

Formación de Planetas Terrestres sin Gigantes Gaseosos: Dependencia con la Metalicidad Estelar

Carolina Charalambous¹ & Gonzalo C. de Elía^{1,2}

(1) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas La Plata - UNLP

(2) Instituto de Astrofísica La Plata (IALP) - CCT La Plata - CONICET - UNLP



Resumen

El proceso de formación de planetas terrestres está fuertemente ligado a la distribución de masa en el disco protoplanetario. En esta presentación analizamos la diversidad de sistemas planetarios que se forman en discos de $0.1 M_{\odot}$, para distintas metalicidades: $[Fe/H] = -0.25, 0$ y 0.25 . Utilizamos un método semianalítico para tratar la fase gaseosa y un código de N -cuerpos para la etapa post-gas. Nuestras simulaciones sugieren distintos escenarios en cada caso. Nos concentramos en los planetas resultantes en la región entre $0.5 UA$ y $5 UA$, particularmente en la Zona de Habitabilidad (ZH), y en sus contenidos de agua. A futuro queremos extender el rango de masas de los discos tomando nuevamente $[Fe/H] = -0.25, 0$ y 0.25 .

Introducción

El proceso de acreción que da lugar a la formación planetaria es fuertemente dependiente de la distribución de masa en el sistema (Kokubo & Ida 2002). A partir de esto, parámetros tales como la masa del disco protoplanetario, las densidades superficiales de gas y sólidos, y la metalicidad estelar resultan ser claves para determinar la configuración final de un sistema planetario.

La metalicidad estelar representa una medida de la abundancia de elementos pesados en una estrella. En términos generales, se utiliza el índice de metalicidad $[Fe/H]$, el cual adopta como patrón la abundancia de elementos pesados del Sol a partir de la comparación de las líneas de absorción del hierro (Fe) y del hidrógeno (H). De este modo, el índice de metalicidad solar es $[Fe/H]_{\odot} = 0$, mientras que estrellas más ricas y más pobres en metales presentan índices $[Fe/H]$ positivos y negativos, respectivamente. Si asumimos que el contenido estelar de elementos pesados es una buena medida de la abundancia de elementos pesados en el disco protoplanetario, el índice de metalicidad $[Fe/H]$ puede ser utilizado para especificar la razón de gas y sólidos en un dado disco. Hasta la fecha se han descubierto un total de 775 exoplanetas confirmados. Los valores del índice de metalicidad $[Fe/H]$ de las estrellas asociadas con tales planetas cubren un rango que va desde -0.79 hasta 0.46 .

El objetivo general de nuestro estudio es analizar los procesos de formación planetaria en estrellas con diferentes metalicidades. Principalmente, estamos interesados en trabajar con discos masivos, con el fin de formar sistemas planetarios que podrían ser más fácilmente detectados con las actuales técnicas de observación. En particular, aquí presentamos resultados sobre formación planetaria alrededor de estrellas de masa solar, asumiendo valores para $[Fe/H]$ de $-0.25, 0$, y 0.25 , y un disco protoplanetario de $0.1 M_{\odot}$. Nuestro estudio se focaliza en la formación de planetas en la Zona de Habitabilidad (ZH) del sistema así como también en el análisis de sus contenidos de agua. Además, nuestro objetivo es determinar la existencia de correlaciones entre los planetas formados en las diferentes regiones del sistema sobre escenarios de trabajo con diferentes metalicidades.

Modelo de Disco Protoplanetario

En este modelo usamos un perfil de densidad para el disco protoplanetario basado en la evolución de un disco delgado kepleriano, sujeto a la gravedad de la estrella central tomada como una masa puntual de $1 M_{\odot}$. (Lynden-Bell & Pringle 1974, Hartmann et al. 1998). Proponemos una densidad para el gas y otra para los sólidos.

- La densidad superficial para el gas $\Sigma_g(R)$ viene dada por:

$$\Sigma_g(R) = \Sigma_g^0 \left(\frac{R}{R_c}\right)^{-\gamma} \exp\left[-\left(\frac{R}{R_c}\right)^{2-\gamma}\right]$$

donde Σ_g^0 es una constante de normalización, R_c el radio característico y γ un parámetro que define el gradiente de la densidad superficial. Σ_g^0 puede ser escrita en términos de la masa del disco M_d como:

$$\Sigma_g^0 = (2 - \gamma) \frac{M_d}{2\pi R_c^2}$$

para $\gamma \neq 2$.

- La densidad superficial para los sólidos $\Sigma_s(R)$ viene dada por:

$$\Sigma_s(R) = \Sigma_s^0 \eta_{ice} \left(\frac{R}{R_c}\right)^{-\gamma} \exp\left[-\left(\frac{R}{R_c}\right)^{2-\gamma}\right]$$

siendo η_{ice} un parámetro que representa un incremento en la cantidad de material sólido debido a la condensación de agua detrás de la línea de hielo, la cual ubicamos a $2.7 UA$.

Las densidades de sólidos y gases se relacionan con la metalicidad $[Fe/H]$ mediante:

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

con z_0 la abundancia primordial de elementos pesados en el Sol, la cual adopta un valor de $z_0 = 0.0149$ (Lodders 2003).

En este estudio asumimos una estrella central de $1 M_{\odot}$ y consideramos tres valores diferentes para la metalicidad $[Fe/H]$ de $-0.25, 0$, y 0.25 . Para γ y R_c adoptamos valores de $0.9 UA$ y $39 UA$, respectivamente, los cuales son valores medianos obtenidos por Andrews et al. (2010) a partir de un análisis de 16 discos protoplanetarios en la región de Ophiuchus. Por otra parte, adoptamos un disco protoplanetario de $0.1 M_{\odot}$. Destacamos que nuestra región de estudio se extiende entre $0.5 UA$ y $5 UA$. Además, asumimos dos estimaciones para la ZH: 1) una conservadora, entre $0.99 UA$ y $1.7 UA$, y 2) una optimista, entre $0.75 UA$ y $1.77 UA$ (Kopparapu et al. 2013).

Asignamos a cada cuerpo, dependiendo de su ubicación inicial, una cantidad de agua de acuerdo a la distribución $W(R)$. Asumimos para esto que el disco posee un gradiente radial relativo al contenido de agua, dado por:

Modelo de Disco Protoplanetario

$$W(R) = \begin{cases} 0.001\% & R < 2UA, \\ 0.1\% & 2 < R < 2.5UA, \\ 5\% & 2.5 < R < 2.7UA, \\ 50\% & R > 2.7UA \end{cases}$$

Método Numérico

Para nuestro estudio usamos dos códigos numéricos:

- Método Semianalítico:

Adoptamos el código numérico desarrollado por Guilera et al. (2010) con el fin de analizar la evolución de embriones y planetesimales durante la fase gaseosa, partiendo del régimen de crecimiento oligárquico. Los embriones evolucionan acretando planetesimales y acretándose entre sí a distancias menores que 3 radios de Hill. Tomamos 1000 planetesimales que evolucionan por el drag gaseoso y tienen un tamaño de $10 km$. Además, no consideramos migración de tipo I sobre los embriones. Finalmente, consideramos que el gas se disipa en 2.5×10^6 años (Mamajek 2009). Las distribuciones de embriones y planetesimales al final de la fase gaseosa se muestran en la Figura 1. Dichas distribuciones representan las condiciones iniciales para ser utilizadas en el código de N -cuerpos.

- Código de N -cuerpos: Adoptamos el código MERCURY (Chambers 1999) para tratar la evolución del sistema una vez que el gas se ha disipado. Nuestro modelo considera que los embriones planetarios pueden interactuar gravitatoriamente con todos los cuerpos, mientras que los planetesimales no interactúan entre sí. Para cada simulación usamos un paso de integración de 6 días y con el fin de evitar errores numéricos en órbitas de bajo perihelio adoptamos un radio ficticio para la estrella de $0.1 UA$. Cada simulación es integrada por 200×10^6 años.

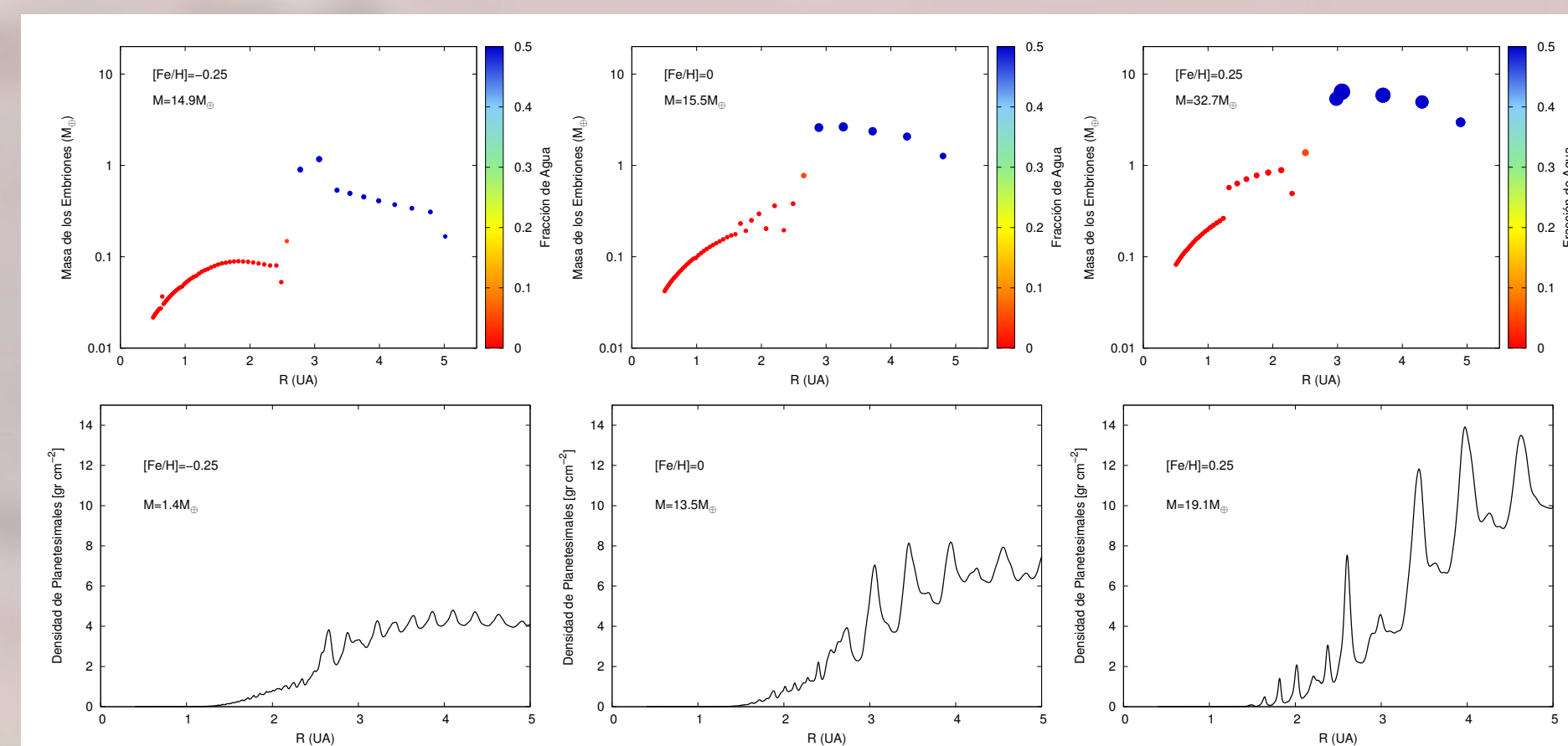


Figura 1. Distribución de embriones y planetesimales obtenidas con el método semianalítico al terminar la fase gaseosa.

Resultados

Las Figuras 2, 3 y 4 muestran la evolución en el tiempo de 3 simulaciones correspondientes a distintos valores de metalicidad para una masa dada de disco. Las primeras dos están integradas por 200×10^6 años mientras que la última sólo por 100×10^6 años dado que el sistema tarda más en acretar material. En estas figuras es posible notar grandes diferencias entre los distintos sistemas, fundamentalmente en lo que respecta a las masas y contenidos de agua.

La Figura 2 muestra la evolución de un sistema de embriones y planetesimales para un valor de $[Fe/H] = -0.25$. Inicialmente, los embriones excitan a los planetesimales y se excitan entre sí dando lugar a colisiones de acreción. El estado final de esta simulación muestra el sistema a los 100×10^6 años con un planeta de $2.6 M_{\oplus}$ y 27.8% de su contenido en agua, acompañado de 3 planetas con gran cantidad de su masa en agua de entre $0.46 M_{\oplus}$ y $2.15 M_{\oplus}$. La escala de tiempo de formación de los planetas más grandes de estos sistemas es de 10×10^6 años. Una vez formados, no permiten el ingreso de material desde el exterior del disco hacia adentro de la línea de hielo. En las demás simulaciones que realizamos bajo el mismo escenario encontramos grandes similitudes en lo que respecta a tiempos de formación y a las masas.

La Figura 3 muestra la evolución de un disco de $0.1 M_{\odot}$ y metalicidad solar, con la misma dinámica de evolución que el disco descrito anteriormente (de Elía et al. 2013). En el estado final el planeta más masivo alcanza $6 M_{\oplus}$. Quedan formados mundos de agua gracias a su migración por ausencia de planetas de la masa de Neptuno.

En la Figura 4 se muestra el estado final del sistema con $[Fe/H] = 0.25$ en el que se observa un planeta de $1.7 M_{\oplus}$ formado in situ, con 5.4% de su masa en agua, un mundo de agua de $5.8 M_{\oplus}$ en la ZH y un Neptuno de $16 M_{\oplus}$ con 41.4% de agua. Es importante destacar que en todas las simulaciones realizadas se encuentra un planeta de masa similar a la de Neptuno, que tarda 50×10^6 años en formarse, y siempre se encuentra acompañado de un mundo de agua en la ZH.

Resultados

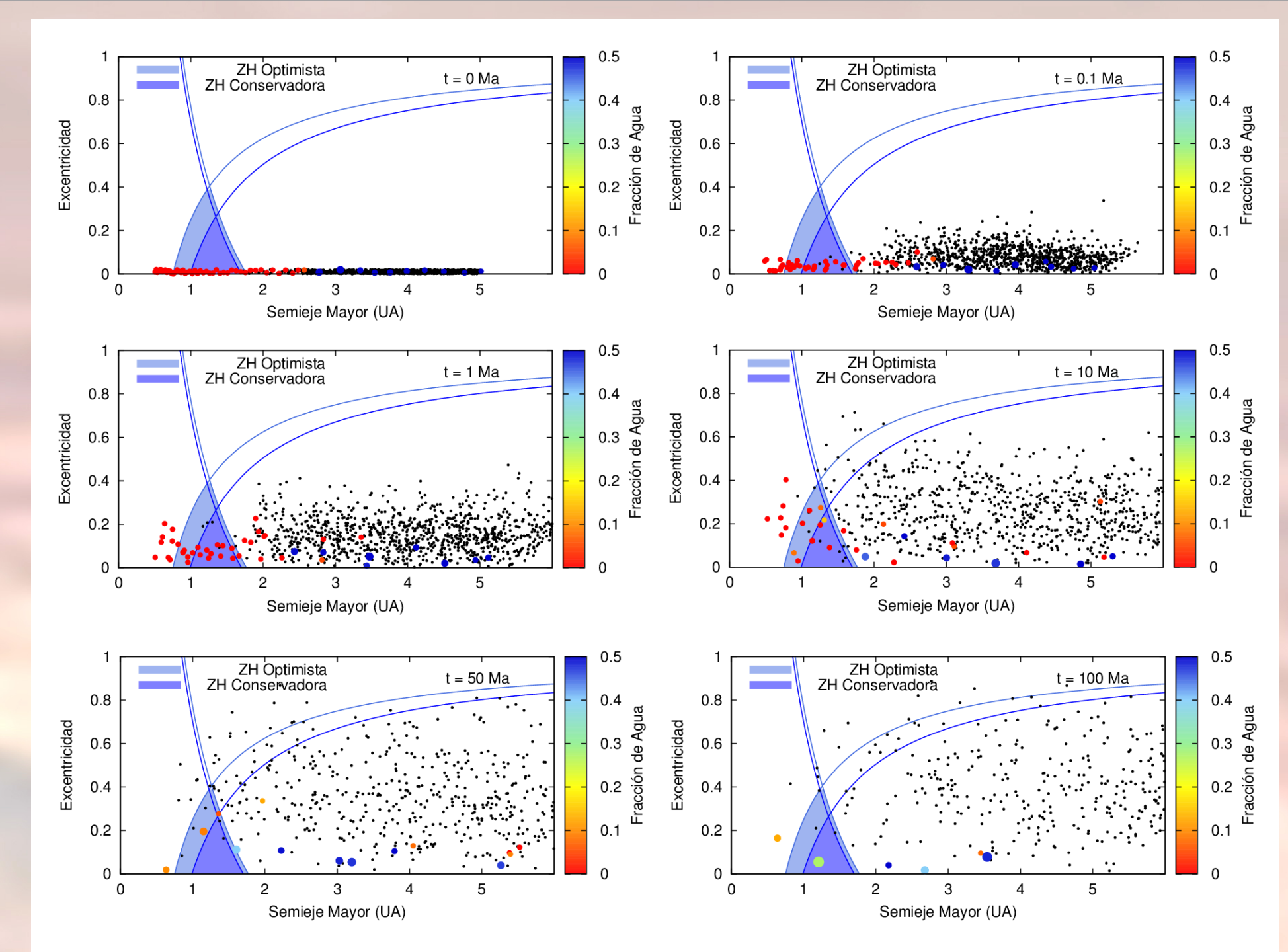


Figura 2. Evolución de un sistema de $0.1 M_{\odot}$ y $[Fe/H] = -0.25$ hasta 100×10^6 años. Los planetesimales están graficados en negro mientras que los embriones planetarios van cambiando su color de acuerdo a su contenido de agua. El color azul significa un 50% de su masa en agua, mientras que el color rojo indica que no hay agua en el mismo. En la ZH sobrevive una súper Tierra de $2.56 M_{\oplus}$, junto con 3 planetas más pequeños ubicados interiores a la línea de hielo.

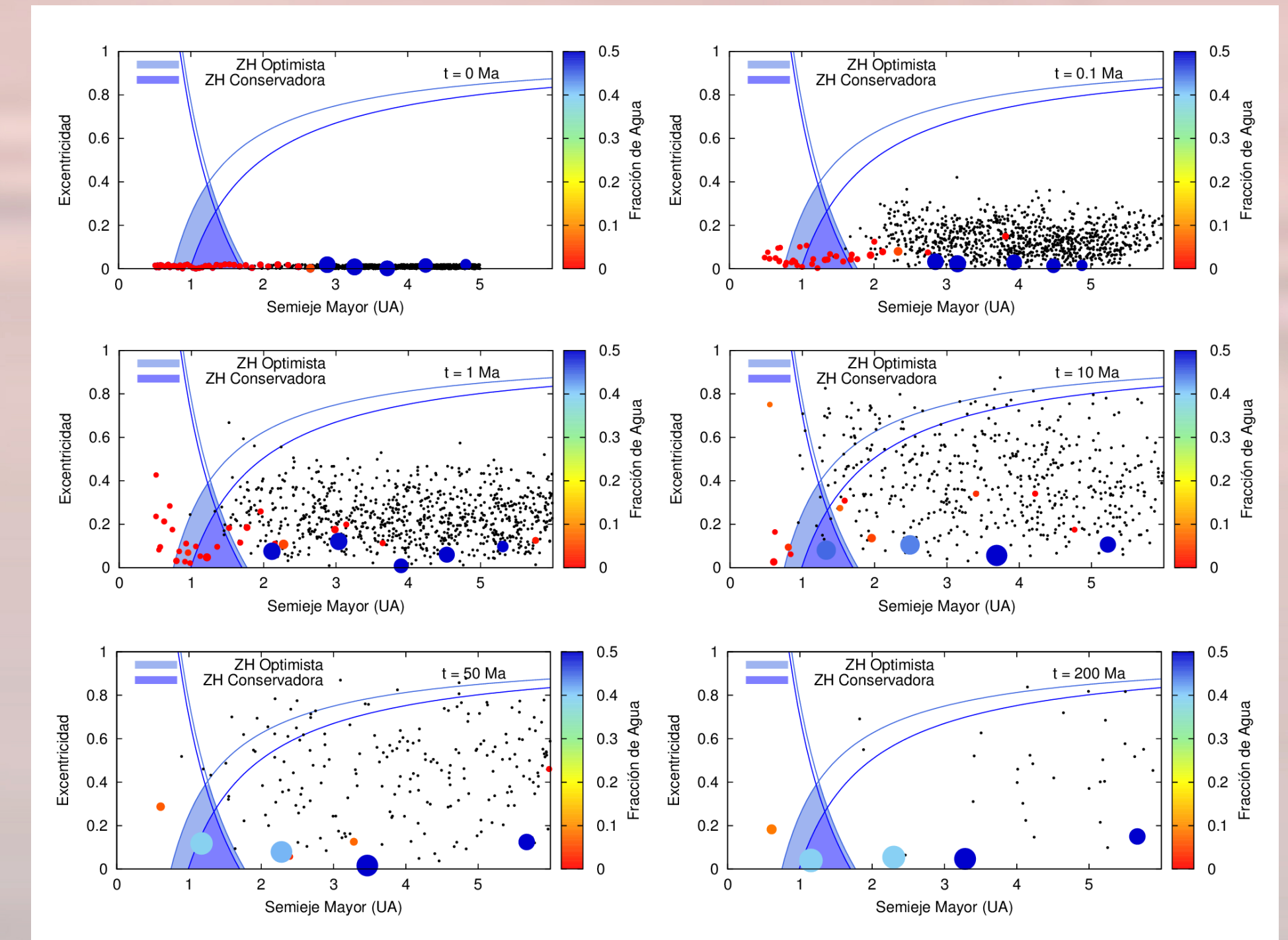


Figura 3. Evolución del sistema con $[Fe/H] = 0$ hasta 200×10^6 años. En la ZH se ve una súper-Tierra de $4.2 M_{\oplus}$ y 39.3% de su masa en agua.

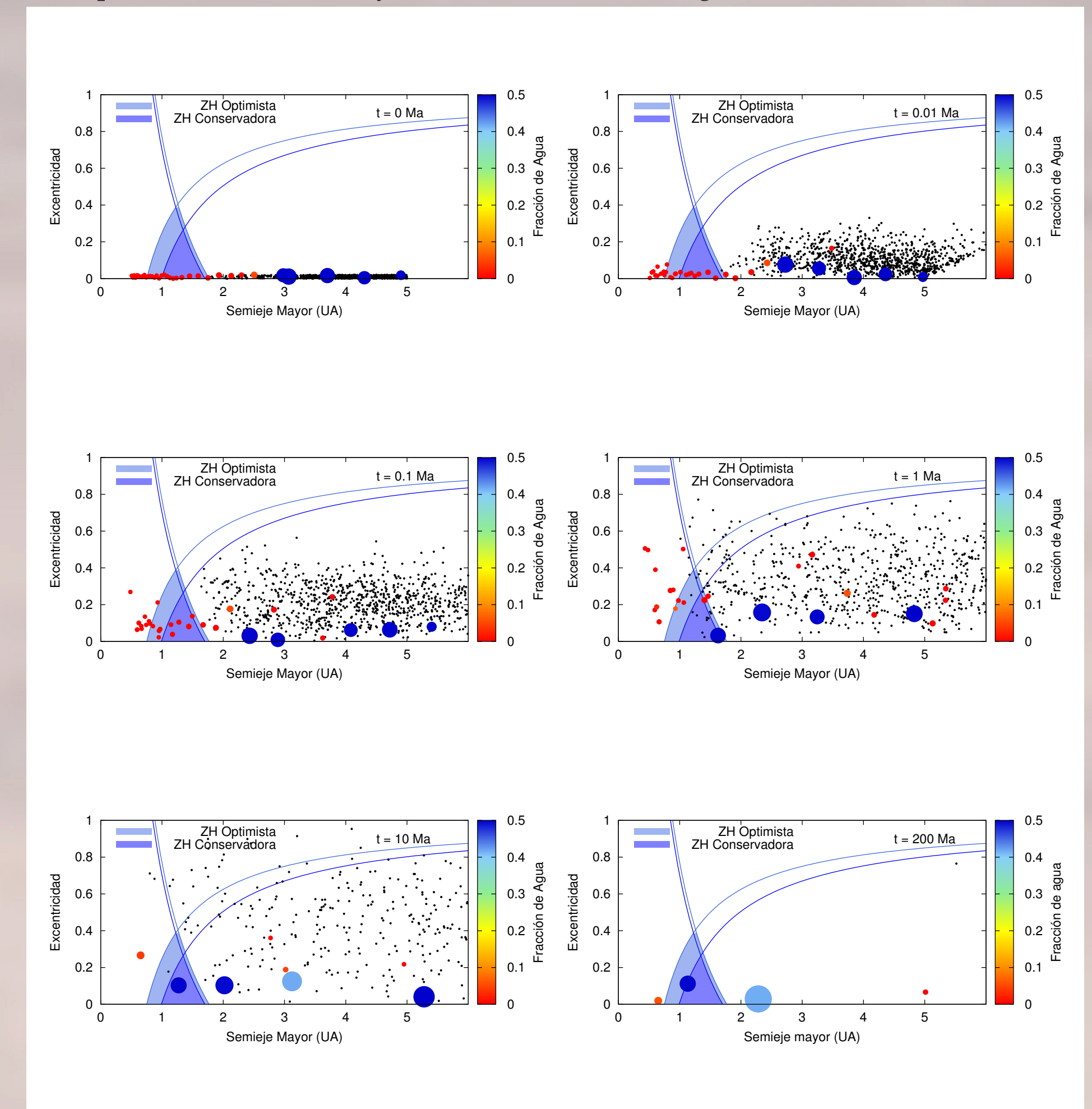


Figura 4. Evolución del sistema con $[Fe/H] = 0.25$ hasta 200×10^6 años. En la ZH se ve una súper-Tierra de $5.8 M_{\oplus}$ y 49.7% de su masa en agua.

Conclusiones

Analizamos la formación de planetas terrestres alrededor de estrellas de $1 M_{\odot}$, asumiendo un disco protoplanetario masivo de $0.1 M_{\odot}$ y valores para la metalicidad $[Fe/H]$ de $-0.25, 0$, y 0.25 .

En términos generales, nuestros resultados sugieren que, para un disco dado, estrellas con metalicidades mayores presentan planetas más masivos que aquellas con metalicidades menores, tanto en la ZH del sistema como en el disco externo. En particular, simulaciones para $[Fe/H] = -0.25$ forman tres planetas en la ZH con masas entre $1.3 M_{\oplus}$ y $2 M_{\oplus}$. Dos de tales planetas provienen de la región externa a la línea de hielo y por ende presentan contenidos de agua altamente significativos que alcanzan hasta el 33% de la masa total. El planeta restante formado en la ZH comienza la simulación en la región interna a la línea de hielo, y finaliza la simulación con un 10% de agua en su masa. Por otra parte, todas las simulaciones realizadas en los escenarios con $[Fe/H] = 0$, y 0.25 forman planetas en la ZH con masas de aproximadamente 4 y $6 M_{\oplus}$ respectivamente, con un contenido de agua que alcanza en cada caso hasta un 39.3% y 49.7%.

Referencias

- Kokubo, E.; Ida, S., 2002, ApJ 581, 1
- Raymond, S. N., Quinn, T., & Lunine, J. I. 2004, Icarus, 168, 1
- Andrews, S. M., Wilner, D. J., Hughes, A. M., Qi, et al. 2010, ApJ 723, 1241
- Kopparapu R. K., 2013, ApJ Letters, 767, L8
- Guilera, O. M.; Brunini, A.; Benvenuto, O. G., 2010, A&A, 521, A50
- Carpenter, J. M., Bouwman, J., Mamajek, E. E. et al., 2009, ApJ Supplement, 181, 197
- Chambers, J. E. 1999, MNRAS 304, 793
- de Elía, G. C.; Guilera, O. M.; Brunini, A., 2013, A&A, 557, A42