



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA
DE MÉXICO**

FACULTAD DE CIENCIAS

**QUÍMICA PREBIÓTICA EN ATMÓSFERAS DE
PLANETAS HABITABLES ALREDEDOR DE
ESTRELLAS ENANAS M ACTIVAS**

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

FÍSICO

P R E S E N T A:

JOSUÉ MANIK NAVA SEDEÑO



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

Ciudad Universitaria, febrero de 2012



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.

Hoja de Datos del Jurado

1. Datos del alumno

Nava
Sedeño
Josué Manik
01 (442) 2157402
Universidad Nacional Autónoma de México
Facultad de Ciencias
Física
408005135

2. Datos del tutor

Dra.
Antígona
Segura
Peralta

3. Datos del sinodal 1

Dr.
Germinal
Cocho
Gil

4. Datos del sinodal 2

Dr.
Héctor Javier
Durand
Manterola

5. Datos del sinodal 3

Dra.
Sandra Ignacia
Ramírez
Jiménez

6. Datos del sinodal 4

Dra.
Alicia
Negrón
Mendoza

7. Datos del trabajo escrito

Química Prebiótica en Atmósferas de Planetas Habitables
alrededor de Estrellas Enanas M
53 p
2012

AGRADECIMIENTOS.

Primero que nada quiero agradecer a mi tutora, la Dra. Antígona Segura Peralta, que me apoyó desde antes de iniciar el proyecto de tesis, que siempre mantuvo su palabra y nunca dejó de creer en mí desde el principio.

También quiero agradecer a mis sinodales: Dr. Germinal Cocho Gil, Dr. Héctor Javier Durand Manterola, Dra. Sandra Ignacia Ramírez Jiménez y Dra. Alicia Negrón Mendoza, por aceptar revisar mi tesis rápidamente y ser tan atentos conmigo.

Quiero agradecer a mis padres, Gabriel Nava Pinto y Gina Sedeño Garrido por todo, ya que han sido los mejores padres que podría desear.

Agradezco a mi familia, tías, tíos, primos y abuelos por animarme siempre, apoyarme cuando los he necesitado y ayudarme a relajarme y divertirme cuando ha sido necesario.

Quiero agradecerles a mis amigas Irene y Mariel Álvarez que siempre han estado a mi lado desde que era pequeño, y con quienes sé que puedo confiar para cualquier situación.

Quiero agradecer también a mis amigos de la facultad: a Judith, a Adrian, a Jorge, a Víctor, a Manuel, a Fernanda, a Leyla, a Rodrigo, a Lalo, a Toño, a Pamela, a Alejandro, y a muchísimos otros más que no alcanzaré a poner en este espacio, por apoyarme en las buenas y en las malas, y enseñarme que la amistad y la bondad aún se pueden encontrar en el mundo.

Por último quiero agradecer al proyecto PAPIIT-IN119709-3 Modelos atmosféricos de planetas habitables, ya que con ese apoyo pude realizar este trabajo.

Resumen

Se calcularon los compuestos de importancia prebiótica en planetas con atmósferas de CO_2 alrededor de una estrella enana M activa. Para esto se utilizó un código fotoquímico en el que se calcularon las abundancias de compuestos traza en atmósferas compuestas principalmente de CO_2 y N_2 . La estrella usada en la simulación fue la enana M AD Leonis. Las abundancias de H_2 , CO y CO_2 de las atmósferas simuladas se usaron para calcular los rendimientos de compuestos orgánicos y compuestos importantes para la química prebiótica. Como fuentes de energía se consideraron los rayos cósmicos, los protones estelares y las descargas eléctricas. Los flujos de protones que llegan a la atmósfera exoplanetaria fueron calculados mediante la relación entre las ráfagas de protones y de rayos X. Las tasas de producción de compuestos bioquímicos para rayos cósmicos fueron comparables a los reportados para una atmósfera del arqueano terrestre en la literatura; para protones estelares, las tasas de producción fueron cuatro órdenes de magnitud mayores que aquellas para la Tierra en el arqueano, dada la gran actividad cromosférica de la estrella enana M. Sin embargo, los rendimientos por descarga eléctrica fueron varios órdenes de magnitud menores que los reportados en el arqueano terrestre, posiblemente a causa de concentraciones bajas de H_2 y CO en algunos casos.

Índice general

1. Introducción	1
2. Estrellas enanas M	3
2.1. La estrella del sistema	4
3. Exoplanetas habitables	7
3.1. Exoplanetas	7
3.1.1. Métodos de detección	8
3.1.2. Zona habitable	10
3.1.3. Condiciones de habitabilidad	11
3.2. Misiones espaciales	12
3.3. Planetas habitables y habitados.	13
4. Simulaciones de atmósferas planetarias	14
4.1. Modelo fotoquímico	14
4.1.1. El balance de hidrógeno	16
4.2. Simulaciones numéricas	18
4.3. Resultados de las simulaciones	20
5. Importancia del CO para la biología	22
6. Biomoléculas en atmósferas altas en CO	28
6.1. Rayos cósmicos	28
6.2. Producción de uracilo por protones estelares.	31
6.3. Producción por descarga eléctrica	36
7. Conclusiones	43
Bibliografía	46

Capítulo 1

Introducción

La astrobiología es el estudio del origen, evolución, distribución y futuro de la vida en el universo (NASA, 2008). La astrobiología se interesa en detectar planetas habitables y habitados en el universo, además de encontrar evidencia del origen de la vida en el Sistema Solar o fuera de él. Este trabajo puede enmarcarse dentro de la astrobiología, ya que considera las condiciones en los sistemas de cierto tipo de estrellas, y con éstas, explora la posibilidad del origen de la vida en un planeta de uno de estos sistemas.

Para este trabajo se consideró un planeta alrededor de una estrella enana M. Este tipo de estrellas son interesantes porque son las más abundantes en la vecindad solar y pueden vivir dentro de la secuencia principal por 10^{10} años. En este trabajo se simuló la atmósfera de un planeta que gira alrededor de una enana M usando un modelo fotoquímico. Con éste se encontró que en atmósferas ricas en CO_2 se generan altas concentraciones de CO. Con los datos de la química atmosférica, se calcularon las producciones de compuestos biológicamente importantes mediante tres fuentes de energía: rayos cósmicos, protones estelares y descargas eléctricas.

- En el capítulo 2 se profundizará en las características generales de las estrellas enanas M.
- En el capítulo 3 se definirá y se dará un marco teórico de los exoplanetas y las condiciones para que sean considerados habitables.
- En el capítulo 4 se describirá el modelo computacional usado para si-

mular la química atmosférica del planeta.

- En el capítulo 5 se profundiza acerca de la importancia del CO para el origen de la vida.

- En el capítulo 6 se reportan los resultados del trabajo, es decir, la producción de moléculas importantes para la vida para cada fuente de energía.

- Finalmente, en el capítulo 7 se discuten los resultados y se concluye acerca de la habitabilidad de este tipo de planetas.

Capítulo 2

Estrellas enanas M

Las estrellas enanas M son estrellas de la secuencia principal, pequeñas (entre $0.5 M_{\odot}$ y $0.08 M_{\odot}$) y frías (entre 2200 K y 3800 K). Este tipo de estrellas son de especial interés para la astrobiología porque las estrellas enanas M son el tipo mayoritario de las estrellas en la galaxia; tres cuartos de las estrellas en la secuencia principal en la Vía Láctea pertenecen a esta categoría (Tarter *et al.* 2007). Debido a su pequeña masa relativa a otro tipo de estrellas, su tiempo de vida es relativamente grande, del orden de 10^{11} años en la secuencia principal (Tarter *et al.* 2007), lo que aumenta la probabilidad de que se genere la vida en un planeta que orbite alrededor de una de estas estrellas.

Otro aspecto que las hace atractivas es que podemos detectar planetas con masas menores a $10 M_{\oplus}$ usando las técnicas de velocidad radial y tránsito. El desarrollo de nuevos instrumentos para la detección de planetas está limitado, puesto que hay restricciones presupuestales, por lo que las observaciones que se están planeando contemplan a las estrellas enanas M dada la facilidad de detectar planetas alrededor de éstas¹ (Billings, 2011).

Sin embargo, también se deben tomar en cuenta algunos aspectos que podrían impedir la supervivencia de organismos en sus planetas:

Debido a la baja temperatura de la estrella, los planetas en la zona habitable estarían muy cerca a ésta (menos de 0.2 UA). Estos planetas estarían sujetos a fuertes fuerzas de marea, y en el caso de quedar acoplados en su rotación, podrían no ser habitables, pues los volátiles en el lado nocturno podrían congelarse, lo que resultaría en una presión superficial mucho menor

¹Es más fácil detectar perturbaciones debidas a planetas alrededor de estas estrellas por la baja luminosidad y masa de éstas.

que el punto triple del agua, por lo que no podría existir agua líquida en la superficie (Tarter *et al.* 2007). Sin embargo, varios estudios han mostrado que pequeñas cantidades de dióxido de carbono (hasta 100 mb de CO₂) son suficientes para un transporte eficiente de calor, y por lo tanto para mantener una atmósfera estable en una órbita acoplada (Haberle *et al.* 1996, Joshi *et al.* 1997, Joshi 2003).

Las estrellas enanas M tienen interiores parcial o totalmente convectivos, por lo que producen campos magnéticos muy fuertes, y en consecuencia, emiten partículas y radiación de alta energía, como rayos ultravioleta, rayos X y ráfagas coronales, lo que puede ser peligroso para potenciales seres vivos si no hay una atmósfera apropiada para bloquear esta radiación; esta misma radiación ionizante en grandes cantidades puede fotolizar los compuestos atmosféricos y aumentar su tasa de escape al espacio, privando al planeta de su atmósfera. Este riesgo debe tomarse en cuenta, dado que se estima que las tasas de pérdida de masa estelar por actividad en estrellas enanas M va de 10^{-10} a $10^{-13} M_{\odot}yr^{-1}$ (Mullan *et al.* 1992, Wargelin y Drake, 2001). Debe considerarse que el número de estrellas activas varía con el tipo espectral. Un 20 % de las enanas tipo M4 son activas, mientras que el 60 % de las M7 presentan actividad cromosférica² (Silvestri *et al.* 2005).

El conjunto de todas estas características las hacen buenas candidatas para las misiones espaciales de búsqueda de exoplanetas habitables. Sin embargo, se necesitan estudios más detallados que nos indiquen que, efectivamente, sus planetas cuentan con el potencial para la vida.

2.1. La estrella del sistema

Dado que se quiere estudiar la química y temperatura atmosféricas de un planeta que orbita alrededor de una estrella enana M, la estrella elegida para este trabajo es AD Leonis. AD Leonis (Gliese 388) es una estrella del tipo espectral M3.5 V, con una magnitud visual $V = 9.43$. La estrella tiene una temperatura superficial de 3450 K, una gravedad superficial de $\log(g) = 4.79$ y metalicidad $[Z/H] = -0.75 \pm 0.25$. Los planetas simulados fueron

²Las estrellas son clasificadas según su temperatura, donde las O son las más calientes y las M son las más frías. Cada clase espectral está dividida con números del 0 al 9, donde 0 son las estrellas más calientes del subconjunto y 9 las más frías; por lo que las enanas M4 y M7 están dentro del grupo de estrellas más frías, pero las M7 son aún más frías que las M4.

posicionados tal que la temperatura superficial del planeta estuviera justo arriba del punto de congelación del agua (~ 275 K). El espectro de AD Leonis puede apreciarse en las Figs. 2.1 y 2.2.

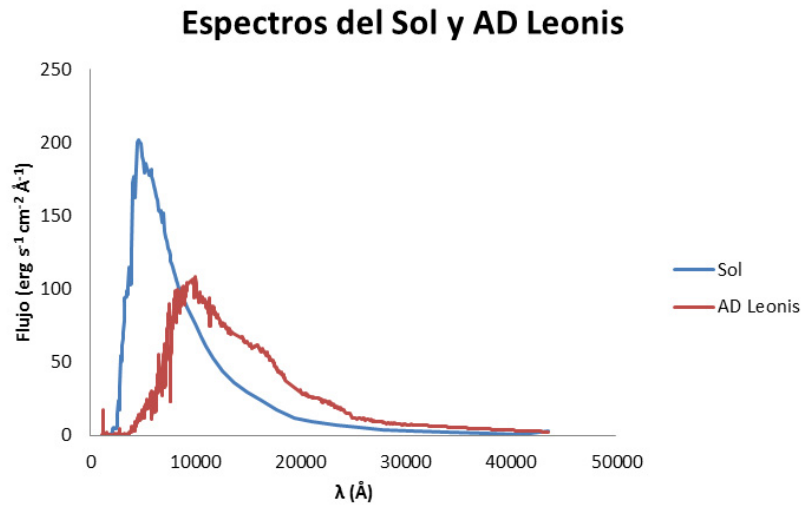


Figura 2.1: Espectro del Sol y AD Leonis en el visible (Segura *et al.* 2005).

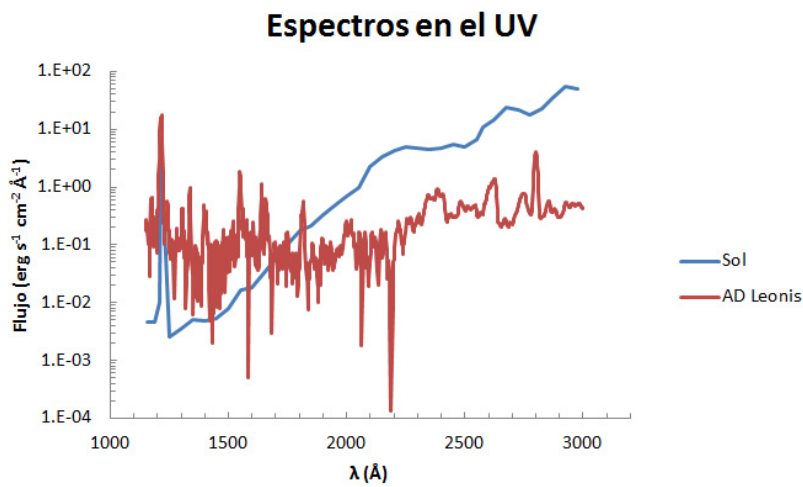


Figura 2.2: Espectro del Sol y AD Leonis en el ultravioleta (Segura *et al.* 2005).

Capítulo 3

Exoplanetas habitables

3.1. Exoplanetas

Los planetas extrasolares, o exoplanetas se definen como planetas que no orbitan alrededor del Sol, sino alrededor de otras estrellas. Este término se introduce para evitar confusiones al comparar este tipo de planetas, por ejemplo, con planetas del Sistema Solar.

Desde el inicio de la mecánica clásica se ha teorizado acerca de su existencia, al extrapolar el fenómeno del Sistema Solar a otras estrellas. Sin embargo, hasta fechas muy recientes se ha podido confirmar su existencia, ya que hasta hoy se ha desarrollado la tecnología necesaria para su detección.

Para la astrobiología concretamente, el interés en estos planetas radica en la viabilidad de sus condiciones para el surgimiento de la vida, o aun en la posibilidad de que estén habitados. Si queremos construir un modelo teórico acerca de la habitabilidad de los exoplanetas, debemos observar y tener en cuenta aquello que ha permitido la vida en la Tierra; extrapolando estas observaciones a las condiciones de los exoplanetas se pueden imponer restricciones de habitabilidad a los exoplanetas y a sus estrellas.

El primer aspecto importante que se considerará a continuación será cómo y qué tipo de planetas pueden ser detectados con los telescopios actuales y su relevancia para otras áreas de estudio, además de la astrobiología, que es el interés principal en este caso.

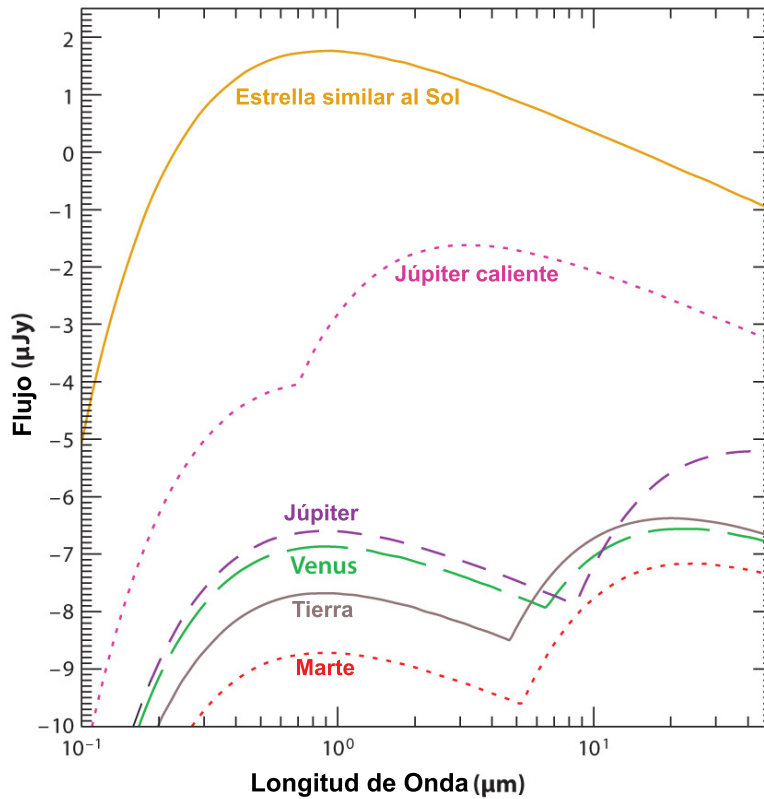


Figura 3.1: Espectro del Sol comparado con el de los planetas del Sistema Solar (Seager y Deming, 2010).

3.1.1. Métodos de detección

Antes que nada, deben tomarse en cuenta las dificultades que implica buscar un exoplaneta así como las razones por las cuales no fueron detectados con anterioridad. Dado el tamaño y carencia de luz propia del planeta, la luz reflejada por éste en el espectro visible es 10^9 veces menor al de la estrella, mientras que en el infrarrojo medio la luz emitida por el planeta es 10^7 veces menor que la luz emitida en esta región del espectro por la estrella (Fig. 3.1).

Al problema del brillo intrínseco del planeta se le une el de la resolución espacial, pues el sistema estrella-planeta subtende un ángulo menor a los 150 milisegundos de arco, considerando estrellas cercanas y planetas dentro de la zona habitable de la estrella, la cual será definida más adelante (Kaltenegger

et al. 2006).

Por estas razones fue necesario desarrollar técnicas indirectas de detección de exoplanetas. Los métodos principales en cuestión son los siguientes:

- Método de tránsito. Este método se vale de la opacidad de los planetas que orbitan a la estrella del sistema: Cuando un planeta cruza frente a su estrella, la opacidad del planeta disminuye el flujo lumínico que alcanza al telescopio, por lo que una disminución y aumento periódicos del flujo lumínico de la estrella podría deberse a un planeta orbitando alrededor de la estrella.

Sin embargo, para poder usar este método, se requiere que el ángulo sólido que comprende a la estrella desde la Tierra sea tal que, en algún momento, la traslación del planeta provoque que éste cruce delante de la estrella vista desde la Tierra. Además el tamaño del planeta debe ser suficiente para poder opacar apreciablemente el brillo de la estrella, afortunadamente, con los instrumentos actuales esta dificultad ha sido superada dada su sensibilidad y precisión. Con este método se puede obtener el radio del planeta y su período orbital.

- Velocidad radial. Este método se basa en el efecto Doppler. En un sistema de dos o más cuerpos acoplados mediante fuerzas gravitacionales, los cuerpos se giran alrededor del centro de masa del sistema. Dado el número de cuerpos y su diferencia de masas, el centro de masa estará fuera del centro de la estrella. Esto provocará un movimiento de la estrella alrededor del centro de masa, por lo que la luz de la estrella se verá corrida periódicamente. Por la naturaleza del método, los planetas que son detectados más fácilmente son aquellos con mayor masa y cercanos a la estrella, sin embargo, recientemente se han podido detectar planetas de 2-15 M_{\oplus} por lo que sí se pueden detectar planetas tipo terrestre especialmente en estrellas pequeñas. Con este método se mide la masa del planeta y el semieje de su órbita. Sólo se toma en cuenta el efecto Doppler con la componente de la velocidad a lo largo de la línea de visión, por lo que la masa calculada de esta forma es a lo más la masa mínima (Segura y Kaltenegger, 2010).

Los dos métodos de detección mencionados dependen del efecto que el planeta causa sobre la estrella, siendo más fácil detectar planetas masivos o con grandes radios y cercanos a la estrella. En lo que se refiere a estrellas menos

masivas y más pequeñas, con las técnicas actuales es posible detectar planetas más pequeños (de algunas veces la masa de la Tierra). Esto es importante ya que uno de los requisitos para la existencia de vida en un exoplaneta es su masa, considerado que debe ser de 1 a $10 M_{\oplus}$. En base a lo anterior, las estrellas donde se podría detectar con mayor facilidad un planeta de estas dimensiones serían estrellas pequeñas (estrellas enanas).

3.1.2. Zona habitable

Definir lo que es la zona habitable es importante en este trabajo, ya que la primera característica que debe cumplir un exoplaneta para considerarse habitable es que se encuentre en esta zona. Existen muchas definiciones de zona habitable, que dependen de distintos parámetros que son considerados necesarios para el surgimiento y desarrollo de la vida. Actualmente se considera que el agua en forma líquida es uno de los factores más importantes para el origen y desarrollo de la vida, por lo que se considerará la definición de zona habitable que tiene que ver con esta característica.

Esta definición restringe la distancia a la cual debe encontrarse el exoplaneta en relación a su estrella, si éste cuenta con una atmósfera de N_2 - H_2O - CO_2 , tal que la temperatura sea suficiente como para que exista agua líquida en su superficie. Los límites de la zona habitable están definidos por la relación:

$$0.95 \leq \frac{d}{\sqrt{\frac{L_{\star}}{L_{\odot}}}} \leq 1.37 \quad (3.1)$$

donde d es la distancia de la estrella al planeta en unidades astronómicas, L_{\star} es la luminosidad de la estrella y L_{\odot} es la luminosidad del Sol (Kasting *et al.* 1993).

El límite externo se define a partir de la distancia en la que se forman nubes de CO_2 , lo que enfría al planeta, por lo que el agua superficial se congela. En el límite interno hay pérdida de agua debido a un proceso de efecto invernadero desbocado¹.

¹En el efecto invernadero desbocado, una gran cantidad del agua del planeta se evapora, haciendo a la atmósfera húmeda. Al ser el vapor de agua un buen gas invernadero, el planeta se calienta evaporando más agua, entrando en un ciclo de calentamiento descontrolado.

3.1.3. Condiciones de habitabilidad

Basándose en el único planeta habitado que se conoce, la Tierra, y en los planetas deshabitados de nuestro Sistema Solar, se puede hablar de características únicas a nuestro planeta esenciales para toda la vida que se conoce; además de condiciones adversas a los mismos organismos en los demás planetas, y condiciones en donde los organismos no sólo sobreviven, sino que también se reproducen y prosperan. Estas consideraciones resultan de utilidad, dado que estas características pueden extrapolarse a sistemas planetarios hipotéticos u observables en otras estrellas para determinar si pudieran albergar vida como la conocemos. Es importante remarcar que los conceptos aquí descritos se refieren a la habitabilidad superficial. Si bien es posible que haya otras zonas de un planeta que sean potencialmente habitables, sólo podemos detectar la vida en un exoplaneta si ésta se encuentra en la superficie y puede liberar compuestos hacia la atmósfera. Cabe mencionar que la química atmosférica de un planeta no depende solamente de los gases liberados por volcanes y de los liberados por organismos, sino también de la interacción de la radiación UV proveniente de la estrella con los compuestos atmosféricos preexistentes.

Antes que nada, es necesario tomar en cuenta las características que debe tener la estrella del sistema. Tomando en cuenta que la vida en la Tierra tardó 7×10^8 años en surgir (McKay *et al.* 1992), consideramos estrellas con una vida en la secuencia principal de más de $1 \sim 2 \times 10^9$ años, es decir, estrellas del tipo espectral F al M.

Considerando el daño estructural causado a los compuestos orgánicos por la radiación electromagnética de alta frecuencia (UV, rayos X), se concluye que para garantizar la supervivencia de microorganismos en la superficie de un planeta, la radiación no debe sobrepasar a la tolerada por ciertos organismos extremófilos radiorresistentes terrestres.

Asimismo, el planeta en cuestión debe cumplir con otra serie de requisitos.

1. Uno de ellos, dados los metabolismos terrestres conocidos, es que contenga agua líquida. Su polaridad y estructura la hace un buen disolvente natural, lo que facilita las actividades metabólicas.
2. Es un requisito necesario, mas no suficiente, que el planeta cuente con la masa adecuada (entre 1 y $10 M_{\oplus}$) para mantener tectónica de placas, y por lo tanto pueda reciclar los componentes de su corteza y atmósfera mediante el ciclo de carbono-silicatos. La masa planetaria también es

es necesaria para poder retener una atmósfera suficientemente densa como para mantener el agua líquida en la superficie (Segura, 2010).

3. El planeta debe ubicarse a una distancia específica de su estrella: la zona habitable, como se definió anteriormente.

La condición de retención de la atmósfera es importante porque de ella depende que el planeta tenga la presión y temperatura superficiales para mantener agua líquida.

3.2. Misiones espaciales

Debido a las limitaciones ya mencionadas al tratar de identificar exoplanetas, lo mejor sería contar con telescopios en órbita cuyo solo propósito fuera el de encontrar exoplanetas. Actualmente existen misiones espaciales con esta finalidad que utilizan el método del tránsito:

1. El telescopio CoRoT busca exoplanetas alrededor de estrellas de tipo M y K. Fue lanzado por el CNES de Francia en colaboración con otros países europeos (Bordé *et al.* 2003).
2. El telescopio Kepler de la NASA sólo estudiará una región del espacio en búsqueda de exoplanetas. Su ventaja es que puede detectar planetas con masa comparable a la de la Tierra, y la razón de la localización de su área de búsqueda es que explorará 100,000 estrellas en esta pequeña región mediante el método de tránsito (Basri *et al.* 2005) Hasta el 1 de febrero de 2011 ha detectado 68 candidatos a planetas con tamaños comparables a la Tierra ($R < 1.25R_{\oplus}$) y 288 super Tierras ($1.25R_{\oplus} < R < 2R_{\oplus}$) (Borucki *et al.* 2011). Una vez identificadas las estrellas y sus planetas, el siguiente paso es obtener espectros de esos planetas y poder conocer las características físicas y químicas de sus atmósferas. Para esto se proyectaron dos misiones:
3. Darwin de la ESA, es un interferómetro en el infrarrojo, con interferometría de anulación para analizar la luz de los planetas sin el brillo de

la estrella (Cockell *et al.* 2009).

4. TPF (Terrestrial Planet Finder) consiste en dos instrumentos, uno similar a Darwin, el TPF-C, que consistirá en un coronógrafo para poder obtener los espectros de los planetas en el visible y cercano infrarrojo, y el TPF-I, que hará lo mismo en el infrarrojo medio (planetquest.jpl.nasa.gov/TPF).

3.3. Planetas habitables y habitados.

Los planetas habitables son los que cuentan con condiciones propicias para la vida (descritas en el punto 3.1.3); lo que se buscaría en sus espectros sería evidencia de la existencia de agua y de una atmósfera con gases de efecto invernadero que generen un clima propicio para la vida, como por ejemplo CO_2 . Los planetas habitados se definen como aquellos en los cuales se desarrolló la vida, para detectarlos requerimos que la vida genere señales globales, por ejemplo, la atmósfera del planeta contiene compuestos producidos por los organismos que de otra forma no estarían presentes, o bien se encontrarían en concentraciones diferentes, como por ejemplo el CH_4 o el O_2 (Lovelock, 1965). Las concentraciones de estos compuestos, inferidas de los espectros de los planetas, son llamadas “bioseñales”, y es lo que se buscaría en los espectros proporcionados por las misiones Darwin y TPF.

Sin embargo, para poder juzgar las características espectrales de las atmósferas que se obtengan de las misiones, resulta un marco de referencia poco amplio contar sólo con el contraste entre el espectro de la Tierra y el de los demás planetas del Sistema Solar, que se sabe no son ni habitados ni habitables (puesto que no hay prueba fehaciente de que otro planeta del Sistema Solar esté o haya estado habitado). Por esta razón se necesita un banco de espectros que podemos obtener a través de simulaciones computacionales, para tener un criterio más amplio. Además, la vida y su evolución pueden ser muy diferentes a las que se conocen si las condiciones del planeta son bastante diferentes, por lo tanto se necesita algo que diga que hay, o puede haber un proceso metabólico en esos ambientes extraterrestres. Para esto se utilizan modelos atmosféricos que nos permiten estudiar una gama de posibilidades geológicas y químicas que eventualmente nos permitan distinguir planetas habitables o habitados.

Capítulo 4

Simulaciones de atmósferas planetarias

4.1. Modelo fotoquímico

El modelo fotoquímico usado en los cálculos fue descrito en Segura *et al.* (2007) para atmósferas con alto CO₂/CH₄. El modelo simula una atmósfera anóxica con cantidades variables de CO₂.

El modelo incluye 38 especies químicas involucradas en 162 reacciones distribuidas desde la superficie planetaria hasta una altura de 65 km en bandas de 1 km de espesor. El ángulo cenital se fijó a 50°. La ecuación de continuidad se resolvió en cada banda para cada una de las especies de vida larga, incluyendo transporte por difusión. Las ecuaciones fueron resueltas en forma de diferencias finitas. Se aplicaron condiciones de frontera para cada una de las especies, en la superficie, y en la parte más alta de la atmósfera; después se integraron las ecuaciones resultante usando el método de Euler inverso.

Para resolver las ecuaciones de continuidad y flujo para un compuesto i , ($i=1,\dots,I$), se usaron las siguientes relaciones:

El flujo de una especie i en cada altura está dada por la ecuación diferencial:

$$\Phi_i = -K_E n \frac{\partial f_i}{\partial z} \quad (4.1)$$

donde Φ es el flujo de la i -ésima especie química (positivo si el flujo sale del planeta, negativo si va hacia la superficie planetaria), K_E es el coeficiente de difusión por turbulencia, n es la densidad numérica total de la atmósfera y f_i es la abundancia en fracción por volumen para la i -ésima especie.

La ecuación de continuidad es entonces:

$$\frac{\partial n_i}{\partial t} = p_i - e_i n_i - \frac{\partial \Phi_i}{\partial z} \quad (4.2)$$

Donde n_i es la densidad numérica de la i -ésima especie química, p_i es la razón de producción química, e_i es la frecuencia de pérdida química. De aquí se puede ver que $f_i = n_i/n$.

Si se divide la segunda ecuación entre n , y se aplica la definición de $f_i = n_i/n$, se diferencia la primera ecuación y se sustituye en la segunda se obtiene una ecuación diferencial parcial para la abundancia en fracción por volumen de la siguiente forma:

$$\frac{\partial f_i}{\partial t} = \frac{1}{n} \frac{\partial}{\partial z} \left(K_E n \frac{\partial f_i}{\partial z} \right) + \frac{p_i}{n} - e_i f_i \quad (4.3)$$

Para resolverla se puede dividir a la atmósfera en J capas de espesor Δz (en este caso $\Delta z = 1$ km), donde las abundancias en fracción por volumen f_{ij} están definidas a la mitad de la capa j . La derivada $\frac{\partial f_i}{\partial z}$ puede ser aproximada de la siguiente forma:

$$\frac{\partial f_i^{j+1/2}}{\partial z} = \frac{f_i^{j+1} - f_i^j}{\Delta z} \quad (4.4)$$

Usando esta relación de diferencias finitas se puede escribir el conjunto de I ecuaciones diferenciales parciales como un sistema de $I \times J$ ecuaciones diferenciales ordinarias como:

$$\frac{\partial f_i^j}{\partial t} = \frac{1}{n_j (\Delta z)^2} \left[(K_E n)_{j+1/2} (f_i^{j+1} - f_i^j) - (K_E n)_{j-1/2} (f_i^j - f_i^{j-1}) \right] + \frac{p_i^j}{n_j} - e_i^j f_i^j \quad (4.5)$$

Donde $j \pm 1/2$ indica que se debe evaluar en las fronteras de las capas. Hay que notar que esta ecuación está bien definida solamente para $j=2,3,\dots,J-1$, puesto que f_i^0 y f_i^{J+1} no están definidas. Para resolver este problema hay que notar que la última ecuación puede ser escrita como:

$$\frac{\partial f_i^j}{\partial t} = \frac{1}{n_j (\Delta z)^2} \left(\Phi_i^{j+1/2} - \Phi_i^{j-1/2} \right) + \frac{p_i^j}{n_j} - e_i^j f_i^j \quad (4.6)$$

De esta expresión se puede ver que podemos resolver este problema dando flujos específicos en la parte superior e inferior de la atmósfera. En la frontera inferior, se sustituye $j=1$ y si se sobreentiende el subíndice i , se obtiene:

$$\frac{\partial f_1}{\partial t} = \frac{1}{n_1 \Delta z} \left[(K_E n)_{1+1/2} \left(\frac{f_2 - f_1}{\Delta z} \right) + \Phi_g \right] + \frac{p_1}{n_1} - e_1 f_1 \quad (4.7)$$

Donde Φ_g es el flujo hacia arriba desde el suelo. Habitualmente, para especies de vida corta se asume que $\Phi_g = 0$. Otra suposición es que una especie fluye hacia abajo con una velocidad de deposición V_d , tal que $\Phi_g = -V_d n_1 f_1$. En este caso la ecuación a resolver es:

$$\frac{\partial f_1}{\partial t} = \frac{1}{n_1(\Delta z)^2} (K_{EN})_{1+1/2} (f_2 - f_1) + \frac{p_1}{n_1} - \left(e_1 + \frac{V_d}{\Delta z} \right) f_1 \quad (4.8)$$

Si se desea que una abundancia en fracción por volumen sea constante, entonces $\frac{\partial f_1}{\partial t} = 0$. En la frontera superior $j=J$, entonces la ecuación a resolver es:

$$\frac{\partial f_J}{\partial t} = \frac{-1}{n_J \Delta z} \left[\Phi_t + (K_{EN})_{J-1/2} \left(\frac{f_J - f_{J-1}}{\Delta z} \right) \right] + \frac{p_J}{n_J} - e_J f_J \quad (4.9)$$

Donde Φ_t es el flujo específico en lo alto de la atmósfera. La mayoría de las veces se asume que $\Phi_t = 0$ por el equilibrio difusivo. Sin embargo a veces se requiere especificar un flujo hacia abajo o una velocidad constante de efusión hacia arriba, denotada V_e , tal que $\Phi_t = V_e n_j f_j$. En este caso la ecuación se convierte en:

$$\frac{\partial f_J}{\partial t} = \frac{1}{n_J(\Delta z)^2} (K_{EN})_{J-1/2} (f_{J-1} - f_J) + \frac{p_J}{n_J} - \left(e_J + \frac{V_e}{\Delta z} \right) f_J \quad (4.10)$$

Rara vez se especifica una abundancia en fracción por volumen constante en la frontera superior. Con este conjunto de $I \times J$ ecuaciones diferenciales se puede encontrar una solución estacionaria, que se necesita para poder encontrar el perfil químico de la atmósfera. Uno podría preguntarse como es que el modelo alcanza un estado estacionario, si los componentes químicos son liberados constantemente a la atmósfera mediante volcanes. Para algunos compuestos esto se alcanza gracias al escape de éstos al espacio, o bien por precipitación de vuelta al planeta. Para otros compuestos lo que pasa es que se oxidan gracias a la radiación electromagnética. En este estado oxidado se pierden por reacciones con los minerales del suelo.

Para todas las concentraciones simuladas de CO_2 se asumió que el planeta no estaba habitado, por lo que todos los compuestos tienen orígenes abióticos.

4.1.1. El balance de hidrógeno

Para asegurar el balance redox en la atmósfera anóxica, se necesita llevar cuenta del balance de hidrógeno (o balance redox), es decir el flujo de electrones del sistema (es decir, tomar en cuenta que cuando una especie química se

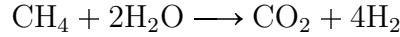
reduce, otra se oxida, y viceversa). En nuestro modelo, los flujos considerados para el balance de hidrógeno son:

- La producción de gases por volcanes, denotada por $\Phi_{volc}(H_2)$.
- La pérdida de hidrógeno al espacio, denotada por $\Phi_{esc}(H_2)$.
- La pérdida de gases por la precipitación de especies químicas oxidadas y reducidas, denotadas por $\Phi_{rain}(Ox)$ y $\Phi_{rain}(Red)$, respectivamente.

Por conveniencia, todos los flujos se toman en términos de H_2 . $\Phi_{volc}(H_2)$ y $\Phi_{esc}(H_2)$ representan flujos que ocurren en las fronteras del sistema total océano-atmósfera, mientras que $\Phi_{rain}(Ox)$ y $\Phi_{rain}(Red)$ son flujos que describen la transferencia de electrones entre la atmósfera y el océano. Gracias a esos flujos, se puede expresar el balance de hidrógeno como:

$$\Phi_{volc}(H_2) + \Phi_{rain}(Ox) = \Phi_{esc}(H_2) + \Phi_{rain}(Red) \quad (4.11)$$

A todas las especies químicas se les asigna un coeficiente redox, dependiendo de cuanto H_2 es producido o consumido durante su producción desde compuestos redox neutrales. Los compuestos redox neutrales considerados en el modelo son H_2O , N_2 , CO_2 y SO_2 . Así por ejemplo, la formación de H_2 a partir de metano se da por la siguiente reacción:



Es decir, 1 mol de CH_4 produce 4 moles de H_2 , por lo que el coeficiente redox del metano es +4. La liberación de gases por volcanes se trata de la misma forma, se suman al flujo volcánico de acuerdo a la estequiometría adecuada. Por lo tanto el flujo volcánico total está dado por:

$$\Phi_{volc}(H_2) = \Phi(H_2) + 1.5\Phi(NH_3) + 4\Phi(CH_4) \quad (4.12)$$

Como se dijo anteriormente, se asume que el escape de H_2 está limitado por la difusión en la parte superior de la atmósfera. El flujo de escape limitado por difusión está dado por:

$$\Phi_{esc}(H_2) = \left(\frac{b}{H}\right) f_{tot} \quad (4.13)$$

Donde b es un coeficiente de difusión binario promedio para la difusión de hidrógeno atómico y molecular en nitrógeno, H es la altura de escala

atmosférica, $H = RT/g$ y f_{tot} es la suma de las abundancias en fracción por volumen de todas las especies que contienen hidrógeno, pesadas por el número de moléculas de hidrógeno que contienen. Se puede expresar f_{tot} como:

$$f_{tot} = f(\text{H}_2) + \frac{1}{2}f(\text{H}) + f(\text{H}_2\text{O}) + \dots \quad (4.14)$$

dado que se supone una estratósfera fría y seca, $f(\text{H}_2\text{O})$ es despreciable. La estratósfera se supuso así pues se usó como modelo la de la Tierra. Como no hay ningún gas en la estratósfera que la caliente en este tipo de planetas, la atmósfera es fría. El agua se condensa al llegar a cierta altura en la atmósfera (cold trap), por lo que no puede seguir subiendo y la estratósfera resulta ser seca.

Evaluar el balance de hidrógeno al final de cada corrida provee un diagnóstico de la precisión del esquema fotoquímico de reacciones y de la diferenciación espacial en el modelo fotoquímico. Si cualquiera de ellos no conserva masa, lo más probable es que el balance de hidrógeno no se alcance. En este caso, una de las condiciones para que el modelo converja es que el balance de hidrógeno se mantenga por debajo de 0.025 %.

4.2. Simulaciones numéricas

Para las simulaciones se usaron condiciones de frontera fijas en la superficie planetaria para cada uno de los compuestos más importantes de la atmósfera, a saber:

- Abundancias constantes en fracción por volumen para H_2 , CO_2 y CH_4 .
- Velocidad de deposición constante para el CO .

Las cantidades de compuestos atmosféricos se encuentran en fracción por volumen, es decir, la razón entre el número de moléculas del compuesto por unidad de volumen entre el número total de moléculas de todo tipo en la atmósfera por unidad de volumen, por lo que es una cantidad adimensional. En todos los casos se usaron como valores de frontera, las abundancias en fracción por volumen de 1×10^{-4} y 1×10^{-6} para el H_2 y el CH_4 respectiva-

mente¹, y la velocidad de deposición de 1×10^{-8} para el CO^2 . Se realizaron un total de trece corridas, cada una con diferente abundancia en fracción por volumen de CO_2 (para tomar en cuenta un gran rango de condiciones que podrían encontrarse en los exoplanetas) las cuales fueron:

- 3×10^{-4}
- 5×10^{-4}
- 1×10^{-3}
- 3×10^{-3}
- 1×10^{-2}
- 3×10^{-2}
- 5×10^{-2}
- 7×10^{-2}
- 9×10^{-2}
- 1×10^{-1}
- 3×10^{-1}
- 5×10^{-1}
- 7×10^{-1}

En estas simulaciones se asumió que la temperatura decae desde 275 K en la superficie del planeta, hasta 180 K a 12.5 km de altura, siguiendo una tasa adiabata húmeda. A partir de esta altura se asumió que la atmósfera es isotérmica, para ser consistentes con las predicciones de modelos climáticos (Kasting, 1990). El perfil de temperaturas se puede apreciar en la Fig. 4.1.

¹La abundancia del CH_4 se especificó de esa manera, pues es el valor de la abundancia del CH_4 en la Tierra presente, mientras que la abundancia del H_2 especificada es la que se cree que hubo en la Tierra primitiva (Segura *et al.* 2007)

²Este valor es usado pues es el valor máximo que puede ser asignado a la velocidad de deposición del CO (Kharecha *et al.* 2005).

4.3. Resultados de las simulaciones

Las abundancias de CO calculadas mediante las simulaciones están presentadas en la Fig. 4.2. En la misma se puede apreciar el contraste entre estas abundancias y las de atmósferas similares a la Tierra primitiva, simuladas por Segura *et al.* (2007)

Capítulo 5

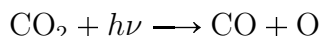
Importancia del CO para la biología

El monóxido de carbono (CO) es un compuesto considerado singularmente especial para el origen de la vida, principalmente por su eficiencia en la producción de compuestos biológicos importantes (como ATP) y por la antigüedad de los metabolismos que lo usan como fuente de carbono. Los metanógenos modernos convierten primero el CO_2 en CO mediante una enzima llamada CO deshidrogenasa o CODH, y después mandan el CO a un segundo complejo enzimático, donde es usado para generar energía o material celular, a lo que se conoce como la vía de asimilación de carbono de Wood-Ljungdahl. Estas enzimas están basadas en NiFeS, de acuerdo a la teoría que supone que el primer metabolismo usaba sulfatos de hierro como catalizadores (Zahnle *et al.* 2010).

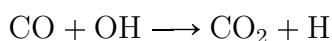
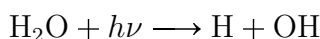
Para el origen de la vida es importante el CO por la energía liberada al romper su triple enlace y, como bloque para la construcción de biomoléculas como el CH_4 y NH_3 . Sin embargo, en atmósferas secundarias, provenientes de gases volcánicos, se obtienen sólo pequeñas fracciones de CO e H_2 , y muy poca cantidad de CH_4 o NH_3 (Zahnle *et al.* 2010). La síntesis de compuestos bioorgánicos mediante CO es difícil, pues el CO tiene un triple enlace, por lo que no es fácil separarlo en los elementos que lo componen; pero fuentes de alta energía como rayos cósmicos y columnas de impacto pueden facilitar la creación de estos compuestos. La tasa de compuestos bioorgánicos creados a partir de una atmósfera de CO ($\text{CO-N}_2\text{-H}_2\text{O}$) es comparable a aquellos obtenidos por una atmósfera altamente reductora ($\text{CH}_4\text{-N}_2\text{-H}_2\text{O}$) (Miyakawa *et al.* 2002). La evidencia geológica indica que la atmósfera de la Tierra primi-

tiva estuvo compuesta de CO₂, N₂ y H₂O. Los experimentos con mezclas de estos gases producen cantidades despreciables de biomoléculas a comparación de experimentos con metano y amoníaco (Miller y Urey, 1959, Schlessinger y Miller, 1983 y Stribling y Miller, 1987).

Es generalmente aceptado que las atmósferas de CO no son químicamente estables. Sin embargo, es probable que este tipo de atmósferas existan de manera transitoria. Un modelo reciente ha encontrado que el escape de hidrógeno puede no ser tan rápido como han predicho algunos cálculos fotoquímicos. Si esto es cierto, entonces el tiempo de vida de estas atmósferas transitorias podría extenderse ampliamente, y sería más probable que existiera una atmósfera de CO que una de CO₂ (Zahnle *et al.* 2010). El CO₂ en la atmósfera se disocia a longitudes de onda menores a 200 nm de la siguiente manera:

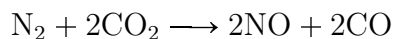
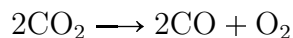


El CO se combina rápidamente con el OH proveniente de la fotólisis del agua:



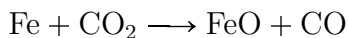
Por lo tanto, la presencia de agua en la atmósfera primitiva debe haber mantenido baja la abundancia de CO. Sin embargo, grandes cantidades de CO₂ podrían frenar la recombinación de CO al proteger al agua de la fotólisis (Kasting, 1990). La presencia de CO₂ en la atmósfera además de CO no afecta la producción de compuestos bioorgánicos, pues se ha mostrado que la producción de uracilo es proporcional a la cantidad de CO en una mezcla de CO y CO₂ (Miyakawa *et al.* 2002).

El CO se puede producir fácilmente, ya sea mediante descargas eléctricas, choques de impactos o fotoquímicamente siempre y cuando haya emisiones reductoras meteoríticas o volcánicas importantes. Esto es especialmente probable en condiciones frías y secas (Zahnle *et al.* 2010). Los mecanismos mediante el cual se puede producir CO con descargas eléctricas es el siguiente: (Kasting, 1990).



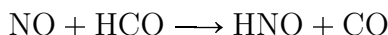
El CO también habría podido ser suministrado desde el espacio. Los cometas contienen grandes cantidades de CO, además el carbono orgánico de los cometas y otros asteroides podría haber sido oxidado a CO por el oxígeno

derivado de silicatos en el impacto, y por último, el hierro formado por impacto de condritas pudo haber reducido el CO_2 a CO , y así podría haberse formado una atmósfera rica en CO (Miyakawa *et al.* 2002). El mecanismo mediante el cual se obtiene CO por la interacción de hierro y CO_2 es el siguiente:



Esta reacción es endotérmica a altas temperaturas, pero se vuelve termodinámicamente favorable cuando el vapor de hierro se condensa, por lo que esta reacción pudo haber procedido sin problemas (Kasting, 1990).

Se ha publicado que la atmósfera primitiva podría haber sido rica en CO si el NO hubiera sido abundante (Kasting, 1990). La importancia del NO se deriva de sus interacciones con otros gases, mediante las reacciones:



y al destruir HCO , el NO disminuye la tasa a la cual SO es reducido a HSO :



La disminución de SO y HCO en la atmósfera causa que el SO_2 liberado a la atmósfera por volcanes tienda a ser convertido en SO_4^{2-} en lugar de convertirse en S_8 ó H_2S . El NO también aumenta la vida media del SO_2 atmosférico, pues cambia la especiación¹ del azufre y baja la tasa de precipitación de gases solubles de azufre (Kasting, 1990), de tal forma que la concentración de SO_2 se vuelve tan grande que empieza a proteger el agua de la tropósfera de la fotólisis (pues el SO_2 absorbe radiación UV), lo cual disminuye la producción de radicales OH y aumenta la vida media del CO . La cantidad de NO depende del tamaño de los objetos impactantes, pues los cuerpos pequeños producen NO más eficientemente que los grandes (Kasting, 1990). Además, si los océanos primitivos hubieran tenido cantidades importantes de Fe^{2+} , y éste a su vez estuviera iluminado por radiación ultravioleta, entonces el formilo y el bicarbonato contenidos en ellos podrían haber sido reducidos a formaldehído y a metano. Si hubiera más metano que formilo, el metano podría haber escapado del océano, y haber sido oxidado a CO en la atmósfera. Además, el metano liberado en la atmósfera podría haber sido fotolizado y reaccionado con átomos de nitrógeno de la ionósfera para

¹La especiación de un elemento es la distribución del elemento entre especies químicas definidas en un sistema.

producir HCN que, junto con el formaldehído, es uno de los compuestos más importantes para la vida (Kasting, 1990).

Una forma en la que la Tierra primigenia podría haber tenido una atmósfera reductora importante para el origen de la vida sería mediante la desgasificación por impactos, es decir, la liberación de volátiles provenientes de objetos que impactaran la superficie de la Tierra (Zahnle *et al.* 2010). Sin embargo, a bajas concentraciones de HCN y a bajas temperaturas, una atmósfera reductora con pequeñas cantidades de metano y con CO₂ como gas principal no habría podido sintetizar compuestos bioorgánicos eficientemente, mediante polimerización de HCN (Miyakawa *et al.* 2002).

En la tesis de Bukvic (1979) acerca del equilibrio químico en un planeta compuesto de condritas ordinarias y carbonáceas, se encontró que el contenido de volátiles en las condritas era mucho mayor que el contenido de volátiles en el planeta, y que a bajas temperaturas el mayor producto de la desgasificación era el N₂, y a altas temperaturas el CH₄ y el H₂, lo que indica que la composición de la atmósfera depende, en gran medida, de la composición de los cuerpos constituyentes del planeta. Los volátiles provenientes de los planetésimos serían liberados directamente a la atmósfera (en vez de ser eyectados al espacio) cuando el tamaño del planeta en crecimiento es lo suficientemente grande para que la velocidad de los planetésimos exceda de manera rutinaria los 5 km/s (Tyburczy *et al.* 1986, Langue *et al.* 1985).

Los resultados de Bukvic (1979) fueron confirmados por Schaefer y Fegley (2007); ellos encontraron que al calentar material condrítico hasta aproximadamente 1225 K se liberaban principalmente CH₄, H₂, H₂O, NH₃ e H₂, todos similares a los usados en la síntesis de compuestos orgánicos de Miller y Urey (1959). A mayores temperaturas, el CO reemplaza al CH₄ como el gas de carbono más abundante (Bukvic 1979).

Evidencia importante que respalda esta teoría fue obtenida cuando pequeños fragmentos del cometa Shoemaker-Levy 9 impactaron en Júpiter en Julio de 1994. Estos impactos generaron grandes cantidades de moléculas importantes como HCN, C₂H₂, C₂H₄, S₂, CS, CS₂, OCS, CO₂ y especialmente CO (Zahnle *et al.* 1995).

Urey fue el primero en reconocer la importancia de los impactos en la atmósfera, por las interacciones químicas entre la atmósfera y las eyecciones del impacto (tales como hierro) (Urey 1951, 1952a y 1952b). Se ha encontrado que un flujo meteorítico comparable con el del bombardeo intenso tardío (LHB) de la Tierra primitiva podría cambiar fácilmente la química atmosférica fotoquímicamente de una dominada por CO₂ a una dominada por CO, y

viceversa (Kasting, 1990).

En el caso de una atmósfera secundaria, la atmósfera está constituida de los gases liberados por los volcanes, gases que se encontraban en el interior del planeta, de los traídos por los planetesimales constituyentes, y de remanentes de una posible atmósfera primaria. Esta atmósfera secundaria primigenia está constituida principalmente por gas de silicatos y volátiles contenidos en el interior del planeta. En esta etapa, una parte del hidrógeno atmosférico contenido en el gas de silicatos escapa a la atmósfera, pero ésta no se vuelve oxidante. Después de que los silicatos se han condensado y precipitado a la superficie, la atmósfera consiste principalmente de H_2O , CO_2 , CO y H_2 (Zahnle *et al.* 2007).

Mientras haya un océano de magma es probable que la atmósfera sea principalmente reductora, pues mientras el H_2O es soluble en el magma, los demás componentes atmosféricos (CO_2 , H_2 , N_2 y CO) no lo son, por lo que permanecerían en la atmósfera. Esto es posible sólo si el interior es convectivo, si es así, el magma en la superficie es renovado constantemente. El gas de silicatos es oxidante, sin embargo, con una gran fracción de hierro en la atmósfera (proveída por planetésimos), la atmósfera resultaría ser reductora (Zahnle *et al.* 2007). Al reducirse la cantidad de magma el interior del planeta se desgasifica. Mediante argumentos cinéticos se puede inferir que la composición del gas será, principalmente, de mayor a menor proporción de H_2 , CO , H_2O , CO_2 y N_2 (Zahnle *et al.* 2010).

Estas condiciones están referidas al arqueano terrestre, que es importante dado que puede apreciarse que generar CO en una atmósfera es relativamente fácil, aún cuando el CO es un compuesto con una vida corta en ese tipo de atmósferas. Sin embargo, en las atmósferas ricas en CO_2 en planetas alrededor de enanas M, el CO_2 se fotoliza, obteniéndose así concentraciones mayores de CO en la atmósfera respecto a planetas alrededor de estrellas menos activas.

El CO en estas atmósferas se mantendría durante el tiempo que dure la emisión UV debida a la actividad cromosférica de la estrella. En estrellas como el Sol esta actividad decae rápidamente (menos de 1 Ga), pero en el caso de las enanas M se ha determinado que pueden permanecer activas por más de 4 Ga (Silvestri *et al.* 2005).

Más aún, las estrellas M clasificadas como no activas pudieran emitir radiación UV en cantidades comparables a sus contrapartes activas (Walkowicz *et al.* 2008).

Se puede apreciar la relación entre la cantidad de CO_2 y CO en atmósfe-

Tabla 5.1: Abundancias superficiales para atmósferas de planetas habitables alrededor de AD Leonis.

Abundancias en fracción por volumen	
CO ₂	CO
3.00×10^{-4}	1.39×10^{-7}
5.00×10^{-4}	1.91×10^{-7}
1.00×10^{-3}	3.14×10^{-4}
3.00×10^{-3}	4.08×10^{-6}
1.00×10^{-2}	5.31×10^{-2}
3.00×10^{-2}	1.37×10^{-1}
5.00×10^{-2}	1.12×10^{-1}
7.00×10^{-2}	9.00×10^{-2}
9.00×10^{-2}	7.53×10^{-2}
1.00×10^{-1}	6.94×10^{-2}
3.00×10^{-1}	3.88×10^{-2}
5.00×10^{-1}	3.13×10^{-2}
7.00×10^{-1}	2.68×10^{-2}

ras simuladas de planetas alrededor de una estrella enana M en la Tabla 5.1.

Capítulo 6

Biomoléculas en atmósferas altas en CO

Para ponderar teóricamente la posibilidad del origen de la vida en planetas de estrellas enanas M activas, se calcularon las producciones, rendimientos y concentraciones de diferentes compuestos orgánicos usando resultados experimentales con diferentes fuentes de energía, en este caso protones, rayos cósmicos y descargas eléctricas, y diferentes atmósferas planetarias posibles. Los rendimientos son las razones porcentuales de la cantidad del compuesto producido entre la cantidad de compuesto que debería producirse si se consumieran los reactivos en su totalidad.

Para calcular las diferentes producciones, rendimientos y concentraciones se usaron los resultados de las simulaciones numéricas para las atmósferas. Usando los modelos descritos anteriormente, se calcularon las concentraciones atmosféricas de varios compuestos a diferentes alturas, usando concentraciones fijas de CO₂ en la superficie del planeta como condición de frontera. La estrella enana M usada para estos cálculos fue la estrella AD Leonis (Gliese 388). Los resultados de las biomoléculas se interpolaron de los resultados obtenidos por Miyakawa *et al.* (2002) y Schlesinger y Miller (1983).

6.1. Rayos cósmicos

En Miyakawa *et al.* (2002) se mostró que una atmósfera de CO-CO₂-N₂-H₂O puede dar una variedad de compuestos bioorgánicos con tasas comparables a las obtenidas por atmósferas altamente reductoras. La síntesis de

compuestos bioorgánicos es difícil por el fuerte triple enlace del CO. Miyakawa *et al.* (2002) sugieren fuentes de alta energía como rayos cósmicos y eyecciones de impactos para formar compuestos bioorgánicos. Las atmósferas dominadas por CO pueden dar una variedad de moléculas biológicamente importantes con tasas comparables a las obtenidas por una atmósfera reductora. Miyakawa *et al.* emplearon protones de 2.5 a 3.0 MeV como la fuente de alta energía de su trabajo. Usaron una mezcla equimolar de monóxido de carbono y nitrógeno ^{15}N enriquecido y lo encerraron en un tubo de vidrio con 5 ml de agua. Cada protón tenía una energía de 2.5 a 3.0 MeV, lo cual es mucho mayor que la energía de disociación del CO (11 eV). El flujo fue de 1 mA cm^{-2} . Fueron detectados uracilo, 5-hidroxiluracilo, ácido orótico, 4,5-dihidroxipirimidina y ácido nicotínico. Bajo estas condiciones experimentales, cerca de la mitad del CO debe haberse convertido en CO_2 . El rendimiento energético del uracilo por la irradiación de 1 hora fue de $7.1 \times 10^{-12} \text{ mol J}^{-1}$. Tomando este valor y la energía de flujo de rayos cósmicos como $0.046 \text{ J cm}^{-2} \text{ yr}^{-1}$ (Kobayashi *et al.*, 1998), la tasa de producción del uracilo por una atmósfera de $\text{CO-N}_2\text{-H}_2\text{O}$ se estima que es de $3.3 \times 10^{-13} \text{ mol cm}^{-2} \text{ yr}^{-1}$.

Una atmósfera de $\text{CO-N}_2\text{-H}_2\text{O}$ proporciona cantidades de aminoácidos comparables a los obtenidos a partir de una atmósfera de $\text{CH}_4\text{-N}_2\text{-H}_2\text{O}$. El aporte de uracilo es aproximadamente proporcional a la razón $\text{CO}/(\text{CO}+\text{CO}_2)$. Este descubrimiento sugiere que el CO_2 no inhibe la reacción que forma el uracilo (Fig. 6.1). Esto también se aplica a la síntesis de glicina.

Una cantidad grande de hidrógeno molecular puede haber estado presente en la atmósfera primitiva si el estado de oxidación del manto superior fuera reductor. Una atmósfera de $\text{H}_2\text{-CO-N}_2\text{-H}_2\text{O}$ o de $\text{H}_2\text{-CO}_2\text{-N}_2\text{-H}_2\text{O}$ es más favorable para la síntesis de aminoácidos que una atmósfera sin H_2 . A partir de la ecuación encontrada para los rendimientos del uracilo, en función de la proporción entre CO y CO_2 , se encontraron los rendimientos para el uracilo en cada atmósfera simulada (Fig. 6.2 y Tabla 5.1). Usando estos rendimientos, y el valor de flujo de rayos cósmicos como $0.046 \text{ J cm}^{-2} \text{ yr}^{-1}$ (Kobayashi *et al.*, 1998), se encontraron las tasas de producción para el uracilo (Fig. 6.3), mientras que para las atmósferas terrestres simuladas por Segura *et al.* (2007), los rendimientos de uracilo obtenidos fueron de $2.90 \times 10^{-15} \text{ mol J}^{-1}$ y $4.72 \times 10^{-15} \text{ mol J}^{-1}$, con tasas de producción de uracilo de $1.33 \times 10^{-16} \text{ mol cm}^{-2} \text{ yr}^{-1}$ y $2.17 \times 10^{-16} \text{ mol cm}^{-2} \text{ yr}^{-1}$, respectivamente.

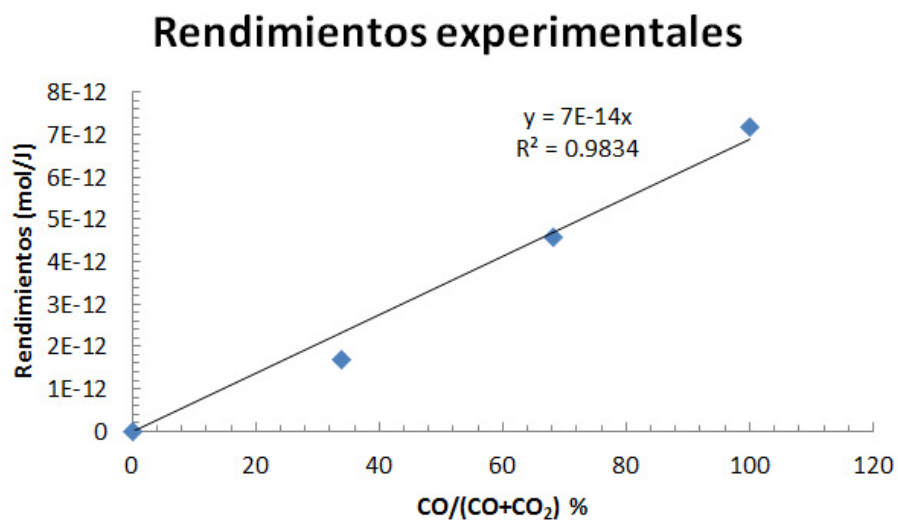


Figura 6.1: Relación publicada por Miyakawa *et al.* 2002 para el rendimiento de uracilo.

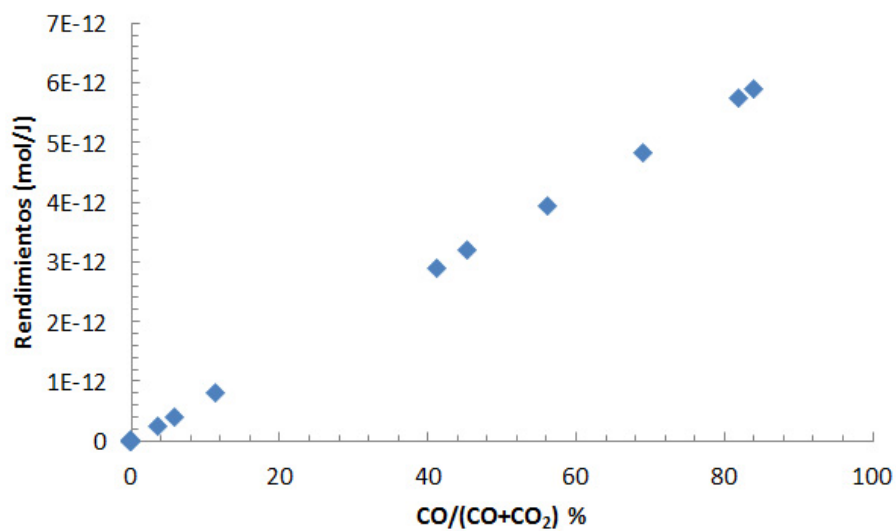


Figura 6.2: Rendimientos de uracilo para las atmósferas simuladas calculados usando rayos cósmicos en este trabajo.

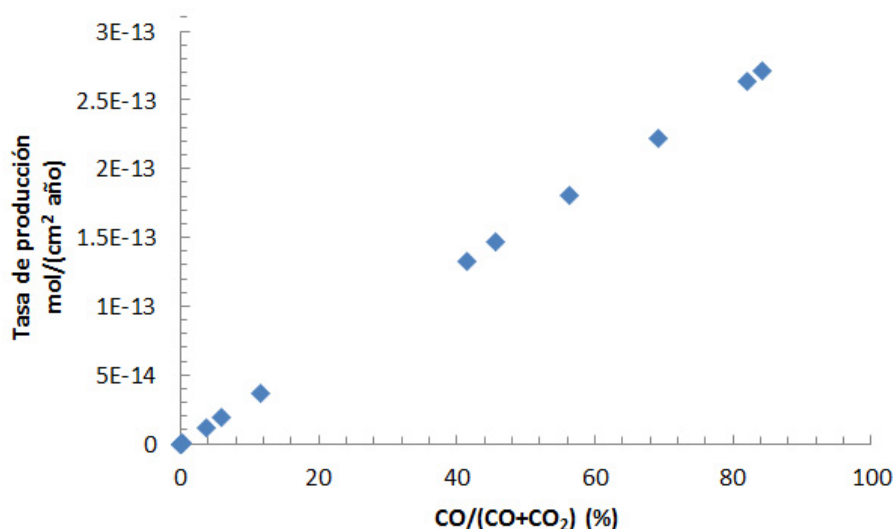


Figura 6.3: Producción de uracilo para las atmósferas simuladas utilizando rayos cósmicos con un flujo de $0.046 \text{ J cm}^{-2} \text{ yr}^{-1}$.

6.2. Producción de uracilo por protones estelares.

Utilizando los resultados experimentales de Miyakawa *et al.*, se calcularon las tasas de producción de uracilo para las atmósferas simuladas con alta concentración de CO_2 , pero en lugar de usar los flujos energéticos de rayos cósmicos, se usaron flujos de protones provenientes de la estrella enana M.

En estrellas enanas M no se han podido medir flujos de protones, sin embargo es bien conocido que hay cierta relación entre los eventos de protones y las fulguraciones solares. Generalmente se registran aumentos en los rayos cósmicos simultáneamente o inmediatamente después de fulguraciones muy intensas. Se sabe que, en gran medida, los responsables de la aceleración de partículas cargadas son las eyecciones de masa coronal, y de las ondas de choque coronales e interplanetarias. Se cree que la capacidad de generar partículas aceleradas es, en cierto grado, inherente a las regiones activas. Algunas pueden acelerar partículas a energías ultra relativistas repetidamente, mientras que otras son capaces de acelerar sólo hasta energías de decenas de MeV (Belov *et al.* 2005).

Se asume que entre las características de los eventos de protones y las ful-

guraciones existe una relación tal vez no física, pero al menos estadística. Es plausible que estos fenómenos estén conectados con procesos de aceleración de partículas de manera más obvia que con la emisión de rayos X (Belov, 2009). La relación entre I_P e I_X (flujo de protones y rayos X, respectivamente) podría ser fácilmente explicada si se asume que los rayos X y los protones acelerados son generados en un proceso común y la energía liberada es distribuida proporcionalmente (Belov *et al.* 2007). Si, como es comúnmente aceptado, la aceleración no está directamente relacionada con la región de la explosión, entonces debería considerarse una relación entre la energía de las eyecciones de masa coronal y la energía asociada de las fulguraciones de rayos, donde alguna parte de la energía de las eyecciones de masa coronal es transformada en aceleración de partículas (Belov *et al.* 2007). Los rayos X débiles pueden ser usados para estimar la probabilidad y la intensidad de un evento de protones (Belov *et al.* 2007). Entre las características de las fulguraciones de rayos X que están relacionadas con los eventos de protones, sólo se han explorado las relaciones del flujo máximo de fulguraciones de rayos X y la heliologitud de fulguraciones (Belov, 2009). De acuerdo a Belov *et al.* (2005), a primera aproximación, la intensidad de una fulguración de rayos X está relacionada con los valores de un aumento de protones por una ley de potencias, como:

$$I_P(> 10MeV) = (4.8 \pm 1.3) \times 10^7 I_X^{1.14 \pm 0.14} \quad (6.1)$$

y

$$I_P(> 100MeV) = (2.6 \pm 1.1) \times 10^6 I_X^{1.19 \pm 0.22} \quad (6.2)$$

Donde I_X es el flujo de rayos X e I_P es el flujo de protones en $W m^{-2}$ y pfu respectivamente (un pfu es la unidad de flujo de protones, *protones* $cm^{-2} sr^{-1} s^{-1}$).

Mientras más fuerte sea una fulguración, es más probable que sea una fulguración de protones, y casi todas las fulguraciones lo suficientemente fuertes son fulguraciones de protones. Las fulguraciones de protones son más largas y alcanzan su máximo en más tiempo y son menos impulsivas (Belov *et al.* 2005).

Las fulguraciones solares en las cuales los rayos gamma son observados junto con las emisiones de rayos X son especialmente importantes para estudiar los eventos de protones. En estos casos se tiene una prueba directa de que los protones acelerados a energías considerablemente altas estaban presentes en el Sol (Belov *et al.* 2005).

Los aumentos en protones son más probables después de fulguraciones con menos impulsividad (las fulguraciones impulsivas son aquellas que duran minutos y expulsan generalmente partículas cargadas, y ocurren alrededor de mil veces por año) en las cuales el máximo de rayos X es alcanzado. Hay una relación entre la probabilidad de un aumento de protones y la temperatura y duración de los anillos coronarios de rayos X (Belov *et al.* 2005). La probabilidad de que una fulguración esté relacionada con el aumento de protones crece con la fuerza de los rayos X débiles, y con flujos suficientemente grandes, la probabilidad se aproxima a un 100 %, y claramente un incremento en la fuerza después de este límite no provoca un aumento en la probabilidad (Belov *et al.* 2008; Belov, 2009). Dado que la energía de la fulguración está acotada superiormente, por el tamaño de la explosión o la región de la aceleración y el valor de la energía, los flujos de cualquier emisión deben estar limitados (Belov *et al.* 2007). Por lo tanto los flujos de rayos X y de protones producidos en el mismo evento tienen distribuciones muy similares. Además los ajustes indican una relación casi lineal entre la intensidad de las fulguraciones de rayos X y los flujos de protones en la Tierra. Estos resultados abogan por la relación entre rayos X y emisión de protones (Belov *et al.* 2007). Belov *et al.* (2007) indican un error en las relaciones de Belov *et al.* (2005) dada la reducida cantidad de datos usados en el artículo anterior, con lo que las relaciones entre el flujo de protones y el flujo de rayos X es, al final:

$$I_P(> 10MeV) = (8.3 \pm 1.2) \times 10^4 I_X^{0.93 \pm 0.10} \quad (6.3)$$

y

$$I_P(> 100MeV) = (9.7 \pm 1.6) \times 10^3 I_X^{0.99 \pm 0.11} \quad (6.4)$$

Dado que I_X está elevado a un exponente positivo, se puede ver que mientras aumente el flujo de rayos X, el flujo de protones también aumenta. (Belov *et al.* 2007).

Los resultados de estudios realizados confirman que las condiciones de la aceleración de protones, el escape de las regiones de aceleración y la propagación están relacionados de tal forma que las distribuciones máximas de protones resultan en dependencias de potencias. Las distribuciones de protones están basadas en la medida de los flujos de protones a 1 AU, y no serán las mismas para los eventos a otras distancias del Sol por los efectos de propagación planetaria y coronal. La distribución de los flujos de protones es significativamente más fuerte que la distribución de fulguraciones de rayos X. Las fulguraciones de protones representan las fulguraciones más fuertes

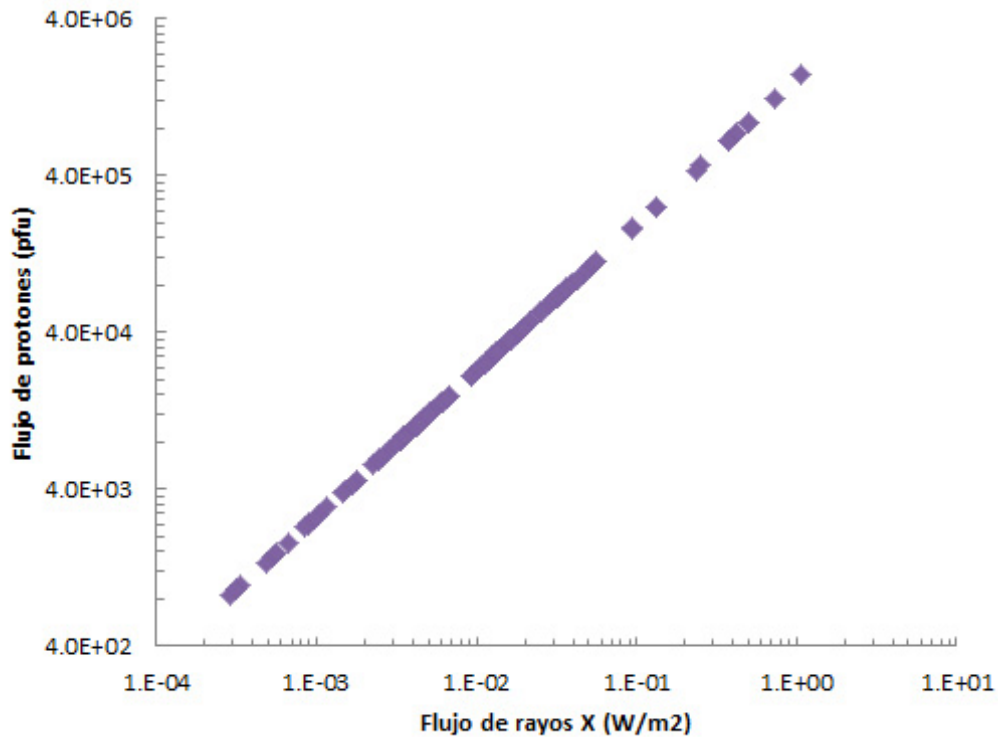


Figura 6.4: Número de protones estelares contra flujo de rayos X a 0.2 UA calculados usando la relación de Belov *et al.* (2007) para enanas M y K en un radio de 7 pc.

de todas (Belov *et al.* 2007).

Esto es importante puesto que el comportamiento de las estrellas enanas M y del Sol es similar (Butler *et al.* 1988). Además, en las enanas M no es posible medir eventos de protones, pero se pueden usar los rayos X como un sustituto, al menos para las fulguraciones más intensas (por lo discutido anteriormente) (Segura *et al.* 2010).

En la Fig. 6.4 se pueden apreciar los flujos de protones calculados mediante la relación de Belov *et al.* (2007) basados en el flujo de rayos X para las estrellas enanas M y K dentro de un rango de 7 pc, según los datos contenidos en Schmitt *et al.* (1995).

Los flujos calculados fueron convertidos de pfu a $J\text{ cm}^{-2}\text{ yr}^{-1}$ usando la distribución de Weibull de Xapsos *et al.* (2000). Los flujos de protones pueden

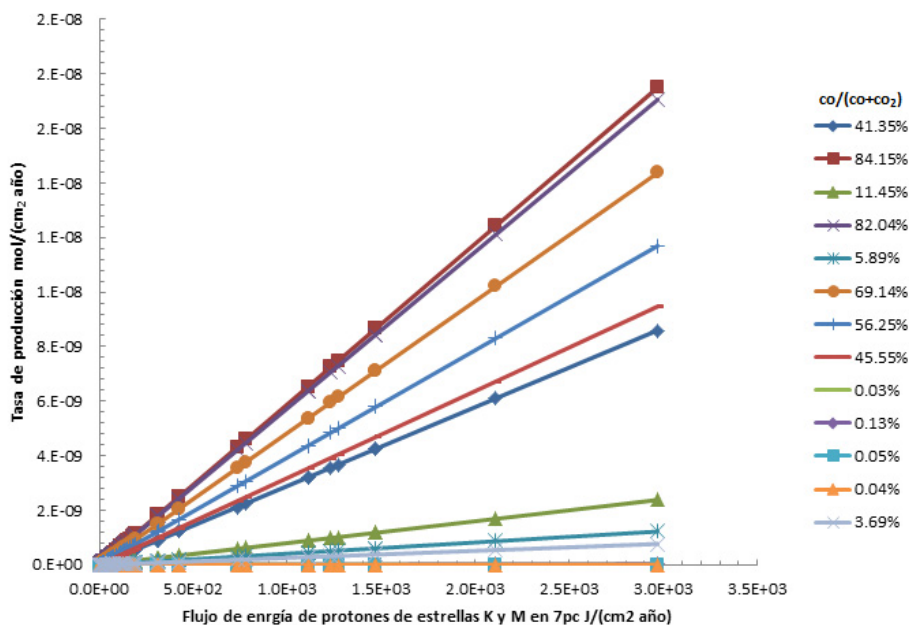


Figura 6.5: Producción de uracilo para las atmósferas simuladas, usando protones estelares.

ser descritos como:

$$\Phi = \Phi_0 e^{-kE^\alpha} \quad (6.5)$$

Donde Φ es el flujo en $cm^{-2}s^{-1}sr^{-1}$ y E es la energía en MeV, y los parámetros Φ_0 , k y α son parámetros de ajuste de los datos. Asumiendo que la forma de las fulguraciones de protones en estrellas enanas M es igual que las del Sol, pero con distinta amplitud, se usaron los valores $k = 0.0236$ y $\alpha = 1.108$ reportados en Xapsos *et al.* (2000). Se calculó el parámetro Φ_0 ajustando el flujo para los presentados en la Fig. 6.4. Después de esto se integraron los flujos respecto a E , de 10 MeV hasta infinito, dado que es una ecuación exponencialmente decreciente. Estas integrales son los flujos energéticos necesarios para encontrar las tasas de producción de uracilo debidas a protones. Los resultados se encuentran en la Fig. 6.5.

6.3. Producción por descarga eléctrica

Los rendimientos de compuestos prebióticos fueron calculados a partir de los resultados de Schlesinger y Miller (1983). En este experimento se usó una descarga eléctrica como fuente de energía, 100 ml de agua o solución de NH_4Cl 0.05 molar, con los gases N_2 , CH_4 , CO ó CO_2 según la fase, con una presión parcial de 100 torr, y la descarga se operó continuamente por 48 horas, y se dejó descansar cada muestra por 48 horas antes de analizarla cromatográficamente. Se publicaron los rendimientos de aminoácidos (glicina, alanina, ácido α -amino butírico, valina, ácido aminovaleriánico, ácido aspártico, ácido glutámico y serina) como función de la proporción H_2/CO e H_2/CO_2 . Sus resultados sugieren que los rendimientos con atmósferas ricas en CO son comparables a los rendimientos con atmósferas altamente reductoras. Con el mismo dispositivo experimental, se encontraron los rendimientos de moléculas precursoras de los aminoácidos; concretamente: HCN , H_2CO y NH_3 . En este caso concluyeron que los rendimientos para atmósferas con CO y CO_2 son comparables a aquellos con atmósferas altamente reductoras siempre que la razón H_2/CO y H_2/CO_2 sean lo suficientemente grandes. Sus son presentados en las Figs. 6.6, 6.7 y 6.8. Usando las ecuaciones encontradas para los rendimientos, en función de la razón entre el hidrógeno y el compuesto con carbono, se encontraron los rendimientos de HCN , H_2CO y aminoácidos para cada una de las atmósferas simuladas. Los resultados para cada atmósfera se calcularon tanto por su contenido de CO como de CO_2 , ya que ambos se encuentran presentes en todas las atmósferas (Fig. 6.9 y Tabla 6.1). En contraste, los rendimientos de estos compuestos para atmósferas terrestres simuladas por Segura *et al.* (2007) se encuentran en la Tabla 6.1.

Discusión En la primera parte del trabajo se calcularon tasas de producción (en $\text{mol cm}^{-2} \text{yr}^{-1}$) de uracilo, que fue usado como compuesto tipo dado que es una de las bases nitrogenadas del ARN, y por lo tanto uno de los compuestos esenciales para la vida como la conocemos. Para resumir y contrastar las tasas de producción en condiciones del arqueano terrestre y de estrellas alrededor de enanas M, se puede decir lo siguiente: Los rendimientos de uracilo en atmósferas con condiciones similares al arqueano fueron de $2.90 \times 10^{-15} \text{ mol } J^{-1}$ y $4.72 \times 10^{-15} \text{ mol } J^{-1}$ mientras que para las atmósferas simuladas de planetas alrededor de estrellas enanas M los rendimientos van de $2.19 \times 10^{-15} \text{ mol } J^{-1}$ a $5.89 \times 10^{-12} \text{ mol } J^{-1}$, dado el alto contenido de CO de éstas últimas. Asimismo, las tasas de producción de

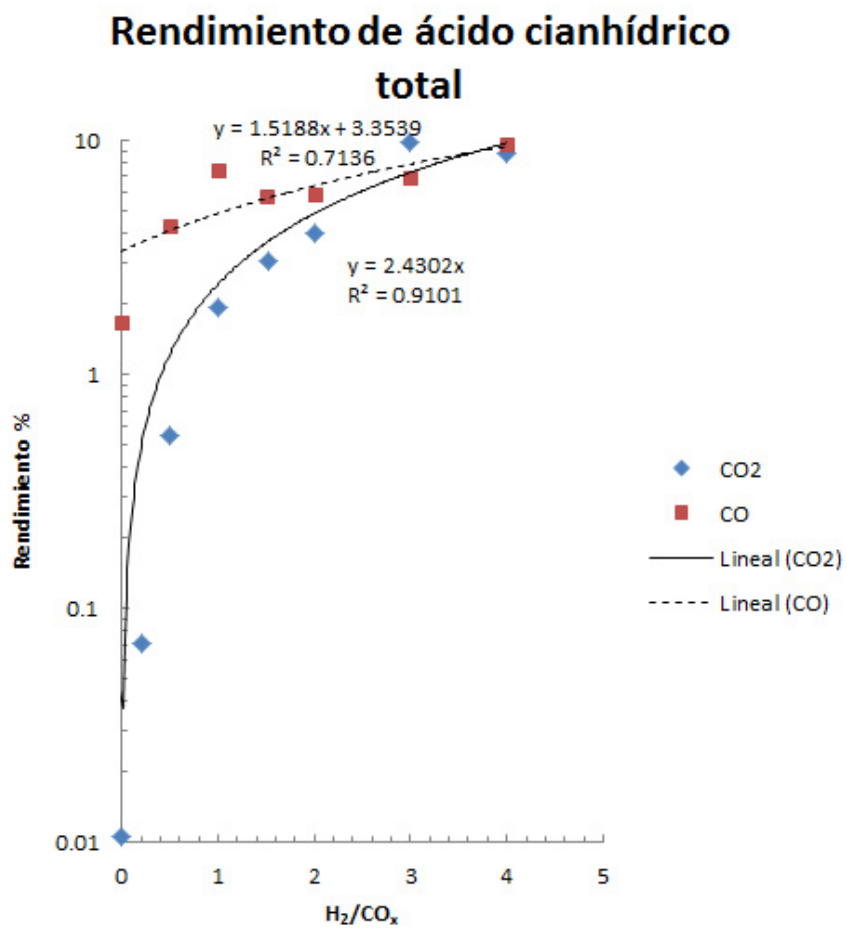


Figura 6.6: Relación de rendimientos de HCN encontrados por Schlessinger y Miller (1983).

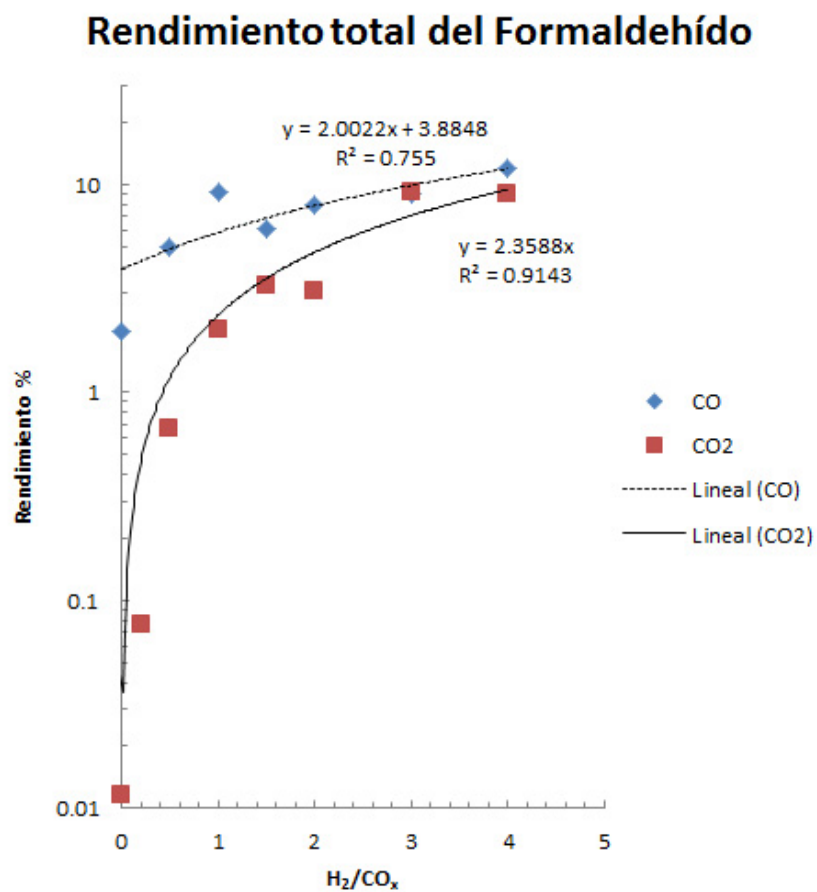


Figura 6.7: Relación de rendimientos de H₂CO encontrados por Schlessinger y Miller (1983).

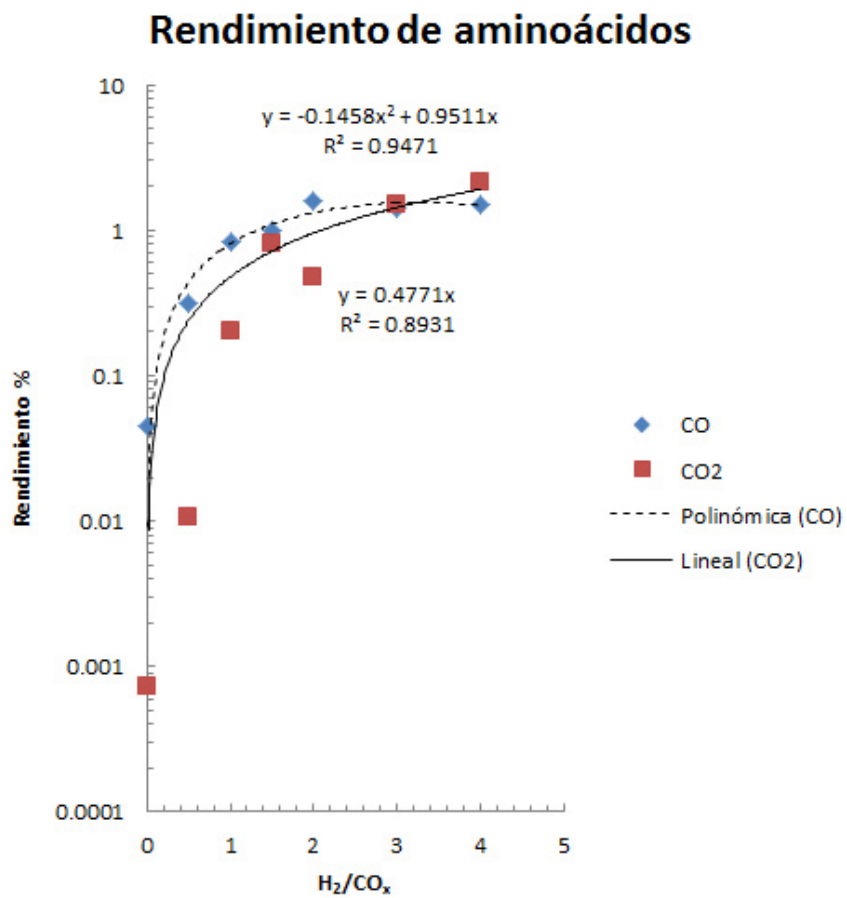


Figura 6.8: Relación de rendimientos de aminoácidos encontrados por Schlessinger y Miller (1983).

Tabla 6.1: Rendimientos porcentuales de compuestos prebióticos para planetas alrededor de AD Leonis usando descargas eléctricas

Rendimientos de compuestos prebióticos a partir de CO				
CO ₂	H ₂ /CO	HCN	H ₂ CO	Aminoácidos
<i>Atmósferas simuladas para planetas alrededor de AD Leonis</i>				
3.00×10^{-4}	7.19×10^2	0	0	0
5.00×10^{-4}	5.24×10^2	0	0	0
1.00×10^{-3}	3.18×10^2	0	0	0
3.00×10^{-3}	2.45×10^1	40.5	52.9	0
1.00×10^{-2}	1.88×10^{-3}	33.6	38.9	1.79×10^{-3}
3.00×10^{-2}	7.30×10^{-4}	33.6	38.9	6.94×10^{-4}
5.00×10^{-2}	8.93×10^{-4}	33.6	38.9	8.49×10^{-4}
7.00×10^{-2}	1.11×10^{-3}	33.6	38.9	1.05×10^{-3}
9.00×10^{-2}	1.33×10^{-3}	33.6	38.9	1.26×10^{-3}
1.00×10^{-1}	1.44×10^{-3}	33.6	38.9	1.37×10^{-3}
3.00×10^{-1}	2.58×10^{-3}	33.6	38.9	2.45×10^{-3}
5.00×10^{-1}	3.19×10^{-3}	33.6	38.9	3.04×10^{-3}
7.00×10^{-1}	3.73×10^{-3}	33.6	38.9	3.55×10^{-3}
<i>Atmósferas simuladas para atmósferas similares a la Tierra primitiva</i>				
2.00×10^{-1}	1.32×10^1	23.35	30.24	0
2.00×10^{-2}	6.14×10^1	0	0	0

Rendimientos de compuestos prebióticos a partir de CO ₂				
CO ₂	H ₂ /CO ₂	HCN	H ₂ CO	Aminoácidos
<i>Atmósferas simuladas para planetas alrededor de AD Leonis</i>				
3.00×10^{-4}	3.33×10^{-1}	8.10×10^{-1}	7.86×10^{-1}	1.59×10^{-1}
5.00×10^{-4}	2.00×10^{-1}	4.86×10^{-1}	4.72×10^{-1}	9.54×10^{-2}
1.00×10^{-3}	1.00×10^{-1}	2.43×10^{-1}	2.36×10^{-1}	4.77×10^{-2}
3.00×10^{-3}	3.33×10^{-2}	8.10×10^{-2}	7.86×10^{-2}	1.59×10^{-2}
1.00×10^{-2}	1.00×10^{-2}	2.43×10^{-2}	2.36×10^{-2}	4.77×10^{-3}
3.00×10^{-2}	3.33×10^{-3}	8.10×10^{-3}	7.86×10^{-3}	1.59×10^{-3}
5.00×10^{-2}	2.00×10^{-3}	4.86×10^{-3}	4.72×10^{-3}	9.54×10^{-4}
7.00×10^{-2}	1.43×10^{-3}	3.47×10^{-3}	3.37×10^{-3}	6.82×10^{-4}
9.00×10^{-2}	1.11×10^{-3}	2.70×10^{-3}	2.62×10^{-3}	5.30×10^{-4}
1.00×10^{-1}	1.00×10^{-3}	2.43×10^{-3}	2.36×10^{-3}	4.77×10^{-4}
3.00×10^{-1}	3.33×10^{-4}	8.10×10^{-4}	7.86×10^{-4}	1.59×10^{-4}
5.00×10^{-1}	2.00×10^{-4}	4.86×10^{-4}	4.72×10^{-4}	9.54×10^{-5}
7.00×10^{-1}	1.43×10^{-4}	3.47×10^{-4}	3.37×10^{-4}	6.82×10^{-5}
<i>Atmósferas simuladas para atmósferas similares a la Tierra primitiva</i>				
2.00×10^{-1}	5.45×10^{-3}	1.32×10^{-2}	1.29×10^{-2}	2.60×10^{-3}
2.00×10^{-2}	4.15×10^{-2}	1.01×10^{-1}	9.78×10^{-2}	1.98×10^{-2}

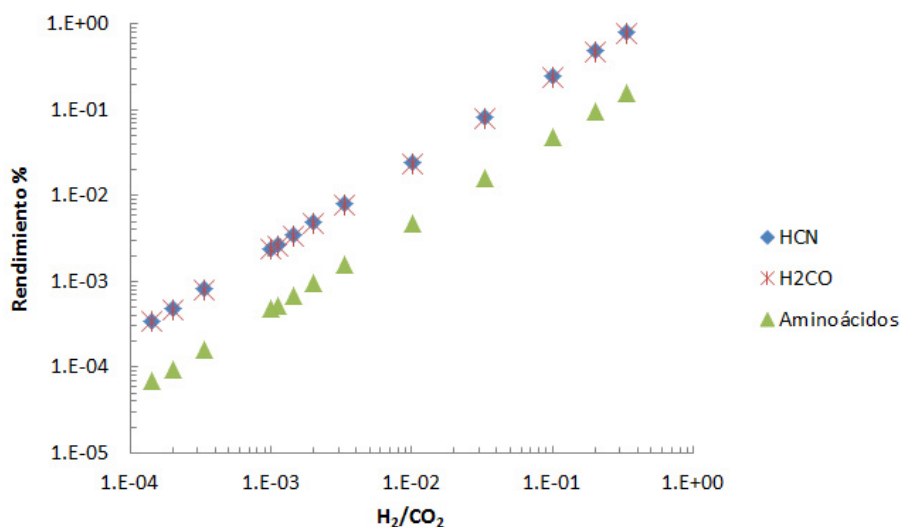


Figura 6.9: Rendimientos porcentuales de compuestos importantes para el origen de la vida en atmósferas simuladas a partir de CO₂ mediante descarga eléctrica.

uracilo con rayos cósmicos como fuente de energía fueron de $1.33 \times 10^{-16} \text{ mol cm}^{-2} \text{ yr}^{-1}$ y $2.17 \times 10^{-16} \text{ mol cm}^{-2} \text{ yr}^{-1}$; mientras que las mismas para planetas alrededor de estrellas enanas M oscilan entre $1.01 \times 10^{-16} \text{ mol cm}^{-2} \text{ yr}^{-1}$ y $2.71 \times 10^{-13} \text{ mol cm}^{-2} \text{ yr}^{-1}$, y entre $3.14 \times 10^{-15} \text{ mol cm}^{-2} \text{ yr}^{-1}$ y $1.75 \times 10^{-8} \text{ mol cm}^{-2} \text{ yr}^{-1}$ dada la gran actividad cromosférica de este tipo de estrellas.

En la segunda parte del trabajo se calcularon los rendimientos porcentuales (porcentaje de compuesto que se produce respecto a la cantidad que debería producirse si el total de los reactivos se consumiera) de HCN, H₂CO y aminoácidos usando descargas eléctricas como fuente de energía. Al usar CO como fuente de carbono, en ninguna de las atmósferas con condiciones similares a las del arqueano hubo rendimientos de aminoácidos diferentes al 0%, mientras que sólo en una de ellas hubo rendimientos de HCN y H₂CO diferentes de cero, con rendimientos de 23.35% y 30.24%, respectivamente. En las atmósferas de planetas alrededor de estrellas enanas M, los rendimientos no nulos de HCN variaron de 33.6% a 40.5%, los de H₂CO variaron de 38.9% a 52.9% y los de aminoácidos de $6.94 \times 10^{-4} \%$ a $3.55 \times 10^{-3} \%$, con tres de las atmósferas sin rendimientos no nulos. Al usar CO₂ como fuente de carbono, en las atmósferas con condiciones similares a las del arqueano,

CAPÍTULO 6. BIOMOLÉCULAS EN ATMÓSFERAS ALTAS EN CO 42

los rendimientos de HCN fueron de $1.32 \times 10^{-2} \%$ y $1.01 \times 10^{-1} \%$, los de H_2CO de $1.29 \times 10^{-2} \%$ y $9.78 \times 10^{-2} \%$ y los de aminoácidos con un valor de $2.60 \times 10^{-3} \%$ y $1.98 \times 10^{-2} \%$. En las atmósferas de planetas alrededor de estrellas enanas M los rendimientos de HCN fluctuaron de $3.47 \times 10^{-4} \%$ a $8.10 \times 10^{-1} \%$, los de H_2CO variaron de $3.37 \times 10^{-4} \%$ a $7.86 \times 10^{-1} \%$, y los rendimientos de aminoácidos fluctuaron entre $6.82 \times 10^{-5} \%$ y $1.59 \times 10^{-1} \%$. Se puede apreciar que sólo en el caso de producción de biomoléculas con CO como fuente de carbono hay una diferencia considerable en los rendimientos de producción de biomoléculas entre los planetas orbitando estrellas enanas M y la Tierra primitiva, y aún en este tipo de planetas, sólo hay producción de biomoléculas si cuentan con proporciones específicas de H_2 y CO.

Capítulo 7

Conclusiones

Es importante para la astrobiología determinar si un exoplaneta detectado está habitado, si la vida como la conocemos es capaz de generarse en él, o bien, si es habitable. En este caso se calcularon los rendimientos para distintas biomoléculas y compuestos importantes para el origen de la vida, por lo que los resultados encontrados son de gran ayuda para determinar si en un exoplaneta podría generarse la vida, simplemente por las condiciones estelares y su composición atmosférica. Tres formas de producción de biomoléculas fueron investigadas y se compararon los rendimientos obtenidos entre las atmósferas simuladas para planetas alrededor de estrellas enanas M y atmósferas terrestres.

Primeramente, se encuentran los rendimientos y la tasa de producción de uracilo para condiciones del arqueano mediante irradiación de rayos cósmicos. Al comparar los rendimientos y producciones de los planetas alrededor de enanas M (Figs. 6.3 y 6.2) con los de atmósferas terrestres (ver sección 6.1) se puede apreciar que los rendimientos y las tasas de producción de las atmósferas simuladas del arqueano terrestre son tres órdenes de magnitud menores que aquellos para las atmósferas de planetas alrededor de enanas M, dada la alta concentración de CO en la atmósfera de éstos.

Sin embargo, al realizar este mismo cálculo considerando los protones estelares de enanas M y K, encontramos que las tasas de producción son ocho órdenes de magnitud mayores que para rayos cósmicos en la Tierra para el caso de la atmósfera más rica en monóxido de carbono y la estrella más activa, y hasta un orden de magnitud mayor para atmósferas con baja concentración de CO y una estrella menos activa. Esto es una buena referencia de la facilidad con la que se pueden sintetizar biomoléculas por fotólisis en

exoplanetas de enanas M con atmósferas ricas en monóxido de carbono.

Además de la producción de biomoléculas por partículas energéticas, también se investigó su producción por descargas eléctricas. Los resultados encontrados para una atmósfera terrestre del arqueano se encuentran también en la Tabla 6.1 mostrada anteriormente. Los resultados para las atmósferas exoplanetarias (Fig. 6.9 y la Tabla 6.1) están divididas para producción por CO y por CO₂, compuestos que se encuentran naturalmente en las atmósferas, por emisiones volcánicas (CO₂) o por fotólisis (CO). Para la producción por CO₂, los rendimientos para la Tierra y para los exoplanetas son aproximadamente del mismo orden. En el caso de producción por monóxido de carbono, una de las atmósferas terrestres no produce ningún tipo de biomolécula por este método, mientras que la otra tiene rendimientos en general mayores que las de los exoplanetas, exceptuando uno de los casos con alto H₂/CO, donde es ligeramente menor.

Gracias a estos resultados y su comparación se pueden llegar a las siguientes conclusiones:

1. La producción de biomoléculas mediante reacciones inducidas por rayos cósmicos es mayor a aquella en el Arqueano por protones, por lo que se puede concluir que es una buena forma de producción de moléculas biológicamente importantes en las atmósferas de exoplanetas de enanas M, lo que podría facilitar el origen de la vida en éstos.
2. La producción debida a los protones producidos en la estrella del exoplaneta, es muchísimo más alta que la publicada para el Arqueano, por lo que este medio es el más probable y el más eficiente que se puede considerar para la formación de moléculas de importancia biológica en este tipo de planetas.
3. La producción por descargas eléctricas gracias al CO₂ es favorable sólo en ciertas atmósferas, y aún en estos casos, los rendimientos son del mismo orden que los que probablemente existieron en el Arqueano, mientras que gracias al CO, sólo en ciertas atmósferas hay algún rendimiento, no comparable con el Arqueano, por la diferencia de rendimientos en los dos casos simulados por Segura *et al.* (2007), por lo que la producción por descargas eléctricas habría sido importante sólo en ciertos casos, en los que de cualquier forma habría siempre una mayor producción de biomoléculas por protones.

Consecuencias para la habitabilidad Tomando en cuenta estos resultados se puede apreciar que los exoplanetas de enanas M son en efecto dignos de ser estudiados en la búsqueda de planetas habitables, ya que en sus atmósferas ricas en monóxido de carbono producido por la fotólisis gracias a la actividad de su estrella, se pueden generar biomoléculas muy importantes como el uracilo, producido por la interacción constante de sus compuestos con rayos cósmicos y protones provenientes de la misma estrella, mientras que las condiciones químicas superficiales pueden ser favorables para la creación de otras biomoléculas, mediante la producción de compuestos prebióticos por las descargas eléctricas en las tormentas del planeta. Sin embargo, aún hace falta realizar un estudio más detallado para poder determinar si las biomoléculas producidas por los procesos mencionados en este trabajo tendrían una vida larga una vez producidas, o si serían descompuestas por las condiciones planetarias, lo que nos daría aún más bases para justificar o desechar la teoría del surgimiento de la vida en planetas de las estrellas enanas M.

Bibliografía

Basri, G., Borucki, W. G. y Koch, D. The Kepler Mission: A Wide-Field Transit Search for Terrestrial Planets. *New Astronomy Reviews* 49. 7-9. 2005.

Belov, A., Garcia, H., Kurt, V. y Mavromichalaki, E. Proton Events and X-ray Flares in the last Three Solar Cycles. *Cosmic Research* 43 (3).165-178. 2005.

Belov, A., Kurt, V., Mavromichalaki, H. y Geronitdou, M. Peak-Size Distributions of Proton Fluxes and Associated Soft X-Ray Flares *Solar Phys* 246 (2). 457-470. 2007.

Belov, A. V., Eroshenko, E. A., Kryakunova, O. N., Kurt, V. G. y Yanke, V. G. X-ray Flare Characteristics and Probability of Solar Proton Events. *Proceedings of the 30th International Cosmic Ray Conference* 1. 167-170. 2008.

Belov, A. Properties of Solar X-ray Flares and Proton Event Forecasting. *Advances in Space Research* 43 (4). 467-473. 2009.

Billings, L. Exoplanets on the Cheap. *Nature* 470. 27-29. 2011.

Bordé, P., Rouan, D. y Léger, A. Exoplanet Detection Capability of the COROT Space Mission. *Astronomy and Astrophysics* 405. 1137-1144. 2003.

Borucki, W. J., *et al.* Characteristics of Planetary Candidates Observed by *Kepler*. II. Analysis of the First Four Months of Data. *Astrophysical J* 736 (19) doi:10.1088/0004-637X/736/1/19. 2011.

Bukvic, D. S. Outgassing of Chondritic Planets. Master's thesis. Massachu-

setts Institute of Technology. 1979.

Butler, C. J., Rodonò, M. y Foing, B. H. A Correlation Between Balmer and Soft X-ray Emission from Stellar and Solar Flares. *Astronomy and Astrophysics* 206 (1). L1-L4. 1988.

Cockell, C. S. *et al.* Darwin-A Mission to Detect and Search for Life on Extrasolar Planets. *Astrobiology* 9 (1). 1-22. 2009.

Haberle, R. M., McKay, C. P., Tyler, D. y Reynolds, R. T. Can Synchronously Rotating Planets Support an Atmosphere? En *Circumstellar Habitable Zones, Proceedings of the First International Conference*, editado por L. R. Doyle, Travis House Publications, Menlo Park, CA. 29-33. 1996.

Joshi, M. Climate Model Studies of Synchronously Rotating Planets. *Astrobiology* 3. 415-427. 2003.

Joshi, M. M., Haberle, R. M. y Reynolds R. T. Simulations of the Atmospheres of Synchronously Rotating Terrestrial Planets Orbiting M Dwarfs: Conditions for Atmospheric Collapse and the Implications for Habitability. *Icarus* 129. 450-465. 1997.

Kaltenegger, L., Eiroa, C. y Fridlund, V. M. Target Star Catalogue for Darwin: Nearby Habitable Star Systems. *International Astronomical Union*. 1. 89-92. 2006.

Kasting, J. F. Bolide Impacts and the Oxidation State of Carbon in the Earths Early Atmosphere. *Origins of Life and Evolution of the Biosphere* 20 (3-4). 199-231. 1990.

Kasting, J., Whitmire, D. y Reynolds, R. Habitable Zones Around Main Sequence Stars. *Icarus* 101. 108-128. 1993.

Kharecha, P., Kasting, J. y Siefert, J. A Coupled Atmosphere-Ecosystem Model of the Early Archean Earth. *Geobiology*. 3, Edición 2. 53-76. 2005.

Kobayashi, K., Kaneko, T., Saito, T y Oshima, T. Amino Acid Formation in Gas Mixtures by High Energy Particle Irradiation. *Origins Life Evol Biosp-*

here. 28 (2). 155-165. 1998.

Lange, M.A., Lambert, P. y Ahrens, T.J. Shock Effects on Hydrous Minerals and Implications for Carbonaceous Meteorites. *Geochim Cosmochim Acta* 49 (8). 1715-1726. 1985.

Lovelock, J. E. A Physical Basis for Life Detection Experiments. *Nature* 207. 568-570. 1965.

McKay, C. P., Mancinelli, R. L., Stoker C. R. y Wharton, R. A., Jr. The Possibility of Life on Mars during a Water-Rich Past. *Mars* (1). University of Arizona space Science Series. University of Arizona Press. 1992.

Miller, S. L. y Urey H. C. Organic Compound Synthesis on the Primitive Earth. *Science* 130. 240-251. 1959.

Miyakawa, S., Yamanashi, H., Kobayashi, K., Cleaves, H. J. y Miller, S. Prebiotic Synthesis from CO Atmospheres: Implications for the Origins of Life. *PNAS* 99 (23). 14628-14631. 2002.

Mullan, D. J., Doyle J. G., Redman, R. O., Mathioudakis, M. Limits on Detectability of Mass Loss from Cool Dwarfs. *Astrophys J* 397 (1). 225-231. 1992.

NASA Astrobiology Institute: About Astrobiology.
<http://astrobiology.nasa.gov/about-astrobiology/> 22 de enero de 2008.

NASA Terrestrial Planet Finder. <http://planetquest.jpl.nasa.gov/TPF>

Schaefer L., Fegley B. Outgassing of Ordinary Chondritic Material and some of its Implications for the Chemistry of Asteroids, Planets, and Satellites. *Icarus* 186 (2). 462-483. 2007.

Schlesinger, G., y Miller, S. L. Prebiotic Synthesis in Atmosphere Containing CH₄, CO, and CO₂. I y II. *Journal of Molecular Evolution* 19 (5). 105-115 y 376-382. 1983.

Schmitt, J. H. M. M. y Fleming, T. A. The X-ray View of the Low-Mass

Stars in the Solar Neighborhood. *The Astrophysical Journal* 450. 392-400. 1995.

Seager S. y Deming D. Exoplanet Atmospheres. *Annu Rev Astro Astrophys* 48. 631-672. 2010.

Segura, A. Astrobiología: del Big Bang a las Civilizaciones, Tópicos Especiales en Ciencias Básicas e Ingeniería 1. Capítulo 9. 195-222. 2010.

Segura, A., Kasting, J. F., Meadows, V., Cohen, M., Scalo, J., Crisp, D., Butler, R. A. H. y Tinetti, G. Biosignatures from Earth-Like Planets Around M Dwarfs. *Astrobiology* 5 (6). 706-725. 2005.

Segura, A., Meadows, V. S., Kasting, J. F., Cohen, M. y Crisp, D. Abiotic Formation of O₂ and O₃ in High-CO₂ Terrestrial Atmospheres. *Astronomy and Astrophysics*. 472 (2). 665-679. 2007.

Segura, A., Malkowicz, L. M., Meadows, V., Kasting, J. y Hawley, S. The Effect of a Strong Stellar Flare on the Atmospheric Chemistry of an Earth-like Planet Orbiting an M Dwarf. *Astrobiology* 10 (7). 751-771. 2010.

Segura, A. y Kaltenegger, L. Astrobiology: Emergence, Search and Detection of Life. American Scientific Publishers. Capítulo 15. 341-358. 2010.

Silvestri, N., Hawley, S. L. y Oswalt, T. D. The Chromospheric Activity and Ages of M Dwarf Stars in Wide Binary Systems. *The Astronomical J* 129 (5). 2428-2450. 2005.

Stribling, R. y Miller, S. L. Energy Yields for Hydrogen Cyanide and Formaldehyde Syntheses: The HCN and Aminoacid Concentrations in the Primitive Ocean. *Origins of Life* 17. 261-273. 1987.

Tarter, J. *et al.* A Reappraisal of the Habitability of Planets Around M Dwarf Stars. *Astrobiology* 7 (1). 30-65. 2007.

Turnbull, M. C., Tarter, J. C. Target Selection for SETI. I. A Catalog of Nearby Habitable Stellar Systems. *The Astrophysical Journal Supplement Series* 145. 181. doi: 10.1086/345779. 2003.

Tyburczy, Z. A., Frisch, B. y Ahrens, T.J. Shock-Induced Volatile Loss from a Carbonaceous Chondrite Implications for Planetary Accretion. *Earth Planet Sci Lett* 80 (3-4). 201-207. 1986.

Urey, H. C. The Origin and Development of the Earth and Other Terrestrial Planets. *Geochim Cosmochim Acta* 1. 209-277. 1951.

Urey, H. C. The Origin and Development of the Earth and other Terrestrial Planets: A Correction. *Geochim Cosmochim Acta* 2. 265-258. 1952a.

Urey, H. C. On the Early Chemical History of Earth and the Origin of Life. *Proc Nat Acad Sci* 38. 351-363. 1952b.

Walkowicz, L. M., Johns-Krull, C. M. y Hawley S. L. Characterizing the Near-UV Environment of M Dwarfs. *The Astrophysical J* 677. 593. doi: 10.1086/526421. 2008.

Wargelin , B. y Drake, J. Observability of Stellar Winds from Late Type Dwarfs via Charge Exchange X-Ray Emission. *Astrophysical J* 546. L57. doi: 10.1086/318066. 2001.

Xapsos, M. A., Barth, J. L., Stassinopoulos, E. G., Messenger, S. R., Walters, R. J., Summers, G. P. y Burke, E. A. Characterizing Solar Proton Energy Spectra for Radiation Effects Applications. *IEEE Transactions on Nuclear Sciences* 47 (6). 2218-2223. 2000.

Zahnle, K., Mac Low M. M., Lodders, K. y Fegley, B. Sulfur Chemistry in the Wake of Comet Shoemaker-Levy 9. *Geophys Res Lett* 22. 1593-1596. 1995.

Zahnle, K., Arndt, N., Cockell, C., Halliday, A., Nisbet, E., Selsis, F., y Sleep, N. Emergence of a Habitable Planet. *Space Sci Rev* 129 (1-3). 35-78. 2007.

Zahnle, K., Schaefer, L. y Fegley, B. Earths Earliest Atmospheres. *Cold Spring Harbor Perspectives in Biology* 2 (10). doi: 10.1101/cshperspect.a004895. 2010.