



Búsqueda de potasio en atmósferas de planetas extrasolares con datos en alta resolución.

Trabajo Final Máster Universitario de
Astrofísica

Hugo Villegas Beberide

06 de Julio del 2020

Directora: Núria Casasayas Barris
Co-director: Prof. Enric Pallé Bagó

Índice

1. Introducción.....	6
1.1. - Métodos de detección de Exoplanetas.	7
1.1.1.- Método de Tránsitos.....	9
1.1.2.- Método de Velocidad Radial.....	11
1.1.3.- Otros.....	14
1.2. - Atmósferas de Exoplanetas: Espectroscopía de transmisión.....	14
2. Objetivos del trabajo.....	16
3. Observaciones.....	16
3.1 - CARMENES: descripción del espectrógrafo CARMENES.....	16
3.2 – Observaciones.....	17
4. Método Experimental.....	20
5. Resultados.....	29
6. Discusión y Conclusiones.....	37
7. Bibliografía.....	39

“Fue Nicolás Copérnico quien nos enseñó con su obra lo frágiles que pueden ser los conceptos científicos consagrados por la tradición... Detuvo el Sol, y puso la Tierra en movimiento” - Owen Gingerich

Abstract

With the discovery of new small bodies orbiting the Sun, astronomers decided to establish how large or small an object must be to be classified as a planet. The requirements to be considered as a planet, in our solar system, were set by the International Astronomical Union (IAU) in 2006. By definition, A planet is an object that orbits a star, massive enough to have almost reached the hydrostatic equilibrium (have a spherical shape), and has cleared the protoplanetary disk where it was born from dust and debris. These same requirements are applied to extrasolar bodies in order to receive the name of exoplanet, in this case.

In 1992 Aleksander Wolszczan and Dale Frail discovered the first exoplanets orbiting the pulsar star PSR B1 257+12 in the Virgo constellation, and it was not until 1995 when Michael Mayor and Didier Queloz from the Geneva Observatory detected the first extrasolar planet around a star in the main sequence (51 Pegasi). Since 1995 this field has become a very dynamic research area where, as of April 23, 2020 there are 4093 planets confirmed using different techniques, located in 3077 systems, and 5108 candidates (considering the NASA archive).

Exoplanets are discovered through very different techniques but the ones that have been able to detect a larger number of exoplanets are the transit and radial velocity methods. The transit method consists of measuring the periodic variations that occur in the brightness of a star when a planet comes between us and the star. The radial velocity method consists of measuring the movement of the star with respect to the barycenter of the star-planet system produced by the influence of the planet's gravity.

Since the first detection of the exoplanet atmosphere of HD 209458b in 2002 by Charbonneau and collaborators, the community of exoplanet scientists rapidly started the analysis of other exoplanets, searching for possible evidences of their atmosphere using different ground- and space-based facilities. In the last years, the field of study of exoplanetary atmospheres has grown greatly, in particular due to the development of new techniques using very high resolution spectroscopic observations ($R > 90\,000$), using instrument such as HARPS (La Silla, ESO), HARPS-N (La Palma), CARMENES (Almería), and the recent ESPRESSO (Paranal).

Here, using visible observations with CARMENES spectrograph (located at the Calar Alto observatory in Almería) we search for evidence of the atmospheres of five exoplanets (MASCARA-2b, WASP-69b, WASP-76b, WASP-77Ab, HAT-P-32b). They are all a type of planet called Hot Jupiter. These planets are a type of giant gas exoplanet, very similar to Jupiter, but with very low orbital periods, which are located very close to their host stars and consequently are highly irradiated. The planets we observe here, are part of the set of planets observed by the CARMENES consortium. They form a small sample within the number of known hot Jupiters, but have a variety of different sizes and temperatures that could permit their comparison.

For the study of the atmosphere of these exoplanets we are using the transmission spectroscopy method, with the aim of finding potassium lines (KI). When a planet transits (view figure 5) the light from the star passes through the planet's atmosphere. When we take measurements during transit, we observe a spectrum that is a combination between the light that comes directly from the star and the

light that passes through the planet's atmosphere before reaching us (transmission spectrum). In order to analyse the exoplanet atmospheres with the transmission spectroscopy method, we need to observe the host star continuously during the transit of the exoplanet, but also, we need observations before and after the transit to be able to apply the differential spectroscopy. Hopefully, we will then observe the small features from the exoplanet atmosphere imprinted in the stellar spectrum during the transit.

For the extraction and subsequent analysis of the data obtained by CARMENES, we wrote a code in Python language based on the method of Wyttenbach et al. (2015). This method consists of comparing the spectra taken during the transit (where we will have the contribution of the star and the planet), with those spectra in which the planet is not transiting (where we only expect the contribution of the star). After correction of the planet's radial velocity during transit, the spectra are averaged to obtain the final transmission spectrum.

In particular, here we are interested to search for potassium absorption (KI) coming from the exoplanet atmosphere. The KI is made up of a doublet. One of the lines is at $\lambda = 7701.08\text{\AA}$ and the other is at $\lambda = 7667.08\text{\AA}$. In our analysis we must also take into account the presence of telluric lines (from the Earth atmosphere) in our data. Although the exoplanets studied here represent a broad sample in the parameter space, either due to their size, equilibrium temperature or spectral type of the host star, none of them seems to show the presence of potassium in its atmosphere. For some of them, the signal-to-noise from the observations is insufficient to distinguish planetary signals from noise, which means that we need more observations in order to be able to detect (or not) the presence of potassium in their atmospheres. This means that we need more observations to be able to determine the presence (or not) of potassium in their atmospheres in subsequent studies in which more data is taken. We can achieve this by taking measurements over a greater number of transits or, by taking measurements from space telescopes, avoiding the contribution of our own atmosphere.

For WASP-69b and WASP-77Ab, we observe a tentative feature at the position where we would expect the potassium lines. Regarding WASP-69b, there is a vertical residual on both nights, both outside and inside the transit. This may be because the centre of the the star lines core presents only a few counts, which means a low signal-to-noise ratio. For this reason, there is variation in all spectra. On the other hand, in the case of WASP-77Ab the results are not very clear. A residual appears in the time-evolution maps, but no significant signal is actually observed in the final transmission spectrum.

1. Introducción

Desde que fue descubierto el primer planeta fuera de nuestro sistema solar, hace más de dos décadas, ha habido un enorme progreso en la búsqueda de planetas exteriores a nuestro sistema solar, dando como resultado miles de nuevos exoplanetas detectados. Dado que los objetos masivos y más grandes son más sencillos de detectar que los más pequeños, los primeros exoplanetas que se encontraron eran grandes, y en muchos de los casos mucho más masivos que Júpiter. A medida que se han ido descubriendo nuevos cuerpos pequeños orbitando al sol, los astrónomos se han visto forzados a establecer como de grande o de pequeño debe ser un objeto para ser clasificado como planeta.

Las estrellas pueden ser definidas como un cuerpo celeste con forma esférica y de gran tamaño, constituido por plasma, que brilla con luz propia gracias a las reacciones de fusión nuclear que tienen lugar en su interior, y que le proporciona suficiente energía como para contrarrestar la fuerza de la gravedad alcanzándose con ello un equilibrio (equilibrio hidrostático) entre estas dos fuerzas y por tanto una estabilidad. La evolución de estas estrellas dependerá principalmente de su masa. Las reacciones de fusión que tienen lugar en su interior y que permiten alcanzar el equilibrio, y para que se llegue a producir esta fusión, se requiere una masa superior a $0.075M_{\odot}$ (masas Solares), que vienen a ser aproximadamente unas $80M_J$ (masas de Júpiter). Para objetos subestelares con una masa muy similar aunque inferior a ese límite, se utiliza el término enana marrón, que se utiliza para denotar cuerpos muy similares a las estrellas pero que todavía son demasiado pequeños para alcanzar una temperatura interna suficiente como para producir fusión termonuclear de hidrogeno en cantidades significativas. En estos cuerpos con masas que se encuentran desde las $80M_J$ como límite superior hasta las $13M_J$ como límite inferior, tiene lugar la fusión nuclear del deuterio, una reacción que les permite alcanzar equilibrio hidrostático, pero que no es suficiente para brillar tanto como una estrella. Por tanto, objetos subestelares con masas por encima del límite para que se produzca la fusión del deuterio y por debajo de la masa para que se produzca la fusión del hidrogeno en una cantidad considerable se denominan enanas marrones, no son considerados planetas. Es decir, la denominación de planeta se reserva para aquellos cuerpos con masas inferiores al límite en el que se produce fusión del deuterio que orbitan estrellas o remanentes de estrellas.

Los requerimientos para ser considerado planeta, recibieron gran atención por parte de los medios cuando en el verano de 2006 la International Astronomical Union (IAU) relega a Plutón de su característica de planeta y pasa a denominarlo “planeta enano”. La IAU fijó en agosto de 2006 lo que a partir de ese momento, en nuestro sistema solar, sería considerado como planeta:

1. Cuerpo que está en órbita alrededor del Sol.
2. Tiene suficiente masa como para haber alcanzado equilibrio hidrostático (forma esférica).
3. Debido a su masa ha limpiado la vecindad de su órbita.

Por tanto, un planeta es un objeto que orbita alrededor de una estrella, lo suficientemente masivo para haber alcanzado una forma casi esférica, y como para

despejar de polvo y desechos el disco protoplanetario en el cual nació. Esto los diferencia de los planetas enanos (como Plutón), los cuales no tienen masa suficiente para limpiar el área del disco protoplanetario, y por tanto no dominan su órbita. Estos mismos requisitos se aplicaran a cuerpos extrasolares para recibir la denominación de planeta.

En 1992 se produjo el primer descubrimiento de planetas extrasolares, cuando los astrofísicos Aleksander Wolszczan y Dale Frail descubrieron dos exoplanetas. Fueron hallados, orbitando el pulsar PSR B1 257+12 en la constelación de Virgo. Un año después, se descubrió el planeta PSR B1620-26 b, que posee un tamaño aproximadamente de dos veces y media el tamaño de Jupiter, orbitando un sistema binario compuesto por un pulsar y una estrella de neutrones. No fue hasta 1995, cuando Michael Mayor y Didier Queloz, del Observatorio de Ginebra, detectaron el primer planeta extrasolar alrededor de una estrella de la secuencia principal (51 Pegasi). Se trataba de un planeta de tipo Júpiter caliente (ver apartado *Métodos de Detección de Exoplanetas*), con un tamaño aproximado de la mitad de Júpiter y con un periodo orbital de 4 días alrededor de su estrella. Desde 1995 este campo se ha convertido en un área de investigación muy dinámica donde a 11 de Abril del 2020 hay planetas 4093 confirmados utilizando diferentes técnicas en 3039 sistemas.

1.1 Métodos de detección de Exoplanetas.

Los exoplanetas han sido descubiertos con técnicas muy distintas (ver figura 1). Las diferentes técnicas de detección sondan el espacio en busca de parámetros que indiquen la presencia de planetas. Sin embargo cada técnica proporciona solo una parte del panorama general, de manera que casi siempre se necesitan observaciones de seguimiento para confirmar la naturaleza del planeta. Actualmente se utilizan técnicas distintas en la búsqueda de planetas extrasolares, clasificados en detección directa o detección indirecta.

Los métodos de detección directa es la forma más difícil de detectar un planeta, dado que se basan en la observación directa del planeta, como es el caso de la imagen directa. Esto se debe al enorme contraste entre la luz emitida por la estrella anfitriona y la débil luz que refleja el planeta. Para obtener una imagen del planeta, la luz de la estrella debe enmascarse de algún modo para que los observadores puedan indagar en las inmediaciones de la estrella. Un método es usar radiación infrarroja en vez de luz visible. Esto es especialmente válido cuando el planeta es todavía muy joven y aún está en fase de contracción, emitiendo calor.

Los métodos por detección indirecta son los métodos más usados y con los que la mayoría de los planetas han sido descubiertos, identificando su presencia por su efecto sobre la estrella anfitriona. Estos efectos pueden verse reflejados bien en la fuerza gravitatoria que el planeta ejerce sobre la estrella atrayéndola hacia si en una pequeña cantidad provocando un diminuto bamboleo que puede detectarse mediante el rastreo por Velocidad Radial o por Astrometría, o bien estudiando la luminosidad de la estrella y buscando pequeñas variaciones periódicas que posibilitan la observación indirecta de los planetas extrasolares.

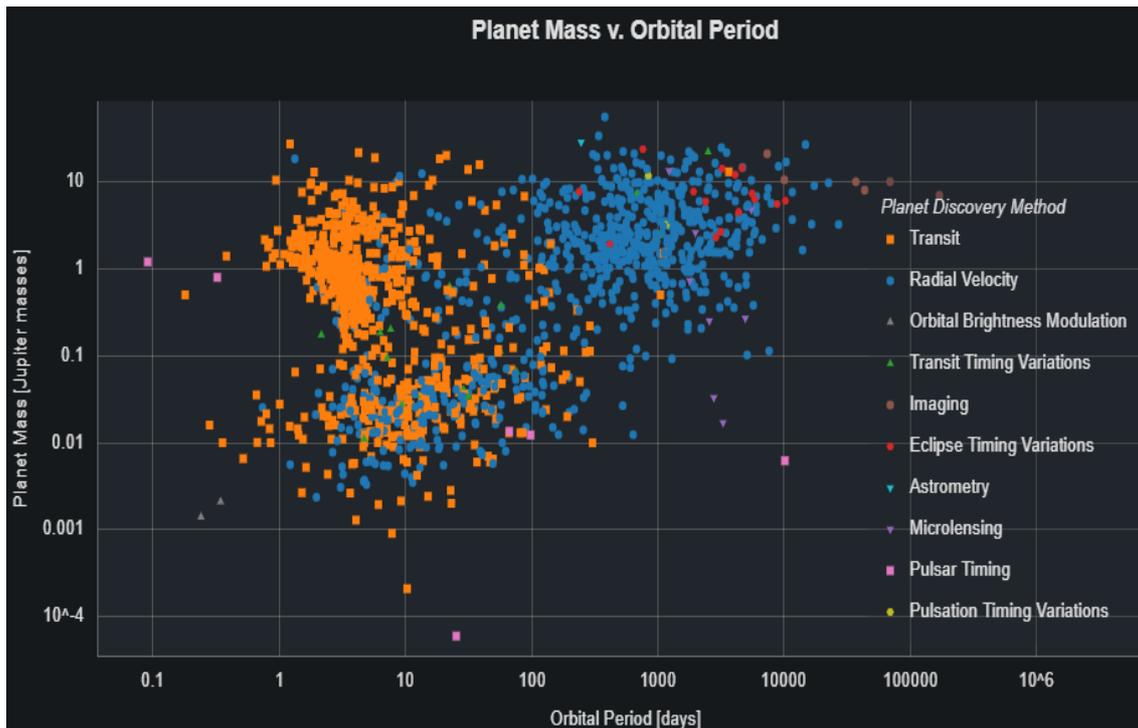


FIGURA 1: Gráfica obtenida de la página <https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/exoplanetplots/> donde están representados los exoplanetas detectados usando tanto métodos directos como indirectos. En el eje x está representado el periodo orbital del planeta alrededor de su estrella, y en el eje y está representada la masa del planeta. Cada color y forma representa los planetas detectados con uno de los métodos de detección (ver leyenda que aparece en la parte derecha inferior de la gráfica).

Como se puede comprobar en la Figura 1 la mayoría de los exoplanetas han sido descubiertos usando los métodos de velocidad radial (19.2%) y de tránsitos (76.1%). Esta diferencia radica en que los telescopios espaciales dedicados exclusivamente a la búsqueda de planetas, usan el método de tránsitos. Actualmente, hay descubiertos y confirmados más de 4000 exoplanetas. Una gran cantidad de los exoplanetas tienen masas, o bien mas grande que Júpiter, denominados gigantes gaseosos, o bien comprendidas entre la tierra y Neptuno que son denominados supertierras o minineptunos. Un 31% son tipo gigante gaseoso, un 34% de los planetas son tipo Neptuno, un 31% de los planetas son tipo Súper Tierra, un 4% tipo terrestre.

Uno de los planetas más estudiados hasta la fecha son los denominados Júpiter caliente, ya que es el tipo de planeta que nos hemos encontrado en nuestro análisis. Se trata de una clase de exoplaneta gaseoso gigante, muy similares a Júpiter pero con periodos orbitales muy bajos ($P < 10$ días) en torno a su estrella anfitriona, y por lo tanto su elevada temperatura superficial, hizo que se les denominara Júpiter caliente. Son planetas fáciles de detectar por el método de velocidad radial ya que la oscilación que introducen en su estrella es relativamente grande, mayor que la que son capaces de inducir otros tipos de planetas. Como se puede comprobar, en nuestro sistema solar hay un gap de más de un factor de 10^3 en masa y más de 10^8 en luminosidad entre el sol y los planetas más masivos. Son una clase de planetas de particular interés dado que no se encuentran en el sistema solar.

A continuación se detallan los métodos de detección más comunes, centrándose en el método de tránsitos y velocidad dado que son los que se usan en este trabajo.

1.1.1 Método de Tránsitos.

Desde que se descubrió el primer exoplaneta a través del método de tránsitos en 1999 (Charbonneau et al. 2000 y Henry et al. 2000), otros sistemas descubiertos mediante velocidad radial han sido monitorizados para determinar posibles tránsitos. En la actualidad se han detectado más de 3000 planetas utilizando el método de tránsitos, siendo el método más exitoso de todos los usados. El método del tránsito planetario utiliza la disminución de la luz que nos llega de una estrella cuando un planeta que orbita dicha estrella se coloca entre nuestra línea de visión y su estrella. Estos tránsitos tienen una importancia particular, ya que la profundidad de sus curvas de luz proporciona una estimación del radio del cuerpo orbitante. Además, gracias a los tránsitos planetarios, podemos aprender mucho sobre la composición de la atmósfera de un planeta (ver apartado 1.2).

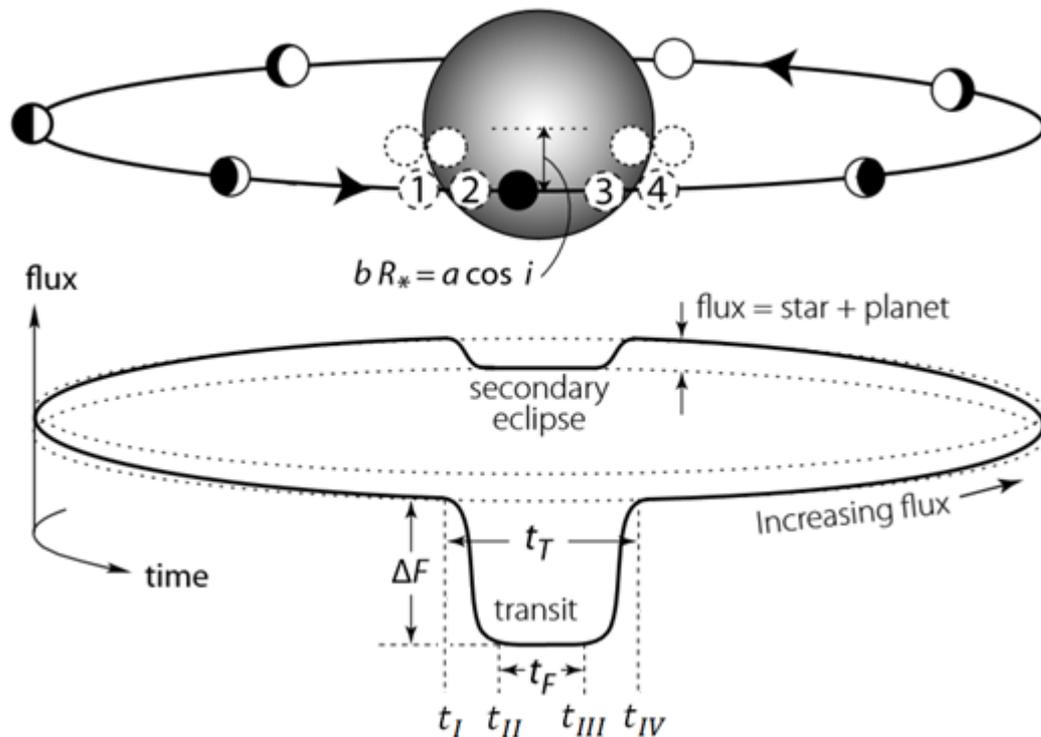


FIGURA 2: Esquema del tránsito (Adaptada de la figura 6.9 del libro Perryman, M (Ed) (2011). The Exoplanet Handbook (pág. 117). United States of America by Cambridge University Press, New York). Durante el tránsito el planeta bloquea parte de la luz de la estrella. Después del tránsito, la cara del planeta que recibe luz progresivamente se va viendo y el flujo total aumenta. Este flujo cae de nuevo durante el eclipse secundario cuando el planeta está pasando por detrás de la estrella. Imagen en la que se representa el tránsito de un planeta frente a su estrella. Los círculos punteados t_I, t_{II}, t_{III} y t_{IV} representan los tiempos que se caracterizan durante un tránsito. $t_T = t_{IV} - t_I$ se corresponde con la duración total del tránsito y $t_{ingress} = t_{II} - t_I$ y $t_{egress} = t_{IV} - t_{III}$ se corresponden con los tiempos de ingreso y salida en el tránsito cuando el planeta no está en toda su circunferencia dentro de la estrella. A parámetros de impacto más pequeños, están más estrechamente separados en el tiempo, y las pendientes de entrada y salida son más pronunciadas.

Hay principalmente cuatro observables que caracterizan la duración y perfil del tránsito: el periodo P , la profundidad del tránsito ΔF , el intervalos entre el primer

punto de ingreso y el último punto de salida t_T , y el intervalo entre el segundo y tercer contactos t_F (ver figura 2).

A partir de esto hay tres ecuaciones geométricas que describen las principales características de una curva de tránsito:

$$\Delta F = \left(\frac{R_p}{R_*} \right)^2$$

$$\sin(t_T \pi / P) = \frac{R_*}{a} \left\{ \frac{\left[1 + (R_p / R_*) \right]^2 - \left[(a / R_*) \cos i \right]^2}{1 - \cos^2 i} \right\}^{1/2}$$

$$\frac{\sin(t_F \pi / P)}{\sin(t_T \pi / P)} = \frac{\left\{ \left[1 - (R_p / R_*) \right]^2 - \left[(a / R_*) \cos i \right]^2 \right\}^{1/2}}{\left\{ \left[1 + (R_p / R_*) \right]^2 - \left[(a / R_*) \cos i \right]^2 \right\}^{1/2}}$$

La primera ecuación viene de la división de las áreas de los discos de la estrella y el planeta. El tránsito total viene de la fracción del periodo orbital P durante el cual la distancia proyectada entre el centro de la estrella y el planeta es menor que la suma de sus radios. La última ecuación se obtiene haciendo el mismo análisis.

La inclinación mínima para que pueda ocurrir el tránsito, viene dada por:

$$\cos i_{min} = \left(\frac{R_*}{a} \right)$$

La probabilidad de observar el tránsito en una estrella dada en cualquier momento es muy baja ya que las variaciones en la magnitud relativa de la estrella son muy bajas. Para un planeta con un radio $R = R_j$ transitando una estrella de $1R_*$ (donde R_* se corresponde con un radio del Sol) da como resultado una disminución en el flujo de $(\Delta F / F) = 1.1 \cdot 10^{-2}$ que viene a ser del orden de $0.01 mag$. Para el caso de planetas todavía más pequeños semejantes a la Tierra o Marte se convierte en una tarea mucho más complicada ya que producen una variación en el flujo de $\Delta F = 8.4 \cdot 10^{-5}$ y $\Delta F = 3 \cdot 10^{-5}$ respectivamente. La búsqueda de planetas transitantes estudios llevados a cabo en tierra, limita aun mas nuestras posibilidades, ya que solo podremos detectar variaciones en el flujo de $(\Delta F / F) = 1\%$, lo que se corresponde con planetas gigantes gaseosos orbitando estrellas lo suficientemente brillantes como para poder realizar un estudio de velocidad radial que confirme el hallazgo.

Mientras el planeta orbita su estrella, su sombra forma un cono conocido como penumbra sobre la esfera celeste (ver figura 3), de manera que un observador que se

encuentre entre la banda observará el tránsito. El ángulo de apertura del cono θ , satisface la condición:

$$\sin\theta = (R_* + R_p)/r$$

Donde r es la distancia estrella planeta.

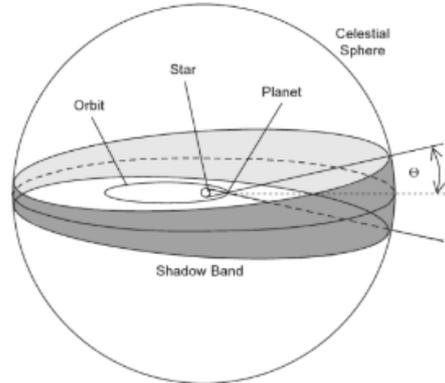


FIGURA 3: Los tránsitos son visibles para observadores que se encuentren en la penumbra producida por el tránsito del planeta, cuyo ángulo viene dado por $\sin\theta = (R_* + R_p)/r$, donde R_* es el radio de la estrella, R_p es el radio del planeta y r es la distancia que los separa en ese momento.

Entonces la probabilidad de que se produzca tránsito viene dada por la fracción de zona sombreada sobre el cielo. Para el caso en el que $R_p \ll R_*$ y una órbita circular ($e = 0$), tenemos:

$$P_{trans} = P_{occ} = \frac{R_*}{a}$$

Donde P_{trans} y P_{occ} son las probabilidades de que se produzca tránsito u ocultación respectivamente. Esto es para el supuesto de una órbita circular, pero para órbitas elípticas puede darse el caso de ver un tránsito y que no se produzca ocultación y viceversa.

Si lo que queremos es calcular el número esperado de planetas detectados mediante tránsito para un número determinado de candidatos, utilizamos la dos formulas de arriba haciendo el promedio sobre w y obtenemos:

$$P_{trans} = P_{occ} = \left(\frac{R_* \pm R_p}{a} \right) \left(\frac{1}{1 - e^2} \right)$$

Suponiendo que queremos calcular planetas que transitan a una distancia orbital particular alrededor de la estrella con un radio determinado, si tenemos un número n de estrellas que cumplen esa condición, tendremos que estudiar al menos $N = (nP_{trans})^{-1}$ estrellas antes de esperar encontrarnos un planeta transitante.

1.1.2 Método Velocidad Radial.

La técnica de velocidad radial con la que en la actualidad se han detectado casi 800 planetas extrasolares, tiene como principal ventaja que permite detectar planetas relativamente de baja masa alrededor de estrellas brillantes. Los primeros planetas orbitando estrellas tipo sol fueron detectados mediante la técnica de velocidad radial. La principal desventaja de este método es que necesita que la inclinación orbital del planeta sea una determinada para poder detectarlo. El instrumento más productivo para la búsqueda de planetas extrasolares de baja masa es HARPS (High Accuracy Radial velocity for Planetary Searcher), instalado en el telescopio de 3,6 metros de la ESO, en La Silla, en Chile.

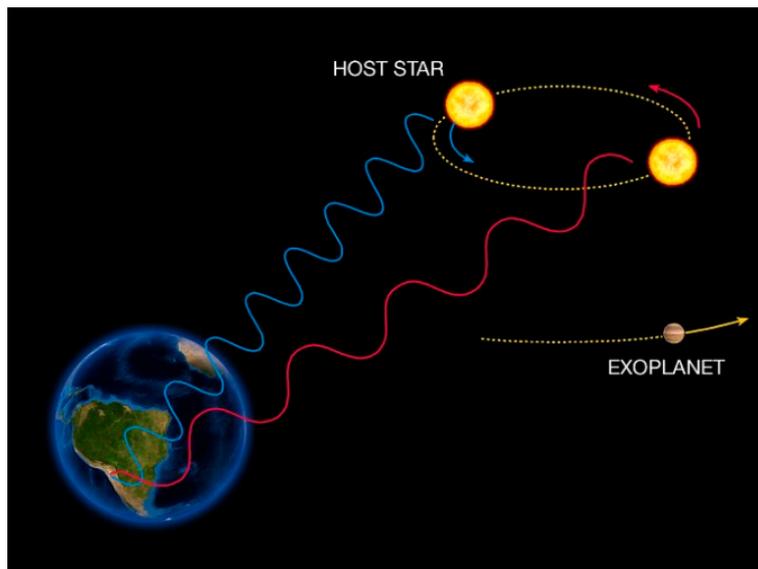


FIGURA 4: Cuando la estrella se mueve hacia nosotros, su espectro se desplaza hacia el azul, mientras que se desplaza hacia el rojo cuando se aleja de nosotros. Al observar regularmente el espectro de una estrella, y así medir su velocidad, se puede ver si se mueve periódicamente debido a la influencia de un compañero.

El movimiento de las estrellas se manifiesta de dos maneras. El primero es su movimiento en el plano del cielo, también conocido como su movimiento propio (proper-motion), que lentamente da forma a las constelaciones. El segundo, y el que estamos buscando, es el movimiento de las estrellas con respecto a nosotros. Esta velocidad de retroceso y aproximación de las estrellas se conoce como su velocidad radial (RV; ver figura 4). Sin embargo, este movimiento estelar es tan pequeño que es imperceptible a simple vista, lo que significa que necesitamos utilizar grandes telescopios e instrumentos de última generación para detectarlo.

Una medida de la velocidad radial estelar en torno al baricentro del sistema estrella-planeta, viene dado por un corrimiento Doppler sistemático en la longitud de onda de varias líneas de absorción del espectro de la estrella. Situándonos en el sistema de referencia del observador, el cambio en la longitud de onda vendrá dado por:

$$\Delta \lambda = \lambda_{obs} - \lambda_{em}$$

Donde λ_{obs} y λ_{em} son las longitudes de onda observada y la emitida respectivamente. Que está relacionado con la velocidad por la expresión del desplazamiento Doppler relativista.

$$\lambda_{obs} = \lambda_{em} \frac{(1 + \beta \cos \theta)}{(1 - \beta^2)^{1/2}}$$

Que para velocidades mucho menores que la luz y con ángulos de inclinación mucho menores que 90°, se puede simplificar como:

$$v_r = v \cos \theta = \left(\frac{\Delta \lambda}{\lambda_{em}} \right) c$$

Donde valores positivos indican un distanciamiento.

La información acerca del desplazamiento Doppler está contenida en las miles de líneas de absorción presentes en el espectro óptico de alta resolución de las estrellas. La medida de este desplazamiento en la práctica incluye otros efectos a parte de la velocidad que tenga el centro de masas de la estrella. Contribuciones del movimiento del observador que se encuentra en la superficie de la tierra alrededor del baricentro del sistema solar y la propia rotación de la tierra han de ser tenidos en cuenta, al igual que efectos relativistas y efectos debidos a la rotación de la estrella y líneas espectroscópicas añadidas debido al corrimiento hacia el rojo gravitacional o a efectos en la superficie de la estrella como el flujo convectivo, variaciones de brillo o manchas solares. Para detectar cambios en la velocidad radial de la estrella debidos a un planeta orbitante, la medición de las velocidades ha de estar tomada en un sistema de referencia en reposo, por lo que tomamos como referencia el baricentro de nuestro sistema solar.

La expresión de velocidad radial viene dada por:

$$v_r = K [\cos(w + v(t)) + e \cos w]$$

Donde w es el ángulo al pericentro, v es el ángulo entre el pericentro y la actual posición del cuerpo medido desde el baricentro de la elipse, e es la excentricidad y K es la semiamplitud de la velocidad radial de la estrella producida por un planeta con periodo P y eje semimayor de la estrella a^* que viene dada por:

$$K = \frac{2\pi a^* \sin i}{P (1 - e^2)^{1/2}}$$

La forma de la curva de velocidad radial está determinada por e y w .

Para el caso que tenga orbitando un planeta, hay en consecuencia cinco observables relacionados con la órbita Kepleriana de la estrella que pueden ser ajustados a un planeta orbitante, midiendo solo la velocidad radial. Estos son e , P , t_p , y w , y la combinación $K = f(a, e, P, i)$.

Además dos términos adicionales suelen ser tenidos en cuenta, la velocidad sistémica γ que describe la velocidad radial del centro de masas del sistema estrella planeta que estamos observando, relativo al baricentro del sistema solar, y un parámetro d

que es tienen en cuenta la tendencia de la curva de manera que nos permite corregir posibles errores instrumentales o contribuciones externas. Entonces introduciendo estos términos nos queda que la velocidad radial de una estrella con un planeta orbitante puede ser expresada como:

$$v_r(t) = K \left[\cos(w + v(t)) + e \cos w \right] + \gamma + d(t - t_o)$$

Tomada sola, una pequeña modulación periódica de la velocidad radial es insuficiente para inferir de forma inequívoca la presencia de un planeta. Junto con medidas adicionales de astrometría, tránsitos fotométricos, o perfiles de líneas espectroscópicas, pequeños valores de K pueden indicar la presencia de un planeta de baja masa o de un planeta con alta masa con una inclinación orbital pequeña.

1.1.3 Otros métodos de detección

Astrometría: La astrometría es el método que detecta el movimiento de la estrella realizando mediciones precisas de su posición en el cielo. Según la ley de gravitación universal, cualquier objeto ejerce una fuerza de atracción sobre otros cuerpos con masa. Por lo que si una estrella tiene un planeta girando a su alrededor, esta se verá afectada por su fuerza gravitatoria y como resultado obtendremos una estrella que describe una órbita alrededor del centro de masas del sistema estrella-planeta. La principal ventaja de la astrometría es que nos permite obtener tanto la masa como los parámetros orbitales del planeta, aunque para poder ser utilizada necesita un nivel de precisión muy elevado en sus medidas, por lo que es una técnica terriblemente difícil de usar y esto tiene como consecuencia que a pesar realizó su primer descubrimiento a mediados de los años noventa, desde entonces no ha sido posible detectar ningún otro exoplaneta con esta técnica. Además este método tiene dos principales inconvenientes. El primero es que solo podremos detectar planetas a partir de un determinado tamaño en relación con su estrella, ya que cuanto más pequeño es el planeta menos fuerza gravitacional tendrá y por lo tanto menos influencia tendrá en el movimiento de la estrella. Y el segundo, es que el sistema planeta estrella tiene que tener una inclinación determinada para que podamos captar el movimiento oscilatorio de la estrella.

Timing: Los pulsares son estrellas de neutrones con un intenso campo magnético que induce la emisión de pulsos de radiación electromagnética a intervalos regulares relacionados con el periodo de rotación del objeto. Estos pulsos son muy precisos, pero si hay un cuerpo orbitando alrededor de dicha estrella de neutrones, esta se verá influenciada por la fuerza gravitatoria del cuerpo, y por lo tanto los pulsares variaran ligeramente su periodo. Por lo tanto desde la tierra, nos basta con analizar los pulsos recibidos, y detectar cualquier posible variación periódica para descubrir si hay un planeta extrasolar orbitando alrededor. Este método tiene la ventaja de que nos permite detectar planetas de un tamaño similar al de la tierra. Pero la cantidad de pulsares que podemos estudiar no es muy abundante. Por lo que es mas complicado descubrir nuevos planetas con este método.

Microlentes gravitacionales: La gravedad de un gran objeto curva la luz que proviene de objetos distantes y la amplifica, actuando como una lente de aumento. Cuando la luz que proviene de objetos lejanos viaja hacia la Tierra, su camino se

curva o se comba cuando pasa cerca de un objeto cercano que se encuentra alineado con la fuente de luz más lejana. Si el objeto cercano alineado a estudiar es una estrella que aloja un planeta, entonces la curva de luz proveniente de la fuente más lejana contendrá un pico de luz secundario adicional. El tamaño y la forma de este pico de luz secundario dependerán de la masa y de la distancia entre el planeta y su estrella anfitriona

1.2 Atmósferas de exoplanetas: Espectroscopía de transmisión.

La atmósfera de los planetas se forma por distintos mecanismos dependiendo de la localización del planeta en el disco protoplanetario. La atmósfera se puede producir bien por captura directa del gas que formaba el disco protoplanetario (para planetas gaseosos) o bien mediante desgasificación durante la acreción (para planetas terrestres). Actualmente, estamos empezando a descomponer la luz de los grandes y calientes planetas gigantes gaseosos a cientos de años luz de distancia y leer algunas de sus propiedades atmosféricas. Los planetas más pequeños también comienzan a analizarse. Los estudios de observación de atmósferas exoplanetarias generalmente se pueden clasificar en dos categorías: primero, mediciones de señales variables en el tiempo, que incluyen tránsitos, ocultaciones y curvas de fase, y segundo espacialmente, con resolución de imágenes y espectroscopía. Estas técnicas permiten para estudiar las propiedades de la atmósfera del planeta, incluidas las abundancias relativas de elementos comunes como C, H, O y N. Los tipos de planetas disponibles para el estudio con cada técnica dependerá directamente del modo en el que estos han sido detectados.

Cuando un planeta transita (ver figura 5) la luz de la estrella atraviesa la atmósfera del planeta. La atmósfera absorbe energía, es decir, fotones, del campo radiante cuya intensidad de absorción varía en función de la frecuencia, y esta variación es el espectro de absorción. La presencia de una sustancia en particular producirá una línea en el espectro, por lo que el espectro de absorción será la suma de las líneas de todos los elementos que componen su atmósfera. Cuando tomamos medidas durante el tránsito, se observa un espectro que una combinación entre la luz que nos viene directamente de la estrella y la luz que atraviesa la atmósfera del planeta antes de llegar a nosotros (espectro de transmisión). Observando cuando el planeta esta transitando y cuando no, el espectro de transmisión del planeta puede ser obtenido utilizando espectroscopía diferencial, es decir, comparando los espectros dentro y fuera de tránsito. Los picos de absorción que aparezcan en esa comparación corresponderán a los compuestos de la atmósfera planetaria.

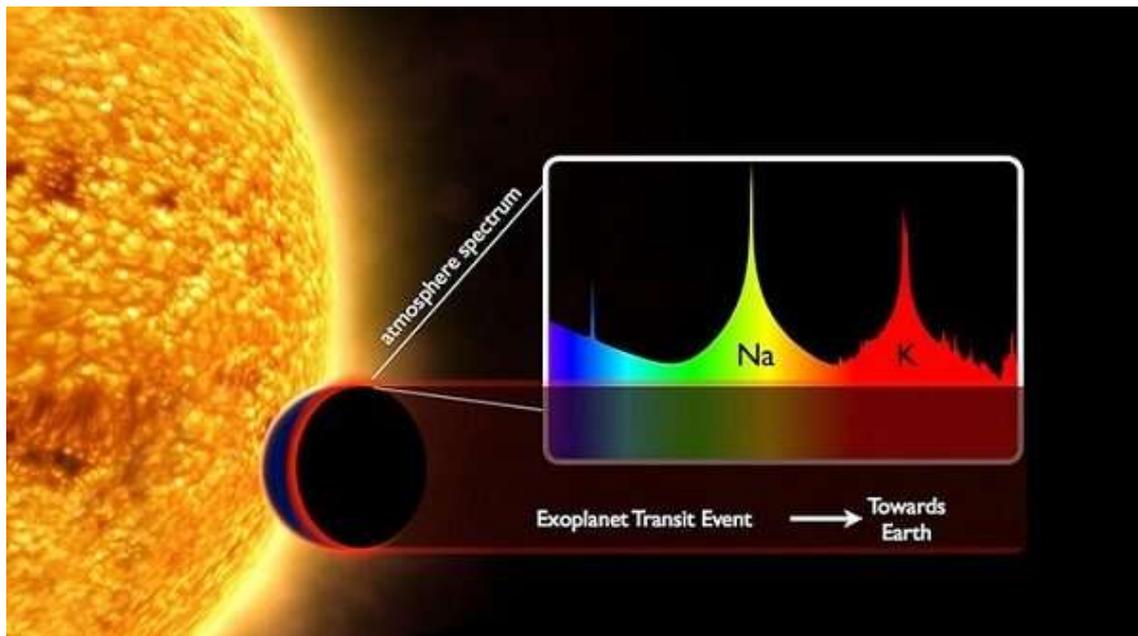


FIGURA 5: Esquema del tránsito de un planeta por delante de su estrella hospedante. Cuando el planeta se interpone entre el observador y la estrella, se denomina tránsito, y cuando el planeta se oculta por detrás de la estrella se denomina ocultación. Si el planeta tiene una atmósfera la profundidad de tránsito medida, variará en función de la longitud de onda, ya que la atmósfera aparecerá opaca en algunas longitudes de onda y transparente en otras.

La primera atmósfera planetaria extrasolar se observó en 2002 (Charbonneau et al. 2002). Esta se correspondía con el planeta HD 209458 b que orbita alrededor de la estrella de tipo solar HD 209458 en la constelación de Pegaso. Se realizó el estudio de su atmósfera sobre un conjunto de cuatro tránsitos del planeta a través de su estrella, y se descubrió la presencia de sodio atómico (Na). Observaciones posteriores con el telescopio espacial Hubble mostraron una enorme envoltura elipsoidal de hidrógeno, carbono y oxígeno alrededor del planeta.

Lógicamente, cuanto mayor sea la apertura del telescopio más luz podrá captar y las observaciones serán de mayor calidad. Tenemos grandes telescopios en tierra que pueden cumplir esta tarea pero debido a la atmósfera de la Tierra y a sus variaciones, tomar imágenes espectroscópicas desde telescopios situados en tierra es una tarea tediosa. Realizando estudios de alta resolución donde se tienen en cuenta tanto las líneas en el espectro debidas a la absorción atmosférica (líneas telúricas) como las diferentes velocidades de la tierra, la estrella observada y el planeta transitante, se pueden resolver las líneas espectrales.

2. Objetivos del trabajo.

En este trabajo, utilizando observaciones en el visible realizadas con el espectrógrafo CARMENES (ver apartado 3.1), nos dedicamos a estudiar las atmósferas de cinco exoplanetas con el objetivo de encontrar líneas de potasio (K). Para ello usamos el método de la espectroscopia de transmisión (ver apartado 1.2), con el que se han realizado medidas de la atmósfera de la estrella antes, durante y después del tránsito del planeta durante varias noches, y después se ha aplicado la

espectroscopia diferencial para obtener el espectro de transmisión de la atmósfera de los planetas observados. Los 5 planetas estudiados son MASCARA-2b, WASP-69b, WASP-76b, WASP-77Ab, HAT-P-32b, todos ellos de tipo Júpiter caliente, planetas gigantes gaseosos de un tamaño similar o mayor que el de Júpiter, que orbitan su estrella con un periodo del orden de días, y se encuentran muy cerca de ella. Los planetas elegidos forman parte del conjunto de planetas observados por el consorcio de CARMENES. Ellos forman una muestra pequeña dentro de la cantidad de Júpiteres calientes detectados, pero poseen una variedad de tamaños y temperaturas distintas. Se ha realizado un código en Python donde se han descompuesto las observaciones, y se ha separado el espectro de la estrella del espectro del planeta y se ha analizado la posición donde deberíamos encontrar las dos líneas espectrales de potasio (KI).

3. Instrumento y observaciones.

3.1 CARMENES: Descripción del instrumento.

CARMENES (Calar Alto high-Resolution search for M dwarfs with Exoearths with Near-infrared and optical Echelle Spectrographs) es un espectrógrafo que opera desde el observatorio de Calar Alto en Almería. El Observatorio del CAHA (Centro Astronómico Hispano-Alemán) es una entidad científica dedicada a la observación astronómica, situada a 2.168 m de altura en la Sierra de Los Filabres, Almería, que desde 1975 es uno de los pilares en los que se ha sustentado el avance de la astronomía española y alemana. Es gestionado por la Sociedad Alemana Max-Planck (MPG) y la Agencia Estatal CSIC, y es operado conjuntamente por el Instituto Max-Planck de Astronomía de Heidelberg y el Instituto de Astrofísica de Andalucía de Granada. CARMENES es el instrumento de nueva generación para el telescopio de 3.5 m que es el mayor de los telescopios del CAHA. Se trata de un telescopio de tipo Cassegrain formado por tres espejos con configuración Ritchey-Chretien. El espejo primario es un espejo hiperbólico de 3.5 metros de diámetro. El uso de espejos hiperbólicos, amplían el campo visual útil y la calidad de las imágenes, consiguiendo resultados mejores que con espejos clásicos de curvatura parabólica. Estas características proporcionan un campo de visión de 29.5 arcmin con una distancia focal al foco Cassegrain de 35 metros.

CARMENES es un instrumento único en el mundo, tanto en precisión como en estabilidad, que trabaja en condiciones de vacío con temperaturas controladas hasta la milésima de grado y cuyo objetivo científico fundamental es llevar a cabo una encuesta de ~300 estrellas de secuencia principal de tipo tardío con el objetivo de detectar planetas de baja masa en sus zonas habitables. Consiste en dos espectrógrafos echelle separados que cubren los rangos de longitud de onda de 0.52 a 0.96 μm (VIS) y de 0.96 a 1.71 μm (NIR) con resoluciones espectrales $R = 80,000 - 100,000$, cada uno de los cuales realiza mediciones de velocidad radial de alta precisión (1 m/s) con estabilidad a largo plazo, lo cual nos permite confirmar los hallazgos sin necesidad de otras comprobaciones. La resolución espectral y la sensibilidad de CARMENES pueden aportar una nueva visión sobre la astroquímica, el estudio de objetos del Sistema Solar, el estudio de regiones de fotodisociación, astrosismología, regiones de formación estelar, discos planetarios, estrellas calientes, y muchas otras áreas en las que resolver espectralmente las

líneas atómicas o moleculares era difícil con la instrumentación disponible en otros observatorios.

Hay otros espectrógrafos que son comparables que son entre otros; ESPRESSO, HARPS-N y HARPS que operan en el visible, NIRPS, GIANO-B que operan en el infrarrojo cercano, y GIARPS (GIANO-B + HARPS) o NIRPS + HARPS que operan en infrarrojo cercano y visible.

3.2 Observaciones.

Para analizar atmósferas de exoplanetas con el método de la espectroscopía de transmisión necesitamos observar la estrella huésped de forma continua durante el tránsito del exoplaneta, pero además, necesitamos observaciones un tiempo antes y después del tránsito para poder aplicar la espectroscopía diferencial. Para ello, es necesario encontrar la noche en la cual el tránsito del planeta sea visible y tenga además, margen de observación antes y después de este

Se han utilizado observaciones existentes realizadas con el espectrógrafo CARMENES. En particular, de los exoplanetas MASCARA-2b, WASP-69b, WASP-76b, WASP-77Ab, HAT-P-32b. De todos los exoplanetas representados en la Figura 1 de la Sección 1.1, los exoplanetas que analizamos en este trabajo se encuentran dentro del grupo de los denominados Júpiter caliente. Estos planetas forman una pequeña muestra de los planetas de tipo Júpiter caliente conocidos, pero se expanden en un rango de parámetros relativamente ancho (ver figura 6).

MASCARA-2b:

El planeta MASCARA-2b, es también conocido como KELT-20b, es un Júpiter ultra caliente con una temperatura de equilibrio de $2260K$, descubierto por Lund et al. (2017) y Talens et al. (2018) simultáneamente. Órbita alrededor de una estrella tipo A, con un periodo orbital de $P = 3.5 \text{ días}$ y una duración del tránsito de 3.06 horas (0.14 días). La estrella huésped es excepcionalmente brillante, con una magnitud aparente de $m_v = 7.6$, muy caliente con una temperatura efectiva de $T_{eff} = 8980K$.

MASCARA-2b orbita muy cerca de su estrella, a una distancia de aproximadamente $a = 0.057 \text{ au}$, y es fuertemente radiado. Su masa no ha sido medida ya que debido a su rápida rotación se convierte en una medida bastante complicada de realizar por lo que se ha establecido un límite superior $M_p < 3.50 M_J$. Debido a la magnitud de su estrella, MASCARA-2b se convierte en un objetivo perfecto para realizar espectroscopía.

Para el análisis de MASCARA-2b se tomaron medidas durante una noche, la correspondiente a la noche del 23 de Agosto del 2017. Se tomaron medidas de tres minutos, tomando la primera medida a las 21:09UT, y la última a las 02:36UT.

WASP-69b:

El planeta WASP-69b es un Saturno caliente con una masa $M_p = 0.26M_J$, que orbita una estrella de tipo K5 ($T_{eff} = 4715K$) con un periodo de $P = 3.868 \text{ días}$. Fue

descubierto por Anderson et al. (2014). Su gran tamaño de atmósfera de $650km$ junto con el pequeño tamaño de su estrella convierte a este planeta en un candidato idóneo para realizar transmisión espectroscópica.

Para el análisis de WASP-69b se tomaron medidas durante dos noches. La primera de las medidas se tomó durante la noche del 22 y la madrugada del 23 de Agosto del 2017. Las medias se tomaron en intervalos de 6 minutos tomándose la primera medida a las 21:41UT y la última de las medidas a las 02:05UT. La otra de las medidas es la correspondiente a la noche del 22 de septiembre del 2017. Las medidas fueron tomadas en intervalos de 7 minutos, iniciándolas a las 20:10UT, y terminando con la última medida a las 00:03UT.

WASP-76b:

El planeta WASP-76b (descubierto por West et al. 2016) órbita alrededor de una estrella de tipo F7 ($T_{eff} = 6250 - 6500K$) con un radio de $R = 1.7R_{sol}$, periodo de rotación de $P = 17.6$ días, y una magnitud aparente de $m_v = 9.5$. Se trata de un Júpiter caliente de aproximadamente $M_p = 1M_J$, pero con el doble de radio ($R = 1.8R_J$), lo cual probablemente está relacionado con la alta temperatura y radio de su estrella anfitriona, que para los radio de planetas del tamaño de Júpiter existe una correlación entre la irradiación que reciben y su radio. En este caso este planeta se encuentra altamente irradiado por su estrella. WASP-76b posee una órbita prácticamente circular (excentricidad menor que 0.05) alrededor de su estrella WASP-76.

Las observaciones para el análisis de WASP-76b se han realizado en la noche del 3 a la madrugada del 4 de Octubre del 2018. Las observaciones comenzaron a las 21:48UT, se tomaron medidas con tiempos de exposición 10 minutos, con la última de las medidas a las 04:26UT.

WASP-77Ab:

El planeta WASP-77Ab (descubierto por Maxted et al. 2012) es un Júpiter caliente de una masa de $M = 1.8M_J$ y un radio de $R = 1.2R_J$. Este planeta posee un tránsito de duración 1.36 días por delante de una estrella de tipo G8 ($T_{eff} = 5500K$), que se trata de la componente más brillante de un sistema binario en el que ambas estrellas son de tipo solar (G8 y K). La estrella anfitriona exhibe actividad cromosférica moderada determinada por emisión en los núcleos de las líneas Ca II H & K y la modulación rotacional con un período de $P = 15,3$ días. La separación entre las estrellas es de 3.3 arcsec, y la diferencia de magnitud entre ambas componentes del sistema binario es de $\Delta m = 2.961 \pm 0.015$ (Jake D. Turner et al. (2018)).

Las observaciones para el planeta WASP-77Ab han sido realizadas en la noche del 13 de Octubre de 2018. La primera de las medidas se realizó a las 22:34UT y la última de las medidas a las 03:28UT, tomando medidas de 10 minutos de integración.

HAT-P-32b:

Se trata de un planeta Júpiter caliente con una temperatura de equilibrio de $T = 1750K$, descubierto por Hartman et al (2011). La estrella más cercana a HAT-P-32b es una estrella enana de tipo F/G ($T_{eff} = 6001K$), a la cual orbita con un

periodo de $P = 2.15$ días. Este planeta tiene una órbita prácticamente circular alrededor de su estrella ($e = 0.0072$).

Las observaciones para el planeta HAT-P-32 se realizaron durante dos noches. La primera se correspondiente a la tarde/noche del 1 de septiembre de 2018. La primera de las medidas se realizó a las 19:52UT de la tarde del 1 y la última de las medidas se realizó a las 04:56UT, con medidas de 17 minutos. La segunda noche de observación se corresponde con la tarde/noche del 9 de diciembre de 2018. La primera de las medidas se realizó a las 18:49UT, y la última a las 02:15UT, con un tiempo de medias igual que en la primera noche.

PLANETAS	MASCARA-2b ⁽¹⁾	WASP-69b ⁽²⁾	WASP-76b ⁽³⁾	WASP-77Ab ⁽⁴⁾	HAT-P-32b ⁽⁵⁾
Observaciones					
<i>Numero tránsitos</i>	1	2	1	1	2
<i>Tiempo exposición (s)</i>	330	255/230	390	300	540/450
<i>SNR</i>	104.15	83.18/68.25	86.34	46.73	42.16/47.64
<i>Número espectros</i>	74	35/31	44	33	39/28
Parámetros del sistema					
<i>Periodo orbital (días)</i>	3.47	3.87	1.80	1.36	2.15
<i>Eje semimayor (au)</i>	0.05	0.05	0.04	0.02	0.03
<i>Inclinación orbital (°)</i>	86.15	86.71	88.20	89.40	88.90
<i>Radio Planeta/Estrella</i>	0.115	0.134	0.109	0.126	0.151
<i>Duración del tránsito (días)</i>	0.14	0.09	0.16	0.09	0.13
Parámetros del planeta					
<i>Masa del planeta (M_J)</i>	3.51	0.26	0.92	1.76	0.86
<i>Radio del planeta (R_J)</i>	1.83	1.06	1.83	1.21	1.79
<i>Temperatura equilibrio (K)</i>	2260	963	2190	1715	1750
Parámetros de la estrella					
<i>Masa de la estrella (M_\odot)</i>	1.89	0.86	1.46	1.00	1.16
<i>Radio de la estrella (R_\odot)</i>	1.60	0.81	1.73	0.96	1.22
<i>Tempertatura efectiva (K)</i>	8980	4715	6250-6500	5500	6001
<i>Magnitud aparente</i>	7.58	9.87	9.5	11.29	11.29

Tabla 1: Resumen de los parámetros característicos de las observaciones y de los sistemas. Datos obtenidos de ⁽¹⁾ Núria Casasayas-Barris et al (2019). ⁽²⁾ D. R. Anderson et al (2014), Nuria Casasayas-Barris et al (2017). ⁽³⁾ R. G. West et al (2016). ⁽⁴⁾ P. F. L. Maxted et al (2012). ⁽⁵⁾ J. D. Hartman et al (2011).

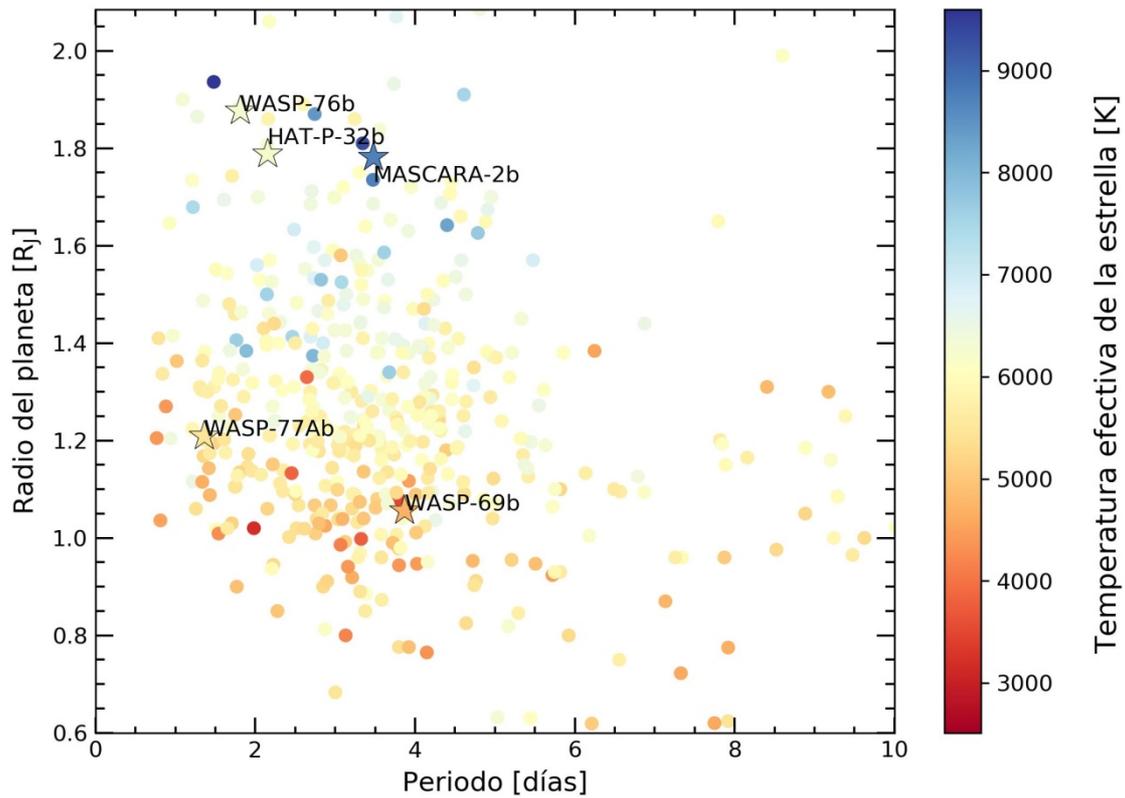


FIGURA 6: Exoplanetas de tipo Júpiter caliente, con periodos <10 días y masas superiores a las 0.6 radios de Júpiter. Representamos únicamente los planetas que tienen tránsitos ya que serian firmes candidatos para estudiados mediante espectroscopia de transmisión. En el eje vertical representamos el radio del planeta en radios de Júpiter y en el eje horizontal el periodo orbital en días. En la leyenda de colores de la derecha de la figura está representada la temperatura superficial de la estrella en grados Kelvin. Representadas en la figura con una estrella y con el nombre al lado están los planetas sobre los que hemos realizado el estudio. Datos obtenidos de la página: <http://exoplanet.eu/diagrams/>.

4. Método Experimental.

Para la extracción y posterior análisis de los datos obtenidos por CARMENES, escribimos un código en lenguaje Python basado en el método de Wyttenbach et al. (2015), que será explicado a continuación.

En primer lugar introducimos los parámetros, datos y valores de los planetas que analizaremos. Para el análisis de los datos tenemos que tener en cuenta que la longitud de onda en CARMENES viene dada en el vacío y los espectros se encuentran en el sistema de referencia de la tierra. En este caso, y a modo de ejemplo para una mejor comprensión del método, mostraremos los pasos para el análisis del planeta WASP-76b. Este mismo proceso será el utilizado para el resto de los planetas analizados.

En primer lugar leemos los datos del planeta obtenidos durante las observaciones con CARMENES (ver tabla 1). Recordamos que nuestro objetivo es analizar el Potasio (KI), que es cubierto por el brazo azul (VIS) de CARMENES. Una vez cargados, comenzamos con el análisis de los mismos. En este caso, para WASP-76b tenemos los datos tomados durante una noche cada diez minutos, sumando un total de 44 espectros. Comenzamos con la lectura de los parámetros necesarios de los encabezados, y almacenamos los datos de cada fichero (longitud de onda, flujo y error) en el orden del potasio. Dentro de cada cabecera tenemos medidas de la masa de aire en el momento de las observaciones, tiempo de observación en días Julianos, tiempo de exposición, señal ruido promedio de los órdenes, la velocidad radial de la tierra respecto el baricentro del sistema solar, entre otros. Al almacenar todos estos datos de cada medida en variables podemos representarlos en gráficas y así hacernos una mejor idea de las características de los espectros (ver Figura 7).

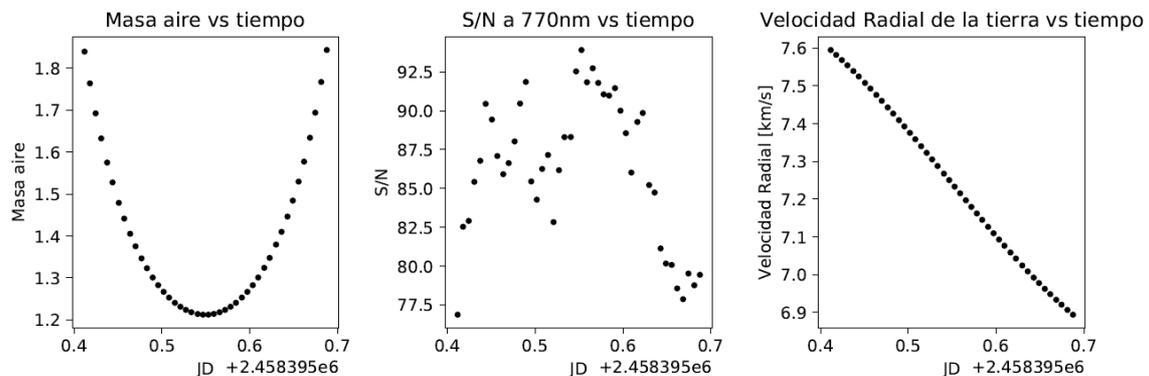


FIGURA 7: En esta imagen están recogidos diferentes parámetros que caracterizan las observaciones de WASP-76b. Están representados la masa de aire, la fracción señal ruido en la línea de 770 nm, y la velocidad radial de la tierra en función del tiempo en días julianos. Cada punto de la gráfica representa el valor de los parámetros en una de las exposiciones de la noche, de modo que estamos viendo la variación temporal de los parámetros a lo largo de la noche de observación.

En la gráfica de la masa de aire en función del tiempo, vemos que la masa de aire va disminuyendo, llega a un mínimo, y luego aumenta de nuevo. La masa de aire en el horizonte es máxima y en el zenit es mínima. Esto quiere decir que se las medidas se tomaron cuando WASP-76 empezaba a ser visible (a unos 30 grados de altitud), culminaba cerca del zenit y volvía a disminuir en altitud. Para la gráfica de la señal ruido (S/N), vemos que los valores varían a lo largo de toda la observación. La S/N se puede relacionar con la masa de aire de la siguiente forma: S/N alta para masas de

aire bajas (y viceversa). Aún así, la S/N también depende de otros factores atmosféricos como es el caso del *seeing*. Por último la gráfica de la velocidad radial de la tierra con respecto al tiempo nos da el dato de la velocidad radial de la tierra con respecto al baricentro de nuestro sistema solar, lo cual nos va a servir más adelante para realizar la corrección de velocidades.

Como hemos comentado en el apartado 3.1, CARMENES posee dos espectrógrafos de alta resolución *echelle*. En estos espectrógrafos cada rango de longitudes de onda se corresponde con un orden dentro del espectrógrafo. A continuación representamos, a modo de ejemplo, el flujo recibido en CARMENES, para un espectro cualquiera de la noche en el orden 79, que es donde cae la línea de potasio KI D1.

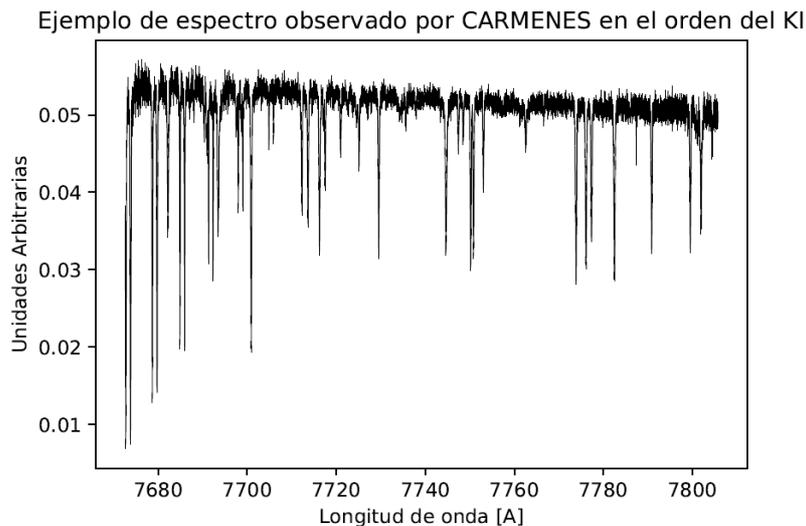


FIGURA 8: En esta figura está representado el espectro de WASP-76b en las longitudes de onda que caen en el orden 79 del espectrógrafo, tal y como nos viene dado en los datos de CARMENES sin realizar ningún tipo de corrección.

Como se ve en la gráfica, en este orden caen las longitudes de onda desde los $\lambda = 7680 \text{ \AA}$ hasta los $\lambda = 7800 \text{ \AA}$, por lo que en este caso, en este orden se encontrará la línea Potasio KI D1 ($\lambda = 7701.08 \text{ \AA}$).

En los espectros tomados por CARMENES hay observaciones de la estrella antes, durante y después del tránsito del planeta. Por este motivo, en los espectros tomados durante el tránsito del planeta esperaríamos una combinación del espectro de la estrella y del espectro de transmisión del planeta (ver apartado 1.2), en caso de contener K en su atmósfera. Lógicamente, si lo que queremos es centrarnos en detectar las líneas de potasio en la atmósfera de un exoplaneta, debemos clasificar los espectros entre aquellos datos en los que el planeta esté en tránsito y en los que no. Nosotros conocemos el momento en que las exposiciones fueron tomadas. A partir de la literatura, también podemos saber en qué momento se midió el centro de un tránsito del planeta, la duración del tránsito, duración de ingreso y egreso y el periodo de rotación. Con estos valores podemos interpolar durante períodos, por lo que podemos saber qué exposiciones de nuestras observaciones se tomaron antes, durante y después del tránsito.

Por tanto definimos 4 intervalos de tiempo, tal y como se muestra en la figura 2. Las zonas fuera de tránsito se producen antes de t_I y después de t_{IV} . El planeta está transitando por delante de la estrella entre t_{II} y t_{III} . El tiempo entre t_I y t_{II} y entre t_{III} y t_{IV} se les denominan tiempo de ingreso (“ingress”) y tiempo de salida (“egress”) del

tránsito respectivamente. De manera que al representar los datos obtenemos lo siguiente:

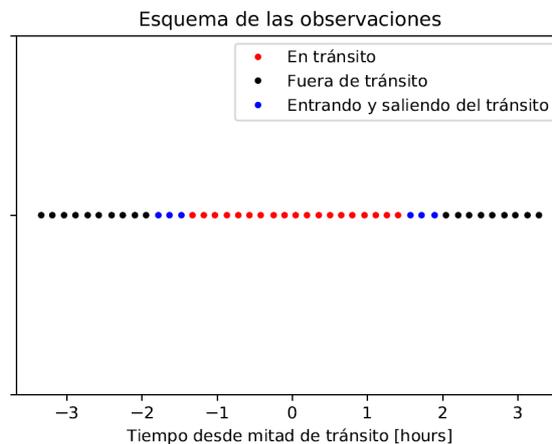


FIGURA 9: Esquema de los datos que tenemos en función de si el planeta se encuentra fuera de tránsito (puntos negros), en tránsito (puntos rojos), o está en proceso de entrar o salir del tránsito (puntos azules). Tenemos en la gráfica un total de 44 datos de los cuales 30 el planeta está fuera de tránsito, 11 donde el planeta se encuentra en tránsito, y 3 en las que el planeta está en el proceso de entrada/salida del tránsito.

Una vez tenemos los datos divididos según rangos de tiempo, el siguiente paso en nuestro código es calcular la velocidad radial de la estrella. Al moverse la estrella con respecto a nosotros debido a la presencia del planeta (ver sección 1.1.2), los espectros van a estar desplazados en longitud de onda de manera que las líneas no van a estar en el lugar que les corresponde. Además, este desplazamiento va a ser ligeramente diferente para cada espectro, dado que en el momento de medir cada espectro el planeta se encuentra a una posición diferente respecto a nosotros. Para ello utilizamos el modelo *SinRadVel* de la librería PyAstronomy (Czesla et al. 2019), que se trata de un modelo de velocidad radial estelar en el que suponiendo excentricidad igual a cero (es decir una órbita circular), permite calcular la velocidad radial estelar debida al planeta para diferentes tiempos. Este modelo depende de el periodo orbital, época del tránsito, la semiamplitud de velocidad radial (parámetro K de la sección 1.1.2), y la velocidad sistemática (parámetro γ en la sección 1.1.2).

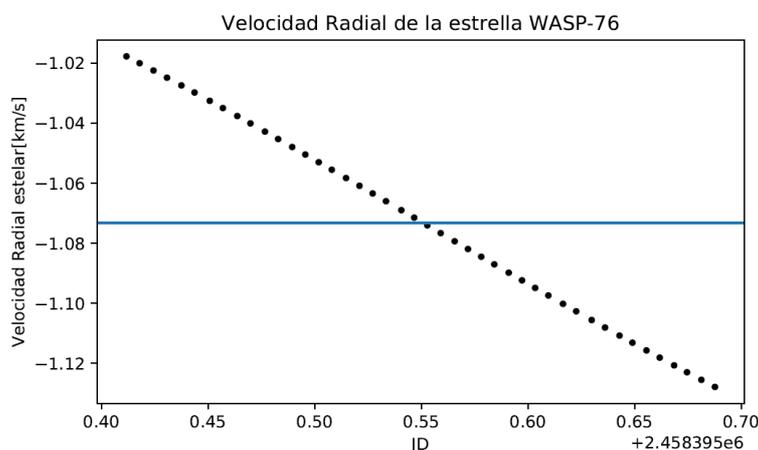


FIGURA 10: En esta figura está representada la velocidad radial de la estrella obtenida con *SinVelRad* de PyAstronomy en función del tiempo en días julianos. En azul se muestra el valor de la velocidad sistemática.

Tal y como podemos ver en la figura 10, la velocidad sistemática nos indica que el sistema se está acercando a nosotros, por lo que sin realizar ningún tipo de corrección las líneas van a estar desplazadas hacia el azul. Por otro lado, la pequeña variación con respecto este valor es el bamboleo de la estrella debido a la presencia del planeta, que hace que la estrella primero se aleje y luego se acerque a nosotros.

Como ya comentamos anteriormente, los espectrógrafos échelle poseen diferentes órdenes que cubren diferentes rangos de longitud de onda. Las dos líneas de KI que queremos observar se corresponden cada una con un orden diferente de la red. Con el orden nos referimos a la posición en la que son medidas en el espectrógrafo de CARMENES que está calibrado de tal forma que la línea KI D1 a $\lambda = 7701.08 \text{ \AA}$ cae en el orden 79 y la línea KI D2 a $\lambda = 7667.08 \text{ \AA}$ cae en el orden 80. Esta última línea tiene la complicación de que caer justo en el bosque de líneas de oxígeno de la atmósfera de la tierra y, como consecuencia, esa región se encuentra altamente contaminada. Por este motivo, al analizar esta línea tendremos que tener en cuenta si, debido a la velocidad de la tierra y la estrella, la línea de potasio que queremos analizar se solapa con alguna de las líneas telúricas de oxígeno de la tierra. Para este fin, compramos el espectro estelar de la estrella con un modelo telúrico de oxígeno de la tierra (ver figura 11):

Espectro CARMENES en el orden de K1D2 y modelo Telurico para WASP-76b

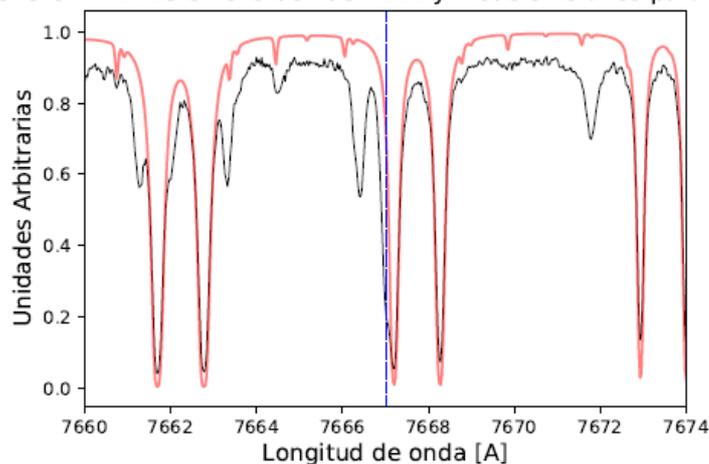


FIGURA 11: En esta figura representamos el espectro de CARMENES del orden 80 (en color negro), junto con el modelo de de la atmósfera de la tierra (en color rojo) para el caso de WASP-76b. Se ha acotado la representación entre $\lambda = 7660 \text{ \AA}$ y $\lambda = 7674 \text{ \AA}$, para que se aprecie mejor como la línea cae justo en la posición de una de las líneas telúricas. La línea vertical azul representa la posición de la línea de KI D2 a $\lambda = 7667.08 \text{ \AA}$.

A continuación, se procede con la explicación del método usando la línea de potasio KI D1 ($\lambda = 7701.08 \text{ \AA}$) como ejemplo, pero el proceso es exactamente igual para ambas líneas.

Para asegurarnos de que el espectro está bien colocado, primero movemos los espectros al sistema de la estrella. En ese sistema de referencia tendremos todas las líneas en la misma posición. Para ir al sistema de la estrella, lo que necesitamos primero es mover los espectros desde su origen (sistema de la tierra) al baricentro del sistema solar, para lo que usamos la velocidad radial de la tierra con respecto al baricentro de nuestro sistema solar, que nos viene indicado en las cabeceras, y luego usamos la velocidad mostrada en la figura 10 para ir del baricentro del sistema solar al sistema de la estrella donde todas las líneas estelares van a estar en el mismo

sitio. En la figura 12 se muestran todas las medidas de los espectros en el orden 79 una vez movidos en el sistema de referencia de la estrella.

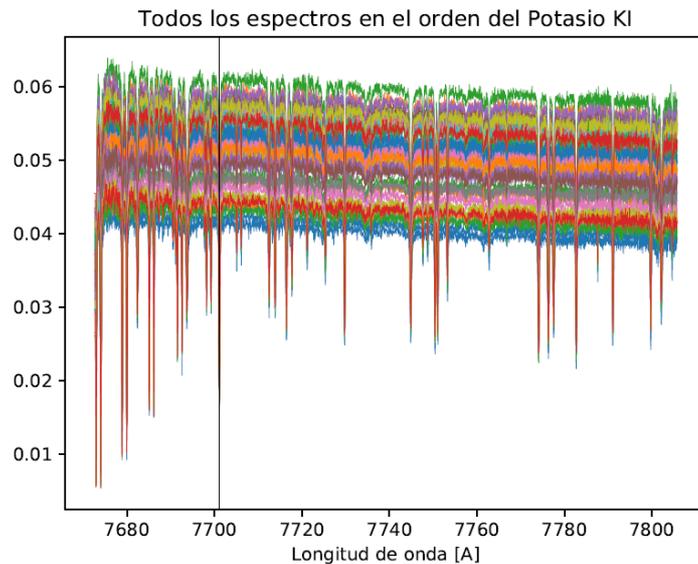


FIGURA 12: En esta figura están representadas todas las medidas de los 74 espectros que caen en el orden 79 del espectrógrafo de CARMENES. La línea vertical negra marca la longitud de onda de $\lambda = 7701.08 \text{ \AA}$ en donde se encuentra la línea de potasio KI D1.

Lo que vemos en la figura 12 son todos los espectros en el orden 79 del espectrógrafo, pero nos interesa solamente analizar los alrededores de la línea KI D1. Por ese motivo, lo que hacemos a continuación es cortar un poco el espectro en un rango de longitudes de onda más pequeño, en el que incluyamos la línea que queremos observar y normalizamos los espectros en esa región cogiendo uno de los espectros como referencia (ver Figura 13).

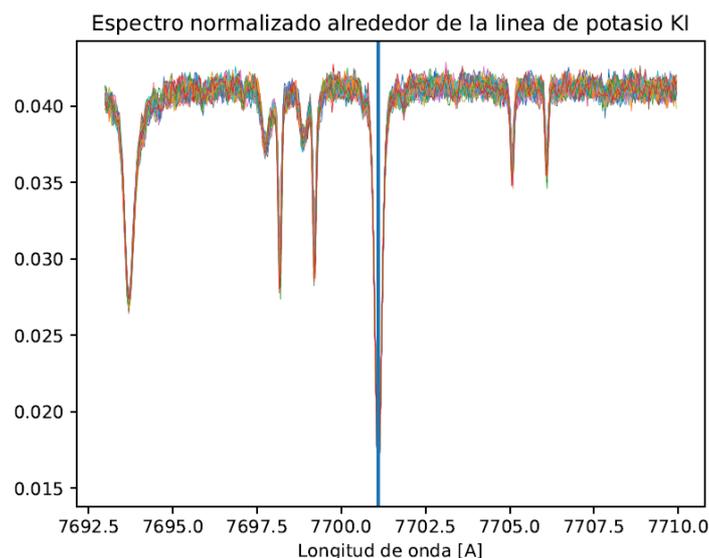


FIGURA 13: Esta figura se corresponde con un recorte de la gráfica 6 entre las longitudes de onda de $\lambda = 7695.0 \text{ \AA}$ y $\lambda = 7710.0 \text{ \AA}$ después que los espectros hayan sido normalizados. La línea azul vertical se corresponde con la longitud de onda de $\lambda = 7701.08 \text{ \AA}$ en donde se encuentra la línea KI D1 que queremos analizar.

Como ya comentamos anteriormente, en los espectros tomados durante el tránsito están recogidos los espectros tanto de la atmósfera del planeta como de la estrella. Como a nosotros lo que nos interesa es únicamente el espectro de la atmósfera del planeta lo que vamos a hacer es crear un espectro que llamaremos “Master Out”, en el cual aislaremos únicamente el espectro de la estrella. Para ello combinamos todos los espectros tomados cuando el planeta está fuera de tránsito de manera que así nos aseguramos que las líneas que éste contiene se corresponderán únicamente con las de la estrella. Además, dado que estamos combinando todos los espectros tomados fuera del tránsito, el espectro “Master Out” tiene una señal a ruido más alta que un espectro individual (ver Figura 14).

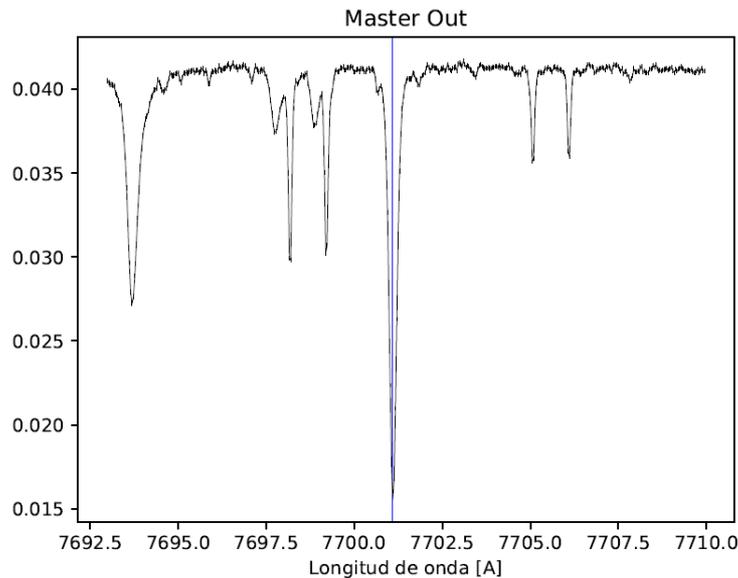


FIGURA 14: Espectro “Master Out” obtenido combinando los espectros tomados por CARMENES cuando el planeta está fuera de tránsito.

A continuación, el paso lógico es dividir todos los espectros, los 44 que tenemos, entre el “Master Out” para eliminar la contribución de la estrella y sólo quedarnos con posibles desviaciones respecto a éste. Cuando hacemos esto, esperamos ver variaciones en las líneas con respecto el espectro “Master Out”. Si estas variaciones se producen por el hecho de que un planeta está en tránsito por el disco estelar, esperamos verlas solo durante el tránsito y no en los datos fuera del tránsito.

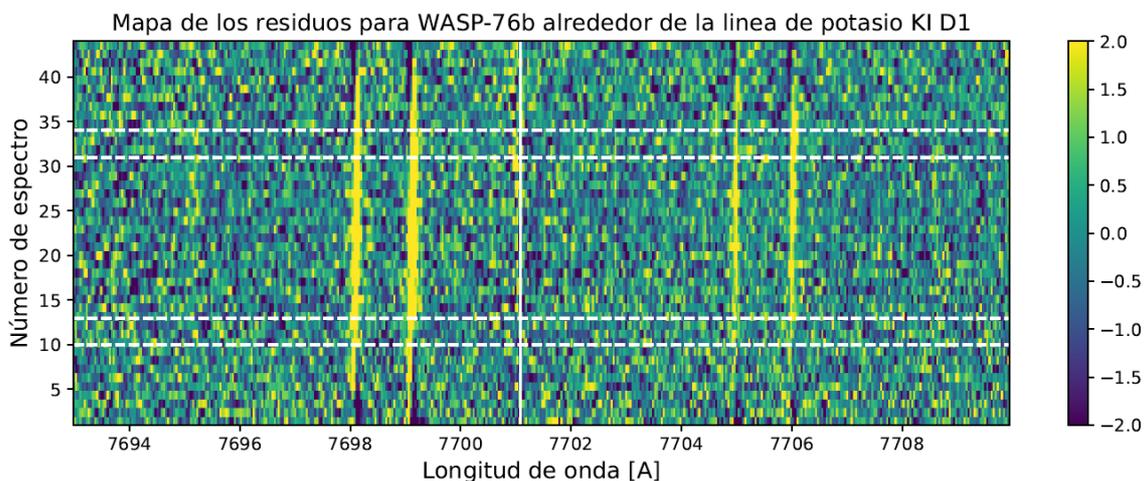


FIGURA 15: Residuos resultantes de realizar la división de todos los espectros entre el “Master Out”. En el eje vertical están los espectros ordenados en tiempo creciente hacia arriba y en el eje horizontal está representada la longitud de onda. La barra de color de la derecha de la imagen nos indica como de intensa es una línea en función del color con el que sea representada. Las unidades son % respecto al continuo: en valor zero cae el continuo, residuos positivos son indicativos de emisión o variaciones positivas respecto al continuo, mientras que residuos negativos son indicativos de absorciones. La línea vertical ($\lambda = 7701.08 \text{ \AA}$) indica la posición de la línea de potasio estelar (KI D1). Las líneas horizontales sirven para indicar los espectros cuando el planeta está fuera de tránsito, en tránsito o entrando/saliendo. Los espectros que están por encima de la primera línea t_I (la más arriba de todas), son espectros en los que el planeta está fuera de tránsito. El hueco entre la primera línea, t_I , y la segunda, t_{II} , que nos encontramos, se corresponde al momento en el que el planeta está ingresando en el tránsito. El espacio central entre la segunda línea, t_{II} , y la tercera línea, t_{III} , se corresponde con el momento en el que el planeta está en tránsito. Por lo tanto, los espacios entre las dos últimas líneas se corresponden a cuando el planeta está saliendo del tránsito y cuando el planeta ya ha finalizado del todo el tránsito.

Vemos en la figura 15 hay varias líneas intensas verticales de color amarillo. Dado que estos espectros están tomados desde la superficie de la tierra, la atmósfera imprime una gran cantidad de líneas de absorción y emisión telúrica, por lo que estas líneas se corresponden con contribuciones de nuestra propia atmósfera. Para evitar que los residuos introducidos por estas líneas nos pueda influir en la detección de potasio, enmascaramos las zonas donde vemos que hay telúricas, como se muestra en la figura 17. Como hemos dicho, el potasio está formado por un doblete. Para la línea de potasio KI D2 la cosa es más complicada, ya que cae en la misma posición que una de las líneas telúricas, por lo que en ese caso no enmascaramos las líneas.

El espectro de transmisión se calcula básicamente promediando todos los residuos que están en la región en tránsito para ver si algo sucede durante éste. Al igual que la estrella se mueve con respecto a nosotros, el planeta también lo hace durante el tránsito, por lo que cambia su velocidad radial. Entonces las absorciones "esperadas" también deben cambiar con esta velocidad radial, de manera que en el espectro de transmisión en el sistema de referencia de la estrella veremos las líneas de absorción de la atmósfera del planeta torcidas. Por esta razón, primero queremos mover todos los residuos al sistema de referencia del planeta y luego promediar todos los resultados para cada longitud de onda. La velocidad radial del planeta está definida por la semiamplitud K_p .

$$RV_p = K_p \cdot \sin(2\pi \cdot phase)$$

Donde,

$$K_p = K \cdot \left(\frac{M_s}{M_p} \right)$$

Los valores de velocidad radial calculados para WASP-76b se muestran en la figura 16.

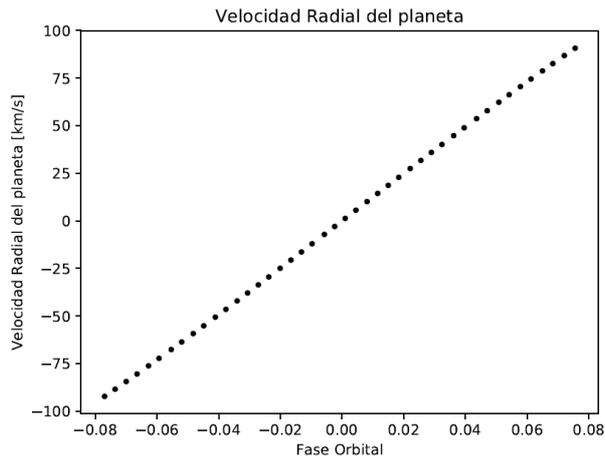


FIGURA 16: Representación de la velocidad radial del planeta con respecto a la fase orbital.

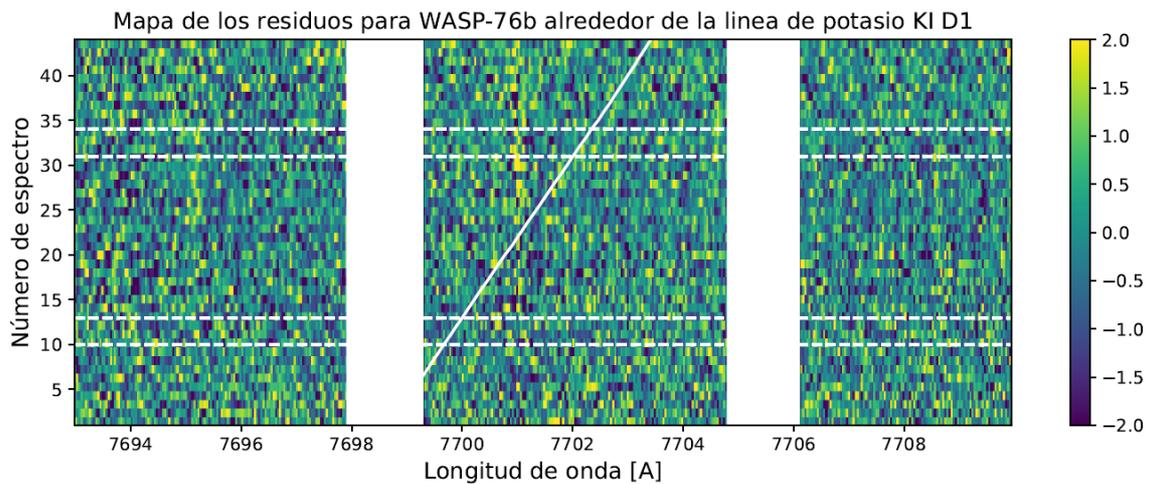


FIGURA 17: Misma que la figura 15 pero en esta ocasión hemos enmascarado las regiones donde se encuentran las líneas telúricas. La línea diagonal que no aparece en la figura 15 se corresponde con la posición en la que deberíamos ver la línea de potasio teniendo en cuenta la velocidad radial del planeta.

Entonces teniendo la velocidad radial del planeta en cada momento de la fase orbital, podemos aplicarlo al espectro y obtenemos los residuos que se presentan en la figura 18.

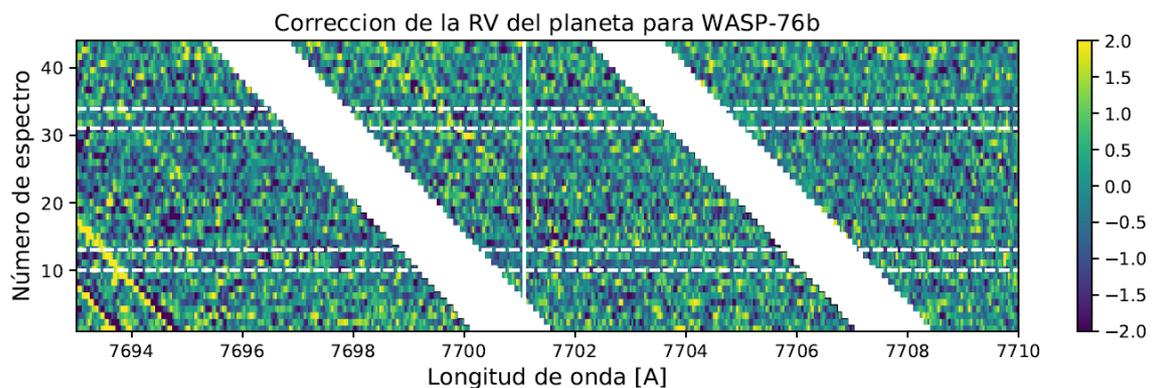


FIGURA 18: Representación de los residuos de la figura 17, tras haber realizado la corrección por velocidad radial del planeta. La línea vertical indica la posición de la línea de potasio de la atmósfera planetaria (KI D1).

Una vez hemos corregido las velocidades de manera que tenemos el espectro expresado en el sistema de referencia del planeta, las líneas debidas a la absorción

del planeta deberán aparecer como líneas verticales. Entonces promediamos los residuos de la figura 18 que están dentro del tránsito, obteniendo finalmente el espectro que nos interesa analizar: el espectro de transmisión del planeta (ver figura 19). Al promediar los espectros dentro de tránsito para obtener el espectro de transmisión final, solo se consideran en el promedio esos píxeles que no están enmascarados.

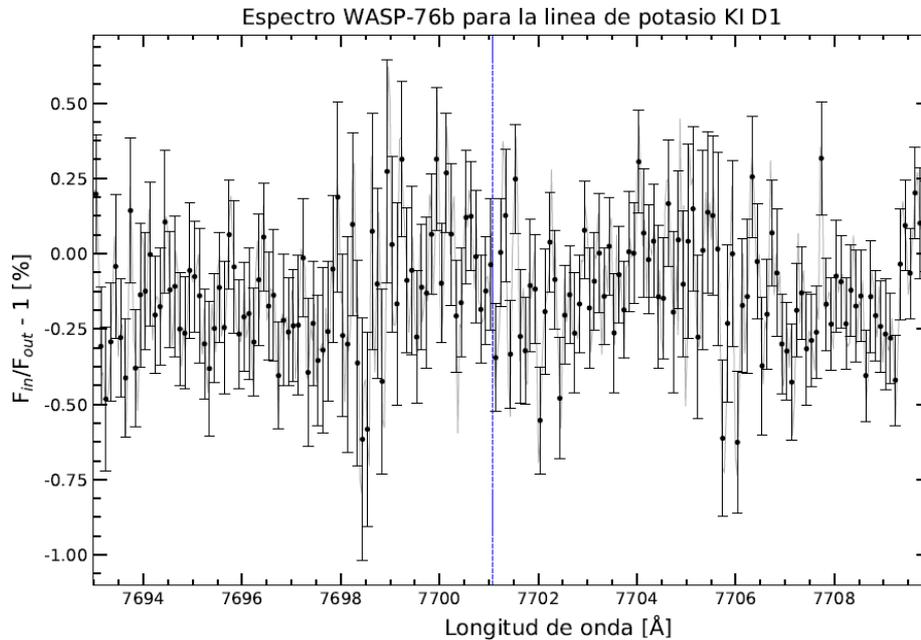


FIGURA 19: Espectro de transmisión de WASP-76b, en el que la línea azul marca la posición donde debería estar la línea de potasio KI D1 ($\lambda = 7701.08 \text{ \AA}$). En el eje vertical está representada la variación (en %) de los residuos con respecto al continuo (que se encuentra en 0%). En el eje horizontal está representada la longitud de onda.

5. Resultados.

Aplicamos el método descrito en la sección 4 a los planetas MASCARA-2b, WASP-69b (noche 1 y noche 2), WASP-76b, WASP-77Ab, HAT-P-32b (noche 1 y noche 2). A continuación presentamos los resultados de los residuos y el espectro de transmisión para cada noche individual.

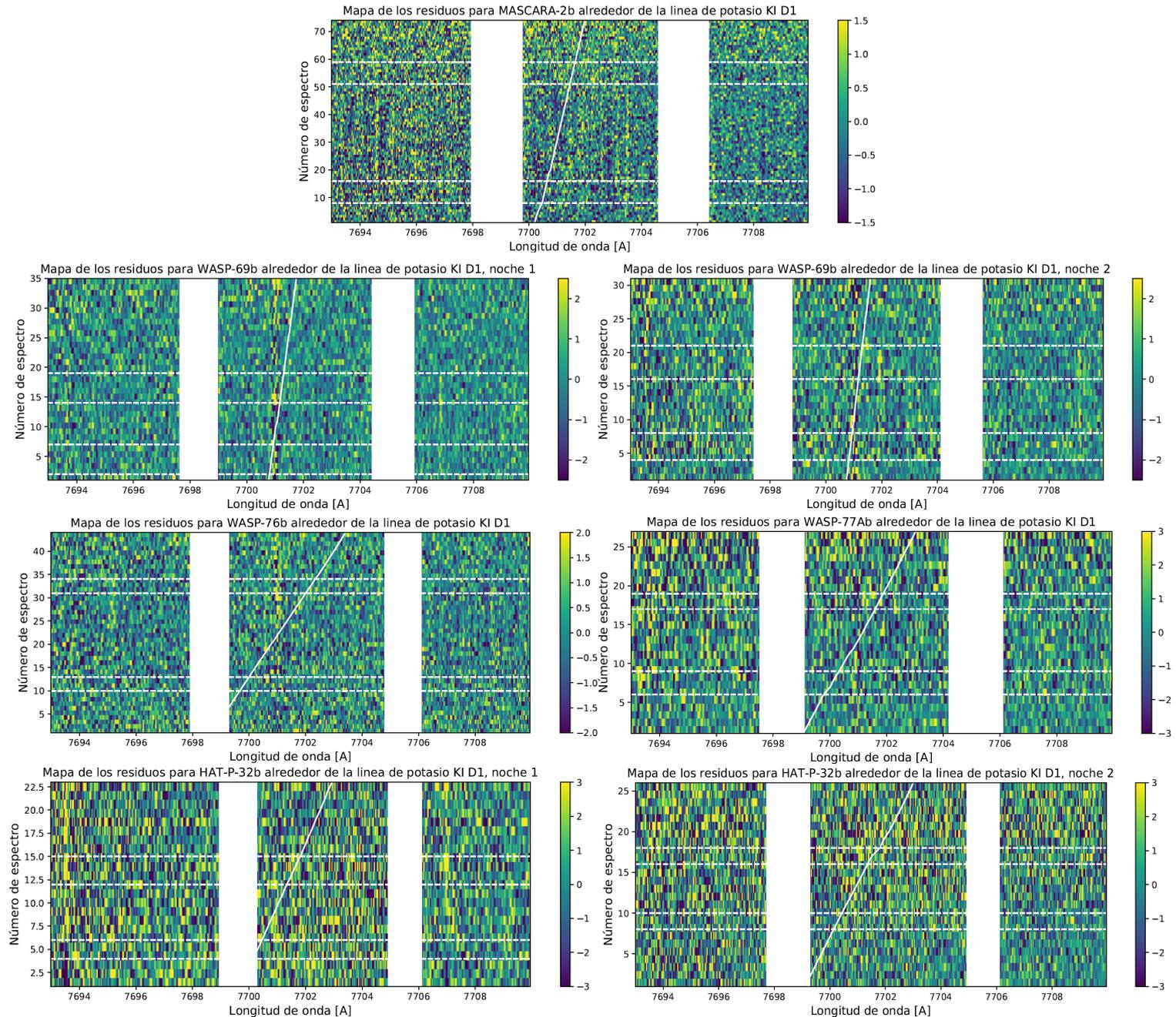


FIGURA 20: En esta figura representamos lo mismo que en la figura 17, los residuos de la línea de potasio KI D1 ($\lambda = 7701.08\text{\AA}$), resultantes de realizar la división de todos los espectros entre el “Master Out”. Están representados los espectros en el rango entre $\lambda = 7693\text{\AA}$ y $\lambda = 7710\text{\AA}$ para los exoplanetas MASCARA-2b, WASP-69b (noche 1 y noche 2), WASP-76b, WASP-77Ab, HAT-P-32b (noche 1 y noche 2).

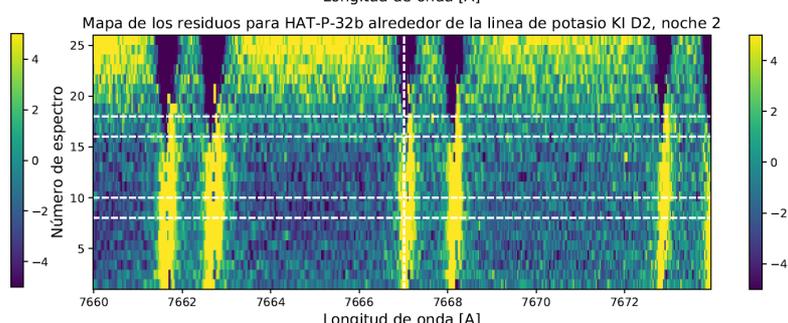
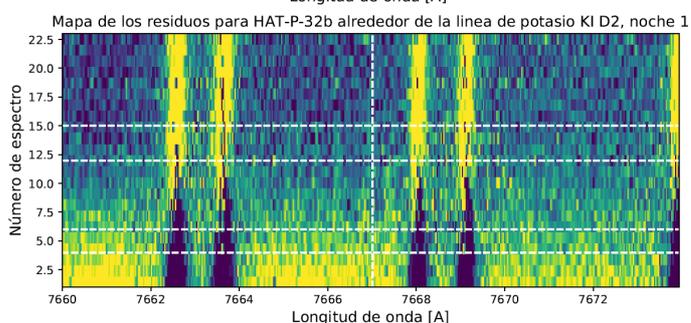
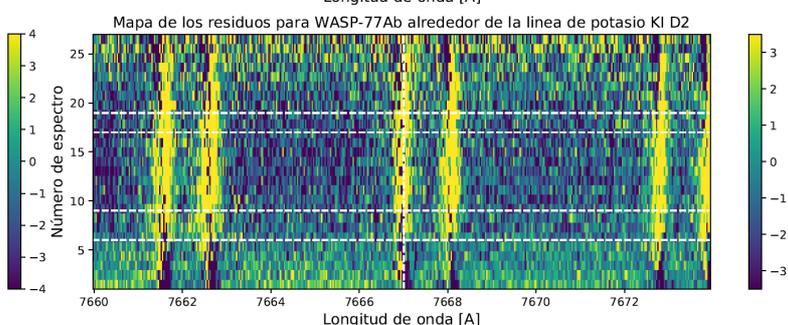
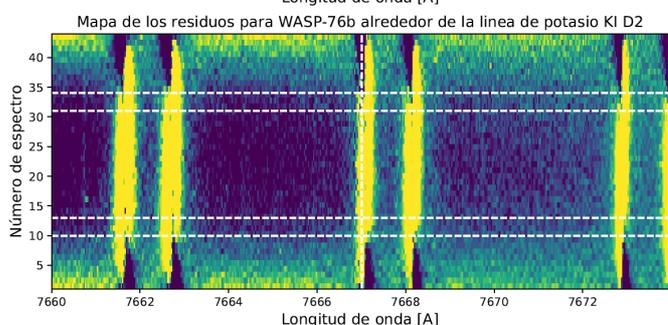
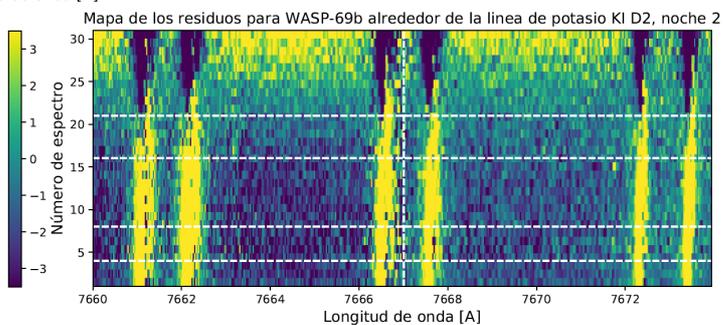
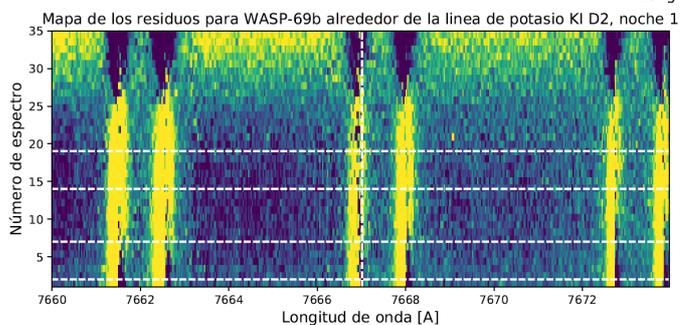
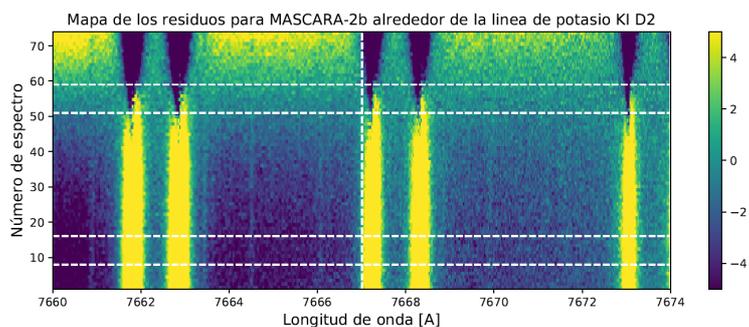
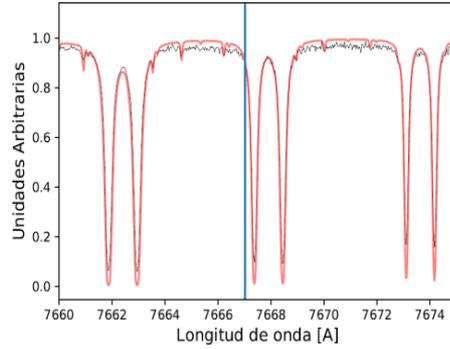


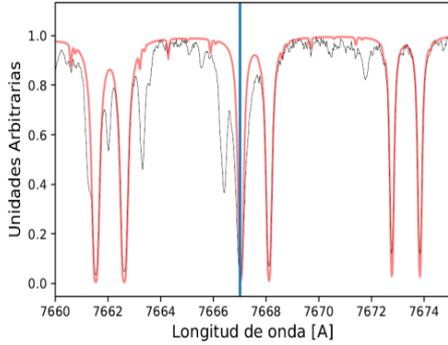
FIGURA 21: En esta figura representamos lo mismo que en la figura 15, los residuos de la línea de Potasio KI D2 ($\lambda = 7667.08 \text{ \AA}$), resultantes de realizar la división de todos los espectros entre el “Master Out”. Están representados los espectros en el rango entre $\lambda = 7660 \text{ \AA}$ y $\lambda = 7674 \text{ \AA}$ los exoplanetas MASCARA-2b, WASP-69b (noche 1 y noche 2), WASP-76b, WASP-77Ab, HAT-P-32b (noche 1 y noche 2).

En las figuras 20 y 21 están recogidos los residuos de todos los planetas analizados. Como ya comentamos anteriormente para el caso de WASP-76b, llamamos residuos al espectro resultante de dividir todos los espectros entre el “Master Out” (el espectro de la estrella), para eliminar la contribución de la estrella y sólo quedarnos con posibles desviaciones respecto a éste, que se correspondería con el espectro de transmisión de la atmósfera del exoplaneta. Vemos varias líneas intensas que aparecen en todos los espectros por igual con más o menos intensidad en función del rango escogido para su representación. La atmósfera de la Tierra imprime una gran cantidad de líneas de absorción y emisión telúrica en los espectros astronómicos,

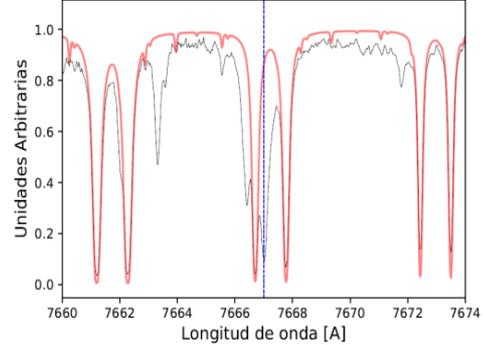
Espectro CARMENES en el orden de K1 y modelo Telurico para MASCARA-2b



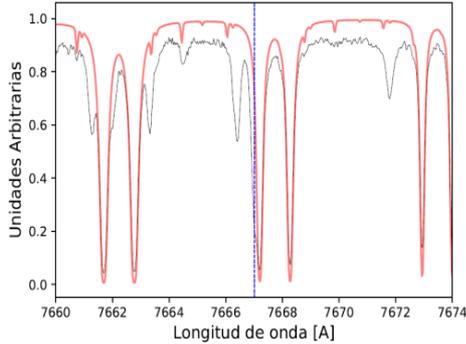
Espectro CARMENES en el orden de K1D2 y modelo Telurico para WASP-69b, noche 1



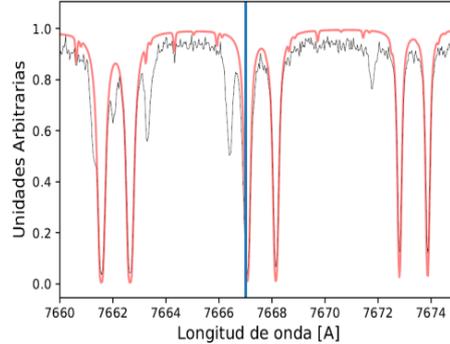
Espectro CARMENES en el orden de K1D2 y modelo Telurico para WASP-69b, noche 2



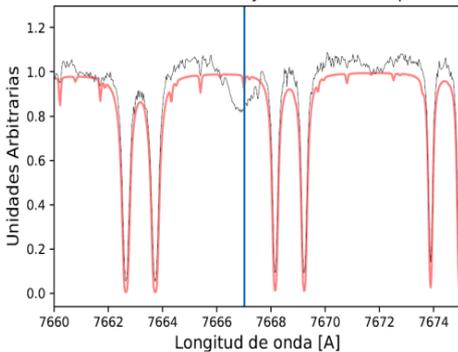
Espectro CARMENES en el orden de K1D2 y modelo Telurico para WASP-76b



Espectro CARMENES en el orden de K1 y modelo Telurico para WASP-77Ab



Espectro CARMENES en el orden de K1D2 y modelo Telurico para HAT-P-32b(noche 1)



Espectro CARMENES en el orden de K1D2 y modelo Telurico para HAT-P-32b(noche 2)

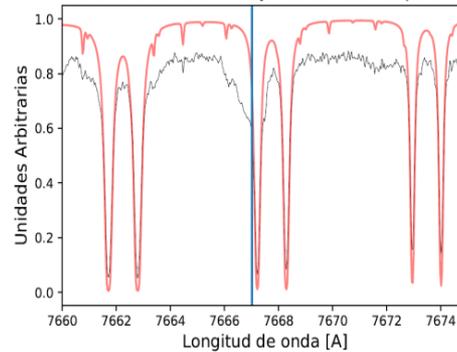


FIGURA 22: Lo mismo que en la figura 11 para el caso de la línea de potasio KI D2 ($\lambda = 7667.08 \text{ \AA}$) para los exoplanetas MASCARA-2b, WASP-69b (noche 1 y noche 2), WASP-76b, WASP-77Ab, HAT-P-32b (noche 1 y noche 2).

especialmente en el infrarrojo cercano, por lo que estas líneas se corresponden con contribuciones de nuestra propia atmósfera. Las llamadas líneas de absorción telúrica están impresas en los espectros, un hecho particularmente relevante para la espectroscopía de alta resolución. Las moléculas telúricas más importantes son H₂O, O₂, CO₂ y CH₄, que aparecen en el espectro como grupos de líneas aisladas. A partir de alrededor de 6000 Å bandas de agua (H₂O) y oxígeno molecular (O₂) están predominantemente presentes, acompañadas de grandes contribuciones de dióxido de carbono (CO₂) por encima de 12000 Å y de metano (CH₄) por encima de 16000 Å.

En nuestro caso trabajamos en el rango entre 7660 Å y 7710 Å, por lo que predominará la contribución de agua (H₂O) y oxígeno molecular (O₂). Alrededor de la línea de potasio KI D1 ($\lambda = 7701.08 \text{ \AA}$), aparecen 4 líneas telúricas que se corresponden con oxígeno molecular (O₂), y no son un impedimento para intentar detectar la línea de potasio ya que esta cae justo entre dos pares de líneas telúricas, que han sido enmascaradas (ver figura 15 y 20). Para el caso de la línea de potasio KI D2 ($\lambda = 7667.08 \text{ \AA}$) vemos que aparecen entre 5 y 6 líneas telúricas en los residuos dependiendo de la velocidad de la tierra y de la estrella que estemos analizando. Estas líneas, al igual que en el caso de la otra línea de potasio, se corresponden con oxígeno molecular (O₂). Como se puede ver en las diferentes gráficas, las líneas no caen en la misma posición en longitud de onda en cada una de ellas, debido al cambio de velocidad de la tierra durante la noche de observación. Para esta línea la cosa es más complicada ya que la línea de potasio KI D2 que queremos analizar cae (en la mayoría de los casos) en la misma posición que una de las líneas telúricas a pesar del desplazamiento que sufren (ver figura 21 y 22), y esto impide en gran medida la detección de la línea de potasio en esa posición. En la figura 22 podemos ver como la posición de la línea KI D2 coincide en algunos casos con la posición en la que se encuentran las líneas telúricas.

En las gráficas de las figuras 20 y 21 todavía no se ha realizado la corrección por velocidad radial del planeta. Para la figura 20, en caso de tener líneas de potasio del espectro de transmisión del planeta, las veríamos bajo las líneas inclinadas representadas en esta figura. La inclinación de la línea dependerá de la velocidad radial del planeta siendo más inclinada cuanto más rápido se mueva. Para la figura 21, la línea vertical en $\lambda = 7667.08 \text{ \AA}$ representa la posición de la línea de potasio estelar, para una mejor visualización. A continuación para obtener el espectro final lo que hacemos es promediar todos los residuos por cada longitud de onda.

Al realizar la corrección por velocidad radial del planeta y luego promediar los espectros sin enmascarar las líneas telúricas ocurren varias cosas. En primer lugar, las líneas telúricas se difuminan. En estas zonas telúricas emborronadas podrían ser visibles engañosas líneas de absorción o emisión debidas a su variabilidad a lo largo de la noche, y que no tienen origen en la atmósfera del planeta. Por estos motivos para el caso de la línea de potasio KI D1 simplemente descartamos esas regiones poniendo una máscara. Para la línea KI D2, el caso es distinto ya que las líneas telúricas caen en la misma posición que la línea de potasio (ver figura 22 y 21), por lo que no tiene sentido realizar un enmascaramiento de estas. En segundo lugar, al alinear todos los posibles residuos del planeta en un sistema de reposo, conseguimos que se queden todos en la misma posición en longitud de onda, de forma que, al promediar, no se estarán emborronando y serán más claros. En tercer lugar, los errores en el espectro de transmisión final para los diferentes planetas vienen dados por el número de espectros que tenemos dentro del tránsito, y por la S/N que tiene

cada espectro (que depende del brillo de la estrella, y el tiempo de exposición usado, entre otros). Al promediar todos los espectros, estamos aumentando la S/N un factor \sqrt{N} aproximadamente, donde N es el número de espectros promediados. De esta forma, si hubiese una línea de potasio débil que no somos capaces de distinguir en la figura 18, por ejemplo, quizá podríamos distinguirla en el espectro de transmisión final (ver figuras 23 y 24), dado que la S/N es mayor.

En la figura 23, al promediar los espectros dentro de tránsito solo se consideran en el promedio esos píxeles que no están enmascarados. En la figura 23 vemos algunos huecos sin datos, marcados con una zona gris. Esto es debido a que si la velocidad radial del planeta es baja, quedará una zona en la que no tendremos datos ya que en ese punto todos los píxeles estarán enmascarados. Por otro lado, centrándonos en las gráficas de la figura 24, vemos que somos incapaces de diferenciar la presencia de una línea de potasio entre los residuos generados por las líneas telúricas presentes.

Los residuos debidos a las líneas telúricas, vemos que son más intensos en los espectros de algunos planetas. Esto es debido a la velocidad radial del planeta. Como ya se comentó anteriormente, el planeta se mueve con respecto a nosotros durante el tránsito, es decir cambia su velocidad radial. Como representamos los espectros en el marco del reposo del planeta, desplazamos los residuos (figura 20 y 21), realizando la corrección de velocidad radial (Sección 4) de manera que en la gráfica resultante, las líneas telúricas nos quedan inclinadas (ver figura 18). Cuanta mayor velocidad radial tiene el planeta, más inclinadas estarán estas líneas al realizar la corrección y más emborronadas quedarán en el espectro de transmisión final.

Al observar cada uno de los espectros de las figuras 23 y 24 vemos que para las gráficas de WASP-69b y WASP-77Ab (figura 23), sobresale un pico del continuo en la posición en la que esperaríamos encontrar las líneas de potasio. Respecto a WASP-69b hay un residuo vertical en ambas noches tanto fuera como dentro del tránsito (figura 20), y en el caso de la primera noche parece tener una zona oscura dentro del tránsito. Esto puede ser debido a que las líneas estelares, en el centro de la línea de absorción, tienen pocas cuentas, lo que significa una S/N baja. Por ese motivo hay variación en todos los espectros. Por otro lado, para el caso de WASP-77Ab no está muy claro. Parece que tiene alguna señal en el mapa de los residuos (figura 20), pero realmente en el espectro de transmisión final no se observa ninguna señal significativa.

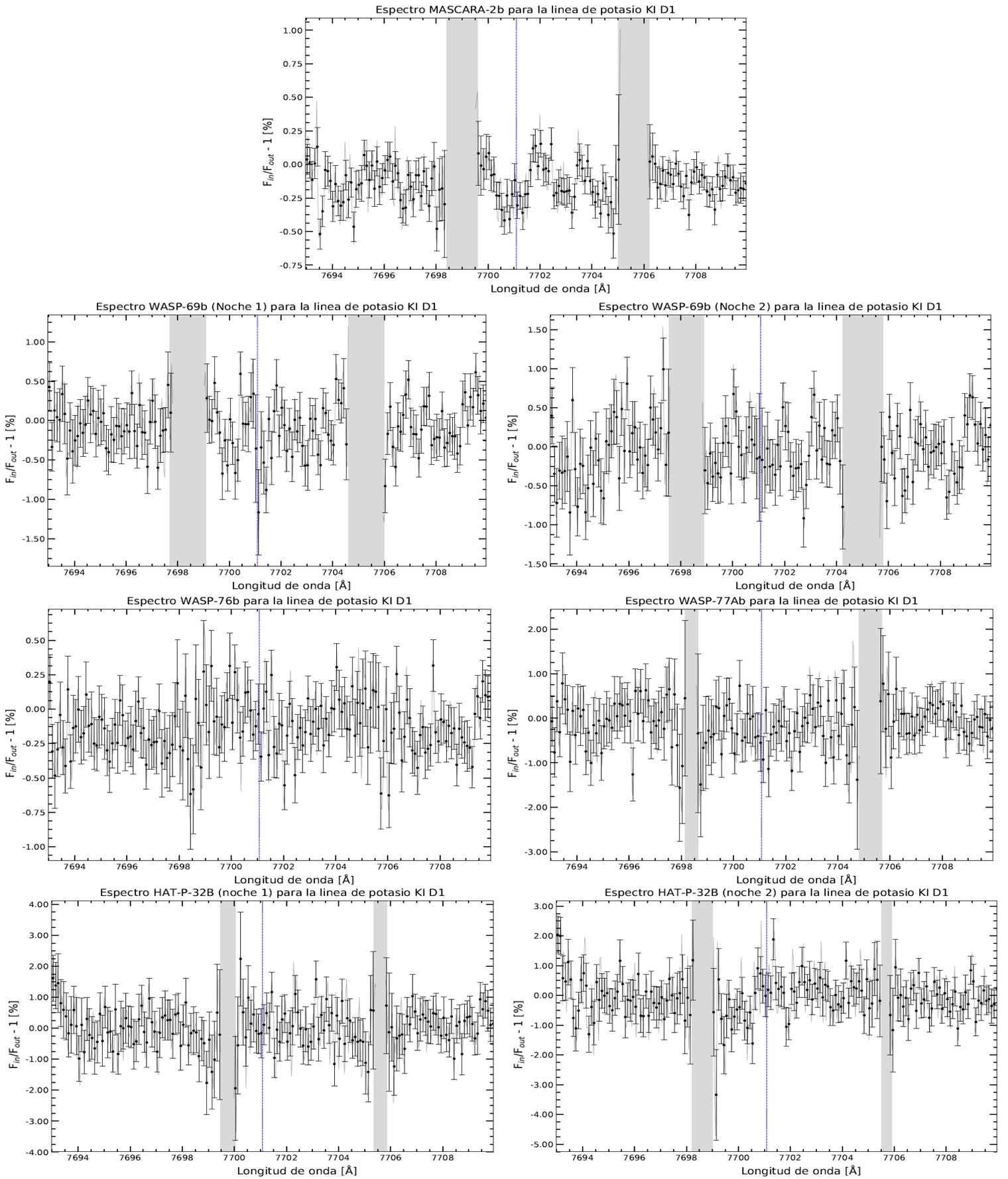


FIGURA 23: Lo mismo que en la figura 19 para los exoplanetas MASCARA-2b, WASP-69b (noche 1 y noche 2), WASP-76b, WASP-77Ab, HAT-P-32b (noche 1 y noche 2) para la línea de potasio KI D1 ($\lambda = 7701.08 \text{ \AA}$).

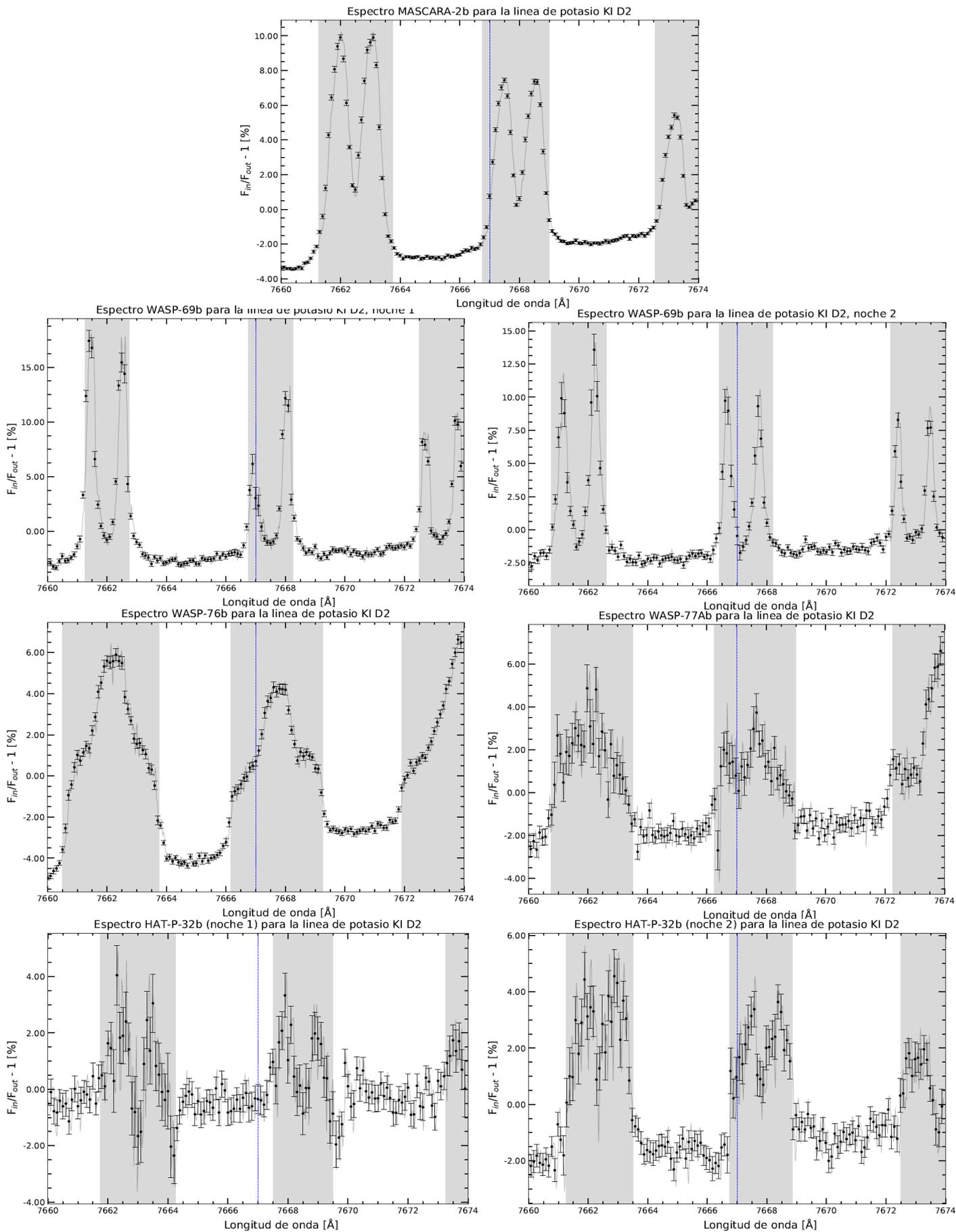


FIGURA 24: Lo mismo que en la figura 23 pero en este caso para la línea de Potasio KI D2 ($\lambda = 7667.08 \text{ \AA}$). Las zonas grises indican las regiones afectadas por las líneas telúricas

6. Discusión y Conclusiones.

En los últimos años, el campo de estudio de las atmósferas exoplanetarias ha crecido mucho, en particular, debido al desarrollo de nuevas técnicas usando observaciones espectroscópicas de muy alta resolución ($R > 90\,000$). Utilizando observaciones en el visible con el espectrógrafo CARMENES (situado en el observatorio de Calar Alto, Almería) estudiamos las atmósferas de cinco exoplanetas (MASCARA-2b, WASP-69b, WASP-76b, WASP-77Ab, HAT-P-32b) usando el método de la espectroscopía de transmisión, con el objetivo de encontrar líneas de potasio (KI). Aunque los exoplanetas aquí estudiados representan una muestra amplia en el espacio de parámetros, ya sea por su tamaño, temperatura de equilibrio o tipo espectral de la estrella huésped, en este trabajo no hemos conseguido detectar potasio en la atmósfera de los exoplanetas analizados. El principal impedimento que hemos encontrado ha sido la señal a ruido, que en muchos casos no es muy grande y puede haber sido insuficiente para detectar las líneas de potasio, las cuales podrían encontrarse camufladas en el ruido.

En la literatura las líneas de absorción que se detectan en las atmósferas de los planetas en alta resolución parecen ser del orden de 0.1-1% de absorción. Para WASP-69b, WASP-77Ab y HAT-P-32b, las barras de error son del orden de 0.5-1%, por lo que o la señal del planeta es más intensa que eso, o no la vamos a poder distinguir. Para WASP-69b y WASP-77Ab, dada la baja S/N que obtenemos (debido a que son estrellas débiles), harían falta más observaciones con CARMENES u observaciones con telescopios más grandes, como es el caso de ESPRESSO en el VLT (Very Large Telescope). Para el caso de MASCARA-2b y WASP-76b, al ser más brillantes, sus barras de error son menores y tienen una S/N mayor, por lo que una supuesta absorción de 0.5%, o mayor, podría ser detectada. Por otro lado, la presencia de líneas telúricas ha sido un gran impedimento principalmente para la línea KI D2 que se encuentra en medio del bosque de O₂. Como vemos, en estas líneas telúricas para los espectros analizados, la posición de la línea de KI D2 cae encima de la línea telúrica de O₂.

Otros estudios han conseguido detectar potasio en atmósfera de exoplanetas. El primer descubrimiento se produjo en enero del 2010, cuando un equipo liderado por la Universidad de Florida (USA) y dirigido por Eric Ford, utilizó el instrumento Osiris instalado en el Gran Telescopio Canarias (GTC) para hallar trazas de potasio en la atmósfera del exoplaneta HD 80606 b. HD 80606 b es un planeta extrasolar situado a unos 190 años luz de la Tierra en la constelación de la Osa Mayor, y se encuentra en un sistema binario. Utilizando el mismo instrumento y la misma técnica, otro equipo liderado por David Sing de la Universidad de Exeter, en Devon (Reino Unido), detectó también trazas de potasio en la atmósfera de otro exoplaneta, denominado XO-2b ese mismo año. Ambos planetas son gigantes gaseosos similares a Júpiter y con temperaturas superficiales muy altas, es decir son del mismo tipo que nosotros estamos estudiando, Júpiteres calientes. Durante mucho tiempo se pensó que los telescopios terrestres, debido a la interferencia de la atmósfera, carecían de la precisión suficiente para detectar y estudiar las atmósferas de planetas tipo terrestre. Pero estos descubrimientos allanaron el terreno y desde entonces se han producido más detecciones de potasio en otras atmósferas de exoplanetas con medidas realizadas desde telescopios terrestres. Por ejemplo en el artículo Chen, et al (2018) donde se detectaron líneas de absorción de Na, K y Li en la atmósfera del súper Neptuno WASP-127b ($M = 0.18 M_J$). En este trabajo, se obtiene el espectro de

transmisión óptica de alta calidad utilizando el Gran Telescopio Canarias (GTC) de 10,4 m, en combinación con el espectro de transmisión obtenido con el Telescopio Óptico Nórdico de 2,5 m (NOT). Hace poco también se realizaron las 2 primeras detecciones de KI en exoplanetas usando datos en alta resolución. En el estudio Engin Keles et al. (2019) se realiza la detección de potasio alrededor de $\lambda = 7699 \text{ \AA}$ del exoplaneta HD189733b, utilizando observaciones realizadas con el telescopio LBT y con el espectrógrafo de alta resolución PEPsi. Por otro lado en el artículo Chen et al. (2020) donde se detectó la presencia de potasio y otros materiales alcalinos como H y Na, en la atmósfera del exoplaneta Júpiter caliente WASP-52b. Para ello se realizaron las medidas con el espectrógrafo de alta resolución ESPRESSO, que opera en el telescopio VLT.

Los planetas analizados en este trabajo, aunque ninguno de ellos parece mostrar la presencia de potasio en su atmósfera, siguen siendo firmes candidatos para futuras detecciones. La señal-a-ruido de las observaciones es insuficiente para poder distinguir las señales planetarias del ruido. Esto significa que necesitamos más observaciones para ser capaces de determinar la presencia (o no) de potasio en sus atmósferas en posteriores estudios en los que se tomen mayor cantidad de datos. Esto podemos conseguirlo realizando medidas sobre mayor número de tránsitos, usando telescopios de mayor tamaño o, que se realicen medidas desde telescopios espaciales, eliminando así la contribución de nuestra propia atmósfera.

En algunos de los exoplanetas analizados en este trabajo se ha detectado la presencia de otros elementos alcalinos. En MASCARA-2b, se ha detectado la presencia de sodio (Na) (Casasayas-Barris et al. 2018) usando el espectrógrafo de alta resolución HARPS-N, además de Fe (Stangret et al. 2020) y líneas de calcio ionizado (Nugroho et al. 2020). Para el planeta WASP-69b, se ha detectado la presencia de sodio en su atmósfera (Casasayas-Barris et al. 2017). Por otro lado en el artículo de Andrea Gebek, et al (2020) que estudia la presencia de elementos alcalinos en atmósferas de exoplanetas, se encontró la presencia de líneas de NaI en la atmósfera de WASP-76b. Por último, para los exoplanetas WASP-77Ab y HAT-P-32b no se ha detectado todavía la presencia de elementos alcalinos. Como vemos en la mayoría de los planetas analizados se ha detectado la presencia de elementos alcalinos, y en ese caso, sería bastante probable esperar también la presencia de potasio en su atmósfera.

7. Bibliografía.

- [1] Descripción del instrumento CARMENES: Recuperado de: <https://carmenes.caha.es/ext/instrument/index.html>
- [2] Historic timeline. Exoplanet Exploration (NASA). Recuperado de: <https://exoplanets.nasa.gov/alien-worlds/historic-timeline/#hubble-space-telescope-launched>
- [3] 5 ways to find a planet. Exoplanet Exploration (NASA). Recuperado de : <https://exoplanets.nasa.gov/alien-worlds/ways-to-find-a-planet/>
- [4] Exoplanets Catalog (NASA). Recuperado de: <https://exoplanets.nasa.gov/exoplanet-catalog/>
- [5] Madhusudhan, N. et al (2014). Exoplanetary Atmospheres. Protostars and Planets VI, Henrik Beuther, Ralf S. Klessen, Cornelis P. Dullemond, and Thomas Henning (eds.), University of Arizona Press, Tucson, 914 pp., p.739-762
- [6] Kit de prensa de la ESO. Planetas extrasolares. Recuperado de : https://www.eso.org/public/archives/presskits/pdf/presskit_0004.pdf
- [7] Roques, F. (1995, febrero). The Extrasolar Planets Encyclopaedia. Recuperado de: <http://exoplanets.eu/>
- [8] Seager. S. (2010). Exoplanets. United States of America. The Arizona Board of Regents.
- [9] Perryman, M. (2011). The Exoplanet Handbook (pag 117). United States of America by Cambridge University Press, New York.
- [10] Casasayas-Barris, N. et al. (2019). Atmospheric characterization of the ultra-hot Jupiter MASCARA-2b/KELT-20b: Detection of CaII, FeI, NaI, and the Balmer series of H (H α , H β , and H γ) with high-dispersion transit spectroscopy. ESO. Astronomy & Astrophysics manuscript no. rbatch
- [11] Casasayas-Barris, N. et al. (2017). Detection of sodium in the atmosphere of WASP-69b. ESO. Astronomy & Astrophysics manuscript no. rbatch
- [12] Anderson, D. R. et al. (2014). Three newly-discovered sub-Jupiter-mass planets: WASP-69b & WASP-84b transit active K dwarfs and WASP-70Ab transits the evolved primary of a G4+K3 binary. Astrophysics Group, Keele University, Staffordshire ST5 5BG, UK. <https://arxiv.org/pdf/1310.5654.pdf>
- [13] Maxted, P. F. L. et al. (2012). WASP-77 Ab: A transiting hot Jupiter planet in a wide binary system. Astrophysics Group, Keele University, Staffordshire, ST5 5BG, UK. DOI: 10.1086/669231.
- [14] Hartman, J. D. et al. (2011). HAT-P-32b AND HAT-P-33b: TWO HIGHLY INFLATED HOT JUPITERS TRANSITING HIGH-JITTER STARS. Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, Cambridge, MA, USA. <https://iopscience.iop.org/article/10.1088/0004-637X/742/1/59/pdf>

- [15] West, R.G. et al. (2016). Three irradiated and bloated hot Jupiters: WASP-76b, WASP-82b & WASP-90b. *ESO. Astronomy & Astrophysics*, Volume 585, id.A126, 7 pp.
- [16] Cortés-Zuleta, P. et al. (2020). TraMoS V. Updated ephemeris and multi-epoch monitoring of the hot Jupiters WASP-18Ab, WASP-19b, and WASP-77Ab.
- [17] Turner, J. D. et al. (2018). Ground-based near-UV observations of 15 transiting exoplanets: Constraints on their atmospheres and no evidence for asymmetrical transits.
- [18] Chen, G. et al. (2018). The GTC exoplanet transit spectroscopy survey IX. Detection of haze, Na, K, and Li in the super-Neptune WASP-127b. Instituto de Astrofísica de Canarias. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201833033>
- [19] Knicole D. C. et al. (2011). Probing potassium in the atmosphere of HD 80606b with tunable filter transit spectrophotometry from the Gran Telescopio Canarias. Department of Astronomy, University of Florida, Gainesville, FL 32611, USA. <http://arxiv.org/abs/1008.4800v2>
- [20] Chen, G. et al. (2020). Detection of Na, K, and H α absorption in the atmosphere of WASP-52b using ESPRESSO. Key Laboratory of Planetary Sciences, Purple Mountain Observatory, Chinese Academy of Sciences, Nanjing 210033, China.
- [21] Casasayas-Barris, N. et al. (2018). Na I and H α absorption features in the atmosphere of MASCARA-2b/KELT-20b. Instituto de Astrofísica de Canarias, Vía Láctea s/n, E-38205 La Laguna, Tenerife, Spain. <https://arxiv.org/pdf/1805.03102.pdf>
- [22] The Institute of Physics and the Royal Astronomical Society. (2011). Exoplanets: The search for planets beyond our solar system. Recuperado de https://www.iop.org/publications/iop/2011/file_53054.pdf
- [23] Wyttenbach, A., et al (2015). Spectrally resolved detection of sodium in the atmosphere of HD 189733b with the HARPS spectrograph. *Astronomy & Astrophysics*, Volume 577, id.A62, 13 pp.
- [24] Charbonneau, D. et al. (2002). Detection of an Extrasolar Planet Atmosphere. *The Astrophysical Journal*, Volume 568, Issue 1, pp. 377-384.
- [25] Lund et al. (2017). KELT-20b: A Giant Planet with a Period of $P \sim 3.5$ days Transiting the $V \sim 7.6$ Early A Star HD 185603. *The Astronomical Journal*, Volume 154, Issue 5, id.194.
- [26] Czesla, S. et al. (2019). PyA: Python astronomy-related packages. *Astrophysics Source Code Library*, record ascl:1906.010.
- [27] Stangret, M. et al. (2020). Detection of Fe I and Fe II in the atmosphere of MASCARA-2b using a cross-correlation method. *Astronomy & Astrophysics*, Volume 638, id.A26, 9 pp.
- [28] Nugroho, S. K. et al. (2020). Searching for Thermal Inversion Agents in the Transmission Spectrum of MASCARA-2b/KELT-20b: Detection of Neutral Iron and Ionised Calcium H&K Lines. eprint arXiv:2003.04856.

[29] Gebek, A. et al (2020). Alkaline Exospheres of Exoplanet Systems: Evaporative Transmission Spectra. eprint arXiv:2005.02536