

PRESENTACIÓN ORAL

Diversidad de Sistemas Planetarios en Discos de Baja Masa

M.P.Ronco¹ & G.C. de Elía^{1,2}

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas (UNLP)*

(2) *Instituto de Astrofísica de La Plata (CONICET-UNLP)*

Abstract. The accretion process that allows the formation of terrestrial planets is strongly dependent on the mass distribution in the system and the presence of gas giant planets. Several studies suggest that planetary systems formed only by terrestrial planets are the most common in the Universe. In this work we study the diversity of planetary systems that could form around solar-type stars in low mass disks in absence of gas giants planets and search wich ones are targets of particular interest.

Resumen. El proceso de acreción que da lugar a la formación de planetas de tipo terrestre es fuertemente dependiente de la distribución de masa en el sistema y de la presencia de planetas gigantes gaseosos. Diversos estudios sugieren que los sistemas planetarios más comunes en el Universo estarían formados sólo por planetas terrestres. En este trabajo estudiamos la diversidad de sistemas planetarios que podrían formarse alrededor de estrellas de tipo solar en discos de baja masa sin gigantes gaseosos y buscamos cuáles de ellos son blancos de particular interés.

1. Introducción

Durante la última década, diversos estudios observacionales y teóricos (Cumming et al. 2008; Miguel et al. 2011) sugieren que los sistemas planetarios compuestos únicamente por planetas de tipo terrestre son los más comunes en el Universo. Particularmente, Miguel et al. (2011) sugieren que los sistemas planetarios en discos de masas $\lesssim 0.03 M_{\odot}$ carecen de gigantes gaseosos para una amplia variedad de perfiles de densidad superficial. El objetivo general de este trabajo es analizar la diversidad de sistemas planetarios que podrían formarse en discos de baja masa alrededor de estrellas de tipo solar, sin gigantes gaseosos, considerando diferentes perfiles de densidad superficial. En particular buscamos determinar teóricamente si estos sistemas son blancos de interés observacional. Es decir, si son sistemas con planetas potencialmente habitables, ricos en agua y con masas similares a la de la tierra.

2. Propiedades del Disco Protoplanetario y Método Numérico

Para estudiar el proceso de formación de planetas terrestres, adoptamos un disco protoplanetario con una masa total de $0.03M_{\odot}$, en consistencia con los resultados obtenidos por Miguel et al. (2011). Consideramos una distribución bimodal de embriones y planetesimales entre 0.5 y 5 UA, asumiendo que cada componente

Disco Total (0.5 UA – 5 UA)			
	$\gamma = 0,5$	$\gamma = 1$	$\gamma = 1,5$
N_f/N_i	25 %	23.33 %	13.33 %
$\langle M \rangle_e$	$0.12M_\oplus$	$0.68M_\oplus$	$1.36M_\oplus$
$\langle e \rangle_t$	0.23	0.41	0.39
$\langle i \rangle_t$	14.14°	28.27°	29.00°
Disco Interno (0 UA – 2 UA)			
	$\gamma = 0,5$	$\gamma = 1$	$\gamma = 1,5$
M_T	$0.27M_\oplus$	$1.96M_\oplus$	$3.82M_\oplus$
$\langle M \rangle_e^i$	$0.04M_\oplus$	$0.72M_\oplus$	$1.55M_\oplus$
Zona Habitable (0.8 UA – 1.5 UA)			
	$\gamma = 0,5$	$\gamma = 1$	$\gamma = 1,5$
N_{ZH}	1	1	1
P_{agua}	2.35 %	3.83 %	21.16 %

Tabla 1. Principales características de los perfiles de densidad superficial luego de 200×10^6 años de evolución. El cociente N_f/N_i representa el porcentaje de embriones sobrevivientes, mientras que $\langle M \rangle_e$ indica la masa media por embrión. La excentricidad e inclinación medias del sistema de embriones y planetesimales vienen dadas por $\langle e \rangle_t$ e $\langle i \rangle_t$, respectivamente. Para el disco interno, la masa total del sistema está representada por M_T y la masa media por embrión está dada por $\langle M \rangle_e^i$. El número total de embriones en la zona habitable es representado por N_{ZH} mientras que el porcentaje medio de agua por embrión está indicado por P_{agua} . En comparación, el porcentaje de agua contenido en la Tierra oscila entre 0.03 % y 0.1 % según Abe et. al. (2000).

posee la mitad de la masa total del disco en esa región, de acuerdo con diversos estudios de acreción planetaria. El tiempo cero de nuestras simulaciones representa la época en la cual el gas se ha disipado por completo del sistema. El perfil de densidad superficial de sólidos que utilizamos es el propuesto por Andrews et al. (2009):

$$\Sigma(r) = \Sigma_0 \eta \left(\frac{r}{r_c} \right)^{-\gamma} e^{-\left(\frac{r}{r_c}\right)^{2-\gamma}}, \quad (1)$$

donde Σ_0 es un parámetro de normalización, r_c es un radio característico del disco, γ es el exponente que determina el gradiente de material, y η es un factor que tiene en cuenta la discontinuidad en la densidad de sólidos debido a la condensación de material volátil más allá de la línea de hielo, la cual ubicamos en 2.7 UA. Desarrollamos simulaciones teniendo en cuenta tres perfiles de densidad superficial para $\gamma = 0.5, 1, \text{ y } 1.5$. En todas ellas utilizamos 1000 planetesimales con el objetivo de modelar eficientemente los efectos de la fricción dinámica. El número de embriones depende de cada perfil. El disco protoplanetario de nuestro modelo también presenta un gradiente composicional. El contenido de agua por masa varía con la distancia heliocéntrica r de acuerdo a la ley propuesta por Raymond et al. (2004):

$$\text{Fracción de Agua por Masa} = \begin{cases} 10^{-5}, & r < 2 \text{ UA}, \\ 10^{-3}, & 2 \text{ UA} < r < 2.5 \text{ UA}, \\ 0.05, & 2.5 \text{ UA} < r < 2.7 \text{ UA}, \\ 0.5, & r > 2.7 \text{ UA}. \end{cases} \quad (2)$$

Con estas condiciones iniciales generamos tres simulaciones por cada perfil las cuales son desarrolladas por 200×10^6 años (escala de tiempo asociada a la formación de los planetas terrestres de nuestro Sistema Solar) usando el integrador híbrido del código *Mercury* (Chambers 1999).

3. Resultados y Conclusiones

La Figura 1 muestra la evolución temporal de tres simulaciones correspondientes a los perfiles de densidad superficial con $\gamma = 0.5$, 1, y 1.5, respectivamente. Se pueden observar diferencias significativas entre los distintos sistemas planetarios obtenidos con cada perfil, fundamentalmente en lo que respecta a la masa media de los embriones, fracción de objetos sobrevivientes y estado de excitación del sistema. Las características más importantes de los sistemas resultantes se resumen en la Tabla 1.

Cuanto mayor es el valor del exponente γ mayor resulta ser la densidad superficial y por ende las tasas de acreción son más cortas. Esto se manifiesta en el porcentaje de planetas sobrevivientes asociados a cada perfil.

El análisis del disco interno es de particular importancia debido a que en él se encuentra la Zona Habitable (ZH) que definimos entre 0.8 UA y 1.5 UA. Puede observarse que al finalizar las simulaciones todos los perfiles poseen un planeta en la ZH. El sistema asociado al perfil $\gamma = 0.5$ está compuesto por planetas de la masa de Marte mientras que el correspondiente a $\gamma = 1$ está constituido por objetos de $\sim 0.5M_{\oplus}$. En promedio, los planetas que constituyen el disco asociado a $\gamma = 1.5$ presentan una masa de $\sim 1.5M_{\oplus}$.

La ausencia de gigantes gaseosos hace que no existan cambios significativos en la distribución radial de masas de los perfiles con $\gamma = 0.5$ y $\gamma = 1$. Sin embargo para $\gamma = 1.5$ la interacción gravitatoria ejercida por los embriones planetarios resulta ser más relevante dando lugar a una mezcla sustancial de material entre las regiones interna y externa a la línea de hielo. En efecto más del 50% de los planetas que alcanzan la ZH para $\gamma = 1.5$ provienen de la zona externa, mientras que la totalidad de los planetas en la ZH para $\gamma = 0.5$ y $\gamma = 1$ tienen origen en la zona interna. Esto justifica el incremento sustancial en el contenido de agua de los planetas de $\gamma = 1.5$ en la ZH.

Como conclusión podemos destacar que independientemente del perfil de densidad superficial, siempre encontramos planetas en la ZH. Además, que el sistema planetario asociado al perfil $\gamma = 1.5$ resulta ser el blanco de mayor interés observacional dado que es el que modela planetas similares a la Tierra y con el más alto contenido de agua.

Referencias

- Abe, Y., Ohtani, E., Okuchi, T., Righter, K., & Drake, M. 2000, *Origin of the Earth and Moon*, 413
- Andrews, S. M., Wilner, D. J., Hughes, A. M., Qi, C., & Dullemond, C. P. 2009, *ApJ*, 700, 1502
- Chambers, J. E. 1999, *MNRAS*, 304, 793
- Cumming, A., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2008, *PASP*, 120, 531
- Miguel, Y., Guilera, O. M., & Brunini, A. 2011, *MNRAS*, 417, 314
- Raymond, S. N., Quinn, T., & Lunine, J. I. 2004, *ICARUS*, 168, 1

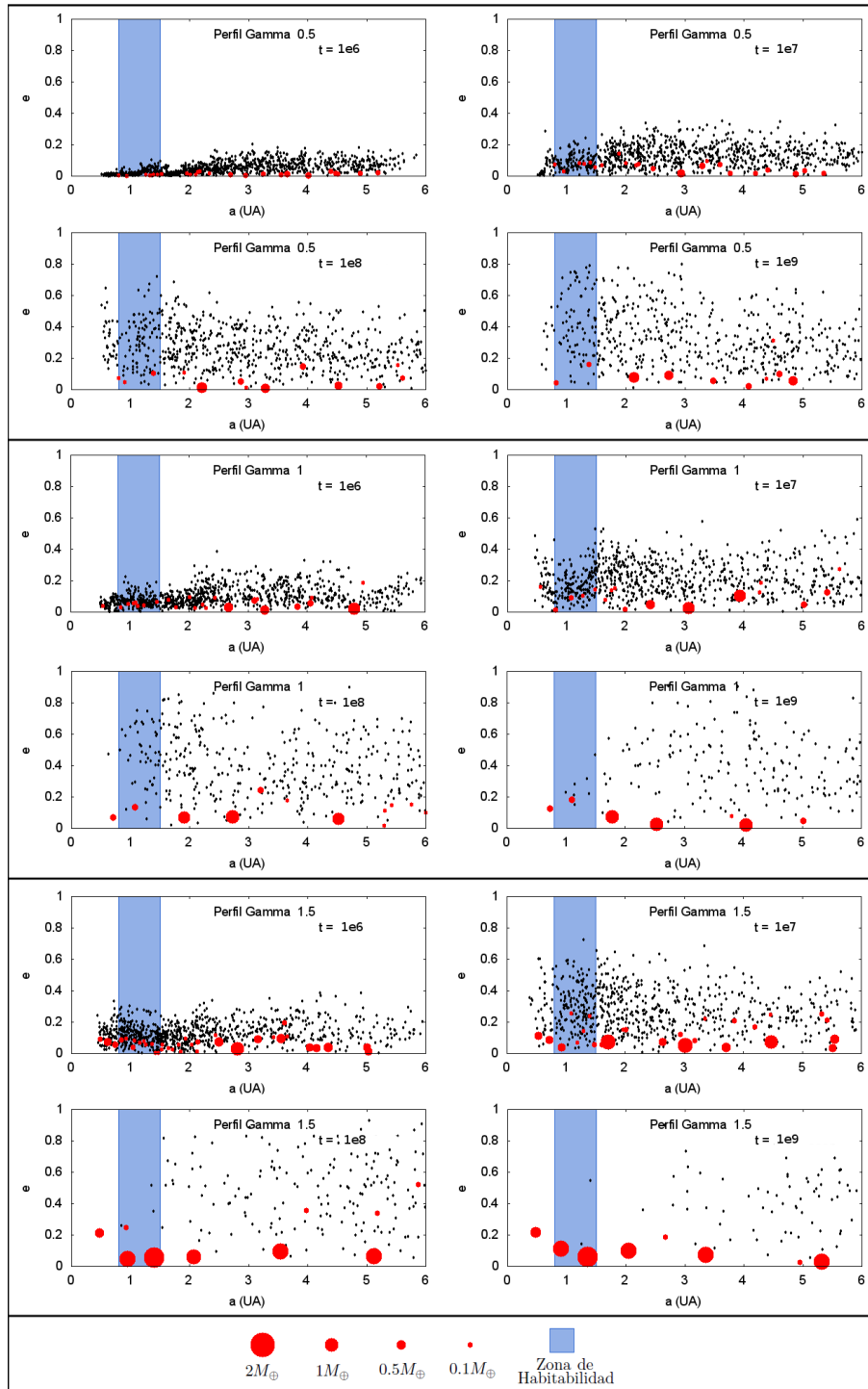


Figura 1. Evolución temporal de una simulación con $\gamma = 0.5$, $\gamma = 1$ y $\gamma = 1.5$ respectivamente. Los puntos negros representan a los planetesimales mientras que los rojos se refieren a los embriones planetarios. Pueden observarse diferencias en cuanto a las escalas de tiempo de acreción, estado de excitación del disco y masa media de los embriones finales. El tiempo está medido en años.