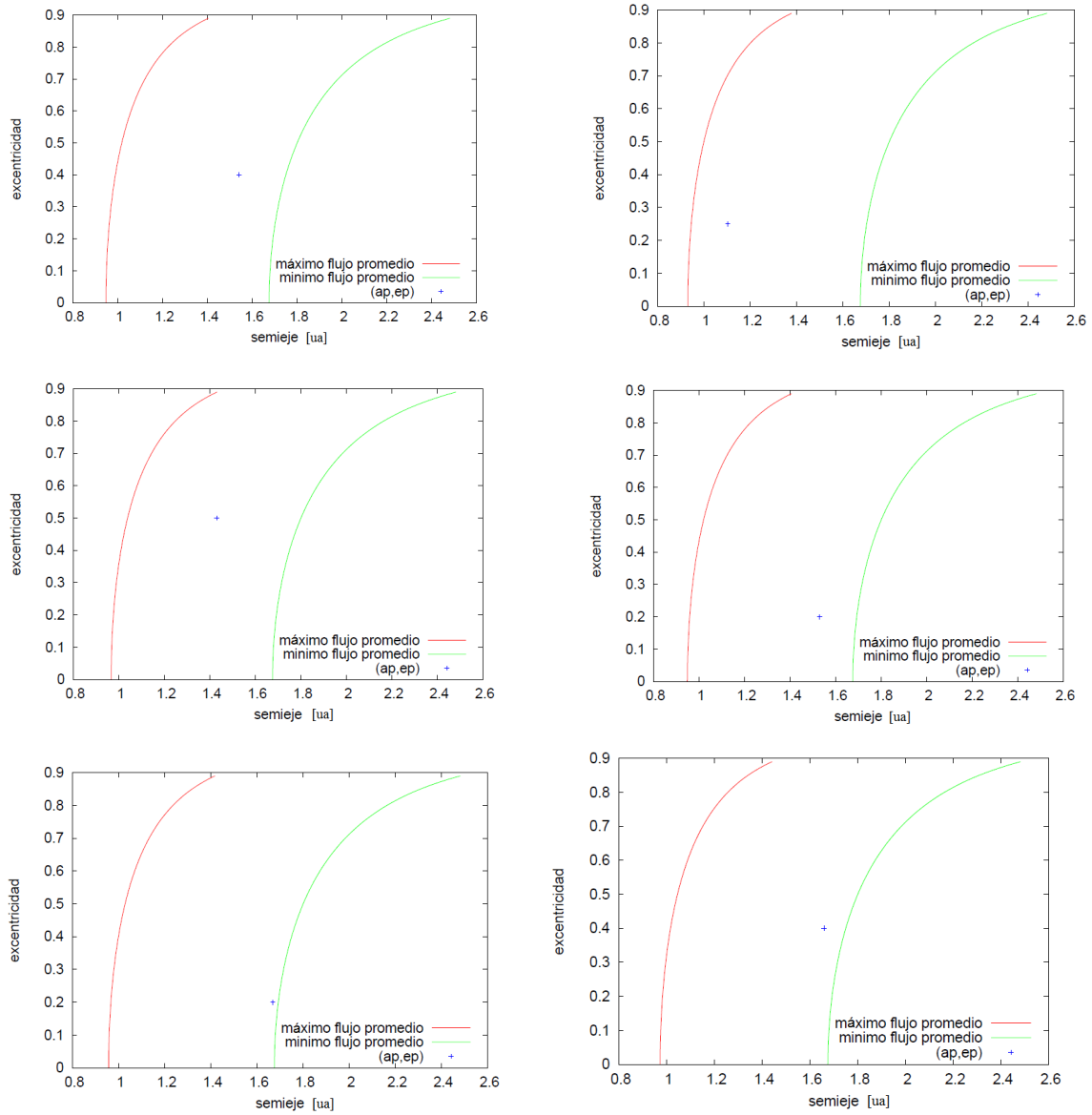


Figura 4.5: Semejante a la Figura 4.2 pero para el resto de los planetas seleccionados por el criterio de flujo promediado en el escenario de  $2 M_j$ . Los gráficos están ordenados de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo con respecto al orden en que aparecen los embriones en la Tabla 4.2.

Simulación	Embrión	$a_i$ [ua]	$a_f$ [ua]	$M_i$ [ $M_\oplus$ ]	$M_f$ [ $M_\oplus$ ]	$(H_2O)_i$ %	$(H_2O)_f$ %	$q, Q$
03	39	3.7000	1.5091	6.22	6.79	50	45.79	no
04	39	3.7000	1.0284	6.22	7.09	50	42.27	sí
28	39	3.7000	1.3398	6.22	7.37	50	42.20	sí
17	39	3.7000	1.1178	6.22	8.04	50	39.07	sí
02	34	1.8828	0.9340	0.95	5.75	0	0	no
07	16	0.8023	1.4006	0.24	0.46	0	0	sí
10	32	1.6779	1.2333	0.79	4.24	0	0	sí
11	34	1.8829	1.0700	0.95	3.90	0	0	no
12	12	0.6922	1.4262	0.19	1.52	0	0	sí
13	22	1.0251	1.5196	0.36	0.68	0	0	sí
15	23	1.0712	1.1622	0.39	2.73	0	0	no
18	34	1.8828	0.9647	0.95	3.17	0	0	no
19	37	2.2681	0.9961	1.27	5.46	0	0	no
20	30	1.5047	1.1452	0.67	2.47	0	0	no
22	29	1.4281	1.0069	0.61	2.66	0	0	no
23	18	0.8676	1.0574	0.27	3.41	0	0	no
25	31	1.5878	1.0031	0.73	2.87	0	0	no
26	23	1.0712	1.6244	0.39	0.39	0	0	no
27	38	2.4229	0.9495	1.40	2.57	0	0	no
29	30	1.5047	1.1869	0.67	0.67	0	0	sí

Tabla 4.3: Planetas que se encuentran en la zona habitable, en el escenario de  $1.5 M_j$ , ordenados por el porcentaje de agua final. Utilizamos la misma división de columnas que en la Tabla 4.1.

### 4.3. Escenario 3: Perturbador de $1.5 M_j$

En el escenario de  $1.5 M_j$  se realizaron 30 simulaciones, de las cuales 20 presentaron un planeta en la zona habitable cada una. En la Tabla 4.3 presentamos las características físicas y orbitales de los planetas que sobrevivieron en la zona habitable. En la Figura 4.6 mostramos la evolución temporal del semieje, perihelio y afelio de los 8 planetas completamente contenidos en la zona habitable al final de la integración y en las Figuras 4.7 y 4.8 los 12 planetas que se encuentran dentro de la zona habitable por el criterio del flujo promediado, aunque su afelio o perihelio no se encuentren completamente contenidos en la región.

De los 20 planetas que se encuentran en la zona habitable al final de la integración, 16 se formaron *in situ* y 4 migraron del sistema exterior. De la totalidad de planetas, 18 presentan un incremento considerable en sus masas, y sólo 2 la conservaron, alcanzando el más masivo un valor  $8.04 M_\oplus$ , por deberse a un embrión externo masivo (ver Tabla 4.3), por lo que podemos decir que la acreción es un proceso relevante. Los planetas formados *in situ* son todos planetas secos, mientras que los 4 planetas migratorios son mundos de agua por presentar altos porcentajes de agua en sus respectivas masas al final de la integración.

### 4.4. Escenario 4: Perturbador de $1 M_j$

En el escenario de  $1 M_j$  se realizaron 30 simulaciones, de las cuales 13 presentaron un planeta en la zona habitable cada una. En la Tabla 4.4 presentamos las características físicas y

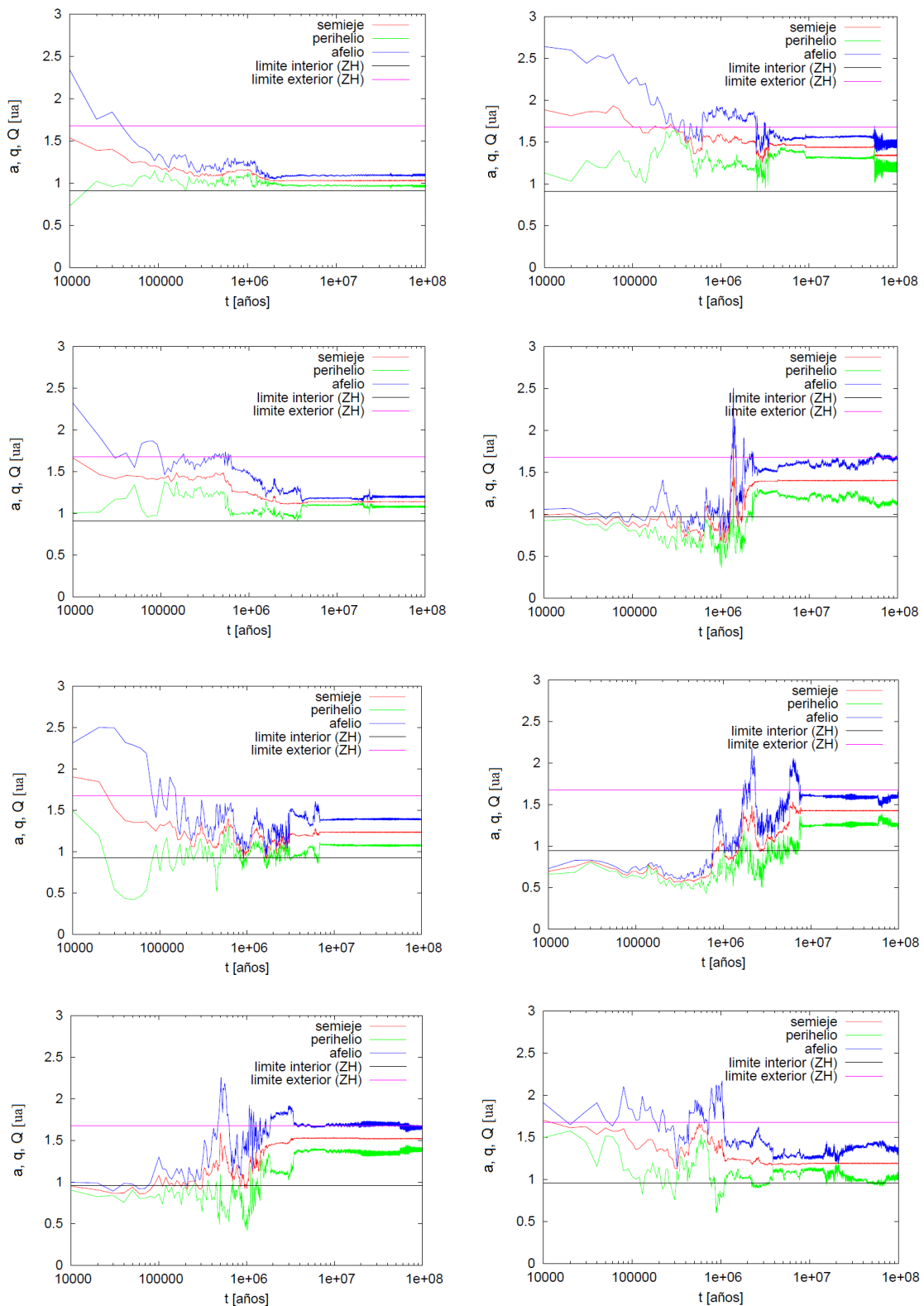


Figura 4.6: Evolución orbital de los 8 planetas que se encuentran completamente contenidos en la zona habitable al final de la integración en el escenario de  $1.5 M_j$ . Todos los gráficos están ordenados de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo con respecto al orden de los embriones de la Tabla 4.3.

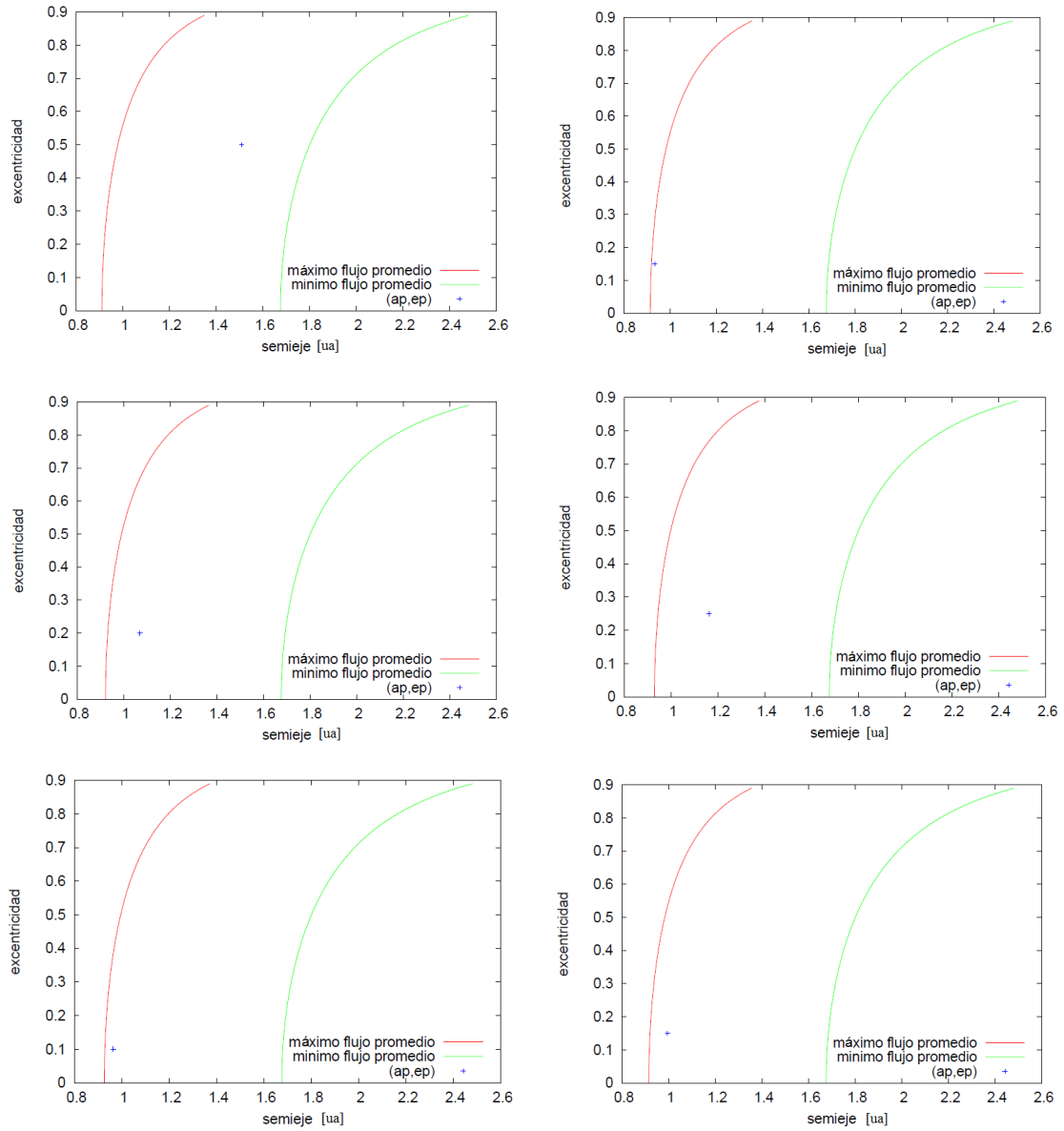


Figura 4.7: Semejante a la Figura 4.2 pero para los primeros seis planetas seleccionados por el criterio de flujo promediado en el escenario de  $1.5 M_j$ . Los gráficos están ordenados de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo con respecto al orden en que aparecen los embriones en la Tabla 4.3.



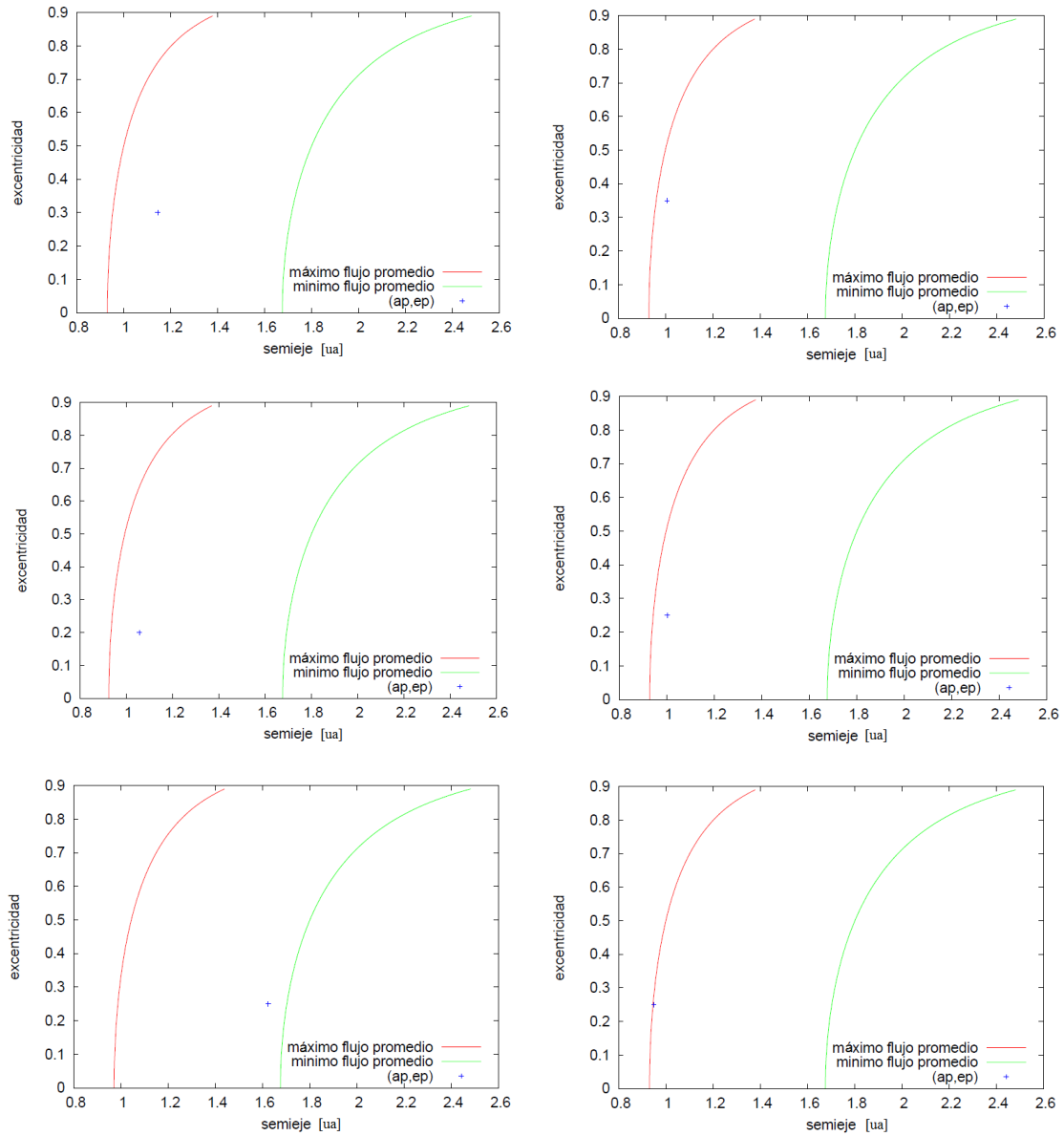


Figura 4.8: Semejante a la Figura 4.2 para los restantes planetas seleccionados por el criterio de flujo promediado en el escenario de  $1.5 M_j$ . Los gráficos están ordenados de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo con respecto al orden en que aparecen los embriones en la Tabla 4.3.

Simulación	Embrión	$a_i$ [ua]	$a_f$ [ua]	$M_i$ [ $M_\oplus$ ]	$M_f$ [ $M_\oplus$ ]	$(H_2O)_i$ %	$(H_2O)_f$ %	$q, Q$
16	39	3.7000	1.1540	6.22	6.45	50	48.20	sí
28	40	4.1288	0.9428	5.07	5.97	50	43.00	no
15	39	3.7000	1.1233	6.22	7.84	50	40.06	sí
05	40	4.1288	1.2694	5.07	6.56	50	39.14	sí
07	39	3.7000	1.0520	6.22	11.16	50	28.69	sí
18	37	2.2681	1.1480	1.27	4.66	0	21.78	sí
02	28	1.3571	0.9194	0.57	5.54	0	0	no
13	29	1.4281	1.1118	0.61	2.81	0	0	sí
22	19	0.9033	1.0640	0.29	0.29	0	0	no
23	31	1.5878	1.0143	0.73	4.41	0	0	no
24	6	0.5657	0.9996	0.14	1.63	0	0	no
27	9	0.6241	1.0111	0.16	4.39	0	0	sí
29	25	1.1735	1.4040	0.45	1.53	0	0	no

Tabla 4.4: Planetas que se encuentran en la zona habitable, en el escenario de  $1 M_j$ , ordenados por porcentaje de agua final. Utilizamos la misma división de columnas que en la Tabla 4.1.

Simulación	Embrión	$a_i$ [ua]	$a_f$ [ua]	$M_i$ [ $M_\oplus$ ]	$M_f$ [ $M_\oplus$ ]	$(H_2O)_i$ %	$(H_2O)_f$ %	$q, Q$
23	41	4.5759	0.9913	4.18	4.61	50	50.00	no
04	40	4.1288	1.1226	5.07	7.20	50	37.36	no
21	40	4.1288	0.9245	5.07	7.63	50	34.05	no
12	41	4.5759	0.9700	4.18	7.99	50	27.69	sí
22	38	2.4229	1.0603	1.40	5.42	0	23.82	sí
28	21	0.9818	1.1410	0.34	1.22	0	2.50	no
09	28	1.3571	0.9619	0.57	3.86	0	1.59	no
06	33	1.7759	1.3089	0.87	3.49	0	0.88	sí

Tabla 4.5: Planetas que se encuentran en la zona habitable, en el escenario de  $1 M_s$ , ordenados por porcentaje de agua final. Utilizamos la misma división de columnas que en la Tabla 4.1.

orbitales de los planetas que sobrevivieron en la zona habitable. En la Figura 4.9 mostramos la evolución temporal del semieje, perihelio y afelio de los 7 planetas completamente contenidos en la zona habitable al final de la integración y en la Figura 4.10 los 6 planetas que se encuentran dentro de la zona habitable por el criterio del flujo promediado, aunque su afelio o perihelio no se encuentren completamente contenidos en la región.

De los 13 planetas que se encuentran en la zona habitable al final de la integración, 8 se formaron *in situ* y 5 migraron del sistema exterior. De la totalidad de planetas, 12 presentan un incremento considerable en sus masas, y sólo 1 la conservó, alcanzando el mayor un valor de  $11.16 M_\oplus$ , considerando que se debe a un embrión externo masivo (ver Tabla 4.4), por lo que podemos decir que la acreción es un proceso relevante. De los planetas formados *in situ*, 7 son planetas secos y 1 es un planeta *in situ* que acreció agua de embriones y planetesimales, mientras que los 5 planetas migratorios son mundos de agua.

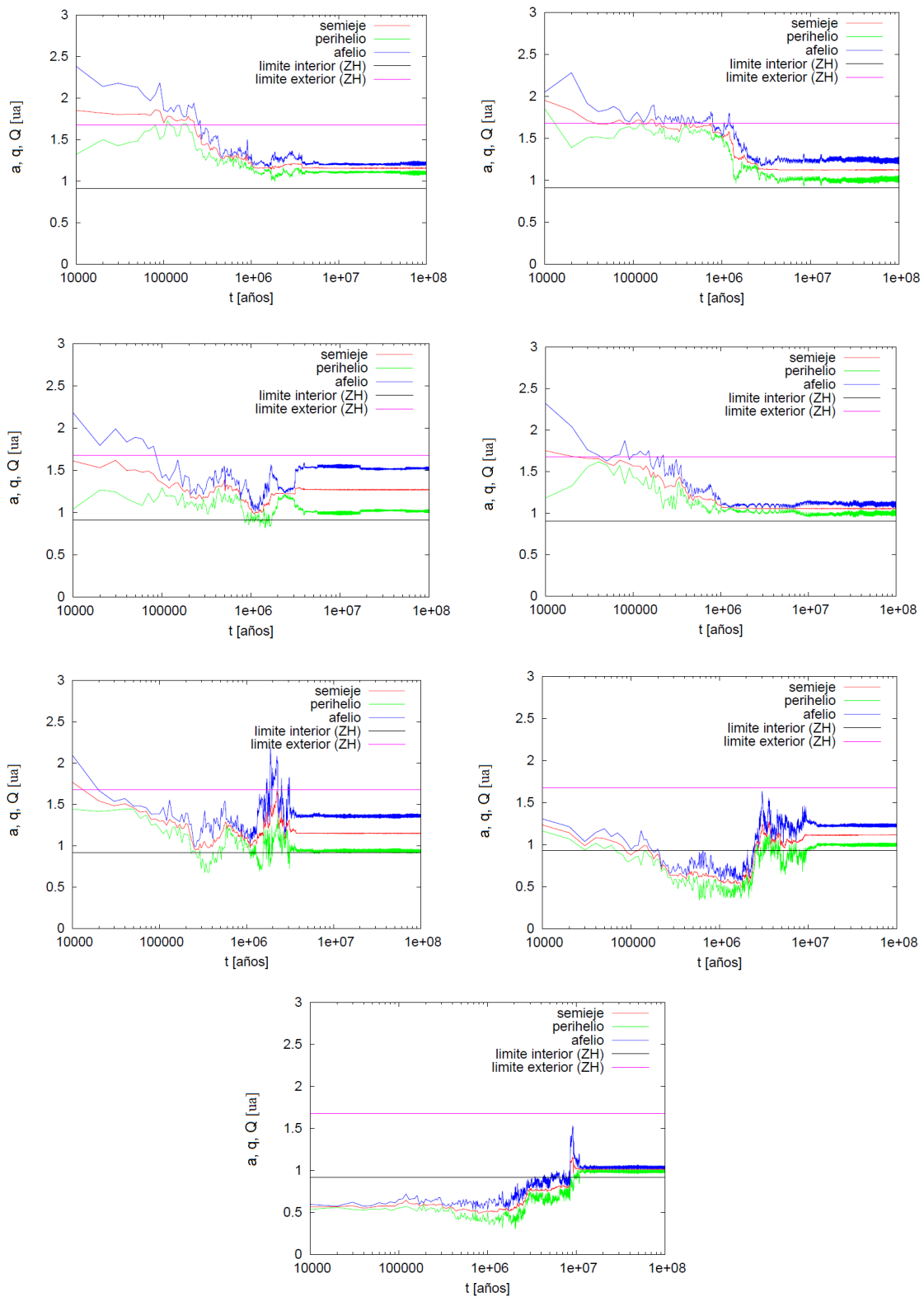


Figura 4.9: Evolución orbital de los 7 planetas que al final de la integración se encuentran completamente contenidos en la zona habitable en el escenario de  $1 M_J$ . Todos los gráficos están ordenados de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo con respecto al orden de los embriones de la Tabla 4.4.

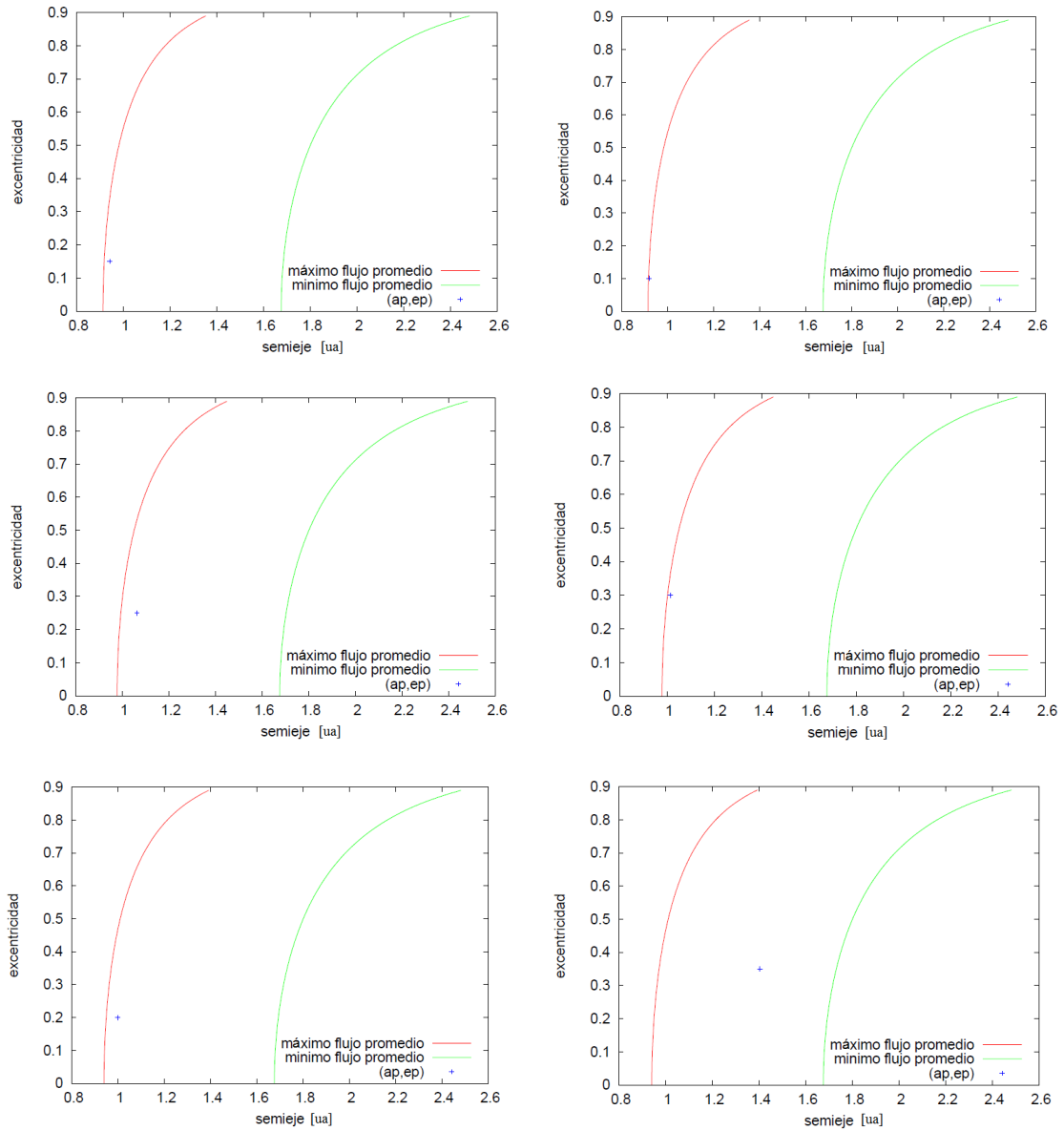


Figura 4.10: Semejante a la Figura 4.2 pero para los planetas seleccionados por el criterio de flujo promediado en el escenario de  $1 M_J$ . Los gráficos están ordenados de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo con respecto al orden en que aparecen los embriones en la Tabla 4.4.

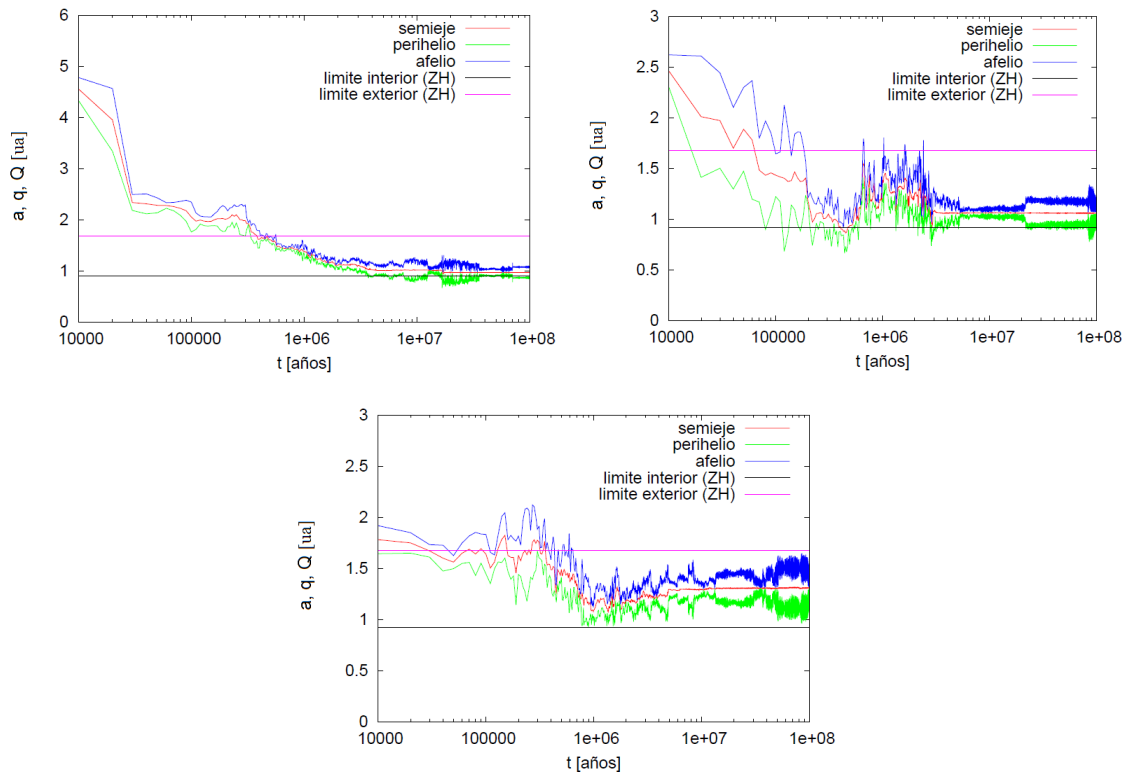


Figura 4.11: Evolución orbital de los 3 planetas que al final de la integración se encuentran completamente contenidos en la zona habitable en el escenario de  $1 M_s$ . Los tres gráficos están ordenados de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo con respecto al orden de los embriones de la Tabla 4.5.

## 4.5. Escenario 5: Perturbador de $1 M_s$

En el escenario de  $1 M_s$  se realizaron 30 simulaciones, de las cuales 8 presentaron un planeta en la zona habitable cada una. En la Tabla 4.5 presentamos las características físicas y orbitales de los planetas que sobrevivieron en la zona habitable. En la Figura 4.11 mostramos la evolución temporal del semieje, perihelio y afelio de los 3 planetas completamente contenidos en la zona habitable al final de la integración y en la Figura 4.12 los 5 planetas que se encuentran dentro de la zona habitable por el criterio del flujo, aunque su afelio o perihelio no se encuentren completamente contenidos en la región.

De los 8 planetas que se encuentran en la zona habitable, 4 se formaron *in situ* y 4 migraron del sistema exterior. Todos los planetas presentan un incremento considerable en sus masas, alcanzando el mayor un valor de  $7.99 M_{\oplus}$  (ver Tabla 4.5), por lo que podemos decir que la acreción es un proceso relevante. De los 4 planetas formados *in situ*, 3 de ellos poseen un bajo contenido de agua, menor al 3 %, debido a colisiones con planetesimales, y uno posee un alto porcentaje de agua debido a colisiones con embriones y planetesimales. Los 4 planetas migratorios son mundos de agua. No se formaron planetas secos. Cabe resaltar que es el único escenario en el que se formaron planetas con bajo contenido de agua *in situ*.

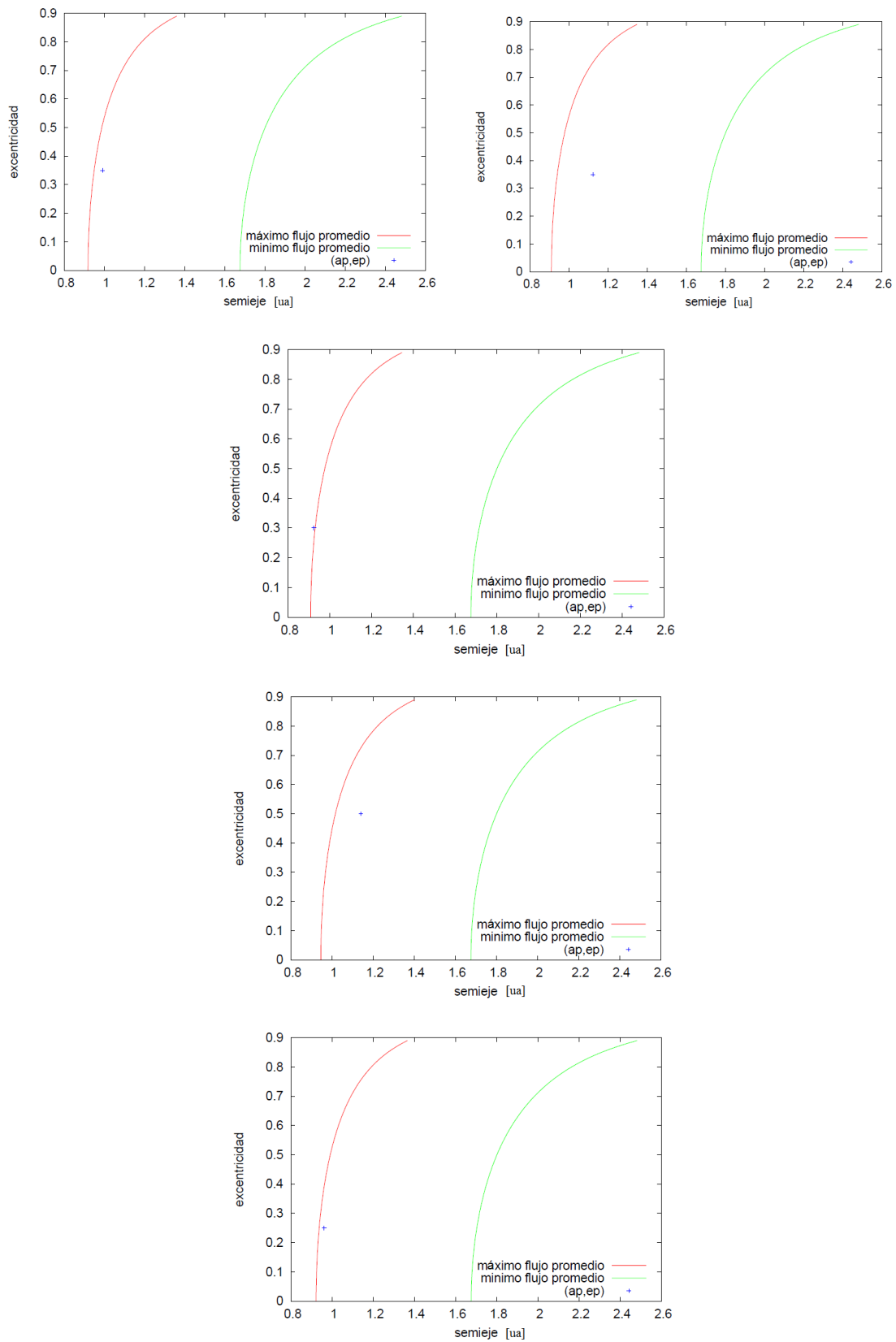


Figura 4.12: Semejante a la Figura 4.2 pero para los planetas seleccionados por el criterio de flujo promediado en el escenario de  $1 M_{\odot}$ . Los gráficos están ordenados de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo con respecto al orden en que aparecen los embriones en la Tabla 4.5.

Simulación	Embrión	$a_i$ [ua]	$a_f$ [ua]	$M_i$ [ $M_\oplus$ ]	$M_f$ [ $M_\oplus$ ]	$(H_2O)_i$ %	$(H_2O)_f$ %	$q, Q$
1	1	3.00	1.6944	50.00	53.65	50	49.46	no
8	1	3.0000	1.6463	50.00	53.20	50	47.98	no
5	41	4.5759	0.9749	5.07	7.59	50	39.06	no
7	41	4.5759	0.9418	5.07	7.71	50	30.30	sí

Tabla 4.6: Planetas que al final de la integración se encuentran en la zona habitable, en el escenario de  $0.5 M_s$ , ordenados por porcentaje de agua final. Utilizamos la misma división de columnas que en la Tabla 4.1.

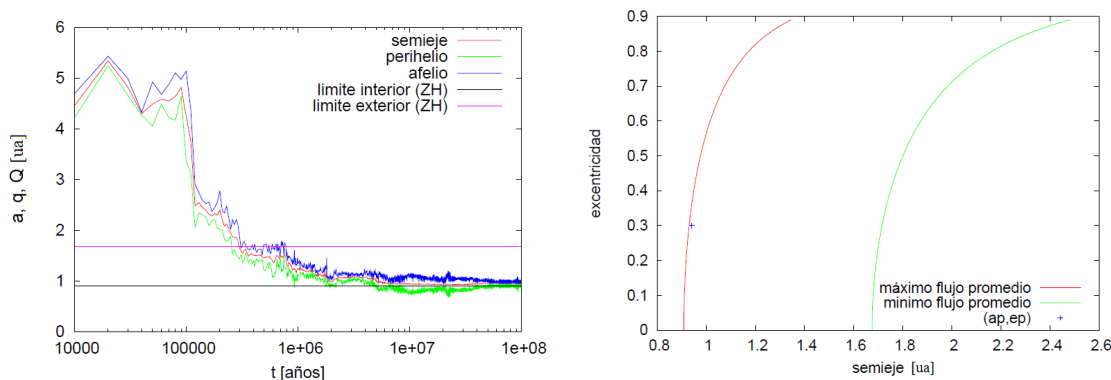


Figura 4.13: El gráfico de la izquierda representa la evolución orbital del embrión 41 de la simulación 7 en el escenario de  $0.5 M_s$ , mientras que el gráfico de la derecha representa la posición del mismo embrión en el plano  $(a, e)$  contenido dentro de las curvas de flujo máximo y mínimo para corroborar su pertenencia en la zona habitable debido a que se encontraba en los límites de la región.

## 4.6. Escenario 6: Perturbador de $0.5 M_s$

En el escenario de  $0.5 M_s$  se realizaron 13 simulaciones, de las cuales 4 presentaron un planeta en la zona habitable cada una. En la Tabla 4.6 presentamos las características físicas y orbitales de los planetas que sobrevivieron en la zona habitable. En la Figura 4.13 mostramos la evolución temporal del semieje, perihelio y afelio del gigante, en conjunto con las curvas de flujo máximo y mínimo, por ser un planeta que se encuentra muy próximo a los límites de la zona habitable, y en la Figura 4.14 los 3 planetas que se encuentran dentro de la zona habitable por el criterio del flujo promediado, aunque su afelio o perihelio no se encuentren completamente contenidos en la región.

De los 4 planetas que se encuentran en la zona habitable, ninguno se formó *in situ*. En dos simulaciones fue el propio gigante el que se ubicó en la zona habitable, mientras que en las otras dos simulaciones fue un embrión migratorio quien lo hizo. Por lo tanto sólo se forman mundos de agua en este escenario. El gigante de  $0.5 M_s$  migró en todas las simulaciones, pero sólo en dos ocasiones se posicionó dentro de la zona habitable.

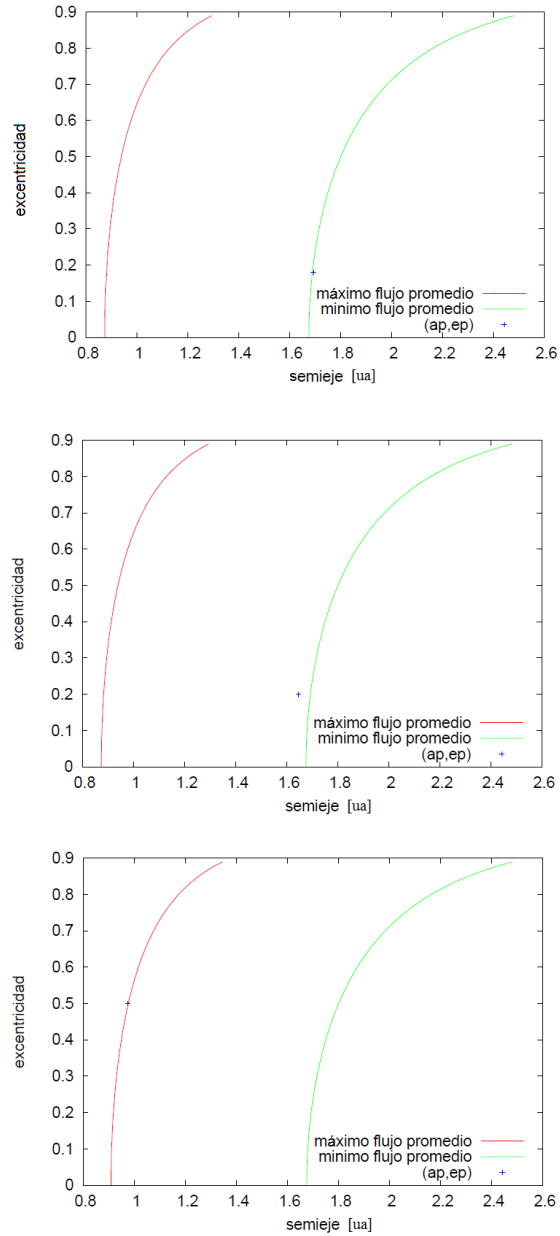


Figura 4.14: Semejante a la Figura 4.2 pero para los planetas seleccionados por el criterio de flujo promediado en el escenario de  $0.5 M_{\odot}$ , que no se encuentran completamente contenidos en la zona habitable. Los gráficos están ordenados de arriba hacia abajo con respecto al orden en que aparecen los embriones en la Tabla 4.6.



Masa perturbador	Planetas en la ZH	Secos	Mundos de agua	H <sub>2</sub> O <i>in situ</i>
3.0 M <sub>j</sub>	11	11	0	0
2.0 M <sub>j</sub>	14	14	0	0
1.5 M <sub>j</sub>	20	16	4	0
1.0 M <sub>j</sub>	13	7	6	0
1.0 M <sub>s</sub>	8	0	5	3
0.5 M <sub>s</sub>	4	0	4	0

Tabla 4.7: Planetas en la zona habitable discriminados por escenario y por porcentaje de agua. Presentamos la totalidad de planetas en la ZH, los planetas secos, los mundos de agua y los planetas que poseen un porcentaje de agua pero que se formaron *in situ*.

## 4.7. Resumen

Presentamos en la Tabla 4.7, los contenidos de este capítulo acerca de los planetas encontrados en la zona habitable en cada escenario, discriminando por el contenido de agua final de cada uno.

A partir de la cantidad de planetas en la zona habitable encontrados por escenario y sus características podemos deducir que:

- La formación de planetas en la zona habitable es un proceso común en todos nuestros escenarios dinámicos, lo cual se puede ver en la Tabla 4.7 donde se indica el total de planetas que se encontraron en la zona habitable, recordando que hubo un total de 30 simulaciones en los primeros 5 escenarios de trabajo y 13 en el escenario del gigante menos masivo, y que en las simulaciones en las que se encontraron planetas en la zona habitable, solo se encontró un planeta por simulación.
- Los escenarios con planetas gigantes más masivos son más propensos a la formación de planetas secos.
- Los escenarios de 1 M<sub>s</sub>, 1 M<sub>j</sub> y 1.5 M<sub>j</sub> son los más eficientes para la formación de mundos de agua en la ZH, lo que es de interés astrobiológico.
- Los escenarios con perturbadores de 1.5 M<sub>j</sub> y 1 M<sub>j</sub> parecen representar un límite más allá del cual la eficiencia de formación de planetas en la zona habitable con altos contenidos de agua decrece abruptamente.
- El escenario de 1 M<sub>s</sub> es el único en el cual se forma un planeta con agua *in situ* en la zona habitable.
- En ninguno de nuestros escenarios de trabajo llegó a formarse una Tierra, esto es un planeta de  $\sim 1 M_{\oplus}$  y un contenido de agua  $\sim 0.1\%$ . Aclaramos que la dependencia del porcentaje de agua acreetado depende del contenido inicial de agua en los embriones y planetesimales.



## Capítulo 5

# Conclusiones

Luego del análisis realizado en nuestro trabajo acerca del rol dinámico de los planetas gigantes como perturbadores en la formación de planetas terrestres y la exposición de los resultados obtenidos, concluimos resaltando los puntos de mayor interés en nuestro estudio:

- Los gigantes más masivos, de  $2 M_j$  y  $3 M_j$ , son los perturbadores que más eficientemente remueven embriones externos, fundamentalmente a partir de eyecciones.
- Los escenarios de  $1 M_s$ ,  $1 M_j$  y  $1.5 M_j$  son los más permeables, permitiendo un mayor número de embriones externos migratorios. Además son más eficientes para la formación de mundos de agua, lo que da una restricción de acuerdo a los sistemas que contengan este tipo de planetas gigantes para un interés astrobiológico.
- El perturbador de  $1 M_j$  parece presentar un límite más allá del cual la eficiencia de migración de embriones externos comienza a disminuir. Además, perturbadores de esta clase parecen representar un límite más allá del cual la eficiencia de formación de planetas en la zona habitable con altos contenidos de agua decrece abruptamente.
- Todos los escenarios parecen remover eficientemente la población de planetesimales, los cuales tienen altos contenidos en agua.
- La formación de planetas en la zona habitable parece ser un proceso común en todos nuestros escenarios de estudio.
- En los escenarios con gigantes más masivos, existe una abundancia de planetas secos. Destacamos que es un área que merece un estudio más detallado.
- En ningún escenario fue factible la formación de una Tierra. Mejoras en los modelos numéricos deberían confirmar el hecho de que no pueda formarse un planeta tipo Tierra en sistemas con gigantes como los que utilizamos en nuestro trabajo.
- El perturbador de  $0.5 M_s$  es el único gigante que migra al sistema interior. En base a los resultados obtenidos podemos suponer que debería existir un límite para la masa del gigante tal que el mismo migraría al sistema interior.



# Índice general

<b>Prefacio</b>	<b>iii</b>
<b>Resumen</b>	<b>vii</b>
<b>Introducción</b>	<b>ix</b>
<b>1. Consideraciones generales</b>	<b>1</b>
1.1. Sistemas planetarios: marco teórico . . . . .	1
1.1.1. Acreción: del polvo a planetesimales . . . . .	2
1.1.2. <i>Runaway</i> : de planetesimales a embriones . . . . .	2
1.1.3. Régimen oligárquico: de embriones a oligarcas . . . . .	2
1.1.4. Régimen postoligárquico: de oligarcas a planetas . . . . .	4
1.2. Análisis de las observaciones . . . . .	4
1.3. Concepto de zona habitable . . . . .	9
<b>2. Modelo y método numérico</b>	<b>11</b>
2.1. Modelo de disco protoplanetario . . . . .	11
2.2. Simulaciones de $N$ -cuerpos: código MERCURY . . . . .	12
2.3. Distribuciones iniciales . . . . .	14
2.3.1. Planeta gigante . . . . .	14
2.3.2. Distribución de embriones . . . . .	14
2.3.3. Distribución de planetesimales . . . . .	17
2.4. Parámetros y escenarios de trabajo . . . . .	19
2.5. Modelo de zona habitable . . . . .	19
<b>3. Resultados 1: Planetas gigantes como perturbadores</b>	<b>23</b>
3.1. Embriones externos . . . . .	25
3.1.1. Migración . . . . .	25
3.1.2. Remoción y supervivencia . . . . .	25
3.1.3. Procesos de eyección y acreción . . . . .	27
3.1.4. Dispersión . . . . .	30
3.2. Planetesimales . . . . .	30
3.2.1. Remoción y supervivencia . . . . .	30
3.2.2. Procesos de eyección . . . . .	33
3.3. Resumen . . . . .	34
<b>4. Formación de planetas en la zona habitable</b>	<b>37</b>
4.1. Escenario 1: Perturbador de $3 M_j$ . . . . .	37
4.2. Escenario 2: Perturbador de $2 M_j$ . . . . .	38
4.3. Escenario 3: Perturbador de $1.5 M_j$ . . . . .	44

4.4. Escenario 4: Perturbador de $1 M_j$ . . . . .	44
4.5. Escenario 5: Perturbador de $1 M_s$ . . . . .	51
4.6. Escenario 6: Perturbador de $0.5 M_s$ . . . . .	53
4.7. Resumen . . . . .	55
<b>5. Conclusiones</b>	<b>57</b>

# Índice de figuras

1.1. Evolución planetaria . . . . .	3
1.2. Masa vs. año de descubrimiento de exoplanetas . . . . .	5
1.3. Masa vs. semeje de exoplanetas . . . . .	6
1.4. Semeje vs. excentricidad de exoplanetas . . . . .	7
1.5. Cantidad de planetas descubiertos en relación con su tamaño . . . . .	8
1.6. Zona habitable en relación con la masa estelar . . . . .	9
2.1. Distribución de embriones . . . . .	16
2.2. Distribución de planetesimales . . . . .	18
2.3. Ajuste de la zona habitable de Kopparapu . . . . .	20
2.4. Ajuste del flujo de Kopparapu . . . . .	22
3.1. Distribución de planetas en el disco . . . . .	24
3.2. Distribución de planetas en el disco para 1.5 $M_j$ , 1 $M_j$ y 1 $M_s$ . . . . .	24
3.3. Porcentaje de embriones externos sobrevivientes . . . . .	26
3.4. Porcentaje de embriones externos eyectados . . . . .	28
3.5. Histograma de sobrevivientes . . . . .	31
3.6. Planetesimales removidos . . . . .	32
3.7. Porcentaje de planetesimales eyectados . . . . .	33
4.1. Gigante de 3 $M_j$ : Planetas completamente contenidos en la zona habitable . .	39
4.2. Gigante de 3 $M_j$ : Planetas seleccionados por el criterio de flujo . . . . .	40
4.3. Gigante de 2 $M_j$ : Planetas completamente contenidos en la zona habitable . .	41
4.4. Gigante de 2 $M_j$ : Planetas seleccionados por el criterio de flujo . . . . .	42
4.5. Gigante de 2 $M_j$ : Planetas seleccionados por el criterio de flujo . . . . .	43
4.6. Gigante de 1.5 $M_j$ : Planetas completamente contenidos en la zona habitable .	45
4.7. Gigante de 1.5 $M_j$ : Planetas seleccionados por el criterio de flujo . . . . .	46
4.8. Gigante de 1.5 $M_j$ : Planetas seleccionados por el criterio de flujo . . . . .	47
4.9. Gigante de 1 $M_j$ : Planetas completamente contenidos en la zona habitable . .	49
4.10. Gigante de 1 $M_j$ : Planetas seleccionados por el criterio de flujo . . . . .	50
4.11. Gigante de 1 $M_s$ : Planetas completamente contenidos en la zona habitable . .	51
4.12. Gigante de 1 $M_s$ : Planetas seleccionados por el criterio de flujo . . . . .	52
4.13. Gigante de 0.5 $M_s$ : Planeta completamente contenido en la zona habitable . .	53
4.14. Gigante de 0.5 $M_s$ : Planetas seleccionados por el criterio de flujo . . . . .	54





# Índice de tablas

2.1. Zona habitable (Kopparapu et ál. 2014) . . . . .	20
2.2. Valores de flujo (Kopparapu et ál. 2014) . . . . .	21
3.1. Migraciones . . . . .	25
3.2. Embriones externos removidos . . . . .	27
3.3. Embriones externos eyectados . . . . .	28
3.4. Remoción vs. eyección . . . . .	29
3.5. Remoción vs. colisiones con la estrella central . . . . .	29
3.6. Remoción vs. acreciones . . . . .	29
3.7. Planetesimales removidos . . . . .	30
3.8. Eyecciones de planetesimales . . . . .	34
3.9. Remociones vs. eyecciones . . . . .	34
4.1. Gigante de 3 $M_j$ : planetas en la zona habitable . . . . .	38
4.2. Gigante de 2 $M_j$ : planetas en la zona habitable . . . . .	41
4.3. Gigante de 1.5 $M_j$ : planetas en la zona habitable . . . . .	44
4.4. Gigante de 1 $M_j$ : planetas en la zona habitable . . . . .	48
4.5. Gigante de 1 $M_s$ : planetas en la zona habitable . . . . .	48
4.6. Gigante de 0.5 $M_s$ : planetas en la zona habitable . . . . .	53
4.7. Planetas en la zona habitable . . . . .	55



# Bibliografía

- Andrews S. M., Wilner D. J., Hughes A. M., et ál, 2010, ApJ, 723, 1241
- Chambers J. E., 1999, MNRAS, 304, 793
- Cumming A., Butler R. P., Marcy G. W., et ál, 2008, PASP, 120, 531
- Darriba L. A., de Elía G. C., Guilera O. M., et ál, 2017, enviado A&A
- Hart M. H., 1978, Icarus, 33, 23
- Hasegawa M. y Nakazawa K., 1990, A&A, 227, 619
- Hartmann L., Calvet N., Gullbring E., et ál, 1998, AJ, 495, 385
- Huang S. S., 1959, AmSci, 47, 397
- Jacobson S. A., Morbidelli A., Raymond S. N., et ál., 2014, Nature, 508, 84
- Kasting J. F., Whitmire D. P. y Reynolds R. T., 1993, Icarus, 101, 108
- Kokubo E. e Ida S., 1996, Icarus, 123(1), 180-191
- Kokubo E. e Ida S., 1998, Icarus, 131(1), 171-178
- Kopparapu R. K., 2013, ApJL, 767, 1
- Kopparapu R. K., Ramirez R. M., SchottelKotte J., et ál., 2014, ApJ, 787, L29
- Lodders K., Palme H. y Gail H. P., 2009. 4.4 Abundances of the elements in the Solar System: Solar System (pp. 712-770). Springer Berlin Heidelberg
- Lynden-Bell D. y Pringle J. E., 1974, MNRAS, 168, 603
- Mayor M., Marmier M., Lovis C., et ál., 2012, A&A, enviado
- Miguel Y., Guilera O. M. y Brunini A., 2011, MNRAS, 417, 314
- Morbidelli A., Lunine J.I., O'Brien D.P., et ál., 2012, Ann. Rev. Earth Planet. Sci. 40:251-275

Mordasini C., Albert Y., Benz W., et ál, 2009, A&A, 501, 1161

Raymond S. N., 2006. Formation of terrestrial planets: Formation and Evolution of Exoplanets (pp. 123-143)

Selsis F., Kasting J. F., Levrard B., et ál., 2007, A&A, 476, 1373

Williams D. M. y Pollard D., 2002. Habitable planets on eccentric orbits: The Evolving Sun and its influence on Planetary Environments (Vol. 269, p. 201)

Zain P. S., 2016, Tesis de Licenciatura, FCAG, UNLP