



# Exoplanetas en torno de estrellas pequeñas y la búsqueda de vida fuera del Sistema Solar

R.F. Díaz<sup>1,2</sup>

<sup>1</sup> *Facultad de Ciencias Exactas y Naturales, UBA, Argentina*

<sup>2</sup> *Instituto de Astronomía y Física del Espacio, CONICET-UBA, Argentina*

Contacto / rodrigo@iafe.uba.ar

**Resumen** / El campo de exoplanetas está experimentando una transformación. Las detecciones en grandes números y los descubrimientos asombrosos están dejando lugar a una caracterización detallada de los planetas descubiertos. En particular, la caracterización de las atmósferas es un área de gran desarrollo, pero limitada, por ahora, a los planetas gigantes. Sin embargo, se espera poder estudiar las atmósferas en planetas rocosos, parecidos a la Tierra, en el futuro cercano.

En esta contribución señalamos las ventajas de estudiar los planetas en órbita alrededor de estrellas de tipo M de baja masa con respecto a aquellos en órbita alrededor de estrellas más calientes y parecidas al Sol. En particular, discutimos las posibilidades de caracterizar la atmósfera de estos planetas y de buscar indicadores de vida.

**Abstract** / The field of exoplanet research is changing. Detections in large numbers and amazing discoveries are gradually giving way to the detailed characterisation of these discovered planets. In particular, atmospheric characterisation is an area developing rapidly, but mostly limited up to now to giant planets. It is expected, though, that studying the atmospheres of rocky planets, similar to Earth, will become feasible in the near future. In this contribution we show the advantages of studying planets in orbit around low-mass M-type stars with respect to those orbiting hotter stars similar to the Sun. In particular, we discuss the possibilities of characterising their atmospheres and searching for proxies of life.

**Keywords** / planets and satellites: terrestrial planets, planets and satellites: detection, planets and satellites: atmospheres, techniques: radial velocities, techniques: photometric

## 1. Introducción

Suele decirse que la detección de los primeros planetas fuera del Sistema Solar a mediados de la década del noventa (por ejemplo, Mayor & Queloz, 1995; Marcy & Butler, 1996; Butler et al., 1997), inició una revolución en la astronomía y la astrofísica. Cuando se considera la cantidad de modificaciones a las teorías de formación y evolución de los sistemas planetarios que se produjeron desde la fecha de los primeros descubrimientos de esos exoplanetas, y el rápido avance que aun experimenta este campo, la expresión no resulta una exageración. En efecto, el estudio de los planetas extrasolares generó una nueva perspectiva sobre cómo se forman y evolucionan los sistemas planetarios, sobre sus interacciones dinámicas, y sobre su estructura interna y atmósferas (por ejemplo, Mordasini et al., 2009; Chambers, 2009; Beaugé et al., 2012; Dorn et al., 2017).

Es posible identificar dos vías en la exploración de los sistemas extrasolares. Por un lado, se encuentra la empresa de comprender los fenómenos físicos asociados con la formación y evolución de los sistemas planetarios, y de obtener información precisa sobre la tasa de aparición de planetas. Esta vía requiere de una gran cantidad de detecciones, que cubra la mayor parte posible del espacio de parámetros (períodos orbitales, excentricidad, etc.). Esta tarea se ha visto fuertemente favorecida por misiones espaciales como *Kepler* (Borucki et al., 2010;

Koch et al., 2010), lanzada en 2009, y cuya duración de poco más de cuatro años, su altísima precisión fotométrica, y su observación prácticamente ininterrumpida de más de 150 000 estrellas, entre otros factores, permitieron la detección de miles de objetos de diversas características (por ejemplo, Thompson et al., 2018; Coughlin et al., 2016), algunos de radios extremadamente pequeños (por ejemplo, Borucki et al., 2013; Barclay et al., 2015; Almenara et al., 2018).

Sin embargo, en los últimos años, el campo de exoplanetas se está transformando lentamente. Donde antes el objetivo principal consistía en detectar una gran cantidad de objetos para poder realizar estudios estadísticos, ahora el hincapié está puesto en caracterizar en detalle algunos exoplanetas particularmente favorables. Esta es la segunda vía, que si bien siempre convivió con la primera, está ganando intensidad desde hace unos años. Se dice que la era de descubrimiento está dando lugar a una era de caracterización. Es por esta razón que las misiones espaciales de búsqueda de tránsitos, como TESS (Ricker et al., 2014), lanzada en abril de 2018 y CHEOPS (Broeg et al., 2013), programada para ser lanzada a fines de 2019, se enfocan en detectar planetas cuya caracterización detallada sea posible. Para esto, se concentran en la búsqueda en torno de estrellas brillantes. Algo similar ocurre con los relevos de velocidad radial, cuyo paradigma cambia lentamente de las búsquedas en grandes catálogos limitados en

volumen a las búsquedas enfocadas en estrellas cercanas (Anglada-Escudé et al., 2016; Bonfils et al., 2018). Estos esfuerzos buscan, en particular, caracterizar las atmósferas de planetas rocosos, y más precisamente de aquellos que se encuentren en la zona de habitabilidad (ZH; Kasting et al., 1993; Buccino et al., 2006; Kopparapu et al., 2013). Este camino permitiría, en principio, estudiar la presencia de vida en las superficies de estos exoplanetas.

El objetivo principal de este artículo es señalar las ventajas de las estrellas de baja masa (tipo M o más frías) en esta empresa. Como veremos, los planetas en órbita alrededor de estrellas de baja masa son más fáciles de detectar y las señales que permiten caracterizar sus atmósferas son mayores. Además, más allá de las ventajas térmicas, es sabido que la fracción de estrellas M que albergan planetas rocosos es alta. En la Sec. 2. discutimos las tasas de aparición de planetas en torno de estrellas de baja masa. La Sec. 3. es el centro de la contribución y presenta las diferentes ventajas de estas estrellas. En la Sec. 4. se discuten las dificultades asociadas al bajo brillo intrínseco de las estrellas de baja masa, y en la Sec. 5. se presentan las posibilidades de detectar vida a través del estudio de las atmósferas de los planetas extrasolares.

## 2. Ocurrencia de planetas

Las detecciones y los datos acumulados durante más de veinte años de investigación en el campo de planetas extrasolares han permitido deducir la tasa de presencia de planetas en torno de estrellas frías de la secuencia principal\*, en base a estudios estadísticos. Esto se logró gracias, por un lado, a las observaciones de relevos de velocidad radial llevados a cabo con espectrógrafos como HARPS (Mayor et al., 2009), HIRES (Howard et al., 2010), o SOPHIE (Santerne et al., 2012) y por el otro gracias a la misión *Kepler* (Youdin, 2011; Howard et al., 2012; Fressin et al., 2013; Petigura et al., 2013; Burke et al., 2015, entre muchos otros).

Los relevos de velocidad radial son sensibles a la masa de los objetos detectados (ver, por ejemplo, Díaz, 2017, 2018), y la misión *Kepler*, que utilizó el método de los tránsitos es sensible a los tamaños de los planetas detectados (ver, igualmente, Díaz, 2017). Pero ambas técnicas coinciden: los planetas extrasolares más pequeños y menos masivos son comunes. Mayor et al. (2009) encuentran que más de la mitad de las estrellas de tipo solar albergan al menos un planeta con masa inferior a la masa de Neptuno. Burke et al. (2015) calcularon que existen entre 0.3 y 1.9 planetas por estrella (media 0.77), con radios entre  $0.75 R_{\oplus}$  y  $2.5 R_{\oplus}$  en órbitas con períodos inferiores a 300 días. Además, pareciera que la tasa de aparición aumenta para planetas más pequeños, y todavía no está claro si esa tendencia se revierte para planetas con radios inferiores a aproximadamente un radio terrestre o no.

\*Existen también trabajos respecto de la tasa de aparición de planetas en torno de estrellas evolucionadas (por ejemplo Reffert et al., 2015), pero se basan en un número mucho menor de detecciones, y por lo tanto sufren de incertezas mucho mayores.

Las estrellas de tipo M no son la excepción. Si bien la tasa de ocurrencia de planetas gigantes alrededor de estas estrellas es menor a la de las estrellas de tipo solar (Bonfils et al., 2013)\*\*, los planetas rocosos son abundantes. Basados en los resultados del relevo de HARPS, Bonfils et al. (2013) reportaron que la tasa de aparición de planetas de tipo super Tierras con períodos orbitales entre 10 y 100 días es mayor al 50%; Dressing & Charbonneau (2015) estudiaron la fotometría de *Kepler* y encontraron un promedio de 2.5 planetas con radios entre uno y cuatro radios terrestres, por cada estrella M, en órbitas con períodos menores a los 200 días; Gaidos et al. (2016) concluyeron que las estrellas M tienen un promedio de 2.2 planetas por estrella con períodos entre 1.5 y 100 días.

Además, los planetas en la ZH de las estrellas de baja masa también son relativamente comunes. Dressing & Charbonneau (2015) indicaron un promedio de entre 0.16 y 0.24 planetas con el tamaño de la Tierra en la ZH de estrellas M, mientras que Bonfils et al. (2013) reportaron una fracción de  $0.41^{+0.54}_{-0.13}$ , aunque este número se encuentra probablemente sobreestimado ligeramente.

En conclusión, las observaciones muestran que los planetas rocosos en torno de las estrellas de baja masa son comunes, y que, en particular, una importante fracción de ellos se encuentra en la ZH. Se sabe además que los planetas rocosos en torno de estrellas M forman en general sistemas múltiples (Mayor et al., 2009; Bonfils et al., 2013).

## 3. Ventajas de las estrellas de tipo M

Como mencionamos en la introducción, la detección de planetas extrasolares de baja masa y radio en torno de estrellas de tipo M es relativamente más sencilla que en torno de estrellas más calientes. En esta sección detallamos la ventaja para dos métodos de detección: los tránsitos y las velocidades radiales. Además argumentamos que los planetas en la ZH de estrellas M son mucho más fáciles de detectar que los planetas que reciben una irradiación equivalente de estrellas de tipo solar.

### 3.1. Profundidad de los tránsitos

El método de los tránsitos consiste en detectar la disminución periódica del brillo de la estrella cuando el planeta pasa por delante del disco estelar. Estos tránsitos tienen una profundidad,  $\Delta F$ , que, despreciando el efecto del oscurecimiento al limbo, resulta aproximadamente igual a

$$\Delta F = \left( \frac{R_p}{R_s} \right)^2,$$

donde  $R_p$  es el radio del planeta y  $R_s$  es el radio de la estrella (Seager & Mallén-Ornelas, 2003). Resulta evidente, entonces, que un planeta dado producirá una disminución de flujo mayor si orbita alrededor de una estrella

\*\*Se cree que esta diferencia está relacionada con la menor masa del disco protoplanetario en torno a las estrellas de menor masa, que no dificultaría la formación de objetos masivos.

Tabla 1: Cociente de áreas para distintas combinaciones de estrellas y planetas. El cociente de áreas es aproximadamente igual a la profundidad de los tránsitos centrales.

| Planeta | Radio             | Estrellas                 |                                 |                                     |
|---------|-------------------|---------------------------|---------------------------------|-------------------------------------|
|         |                   | Sol (G2)<br>1 $R_{\odot}$ | GJ 411 (M0)<br>0.39 $R_{\odot}$ | TRAPPIST-1 (M8)<br>0.12 $R_{\odot}$ |
| Tierra  | 1 $R_{\oplus}$    | $8.4 \times 10^{-5}$      | $5.5 \times 10^{-4}$            | $5.8 \times 10^{-3}$                |
| Neptuno | 3.9 $R_{\oplus}$  | $1.3 \times 10^{-3}$      | $8.3 \times 10^{-3}$            | $8.7 \times 10^{-2}$                |
| Júpiter | 11.2 $R_{\oplus}$ | 0.01                      | 0.07                            | 0.73                                |

de tipo M, cuyo radio puede ser hasta 10% del radio solar, que si lo hace en torno de una estrella similar al Sol.

En la Tabla 1 se presentan algunos valores del cociente de tamaños para diferentes estrellas y planetas. Se ve que mientras que el tránsito de un planeta como la Tierra frente a una estrella como el Sol produce una disminución de apenas 80 ppm (partes por millón), un planeta del mismo tamaño en torno de una estrella tipo M8 produce una disminución de casi 0.6%. Es entonces posible detectar tránsitos de planetas del tamaño de la Tierra sin tener que recurrir a instrumentos en el espacio si la estrella huésped es una estrella pequeña. De hecho, dos de los sistemas más interesantes en términos de caracterización atmosférica (ver más abajo) son TRAPPIST-1, una estrella ultra-fría (tipo espectral M8V), que alberga al menos siete planetas de radios inferiores a 1.2  $R_{\oplus}$ , detectados inicialmente con un telescopio de 60 cm en el observatorio La Silla (Gillon et al., 2016, 2017), y LHS 1140 (Dittmann et al., 2017), de tipo espectral M4.5V, que alberga un planeta rocoso en la ZH, y que fue detectado por los telescopios Mearth, de tan sólo 40 cm de apertura.

### 3.2. Señal de velocidad radial

El método de las velocidades radiales también se ve favorecido por las estrellas de baja masa. Esta técnica detecta las variaciones en la velocidad de la estrella, proyectada en la línea de la visual, producidas por un planeta a lo largo de su órbita. Si se supone que la masa del planeta es despreciable frente a la de la estrella, es decir  $1 + M_p/M_s \sim 1$ , la expresión de la amplitud de la velocidad radial es:

$$K \sim \left( \frac{2\pi G}{P} \right)^{1/3} \frac{1}{\sqrt{1-e^2}} \frac{m_p \sin i}{m_s^{2/3}},$$

donde  $G$  es la constante de gravitación universal,  $e$  es la excentricidad orbital,  $P$  es el período orbital,  $i$  es la inclinación del plano orbital con respecto al plano del cielo, y  $m_s$  and  $m_p$  son la masa de la estrella y del planeta, respectivamente. Una derivación detallada de esta fórmula se encuentra en Murray & Dermott (2000), Murray & Correia (2010), y en Díaz (2018).

La amplitud de la señal es entonces aproximadamente proporcional a  $m_s^{-2/3}$ , por lo que estrellas más frías exhibirán mayor variación en su velocidad, para un planeta y una órbita dados. En la tabla 2 presentamos la amplitud de velocidad radial de una serie de combinaciones de planetas y estrellas, para períodos orbitales

que corresponden a la ZH de estrellas de distinto tipo espectral. Se puede ver que para un planeta y un período dado, la amplitud aumenta para estrellas menos masivas. No sorprende entonces que la mayor parte de los planetas de baja masa que han sido detectados hasta el momento se encuentra en torno de estrellas de tipo M, como puede verse en la Fig. 1. La misma figura deja ver también la dificultad de detectar objetos con amplitudes inferiores a 1 m/s. En este rango de amplitudes, los efectos de la actividad estelar, no completamente comprendidos y de difícil corrección, se vuelven dominantes.

### 3.3. Zona de habitabilidad

La distancia de la estrella a la que un planeta rocoso puede, en principio, albergar agua líquida en la superficie fue estimada, por primera vez, por Kasting et al. (1993). Con la premisa básica de que la habitabilidad necesita de la presencia de agua líquida, esta zona recibe el nombre de zona de habitabilidad (ZH). Para calcular la distancias de la estrella entre las que se extiende la zona de habitabilidad, se supone además que los planetas tienen una composición atmosférica similar a la de la Tierra actual ( $\text{CO}_2$ ,  $\text{H}_2\text{O}$ , y  $\text{N}_2$ ). Los modelos de Kasting et al. (1993) fueron ampliados más recientemente por Kopparapu et al. (2013).

Hay una serie de factores no considerados en los modelos de Kopparapu et al. (2013) que tienen el potencial de modificar la ubicación y extensión de la ZH sensiblemente. Por ejemplo, usando modelos de clima global, Yang et al. (2013) mostraron que la presencia de nubes en la atmósfera permitiría a planetas sincronizados por efectos de marea ser habitables, incluso al recibir cerca del doble del flujo estelar que el modelo básico indica como el límite superior para albergar agua líquida. Por otro lado, Pierrehumbert & Gaidos (2011) estudiaron los efectos de una composición atmosférica diferente a la supuesta por Kasting et al. (1993) o Kopparapu et al. (2013). Concluyen que el hidrógeno molecular puede actuar como un gas de efecto invernadero, y que la ZH de una estrella G podría extenderse, entonces, hasta los 10 AU. Los autores muestran también que atmósferas primordiales de He- $\text{H}_2$  son posibles, y que esas atmósferas pueden persistir en el tiempo si el planeta tiene campos magnéticos que la protejan. Por último, el efecto de la excentricidad y la oblicuidad de las órbitas de los planetas en la extensión de la ZH fue explorada por, por ejemplo, Linsenmeier et al. (2015), quienes concluyen que la oblicuidad puede tener el efecto de expandir la frontera externa de la ZH.

En todos los casos, es claro que en las estrellas menos

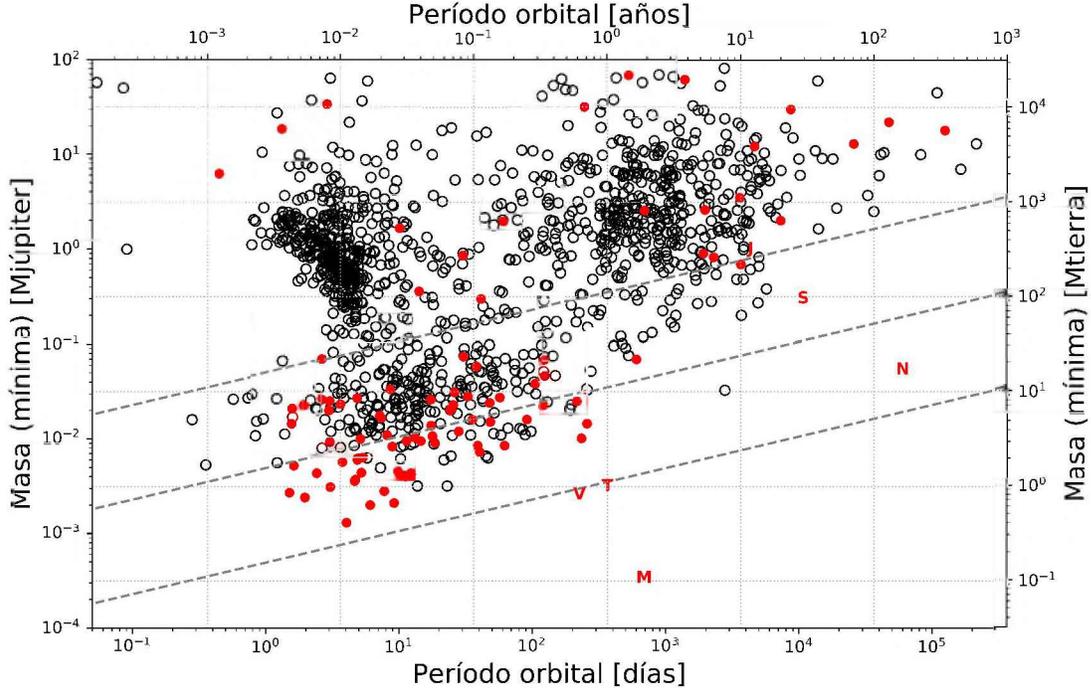


Figura 1: Diagrama masa-período para los exoplanetas listados en *exoplanet.eu* con masas medidas mejor que al 100%. Los exoplanetas en torno a estrellas con masas inferiores a  $0.5 M_{\odot}$  se indican en rojo. Se indica además la posición de los planetas del Sistema Solar con sus iniciales. Las líneas discontinuas señalan la ubicación de los objetos que producen amplitudes de velocidad radial de (de arriba para abajo) 10 cm/s, 1 m/s y 10 m/s.

Tabla 2: Amplitud de la variación de velocidad radial (en m/s) experimentada por distintas estrellas en presencia de distintos planetas a períodos orbitales correspondientes a la ZH de distintas estrellas. Se supone que las órbitas son circulares y que  $i = 90^{\circ}$ .

| Planeta             | Masa              | Estrellas                                     |                                 |                                      |
|---------------------|-------------------|---|---------------------------------|--------------------------------------|
|                     |                   | Sol (G2)<br>$1 M_{\odot}$                     | GJ 411 (M0)<br>$0.40 M_{\odot}$ | TRAPPIST-1 (M8)<br>$0.089 M_{\odot}$ |
| $P = 9.2 \text{ d}$ |                   | Zona de habitabilidad de una estrella tipo M8 |                                 |                                      |
| Tierra              | $1 M_{\oplus}$    | 0.31  | 0.56                            | 1.5                                  |
| Neptuno             | $17.2 M_{\oplus}$ | 5.2   | 9.7                             | 26                                   |
| Júpiter             | $318 M_{\oplus}$  | 97  | 178                             | 483                                  |
| $P = 67 \text{ d}$  |                   | Zona de habitabilidad de una estrella tipo M0 |                                 |                                      |
| Tierra              | $1 M_{\oplus}$    | 0.16  | 0.29                            | 0.79                                 |
| Neptuno             | $17.2 M_{\oplus}$ | 2.7   | 5.0                             | 13.5                                 |
| Júpiter             | $318 M_{\oplus}$  | 50  | 92                              | 249                                  |
| $P = 365 \text{ d}$ |                   | Zona de habitabilidad de una estrella tipo G2 |                                 |                                      |
| Tierra              | $1 M_{\oplus}$    | 0.09  | 0.16                            | 0.45                                 |
| Neptuno             | $17.2 M_{\oplus}$ | 1.5   | 2.8                             | 7.7                                  |
| Júpiter             | $318 M_{\oplus}$  | 28  | 52                              | 142                                  |

brillantes, la ZH se encontrará más cerca de la estrella. Tomando el modelo de Kopparapu et al. (2013), en la Fig. 2 mostramos la extensión de la zona de habitabilidad para estrellas de distinto tipo espectral. Los límites interno y externo corresponden, respectivamente, a la distancia a la que la irradiación desata el efecto invernadero en cadena, y a la distancia en la que el agua se

congela, incluso suponiendo un efecto invernadero máximo.

Las estrellas M, entonces, presentan una serie de ventajas adicionales al presentar la ZH más cerca de su estrella. En primer lugar, un planeta ubicado en la ZH de una estrella M producirá una señal de velocidad radial mayor que si estuviera en la ZH de estrellas más ca-

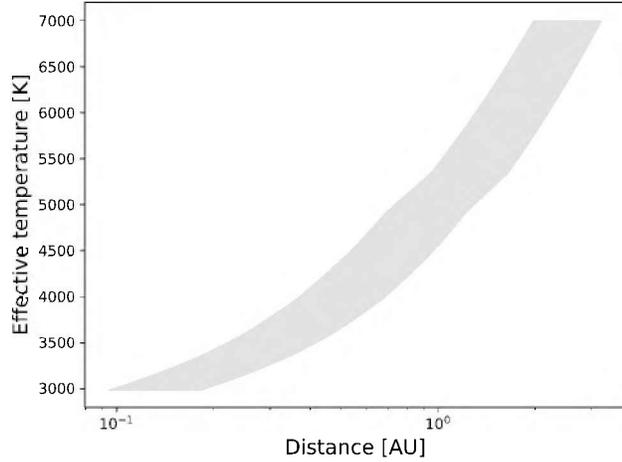


Figura 2: Evolución de la zona de habitabilidad para estrellas de distinto tipo espectral. La franja verde representa la posición de la ZH, en la que puede existir agua líquida en la superficie de cuerpos rocosos. Calculado para los límites de efecto invernadero en cadena (interno) y de máximo efecto invernadero (zona externa),.

lientes (ver Tabla 2), lo que facilita la detección de estos objetos. Además, si el planeta transita, una mayor cantidad de tránsitos serán observables en un período dado, lo que facilita también la detección. Estos dos efectos hacen que los planetas en la ZH de estrellas de tipo M sean más fácilmente detectables y caracterizables.

### 3.4. Caracterización atmosférica

El estudio de las atmósferas de los planetas extrasolares puede hacerse a través de varios métodos diferentes. El más evidente es la espectroscopía de un planeta resuelto espacialmente. Este método, sin embargo, sólo puede llevarse a cabo para planetas muy alejados de sus estrellas, para los cuales se pueda usar la técnica de imagen directa. Esa técnica fue empleada para los planetas del sistema HR 8799 (por ejemplo, Zurlo et al., 2016; Oppenheimer et al., 2013; Janson et al., 2010). No se espera que esta técnica permita obtener el espectro de planetas en la ZH en un futuro cercano.

Por otro lado, si el planeta transita puede utilizarse la técnica de tránsito espectroscópico, que consiste en medir la señal espectroscópica dejada por la atmósfera del planeta en la luz de la estrella que se filtra a través de ella durante un tránsito. Para esto, se mide precisamente la profundidad de los tránsitos planetarios en distintas bandas espectrales. La hipótesis es que en cada una de esas bandas, la luz de la estrella será absorbida o dispersada por la atmósfera de manera diferente, dependiendo, entre otras cosas, de la composición química, por lo que la profundidad de los tránsitos variará ligeramente. Puede entonces obtenerse un espectro de transmisión atmosférica de esta manera (Ehrenreich, 2018). En este caso, la amplitud de la señal que se busca detectar,  $\delta_H$ , que corresponde a la superficie de un anillo alrededor del planeta, de ancho igual a la altura de escala, puede

aproximarse (Ehrenreich, 2018):

$$\delta_H \sim (R_s)^{-2} \rho^{-1} \mu^{-1} T,$$

donde  $R_s$  es el radio de la estrella,  $\rho$  es la densidad media del planeta,  $\mu$  es el peso molecular medio de la especie que esté absorbiendo, y  $T$  es la temperatura de la atmósfera. La dependencia inversa con el cuadrado del radio estelar implica que para un planeta dado, la señal será mayor si la estrella huésped tiene menor tamaño. Esto constituye una gran ventaja de las estrellas M para realizar la caracterización atmosférica de planetas extrasolares. De hecho, si bien se pudo estudiar las atmósferas de planetas gigantes alrededor de estrellas de tipo solar o más calientes (por ejemplo, ver, Sing et al., 2016), los pocos planetas rocosos que han sido objeto de este tipo de mediciones se encuentran alrededor de estrellas frías. Por ejemplo, de Wit et al. (2016, 2018) obtuvieron espectros de los planetas del sistema TRAPPIST-1, tres de los cuales se encuentran en la ZH. Con la precisión actual, las observaciones muestran un espectro plano, sin ningún rasgo espectral. Esto permitió a los autores descartar la existencia de una atmósfera rica en hidrógeno y libre de nubes, pero existe una gran cantidad de posibilidades de composiciones que aún son compatibles con los datos. El futuro telescopio espacial James Webb proveerá observaciones de mayor precisión, que posiblemente permitirán echar luz sobre las atmósferas de los planetas de TRAPPIST-1 (ver Sect. 5.).

Otro método de caracterización atmosférica utiliza espectroscopía de alta resolución para separar las líneas (o bandas moleculares resueltas gracias a la alta resolución) de las atmósferas planetarias de aquellas de la estrella. Se aprovecha el hecho de que a las grandes velocidades orbitales que experimentan los planetas sus líneas espectrales se separan de aquellas de la estrella o de la atmósfera terrestre, que se mantienen casi estáticas, a lo largo de pocas horas de observación (Snellen et al., 2014). La ventaja de esta técnica es que puede utilizarse para planetas no transitantes. Por otro lado, el más grande inconveniente es, claramente, el gran contraste entre la estrella y el planeta, que limita la señal que puede detectarse con esta técnica. Actualmente, se han obtenido contrastes del orden de  $10^{-5}$ , que corresponde a la señal de la atmósfera de planetas de tipo Júpiter caliente (por ejemplo, Brogi et al., 2012). La detección de especies químicas en planetas de menor tamaño requiere contrastes varios órdenes de magnitud menores, y parece ser inviable usando sólo esta técnica (Snellen et al., 2013; Rodler & López-Morales, 2014).

Sin embargo, la combinación de alta resolución angular con las espectroscopía de alta resolución (HRI+HDS, por sus siglas en inglés) resulta una técnica prometedora para estudiar las atmósferas de planetas rocosos en torno de las estrellas más cercanas al Sol (Snellen et al., 2015). Esta técnica fue propuesta por Sparks & Ford (2002), y puesta en práctica por, por ejemplo, Snellen et al. (2014), Schwarz et al. (2016), y Birkby et al. (2017), para medir la rotación y la composición atmosférica de planetas gigantes. Su máximo potencial será alcanzado con la nueva generación de telescopios gigantes (de alrededor de 30 metros de diámetro), que

podrán resolver la luz de los planetas en órbita alrededor de las estrellas más cercanas al Sol. Snellen et al. (2014) realizaron simulaciones tanto en el óptico como en el infrarrojo. En el primer caso, la limitación viene dada por la calidad de la óptica adaptativa en este rango de frecuencias, y en el segundo por el brillo del cielo. De todas maneras, observaciones en el óptico permitirían caracterizar la atmósfera de planetas rocosos en la ZH de las estrellas M más cercanas a la Tierra.

### 3.5. Cercanía

La técnica de HRI+HDS no necesita que los planetas transiten delante de su estrella, pero requiere que los sistemas observados se encuentren relativamente cerca, para que su luz pueda ser resulta en la mayor medida posible. Por ejemplo, para los sistemas cercanos Proxima b (Anglada-Escudé et al., 2016) y Gl 411 b (Díaz et al., 2019), la distancia estrella planeta subtiende aproximadamente 0.03 - 0.04 segundos de arco, que corresponde a  $2\lambda/D$  para telescopios de 10 metros, con  $\lambda = 750$  nm. De manera que es necesario esperar a la aparición de la nueva generación de telescopios, para utilizar la técnica de HRI+HDS en los sistemas más cercanos. En particular, para el E-ELT, el instrumento METIS será propicio para este tipo de observaciones en el infrarrojo (Snellen et al., 2014)\*\*\*.

Las estrellas M son también en este sentido un blanco atractivo, porque constituyen una importante fracción de las estrellas más cercanas al sistema solar. En los últimos años, la cantidad de planetas en torno de estrellas de baja masa a menos de 5 pc de distancia aumentó sensiblemente, y los cuatro planetas más cercanos al Sistema Solar se encuentran en órbita en torno de estrellas de tipo M: Proxima b (Anglada-Escudé et al., 2016), Barnard b (Ribas et al., 2018), Gl 411 b (Díaz et al., 2019), y Ross 128 b (Bonfils et al., 2018). Se destaca, además, el sistema múltiple YZ Cet (Astudillo-Defru et al., 2017). Todos estos sistemas serán objetivos principales de la nueva generación de instrumentos, montados en telescopios de 30 o 40 metros de diámetro.

## 4. Una desventaja y una solución

Hasta aquí hemos señalado un número de ventajas de estudiar los planetas extrasolares en torno de estrellas de tipo M, con respecto a aquellos que se encuentran en estrellas más calientes. Existe, sin embargo, una gran desventaja. Las estrellas frías son intrínsecamente más débiles. Debido a esto, sólo se conoce un pequeño número de planetas en torno de estrellas muy frías ( $T_{\text{eff}} \lesssim 3200$  K). La razón principal es que la mayor parte de los espectrógrafos actuales funcionan en el óptico, donde las estrellas M son tres órdenes de magnitud menos brillantes que las estrellas de tipo solar\*\*\*\*.

\*\*\*La resolución espectral de EPICS, un instrumento óptico, es demasiado baja, pero su diseño no está definido aún.

\*\*\*\*Precisamente, la diferencia de brillo en la banda V entre una estrella M5V y una estrella G2V es de más de 7 magnitudes.

Sin embargo, en el infrarrojo las estrellas M son relativamente más brillantes. Esta es la razón por la que un gran número de espectrógrafos recientes o planeados trabajan en el infrarrojo. Entre ellos se cuentan CARMENES (Quirrenbach et al., 2018), SPIRou (Donati et al., 2018), y el Habitable-zone Planet Finder (HPF Mahadevan et al., 2014), que ya se encuentran en funcionamiento. Existen además otros proyectos, como NIRPS (Wildi et al., 2017), que será instalado en La Silla y funcionará simultáneamente con HARPS, que ampliarán las posibilidades instrumentales en estas longitudes de onda más largas. Por lo tanto, existen instrumentos que permiten sobreponerse a esta importante limitación de las estrellas de baja masa.

## 5. La búsqueda de vida

Además del interés por comprender los mecanismos físicos que actúan y dan forma a las atmósferas exoplanetarias, su caracterización detallada permitirá, se espera, estudiar la presencia de vida en los exoplanetas. La actividad biótica deja marcas en las atmósferas planetarias, en forma de elementos químicos que no podrían persistir en la atmósfera de otra manera. A estos elementos se los llama biomarcadores, y su estudio es un campo en rápida expansión dentro de la astrobiología<sup>†</sup>. Un artículo de revisión reciente sobre las posibilidades de detectar vida de forma remota puede encontrarse en Schwieterman et al. (2018).

En el futuro cercano, el telescopio espacial James Webb (JWST) permitirá realizar mediciones de las atmósferas de planetas en tránsito de mucha precisión. La detección de los planetas que serán propicios para la caracterización con el JWST se está produciendo ahora, principalmente gracias a las observaciones de la misión TESS, pero también a partir de relevos desde tierra.

Muchos estudios recientes exploran el desempeño del JWST para la detección de oxígeno (y sus derivados, el ozono) en las atmósferas de planetas extrasolares en órbita alrededor de estrellas M (por ejemplo, Greene et al., 2016; Meadows et al., 2018). Esto se debe a que el oxígeno es un excelente biomarcador, difícil de producir de forma abiótica. Sin embargo, Krissansen-Totton et al. (2018) argumenta que es posible que muchas atmósferas sean anóxicas (es decir, que no posean grandes cantidades de oxígeno), pero que de todas maneras soporten vida, como la que conoció la Tierra temprana (Krissansen-Totton et al., 2018). En este estudio, se evalúa la capacidad de JWST para detectar biomarcadores basados en el CO<sub>2</sub> y el CH<sub>4</sub> en un planeta como TRAPPIST-1 e. Los autores concluyen que la observación de diez tránsitos son en principio suficiente para realizar una medición precisa, que permita descartar con 90% de confianza los escenarios de generación abiótica de metano.

En la era de la caracterización de los planetas extrasolares, aquellos en órbita alrededor de estrellas de tipo

<sup>†</sup>Ver, por ejemplo, la importante contribución de la NASA a este campo, a través de la creación de un centro de estudio que involucra a un gran número de instituciones norteamericanas (<https://nexss.info/about/about-nexss>)

M jugarán un rol central. No sólo son objetos que se detectan con mayor facilidad, sino que también se encuentran en una situación ventajosa para caracterizar sus atmósferas. Esto aplica especialmente a los planetas en la ZH. Si bien las estrellas frías son intrínsecamente débiles, la nueva generación de instrumentos infrarrojos, tanto en tierra como en el espacio, proveen un paliativo a este problema. Los planetas en torno de estrellas de baja masa constituirán los primeros objetivos de las observaciones realizadas con estos instrumentos. Entonces, por primera vez en la historia de la Humanidad, estaremos buscando respuestas de manera científica a la pregunta sobre la existencia de vida fuera del Sistema Solar.

*Agradecimientos:* Agradecemos a los organizadores de la reunión binacional AAA-SOCHIAS, por la invitación a presentar el Informe Invitado en el que se basa esta contribución y por el apoyo financiero que nos permitió asistir. Además, agradecemos a los editores del Boletín por su paciencia y flexibilidad.

## Referencias

- Almenara J.M., et al., 2018, *MNRAS*, 478, 460  
 Anglada-Escudé G., et al., 2016, *Nature*, 536, 437  
 Astudillo-Defru N., et al., 2017, *ArXiv e-prints*  
 Barclay T., et al., 2015, *ApJ*, 800, 46  
 Beaugé C., Ferraz-Mello S., Michtchenko T.A., 2012, *Research in Astronomy and Astrophysics*, 12, 1044  
 Birkby J.L., et al., 2017, *AJ*, 153, 138  
 Bonfils X., et al., 2013, *A&A*, 549, A109  
 Bonfils X., et al., 2018, *A&A*, 613, A25  
 Borucki W.J., et al., 2010, *Science*, 327, 977  
 Borucki W.J., et al., 2013, *Science*, 340, 587  
 Broeg C., et al., 2013, *European Physical Journal Web of Conferences, European Physical Journal Web of Conferences*, vol. 47, 03005  
 Brogi M., et al., 2012, *Nature*, 486, 502  
 Buccino A.P., Lemarchand G.A., Mauas P.J.D., 2006, *Icarus*, 183, 491  
 Burke C.J., et al., 2015, *ApJ*, 809, 8  
 Butler R.P., et al., 1997, *ApJL*, 474, L115  
 Chambers J.E., 2009, *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, 37, 321  
 Coughlin J.L., et al., 2016, *ApJS*, 224, 12  
 de Wit J., et al., 2016, *Nature*, 537, 69  
 de Wit J., et al., 2018, *Nature Astronomy*, 2, 214  
 Díaz R.F., 2017, *BAAA*, 59, 183  
 Díaz R.F., 2018, *Asteroseismology and Exoplanets: Listening to the Stars and Searching for New Worlds*, 49, 199  
 Díaz R.F., et al., 2019, *arXiv e-prints*  
 Dittmann J.A., et al., 2017, *Nature*, 544, 333  
 Donati J.F., et al., 2018, *SPIRou: A NIR Spectropolarimeter/High-Precision Velocimeter for the CFHT*, 107  
 Dorn C., et al., 2017, *A&A*, 597, A37  
 Dressing C.D., Charbonneau D., 2015, *ApJ*, 807, 45  
 Ehrenreich D., 2018, *Asteroseismology and Exoplanets: Listening to the Stars and Searching for New Worlds*, 49, 251  
 Fressin F., et al., 2013, *ApJ*, 766, 81  
 Gaidos E., et al., 2016, *MNRAS*, 457, 2877  
 Gillon M., et al., 2016, *Nature*, 533, 221  
 Gillon M., et al., 2017, *Nature*, 542, 456  
 Greene T.P., et al., 2016, *ApJ*, 817, 17  
 Howard A.W., et al., 2010, *Science*, 330, 653  
 Howard A.W., et al., 2012, *ApJS*, 201, 15  
 Janson M., et al., 2010, *ApJL*, 710, L35  
 Kasting J.F., Whitmire D.P., Reynolds R.T., 1993, *Icarus*, 101, 108  
 Koch D.G., et al., 2010, *ApJL*, 713, L79  
 Kopparapu R.K., et al., 2013, *ApJ*, 765, 131  
 Krissansen-Totton J., et al., 2018, *AJ*, 156, 114  
 Linsenmeier M., Pascale S., Lucarini V., 2015, *Planet. Space Sci.*, 105, 43  
 Mahadevan S., et al., 2014, *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy V, Proc. SPIE*, vol. 9147, 91471G  
 Marcy G.W., Butler R.P., 1996, *ApJL*, 464, L147  
 Mayor M., Queloz D., 1995, *Nature*, 378, 355  
 Mayor M., et al., 2009, *A&A*, 493, 639  
 Meadows V.S., et al., 2018, *Astrobiology*, 18, 133  
 Mordasini C., et al., 2009, *A&A*, 501, 1161  
 Murray C.D., Correia A.C.M., 2010, *Keplerian Orbits and Dynamics of Exoplanets*, 15–23, University of Arizona Press  
 Murray C.D., Dermott S.F., 2000, *Solar System Dynamics*, Cambridge University Press  
 Oppenheimer B.R., et al., 2013, *ApJ*, 768, 24  
 Petigura E.A., Howard A.W., Marcy G.W., 2013, *Proceedings of the National Academy of Science*, 110, 19273  
 Pierrehumbert R., Gaidos E., 2011, *ApJL*, 734, L13  
 Quirrenbach A., et al., 2018, *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy VII, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, vol. 10702, 107020W  
 Reffert S., et al., 2015, *A&A*, 574, A116  
 Ribas I., et al., 2018, *Nature*, 563, 365  
 Ricker G.R., et al., 2014, *Space Telescopes and Instrumentation 2014: Optical, Infrared, and Millimeter Wave, Proc. SPIE*, vol. 9143, 914320  
 Rodler F., López-Morales M., 2014, *ApJ*, 781, 54  
 Santerne A., et al., 2012, *A&A*, 545, A76  
 Schwarz H., et al., 2016, *A&A*, 593, A74  
 Schwieterman E.W., et al., 2018, *Astrobiology*, 18, 663  
 Seager S., Mallén-Ornelas G., 2003, *ApJ*, 585, 1038  
 Sing D.K., et al., 2016, *Nature*, 529, 59  
 Snellen I., et al., 2015, *A&A*, 576, A59  
 Snellen I.A.G., et al., 2013, *ApJ*, 764, 182  
 Snellen I.A.G., et al., 2014, *Nature*, 509, 63  
 Sparks W.B., Ford H.C., 2002, *ApJ*, 578, 543  
 Thompson S.E., et al., 2018, *ApJS*, 235, 38  
 Wildi F., et al., 2017, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, vol. 10400, 1040018  
 Yang J., Cowan N.B., Abbot D.S., 2013, *ApJL*, 771, L45  
 Youdin A.N., 2011, *ApJ*, 742, 38  
 Zurló A., et al., 2016, *A&A*, 587, A57