



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA
DE MÉXICO

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA
CENTRO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA
INSTITUTO DE CIENCIAS NUCLEARES
FACULTAD DE CIENCIAS
DIVISIÓN DE ESTUDIOS DE POSGRADO

**Pérdida de Masa Atmosférica
por Erosión de Vientos Estelares
en Planetas Alrededor de Estrellas
M de la Secuencia Principal**

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL GRADO ACADÉMICO DE
MAESTRO EN CIENCIAS (ASTRONOMÍA)

P R E S E N T A

FÍS. JESÚS ZENDEJAS DOMÍNGUEZ



DIRECTORA DE TESIS: **DRA. ANTÍGONA SEGURA PERALTA**



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

Agradecimientos

Quiero agradecer especialmente a Antígona Segura por todo el tiempo que dedicó a la elaboración del artículo y esta tesis. Además por todo el conocimiento que me compartió durante todo este tiempo.... Una vez más...mil gracias Anti!!

También, un agradecimiento especial a Alejandro Raga por todo el apoyo brindado durante el desarrollo del artículo y la tesis, sin él difícilmente lo hubiera logrado.

Y todo mi agradecimiento.....

A los sinodales Jorge Cantó y Dany Page, que además de haberse tomado la molestía de leer y enriquecer mi trabajo con sus comentarios, han sido los mejores profesores con los que he tomado clase.

A Héctor Durand por dedicarle parte de su tiempo a la revisión y mejora de esta tesis.

A mis padres, por lo que son y por todo su apoyo brindado durante toda mi vida.

A mis hermanos Lety, Claus y Artur por siempre estar ahí, en las buenas y en las malas, pero sobre todo, por lo que representan cada uno de ustedes para mí.

A todos mis compañeros de maestría, que hicieron mi paso por el Instituto algo especial y sin ellos otra cosa hubiera sido: Rut, Aldo M., Tula, Rodrigo, Mariana, Eva, Toñito, Yaskin, Aldo B., Sandro, Claudio, Marcos, Juan José, Miguel, Angeles y a todos a aquellos con los que compartí durante este tiempo.

A Chloé Fricout por haber estado presente en los momentos más difíciles del

desarrollo de esta tesis.

A Héctor Hernández por sus largas pláticas y consejos que tanto me han ayudado, pero sobre todo por su amistad.

A cada uno de los profesores que impartieron clase durante mi estancia en el Instituto.

A todos mis amigos con los que he compartido y disfrutado tantas cosas durante todos estos años. Gracias además por su apoyo incondicional en los momentos difíciles.

Al Instituto de Astronomía por haberme acogido en sus instalaciones durante todo este tiempo.

A todas las personas del Instituto que me brindaron apoyo técnico y académico durante mi estancia en el Instituto.

A CONACyT por la beca que me otorgó durante mis estudios de maestría.

Al proyecto No. IN119709 de PAPIIT por otorgarme una beca para culminar mi trabajo de tesis.

A todas aquellas personas que no he mencionado como profesores y familiares que de alguna u otra forma han apoyado al desarrollo de mi tesis.

Y finalmente, quiero agradecer profundamente a la Universidad Nacional Autónoma de México por darme el honor de pertenecer a esta gran institución. Gracias porque durante todos estos años en los que he recorrido sus campos, aulas, pasillos, corredores y explanadas, además de haberme dado la oportunidad de formarme profesionalmente, me ha ayudado a crecer infinitamente como persona. Querida UNAM te llevo en el corazón!!!!

México!! Pumas!! Universidad!! Goooya-Goooya Cachun Cachun Ra-Ra, Cachun Cachun Ra-Ra, Goooya.....UNIVERSIDAD!!!!

Índice

Agradecimientos	i
Resumen	1
1. Introducción	3
1.1. Estrellas M de la secuencia principal	3
1.2. Zona habitable	4
1.3. Habitabilidad en planetas alrededor de estrellas M: pros y contras	5
1.4. Actividad y vientos estelares en estrellas M: riesgos para la ha- bitabilidad	6
2. Modelo de mezclado	9
2.1. Descripción general	9
2.2. Coeficiente de eficiencia de entrada α	10
3. Pérdida de masa atmosférica	13
3.1. Erosión atmosférica por vientos estelares	13
3.2. La escala de tiempo para la erosión atmosférica total	14
3.3. Erosión atmosférica por vientos estelares dependientes del tiem- po	16
4. Supervivencia de atmósferas planetarias	19
4.1. Atmósferas de planetas dentro de la zona habitable de una es- trella M	23
4.2. Marte y Venus	25
5. Conclusiones	27

Resumen

Pérdida de masa atmosférica por erosión de vientos estelares en planetas alrededor de estrellas M de la secuencia principal

Las estrellas M de la secuencia principal recientemente se han convertido en materia de discusión entre los astrobiólogos. El hecho de que cerca del 75 % de la población estelar de la galaxia corresponde a este tipo estelar, combinado con las propiedades físicas de estas estrellas, las convierte en un interesante lugar para la búsqueda de planetas habitables. Sin embargo varios autores han cuestionado fuertemente estas ideas por diversas razones. Probablemente la más importante de ellas es el riesgo que representa para la habitabilidad de estos planetas la actividad estelar que caracteriza a las estrellas M (eyecciones de masa coronal, ráfagas estelares, rayos X, radiación ultravioleta y vientos estelares). Por otra parte, la baja luminosidad de estas estrellas ($\leq 0.1 L_{\odot}$) origina que su zona habitable (ZH) este localizada muy cercana a ellas. Esto provoca que un planeta orbitando dentro de esta región reciba grandes cantidades de radiación ionizante, lo que podría causar graves efectos en la estructura del planeta. Por ejemplo la interacción de vientos estelares o radiación ultravioleta con la atmósfera del planeta, podría causar su erosión parcial o total, representando un serio problema para la habitabilidad del planeta, ya que las atmósferas planetarias son las responsables de mantener la temperatura y presión superficial adecuada para poder encontrar agua en forma líquida sobre la superficie del planeta, un requerimiento fundamental para el desarrollo de vida.

Para analizar el efecto erosión atmosférico por vientos estelares, hemos utilizado un modelo de mezclado para fluidos estelares para construir un modelo analítico que prediga la escala de tiempo en que un planeta orbitando dentro de la ZH de una estrella M, perdería por completo su atmósfera debido a la interacción con vientos estelares. Por otra parte, asumiendo que los planetas pudieran conservar su atmósfera por al menos 1 Ga, mostramos la relación

entre la tasa de pérdida de masa estelar con algunas de las propiedades de los planetas (masa, presión atmosférica y distancia orbital). El modelo además incluye un coeficiente de eficiencia de entrada α , el cual está incluido en el modelo de mezclado y es parte fundamental para los resultados.

El análisis está dividido en dos casos diferentes. En primer lugar consideramos la interacción de atmósferas planetarias con vientos estelares provenientes de estrellas M que presentan una tasa de pérdida de masa estelar constante o independiente del tiempo. Subsecuentemente examinamos el caso de estrellas que presentan una tasa de pérdida de masa estelar que decrece con el tiempo. En ambos casos consideramos planetas con masas de $1 \rightarrow 10 M_{\oplus}$ y presiones atmosféricas con valores de 1, 5 y 10 atm.

El modelo muestra que planetas alrededor de estrellas M con tasas de pérdida de masa estelar de $\dot{M}_w < 10^{-11} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, podrían retener su atmósfera por al menos 1 Ga, independientemente de la masa del planeta y presión atmosférica que consideremos. Esto indica que vientos de estrellas M con actividad intermedia o tipo solar ($\dot{M}_w \sim 10^{-12} - 10^{-14} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$) pueden no representar un riesgo para la habitabilidad de planetas orbitando estas estrellas. Para el caso de planetas orbitando estrellas M activas ($\dot{M}_w \sim 10^{-10} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$) el panorama luce diferente, ya que solamente podrían salvar su atmósfera por 1 Ga, planetas con masas entre $1 \rightarrow 2 M_{\oplus}$ y una presión atmosférica de 10 atm. Para el resto de los casos, los planetas perderían sus atmósferas en un tiempo menor a 1 Ga. Sin embargo la erosión atmosférica total se podría evitar y prolongar su presencia por un tiempo mayor, si pensamos en un campo magnético que proteja la atmósfera de los fuertes vientos estelares.

1

Introducción

1.1. Estrellas M de la secuencia principal

Las estrellas M de la secuencia principal (enanas M o estrellas dM) son las más abundantes de la vecindad galáctica y probablemente también de toda la galaxia, representando cerca del 75 % del total de la población estelar. Estas estrellas tienen masas relativamente menores a la del Sol, en un intervalo entre $0.08-0.5 M_{\odot}$ (Tarter et al., 2007), originando que también su temperatura efectiva sea menor, en un intervalo de 3800 K (para las más calientes) a 2500 K (para las más débiles). Las bajas temperaturas de estas estrellas provocan que su espectro esté dominado por bandas moleculares (TiO y VO) en la parte visible del espectro (Scalo et al., 2007). Debido también a su baja masa, estas estrellas presentan tiempos de vida en la secuencia principal del orden de 10^{11} años, es decir, significativamente mayor a la actual edad del universo. Durante este tiempo las estrellas dM presentan luminosidades relativamente constantes, con valores de $L \sim 10^{-1} - 10^{-3} L_{\odot}$ (Scalo et al., 2007), con pico de emisión en el rojo ($\sim 625-740$ nm). Una consecuencia más de tener masas pequeñas es que estas estrellas son altamente convectivas lo que produce fuertes campos magnéticos que dan lugar a una gran actividad estelar. Este proceso se manifiesta principalmente con la emisión de grandes cantidades de radiación ultravioleta y rayos X. Además presentan intensas eyecciones de masa coronal,

ráfagas y pérdida de masa por vientos estelares.

1.2. Zona habitable

El concepto de zona habitable (ZH) es fundamental para nuestra investigación, ya que en principio, para que un planeta sea potencialmente habitable debe encontrarse dentro de esta región de su estrella. En la actualidad existen muchas definiciones de zona habitable (Dole, 1964; Heath et al., 1999). Considerando que la presencia de agua líquida es un factor fundamental para el desarrollo de vida, hemos decidido tomar la definición de Kasting et al. (1993) de zona habitable.

Esta definición considera el intervalo de distancias orbitales a la que un planeta con una atmósfera constituida de $\text{CO}_2/\text{H}_2\text{O}/\text{N}_2$, recibiría la energía suficiente para mantener agua líquida sobre su superficie.

En un principio esta definición se estimó para el caso de planetas alrededor del Sol, pero posteriormente se generalizó para cualquier estrella de la secuencia principal a partir de la siguiente expresión:

$$0.95 \leq \frac{d(UA)}{\sqrt{\frac{L_*}{L_\odot}}} \leq 1.37 \quad (1.1)$$

donde d representa la distancia orbital en unidades astronómicas, L_* es la luminosidad de la estrella y L_\odot es la luminosidad solar.

Observamos que el modelo cuenta con un límite interno y otro externo. El límite interno se determinó en base a la pérdida de agua debido a la fotólisis y al escape de hidrógeno. El límite externo fue estimado en base a la formación de nubes de CO_2 , las cuales enfrían la superficie del planeta por el incremento de su albedo y por la disminución de su tasa convectiva.

Del modelo podemos ver que para el caso del Sol, la zona habitable se encuentra entre 0.95 UA y 1.35 UA. Sin embargo estos límites pueden cambiar debido a que estrellas como el Sol presentan variación en su luminosidad a lo largo de su vida en la secuencia principal. De aquí surge una nueva definición, que es la Zona Habitable Continua (ZHC). Este término se refiere a la región espacial que es continuamente habitable por un periodo de tiempo específico. De acuerdo con la ecuación 1.1, los límites de la zona habitable para una estrella M ($L_* = 0.1L_\odot$) estarían entre $\sim 0.3\text{-}0.4$ UA.

1.3. Habitabilidad en planetas alrededor de estrellas M: pros y contras

Debido a la abundancia en la población estelar de la galaxia y su tiempo de vida en la secuencia principal, las estrellas M parecen un lugar ideal para buscar planetas habitables. Sin embargo, varios trabajos han cuestionado fuertemente esta idea, planteando diversos problemas que podrían afectar la habitabilidad de planetas orbitando una enana M.

Uno de los principales motivos para pensar que estas estrellas no son aptas para la búsqueda de planetas habitables se debe a que la zona habitable de las enanas M se encuentra muy cercana a ellas. Esto podría ocasionar diversos efectos sobre el planeta. Por ejemplo, las fuerzas de marea provocarían que el planeta se frenara hasta que éste adquiriera una rotación resonante con su órbita. En una resonancia 1:1, el planeta rota y se traslada en periodos de tiempo iguales, por lo que siempre da la misma cara a su estrella. El problema principal que produciría este efecto sería el congelamiento del lado oscuro del planeta, el cual causaría un colapso atmosférico. Para resolver este problema, Haberle et al. (1996) presentaron argumentos de transporte de energía sobre la atmósfera que evitaría este congelamiento. Más tarde Joshi et al. (1997) y Joshi (2003) mostraron que una atmósfera de 0.1 bares de CO₂ sería suficiente para prevenir el congelamiento y atmósferas de 1 o 2 bares permitirían tener agua líquida en gran parte de la superficie.

Otro punto en contra de estas estrellas, es la fuerte emisión de radiación ultravioleta debida a la actividad cromosférica. Esta radiación podría ser letal para cualquier forma de vida sobre la superficie. Una de las soluciones a este problema sería que los organismos vivos se mantuvieran siempre sobre la parte oscura del planeta. Otra solución sería la presencia de una capa de ozono en una atmósfera rica en O₂, que protegiera a los organismos de la fuerte radiación.

La emisión de rayos X, eyecciones de masa coronal y los vientos estelares, también podrían ser un factor de riesgo para la vida en planetas orbitando estrellas M. Considerando la presencia de campos magnéticos y atmósferas grandes serían la solución para proteger a los planetas de este tipo de actividad estelar.

Un factor que podría influir directamente en el posible desarrollo de vida sobre estos planetas, es el hecho de que las estrellas M presentan poca radiación fotosintéticamente activa (400-720nm), por lo que el proceso podría no estar presente sobre estos planetas. Sin embargo, existen evidencias de formas de vida terrestres, como las algas marinas, que necesitan solamente una fracción

del flujo incidente sobre la Tierra, que podría ser proporcionado sin problemas por una estrella M.

Como podemos observar gran parte de los problemas que presentan las estrellas M que podrían afectar el posible desarrollo de vida sobre planetas alrededor de ellas, tienen soluciones factibles. Además, si tomamos en cuenta todos los puntos a favor que presentan estas estrellas, se convierten sin duda en un lugar con altas posibilidades para encontrar planetas potencialmente habitables.

Quizá uno de los factores más relevantes en la búsqueda de planetas habitables alrededor de estrellas M, es el hecho de que en estas estrellas es donde se han encontrado los planetas con masas más similares a la de la Tierra (5-7.5 M_{\oplus} , Udry et al. (2007)). Esto es hasta cierto punto lógico si pensamos que planetas con estas masas no causan un efecto considerable en estrellas con masas similares a la del Sol o mayores, haciendo más difícil su detección con las técnicas actuales (lentes gravitacionales, velocidad radial o tránsito). Mientras no tengamos instrumentos capaces de detectar planetas con masas semejantes a la de la Tierra en estrellas parecidas al Sol, las enanas M representan nuestra mejor opción para buscar planetas habitables. Es por esto que actualmente algunos proyectos de búsqueda de exoplanetas como CoRoT (Aigrain et al., 2008; Barge et al., 2008) y HARPS (Pepe et al., 2000; Udry et al., 2007) se han dedicado a buscar planetas con masas similares a la Tierra en estrellas de este tipo.

1.4. Actividad y vientos estelares en estrellas M: riesgos para la habitabilidad

La mayoría de las estrellas M suelen presentar una alta actividad estelar en forma de emisión de rayos X, radiación ultravioleta (UV), eyecciones de masa coronal (EMC) y vientos estelares, lo que podría representar un riesgo para la habitabilidad de planetas orbitando estas estrellas. Observaciones indican que cerca del 20% (o menos) de las estrellas de la secuencia principal con tipos espectrales entre M0 y M4 son altamente activas (Fig.1 en West et al., 2004); por lo tanto la mayor parte de las estrellas que presentan este tipo espectral muestran baja actividad estelar (más del 80%), lo que podría ser favorable para la búsqueda de planetas habitables. En general existen pocos datos observacionales en la literatura acerca de vientos estelares en estrellas enanas M. Los primeros trabajos relacionados con este tema fueron hechos por

1.4. Actividad y vientos estelares en estrellas M: riesgos para la habitabilidad

Wright & Barlow (1975) quienes mostraron que la tasa de pérdida de masa estelar por vientos estelares podría ser inferida a partir de observaciones en radio. Siguiendo estas ideas Mullan et al. (1992) usaron una prueba con ondas de baja frecuencia con datos del James Clerk Maxwell Telescope (*JCMT*) y del Infrared Astronomical Satellite (*IRAS*). Sus resultados sugieren tasas de pérdida de masa de alrededor de $\sim 10^{-10} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, cuatro órdenes de magnitud mayor a la que presenta el Sol actualmente. Wargelin & Drake (2001) utilizaron un nuevo método para estudiar vientos estelares en enanas M a partir de las observaciones de la emisión de rayos X por el intercambio de carga inducida, determinando tasas de pérdida de masa entre 10^{-13} y $10^{-11} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$.

Otra incertidumbre que presentan las estrellas M, es la variación temporal de la pérdida de masa por vientos estelares. Observaciones indican que estas estrellas podrían no tener la dependencia temporal propuesta por Wood et al. (2002) ($\dot{M}_w \propto t^{-2}$). Por ejemplo, Silvestri et al. (2007) encontraron que las enanas M de menor masa (M3 o menores) son más propensas a ser activas a edades mayores que estrellas más masivas (M0-M3). Estrellas M con tipo espectral M3 (o más tardías) que habitan en cúmulos parecen permanecer activas por más de 4 Ga (Silvestri et al., 2007). Estrellas que presentan actividad en periodos mayores podrían ser modeladas de mejor forma por un modelo de pérdida de masa estelar constante en el tiempo que por el descrito anteriormente propuesto por Wood et al. (2002). Datos observacionales arrojan que para las estrellas M tardías el porcentaje de actividad va de 20 % en las M4 a 60 % para las M7 (Silvestri et al., 2007).

2

Modelo de mezclado

2.1. Descripción general

El modelo de mezclado que se utilizó para el análisis de arrastre atmosférico por vientos estelares está basado en el modelo de capa de mezclado para flujos estelares fundamentado en las ecuaciones de la hidrodinámica de conservación de masa, momento y energía descrito por Cantó & Raga (1991).

El modelo considera dos fluidos, uno estático y otro en movimiento con velocidad supersónica. Cuando estos dos fluidos entran en contacto se forma una interfase entre ellos, denominada capa de mezclado. En esta región los fluidos interactúan y se lleva a cabo una transición de un fluido laminar a uno totalmente turbulento. Este proceso lleva consigo un arrastre de material y por consiguiente transporte de momento y energía. Es por esto, que la estructura de la capa de mezclado puede ser determinada a partir de consideraciones de conservación de masa, momento y energía.

La estructura y formación de la capa de mezclado se describen a partir de las propiedades del medio en reposo (densidad ρ_o y velocidad del sonido c_o) y las del fluido en movimiento (densidad ρ_w , velocidad v_w y velocidad del sonido c_w). La descripción matemática de la estructura de la capa de mezclado se encuentra en forma detallada en Cantó & Raga (1991) y Raga et al. (1995). Otro factor relevante en la estructura de la capa de mezcla es el coeficiente de eficiencia de

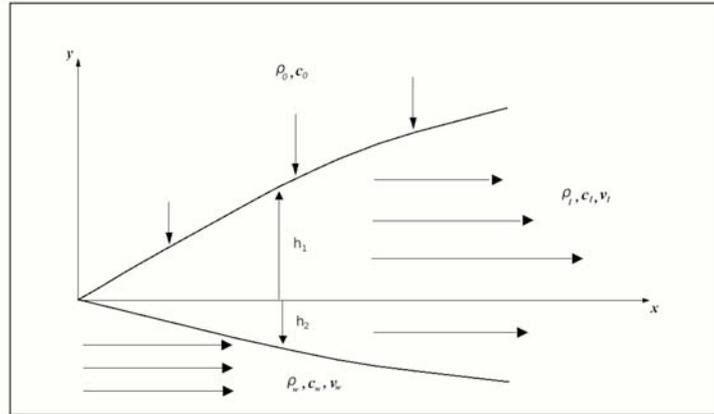


Figura 2.1: Diagrama esquemático de la formación y estructura de la capa de mezclado

entrada α . La determinación de este coeficiente es de gran importancia para la estructura y formación de la capa de mezcla, el cual será descrito con detalle más adelante.

La figura 2.1 muestra el esquema general de la estructura y formación de la capa de mezclado en el punto de intersección entre el fluido en movimiento (vientos estelares) y un medio estacionario (atmósfera planetaria). El viento es paralelo al eje x , en $y = 0$, corresponde al punto de intersección entre el viento y el fluido en reposo. La capa de mezclado estará caracterizada por su velocidad v_l , densidad ρ_l y velocidad del sonido c_l . El resto de los elementos corresponden a las características del viento y el medio estático descritos anteriormente. Las líneas h_1 y h_2 representan los límites externos e internos respectivamente de la capa de mezclado.

2.2. Coeficiente de eficiencia de entrada α

La tasa de entrada de material a la capa de mezclado en principio se determina en el laboratorio en base a experimentos con fluidos supersónicos con número de Mach entre $M_w = 1 \rightarrow 20$. En los experimentos esta tasa de entrada es obtenida a partir de fluidos adiabáticos, pero puede ser fácilmente generalizada para el caso de fluidos no-adiabáticos, los cuales asemejan a los fluidos estelares (jets, vientos estelares, eyecciones de masa coronal, etc).

El coeficiente de eficiencia de entrada lo encontramos al realizar conside-

raciones de conservación de masa. La entrada de material del medio por unidad de área y de tiempo en principio no puede ser mayor a $\rho_o c_o$, ya que el medio estacionario no puede reaccionar al efecto producido por la entrada de gas a velocidades mayores a la velocidad del sonido del medio c_o . Por lo anterior la tasa de entrada del medio puede ser escrita como $\alpha \rho_o c_o$, donde $\alpha < 1$ es el coeficiente de eficiencia de entrada.

En principio es posible caracterizar la capa de mezclado si conocemos el valor del coeficiente de eficiencia de entrada. Ya mencionamos un posible límite para el valor del coeficiente argumentando que siempre se debe cumplir que $\alpha < 1$ para que la tasa de entrada de masa no sea mayor a $\rho_o c_o$. Sin embargo este argumento no nos ayuda a determinar concretamente el valor real de α .

Cantó & Raga (1991) argumentaron que en realidad el valor de α puede estar dentro del siguiente reguimen:

$$\alpha \leq \min[1, \alpha_1, \alpha_2] \quad (2.1)$$

Esto nos indica que el proceso de entrada tiene tres posibles casos:

1. El *régimen 1* representa el caso limitado por el medio en reposo, donde el coeficiente de eficiencia de entrada adquiere el valor de $\alpha=1$. En este caso la tasa de entrada está limitada por la habilidad del medio para introducir material en la capa de mezclado. Este es el caso para fluidos moviendose en medios de alta temperatura con $c_o > 2c_w$ y $c_o > 3c_l$.
2. El *régimen 2* se refiere al caso limitado por el fluido en movimiento (jets, vientos estelares etc), donde la tasa de entrada está limitada por la habilidad del fluido para inyectar momento a la capa de mezclado. Este caso es relevante para fluidos de alta temperatura con valores de $\alpha = \alpha_1 = c_o/2c_w$.
3. El *régimen 3* representa el caso limitado por la capa de mezcla, donde la tasa de entrada esta limitada por la máxima tasa de crecimiento dentro de la misma capa de mezclado. Este caso es relevante para casos de capas de mezclado de alta temperatura, con valor de $\alpha = \alpha_2 = c_o/3c_l$.

En principio los tres casos presentados arriba son posibles para fluidos con capas de mezclado no adiabáticas. Sin embargo estos valores se deben acoplar a los encontrados en el laboratorio, que corresponden a fluidos adiabáticos. Se ha comprobado que las capas de mezclado obtenidas en laboratorio, siguen también el *régimen 3*, donde experimentalmente se ha encontrado un valor de $\alpha = 0.029$.

3

Pérdida de masa atmosférica

3.1. Erosión atmosférica por vientos estelares

En primer lugar mostramos una estimación de la pérdida de masa atmosférica debido a la interacción de un viento estelar de densidad ρ_w y velocidad v_w con una atmósfera planetaria. Para un planeta tipo terrestre, la atmósfera representa una delgada capa de gas que cubre al planeta. Por lo tanto, los radios internos y externos de la atmósfera pueden ser aproximados por $\approx R_P$, donde R_P representa el radio del planeta.

Para un planeta sin campo magnético, el viento estelar incidente formará un frente de choque alrededor del planeta y su atmósfera. El material post-choque tendrá una velocidad del sonido de $c_s \sim v_w$ (tendremos un choque fuerte debido a la naturaleza supersónica del viento estelar). El flujo post-choque envolverá el hemisferio principal del planeta y se formará una capa de mezclado turbulenta en el contacto superficial entre el viento estelar y la atmósfera planetaria. El viento incidente es estacionario en la región de estancamiento del frente de choque y tendrá un incremento en la velocidad en la dirección de las alas de este frente, alcanzando velocidades de $\sim v_w$ en dirección del borde del hemisferio principal del flujo de interacción planeta-viento.

Del formalismo de capa de mezclado de Cantó & Raga (1991), fácilmente se muestra que el flujo con velocidad del sonido $\sim v_w$ y velocidad tangencial

del mismo orden, el flujo de masa entrante es $\dot{M} \approx \alpha \rho_w v_w$ (donde α es un coeficiente de eficiencia de entrada el cual es determinado a través de ajustes del modelo de capa de mezclado a experimentos de laboratorio). Multiplicando el flujo de masa entrante por la superficie del hemisferio principal, obtenemos una estimación para la masa atmosférica arrastrada por vientos estelares por unidad de tiempo:

$$\dot{M}_a \approx 2\pi R_P^2 \alpha \rho_w v_w \quad (3.1)$$

donde \dot{M}_a representa la pérdida de masa atmosférica. Esta ecuación puede ser combinada con la relación $\dot{M}_w = 4\pi D^2 \rho_w v_w$ (donde \dot{M}_w es la tasa de pérdida de masa total del viento estelar y D es la distancia orbital del planeta) para obtener:

$$\dot{M}_a = \left(\frac{R_P}{D} \right)^2 \frac{\dot{M}_w \alpha}{2}. \quad (3.2)$$

A través de comparaciones con experimentos de laboratorio del modelo de capa de mezclado, Cantó & Raga (1991) determinaron un coeficiente de eficiencia de entrada $\alpha = 0.029$ (ver §2.2). Por supuesto, no es claro si el valor de α es apropiado para las diferentes geometrías de flujo de nuestro modelo de interacción viento estelar/atmósfera planetaria. Por lo tanto solamente hemos tomado este valor de α como una guía y exploramos los efectos sobre nuestro modelo considerando diferentes coeficientes de eficiencia de entrada en el intervalo $\alpha = 0.01 \rightarrow 0.1$.

3.2. La escala de tiempo para la erosión atmosférica total

Para estimar la masa atmosférica inicial M_{atm} como una función de la presión atmosférica superficial P_0 , usamos la ecuación hidrostática para una atmósfera isotérmica, expresada de la forma:

$$M_{atm} = \frac{4\pi P_0 R_P^2}{g}, \quad (3.3)$$

donde P_0 es la presión atmosférica superficial, R_P es el radio del planeta y g es la aceleración de la gravedad en la superficie del planeta. Esta ecuación puede ser combinada con la relación $g = GM_P/R_P^2$ (donde G es la constante de gravitación y M_P es la masa del planeta) y $M_P = 4\pi R_P^3 \rho_P/3$ (donde ρ_P es

3.2. La escala de tiempo para la erosión atmosférica total

la densidad promedio del planeta) para obtener

$$M_{atm} = \left(\frac{3}{\rho_P} \right)^{4/3} \frac{P_0 M_P^{1/3}}{(4\pi)^{1/3} G}. \quad (3.4)$$

Ahora asumimos planetas con diferentes masas M_P pero todos con la misma densidad promedio de la Tierra (i.e., $\rho_P = 5.5 \text{ g cm}^{-3}$) y de la Ec. (3.4) obtenemos :

$$\frac{M_{atm}}{M_{a,\oplus}} = \left(\frac{P_0}{1 \text{ atm}} \right) \left(\frac{M_P}{M_\oplus} \right)^{1/3}, \quad (3.5)$$

donde $M_\oplus = 5.97 \times 10^{27} \text{ g}$, $M_{a,\oplus} = 5.27 \times 10^{21} \text{ g}$ y $1 \text{ atm} = 10^6 \text{ g cm}^{-1} \text{ s}^{-2}$ son los valores para la Tierra de la masa, masa atmosférica y presión atmosférica superficial respectivamente.

De las Ecs. (3.2) y (3.5) obtenemos la escala de tiempo característica t_0 para la erosión total de la atmósfera planetaria :

$$t_0 \equiv \frac{M_{a,0}}{\dot{M}_a} = \left(\frac{P_0}{1 \text{ atm}} \right) \left(\frac{M_\oplus}{M_P} \right)^{1/3} \left(\frac{D}{0.2 \text{ AU}} \right)^2 \left(\frac{0.1}{\alpha} \right) \left(\frac{\dot{M}_\odot}{\dot{M}_w} \right) \times 1.2 \times 10^{11} \text{ yr}, \quad (3.6)$$

normalizado a la distancia promedio de la zona habitable en una estrella M ($D \approx 0.2 \text{ UA}$).

Si la tasa de pérdida de masa de la estrella \dot{M}_w es independiente del tiempo, la escala de tiempo t_0 es igual al tiempo para la erosión total de la atmósfera planetaria. De la Ec. (3.6) concluimos que la escala de tiempo de erosión atmosférica total cumplirá la condición $t_0 \geq 1 \text{ Ga}$ siempre que:

$$\frac{\dot{M}_w}{\dot{M}_\odot} \leq 120 \left(\frac{P_0}{1 \text{ atm}} \right) \left(\frac{M_\oplus}{M_P} \right)^{1/3} \left(\frac{D}{0.2 \text{ AU}} \right)^2 \left(\frac{0.1}{\alpha} \right). \quad (3.7)$$

Por lo tanto, para un planeta con una presión atmosférica superficial inicial de $P_0 = 1 \text{ atm}$, una masa de $M_P = 1 M_\oplus$ y un radio orbital de $D = 0.2 \text{ UA}$, la escala de tiempo para la erosión atmosférica total, será lo suficientemente largo ($\approx 1 \text{ Ga}$) para el desarrollo de vida sobre el planeta si $\dot{M}_w \leq 120 \dot{M}_\odot$ y si asumimos un coeficiente de eficiencia de entrada de $\alpha = 0.1$. Para valores del coeficiente de eficiencia entrada menores ($\alpha = 0.01$, ver §3.1) derivamos un valor mas alto para el límite superior de la tasa de pérdida de masa estelar permitido ($\dot{M}_w \leq 1200 \dot{M}_\odot$).

En la siguiente sección describiremos un modelo donde consideramos la dependencia temporal de la tasa de pérdida de masa estelar \dot{M}_w .

3.3. Erosión atmosférica por vientos estelares dependientes del tiempo

Observaciones indican que estrellas similares al Sol presentan una dependencia temporal en la pérdida de masa estelar por vientos estelares (Wood et al., 2002). Asumiremos una dependencia similar en la tasa de pérdida de masa estelar en estrellas M de la secuencia principal. Wood et al. (2002) obtuvo una dependencia temporal siguiendo la siguiente ley de potencia:

$$\dot{M}_w = \dot{M}_{w,0} \left(\frac{t_w}{t + t_w} \right)^2, \quad (3.8)$$

donde $t_w = 0.1$ Ga y $\dot{M}_{w,0}$ es la tasa de pérdida de masa estelar a $t = 0$. Para el Sol, $\dot{M}_{\odot,0} = 2 \times 10^{-11} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (Wood et al., 2002). En otras palabras, el Sol tuvo en su pasado una tasa de pérdida de masa estelar ~ 2000 veces mas grande que el valor actual ($10^{-14} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$).

Combinando las Ecs. (3.2) y (3.8) obtenemos:

$$\dot{M}_a = -\frac{dM_a}{dt} = \left(\frac{R_P}{D} \right)^2 \left(\frac{\alpha \dot{M}_{w,0}}{2} \right) \frac{t_w^2}{(t + t_w)^2}. \quad (3.9)$$

Esta ecuación puede ser integrada sobre el tiempo. Usando la Ec. (3.2) y la definición de la Ec. (3.6) ($t_0 \equiv M_{a,0}/\dot{M}_a$) obtenemos:

$$M_a(t) = M_{a,0} \left[1 - \left(\frac{t_w}{t_0} \right) \frac{t/t_w}{t/t_w + 1} \right], \quad (3.10)$$

donde $M_{a,0}$ es la masa inicial de la atmósfera planetaria y t_0 esta dado por la Ec. (3.6) con $\dot{M}_w = \dot{M}_{w,0}$. Ajustando $M_a(t_f) = 0$ en la Ec. (3.10) finalmente encontramos el tiempo en la que la atmósfera planetaria se erosionaría por completo:

$$t_f = t_w \frac{t_0/t_w}{1 - t_0/t_w}, \quad (3.11)$$

En la Fig. 3.1 graficamos t_f como una función de t_0/t_w . Consideramos que $t_f \approx t_0$ para $t_0 \ll t_w (= 0.1 \text{ Ga, ver arriba})$ y $t_f \rightarrow \infty$ para $t_0 \rightarrow t_w$.

De la Fig. 3.1 podemos ver que la Ec. (3.11) nos da $t_f/t_w \approx 10$ para $t_0/t_w \approx 0.9$ (en otras palabras, para $t_0 = 0.9 \times 0.1 \text{ Ga}$). Por lo tanto, $t_f \geq 1 \text{ Ga}$ (la escala de tiempo necesario para el desarrollo de vida) es obtenido para $t_0 \geq$

3.3. Erosión atmosférica por vientos estelares dependientes del tiempo

0.09 Ga asumiendo $t_w = 0.1$ Ga. Poniendo este límite en la Ec. (3.6), obtenemos la siguiente condición:

$$\frac{\dot{M}_{w,0}}{\dot{M}_\odot} \leq 1300 \left(\frac{P_0}{1 \text{ atm}} \right) \left(\frac{M_\oplus}{M_P} \right)^{1/3} \left(\frac{D}{0.2 \text{ AU}} \right)^2 \left(\frac{0.1}{\alpha} \right). \quad (3.12)$$

Esta condición permite tener tasas de pérdida de masa estelar mayores a la descrita en la Ec. (3.7) por un factor de ~ 10 , la cual se estimó asumiendo una tasa de pérdida de masa estelar independiente del tiempo.

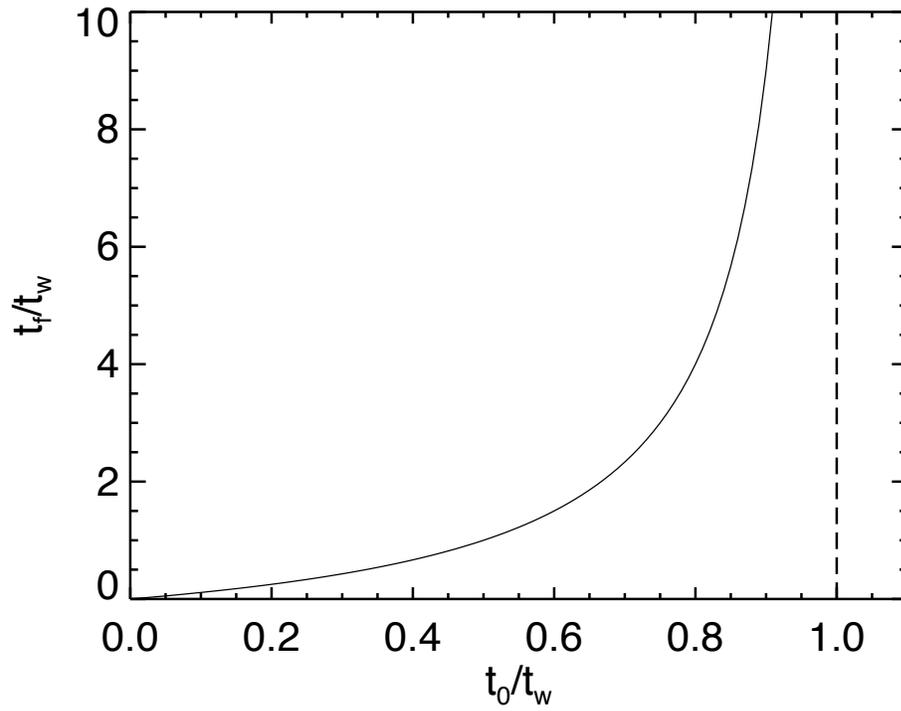


Figura 3.1: Tiempo de pérdida de masa atmosférica total t_f obtenido a partir del modelo de vientos estelares dependiente del tiempo (ver Ec. 3.11) como una función de t_0 (el cual representa el tiempo de erosión atmosférico obtenido asumiendo el modelo de vientos estelares independiente del tiempo, ver Ec. 3.6).

4

Sobrevivencia de atmósferas planetarias

Las figuras 4.1 y 4.2 muestran la pérdida de masa estelar necesaria para que un planeta localizado a 0.2 UA de una estrella M conserve su atmósfera por al menos 1 Ga, considerando los modelos dependiente e independiente del tiempo. Tasas de pérdida de masa estelar menores a las que se muestran en las figuras, representan tiempos mayores para la pérdida total de atmósferas planetarias (Ecs. 3.7 y 3.12). Las tasas de pérdida de masa mostradas en las figuras han sido obtenidas de las Ecs. (3.7) y (3.12) asumiendo un valor del coeficiente de eficiencia de entrada de $\alpha = 0.1$. Para $\alpha = 0.01$ (valor mínimo del intervalo considerado a partir de experimentos de laboratorio, ver §2.2), los valores obtenidos para la de tasas de pérdida de masa estelar son graficados en le eje y del lado derecho de las Figs. 4.1 y 4.2.

Como era de esperarse, planetas con presiones atmosféricas iniciales mayores muestran una mayor resistencia a la erosión. Por otra parte, planetas con mayores masas presentan una sección transversal mayor a los vientos estelares incidentes, por lo que pierden sus atmósferas más rápido que planetas menos masivos.

De las Figs. 4.1 y 4.2 podemos observar que el modelo para vientos estelares dependiente del tiempo (tres líneas superiores) presenta tasas de pérdida de masa estelar (para que el planeta pierda su atmósfera en el menos 1 Ga) un orden de magnitud mayor que los obtenidos para el modelo independiente del

tiempo (tres líneas inferiores). Un caso particular lo encontramos en la estrella AD Leo, una de las estrellas M más activas que presenta una tasa de pérdida de masa estelar de $\dot{M}_w \approx 10^{-10} M_\odot \text{ yr}^{-1}$ (Mullan, 1996). De las Figs. 4.1 y 4.2 observamos que un planeta orbitando una estrella similar a AD Leo a una distancia de 0.2 UA podría resistir el efecto de erosión por al menos 1 Ga, si este presentara una masa dentro del intervalo de $M_p = 1 \rightarrow 2M_\oplus$ y una presión atmosférica inicial de ~ 10 atm. El resto de las posibles combinaciones masa planetaria/presión atmosférica inicial resultaría en una inminente erosión atmosférica en tiempos menores a 1 Ga.

Estos resultados corresponden al caso particular de $\alpha = 0.1$ mostrados (eje y - izquierda) en las Figs. 4.1 y 4.2. Si elegimos un valor de $\alpha = 0.01$ (eje y - derecha), encontramos tasas de pérdida de masa con un factor 10 mayor a los encontrados con $\alpha = 0.1$. Si este fuera el valor real de α , podríamos concluir que para el modelo de vientos estelares dependiente del tiempo, existe un intervalo muy amplio de combinaciones masas planetarias/presión atmosférica inicial que resistiría el efecto de erosión atmosférica por vientos estelares por al menos 1 Ga. Para el caso independiente del tiempo, solo planetas con una masa de $M_p = 1 M_\oplus$ y presión atmosférica inicial de 10 atm podrían conservar su atmósfera en el tiempo establecido.

Estos resultados suponen que un planeta orbitando a una distancia de 0.2 UA (dentro de la zona habitable) de una estrella M activa conservaría su atmósfera por al menor 1 Ga solo si cumple las dos condiciones siguientes:

1. El valor apropiado de α esta cerca al límite inferior del intervalo permitido $\alpha = 0.01 \rightarrow 0.1$,
2. Si ocurre un considerable decaimiento en la tasa de pérdida de masa en una escala de tiempo ~ 1 Ga (en otras palabras, que la tasa de pérdida de masa esté bajo el régimen considerado en nuestro modelo de vientos estelares dependiente del tiempo §3.3).

Si estas condiciones no se cumplen, planetas que estén bajo la acción de vientos estelares con tasas de pérdida de masa del orden de $\dot{M}_w \approx 10^{-10} M_\odot \text{ yr}^{-1}$, podrán conservar su atmósfera por una escala de tiempo de ~ 1 Ga solamente si cuentan con presiones atmosféricas iniciales muy grandes.

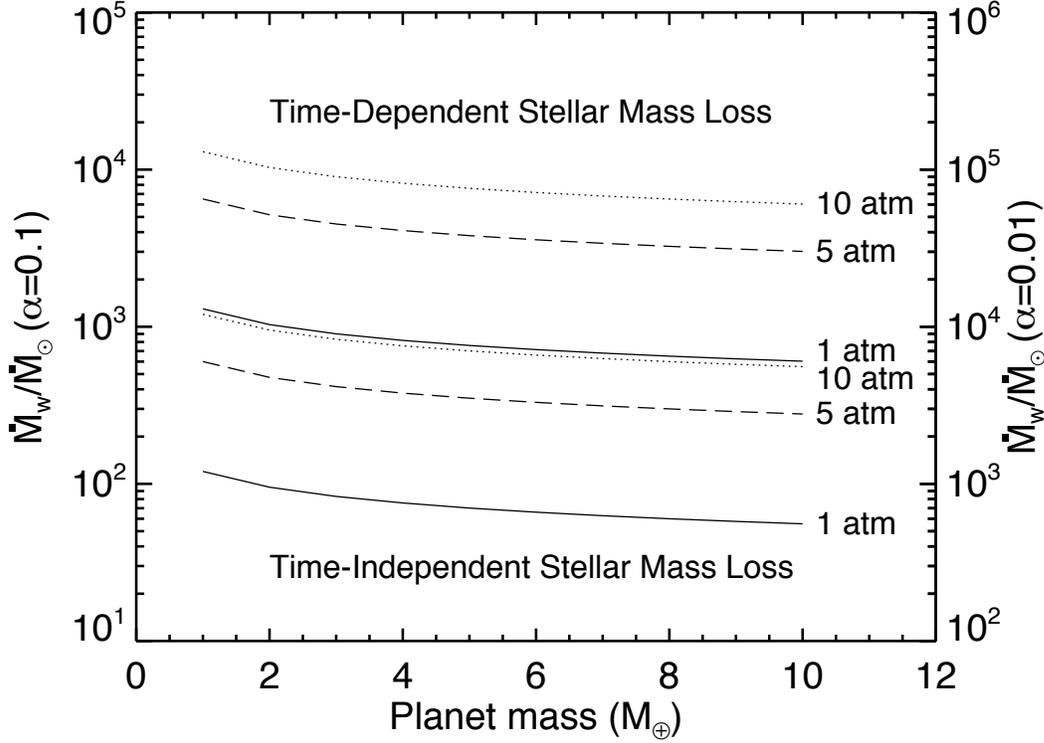


Figura 4.1: Tasa de pérdida de masa estelar inicial necesaria para que un planeta orbitando a una distancia de 0.2 UA (dentro de la zona habitable) de una estrella M activa conserve su atmósfera por al menos 1 Ga. La gráfica muestra diversos valores de pérdida de masa estelar en función de la masa del planeta. Las tres líneas superiores se obtuvieron a partir del modelo de vientos estelares dependiente del tiempo y asumiendo una escala de tiempo de decaimiento del viento de $t_w = 0.1$. Las tres líneas inferiores corresponden a los valores obtenidos con el modelo de viento estelar independiente del tiempo. Se consideraron dos diferentes valores para el coeficiente de eficiencia de entrada, $\alpha = 0.01$ and $\alpha = 0.1$ (como se indica en el eje y derecha-izquierda respectivamente). El valor de la tasa de pérdida de masa solar que se utilizó en los cálculos corresponde al valor actual ($\dot{M}_\odot \approx 10^{-14} M_\odot \text{ yr}^{-1}$).

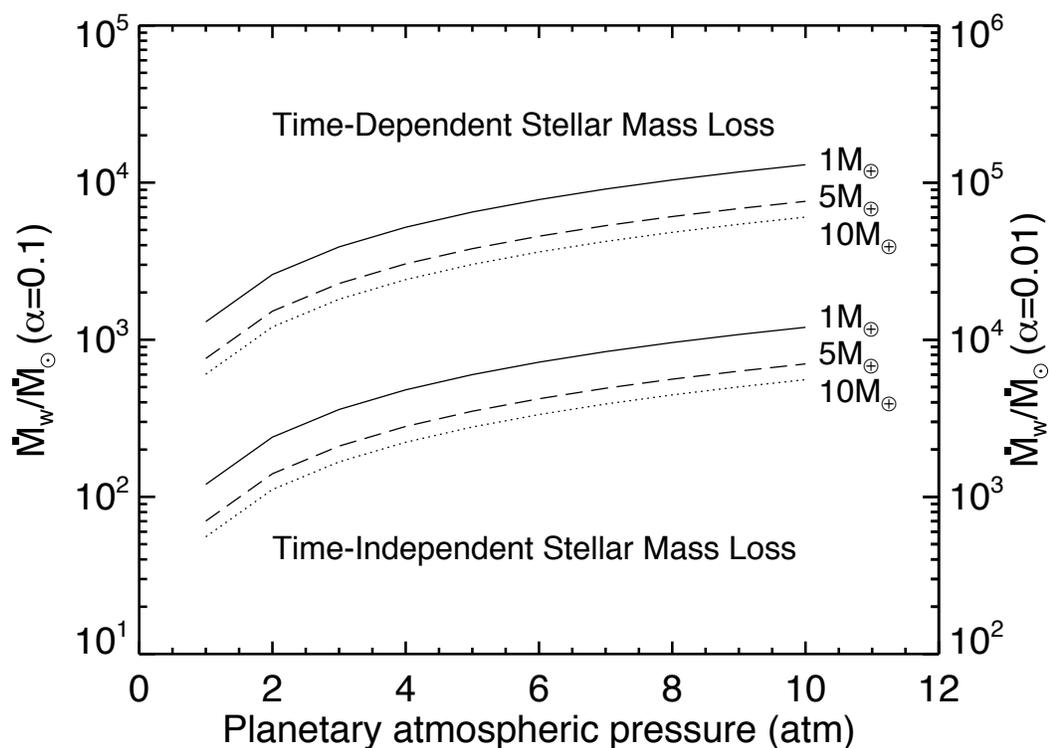


Figura 4.2: Tasa de pérdida de masa estelar inicial necesaria para que un planeta orbitando a 0.2 UA de una estrella M activa conserve su atmósfera por al menos 1 Ga, considerando diferentes presiones atmosféricas iniciales. Las tres líneas superiores se obtuvieron a partir del modelo de vientos estelares dependiente del tiempo y asumiendo una escala de tiempo de decaimiento del viento de $t_w = 0.1$. Las tres líneas inferiores corresponden a los valores obtenidos con el modelo de viento estelar independiente del tiempo. Se consideraron dos valores diferentes del coeficiente de eficiencia de entrada. En el eje y -derecho se muestran los valores de pérdida de masa estelar correspondientes a $\alpha = 0.01$. Los valores correspondientes a $\alpha = 0.1$ se muestran en el eje y -izquierdo. El valor de la tasa de pérdida de masa solar que se utilizó en los cálculos corresponde al valor actual ($\dot{M}_\odot \approx 10^{-14} M_\odot \text{ yr}^{-1}$).

4.1. Atmósferas de planetas dentro de la zona habitable de una estrella M

En general existen pocos datos observacionales para vientos de estrellas M y en especial para valores de tasas de pérdida de masa. Recientemente, diversos autores han sugerido que los valores para la pérdida de masa estelar en estas estrellas podrían estar dentro del intervalo de 10^{-10} - 10^{-13} M_{\odot} yr^{-1} (Mullan, 1996; Bradford et al., 2001). Estos valores han sido obtenidos a partir de diferentes técnicas. Por ejemplo, Bradford et al. (2001) usaron un nuevo método para estimar la tasa de pérdida de masa estelar a partir de las observaciones de la emisión de rayos X provenientes del intercambio de carga de los vientos con el medio interestelar. Sus resultados sugieren valores de $\sim 10^{-12}$ - 10^{-13} M_{\odot} yr^{-1} . Por otra parte Mullan (1996) uso valores de la densidad y velocidad de vientos estelares para estimar una tasa de pérdida de masa estelar de $\sim 10^{-10}$ M_{\odot} yr^{-1} . De estos valores podemos considerar los límites para la pérdida de masa estelar en estrellas M debido a vientos estelares. Entonces tomando el límite superior de este intervalo ($\sim 10^{-10}$ M_{\odot} yr^{-1}) como el representativo para una estrella M activa. El otro límite lo asociaremos a estrellas M de baja actividad. Por comparación, hemos incluido el valor actual de la tasa de pérdida de masa solar por vientos estelares (10^{-14} M_{\odot} yr^{-1}).

Para estrellas M con tasas de pérdida $\sim 10^{-11}$ M_{\odot} yr^{-1} (i.e, $= 10^3 \dot{M}_{\odot}$, donde $\dot{M}_{\odot} = 10^{-14} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ es el valor actual para la pérdida de masa solar) nuestro modelo de vientos estelares dependiente del tiempo predice que planetas con presiones atmosféricas iniciales > 1 atm conservarían su atmósfera por mas de 1 Ga (ver Figs. 4.1 & 4.2). Esto se estimó considerando el valor superior del intervalo sugerido para el coeficiente de eficiencia de entrada ($\alpha = 0.1$). Si tomamos el límite inferior del coeficiente ($\alpha = 0.01$) obtenemos que aún considerando una tasa de pérdida de masa estelar sin dependencia temporal, los planetas conservarían su atmósfera por al menos 1 Ga, suponiendo presiones atmosféricas iniciales de hasta ~ 3 atm. (ver Figs. 4.1 & 4.2).

Como se mencionó anteriormente, los vientos estelares de estrellas M activas con tasas de pérdida de masa del orden de 10^{-10} M_{\odot} yr^{-1} ($= 10^4 \dot{M}_{\odot}$) representan un riesgo para la habitabilidad de los planetas orbitantes. Estos valores de pérdida de masa estelar obligan a pensar en el valor mínimo del coeficiente de eficiencia de entrada ($\alpha = 0.01$) y considerar el modelo de tasa de pérdida de masa estelar que decrece con el tiempo.

Sin embargo, estrellas que presentan actividad por periodos de tiempo más largos, el modelo de actividad constante parece más adecuado (ver secciones

3.2 y 3.3). Por lo tanto estrellas con clasificación espectral de M4 a M7 serán mejor descritas probablemente por nuestro modelo independiente del tiempo (§3.2). Para estas estrellas tardías el porcentaje de actividad va de 20 % (M4) a 60 % (M7) (Silvestri et al. 2007).

Por lo tanto si una estrella M activa en efecto no presenta una actividad que decrece con el tiempo (i.e, que no obedezca la Ec. 3.8), podríamos concluir que el modelo de vientos estelares independiente del tiempo es más apropiado para modelar este tipo de estrellas.

De las Figs. 4.1 y 4.2 observamos que para valores de $\alpha = 0.1$, un viento estelar con $\dot{M}_w > 10^3 \dot{M}_\odot = 10^{-11} M_\odot \text{yr}^{-1}$ habrá erosionado por completo la atmósfera en una escala de tiempo de 1 Ga. Para $\alpha = 0.01$ obtenemos un valor alternativo de $\dot{M}_w > 10^4 \dot{M}_\odot = 10^{-10} M_\odot \text{yr}^{-1}$. De lo anterior concluimos que planetas dentro de la zona habitable de las estrellas M más activas no serían capaces de retener su atmósfera por un tiempo suficiente para el desarrollo de vida. Por otra parte planetas alrededor de estrellas M menos activas, (con tasa de pérdida de masa $< 10^3$ or $< 10^4 \dot{M}_\odot$, independientemente del valor del coeficiente de eficiencia de entrada que eligamos ($\alpha = 0.1$ o 0.01) serían capaces de conservar su atmósfera por un tiempo suficiente para el desarrollo vida.

Es claro que se requieren más observaciones para restringir los valores de tasa de pérdida de masa estelar por vientos estelares para estrellas M. En particular hay que enfocarse en la obtención de tasas de pérdida de masa en estrellas donde se haya detectado la presencia de planetas y a partir de nuestros modelos poder determinar si estos planetas son aptos o no para la presencia de vida.

Los resultados presentados arriba han sido obtenidos únicamente considerando la interacción entre vientos estelares y atmósferas planetarias. Sin embargo otro tipo de actividad estelar presente en estrellas M (eyecciones de masa coronal (EMCs) y ráfagas) podrían representar serios problemas para la habitabilidad de planetas orbitando estas estrellas. Estos fenómenos generan grandes cantidades de radiación de alta energía como rayos X y radiación ultravioleta extrema. Esta radiación interactuaría con las atmósferas de los planetas orbitantes, resultando en una erosión parcial o total de las atmósferas planetarias. Guinan & Engle (2007) retomaron estas ideas, sugiriendo la posible erosión atmosférica en planetas alrededor de estrellas M debido a la interacción con las eyecciones de masa coronal. Otros autores (Lammer et al., 2003; Lammer et al., 2006; Lammer et al., 2007, 2008) modelaron la interacción de radiación estelar como rayos X y radiación ultravioleta extrema con atmósferas de exoplanetas. Sus resultados sugieren que la interacción de una atmósfera rica de

CO₂ de planetas tipos terrestres con radiación ultravioleta extrema podría causar un calentamiento atmosférico debido a la fotodisociación y calentamiento por ionización debido a diversas reacciones químicas exotérmicas. Como consecuencia de lo anterior, la atmósfera del planeta se expandiría y se formaría una exósfera extendida. Los fluidos de plasma estelar de las EMCs podrían interactuar directamente con la atmósfera extendida e inducir una pérdida de masa atmosférica. Sus resultados indican que planetas tipo terrestre sin la protección de un campo magnético podrían perder de decenas a cientos de bares de presión atmosférica o incluso la pérdida total de la atmósfera en tiempos relativamente cortos.

4.2. Marte y Venus

A partir de nuestros modelos analizamos la interacción de las atmósferas de Venus y Marte con la actividad del viento solar. Siguiendo nuestro modelo, estos planetas nunca perderían su atmósfera debido a la interacción con vientos solares. Sin embargo diferentes trabajos (Kulikov et al., 2006; Ribas et al., 2005) han sugerido que estos planetas podrían haber tenido una pérdida atmosférica por la interacción con la actividad solar temprana. Ribas et al. (2005) mencionan que las emisiones tempranas de rayos X y radiación ultravioleta del Sol fue del orden de ~ 100 -1000 veces más fuerte que en la actualidad. Por otra parte Kulikov et al. (2006) desarrolló un test para calcular los valores de la densidad y velocidad de vientos solares como una función del tiempo a una distancia de 0.72 UA (distancia promedio a Venus) estimando valores de $v_{sw} \sim 400 \text{ km s}^{-1}$ and $n_{sw} \sim 15 \text{ cm}^{-3}$ para un tiempo de 1 Ga. Siguiendo las ideas del calentamiento de la termósfera y formación de la ionósfera en planetas similares a la Tierra debido a la interacción con radiación ultravioleta y rayos X, podríamos esperar la misma expansión atmosférica sobre Marte y Venus. Para Venus Kulikov et al. (2006) calculó que este planeta podría haber perdido mas de 250 bares de O⁺ debido a la interacción con rayos X, radiación ultravioleta y vientos solares durante 4.6 Ga. La fuente de hidrógeno y oxígeno en la atmósfera venusiana se debió a la fotólisis de H₂O que ha sido predicha estar presente en el pasado de Venus. La diferencia de estos resultados comparados con los nuestros radica en que nuestros cálculos no hemos considerado los 250 bares de O⁺ evaporado de los oceanos en el pasado de Venus que posteriormente escaparon al espacio. En nuestro caso hemos considerado que Venus tuvo una presión atmosférica inicial de 92 bares, y este nunca presentó una nueva fuente para alimentar su atmósfera. Para tener un modelo más exacto de Venus se

debe considerar que el planeta tuvo un incremento considerable en su presión atmosférica debido a la evaporación de agua. Otra diferencia sustancial es que no se consideró el calentamiento atmosférico por la interacción con rayos X y radiación ultravioleta extrema que probablemente causarían una expansión en su atmósfera, terminando posteriormente en una erosión atmosférica.

Para el caso de Marte, la expansión atmosférica debido a la interacción con rayos X y radiación ultravioleta extremas es relativamente menos significativa. Kazeminejad (2005) y nuestro modelo predicen resultados similares a los calculados con modelos más detallados. Por ejemplo Kass & Yung (1995) encontraron una pérdida atmosférica por interacción con vientos estelares de ~ 0.14 bar de CO_2 de una atmósfera inicial de 3 bares. Esto representa un porcentaje de $\sim 4\%$, siendo muy similar a nuestros resultados. Nuestro modelo representa una buena aproximación para calcular la erosión de atmósferas planetarias cuando el calentamiento por radiación de alta energía no es tan relevante. Esto es factible para planetas que se encuentran en el límite externo de la zona habitable, como es precisamente el caso de Marte.

5

Conclusiones

Nuestros resultados sugieren que la mayoría de los planetas alrededor de estrellas M activas perderían por completo su atmósfera en un tiempo menor a 1 Ga si consideramos tasas de pérdida de masa similar a la calculada para la estrella activa AD Leo y un coeficiente de eficiencia de entrada de $\alpha=0.1$. Esto representa un grave riesgo para la habitabilidad de estos planetas. Solamente planetas con masas entre $1 \rightarrow 2 M_{\oplus}$ y una presión atmosférica de 10 atm podrían conservar su atmósfera por al menos 1 Ga. Para el resto de los casos la erosión atmosférica podría prolongarse si consideramos un valor menor de α o asumiendo la presencia de un campo magnético que proteja al planeta de la actividad estelar.

Para planetas alrededor de estrellas con actividad intermedia y tipo solar, el panorama es completamente diferente, ya que en todos los casos los planetas conservan su atmósfera por al menos 1 Ga, independientemente del valor de α que consideremos. Para alguno de estos casos el tiempo en que el planeta perdería su atmósfera podría ser mayor al tiempo de vida de estas estrellas en la secuencia principal ($\sim 10^{11}$ años) o incluso nunca evaporarse, lo que representa tiempo suficiente para el desarrollo de vida en estos planetas. Hay que resaltar que nuestro modelo de erosión atmosférico por vientos estelares esta restringido a planetas sin campo magnético. Claramente, la presencia de una magnetósfera planetaria protegería a la atmósfera de los vientos estelares y

permitiría a los planetas preservar su atmósfera en escalas de tiempo mayores a 1Ga, aun considerando vientos estelares provenientes de una estrella M activa. También hay que hacer énfasis en que nuestro modelo podría representar una cota superior en los cálculos de pérdida de masa atmosférica. Esto debido a que en nuestro modelo siempre consideramos masas atmosféricas constantes en el tiempo, es decir, nunca incluimos la retroalimentación atmosférica, que podría ser factible para planetas con actividad volcánica. Entonces planetas que nuestro modelo calcule tiempos de pérdida de masa atmosférica menor a 1 Ga, podrían prolongar más la presencia de su atmósfera si pensamos que durante las diferentes etapas geológicas del planeta, la atmósfera se ha ido enriqueciendo debido a la actividad geológica. Sin embargo el estudio de la sobrevivencia atmósferas en planetas magnetizados bajo la interacción con vientos estelares, así como la interacción atmosférica con otro tipo de radiación proveniente de estrellas M y el caso de retroalimentación atmosférica es dejado para trabajos futuros.

En general podemos concluir que las estrellas M de la secuencia principal pueden representar un lugar favorable para la búsqueda de planetas potencialmente habitables. Sin embargo queda claro que se requieren más observaciones a este tipo de estrellas para conocer más acerca de su actividad estelar. Una vez conociendo esta información, podríamos usarla para realizar mejores predicciones acerca de la posible presencia de planetas habitables alrededor de estas estrellas.

Bibliografía

- Aigrain, S., Barge, P., Delcuil, M., Fressin, F., Moutou, C., Queloz, D., Auvergne, M., Baglin, A. (2008), The CoRoT Exoplanet Programme: Exploring the Gas-Giant/Terrestrial Planet transition. ASPC, 384, 270A-281A.
- Barge, P., Baglin, A., Auvergne, M., the CoRoT team (2008), CoRoT: Pioneer Space Mission for Exoplanet Transit Search. IAUS, 249, 3-16.
- Bradford, J., Wargelin and Drake, J., (2001), Observability of stellar winds from late-type dwarfs via charge exchange X-ray emission. *The Astrophys J.*, 546, L57-L60.
- Cantó, J. & Raga, A.C. 1991, Mixing Layers in Stellar Outflows. *Astrophys. J.*, 372, 646-658.
- Dole, S.H. 1964, *Habitable Planets for Man*, Blaisdell, New York.
- Guinan, E. & Engle, S. (2007), Evolution over Time of Magnetic Dynamo Driven UV & X-ray Emission of dG-M Stars and Effects on Hosted Planets. *Astro-Ph*, arXiv:0711.1530v1.
- Haberle, R., McKay, C., Tyler, D., Reynolds, R. (1996), Can Synchronously Rotating Planets Support an Atmosphere?. In *Circumstellar Habitable Zones: Proceedings of the First International Conference*, 29-33.
- Heath, M., Doyle, L., Joshi, M., Haberle, R. (1999), Habitability of Planets Around Red Dwarf Stars. *Orig. Life Evol. Biosph.*, 29, 405-424.
- Joshi, M. (2003), Climate Model Studies of Synchronously Rotating Planets. *Astrobiology* 3(2), 415-427.
- Joshi, M., Haberle, R., Reynolds, R., (1997), Simulations of the Atmospheres of Synchronously Rotating Terrestrial Planets Orbiting M Dwarfs: Conditions for Atmospheric Collapse and the Implications for Habitability. *Icarus*, 129(2), 450-465.
- Kass, D. & Yung, Y. (1995), Loss of Atmospheric from Mars due to Solar Wind-Induced Sputtering. *Science*, 268, 697-699.
- Kasting, J., Whitmire, D., Reynolds, R. (1993), Habitable Zones around Main Sequence Stars. *Icarus*, 101, 108-128.
- Kazeminejad, S. 2005, Exospheric Temperature Estimation and Atmospheric Loss: A comparative Study of Mars and Venus. Master Thesis (66 pages), Karl-Franzens-University Graz.
- Khodachenko, M., Ribas, I., Lammer, H., Grieblmeier, J., Leitner, M., Selsis, F., Eiroa, C., Hanslmeier, A., Biernat, H., Farrugia, C., Rucker, H. (2007), Coronal Mass Ejection (CME) Activity of Low Mass M Stars as An Important Factor for The Habitability of Terrestrial Exoplanets. I. CME Impact on Expected Magnetospheres of Earth-Like Exoplanets in Close-In Habitable Zones. *Astrobiology*, 7(1), 167-184.

- Kulikov, Yu. N., Lammer, H., Lichtenegger, H. I. M., Terada, N., Ribas, I., Kolb, C., Langmayr, D., Lundin, R., Guinan, E. F., Barabash, S., Biernat, H. K. (2006), Atmospheric and Water Loss from Early Venus. *Planetary and Space Science*, 54, 1425-1444.
- Lammer, H., Selsis, F., Ribas, I., Guinan, E. F., Bauer, S. J., Weiss, W. W. (2003), Atmospheric Loss of Exoplanets Resulting from Stellar X-Ray and Extreme-Ultraviolet Heating. *Astrophys J.*, 598, L121-L124.
- Lammer, H., Lichtenegger, H. I. M., Kulikov, Yu. N., Khodachenko, M. L., Griessmeier, J.-M., Terada, N., Ribas, I. (2006), On Atmospheric Erosion of Earth-Like Exoplanets Induced by Stellar Radiation and Plasma in Close-in Habitable Zones. *epsc conference*, 392L.
- Lammer, H., Khodachenko, M. L., Lichtenegger, H. I. M., Kulikov, Y. N. (2007), Impact of Stellar Activity on the Evolution of Planetary Atmospheres and Habitability. *epfdbook*, 127L.
- Lammer, H., Terada, N., Kulikov, Yu. N., Lichtenegger, H. I. M., Khodachenko, M. L., Pcnz, T. (2008), Atmospheric Erosion Caused by Stellar Coronal Plasma Flows on Terrestrial Exoplanets within Close-In Habitable Zones of Low Mass Stars. *ASPC*, 384, 303L.
- Mullan, J. (1996), Mass Loss from Active Dwarf Stars. *ASP Conference Series*, 109, 461-470.
- Mullan, D. J., Doyle, J. G., Redman, R. O., Mathioudakis, M. (1992), Limits on Detectability of Mass Loss from Cool Dwarfs. *Astrophys J.*, 397, 225-231.
- Pepc, F., Mayor, M., Delabre, B., Kohler, D., Lacroix, D., Queloz, D., Udry, S., Benz, W., Bertaux, J., Sivan, J. (2000), HARPS: A New High-Resolution Spectrograph for the Search of Extrasolar Planets. *SPIE*, 4008, 582-592.
- Raga, A.C., Cabrit, S., Cantó, J. (1995), Mixing Layers in Stellar Outflows-II. Interfaces between two moving fluids. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 273, 422-430.
- Ribas, I., Guinan, E., Gdel, M., Audard, M. (2005), Evolution of the Solar Activity over Time and Effects on Planetary Atmospheres. I. High-Energy Irradiances (1-1700). *Astrophys J.*, 622, 680-694.
- Scalo, J., Kaltenegger, L., Segura, A., Fridlund, M., Ribas, I., Kulikov, Y., Grenfell, J., Rauer, H., Odert, P., Leitzinger, M., Selsis, F., Khodachenko, M., Eiroa, C., Kasting, J., Lammer, H. (2007), M Stars as Targets for Terrestrial Exoplanet Searches And Biosignature Detection. *Astrobiology*, 7(1), 85-166.
- Silvestri, N., Hawley, S. L., & Oswalt, T.D. (2005), The Chromospheric Activity and Ages of M Dwarf Stars in Wide Binary Systems. *The Astronomical J*, 129(5), 2428-2450.
- Tarter, J., Backus, P., Mancinelli, R., Aurnou, J., Backman, D., Basri, G., Boss, A., Clarke, A., Deming, D., Doyle, L., Feigelson, E., Freund, F., Grinspoon, D., Haberle, R., Hauck, S., Heath, M., Henry, T., Hollingsworth, J., Joshi, M., Kilston, S., Liu, M., Meikle, Erik, R., Rothschild, L., Scalo, J., Segura, A., Tang, C., Tiedje, J., Turnbull, M., Walkowicz, L., Weber, A., Young, R. (2007), A Reappraisal of The Habitability of Planets around M Dwarf Stars. *Astrobiology*, 7(1), 30-65.
- Udry, S., Bonfils, X., Delfosse, X., Forveille, T., Mayor, M., Perrier, C., Bouchy, F., Lovis, C., Pepc, F., Queloz, D., Bertaux, J.-L. (2007), The HARPS Search for Southern Extra-Solar Planets. XI. Super-Earths (5 and 8 M_{\oplus}) in a 3-Planet System. *Astron. Astrophys.*, 469, L43-L47.
- West, A., Hawley, S., Walkowicz, L., Covey, K., Silvestri, N., Raymond, S., Harris, H., Munn, J., McGhee, P., Ivezi, Brinkmann, J. (2004), Spectroscopic Properties of Cool Stars in the Sloan Digital Sky Survey: An Analysis of Magnetic Activity and a Search for Subdwarfs. *Astronomical J.*, 128(1), 426-436.
- Wargelin, B. & Drake, J. (2001), Observability of Stellar Winds from Late-Type Dwarfs via Charge Exchange X-Ray Emission. *Astrophys J*, 546, L57-L60.

Wood, B., Miller, H.-R., Zank, G., Linsky, J. (2002), Measured Mass-Loss Rates of Solar-like Stars as a Function of Age and Activity. *Astrophys J.*, 574, 412-425.

Wright, A. & Barlow, M. (1975), The Radio and Infrared Spectrum of Early-Type Stars Undergoing Mass Loss. *MNRAS*, 170, 41-51.