



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA  
DE MÉXICO

---

---

FACULTAD DE CIENCIAS

Exploración de los planetas del Sistema Solar a  
través de mediciones de los exoplanetas

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

Licenciado en Ciencias de la Tierra

PRESENTA:

César Antef Nava Jiménez

TUTORA

Dra. Yilen Gómez Maqueo Chew



Ciudad Universitaria, Cd. Mx. 2019



Universidad Nacional  
Autónoma de México



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

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

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

## Acknowledgements

Durante la carrera muchas veces me sentí atrapado en la dificultad de la Facultad y pensé que no iba a poder con esto, pero hubo personas que me vieron y se acercaron a levantarme en más de una ocasión así que quiero agradecer: a Lupita Soqui por abrirme un espacio para comenzar con la terapia y apoyarme continuamente durante toda la carrera, a Lupita Cordero por devolverme la ilusión por aprender sobre los planetas y ver que las clases se pueden volver didácticas sin perder el rigor, a Karina Cervantes por darme la oportunidad de comenzar con la divulgación de la ciencia y siempre mostrarme que siempre se puede sacar el lado positivo de las ideas o proyectos, a Ana Rocher por permitirme trabajar como su ayudante y así descubrir que me encanta enseñar, a Mariana Blaz por enseñarme que el camino del aprendizaje no es sacrificar el sueño, las comidas o los amigos y a mi maestro de ballet Felipe Méndez por enseñarme a no rendirme y a esforzarme.

Quiero agradecer especialmente a Yilen, mi tutora a quien admiro y de quien he aprendido mucho.

Finalmente quiero agradecer a mis papás y a mi hermano porque siempre me apoyaron en estudiar esta carrera.

Esta tesis está dedicada a Mónica Valdivia porque sin su apoyo y amor yo nunca hubiera podido terminar la carrera o haber escrito esta tesis.





# Índice general

<b>Agradecimientos</b>	<b>1</b>
<b>1. Exoplanetas transitantes y métodos de detección</b>	<b>4</b>
1.1. Detección y estructura interna de exoplanetas . . . . .	4
1.2. Exoplanetas transitantes . . . . .	5
1.3. Tránsitos . . . . .	6
1.4. Velocidad radial . . . . .	8
1.5. Estructura planetaria . . . . .	10
<b>2. Metodología</b>	<b>12</b>
2.1. Series de datos de velocidad radial y de curvas de luz . . . . .	13
2.2. Modelo de ajuste de curvas de luz y de velocidad radial . . . . .	16
2.2.1. Modelo MCMC . . . . .	17
2.3. Comparación con modelos de estructura planetaria . . . . .	22
<b>3. Resultados</b>	<b>26</b>
3.1. Comparación de los parámetros con la literatura . . . . .	27

3.2. Resultados de la metalicidad contra radio planetario . . . . .	32
3.3. Resultados de la estructura planetaria . . . . .	34
<b>4. Discusión</b>	<b>39</b>
4.1. Comparación de parámetros . . . . .	39
4.2. Metalicidad . . . . .	43
4.3. Estructura planetaria . . . . .	43
<b>5. Conclusiones</b>	<b>47</b>
<b>Bibliografía</b>	<b>48</b>
<b>Anexos</b>	<b>53</b>

# Introducción

Lo que se puede investigar sobre la formación de los planetas del Sistema Solar estaba restringido a nuestro propio sistema, sin embargo al tener información sobre otros sistemas planetarios podemos investigar más sobre la formación del nuestro. A los planetas que orbitan otras estrellas se les conoce como exoplanetas. El tema de interés para esta tesis es obtener las características de los exoplanetas, sus órbitas y a sus estrellas para compararlos con los del Sistema Solar y encontrar similitudes, diferencias o tendencias entre los sistemas exoplanetarios.

A los exoplanetas que se pueden observar cuando pasan por enfrente de su estrella se les conoce como exoplanetas transitantes.

Los modelos de interiores planetarios muestran que puede haber exoplanetas con composiciones muy diversas. Esto implica que los mecanismos de formación planetaria son variados. Actualmente no se han logrado explicar por completo los mecanismos de formación que dan lugar a la variedad composicional de los exoplanetas. Conocer más sobre las propiedades físicas y orbitales de una gran cantidad de exoplanetas nos puede llevar a determinar las condiciones iniciales para los diferentes escenarios de formación de los sistemas planetarios observados.

A los sistemas transitantes se les puede medir la velocidad radial de la estrella y la disminución periódica del flujo estelar; llamada curva de luz debido a su geometría. Esto nos permite

obtener las propiedades físicas fundamentales de los planetas transitantes, que son la masa y el radio. Los parámetros fundamentales de los exoplanetas dependen de los modelos y de la medición precisa de los parámetros físicos de la estrella. La mayor parte de las investigaciones actuales comparan composiciones planetarias derivadas de masas y radios obtenidas con diferentes metodologías.

Objetivo general:

El objetivo principal de este trabajo de tesis es determinar las masas y los radios de exoplanetas para, a partir de modelos, aproximar su estructura interna para compararla con los planetas gaseosos del Sistema Solar e intentar hacer algunas generalizaciones que nos den idea de la formación de nuestro propio sistema.

Para llevar a cabo lo anterior, es necesario realizar los siguientes objetivos específicos.

Objetivos específicos:

1. Proponer un método que permita encontrar los parámetros estelares y planetarios de sistemas exoplanetarios a partir de sus curvas de luz y de velocidad radial. El método propuesto varía de los métodos empleados por otros autores en que la ecuación analítica empleada no considera variables como manchas solares, por lo que la ecuación a resolver se simplifica.
2. Comparar los resultados del modelo propuesto en este trabajo con los resultados obtenidos por diversos autores realizados sobre distintos sistemas exoplanetarios. El resultado de esta comparación permitirá evaluar que tan bueno es el método propuesto y nos dará confianza para emplear los valores de masa y radio que se obtengan. Es importante hacer notar que se podrían haber empleado los valores de masa y radio de la muestra de exoplanetas dados en la literatura, pero, ya que cada autor utiliza métodos distintos para obtenerlos, era necesario emplear un sólo método para todos los exoplanetas con el objeto de obtener las masas y radios de los exoplanetas de una manera consistente.

3. Evaluar la correlación entre la metalicidad y el radio planetario.
4. Obtener la estructura planetaria de los exoplanetas considerando modelos de interiores planetarios a partir de la masa, el radio, el semieje mayor del planeta y la edad de la estrella.
5. Comparar los resultados con los planetas gaseosos del Sistema Solar.

En los apartados 1.1-1.4 se detallan los métodos de detección de los exoplanetas transitantes, en el 1.5 se habla sobre la estructura interna de los planetas.

En el apartado 2.1 y 2.2 de este trabajo se describe la medición de los parámetros fundamentales a partir de series de curvas de luz y de velocidad radial de una muestra de 19 exoplanetas siguiendo una misma metodología. En el 2.3 se describen los modelos utilizados para obtener la estructura interna de los exoplanetas de la muestra.

En el capítulo 3 se muestran los resultados obtenidos. En el capítulo 4 se presentan las discusiones sobre cada uno de los apartados del capítulo anterior y en el capítulo 5 se presentan las conclusiones.

# Capítulo 1

## Exoplanetas transitantes y métodos de detección

### 1.1. Detección y estructura interna de exoplanetas

Entender el proceso de formación del Sistema Solar es todo un reto ya que, por mucho tiempo, el único ejemplo disponible para entender su formación fue él mismo. Sin embargo, recientemente se han podido observar otros sistemas planetarios. La posibilidad dio lugar a más preguntas, ya que la configuración de los primeros sistemas planetarios observados difería mucho de la del Sistema Solar.

Existen varias técnicas para encontrar planetas alrededor de otras estrellas. Las técnicas más exitosas miden la velocidad radial y la luminosidad de la estrella, lo que nos da información de las propiedades físicas fundamentales de esos planetas, en particular de la masa y del radio. A su vez, saber las propiedades físicas fundamentales nos permite inferir la estructura interna de los planetas. Conociendo las propiedades estelares y planetarias podemos encontrar tendencias entre los parámetros. Analizando la estructura planetaria y las relaciones entre

los parámetros planetarios y estelares esperamos llegar a entender la formación planetaria.

Los estudios observacionales previos en el campo de los exoplanetas (ej. Fischer et al., 2014) han mostrado que existe una gran diversidad en radios, masas, distancia con respecto a la estrella y composición atmosférica en planetas. Para entender los mecanismos físicos que dan lugar a la composición, configuración, formación y evolución de los sistemas planetarios, es necesario caracterizar sistemas con diferentes edades y diferentes configuraciones.

## 1.2. Exoplanetas transitantes

Un núcleo comienza a retener una atmósfera a partir de que éste tiene una masa crítica aproximadamente como la de la Luna (Miguel y Brunini, 2008). Si este núcleo se forma a una distancia mayor a la de la línea de nieve, puede convertirse en un gigante gaseoso (Boss, 1995). Los planetas pueden migrar de su órbita de formación hasta órbitas muy cercanas a su estrella (Trilling et al., 1998). Debido a que estos planetas quedan en órbitas cercanas a su estrella, es posible observarlos por el método de tránsito (Haswell, 2010) y también son más fáciles de detectar por el método de velocidad radial.

Por lo que, es importante obtener una medición precisa de las propiedades planetarias y estelares de una muestra utilizando el mismo método ya que esto permitirá identificar las correlaciones entre las propiedades de la estrella y el planeta, y evaluar la validez de las relaciones empíricas conocidas (Gómez Maqueo et al., 2013)

Además, la medición precisa de los parámetros fundamentales también es necesaria ya que las variaciones en los resultados obtenidos por distintos métodos pueden conducir a conclusiones diferentes acerca de un mismo planeta. Por ejemplo, para el mismo exoplaneta, Faedi y colaboradores (2016) concluyen que debe ser super denso, mientras que Stevens y colaboradores (2017) concluyen que debe ser muy caliente y de gran volumen —inflado—.

### 1.3. Tránsitos

Cuando un exoplaneta se interpone entre la estrella que orbita y el observador, provoca que se observe una disminución en el brillo de la estrella, a esto se le conoce como tránsito (Haswell, 2010). Para observar un tránsito se requiere que el sistema tenga un ángulo de inclinación ( $i$ ) entre el plano de la órbita y el plano del cielo (que es un plano tangente a la bóveda celeste, normal a la dirección de observación) cercano a  $90^\circ$  (Perryman, 2011). Una curva de luz es la gráfica de la variación del flujo luminoso observado de una estrella con respecto al tiempo (Haswell, 2010). Cuando un exoplaneta pasa entre su estrella y el observador, el brillo de la estrella disminuye y la curva de luz tiene una forma característica como la mostrada en la Figura 1.1.

En la Figura 2.2 se observa una representación del tránsito de dos exoplanetas con diferentes ángulos de inclinación ( $i$ ). El plano del cielo está representado por el recuadro azul, la estrella por el círculo de mayor tamaño en color naranja. Los círculos de color rojo representan diferentes fases de un exoplaneta durante su tránsito. El exoplaneta en color azul tiene un ángulo de inclinación de  $90^\circ$  respecto al plano del cielo, mientras que el exoplaneta en color rojo tiene un ángulo de inclinación menor a  $90^\circ$ . El parámetro de impacto,  $b$ , definido como  $b = a \cos(i)$  donde  $a$  es el semieje mayor del planeta, es una medida de la distancia a la que pasa el exoplaneta del diámetro de la estrella. El tamaño del exoplaneta afecta el de flujo luminoso proveniente de la estrella. En la Figura 2.2 los dos exoplanetas son del mismo tamaño, por lo que  $\Delta F$  a la mitad del tránsito es el mismo para los dos exoplanetas. La disminución del brillo depende de la proporción del tamaño del radio del planeta respecto al de su estrella, de acuerdo a la relación que se presenta a continuación (ej. Haswell, 2010):

$$\Delta F \cong \left( \frac{R_p}{R_s} \right)^2 \quad (1.1)$$



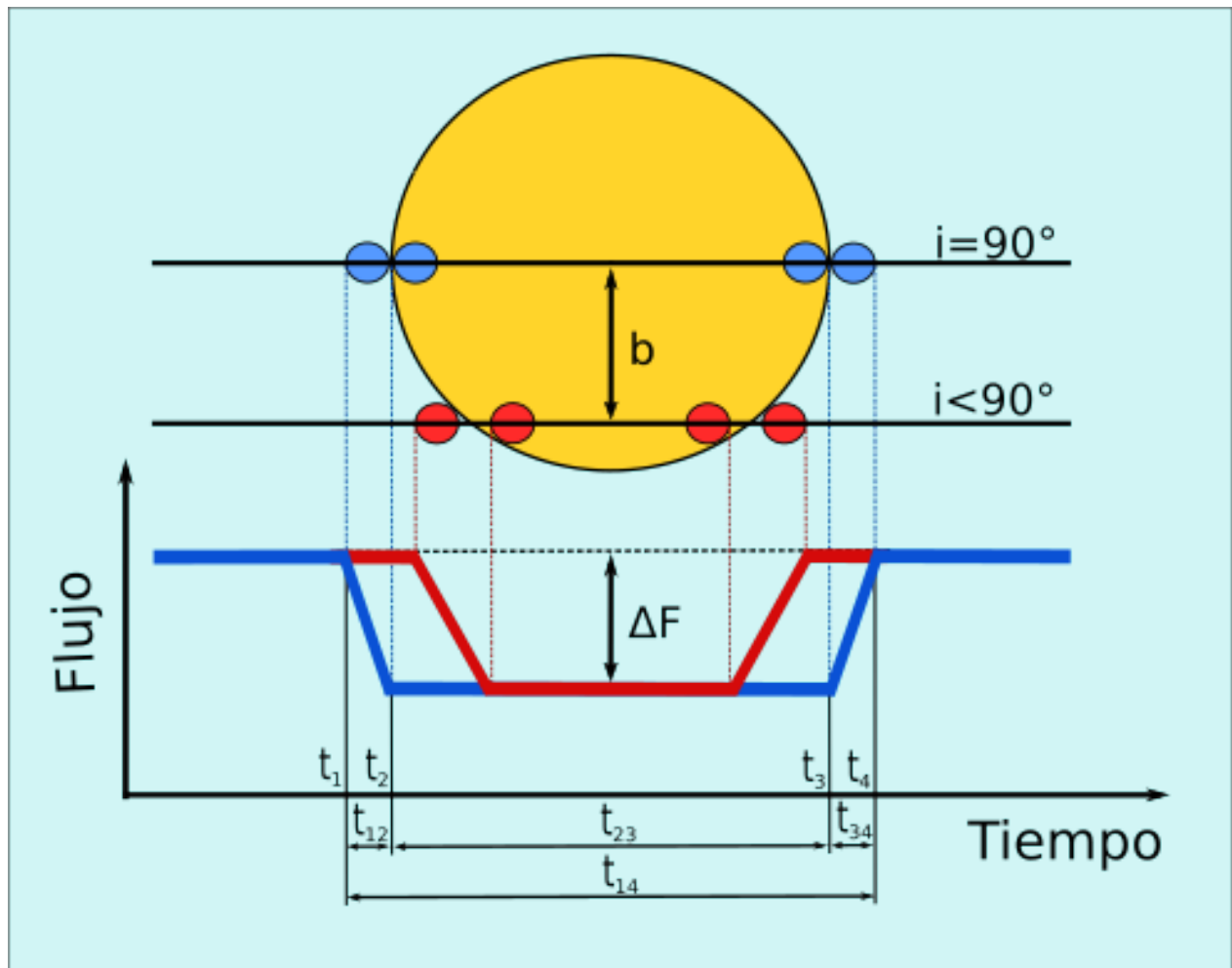


Figura 1.1: Representación de la curva de luz de las fases de un tránsito.

En donde  $R_p$  es el radio del planeta,  $R_s$  es el radio de la estrella y  $F$  es el flujo de la estrella.

En la Figura 2.2 en el eje del tiempo se señalan 4 puntos que corresponden a diferentes fases durante el tránsito del exoplaneta,  $t_1$  es el primer contacto, que es en donde va a comenzar a disminuir el flujo de la estrella, el segundo contacto  $t_2$  es justo cuando todo el exoplaneta se encuentra dentro de la estrella. El tiempo entre el primer y el segundo contacto  $t_{12}$  varía dependiendo del parámetro de impacto, con un parámetro de impacto menor  $t_{12}$  es mayor y se puede observar en la curva de luz. El tercer contacto  $t_3$  es justo cuando el exoplaneta comienza a salir del disco de la estrella y el cuarto contacto  $t_4$  es cuando termina de pasar el exoplaneta por enfrente de su estrella. El tiempo entre el primer contacto y el cuarto contacto

es el tiempo del tránsito  $t_{14}$ .

## 1.4. Velocidad radial

La velocidad de un cuerpo astronómico puede describirse con dos componentes: una sobre el plano del cielo (perpendicular a la línea de visión) y una sobre la línea de visión. A esta última componente se le denomina "velocidad radial" (ej. Kutner, 2003). La velocidad radial de una estrella perteneciente a un sistema planetario es la suma de dos velocidades: una que corresponde a la velocidad del centro de masa del sistema y otra que corresponde a la velocidad de la estrella respecto a este centro de masa (la dirección y magnitud de esta velocidad dependerá de las posiciones relativas de la estrella y de los planetas en su sistema) (Perryman, 2011).

Cuando una estrella se aleja del observador, las líneas de absorción del espectro de la estrella se desplazan a longitudes de onda más largas y cuando la estrella se acerca, las líneas de absorción se desplazan a longitudes de onda más cortas. A este cambio en la longitud de onda del espectro se le conoce como efecto Doppler (ej. Karttunen et al., 2007).

Para medir la velocidad radial se observa, con un espectrógrafo, el cambio en la longitud de onda de las líneas de absorción del espectro de la estrella respecto a las líneas de observación de una fuente estática (Carroll y Ostlie 2006).

En la Figura 1.2 se presenta una curva de velocidad radial con el esquema de un sistema de una estrella con un planeta que tiene una órbita circular y una inclinación  $i=90^\circ$  respecto al plano del cielo.

Cuando se grafica la velocidad radial respecto al tiempo lo que se obtiene es una curva que representa el movimiento de la estrella alrededor del centro de masa, a esta curva se le conoce como curva de velocidad radial (Perryman 2011).

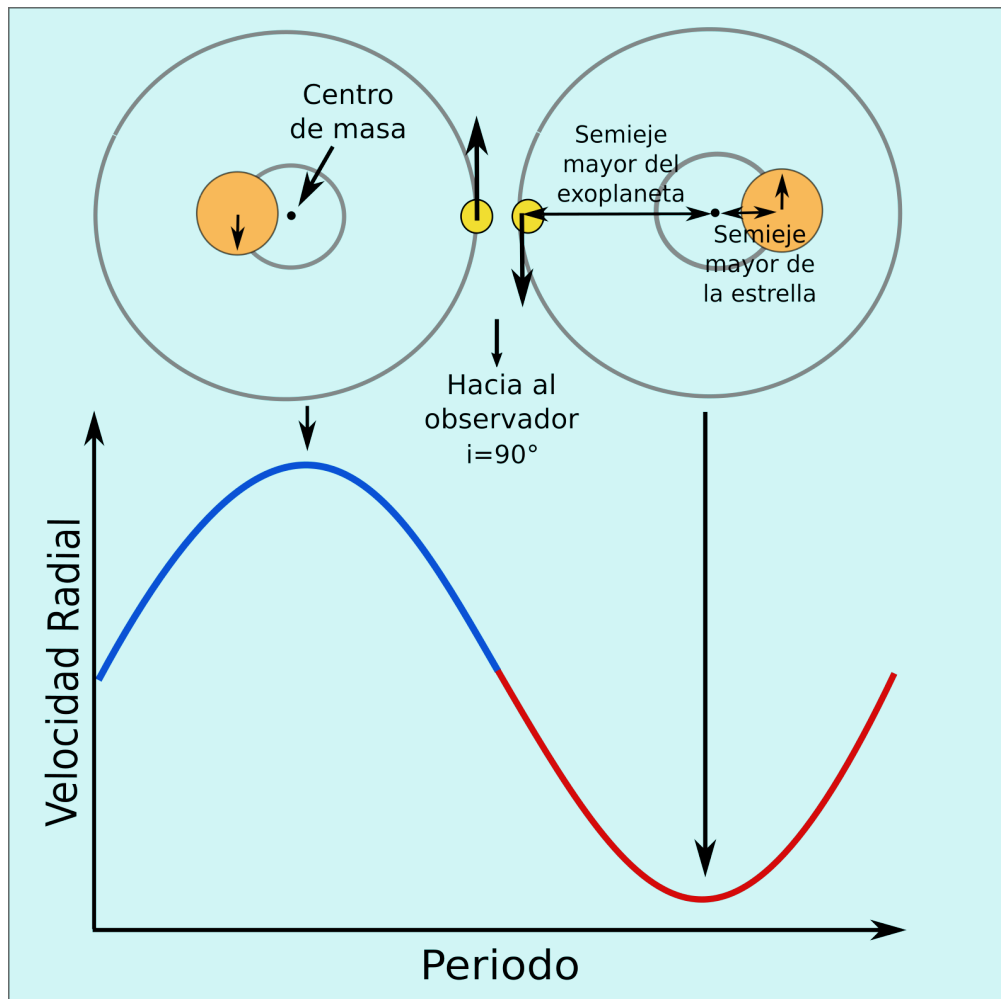


Figura 1.2: Curva de velocidad radial y esquema del sistema planetario en el máximo y en el mínimo de la curva de velocidad radial

La curva de velocidad radial tiene un segmento en color azul que indica la fracción del periodo en que la estrella se acerca al observador (Fig. 1.2), cuando la estrella tiene una velocidad positiva respecto a la del color rojo se muestra la fracción de periodo en que la estrella se aleja del observador respecto a la velocidad propia del sistema (que es el centro de masa del sistema).

## 1.5. Estructura planetaria

Durante la formación planetaria ocurren varios procesos que pueden ser simultáneos. En particular, los planetas gaseosos acretan material al mismo tiempo que éste se contrae por la atracción gravitacional, mientras esto ocurre también empieza a diferenciarse (Patiño-Douce, 2011).

Para gigantes gaseosos en la fase de acreción planetaria, el modelo de acreción del núcleo (Pollack et al., 1996, Armitage, 2010) es la teoría más aceptada para su formación (Liu et al., 2018). Este modelo tiene como premisa que, durante su formación, un núcleo planetario crece por medio de colisiones entre planetésimos (Armitage, 2010). Los planetésimos son cuerpos en el disco protoplanetario que miden alrededor de diez kilómetros (Liu et al., 2018).

Se han hecho modelos sobre la estructura planetaria. Para gigantes gaseosos se propone un modelo de dos capas: núcleo y envolvente (ej. Saumon et al., 1996) mientras que para los planetas terrestres se propone un modelo de tres capas: núcleo de roca, capa de hielo y envolvente gaseosa (ej. Stevenson, 1982). Debido a que en este trabajo se tiene una muestra de gigantes gaseosos sólo se considerarán modelos de dos capas.

Durante la diferenciación lo que ocurre es la separación de los elementos debido a su densidad, los elementos más densos se concentran en el interior del planeta formando el núcleo, y los elementos más ligeros se quedan en el exterior del planeta formando la envolvente gaseosa (ej. Patiño-Douce, 2011).

Los distintos modelos predicen diferentes masas para el núcleo rocoso de un planeta gigante. Por ejemplo, Pollack y colaboradores, (1996) muestran que el interior de un planeta de este tipo debe tener un núcleo de 10 masas terrestres. Fortney y colaboradores (2007) muestra que el tamaño del radio que pueda alcanzar un gigante gaseoso depende de la cantidad de masa que pueda acretar el núcleo. A la vez, la cantidad de material que se acrete en el núcleo depende de las condiciones iniciales del disco protoplanetario (Armitage 2010).

Según las condiciones iniciales del disco protoplanetario, Rice y Armitage (2003) proponen que un gigante gaseoso puede llegar a tener una masa equivalente a 20 masas terrestres de elementos pesados en el núcleo. Los elementos pesados pueden disolverse completamente en la envoltura gaseosa si la convección de esta capa es suficientemente energética (ej. Lozovsky et al., 2017).

Al comparar los modelos de estructura para los gigantes gaseosos que tienen parte del núcleo disuelto en la envoltura contra las mediciones del campo gravitacional de Júpiter realizadas con Juno, los resultados arrojan una gran variedad de posibilidades para su estructura. Desde tener poco más de 6 masas terrestres de metales pesados en el núcleo hasta llegar a tener poco más de 23 masas terrestres de metales pesados en el núcleo. Todos los modelos de estructura planetaria que concuerdan con las mediciones gravimétricas de Júpiter dan como resultado que este planeta tiene alrededor de 25 masas terrestres de elementos pesados (Wahl et al. 2017).

# Capítulo 2

## Metodología

Para obtener las propiedades fundamentales de los exoplanetas: la masa y el radio, se requiere de series de datos de tránsitos y de velocidades radiales (Charbonneau et al. 2000).

La masa es obtenida de las ecuaciones de movimiento kepleriano ajustando los datos de velocidad radial, que mide el movimiento relativo de una estrella alrededor del centro de masa del sistema planetario, debido a la interacción gravitacional con planetas que orbitan esa estrella (Southworth 2017).

El radio es obtenido por medio del análisis de las curvas de luz, que consiste en observar cambios en la intensidad de luz de la estrella debido al paso de un planeta frente a ella (Fig. 1.1) (Mandel y Agol 2002).

Una vez que se derivan las masas y los radios de una muestra de exoplanetas, se emplean los resultados de modelos de estructuras planetarias para proponer que las masas y radios observados podrían corresponder a objetos con determinada estructura interna. En este trabajo en particular, se van a emplear modelos de estructuras internas de gigantes gaseosos.

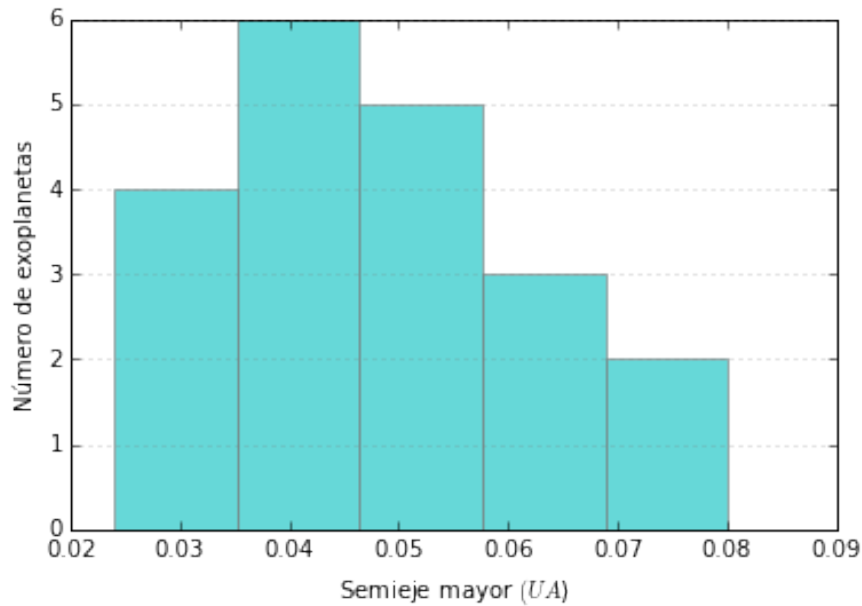


Figura 2.1: Distribución del semieje mayor para la muestra de exoplanetas

## 2.1. Series de datos de velocidad radial y de curvas de luz

La muestra empleada en este trabajo consistió de 19 exoplanetas con curvas de luz de alta resolución y datos de velocidad radial disponibles en la literatura. Para encontrar las series de datos de curvas de luz y de velocidad radial se revisaron todos los artículos de investigación publicados hasta antes del 24 de mayo del 2017 acerca de los 19 exoplanetas de nuestra muestra (Cuadros del anexo 1). Para encontrar los artículos sobre cada exoplaneta se utilizaron los buscadores <http://www.adsabs.harvard.edu/> y <https://scholar.google.com.mx/>, además de consultarse la base de datos: <http://exoplanet.eu/catalog/> de Schneider y colaboradores (2011) en donde se lleva registro de los artículos que se escriben sobre cada exoplaneta del catálogo.

Las series de datos de curvas de luz y de velocidad radial se obtuvieron de dos fuentes: de los artículos consultados o en bases de datos. El sitio utilizado para acceder a las bases de datos fue <http://vizier.cfa.harvard.edu/index.gml>. En ocasiones, cuando las series de datos no se hallaban publicadas se solicitaron a los autores vía correo electrónico.

En la Figura 2.1 tenemos la distribución del semieje mayor, obtenido de la literatura, de la muestra de exoplanetas elegida.

Para utilizar las series de datos se necesita que todas tengan el mismo formato. Tanto para las curvas de luz como para las curvas de velocidad radial se necesitan archivos en ascii que contengan tres columnas. A cada columna le corresponde un tipo de dato diferente. La primer columna corresponde al tiempo, la segunda a la medición de flujo (en el caso de las curvas de luz) o a la velocidad radial y la tercera al error en esas mediciones.

Para que las series de datos de velocidad radial y de curvas de luz sean consistentes, se requiere que cada tipo de dato tenga las mismas unidades. Debido a que las series de datos se encuentran en formato ascii se pudieron modificar utilizando los comandos `awk`, `sed` y `paste` del lenguaje de comandos Bash (Butterfield et al., 2016). En la Tabla 2.1 se muestra un fragmento de una serie de datos de la curva de luz de WASP-22, con los datos antes de la conversión de unidades (del lado izquierdo) y después de la conversión de unidades (del lado derecho).

Tanto para las series de datos de las curvas de luz y de velocidad radial, la primer columna es el tiempo de cada medición. Las unidades de tiempo pueden ser BJD (Barycentric Julian Days) o HJD (Heliocentric Julian Days). Los BJD's o días julianos baricéntricos miden los días como si fueran medidos a partir del centro de masa del Sistema Solar (Eastman et al., 2010), mientras que los HJD's o días julianos heliocéntricos miden los días a partir del centro de masa del Sol (Eastman, et al., 2010). Como se mencionó anteriormente, el modelo de ajuste de curvas de luz y de velocidad radial requiere que las unidades sean consistentes, en este trabajo se utilizó la unidad BJD. Para la conversión de las unidades de tiempo se utilizaron las coordenadas de la estrella; la ascensión recta  $RA$  y la declinación  $Dec$ . Para la conversión de unidades de tiempo se utilizó la calculadora en línea de Eastman y colaboradores (2010) <http://astroutils.astronomy.ohio-state.edu/time/hjd2bjd.html>.

En la literatura, las curvas de luz están dadas en flujo o en magnitud. En este traba-



jo utilizamos magnitudes, por lo que, cuando era necesario, se hizo una transformación de unidades de flujo a magnitud mediante la siguiente ecuación (Carroll y Ostlie, 2006):

$$\text{magnitud} = -2.5 \log_{10}(\text{flujo})$$

Para las series de datos de las curvas de velocidad radial, la segunda y tercer columnas corresponden a las mediciones de velocidad radial y a los errores en la medición, respectivamente. En la Tabla 2.2 se muestra un fragmento de una serie de datos de una curva de velocidad radial obtenida con el espectrógrafo HARPS, de la misma fuente que los datos de la Tabla 2.1. En este trabajo utilizamos km/s como unidades de velocidad radial.

Tabla 2.1: Fragmento de series de datos de curvas de luz de WASP-22

Tiempo (HJD)	Medición (flujo)	Error (flujo)	Tiempo (BJD -2,400,000)	Medición (magnitud)	Error (magnitud)
2455518.51254	1.001429	0.003008	55518.513296	-0.00155041	-0.00326099
2455518.51300	0.997990	0.002965	55518.513756	0.00218453	-0.00321444
2455518.51505	0.996573	0.002832	55518.515806	0.00372721	-0.00307046
2455518.51556	0.998648	0.002800	55518.516316	0.00146891	-0.00303581
2455518.51610	1.002464	0.002766	55518.516856	-0.00267196	-0.00299900
2455518.51712	0.998909	0.002737	55518.517876	0.00118518	-0.00296760
2455518.51771	0.998981	0.002721	55518.518466	0.00110693	-0.00295028
2455518.51871	1.000018	0.002693	55518.519466	-1.95431e-05	-0.00291996
2455518.51977	1.002195	0.002658	55518.520526	-0.00238058	-0.00288206
2455518.52033	1.000361	0.002647	55518.521086	-0.00039188	-0.00287015
⋮	⋮	⋮	⋮	⋮	⋮

Tabla 2.2: Fragmento de serie de datos de velocidad radial de WASP-22

Tiempo (BJD -2,400,000)	Medición (km/s)	Error (km/s)
54743.752661	-7.18368	0.00317
54746.768337	-7.23984	0.00287
54749.765009	-7.29609	0.00264
54750.679134	-7.19187	0.00320
54754.725738	-7.17428	0.00268
54755.755774	-7.27471	0.00356
55151.589727	-7.25937	0.00381
55151.812663	-7.26210	0.00358
55152.613194	-7.25239	0.00401
55152.718111	-7.23238	0.00267
⋮	⋮	⋮

Ya que se tienen las series de datos de curvas de velocidad radial y de luz se utiliza un conjunto de ecuaciones que permite reproducir estas curvas. Este método se describirá en los párrafos siguientes.

## 2.2. Modelo de ajuste de curvas de luz y de velocidad radial

Para modelar las curvas de luz y de velocidad radial se utilizó un código que, utilizando ecuaciones geométricas y físicas, ajusta los datos para determinar radios, masas, semiejes y otros parámetros físicos del sistema.

### 2.2.1. Modelo MCMC

Las ecuaciones analíticas —geométricas y físicas— mencionadas en el párrafo anterior, se utilizan para buscar el conjunto de parámetros que mejor reproduzcan las curvas de luz y de velocidad radial. Para buscar el conjunto de parámetros que lo consiga se utiliza un método MCMC (Monte Carlo con Cadenas de Markov). El método de MCMC utilizado para este trabajo se encuentra descrito con detalle en Collier-Cameron y colaboradores (2007) y en Pollacco y colaboradores (2008). En los párrafos siguientes haremos una breve descripción de él.

Las ecuaciones que se utilizan en el código con el método de MCMC para ajustar las curvas de luz y de velocidad radial son las ecuaciones geométricas y físicas basadas en las derivadas por Seager y Mallen-Ornelas (2003). Las ecuaciones geométricas, que describen la forma de la curva de luz, son derivadas por Mandel y Agol (2002). A partir de las ecuaciones geométricas y físicas mencionadas se obtiene una solución analítica que tiene parámetros libres. Al código con el método MCMC se le proporcionan valores para esos parámetros libres. El código obtiene como resultado curvas de luz y de velocidad radial que se comparan con las series de datos. Al compararlas, se determina que tan "bueno" es el ajuste utilizando el estadístico  $\chi^2$ , definido en Pollacco y colaboradores (2008). El código varía los parámetros libres y vuelve a realizar el ajuste obteniendo otro resultado que compara con el anterior por medio de sus  $\chi^2$ . El resultado que tenga la menor  $\chi^2$  se considera el mejor resultado y se "guarda" para ser comparado con el resultado de otras iteraciones (se repite un número determinado de veces).

En este método los parámetros que se utilizan se muestran en la Tabla 2.3.

El método propuesto en este trabajo para determinar los parámetros físicos de los exoplanetas consta de tres etapas que se describirán a continuación.

**Etapas I.** En esta etapa se obtienen los parámetros físicos de la estrella y del exoplaneta empleando el método MCMC y suponiendo que la estrella no es de secuencia principal, que

Tabla 2.3: Parámetros que utiliza el código con el método MCMC.

Parámetro	Definición
$T_0$	Época en la que ocurre la mitad del tránsito
$P$	Periodo de traslación del exoplaneta alrededor de su estrella
$\Delta F$	Cambio del flujo de la estrella
$T_{14}$	Duración del tránsito
$b$	Parámetro de impacto
$M_*$	Masa de la estrella
$K$	Amplitud de la velocidad radial
$e$	Excentricidad
$\omega$	Argumento del periastro

la órbita es circular y que sí hay tendencia lineal. La primera suposición se hace porque se quiere saber la masa de la estrella directamente de la curva de luz, la segunda porque en primera aproximación una órbita circular es suficiente y la tercera porque se queremos quitarle una posible contribución de otro planeta.

Para iniciar el código con el método de MCMC se tienen que elegir algunos parámetros: las efemérides  $\{ T_0, P, \Delta F, T_{14}, b \}$  y los parámetros estelares  $\{ [Fe/H], T_{eff} \}$  estos últimos son la metalicidad y la temperatura de la estrella. Estos parámetros iniciales se toman del valor de cada parámetro reportado para cada uno de los exoplanetas. Además, al código hay que proporcionale las series de datos de velocidad radial y de magnitud junto con el coeficiente para el filtro con el que fueron hechas las observaciones.

El código con el método MCMC hace variar cada uno de los nueve parámetros de este conjunto  $\{ T_0, P, \Delta F, T_{14}, b, M_*, K, e, \omega \}$  en la solución analítica; cada iteración genera una nueva variación. Esta variación se realiza con una caminata aleatoria dentro de  $1\sigma$  de una distribución Gaussiana multiplicada por un factor de escala  $f$ , el factor de escala toma valores en el intervalo  $0.5 < f < 1$  y varía cada cien iteraciones (Collier-Cameron et al. 2007).

Los parámetros  $\{ T_0, P, \Delta F, T_{14} \}$  se pueden obtener de las observaciones de la curva de luz (Collier-Cameron et al. 2007). Los parámetros que modelan a la velocidad radial de la estrella son  $\{ K, e, \gamma, \omega \}$  donde  $\gamma$  es la velocidad del centro de masa de la estrella (Pollacco et al. 2008).

Para obtener la estimación de la masa de la estrella  $M_*$  se emplea la ecuación derivada por Enoch y colaboradores (2010), basada en la relación empírica de Torres y colaboradores (2010), que utiliza la densidad estelar  $\rho_*$  medida directamente de la curva de luz.

Al modelo de ajuste de curvas de luz y de velocidad radial se le puede hacer algunas restricciones a través de las siguientes suposiciones:

- Que la estrella es de secuencia principal
- Que existe una tendencia lineal a largo plazo en las velocidades radiales del centro de masa del sistema
- Que la órbita del exoplaneta es circular

En caso de que la fotometría no sea de alta calidad puede haber un problema con el valor del radio estelar  $R_*$ . Si la medición de la duración del tránsito no es buena puede ocurrir una subestimación del parámetro de impacto  $b$ , lo que a su vez provoca que  $R_*$  se sobreestime ya que  $b = (a \cos i)/R_*$  donde  $a$  es el semieje mayor e  $i$  es la inclinación orbital. Para evitar este problema se utiliza la restricción de la secuencia principal dada por  $R_* = M_*^{0.8}$  (Enoch et al., 2010).

Se considera que puede existir o no una tendencia lineal a largo plazo en las velocidades radiales del centro de masa del sistema. Este efecto puede deberse a que se usen diferentes espectrógrafos o a la presencia de un exoplaneta más lejano (Perryman 2011).

La forma del tránsito restringe la excentricidad de la órbita, si la fotometría no es de alta calidad entonces no se puede constreñir la excentricidad y esto provoca que la duración del tránsito  $T_{14}$  se vea alterada provocando que no se pueda ajustar bien la curva de velocidad radial (Enoch et al. 2010).

**Etapa II.** En esta etapa se emplean las efemérides resultantes de la etapa I y se vuelve a correr el MCMC, pero esta vez haciendo distintas suposiciones sobre la naturaleza de la

estrella (secuencia principal o no), geometría de la órbita del planeta y tendencia lineal de la velocidad radial.

Para cada sistema exoplanetario se corrió el código con el método MCMC utilizando diferentes combinaciones de suposiciones pero utilizando las mismas efemérides,  $T_{eff}$  y  $[Fe/H]$  de la estrella. Ya que las constricciones son 3 entonces la combinación de éstas dan lugar a 8 combinaciones de suposiciones. Estas combinaciones se muestran en la Tabla 2.4.

Tabla 2.4: Combinaciones de suposiciones para el código con el método MCMC

Número de combinación	1	2	3	4	5	6	7	8
Estrella en secuencia principal	No	No	No	No	Sí	Sí	Sí	Sí
Orbita circular	No	No	Sí	Sí	No	No	Sí	Sí
Tendencia lineal	No	Sí	No	Sí	No	Sí	No	Sí

Para elegir la mejor combinación de suposiciones primero se compararon las soluciones de las curvas de luz y de las curvas de velocidad radial resultantes de cada una de las combinaciones del cuadro 2.3. Se descartan las soluciones en las que es notorio que la solución analítica no describe las observaciones.

En los casos en que no se restrinja a que la órbita sea circular, es decir cuando  $e \neq 0$ , el código calcula la probabilidad de Lucy-Sweeney (Lucy, L. y Sweeney, M. 1971). Esta es la probabilidad de que la mejora en el ajuste que resulta del ajuste para una órbita excéntrica pueda haber surgido por casualidad si la órbita fuera circular (Anderson et al. 2012). Si esta probabilidad es igual a 1 entonces la órbita no es excéntrica. Por tanto, las soluciones que tienen la probabilidad de Lucy-Sweeney igual a 1 se descartan.

Para las soluciones que no se hayan descartado se observa si existe una tendencia lineal en las velocidades radiales. Si no suponemos que hay un cambio en la tendencia lineal de las velocidades radiales, entonces hay que observar si este cambio tiene un valor menor a los errores observados, si es menor, entonces se descartan las combinaciones que suponen un

cambio en la tendencia lineal de las velocidades radiales.

Finalmente, se comparan las soluciones que restan y se elige la que tenga el valor más bajo de  $\chi^2$  en las curvas de luz y en las curvas de velocidad radial.

En caso de que se tenga que elegir entre dos soluciones en las que sólo difiera la constricción de secuencia principal se elige la que no utiliza la constricción de la secuencia principal, esto es porque si esta constricción no se impone entonces la  $M_*$  es calculada directamente de la curva de luz.

**Etapa III.** Utiliza la mejor solución de la etapa II como entrada del método MCMC y se aumenta el número de iteraciones respecto a las etapas anteriores con la intención de mejorar el resultado.

Una vez realizadas las tres etapas, se elige la mejor solución y se comparan los parámetros obtenidos con los que se reportan en la literatura por medio de gráficas. Consideramos que ambos resultados son consistentes si hay una intersección entre sus barras de error.

Los parámetros comparados son los parámetros estelares,  $T_{eff}$  y  $[Fe/H]$  y las efemérides  $T_0, P, T_{14}, (R_s/R_p)^2, b_0$ . Para graficar los parámetros se utilizó la paquetería de `matplotlib` del lenguaje de programación `python`.

Para obtener información de la posible estructura interna de los exoplanetas, se utiliza el modelo de estructura planetaria de Fortney y colaboradores (2007).

El archivo para hacer las gráficas contiene siete columnas, la primera columna es el nombre del planeta, la segunda, tercera y cuarta son el valor de la masa obtenida y sus errores superior e inferior, respectivamente; la quinta, sexta y séptima columna son el valor del radio obtenido y sus errores máximo y mínimo. Los parámetros de la literatura son ingresados manualmente en un archivo con el mismo formato que el archivo que se describió anteriormente. Utilizando este archivo se hacen las gráficas de radio contra masa y de metalicidad estelar contra radio

planetario en python (Figuras 3.2-3.4)

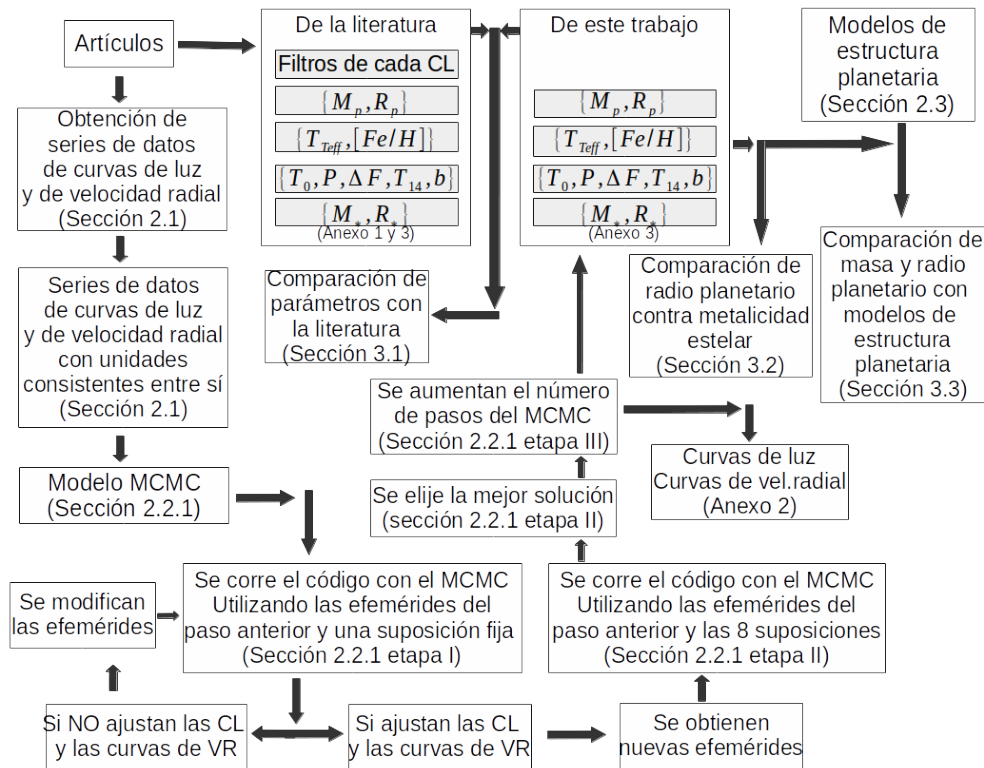


Figura 2.2: Diagrama de procedimiento y resultados.

## 2.3. Comparación con modelos de estructura planetaria

Estructuralmente, un planeta es un cuerpo esférico que cambia su composición radialmente, teniendo los elementos más densos al centro y los elementos menos densos en la superficie. En una primera aproximación se puede dividir radialmente a un planeta en dos capas: en el núcleo y en la envoltura, teniendo esta última los elementos menos densos.

Basados en la envoltura se hacen dos grandes divisiones de los exoplanetas, los que tienen una envoltura gaseosa grande comparada con el radio del exoplaneta y los que no. Los



exoplanetas de la muestra de este trabajo tienen una envoltura importante con respecto a su radio. De aquí en adelante vamos a llamar a estos exoplanetas gigantes gaseosos.

El radio total de un exoplaneta depende del tamaño de cada una de sus capas. El tamaño de cada una de las capas depende de la composición de las mismas y de la masa que haya acreetado el planeta. Para los planetas con una gran envoltura se considera que la mayor aportación en masa y tamaño está hecha por  $H$  y  $He$  (Fortney et al., 2007). La composición del núcleo afecta la relación radio masa del exoplaneta y también afecta el tamaño máximo de la envoltura. Por lo anterior, si se modela un planeta con diferentes composiciones se puede resolver el radio dada cierta masa (Fortney et al., 2007)

Fortney y colaboradores (2007) presentan varios modelos de estructura planetaria, entre ellos consideran planetas con una envoltura importante en  $H$  y  $He$  calculan el radio para planetas entre 0.01 masas terrestres y 10 masas de Júpiter que se encuentran irradiados por su estrella. Con el modelo se considera, además, la contracción del planeta durante su formación, la contracción es afectada debido a la irradiación que recibe de su estrella. El modelo considera planetas esféricos en equilibrio hidrostático. El modelo comienza con las ecuaciones de conservación de masa, de equilibrio hidrostático y de conservación de energía para los planetas con envolturas de  $H$  y  $He$ . Y se deja evolucionar en el tiempo considerando el enfriamiento y contracción adiabática del planeta. Para los planetas con envoltura de  $H$  y  $He$  se obtienen masas y radios para diferentes edades, distancias orbitales y cantidades de masa en el núcleo.

En el artículo de Fortney y coautores (2007) se presentan varios modelos para gigantes gaseosos, entre estos modelos se pueden elegir las siguientes condiciones:

En la figura 2.1 se observa que las distancias de los exoplanetas de la muestra a sus respectivas estrellas varían entre 0.029 y 0.08 UA, por esta razón, más adelante se compararán los resultados de este trabajo con los modelos de Fortney y colaboradores correspondientes a distancias de 0.02, 0.045 y 0.1 UA: se elegirá para cada exoplaneta el modelo cuya distancia

Tabla 2.5: Condiciones de los modelos de Fortney y colaboradores (2007) para planetas gaseosos.

Condición	Opciones
Semieje (UA)	0.02, 0.045, 0.1, 1, 9.5
Edad (Ga)	0.3, 1, 4.5
Núcleo ( $M_t$ )	0, 10, 25, 50, 100

a la estrella se acerque más a la posición que él tiene en su propio sistema.

Debido a que las mediciones de la masa de Júpiter y su rotación parecen indicar que su núcleo tiene entre 6 y 23 masas terrestres (Wahl et al., 2017) y que los modelos de formación planetaria le dan a Saturno (Rice y Armitage 2003) 10 masas terrestres en el núcleo, entonces se eligieron los modelos que concuerdan con 10 y 25 masas terrestres de elementos pesados en el núcleo. Además, para los planetas que tienen una envoltura con una convección muy energética, el viento puede erosionar a el núcleo del planeta, tanto como para a erosionar todo el núcleo del planeta e integrándola en la envoltura. Debido la cercanía de los exoplanetas con su estrella la envoltura de éste puede erosionar completamente el núcleo. Por este motivo, también se consideran los modelos con 0 masas terrestres en el núcleo.

Tabla 2.6: Condiciones de los modelos de Fortney y colaboradores (2007) para planetas gaseosos utilizados en este trabajo.

Condición	Opciones
Semieje (UA)	0.02, 0.045, 0.1
Edad (Ga)	0.3, 1, 4.5
Núcleo ( $M_t$ )	0, 10, 25

Utilizando las combinaciones posibles de los modelos presentados en la Tabla 2.6, por cada semieje se utilizan 9 modelos que se ven plasmados en las Figuras 3.3 a 3.5. En la Tabla 2.7 se presentan los 27 modelos utilizados en este trabajo.

En la Tabla 2.7 se presentan las masas (en unidades de masa de Júpiter  $M_J$ ) y los radios (en unidades de radio de Júpiter  $R_J$ ) de exoplanetas con una envoltura de gas importante obtenidos del modelo de Fortney y colaboradores (2007). Los valores muestran las masa y radios de exoplanetas que se encuentran a distancias de 0.2, 0.045 ó 0.1 UA de una estrella

Tabla 2.7: Masas ( $M_J$ )(en el encabezado) y radios ( $R_J$ ) para 27 modelos de Fortney y colaboradores (2007).

Distancia (UA)	Edad (Ga)	Núcleo ( $M_t$ )	0.052	0.087	0.15	0.24	0.41	0.68	1	1.46	2.44	4.1	6.8	11.3	
0.02	0.3	0	...	2.326	1.883	1.656	1.455	1.378	1.342	1.327	1.308	1.311	1.315	1.284	
		10	1.102	1.388	1.465	1.422	1.349	1.325	1.311	1.306	1.295	1.304	1.31	1.281	
		25	-	0.493	0.945	1.133	1.22	1.253	1.267	1.275	1.276	1.294	1.304	1.277	
	1	0	...	1.77	1.539	1.387	1.309	1.281	1.258	1.248	1.235	1.244	1.24	1.199	
		10	0.909	1.15	1.221	1.211	1.228	1.234	1.229	1.229	1.224	1.237	1.235	1.197	
		25	-	0.461	0.838	1.022	1.121	1.169	1.189	1.2	1.206	1.228	1.229	1.192	
	4.5	0	...	1.355	1.252	1.183	1.19	1.189	1.179	1.174	1.17	1.178	1.164	1.118	
		10	0.726	0.934	1.019	1.072	1.123	1.148	1.153	1.157	1.16	1.172	1.16	1.116	
		25	-	0.43	0.756	0.928	1.032	1.091	1.116	1.131	1.145	1.163	1.155	1.112	
	0.045	0.3	0	2.795	1.522	1.345	1.255	1.24	1.228	1.212	1.206	1.199	1.21	1.203	1.17
			10	0.801	1.012	1.091	1.124	1.168	1.185	1.185	1.188	1.188	1.204	1.199	1.168
			25	-	0.447	0.793	0.968	1.071	1.124	1.147	1.161	1.173	1.195	1.193	1.164
		1	0	1.49	1.271	1.183	1.144	1.163	1.167	1.16	1.157	1.156	1.164	1.149	1.107
			10	0.698	0.888	0.975	1.043	1.099	1.127	1.134	1.14	1.147	1.158	1.145	1.105
			25	-	0.426	0.739	0.908	1.012	1.072	1.099	1.115	1.132	1.149	1.14	1.101
4.5		0	1.103	1.065	1.038	1.049	1.086	1.105	1.107	1.108	1.113	1.118	1.099	1.053	
		10	0.599	0.775	0.878	0.964	1.029	1.069	1.083	1.092	1.104	1.112	1.095	1.05	
		25	-	0.403	0.686	0.846	0.952	1.019	1.05	1.069	1.09	1.104	1.09	1.047	
0.1		0.3	0	1.595	1.395	1.27	1.197	1.202	1.198	1.187	1.182	1.178	1.189	1.178	1.144
			10	0.755	0.956	1.035	1.084	1.134	1.157	1.16	1.164	1.168	1.183	1.174	1.142
			25	-	0.438	0.767	0.938	1.042	1.099	1.123	1.138	1.153	1.174	1.169	1.138
		1	0	1.298	1.197	1.127	1.105	1.133	1.143	1.139	1.138	1.139	1.147	1.13	1.087
			10	0.665	0.847	0.934	1.012	1.072	1.105	1.114	1.122	1.13	1.141	1.126	1.085
			25	-	0.42	0.719	0.883	0.989	1.051	1.08	1.097	1.116	1.132	1.121	1.081
	4.5	0	1.068	1.027	1.005	1.024	1.062	1.085	1.09	1.092	1.099	1.104	1.084	1.038	
		10	0.592	0.755	0.858	0.942	1.008	1.051	1.067	1.077	1.09	1.098	1.08	1.036	
		25	-	0.404	0.675	0.829	0.934	1.002	1.034	1.054	1.077	1.09	1.075	1.033	

que tiene 0.3, 1 ó 4.5 Ga de edad y con tres posibilidades de masa de elementos pesados en el núcleo 0, 10 ó 25 masas terrestres  $M_t$ .

Graficando las masas y radios obtenidos para los exoplanetas se puede tener una primer aproximación sobre la composición de éstos. En el siguiente capítulo se muestran los resultados.

# Capítulo 3

## Resultados

En este capítulo se muestran los resultados obtenidos del método descrito en el capítulo anterior (Figura 2.2). Primero se comparan los parámetros obtenidos con los de la literatura, después se muestra la relación de la metalicidad con el radio planetario (obtenidos por el método) y por último se muestran los resultados del posible interior planetario.

La información sobre las series de datos de este trabajo se muestra en el Anexo 1.

La Figura 3.1 (Figura 2.1 del Anexo 2) muestra uno de los resultados del método descrito en el capítulo anterior. La parte superior izquierda de la figura muestra la curva de luz ajustada (línea continua) y los puntos observados. La parte inferior izquierda muestra la diferencia entre el modelo y las observaciones. La parte superior derecha es el ajuste a la curva de velocidad radial. Finalmente, la parte inferior derecha es la diferencia entre las observaciones y la curva ajustada (O-C). Este mejor ajuste se obtuvo bajo las suposiciones de que la órbita no es circular, tiene una tendencia lineal en las curvas de velocidades radiales y no se empleó la constricción a la secuencia principal.

El resto de las curvas de luz y de velocidad radial de todos los exoplanetas estudiados en este trabajo se muestra en el Anexo 2.

Tabla 3.1: Parámetros obtenidos para WASP-22

WASP-22			
Parámetro	Valor calculado en este trabajo	Valor de la literatura Anderson et al. (2011)	Unidades
Época del tránsito	$55564.51570^{+0.00030}_{-0.00028}$	$55497.400426 \pm 0.00025$	BJD- <sub>2400000</sub>
Periodo Orbital	$3.5320314^{+0.000051}_{-0.000047}$	$3.5327313 \pm 0.0000058$	días
Cambio de flujo	$0.00840 \pm 0.00011$	$0.00954 \pm 0.00018$	
Duración del tránsito	$0.14203^{+0.00065}_{-0.00064}$	$0.14501^{+0.00144}_{-0.00087}$	días
Parámetro de impacto	$0.243^{+0.019}_{-0.015}$	$0.25 \pm 0.12$	$R_*$
Masa de la estrella	$1.110^{+0.022}_{-0.023}$	$1.109 \pm 0.026$	$M_*$
Radio de la estrella	$1.200 \pm 0.011$	$1.219^{+0.052}_{-0.033}$	$R_*$
Metalicidad	$0.051^{+0.077}_{-0.075}$	$0.050 \pm 0.080$	$dex$
Temperatura de la estrella	$5985^{+94}_{-97}$	$5958 \pm 98$	$K$
Radio del planeta	$1.070^{+0.013}_{-0.014}$	$1.158^{+0.061}_{-0.038}$	$R_{Jup}$
Masa del planeta	$0.568^{+0.012}_{-0.013}$	$0.588 \pm 0.017$	$M_{Jup}$

La Tabla 3.1 muestra los valores de distintos parámetros físicos tanto de la estrella como del planeta obtenidos tanto de la literatura como de este trabajo. En el Anexo 3 se encuentran tablas similares para el resto de los sistemas de nuestra muestra.

### 3.1. Comparación de los parámetros con la literatura

Con el ajuste de las curvas de luz y de velocidad radial obtenidas con el método descrito en el Capítulo 2, se obtuvieron varios parámetros de la estrella y del exoplaneta. Estos parámetros se comparan con los parámetros obtenidos por los autores de cuyos artículos o trabajos se obtuvieron los datos de velocidad radial y de las curvas de luz que utilizamos en este trabajo de tesis.

Los parámetros fundamentales que se obtienen de la estrella son la masa,  $M_*$ , el radio,  $R_*$ ; la temperatura efectiva  $T_{eff}$  y la metalicidad  $[Fe/H]$ . Para el exoplaneta, además de los

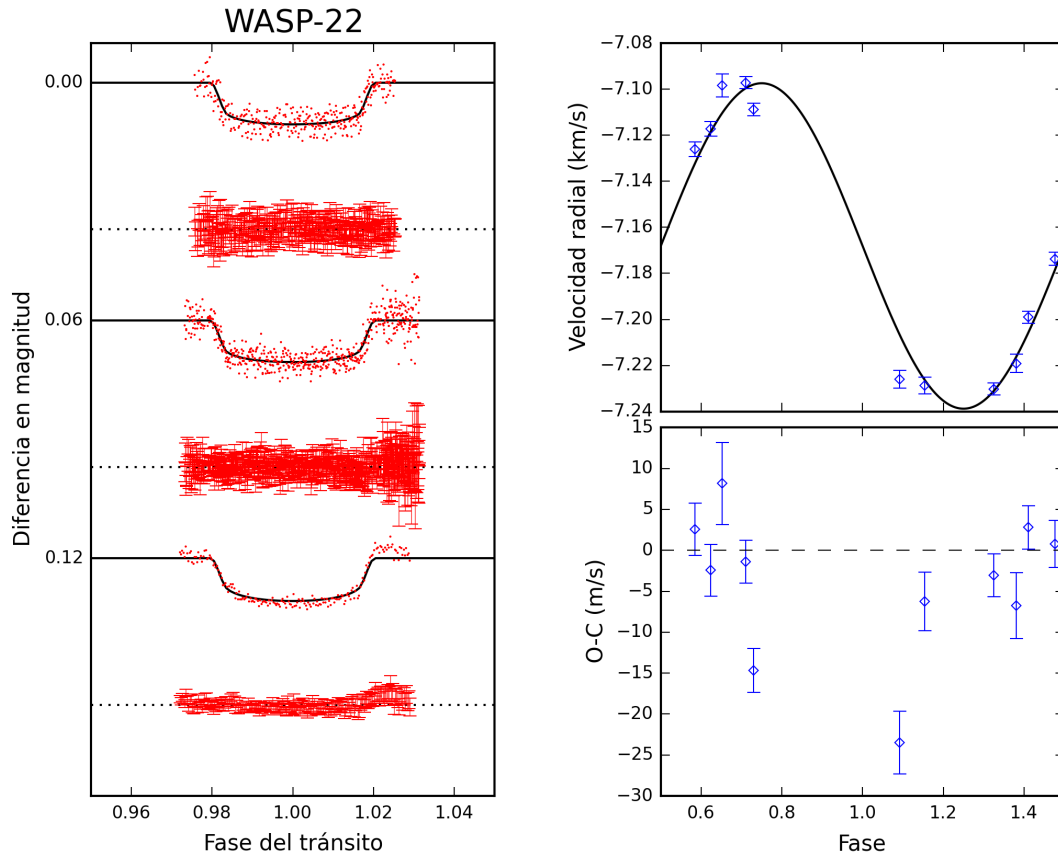


Figura 3.1: Curvas de luz y de velocidad radial. Se supone que: Su órbita es circular, tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la constricción a la secuencia principal

parámetros fundamentales  $m_p$  y  $r_p$ , se obtienen las efemérides: el periodo orbital  $P$ , la época a la mitad del tránsito  $T_0$ , la profundidad del tránsito  $\Delta F$ , la duración del tránsito  $T_{14}$  y el parámetro de impacto  $b$ .

La Tabla 3.3 muestra los resultados de la masa y el radio del exoplaneta, con sus errores, y dice si dichos valores son consistentes con los reportados en la literatura, es decir, si las áreas delimitadas por sus barras de error se intersectan con la recta unitaria (línea azul de las Figuras 3.2 a 3.6). Este último criterio se aplica a todos los demás parámetros calculados.

Para comparar los parámetros mostrados en la Figuras 3.2 a 3.6, se calculó el coeficiente de correlación de Pearson. Los resultados se muestran en la Tabla 3.3.

Tabla 3.3: Consistencia de los parámetros fundamentales obtenidos

Nombre del exoplaneta	Masa medida en este trabajo ( $M_J$ )	¿Es consistente con la literatura?	Radio medido en este trabajo ( $R_J$ )	¿Es consistente con la literatura?
WASP-8b	$2.223^{+0.031}_{-0.029}$	Sí	$1.087^{+0.035}_{-0.030}$	No
WASP-20b	$0.2947^{+0.0079}_{-0.0082}$	Sí	$1.482^{+0.067}_{-0.040}$	Sí
WASP-22b	$0.568^{+0.012}_{-0.013}$	Sí	$1.070^{+0.013}_{-0.014}$	No
WASP-32b	$3.546^{+0.059}_{-0.058}$	Sí	$1.145^{+0.036}_{-0.029}$	Sí
WASP-34b	$0.593^{+0.014}_{-0.014}$	Sí	$1.51^{+0.21}_{-0.16}$	No
WASP-35b	$0.727^{+0.029}_{-0.028}$	Sí	$1.320^{+0.013}_{-0.013}$	Sí
WASP-47b	$1.045^{+0.031}_{-0.032}$	No	$1.099^{+0.011}_{-0.010}$	Sí
WASP-50b	$1.473^{+0.029}_{-0.030}$	Sí	$1.287^{+0.040}_{-0.046}$	No
WASP-63b	$0.337^{+0.017}_{-0.017}$	Sí	$1.383^{+0.031}_{-0.028}$	Sí
WASP-66b	$2.371^{+0.113}_{-0.099}$	Sí	$1.332^{+0.021}_{-0.022}$	Sí
WASP-68b	$0.931^{+0.014}_{-0.014}$	Sí	$1.218^{+0.013}_{-0.012}$	Sí
WASP-69b	$0.2482^{+0.0078}_{-0.0077}$	Sí	$0.931^{+0.036}_{-0.024}$	No
WASP-70b	$0.581^{+0.016}_{-0.016}$	Sí	$1.076^{+0.014}_{-0.011}$	Sí
WASP-71b	$2.004^{+0.047}_{-0.043}$	No	$1.390^{+0.040}_{-0.037}$	Sí
WASP-72b	$1.396^{+0.039}_{-0.039}$	No	$1.107^{+0.074}_{-0.035}$	Sí
WASP-75b	$1.103^{+0.037}_{-0.036}$	Sí	$1.283^{+0.046}_{-0.045}$	Sí
WASP-76b	$0.830^{+0.018}_{-0.017}$	No	$1.713^{+0.024}_{-0.023}$	No
WASP-77b	$1.724^{+0.024}_{-0.024}$	Sí	$1.113^{+0.013}_{-0.014}$	No
WASP-88b	$0.518^{+0.064}_{-0.067}$	Sí	$1.751^{+0.028}_{-0.028}$	Sí

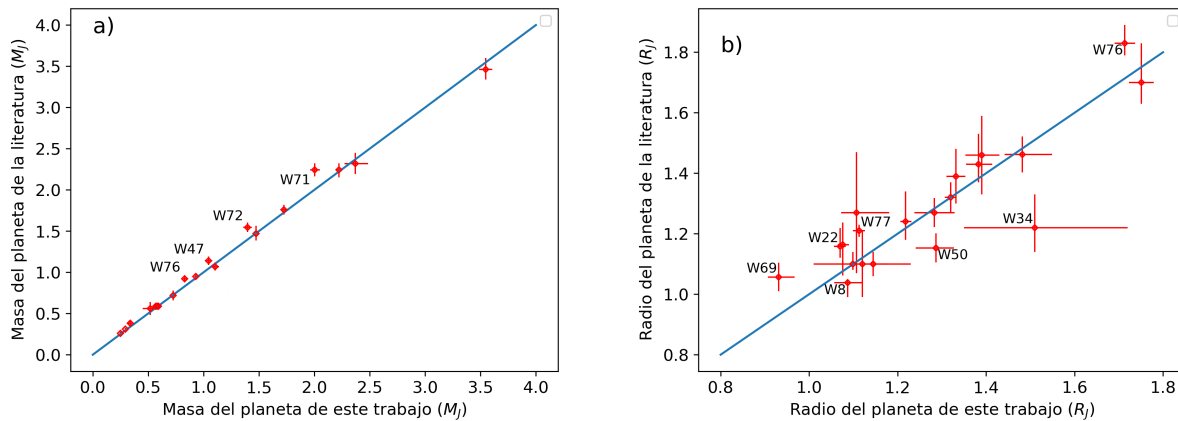


Figura 3.2: a) Comparación de los valores de la masa planetaria derivados de la literatura y de este trabajo. Las etiquetas sobre la gráfica corresponden a los exoplanetas para los cuales ambos valores no son comparables dentro de los límites de error (4 planetas). b) Comparación de los valores del radio planetario derivados de la literatura y de este trabajo. Las etiquetas sobre la gráfica corresponden a los exoplanetas para los cuales ambos valores no son comparables dentro de los límites de error (7 planetas)

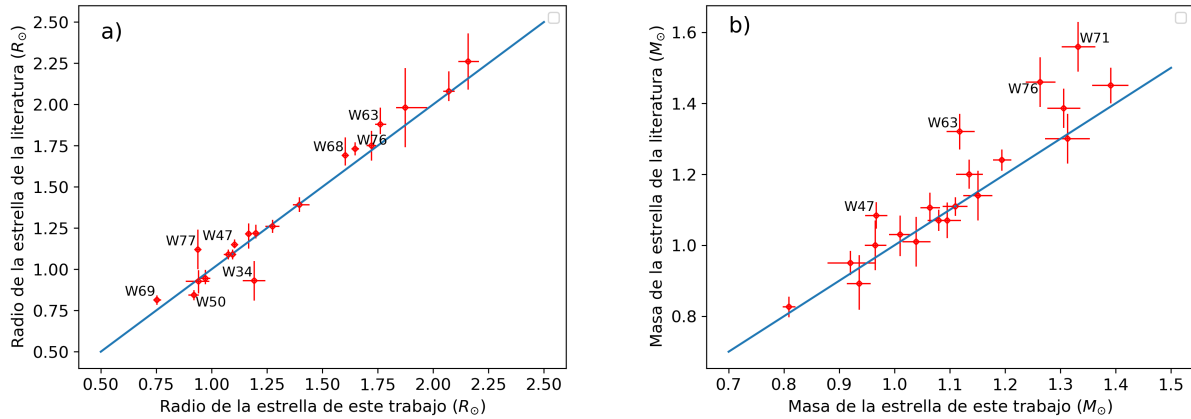


Figura 3.3: a) Comparación de los valores del radio estelar derivados de la literatura y de este trabajo. Las etiquetas sobre la gráfica corresponden a los exoplanetas para los cuales ambos valores no son comparables dentro de los límites de error (8 planetas). b) Comparación de los valores de la masa estelar derivados de la literatura y de este trabajo. Las etiquetas sobre la gráfica corresponden a los exoplanetas para los cuales ambos valores no son comparables dentro de los límites de error (4 planetas)

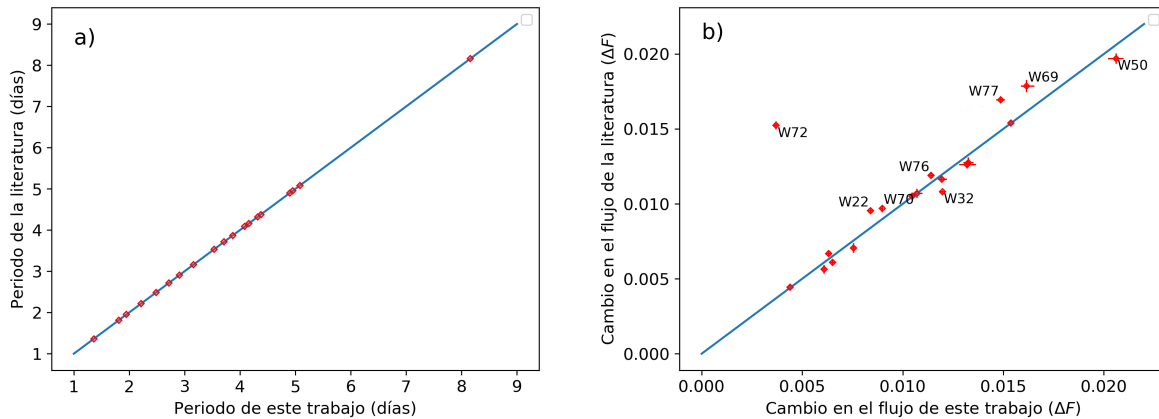


Figura 3.4: a) Comparación de los valores del periodo derivados de la literatura y de este trabajo. b) Comparación de los valores del cambio de flujo derivados de la literatura y de este trabajo. Las etiquetas sobre la gráfica corresponden a los exoplanetas para los cuales ambos valores no son comparables dentro de los límites de error (8 planetas)

En la Figura 2.15 del Anexo 2, podemos ver que la curva de luz de WASP-72 tiene una dispersión muy alta y no está bien acotada, por tanto retiramos a este exoplaneta del análisis del cambio de flujo. Del Anexo 2, se puede observar que en el caso de WASP-34 los contactos  $t_{23}$  no están bien definidos. Esto podría explicar por qué distan del comportamiento general



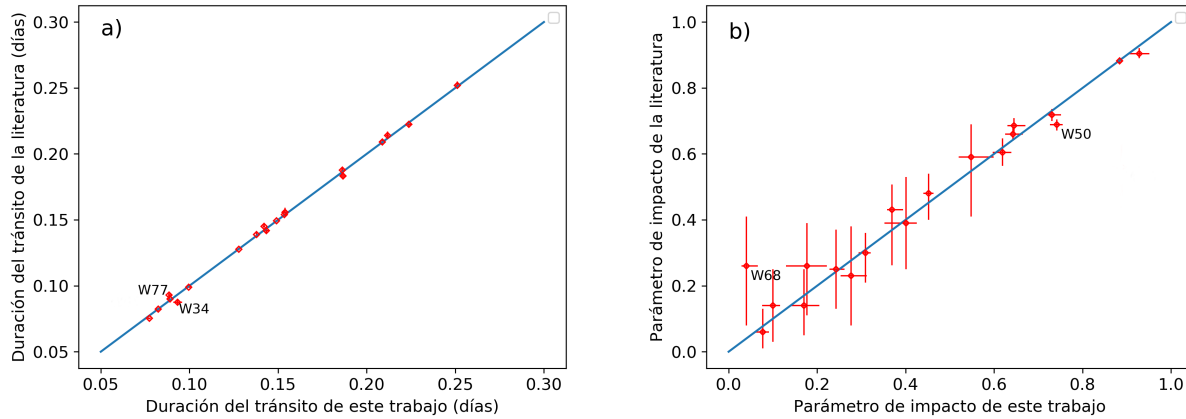


Figura 3.5: a) Comparación de los valores de la duración del tránsito derivados de la literatura y de este trabajo. Las etiquetas sobre la gráfica corresponden a los exoplanetas para los cuales ambos valores no son comparables dentro de los límites de error (3 planetas). b) Comparación de los valores del parámetro de impacto derivados de la literatura y de este trabajo. Las etiquetas sobre la gráfica corresponden a los exoplanetas para los cuales ambos valores no son comparables dentro de los límites de error (3 planetas)

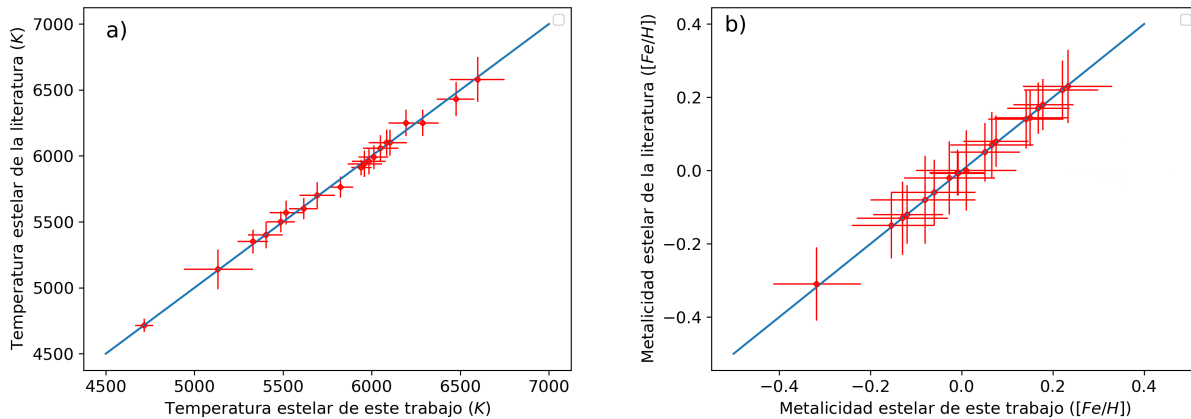


Figura 3.6: a) Comparación de los valores de la temperatura estelar derivados de la literatura y de este trabajo. b) Comparación de los valores de la metalicidad estelar derivados de la literatura y de este trabajo. La etiqueta sobre la gráfica corresponde al exoplaneta para el cual ambos valores no son comparables dentro de los límites de error (1 planeta)

mostrado en la Figura 3.2 (b). Si quitamos a WASP-34 y a WASP-72 y rehacemos los ajustes, se obtienen los coeficientes de correlación de la Tabla 3.3. Con esto vemos que la correlación entre los valores obtenidos en este trabajo y los valores dados en la literatura obtenidos por distintos autores, datos, suposiciones y métodos, son comparables con una concordancia de

Tabla 3.4: Coeficientes de correlación de los parámetros planetarios y estelares

Parámetro	Coeficiente de correlación
Radio planetario	0.787
Masa planetaria	0.990
Periodo	0.990
Cambio en el flujo	0.653
Duración del tránsito	0.992
Parámetro de impacto	0.889
Radio de la estrella	0.962
Masa de la estrella	0.867
Temperatura estelar	0.996
Metalicidad estelar	0.746

más del 86 % en todos los casos.

Tabla 3.5: Coeficientes de correlación de los parámetros planetarios y estelares después de quitar algunos exoplanetas

Parámetro	Coeficiente de correlación
Radio planetario	<b>0.882</b>
Masa planetaria	0.990
Periodo	0.990
Cambio en el flujo	<b>0.957</b>
Duración del tránsito	0.992
Parámetro de impacto	0.889
Radio de la estrella	0.962
Masa de la estrella	0.867
Temperatura estelar	0.996
Metalicidad estelar	<b>0.999</b>

### 3.2. Resultados de la metalicidad contra radio planetario

Enoch y colaboradores (2012) proponen que se pueden clasificar a los gigantes gaseosos en tres tipos basados en su masa: tipo Saturno (entre 0.1 y 0.5  $M_J$ ), tipo Júpiter (entre 0.5 y 2  $M_J$ ) y tipo masivos (2 y 12  $M_J$ ). Tanto para los planetas tipo Saturno como para los tipo masivo encuentran que existe una correlación entre el radio planetario y la metalicidad estelar.

Los exoplanetas tipo Saturno en esta muestra son: WASP-20b, WASP-63b y WASP-69b. En

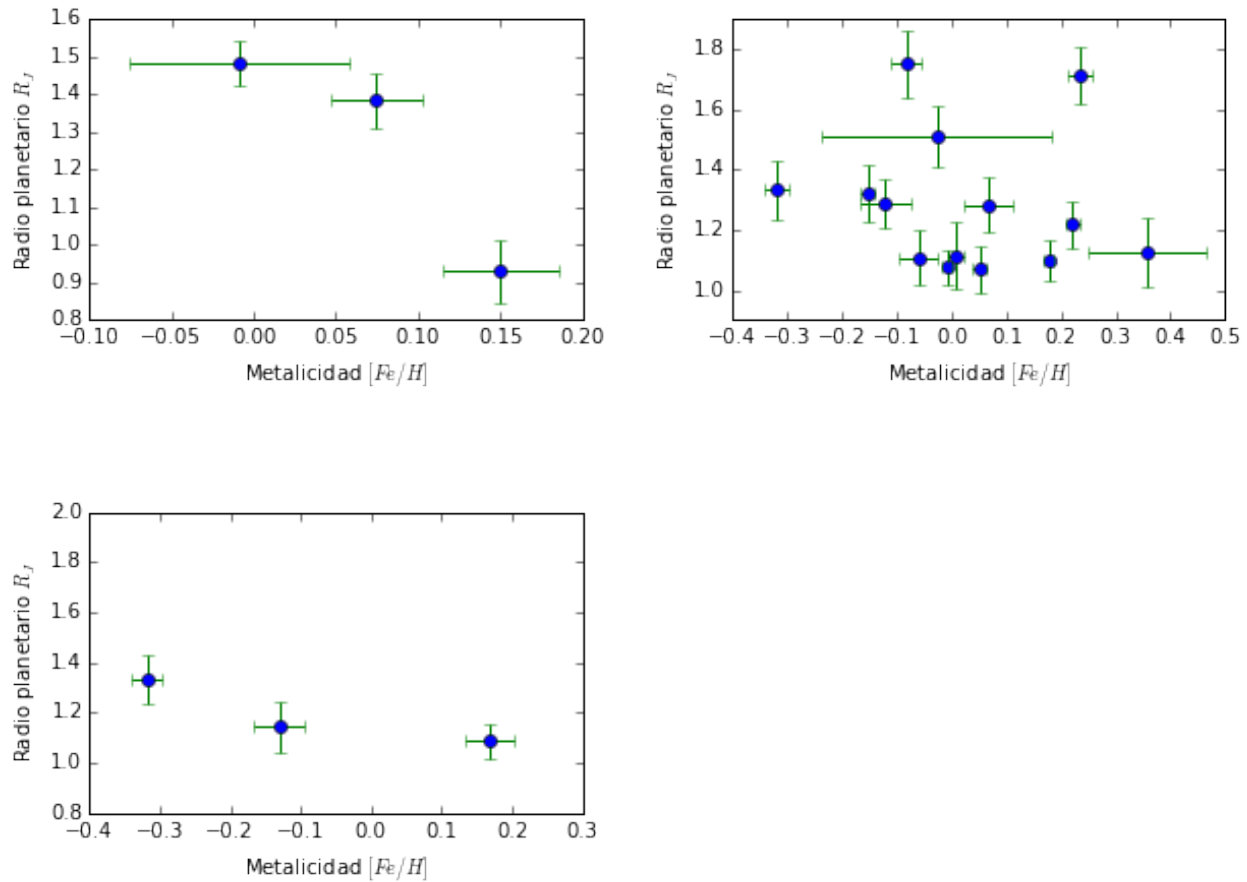


Figura 3.7: Metalicidad estelar contra radio planetario. En el panel superior izquierdo se muestran los resultados para los que se derivaron planetas que tienen masa tipo Saturno con  $r = -0.93$ , en el panel superior derecho se muestran los que son tipo Júpiter con  $r = -0.13$  y en el panel inferior izquierdo se muestran los planetas masivos con  $r = -0.91$ .

la Figura 3.7 se muestra en el panel superior izquierdo la metalicidad estelar contra el radio planetario y también se calcula el coeficiente de correlación de Pearson ( $r$ ) obteniéndose un valor de  $-0.93$ , esto indica que hay una anticorrelación entre estas dos variables.

Los exoplanetas tipo Júpiter que se grafican en la Figura 3.7, en el panel superior derecho presentan un coeficiente de correlación de Pearson de  $-0.13$ , esto quiere decir que para este tipo de exoplanetas estos parámetros no están correlacionados.

Los exoplanetas tipo masivo en esta muestra son: WASP-8b, WASP-32b y WASP-66b. Estos se muestran en la parte inferior de la Figura 3.7, a partir de estos valores se obtuvo un coeficiente de correlación de Pearson de  $-0.91$ , esto indica que para este tipo de planetas

estos dos parámetros también están anticorrelacionados.

### 3.3. Resultados de la estructura planetaria

Una vez que se obtuvieron los valores para la masa y el radio de los exoplanetas, comparamos los valores obtenidos con los modelos de estructura planetaria de Fortney y colaboradores (2007). En estos modelos, podemos elegir varios parámetros: la distancia a la que se encuentra el exoplaneta de su estrella, la edad del planeta y la cantidad en masa de elementos pesados en el núcleo (ver Tabla 2.6).

En la muestra analizada en este trabajo, 14 de 19 exoplanetas tienen una masa tipo Júpiter. En la Figura 3.9 se grafican la masa y el radio de los exoplanetas analizados. La división de colores del fondo de la gráfica sirve para separar los planetas de acuerdo con la clasificación de Enoch y colaboradores (2012): a la izquierda se encuentran los que son tipo Saturno, al centro los que son tipo Júpiter y a la derecha los que son tipo masivo.

En la Figura 3.9 se grafican los valores de masa y radio obtenidos para cada planeta y se comparan con los modelos de estructura planetaria de Fortney y colaboradores (2007) para planetas a 0.045 UA de semieje mayor. Las líneas violetas corresponden a un planeta con una edad de 300 Ma, las azules a un planeta de 1 Ga y las verdes a un planeta de 4.5 Ga. La línea punteada corresponde al modelo de estructura planetaria sin núcleo, la línea discontinua al modelo de estructura planetaria con un núcleo de elementos pesados equivalente a 10 masas terrestres y la línea continua corresponde al modelo de estructura planetaria con un núcleo de elementos pesados equivalente a 25 masas terrestres. De la gráfica de la figura se observa que los modelos dan valores muy cercanos del radio para una masa dada en la región de los planetas masivos, mientras que en la región de los planetas tipo Saturno, los modelos permiten asignar más fácilmente un radio planetario para una masa dada. En la región de planetas tipo Júpiter hay un cambio gradual entre las dos consideraciones anteriores.

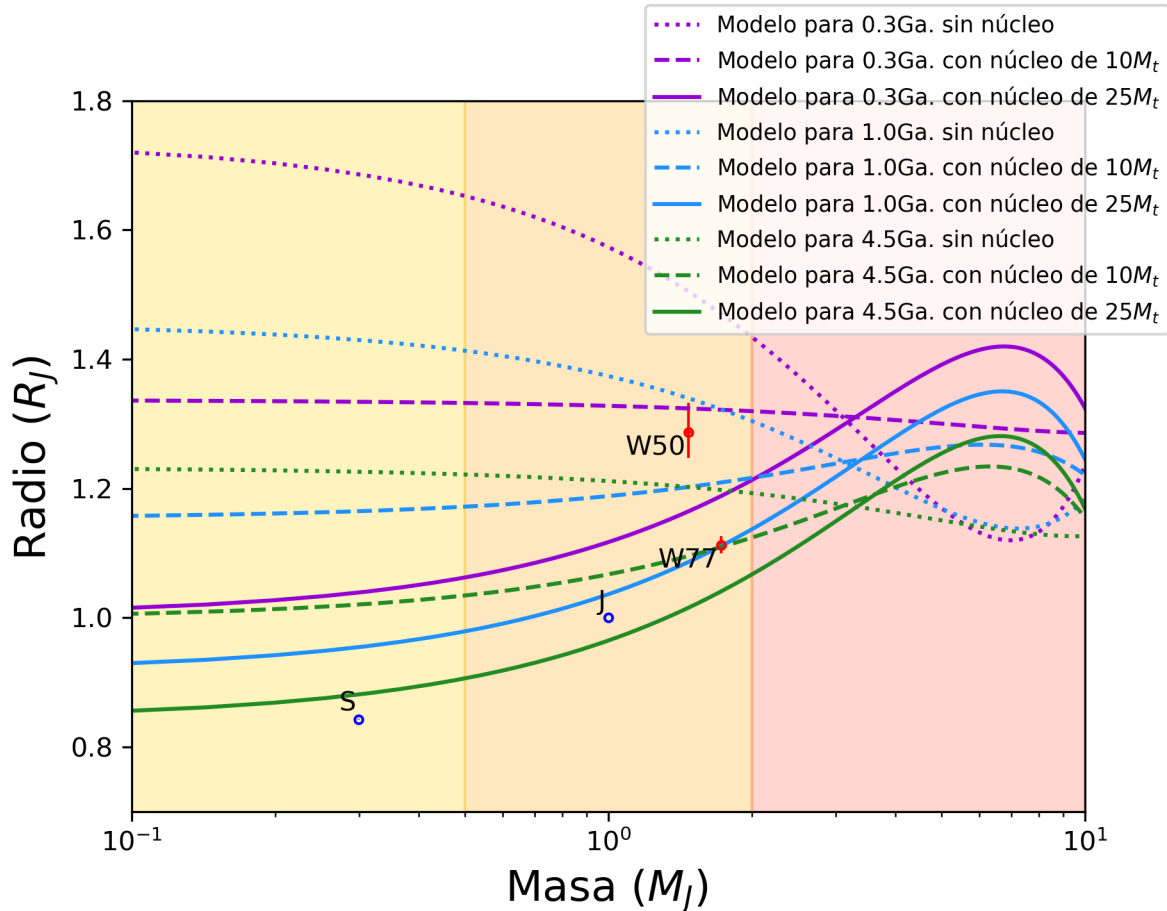


Figura 3.8: Modelos de estructura planetaria de Fortney y colaboradores (2007) para gigantes gaseosos. Las líneas violetas corresponden a un planeta con una edad de 0.3 Ga, las azules a un planeta de 1 Ga y las verdes a un planeta de 4.5 Ga. La línea punteada corresponde al modelo de estructura planetaria sin núcleo, la línea discontinua al modelo de estructura planetaria con núcleo de elementos pesados de 10 masas terrestres, la línea continua corresponde al modelo de estructura planetaria con un núcleo de elementos pesados de 25 masas terrestres. Se encuentran graficados los planetas cercanos a 0.02 UA. Los colores del fondo señalan, de izquierda a derecha, los planetas tipo Saturno, Júpiter y masivos. Los signos "o" en color azul señalan las posiciones de Júpiter ,J y Saturno, S.

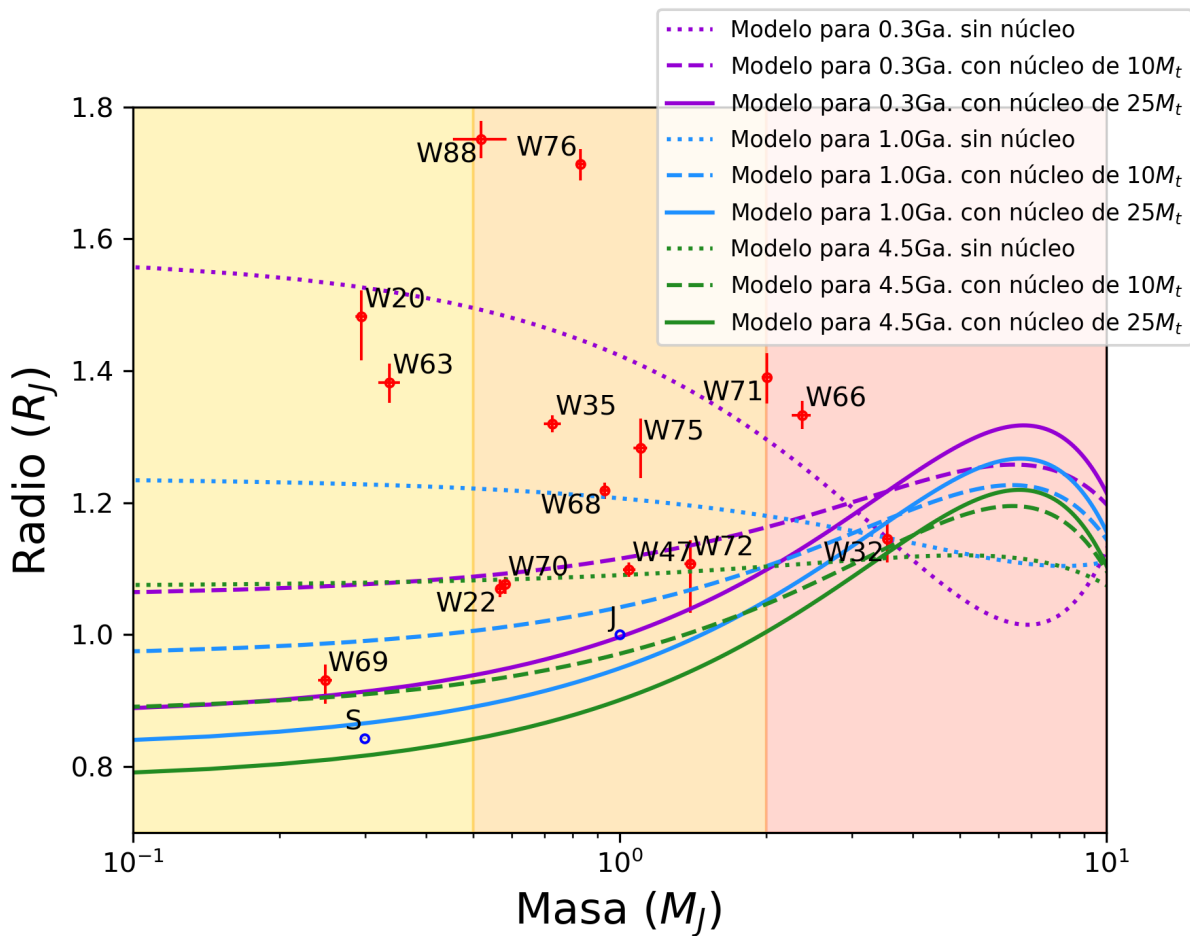


Figura 3.9: Modelos de estructura planetaria de Fortney y colaboradores (2007) para gigantes gaseosos. Los modelos se explican igual que en la Figura 3.3, aunque en esta gráfica se muestran los planetas cercanos a 0.045 UA.

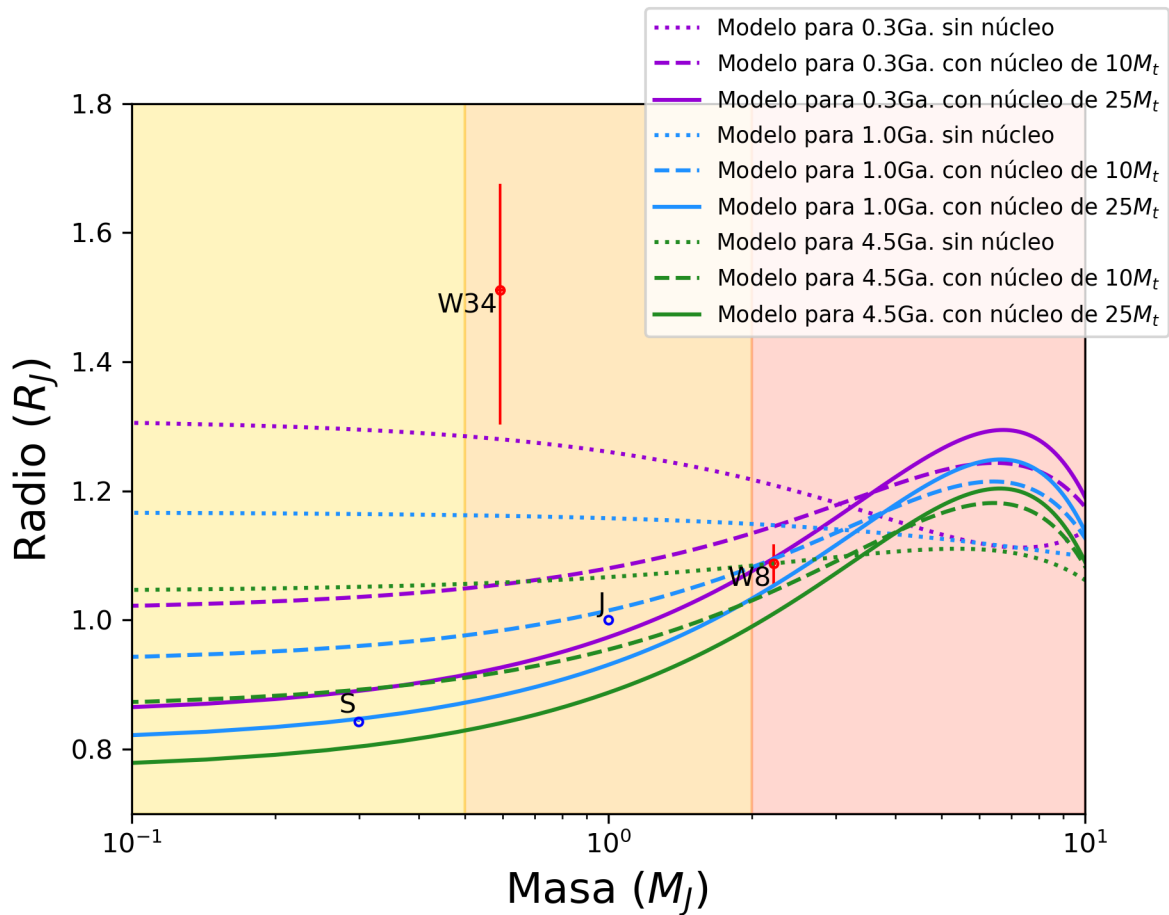


Figura 3.10: Modelos de estructura planetaria de Fortney y colaboradores (2007) para gigantes gaseosos. Los modelos se explican igual que en la Figura 3.3, aunque en esta gráfica se muestran los planetas cercanos a 0.1 UA.

Tabla 3.6: Cantidad de masa en el núcleo dependiendo de la edad para los exoplanetas que no están inflados.

Exoplaneta	Rango de masa	Tamaño del núcleo a 0.3 Ga ( $M_t$ )	Tamaño del núcleo a 1 Ga ( $M_t$ )	Tamaño del núcleo a 4.5 Ga ( $M_t$ )
WASP-20b	Saturno	$M_p \geq 0$	—	—
WASP-63b	Saturno	$0 < M_p < 10$	—	—
WASP-69b	Saturno	$10 < M_p < 25$	$10 < M_p < 25$	$M_p \leq 10$
WASP-22b	Júpiter	$M_p < 10$	$0 < M_p < 10$	$M_p \simeq 0$
WASP-35b	Júpiter	$0 < M_p < 10$	—	—
WASP-47b	Júpiter	$M_p < 10$	$0 < M_p < 10$	$M_p \simeq 0$
WASP-50b	Júpiter	$M_p \geq 10$	—	—
WASP-68b	Júpiter	$0 < M_p < 10$	$M_p \simeq 0$	—
WASP-70b	Júpiter	$M_p < 10$	$0 < M_p < 10$	$M_p \simeq 0$
WASP-72b	Júpiter	$10 \leq M_p \leq 25$	$M_p \simeq 10$	$0 < M_p \leq 10$
WASP-75b	Júpiter	$0 < M_p < 10$	—	—
WASP-77b	Júpiter	$M_p \simeq 25$	$0 < M_p < 10$	$M_p \simeq 0$
WASP-8b	masivo	$M_p \simeq 25$	$10 < M_p < 25$	$0 < M_p < 10$
WASP-32b	masivo	$M_p \simeq 0$	$0 < M_p < 25$	$0 < M_p < 25$



# Capítulo 4

## Discusión

### 4.1. Comparación de parámetros

En los párrafos siguientes discutiremos los casos en los cuales no hubo una comparación favorable entre los parámetros reportados en la literatura con los parámetros calculados en este trabajo (casos no favorables de la Tabla 3.2).

Para WASP-8 el radio del planeta no es consistente con el obtenido por Queloz y colaboradores (2010), los demás parámetros son consistentes (ver Tabla ). Las diferencias en la metodología seguida por Queloz y colaboradores (2010) y este trabajo, consiste en que Queloz y colaboradores (2010) ajustan el efecto Rossiter-McLaughlin siguiendo las ecuaciones de Giménez (2006), y a diferencia de este trabajo no utilizan ni la relación de Torres y colaboradores (2010) ni la de Enoch y colaboradores (2010) para calcular la relación entre la masa y el radio de la estrella. El efecto Rossiter-McLaughlin es una anomalía en la curva de velocidad radial de la estrella debido al tránsito de un planeta. Este efecto es más notorio en el primer y en el último contacto (Triaud,2017).

Para WASP-22 se muestra en la Figura 3.2 (b) que el radio del planeta no es consistente

con el dado por Anderson y colaboradores (2011), los demás parámetros son consistentes. Anderson y colaboradores (2011) utilizan las mismas series de curvas de luz que en este trabajo, pero aquí sólo se utiliza una serie de velocidad radial de HARPS de las dos utilizadas por Anderson et al. (2010) porque solamente se tuvo acceso a los datos de una de esas curvas (además utilizan otra serie de velocidad radial de CORALIE). La diferencia en la metodología seguida por Anderson y colaboradores (2011) y este trabajo es que ajustan el efecto Rossiter-McLaughlin utilizando las ecuaciones de Giménez (2006).

Para WASP-34 se muestra en la Figura 3.2 (b) que el radio del planeta no es consistente con Smalley y colaboradores (2011), en la Figura 3.3 (c) se muestra que el radio de la estrella tampoco es consistente y en el Anexo 3 se muestra que la duración del tránsito tampoco es consistente con la literatura. Las series de curvas de luz y de velocidad radial utilizadas en este trabajo y en el trabajo anteriormente mencionado son las mismas. La diferencia en la metodología con Smalley y colaboradores (2011) es que no utilizan ni la relación de Torres y colaboradores (2010) ni la de Enoch y colaboradores (2010) para calcular la relación entre la masa y el radio de la estrella.

Para WASP-47 se muestra en las Figuras 3.2 (a) y (b) que ni el radio ni la masa del exoplaneta son consistentes con los de Hellier y colaboradores (2009). En el artículo con el que se hace la comparación de los parámetros siguen el mismo procedimiento descrito en este trabajo a excepción de los coeficientes de calibración utilizados por Enoch y colaboradores (2010). Hellier y colaboradores (2009) utilizan los coeficientes utilizados por Southworth (2011) ya que consideran que la muestra seleccionada por Enoch y colaboradores (2010) es pequeña (19 de los 95 sistemas analizados por Torres y colaboradores (2010)). Enoch y colaboradores (2010) utilizan una muestra menor que la de Torres y colaboradores (2010) ya que no todos los sistemas contaban con una medición de la metalicidad. Lo que hace Southworth (2011) para analizar una mayor cantidad de sistemas —90 sistemas— que Enoch y colaboradores (2010) es asignar a todos los objetos que desconocían su metalicidad un valor de metalicidad

total  $[M/H]$  de  $0 \pm 100$ .

Para WASP-50 se muestra en la Figura 3.2 (b) que no es consistente en el radio con el de Gillon y colaboradores (2011), en la Figura 3.3 (a) se muestra que tampoco es consistente con el radio de la estrella. En la Figura 3.4 (b) y 3.5 (b) se muestra que el cambio de flujo y parámetro de impacto, respectivamnete, no son consistentes. Lo que se hace diferente en Gillon y colaboradores (2011) es que modifican el modelo de tránsito de Mandel y Agol (2002) al multiplicar un polinomio de segundo orden con el propósito de representar mejor el ajuste debido a la variabilidad estelar.

Para WASP-69 se muestra en la Figura 3.2 (b) que no es consistente en el radio con el de Anderson y colaboradores (2014), también en la Figura 3.3 (a) se muestra que el radio de la estrella no es consistente y en la Figura 3.4 (b) se muestra que el cambio en el flujo tampoco lo es. En este trabajo se utilizan las mismas series de curvas de luz y de velocidad radial presentadas en el trabajo de Anderson y colaboradores (2014). La diferencia en la metodología es que en vez de la relación de Enoch y colaboradores (2010) o Torres y colaboradores (2010) utilizan la relación de Southworth (2011) para obtener la masa de la estrella (como se menciona para WASP-47). En Anderson y colaboradores (2014) extraen de las curvas de luz una modulación debido a grupos de manchas en la estrella antes de utilizar las series de curvas de luz en el código MCMC.

Para WASP-71 se muestra en la Figura 3.2 (a) que la masa del exoplaneta no es consistente con la de Smith y colaboradores (2013), también en la Figura 3.3 (b) se muestra que la masa de la estrella no es consistente. Las series de datos de velocidad radial y curvas de luz son las mismas que en el artículo mencionado anteriormente. La diferencia en la metodología es que utilizan la relación de Southworth (2011) en vez de la relación de Enoch y colaboradores (2010) y también se modela el efecto Rossiter-Mclaughlin (como se menciona para WASP-47).

Para WASP-72 se muestra en la Figura 3.2 (a) que la masa no es consistente con Gillon y colaboradores (2013). Tanto en este artículo como en este trabajo, se utilizaron las mismas

series de curvas de luz y de velocidad radial. Lo que se hace diferente en Gillon y colaboradores (2013) es que modifican el modelo de tránsito de Mandel y Agol (2002) al multiplicar un polinomio de segundo orden con el propósito de representar mejor el ajuste debido a la variabilidad estelar.

Para WASP-76 se muestra en las Figuras 3.2 (a) y (b) que ni la masa ni el radio del exoplaneta son consistentes con West y colaboradores (2016), también en las Figuras 3.3 (a) y (b) se muestra que ni la masa de la estrella ni el radio de la estrella son consistentes. En la Figura 3.4 (b) se muestra que el cambio de flujo no es consistente. Se utilizan las mismas series de curvas de luz y de velocidad radial para este trabajo y para West y colaboradores (2016). La diferencia en la metodología es que utilizan la relación de Southworth (2011) en vez de la relación de Enoch y colaboradores (2010) para obtener la masa del exoplaneta.

Para WASP-77 se muestra en la Figura 3.2 (b) que el radio del exoplaneta no es consistente con Maxted y colaboradores (2013), también en la Figura 3.3 (a) se muestra que el radio de la estrella no es consistente. En las Figuras 3.5 (a) y 3.4 (b) se muestra que la duración del tránsito y el cambio de flujo tampoco son consistentes. Se utilizan 3 de las 5 series de curvas de luz utilizadas en Maxted et al. (2013) porque sólo se tuvo acceso a esas 3. La diferencia en la metodología es que Maxted y colaboradores (2013) utilizan su propia relación para obtener la masa. Además retiran una modulación periódica debido a actividad magnética de WASP-77 A y a manchas que causan una modulación en WASP-77 B antes de utilizar el código MCMC.

En la sección 3.1 mostramos que si se realizan ajustes lineales entre los parámetros obtenidos por el método propuesto y los parámetros obtenidos de la literatura, se obtienen coeficientes de correlación mayores a 86 % si descartamos algunos exoplanetas cuyos valores difieren mucho por las razones discutidas en esa sección. En particular, para los casos de radio y masa planetaria, los coeficientes de correlación son de 88.2 % y 99 %, respectivamente. Esto indica que los valores obtenidos en este trabajo pueden considerarse razonablemente adecuados para

caracterizar a los planetas de nuestra muestra.

Lo importante de el ejercicio realizado en este trabajo es que vamos a poder contra con una muestra de exoplanetas cuyos radios y masas son determinados con un mismo método, lo que homogeneiza los criterios de comparación y que permitirán alcanzar algunas conclusiones respecto a su estructura interna.

## 4.2. **Metalicidad**

Las gráficas de radio planetario vs. metalicidad de la Figura 3.7 muestran una anticorrelación en los planetas tipo Saturno y tipo masivos tal como lo encontraron Guillot y colaboradores (2006). Esto parece indicar que a mayor metalicidad de la estrella se obtienen planetas con radios menores. Una explicación para esto puede ser la de Guillot y colaboradores (2006) quienes proponen que una mayor metalicidad de la estrella se traduce en núcleos más grandes que a su vez resulta en radios planetarios menores, debido a que la mayor atracción gravitacional del núcleo comprime la capa gaseosa. De la misma manera, nuestros resultados indican que para el caso de los planetas tipo Júpiter no hay una relación entre el radio planetario y la metalicidad de la estrella.

## 4.3. **Estructura planetaria**

Como se vio en la sección 1.4, los modelos de estructura planetaria calculan el radio de un planeta dependiendo de la cantidad de masa que tenga y de su composición. Hay exoplanetas a los que se les mide un radio mayor al esperado por los modelos de estructura planetaria de planetas gigantes compuestos de H y He; a esta diferencia se le conoce como la anomalía del radio (p.ej. Komacek y Youdin 2017; Fischer et al. 2015; Fortney et al. 2009). En la literatura, a los exoplanetas que presentan esta anomalía también se les refiere como exoplanetas inflados

o que son exoplanetas con radio inflado (p.ej. Enoch et al. 2012; Queloz et al. 2010; Baraffe et al. 2010).

Debido a la evolución térmica de los planetas gigantes gaseosos, los jóvenes tienen radios más grandes (Fortney et al. 2009), por eso depende de la edad del exoplaneta que se considere si tiene un radio inflado o no. Como se puede ver en las Figuras (3.8 a 3.10) un 25 % de los exoplanetas de la muestra tiene un radio inflado. Estos son: WASP-34b, WASP-66b, WASP-71b, WASP-76b y WASP-88b. En el rango de masas de Saturno no hay planetas con radio inflado en nuestra muestra.

Tabla 4.1: Edades de las estrellas

Rango de masa	Sistema	Edad de la estrella (Ga)	Referencia
Saturno	WASP-20	$7_{-2}^{+1}$	Anderson et al., 2015
Júpiter	WASP-50	$8.1_{-7}^{+4.5}$	Tregloan-Reed y Southworth, 2013
Júpiter	WASP-69	2	Anderson et al., 2014
Júpiter	WASP-70	$9.5 \pm 0.5$	Anderson et al., 2014
Júpiter	WASP-77	$1_{-0.5}^{+0.3}$	Maxted et al., 2013
Masivo	WASP-8	$4 \pm 1$	Queloz et al., 2010

En la Tabla 4.1 están las edades de las estrellas de nuestra muestra que han podido ser determinadas. De acuerdo a la edad de WASP-50A, su exoplaneta podría no tener un núcleo o tener un núcleo equivalente a 10 masas terrestres si consideramos una edad de 0.3 Ga. Si la estrella tuviera una edad mayor, entonces el exoplaneta sería un planeta con radio inflado. En el caso de WASP-77b, éste tiene un núcleo de unas 25 masas terrestres si consideramos una edad de 1 Ga.

WASP-20b es un planeta inflado. WASP-69b tiene un núcleo entre 10 y 25 masas terrestres y WASP-70b no tiene un núcleo (ver Figura 3.9).

Para el caso de WASP-8b, los modelos de Fortey indican que podría no tener núcleo o bien tener un núcleo de elementos pesados equivalente en masa a 10 masas terrestres (ver Figura 3.10).

WASP-34A podría tener un problema en la determinación del radio como se comentó en

la sección 3.2. Si consideramos el radio dado en la literatura ( $0.93 R_J$ ), WASP-34b podría tener un núcleo de 25 masas terrestres si la estrella tuviera una edad de 0.3 Ga, de entre 10 y 25 masas terrestres si la edad de la estrella fuera de 1 Ga y de 10 masas terrestres si la edad estelar fuera de 4.5 Ga. En todos los casos, es interesante notar que el modelo para este planeta predice que sí tiene un núcleo.

Del resto de exoplanetas para los que no se tienen edades determinadas para su estrella, observamos que, de acuerdo a los modelos de Fortney y colaboradores, WASP-66b, WASP-71b, WASP-76b y WASP-88b serían planetas con radio inflado a menos que su sistema estelar tuviera menos de 0.3 Ga. Esto no se puede saber porque los modelos de Fortney y coautores no están dados para edades menores a 0.3 Ga (Figura 3.9).

WASP-35b, WASP-63b y WASP75b podrían ser infaldos si sus sistemas estelares tienen menos de 1 Ga., pero podrían tener núcleos pequeños si su edad es del orden de 0.3 Ga (Figura 3.9).

WASP-22b se ajusta bien al modelo de un objeto sin núcleo con una edad de 4.5 Ga, aunque también podría correspondet a un objeto con un núcleo de 10 masas terrestres con una edad de 0.3 Ga. Por otro lado, aunque no cae en una curva mostrada para 1 Ga, podría decirse que si tuviera esa edad, el exoplaneta podría tener un núcleo entre 10 y 25 masas terrestres.

Los modelos en la zona de los planetas masivos no tienen mucha resolución, en particular, WASP-32b podría ajustarse a cualquiera de las curvas excepto a las curvas para 0.3 Ga, para 10 y 25 masas terrestres (Figura 3.10).

WASP-47b se ajusta bien a la curva para 4.5 Ga sin núcleo, también podría ajustarse al modelo para 0.3 Ga con un núcleo de 10 masas terrestres o a un modelo no mostrado para 1 Ga con un núcleo entre 0 y 10 masas terrestres. Consideraciones muy similares podrían decirse de WASP-72b (Figura 3.10).

WASP-68b se ajusta bastante bien al modelo de 1 Ga sin núcleo, pero también podría ajus-

tarse a un modelo para 0.3 Ga con un núcleo entre 0 y 10 masas terrestres.

El exoplaneta que más se parece a Saturno es WASP-69b, ya que en el rango de masa de Saturno, WASP-69b tiene un núcleo con 10 masas terrestres. Mientras que el exoplaneta que más se parece a Júpiter depende más de la edad: si consideramos los modelos de estructura planetaria para 1 Ga., WASP-22b, WASP-47b, WASP-70b y WASP-77b se encuentran entre los modelos de estructura planetaria entre 0 y 10 masas terrestres en el núcleo y eso puede coincidir con el rango de masa posible para Júpiter. Si consideramos los modelos de estructura planetaria para 4.5 Ga, entonces WASP-72b coincide con el modelo de estructura planetaria para 10 masas terrestres y esto coincide con el rango de masa posible para el núcleo de Júpiter.

A diferencia de los planetas gigantes del Sistema Solar, los exoplanetas con radio inflado se encuentran muy cercanos a su estrella y esta cercanía podría ser la consecuencia del gran tamaño de su radio. Se conocen tres posibles explicaciones a que los modelos de estructura planetaria no puedan predecir el radio observado, estas son: mecanismos de fuerza de marea, microfísica en los exoplanetas gigantes cercanos a su estrella y mecanismos provocados por la irradiación de su estrella (Komacek y Youdin 2017).

Para que se forme un gigante gaseoso se espera que a partir de un núcleo rocoso se acrete una gran envoltente gaseosa, este proceso tiene que comenzar lejos de la estrella (sección 1.4). Dependiendo de la temperatura interna del exoplaneta, se pueden disolver parcial o totalmente los elementos pesados del núcleo en la envoltente gaseosa. Tanto Júpiter como Saturno tienen elementos pesados disueltos en su envoltente gaseosa, estos planetas conservan su núcleo aunque los modelos de estructura varían en la cantidad de masa que lo forma.



# Capítulo 5

## Conclusiones

Lo que se hizo en este trabajo fue obtener de la literatura las series de curvas de luz y de velocidad radial de una muestra de exoplanetas como se describe en la sección 2.1. Con el código MCMC descrito en la sección 2.2 se utilizaron las curvas de luz y de velocidad radial para medir la masa y el radio de los exoplanetas. Se compararon el radio planetario con la metalicidad estelar como se muestra en la sección 3.2 y se compararon la masa y el radio con diferentes modelos de estructura planetaria como se describe en la sección 3.3.

En lo que se refiere a la comparación de masas y radios planetarios, se obtuvo que 4 de 19 exoplanetas no fueron consistentes en masa y 7 de 19 no fueron consistentes en el radio. En la mayoría de los casos en los que no fueron consistentes los resultados de la literatura con este trabajo, la diferencia podría deberse a que los autores consideraron la variabilidad en la estrella, factor que no se consideró aquí. En primera aproximación, el método propuesto es un buen método para determinar parámetros estelares y planetarios, pues, en general, los valores obtenidos se correlacionan con los dados en la literatura en más de un 86 % y, en el caso de la masa y el radio en 99 % y 88 %, respectivamente.

Nuestros resultados evidencian que la metalicidad estelar afecta el radio de los exoplanetas tipo Saturno y tipo masivo pero no afecta a los tipo Júpiter. Que esta tendencia no se observe

para los exoplanetas tipo Júpiter puede deberse a que hay procesos que afectan más el radio en este intervalo de masa  $[0.5 - 2)M_J$  que la metalicidad estelar. La tendencia observada en los exoplanetas tipo Saturno y masivos puede deberse a que si el sistema planetario tiene mayor metalicidad se producen núcleos más grandes y por tanto radios planetarios menores (Guillot et al. 2006).

La obtención de la estructura interna de un planeta depende fuertemente de la edad del sistema. De los 19 exoplanetas estudiados, sólo 6 tienen edades determinadas para sus estrellas y sólo de ellos se puede tener una idea más aproximada de sus interiores de acuerdo a los modelos de Fortney y colaboradores: WASP-20b es un planeta inflado, WAP-8b y WASP-50b tienen un núcleo mayor que cero pero menor que 10 masas terrestres. WASP-69b tiene un núcleo entre 10 y 25 masas terrestres (lo que lo hace muy similar a Saturno); WASP-70b no tiene núcleo y WASP-77b podría tener un núcleo de alrededor de 25 masas terrestres.

Como conclusión final, podemos decir que para poder entender mejor el interior de los exoplanetas es necesario aumentar la muestra y determinar la metalicidad y la temperatura de las estrellas.

# Bibliografía

- Anderson, D. R., Collier Cameron, A., Gillon, M., et al. 2011, *Astronomy & Astrophysics*, 534, A16, doi: 10.1051/0004-6361/201117597
- . 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 422, 1988, doi: 10.1111/j.1365-2966.2012.20635.x
- Anderson, D. R., Collier Cameron, A., Delrez, L., et al. 2014, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 445, 1114, doi: 10.1093/mnras/stu1737
- Anderson, D. R., Collier Cameron, A., Hellier, C., et al. 2015, *Astronomy & Astrophysics*, 575, A61, doi: 10.1051/0004-6361/201423591
- Armitage, P. J. 2010, *Astrophysics of Planet Formation*
- Boss, A. P. 1995, *Science*, 267, 360, doi: 10.1126/science.267.5196.360
- Brown, D. J. A., Collier Cameron, A., Díaz, R. F., et al. 2012, *The Astrophysical Journal*, 760, 139, doi: 10.1088/0004-637X/760/2/139
- Carroll, B. W., & Ostlie, D. A. 2006, *An introduction to modern astrophysics and cosmology*
- Charbonneau, D., Brown, T. M., Latham, D. W., & Mayor, M. 2000, *The Astrophysical Journal*, 529, L45, doi: 10.1086/312457
- Claret, A. 2000, *Astronomy & Astrophysics*, 363, 1081

- Collier Cameron, A., Wilson, D. M., West, R. G., et al. 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 380, 1230, doi: 10.1111/j.1365-2966.2007.12195.x
- Delrez, L., Van Grootel, V., Anderson, D. R., et al. 2014, *Astronomy & Astrophysics*, 563, A143, doi: 10.1051/0004-6361/201323204
- Douce, A. 2011, *Thermodynamics of the Earth and Planets* (Cambridge University Press)
- Eastman, J., Siverd, R., & Gaudi, B. S. 2010, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 122, 935, doi: 10.1086/655938
- Enoch, B., Collier Cameron, A., Parley, N. R., & Hebb, L. 2010, *Astronomy & Astrophysics*, 516, A33, doi: 10.1051/0004-6361/201014326
- Enoch, B., Anderson, D. R., Barros, S. C. C., et al. 2011, *The Astronomical Journal*, 142, 86, doi: 10.1088/0004-6256/142/3/86
- Faedi, F., Gómez Maqueo Chew, Y., Pollacco, D., et al. 2016, ArXiv e-prints. <https://arxiv.org/abs/1608.04225>
- Fischer, D. A., Howard, A. W., Laughlin, G. P., et al. 2014, *Protostars and Planets VI*, 715, doi: 10.2458/azu\_uapress\_9780816531240-ch031
- Fortney, J. J., Marley, M. S., & Barnes, J. W. 2007, *The Astrophysical Journal*, 659, 1661, doi: 10.1086/512120
- Gillon, M., Doyle, A. P., Lendl, M., et al. 2011, *Astronomy & Astrophysics*, 533, A88, doi: 10.1051/0004-6361/201117198
- Gillon, M., Anderson, D. R., Collier-Cameron, A., et al. 2013, *Astronomy & Astrophysics*, 552, A82, doi: 10.1051/0004-6361/201220561
- Gómez Maqueo Chew, Y., Faedi, F., Cargile, P., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 768, 79, doi: 10.1088/0004-637X/768/1/79

- Guillot, T., Santos, N. C., Pont, F., et al. 2006, *Astronomy & Astrophysics*, 453, L21, doi: 10.1051/0004-6361:20065476
- Haswell, C. A. 2010, *Transiting Exoplanets* (Cambridge University Press)
- Hellier, C., Anderson, D. R., Collier Cameron, A., et al. 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 426, 739, doi: 10.1111/j.1365-2966.2012.21780.x
- Karttunen, H., Krüger, P., Oja, H., Poutanen, M., & Donner, K. J., eds. 2007, *Fundamental Astronomy*
- Kutner, M. L. 2003, *Astronomy: A Physical Perspective*, 600
- Liu, C., Yao, Z., Li, H., & Wang, H. 2018, *New Astronomy*, 58, 72, doi: 10.1016/j.newast.2017.07.009
- Lozovsky, M., Helled, R., Rosenberg, E. D., & Bodenheimer, P. 2017, *The Astrophysical Journal*, 836, 227, doi: 10.3847/1538-4357/836/2/227
- Lucy, L. B., & Sweeney, M. A. 1971, *The Astronomical Journal*, 76, 544, doi: 10.1086/111159
- Mandel, K., & Agol, E. 2002, *The Astrophysical Journal*, 580, L171, doi: 10.1086/345520
- Maxted, P. F. L., Anderson, D. R., Collier Cameron, A., et al. 2013, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 125, 48, doi: 10.1086/669231
- Miguel, Y., & Brunini, A. 2008, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 392, 391
- Mizuno, H., Nakazawa, K., & Hayashi, C. 1978, *Progress of Theoretical Physics*, 60, 699, doi: 10.1143/PTP.60.699
- Perryman, M. 2011, *The Exoplanet Handbook*
- Pollacco, D., Skillen, I., Collier Cameron, A., et al. 2008, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 385, 1576, doi: 10.1111/j.1365-2966.2008.12939.x

- Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., et al. 1996, *Icarus*, 124, 62, doi: 10.1006/icar.1996.0190
- Queloz, D., Anderson, D. R., Collier Cameron, A., et al. 2010, *Astronomy & Astrophysics*, 517, L1, doi: 10.1051/0004-6361/201014768
- Rice, W. K. M., & Armitage, P. J. 2003, *The Astrophysical Journal*, 598, L55, doi: 10.1086/380390
- Saumon, D., Hubbard, W. B., Burrows, A., et al. 1996, , 460, 993, doi: 10.1086/177027
- Schneider, J., Dedieu, C., Le Sidaner, P., Savalle, R., & Zolotukhin, I. 2011, *Astronomy & Astrophysics*, 532, A79, doi: 10.1051/0004-6361/201116713
- Seager, S., & Mallén-Ornelas, G. 2003, *The Astrophysical Journal*, 585, 1038, doi: 10.1086/346105
- Smalley, B., Anderson, D. R., Collier Cameron, A., et al. 2011, *Astronomy & Astrophysics*, 526, A130, doi: 10.1051/0004-6361/201015992
- Smalley, B., Anderson, D. R., Collier-Cameron, A., et al. 2012, *Astronomy & Astrophysics*, 547, A61, doi: 10.1051/0004-6361/201219731
- Smith, A. M. S., Anderson, D. R., Bouchy, F., et al. 2013, *Astronomy & Astrophysics*, 552, A120, doi: 10.1051/0004-6361/201220727
- Southworth, J. 2017, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 129, 024401, doi: 10.1088/1538-3873/129/972/024401
- Stevens, D. J., Collins, K. A., Gaudi, B. S., et al. 2017, *The Astronomical Journal*, 153, 178, doi: 10.3847/1538-3881/aa5ffb
- Stevenson, D. J. 1982, *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, 10, 257, doi: 10.1146/annurev.ea.10.050182.001353

- Torres, G., Andersen, J., & Giménez, A. 2010, *Astronomy & Astrophysics*, 18, 67, doi: 10.1007/s00159-009-0025-1
- Tregloan-Reed, J., & Southworth, J. 2013, , 431, 966, doi: 10.1093/mnras/stt227
- Trilling, D. E., Benz, W., Guillot, T., et al. 1998, *The Astrophysical Journal*, 500, 428, doi: 10.1086/305711
- Wahl, S. M., Hubbard, W. B., Militzer, B., et al. 2017, *Geophysical Research Letters*, 44, 4649, doi: 10.1002/2017GL073160
- West, R. G., Hellier, C., Almenara, J.-M., et al. 2016, *Astronomy & Astrophysics*, 585, A126, doi: 10.1051/0004-6361/201527276

# Anexos



# Anexo 1

## Muestra de exoplanetas

Nombre del exoplaneta	Tipo de serie de datos	Instrumento	Número de puntos	Filtro
WASP-8b	Curva de luz	Euler	283	Gunn-r
	Velocidad Radial	CORALIE	48	
	Velocidad Radial	HARPS	82	
WASP-20b	Curva de luz	FTN	108	z
	Curva de luz	FTN	70	z
	Curva de luz	Euler	178	Gunn-r
	Curva de luz	Euler	156	Gunn-r
	Curva de luz	Euler	201	Gunn-r
	Velocidad Radial	CORALIE	51	
	Velocidad Radial	HARPS	18	
WASP-22b	Curva de luz	TRAPPIST	344	I+z
	Curva de luz	TRAPPIST	569	I+z
	Curva de luz	Euler	187	Gunn-r
	Velocidad Radial	HARPS	11	

Nombre del exoplaneta	Tipo de serie de datos	Instrumento	Número de puntos	Filtro
WASP-32b	Curva de luz	FTN	187	z
	Curva de luz	FTN	200	z
	Curva de luz	FTN	162	z
	Curva de luz	TRAPPIST	702	I+z
	Curva de luz	TRAPPIST	375	I+z
	Velocidad Radial	HARPS	15	
	Velocidad Radial	CORALIE	36	
WASP-34b	Curva de luz	Euler	114	Gunn-r
	Curva de luz	Euler	147	Gunn-r
	Velocidad Radial	CORALIE	24	
WASP-35b	Curva de luz	RISE	631	V+R
	Curva de luz	TRAPPIST	742	I+z
	Curva de luz	TRAPPIST	300	I+z
	Curva de luz	FTS	205	z
	Velocidad Radial	CORALIE	12	
	Velocidad Radial	CORALIE	12	
WASP-47b	Curva de luz	Euler	253	Gunn-r
	Velocidad Radial	CORALIE	19	
WASP-50b	Curva de luz	Euler	922	Gunn-r
	Curva de luz	TRAPPIST	424	I+z
	Velocidad Radial	CORALIE	15	

---

Nombre del exoplaneta	Tipo de serie de datos	Instrumento	Número de puntos	Filtro
WASP-63b	Curva de luz	Euler	386	Gunn-r
	Curva de luz	Euler	300	Gunn-r
	Curva de luz	TRAPPIST	938	z
	Curva de luz	TRAPPIST	636	z
	Velocidad Radial	CORALIE	23	
WASP-66b	Curva de luz	Euler	231	Gunn-r
	Curva de luz	TRAPPIST	856	I+z
	Curva de luz	TRAPPIST	494	I+z
	Curva de luz	TRAPPIST	1132	BB
	Velocidad Radial	CORALIE	30	
WASP-68b	Curva de luz	Euler	412	Gunn-r
	Curva de luz	Euler	333	Gunn-r
	Curva de luz	TRAPPIST	1139	I+z
	Curva de luz	TRAPPIST	1181	I+z
	Curva de luz	TRAPPIST	1357	I+z
	Velocidad Radial	CORALIE	43	
WASP-69b	Curva de luz	Euler	367	Gunn-r
	Curva de luz	TRAPPIST	873	z
	Velocidad Radial	CORALIE	22	
WASP-70b	Curva de luz	Euler	466	Gunn-r
	Curva de luz	TRAPPIST	1334	I+z
	Curva de luz	Euler	466	Gunn-r
	Velocidad Radial	CORALIE	21	
	Velocidad Radial	HARPS	5	

---

Nombre del exoplaneta	Tipo de serie de datos	Instrumento	Número de puntos	Filtro
WASP-71b	Curva de luz	TRAPPIST	838	z
	Curva de luz	TRAPPIST	805	z
	Velocidad Radial	SOPHIE	9	
	Velocidad Radial	CORALIE	29	
WASP-72b	Curva de luz	TRAPPIST	2042	BB
	Curva de luz	Euler	296	Gunn-r
	Curva de luz	Euler	217	Gunn-r
	Curva de luz	TRAPPIST	707	I+z
	Curva de luz	TRAPPIST	892	I+z
	Curva de luz	TRAPPIST	1344	I+z
	Curva de luz	TRAPPIST	1197	I+z
	Velocidad Radial	CORALIE	18	
WASP-75b	Curva de luz	TRAPPIST	505	I+z
	Curva de luz	TRAPPIST	350	I+z
	Curva de luz	Euler	134	Gunn-r
	Velocidad Radial	CORALIE	15	
WASP-76b	Curva de luz	TRAPPIST	1312	I
	Curva de luz	TRAPPIST	781	I
	Curva de luz	Euler	367	Gunn-r
	Curva de luz	TRAPPIST	576	I
	Curva de luz	TRAPPIST	1096	I
	Velocidad Radial	SOPHIE	8	
	Velocidad Radial	CORALIE	9	

---

Nombre del exoplaneta	Tipo de serie de datos	Instrumento	Número de puntos	Filtro
WASP-77b	Curva de luz	TRAPPIST	795	z
	Curva de luz	TRAPPIST	5213	z
	Curva de luz	TRAPPIST	3239	z
	Velocidad Radial	CORALIE	11	
	Velocidad Radial	HARPS	8	
WASP-79b	Curva de luz	TRAPPIST	244	z
	Velocidad Radial	CORALIE	22	
WASP-88b	Curva de luz	TRAPPIST	867	I+z
	Curva de luz	TRAPPIST	838	I+z
	Curva de luz	Euler	95	Gunn-r
	Curva de luz	Euler	246	Gunn-r
	Curva de luz	Euler	317	Gunn-r
	Velocidad Radial	CORALIE	23	

---

## Anexo 2

### Curvas de luz y de velocidad radial

Las curvas restantes en este anexo tienen la misma explicación que la de las Figuras 2.1 y 2.2. Lo que cambia es las suposiciones bajo la que se realizó el mejor ajuste.

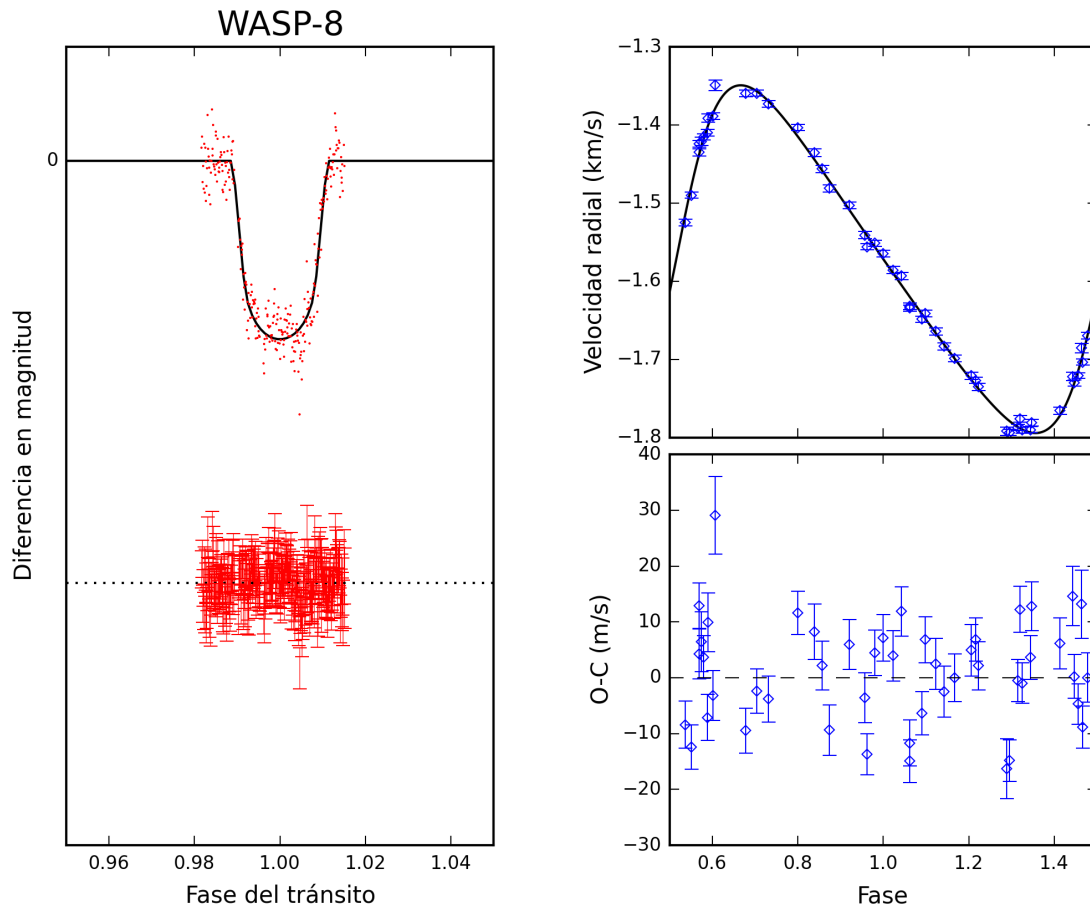


Figura 2.1: Curvas de luz y de velocidad radial. La parte superior izquierda de la figura muestra la curva de luz ajustada (línea continua) y los puntos observados. La parte inferior izquierda muestra la diferencia entre el modelo y las observaciones. La parte superior derecha es el ajuste a la curva de velocidad radial. Finalmente, la parte inferior derecha es la diferencia entre las observaciones y la curva ajustada (O-C). Se supone que: Su órbita no es circular, tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la restricción a la secuencia principal

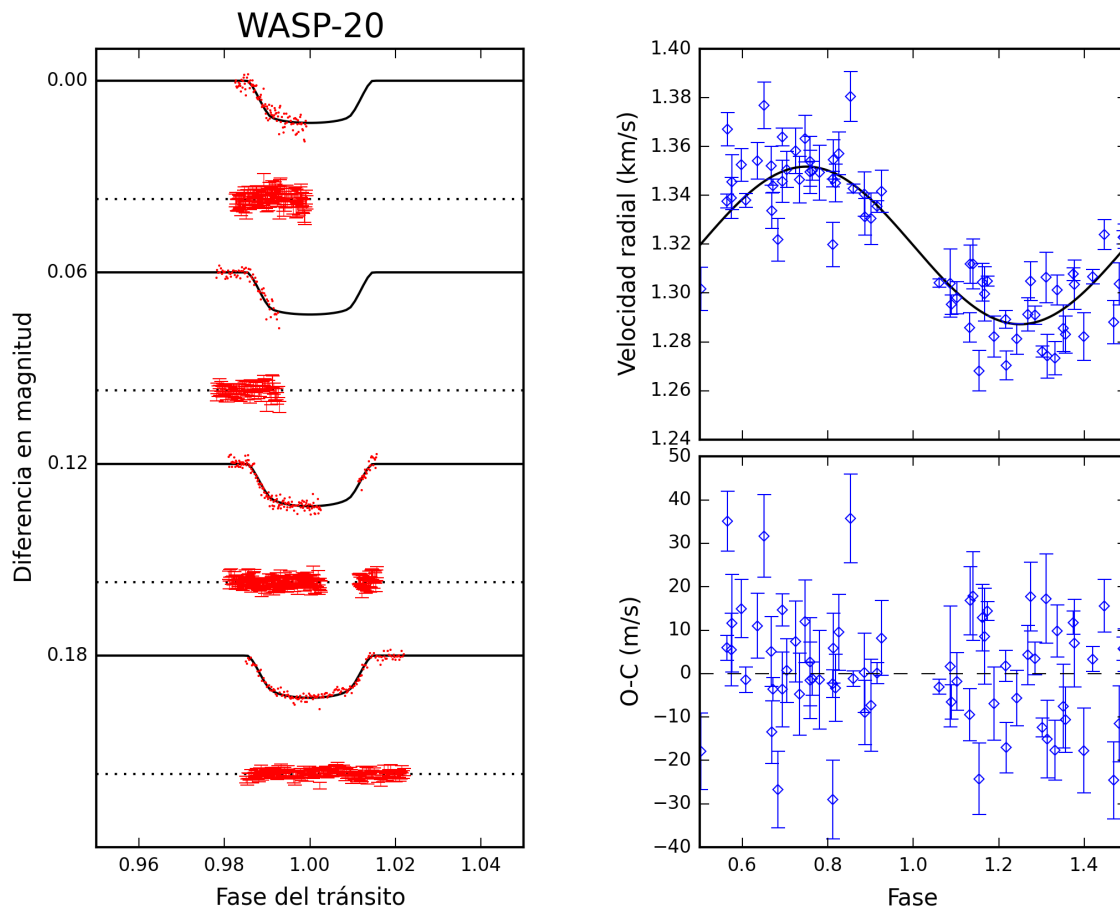


Figura 2.2: Curvas de luz y de velocidad radial. La descripción de las curvas de la izquierda es similar a la de la Figura 2.1, sólo que en este caso se tenían datos para ajustar 4 curvas de luz. Se supone que: Su órbita es circular, tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la restricción a la secuencia principal



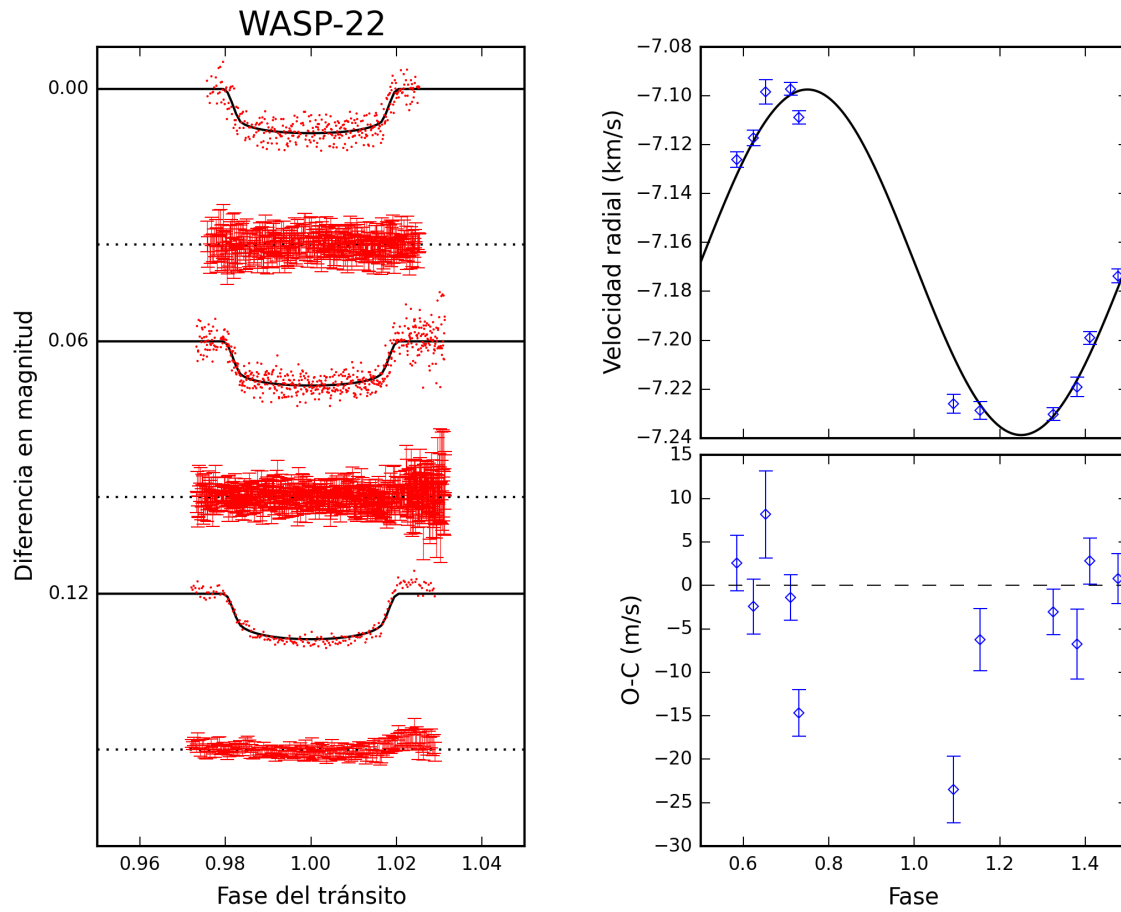


Figura 2.3: Curvas de luz y de velocidad radial. Se supone que: Su órbita es circular, tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la constricción a la secuencia principal

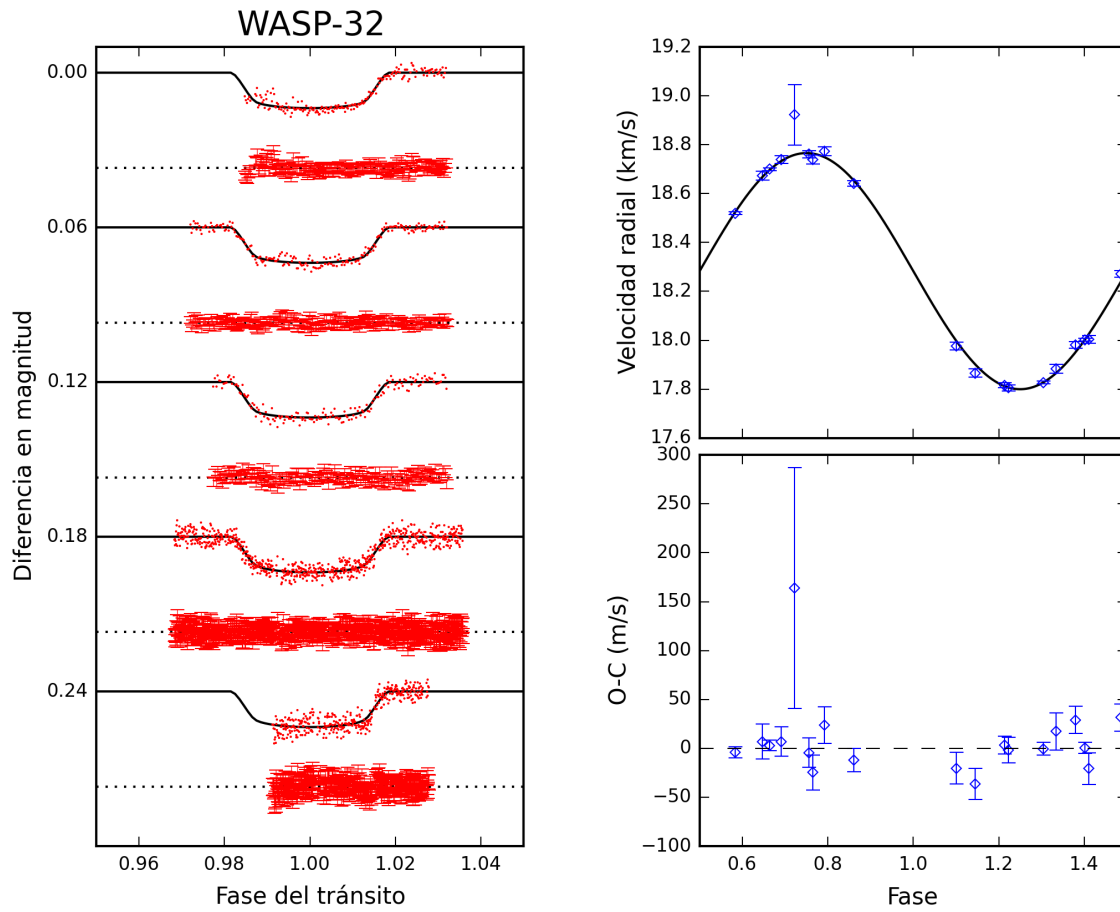


Figura 2.4: Curvas de luz y de velocidad radial. Se supone que: Su órbita es circular, no tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la constricción a la secuencia principal

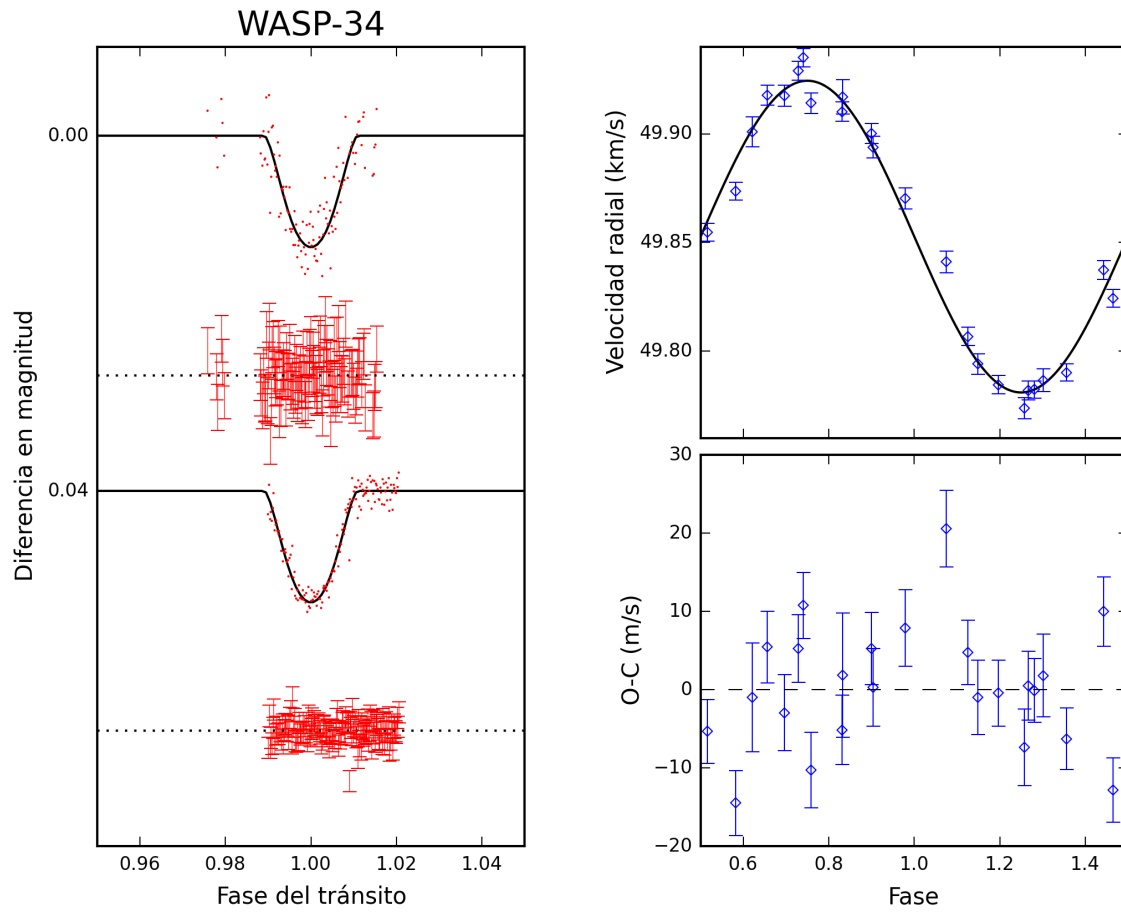


Figura 2.5: Curvas de luz y de velocidad radial. Se supone que: Su órbita es circular, tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la constrictión a la secuencia principal

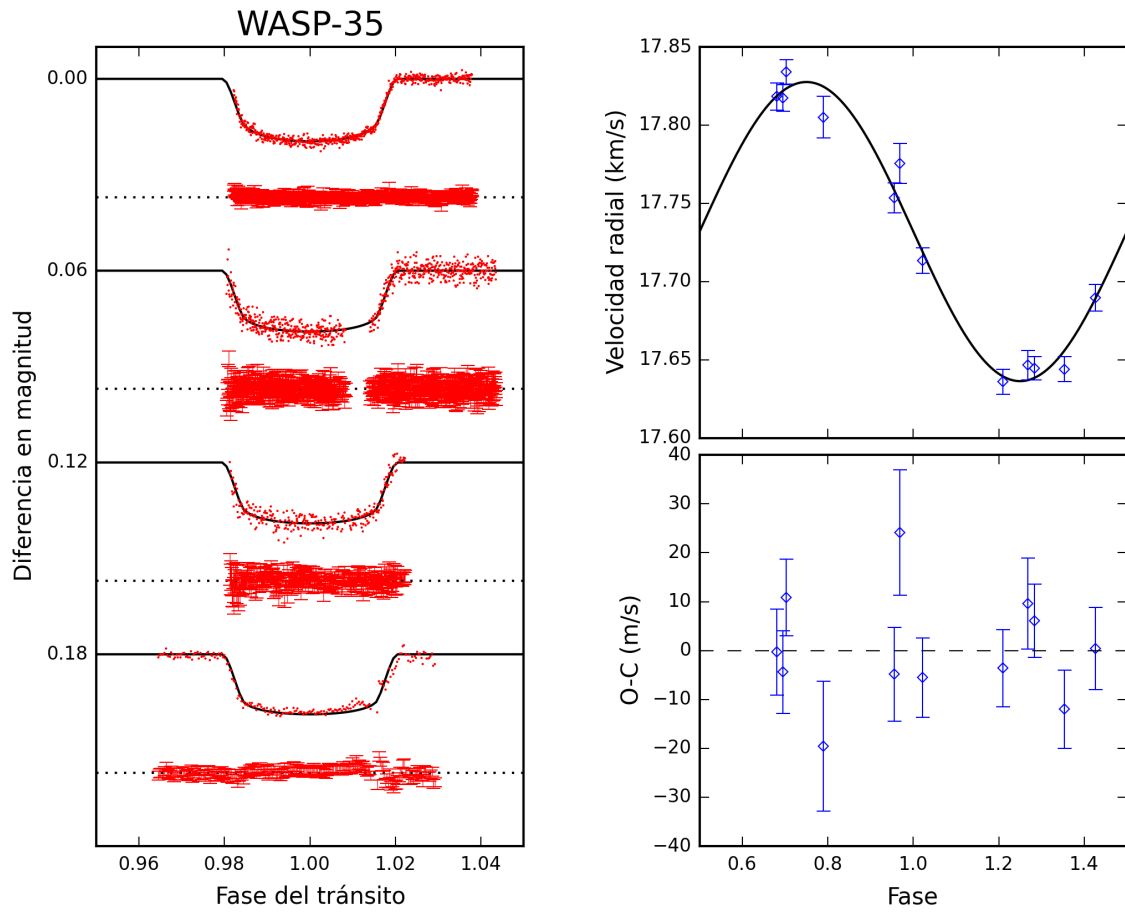


Figura 2.6: Curvas de luz y de velocidad radial. Se supone que: Su órbita es circular, no tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la constrictión a la secuencia principal

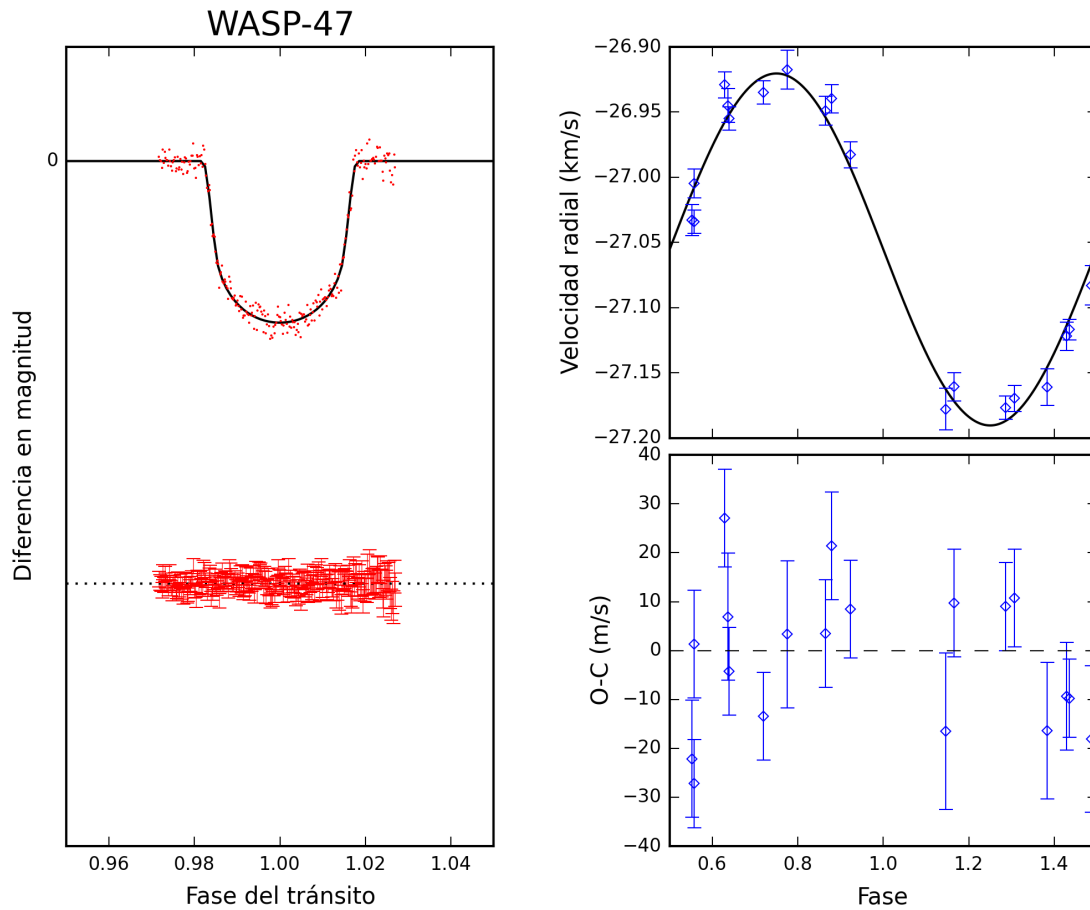


Figura 2.7: Curvas de luz y de velocidad radial. Se supone que: Su órbita es circular, tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la restricción a la secuencia principal

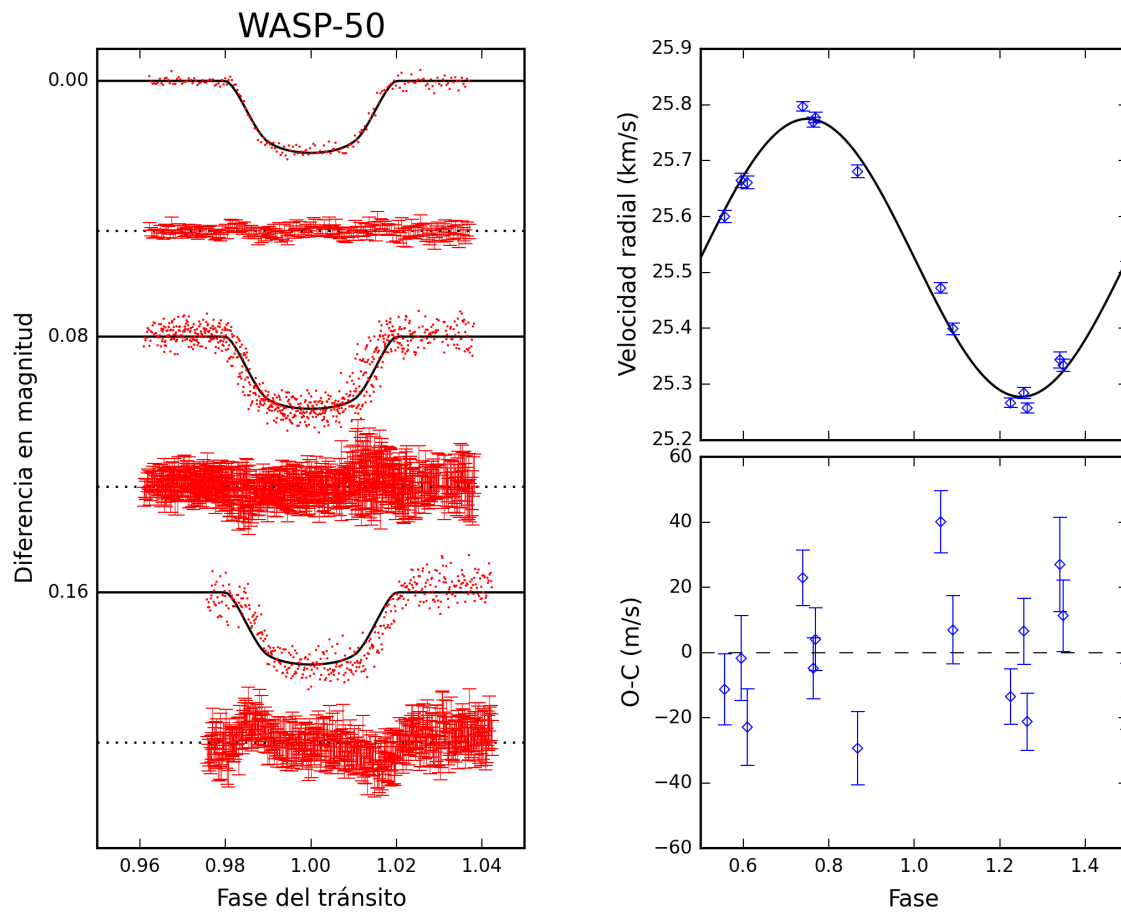


Figura 2.8: Curvas de luz y de velocidad radial. Se supone que: Su órbita es circular, tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la restricción a la secuencia principal

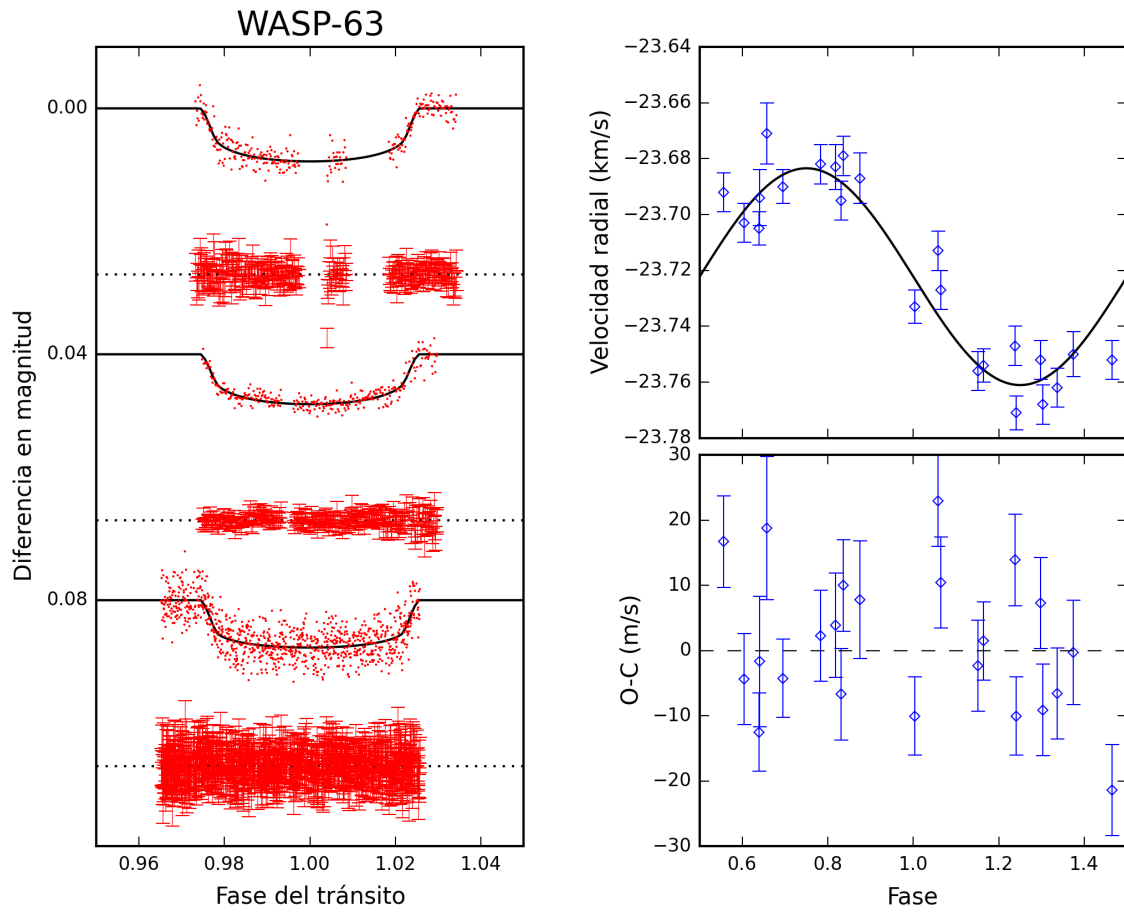


Figura 2.9: Curvas de luz y de velocidad radial. Se supone que: Su órbita es circular, no tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la constricción a la secuencia principal

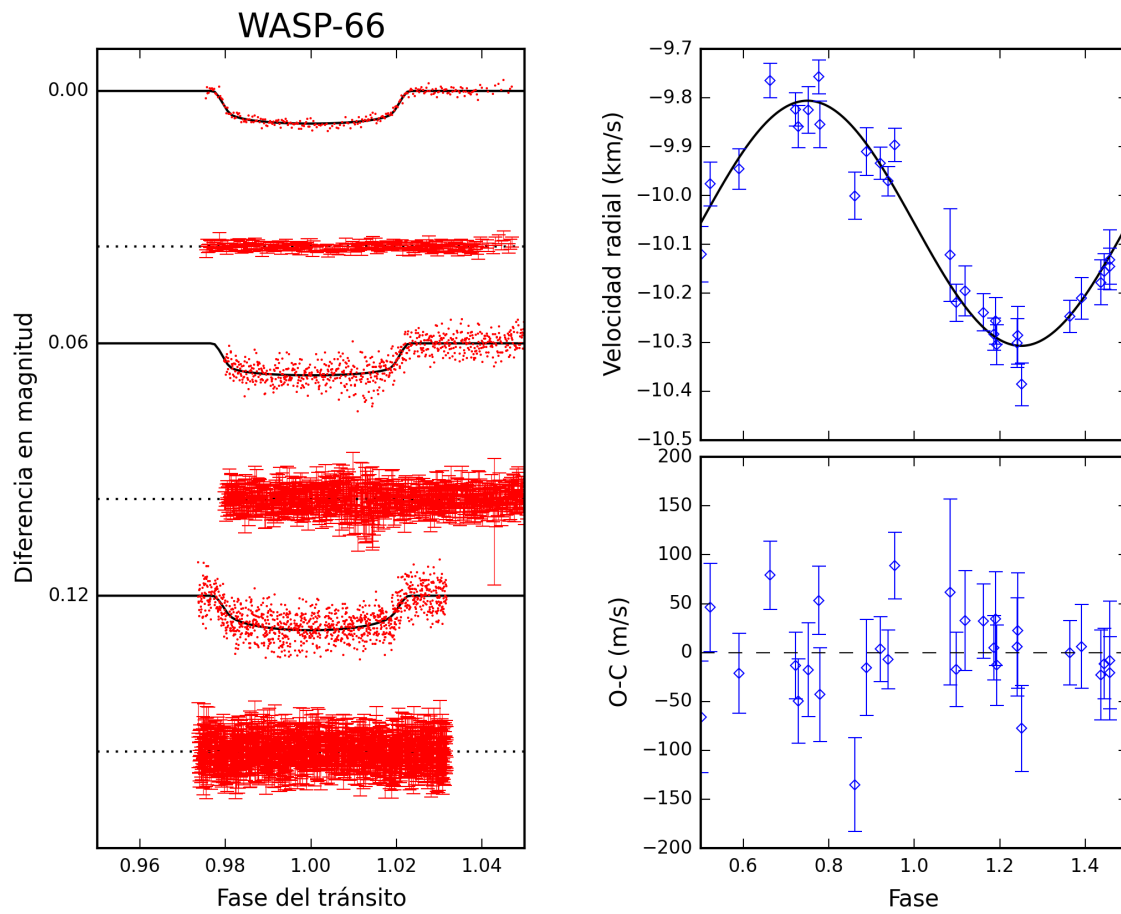


Figura 2.10: Curvas de luz y de velocidad radial. Se supone que: Su órbita es circular, tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la constricción a la secuencia principal



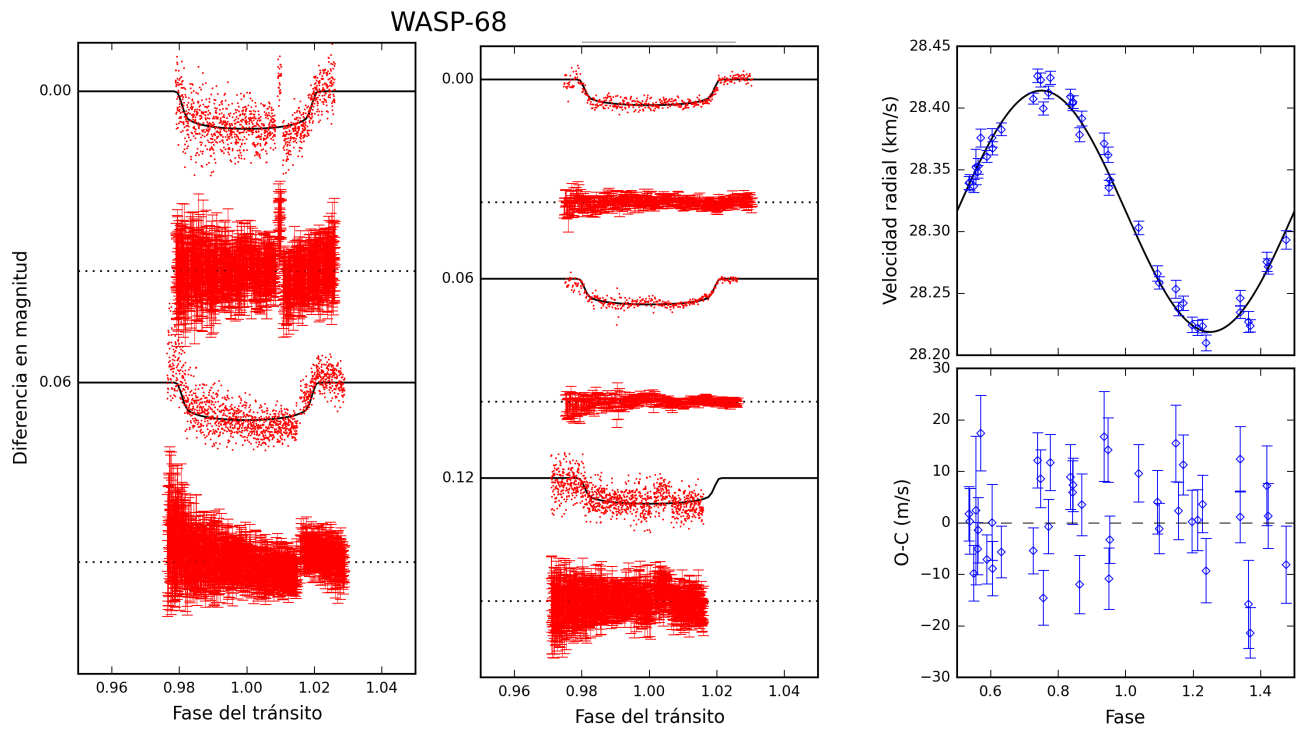


Figura 2.11: Curvas de luz y de velocidad radial. Se supone que: Su órbita es circular, tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la constrictión a la secuencia principal

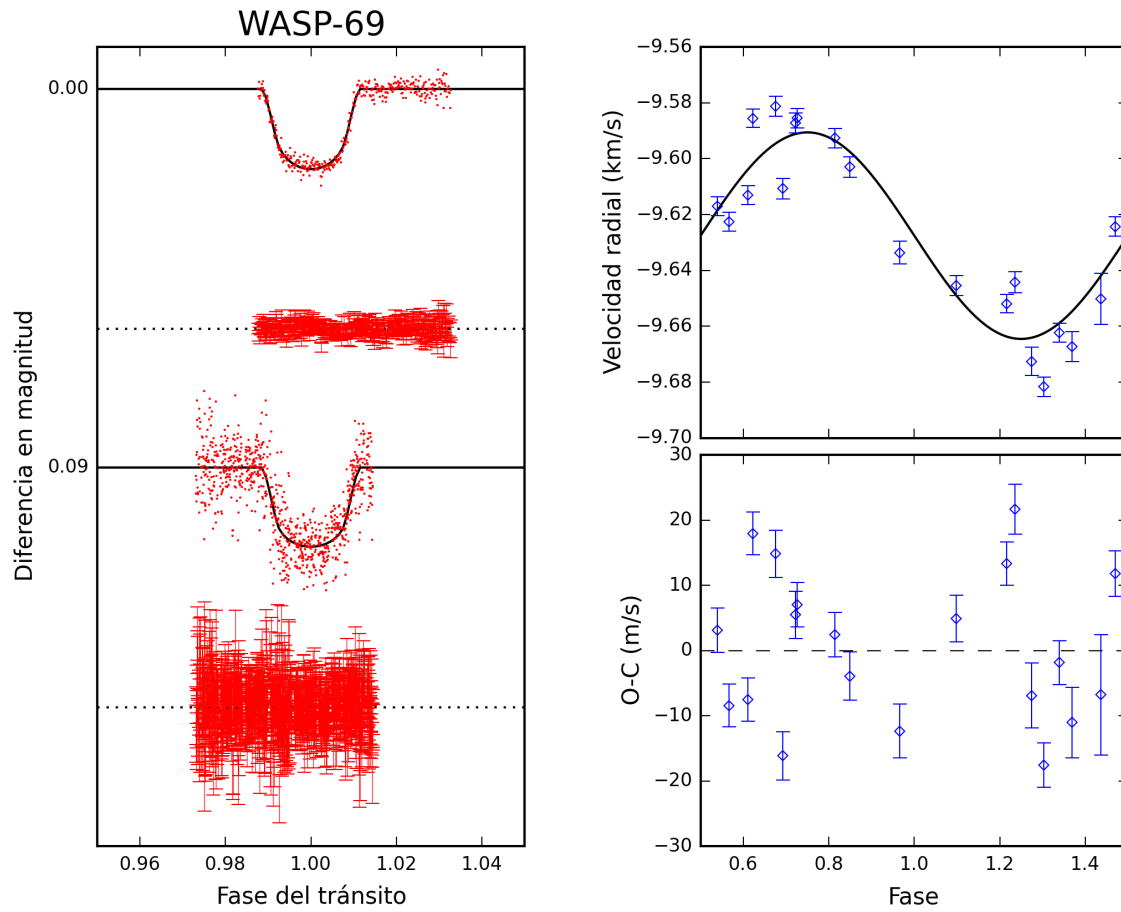


Figura 2.12: Curvas de luz y de velocidad radial. Se supone que: Su órbita es circular, tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la restricción a la secuencia principal

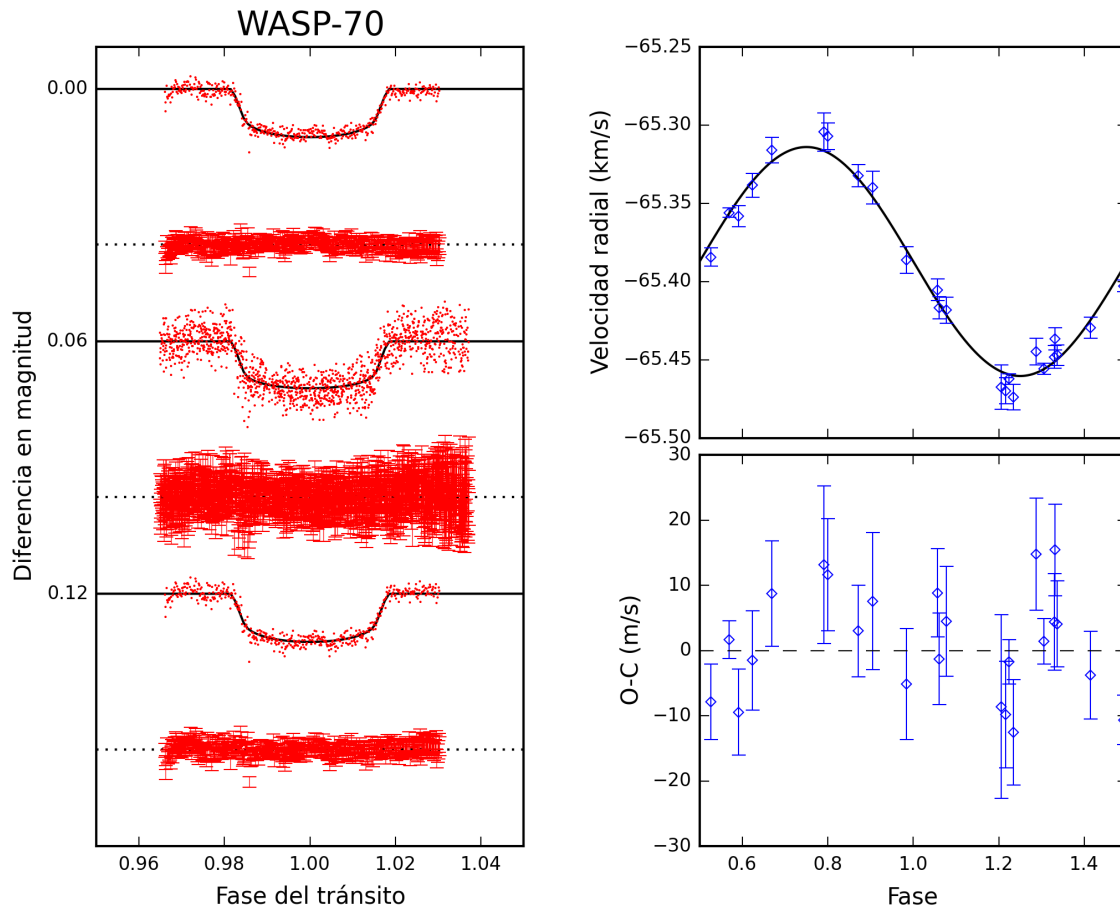


Figura 2.13: Curvas de luz y de velocidad radial. Se supone que: Su órbita es circular, tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la constricción a la secuencia principal

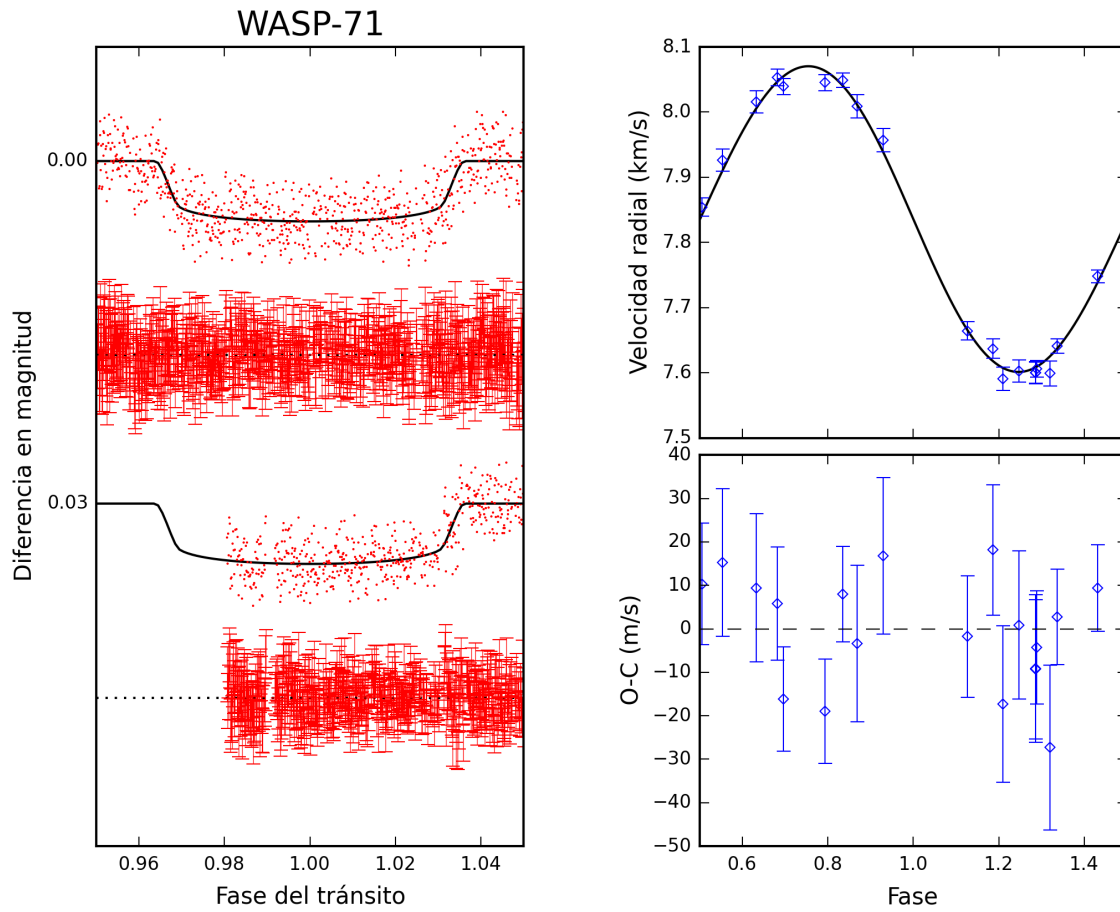


Figura 2.14: Curvas de luz y de velocidad radial. Se supone que: Su órbita es circular, no tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la constricción a la secuencia principal

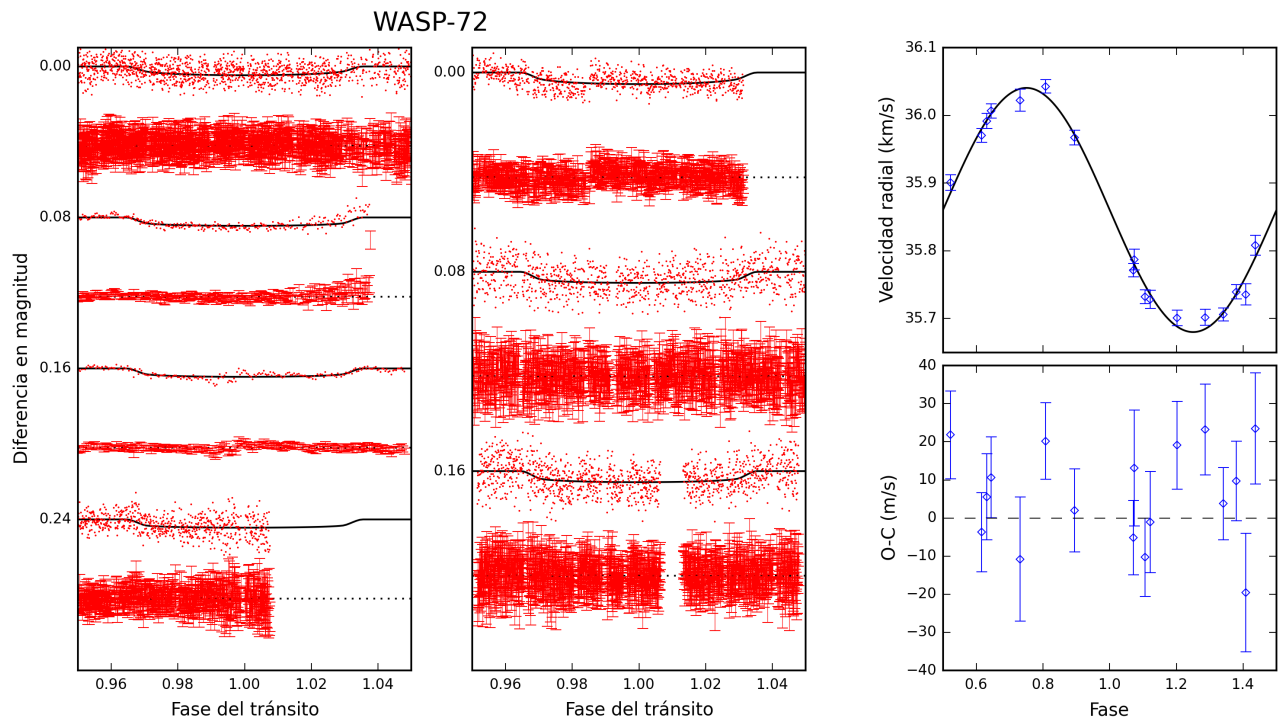


Figura 2.15: Curvas de luz y de velocidad radial. Se supone que: Su órbita es circular, tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la constricción a la secuencia principal

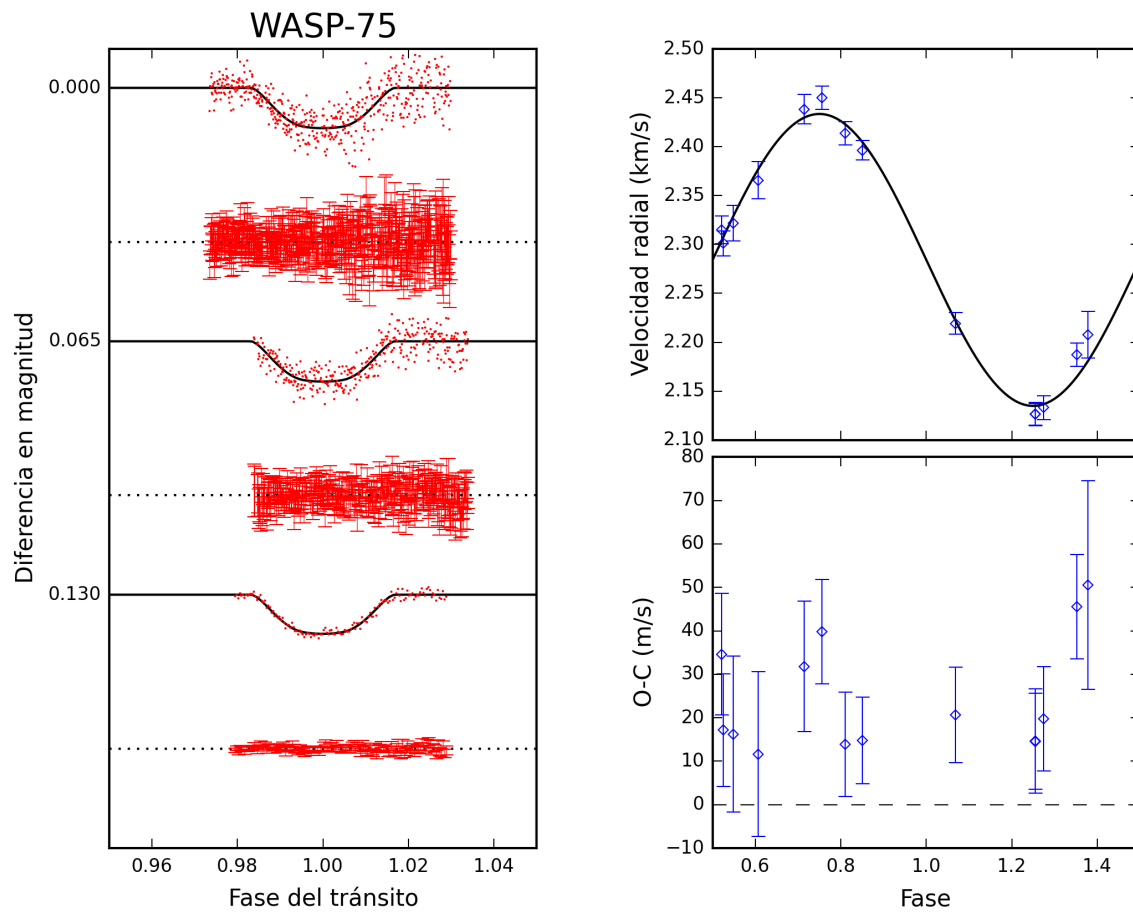


Figura 2.16: Curvas de luz y de velocidad radial. Se supone que: Su órbita es circular, tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la restricción a la secuencia principal

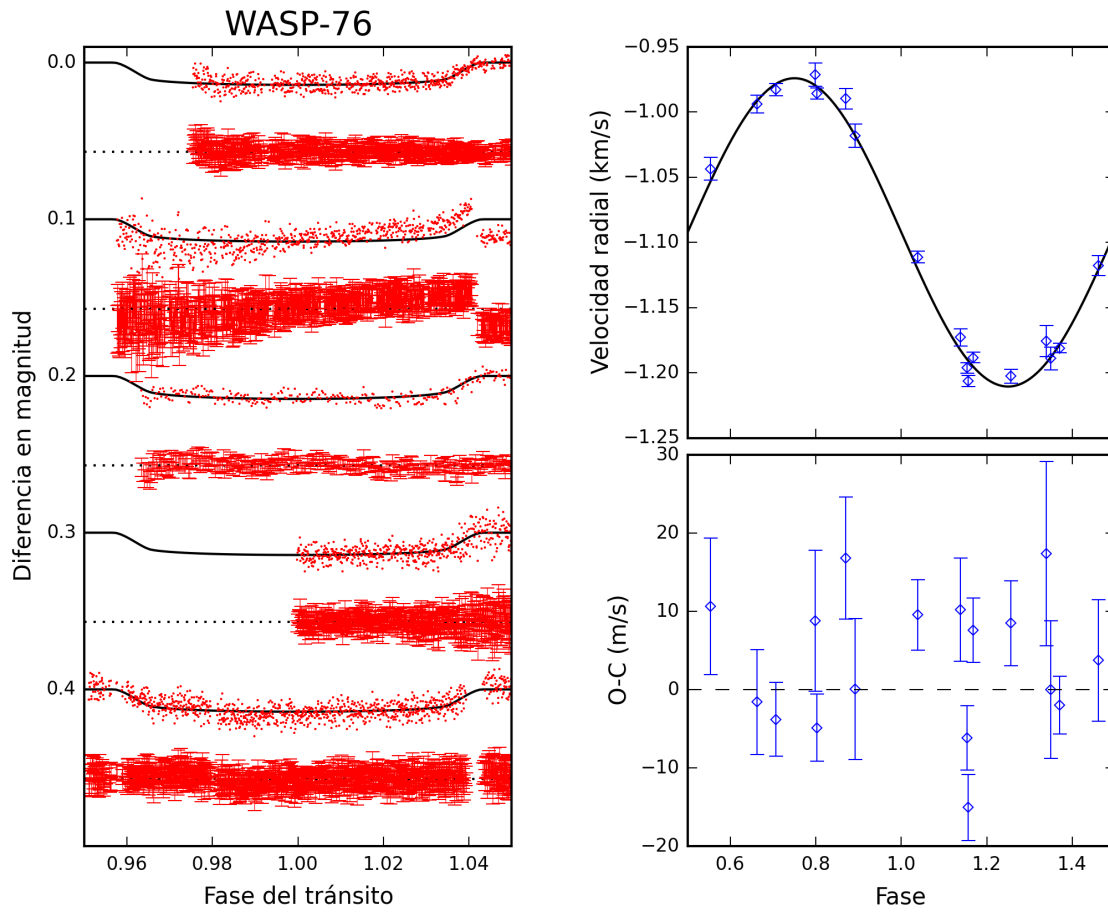


Figura 2.17: Curvas de luz y de velocidad radial. Se supone que: Su órbita es circular, tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la constricción a la secuencia principal

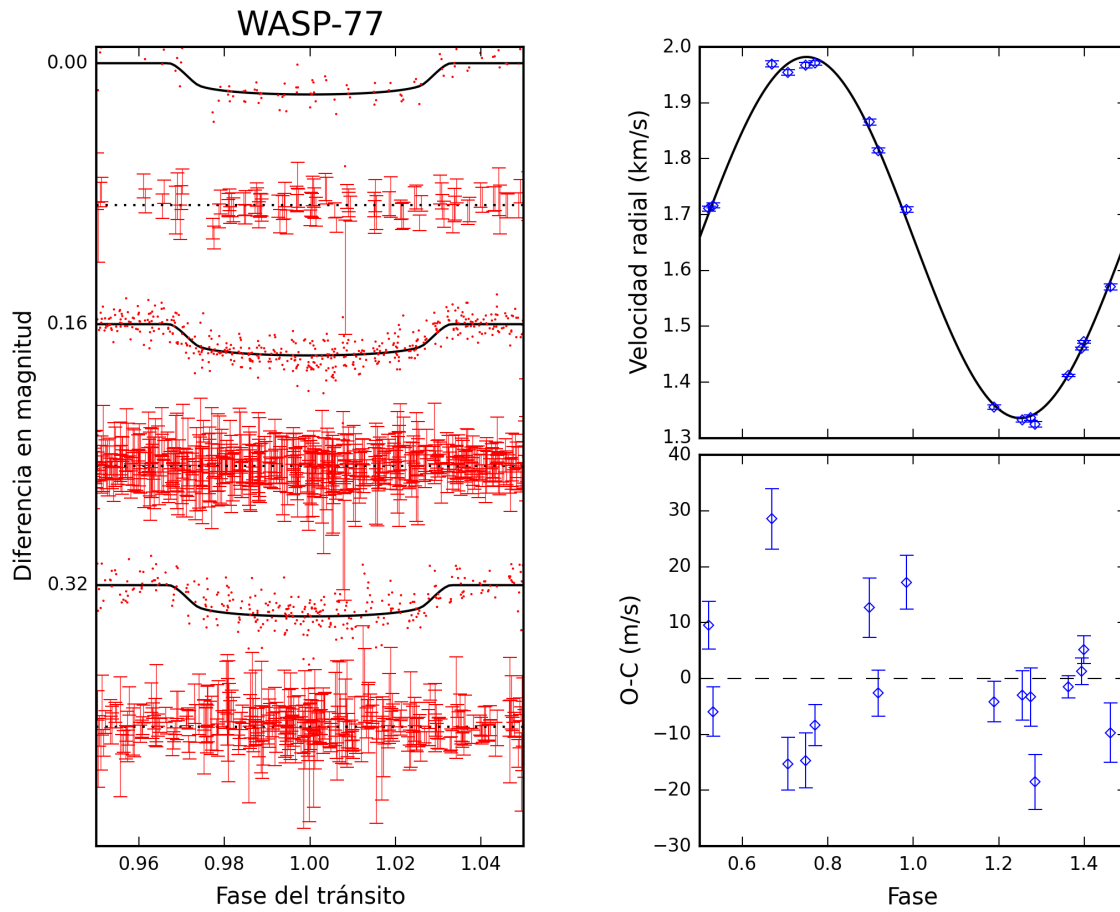


Figura 2.18: Curvas de luz y de velocidad radial. Se supone que: Su órbita es circular, no tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la constricción a la secuencia principal



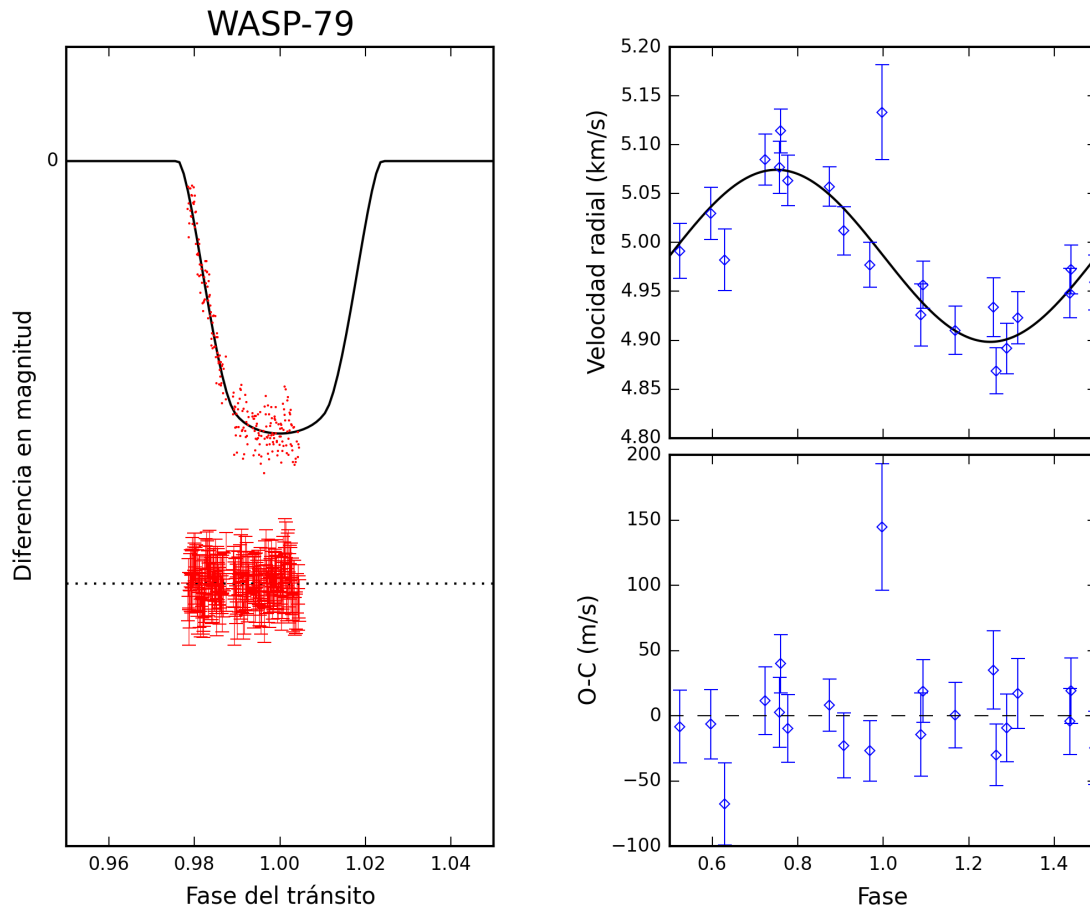


Figura 2.19: Curvas de luz y de velocidad radial. Se supone que: Su órbita es circular, no tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la constricción a la secuencia principal

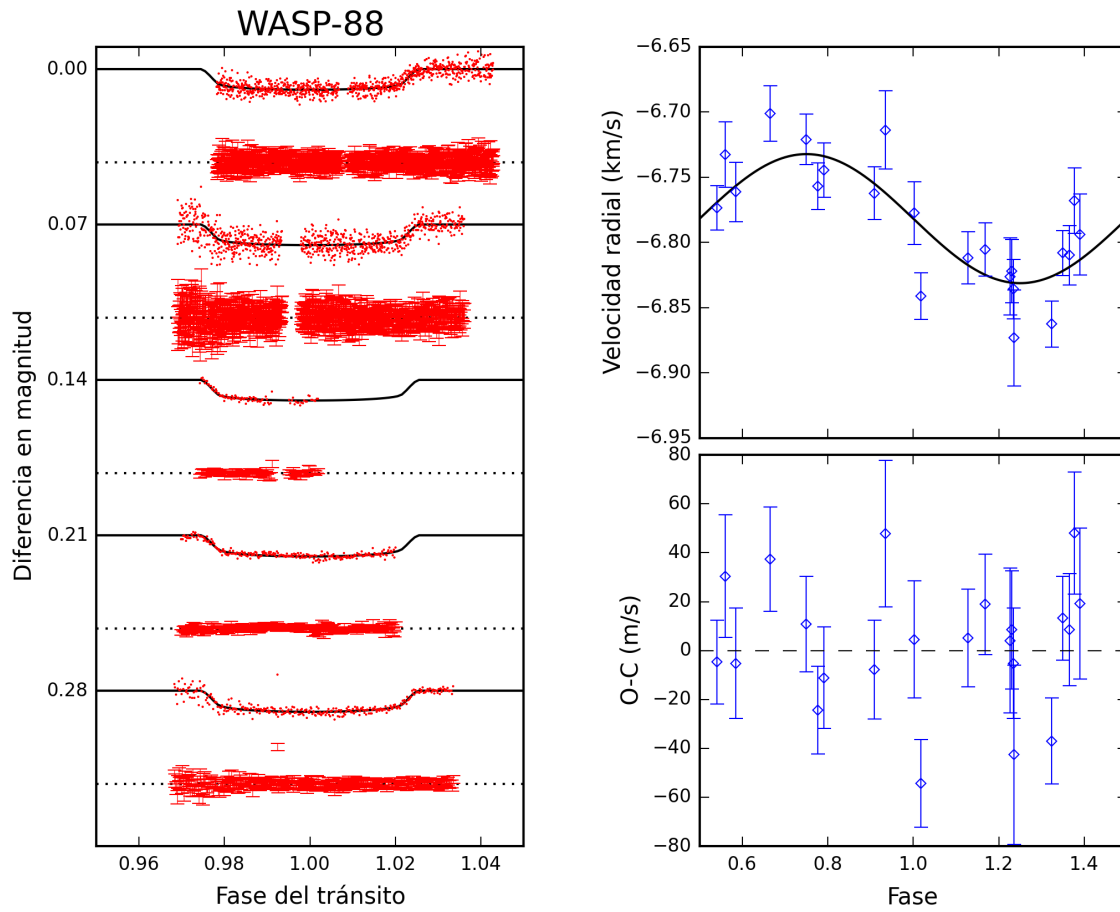


Figura 2.20: Curvas de luz y de velocidad radial. Se supone que: Su órbita es circular, no tiene una tendencia lineal en las velocidades radiales y no se utilizó la constricción a la secuencia principal

# Anexo 3

## Tablas de parámetros

WASP-8

---

Parámetro	Valor calculado en este trabajo	Valor de la literatura Queloz et al. (2010)	Unidades
Época del tránsito	$54605.90760^{+0.00056}_{-0.00073}$	$54679.33394^{+0.00050}_{-0.00043}$	BJD- <sub>2400000</sub>
Periodo Orbital	$8.15873434^{+0.000015}_{-0.000010}$	$8.158715^{+0.000016}_{-0.000015}$	días
Cambio de flujo	$0.013266 \pm 0.00025$	$0.01276^{+0.00033}_{-0.00030}$	
Duración del tránsito	$0.1866^{+0.0019}_{-0.0018}$	$0.1832^{+0.0030}_{-0.0024}$	días
Parámetro de impacto	$0.619^{+0.020}_{-0.022}$	$0.604^{+0.043}_{-0.040}$	$R_*$
Masa de la estrella	$1.010^{+0.018}_{-0.020}$	$1.030^{+0.054}_{-0.061}$	$M_*$
Radio de la estrella	$0.972^{+0.022}_{-0.023}$	$0.945^{+0.051}_{-0.036}$	$R_*$
Metalicidad	$0.168^{+0.069}_{-0.068}$	$0.17 \pm 0.07$	$dex$
Temperatura efectiva	$5617^{+77}_{-83}$	$5600 \pm 80$	$K$
Radio del planeta	$1.087^{+0.035}_{-0.030}$	$1.038^{+0.007}_{-0.047}$	$R_{Jup}$
Masa del planeta	$2.223^{+0.031}_{-0.029}$	$2.244^{+0.079}_{-0.093}$	$M_{Jup}$

---

## WASP-20

Parámetro	Valor calculado en este trabajo	Valor de la literatura Anderson et al. (2015)	Unidades
Época del tránsito	$55735.25410^{+0.00026}_{-0.00028}$	$54715.65562 \pm 0.00029$	BJD <sub>-2400000</sub>
Periodo Orbital	$4.8996285^{+0.000048}_{-0.000067}$	$4.8996284 \pm 0.0000033$	días
Cambio de flujo	$0.01194^{+0.00026}_{-0.00020}$	$0.01164 \pm 0.00023$	
Duración del tránsito	$0.1434^{+0.0016}_{-0.0013}$	$0.1418 \pm 0.0014$	días
Parámetro de impacto	$0.731^{+0.020}_{-0.010}$	$0.718 \pm 0.018$	$R_*$
Masa de la estrella	$1.135^{+0.025}_{-0.024}$	$1.20 \pm 0.041$	$M_*$
Radio de la estrella	$1.396^{+0.047}_{-0.029}$	$1.392 \pm 0.044$	$R_*$
Metalicidad	$-0.008^{+0.058}_{-0.061}$	$-0.008 \pm 0.060$	<i>dex</i>
Temperatura de la estrella	$5959^{+99}_{-94}$	$5940 \pm 100$	$K$
Radio del planeta	$1.482^{+0.067}_{-0.040}$	$1.462 \pm 0.059$	$R_{Jup}$
Masa del planeta	$0.2947^{+0.0079}_{-0.0082}$	$0.311 \pm 0.017$	$M_{Jup}$

## WASP-22

Parámetro	Valor calculado en este trabajo	Valor de la literatura Anderson et al. (2011)	Unidades
Época del tránsito	$55564.51570^{+0.00030}_{-0.00028}$	$55497.400426 \pm 0.00025$	BJD <sub>-2400000</sub>
Periodo Orbital	$3.5320314^{+0.000051}_{-0.000047}$	$3.5327313 \pm 0.0000058$	días
Cambio de flujo	$0.00840 \pm 0.00011$	$0.00954 \pm 0.00018$	
Duración del tránsito	$0.14203^{+0.00065}_{-0.00064}$	$0.14501^{+0.00144}_{-0.00087}$	días
Parámetro de impacto	$0.243^{+0.019}_{-0.015}$	$0.25 \pm 0.12$	$R_*$
Masa de la estrella	$1.110^{+0.022}_{-0.023}$	$1.109 \pm 0.026$	$M_*$
Radio de la estrella	$1.200 \pm 0.011$	$1.219^{+0.052}_{-0.033}$	$R_*$
Metalicidad	$0.051^{+0.077}_{-0.075}$	$0.050 \pm 0.080$	$dex$
Temperatura de la estrella	$5985^{+94}_{-97}$	$5958 \pm 98$	$K$
Radio del planeta	$1.070^{+0.013}_{-0.014}$	$1.158^{+0.061}_{-0.038}$	$R_{Jup}$
Masa del planeta	$0.568^{+0.012}_{-0.013}$	$0.588 \pm 0.017$	$M_{Jup}$

## WASP-32

Parámetro	Valor calculado en este trabajo	Valor de la literatura Brown et al. (2012)	Unidades
Época del tránsito	$55523.51210 \pm 0.00018$	$55681.1945 \pm 0.0002$	BJD <sub>-2400000</sub>
Periodo Orbital	$2.7186613^{+0.0000018}_{-0.0000015}$	$2.718661 \pm 0.000002$	días
Cambio de flujo	$0.01197^{+0.00017}_{-0.00016}$	$0.0108 \pm 0.0001$	
Duración del tránsito	$0.09968^{+0.00083}_{-0.00066}$	$0.0990 \pm 0.0007$	días
Parámetro de impacto	$0.643^{+0.022}_{-0.018}$	$0.66 \pm 0.02$	$R_*$
Masa de la estrella	$1.095 \pm 0.025$	$1.07 \pm 0.05$	$M_*$
Radio de la estrella	$1.076^{+0.029}_{-0.021}$	$1.09 \pm 0.03$	$R_*$
Metalicidad	$-0.13 \pm 0.10$	$-0.13 \pm 0.10$	<i>dex</i>
Temperatura de la estrella	$6084^{+95}_{-102}$	$6100 \pm 100$	$K$
Radio del planeta	$1.145^{+0.036}_{-0.029}$	$1.10 \pm 0.04$	$R_{Jup}$
Masa del planeta	$3.546^{+0.059}_{-0.058}$	$3.46^{+0.14}_{-0.12}$	$M_{Jup}$

## WASP-34

Parámetro	Valor calculado en este trabajo	Valor de la literatura Smalley et al. (2011)	Unidades
Época del tránsito	$55226.12230^{+0.00062}_{-0.00054}$	$54647.554341 \pm 0.00064$	BJD <sub>-2400000</sub>
Periodo Orbital	$4.3176856^{+0.000050}_{-0.000045}$	$4.3176782 \pm 0.0000045$	días
Cambio de flujo	$0.01320^{+0.00045}_{-0.00040}$	$0.01261 \pm 0.00026$	
Duración del tránsito	$0.0933^{+0.0026}_{-0.0023}$	$0.0876^{+0.0016}_{-0.0017}$	días
Parámetro de impacto	$0.928^{+0.023}_{-0.022}$	$0.904^{+0.017}_{-0.014}$	$R_*$
Masa de la estrella	$1.039^{+0.026}_{-0.025}$	$1.01 \pm 0.07$	$M_*$
Radio de la estrella	$1.192^{+0.051}_{-0.052}$	$0.93 \pm 0.12$	$R_*$
Metalicidad	$-0.027^{+0.100}_{-0.099}$	$-0.02 \pm 0.10$	$dex$
Temperatura de la estrella	$5692^{+101}_{-99}$	$5700 \pm 100$	$K$
Radio del planeta	$1.51^{+0.21}_{-0.16}$	$1.22^{+0.11}_{-0.08}$	$R_{Jup}$
Masa del planeta	$0.593 \pm 0.014$	$0.59 \pm 0.01$	$M_{Jup}$

## WASP-35

Parámetro	Valor calculado en este trabajo	Valor de la literatura Enoch et al. (2011)	Unidades
Época del tránsito	$59774.31360^{+0.00010}_{-0.00011}$	$55531.479835 \pm 0.00015$	BJD- <sub>2400000</sub>
Periodo Orbital	$3.161575070 \pm 0.000000003$	$3.161575 \pm 0.000002$	días
Cambio de flujo	$0.01538 \pm 0.00010$	$0.0154 \pm 0.0002$	
Duración del tránsito	$0.12795^{+0.00033}_{-0.00031}$	$0.1278 \pm 0.0009$	días
Parámetro de impacto	$0.309^{+0.012}_{-0.015}$	$+0.30^{0.06}_{-0.09}$	$R_*$
Masa de la estrella	$1.080 \pm 0.020$	$1.07 \pm 0.03$	$M_*$
Radio de la estrella	$1.0944^{+0.0083}_{-0.0082}$	$1.09 \pm 0.03$	$R_*$
Metalicidad	$-0.154^{+0.094}_{-0.087}$	$-0.15 \pm 0.09$	$dex$
Temperatura efectiva	$6013^{+81}_{-87}$	$5990 \pm 90$	$K$
Radio del planeta	$1.320 \pm 0.013$	$1.32 \pm 0.05$	$R_{Jup}$
Masa del planeta	$0.727^{+0.029}_{-0.028}$	$0.72 \pm 0.06$	$M_{Jup}$



## WASP-47

Parámetro	Valor calculado en este trabajo	Valor de la literatura Hellier et al. (2012)	Unidades
Época del tránsito	$55768.50590^{+0.00021}_{-0.00023}$	$55764.346768 \pm 0.00022$	BJD <sub>-2400000</sub>
Periodo Orbital	$4.1591413^{+0.000060}_{-0.000048}$	$4.1591399 \pm 0.0000072$	días
Cambio de flujo	$0.010467^{+0.000092}_{-0.000087}$	$0.01051 \pm 0.00014$	
Duración del tránsito	$0.14904^{+0.00050}_{-0.00053}$	$0.14933^{+0.0007}_{-0.0003}$	días
Parámetro de impacto	$0.100^{+0.016}_{-0.024}$	$0.14 \pm 0.11$	$R_*$
Masa de la estrella	$0.967 \pm 0.020$	$1.084 \pm 0.037$	$M_*$
Radio de la estrella	$1.1038^{+0.0078}_{-0.0077}$	$1.15^{+0.03}_{-0.02}$	$R_*$
Metalicidad	$0.178^{+0.067}_{-0.065}$	$0.18 \pm 0.07$	<i>dex</i>
Temperatura de la estrella	$5331^{+85}_{-87}$	$5350 \pm 90$	$K$
Radio del planeta	$1.099^{+0.011}_{-0.010}$	$1.1^{+0.04}_{-0.02}$	$R_{Jup}$
Masa del planeta	$1.045^{+0.031}_{-0.032}$	$1.14 \pm 0.05$	$M_{Jup}$

## WASP-50

Parámetro	Valor calculado en este trabajo	Valor de la literatura Gillon et al. (2011)	Unidades
Época del tránsito	$55554.70800 \pm 0.00016$	$55558.612722^{+0.00021}_{-0.00015}$	BJD <sub>-2400000</sub>
Periodo Orbital	$1.9499878^{+0.000049}_{-0.000028}$	$1.9550959 \pm 0.0000051$	días
Cambio de flujo	$0.02061^{+0.00037}_{-0.00040}$	$0.01970 \pm 0.00035$	
Duración del tránsito	$0.07737^{+0.00083}_{-0.00089}$	$0.07524 \pm 0.00068$	días
Parámetro de impacto	$0.742^{+0.013}_{-0.016}$	$0.689^{+0.016}_{-0.018}$	$R_*$
Masa de la estrella	$0.936^{+0.021}_{-0.022}$	$0.892^{+0.080}_{-0.074}$	$M_*$
Radio de la estrella	$0.921^{+0.021}_{-0.025}$	$0.843 \pm 0.031$	$R_*$
Metalicidad	$-0.120^{+0.079}_{-0.074}$	$-0.12 \pm 0.08$	<i>dex</i>
Temperatura de la estrella	$5404^{+95}_{-101}$	$5400 \pm 100$	$K$
Radio del planeta	$1.287^{+0.040}_{-0.046}$	$1.153 \pm 0.048$	$R_{Jup}$
Masa del planeta	$1.473^{+0.029}_{-0.030}$	$1.468^{+0.095}_{-0.082}$	$M_{Jup}$

## WASP-63

Parámetro	Valor calculado en este trabajo	Valor de la literatura Hellier et al. (2012)	Unidades
Época del tránsito	$55860.35960^{+0.00085}_{-0.00093}$	$55921.653464 \pm 0.0005$	BJD <sub>-2400000</sub>
Periodo Orbital	$4.3780779^{+0.000068}_{-0.000034}$	$4.378090 \pm 0.00006$	días
Cambio de flujo	$0.00651 \pm 0.00015$	$0.00609 \pm 0.00017$	
Duración del tránsito	$0.2238^{+0.0015}_{-0.0016}$	$0.2225 \pm 0.0017$	días
Parámetro de impacto	$0.177^{+0.045}_{-0.047}$	$0.26^{+0.13}_{-0.15}$	$R_*$
Masa de la estrella	$1.118^{+0.027}_{-0.024}$	$1.32 \pm 0.05$	$M_*$
Radio de la estrella	$1.762^{+0.027}_{-0.024}$	$1.88^{+0.10}_{-0.06}$	$R_*$
Metalicidad	$0.075 \pm 0.071$	$0.08 \pm 0.07$	<i>dex</i>
Temperatura de la estrella	$5517^{+98}_{-93}$	$5570 \pm 90$	$K$
Radio del planeta	$1.383^{+0.031}_{-0.028}$	$1.43^{+0.10}_{-0.06}$	$R_{Jup}$
Masa del planeta	$0.337 \pm 0.017$	$0.38 \pm 0.03$	$M_{Jup}$

## WASP-66

Parámetro	Valor calculado en este trabajo	Valor de la literatura Hellier et al. (2012)	Unidades
Época del tránsito	$55941.35620^{+0.00045}_{-0.00046}$	$55929.09693 \pm 0.00035$	BJD- <sub>2400000</sub>
Periodo Orbital	$4.0860037^{+0.000038}_{-0.000034}$	$4.086052 \pm 0.000007$	días
Cambio de flujo	$0.006322^{+0.000106}_{-0.000096}$	$0.00668 \pm 0.00016$	
Duración del tránsito	$0.18636^{+0.00083}_{-0.00080}$	$0.1876 \pm 0.0017$	días
Parámetro de impacto	$0.452^{+0.011}_{-0.012}$	$0.48^{+0.06}_{-0.08}$	$R_*$
Masa de la estrella	$1.313^{+0.040}_{-0.041}$	$1.30 \pm 0.07$	$M_*$
Radio de la estrella	$1.722^{+0.020}_{-0.022}$	$1.75 \pm 0.09$	$R_*$
Metalicidad	$-0.318^{+0.097}_{-0.095}$	$-0.31 \pm 0.10$	<i>dex</i>
Temperatura efectiva	$6599^{+150}_{-158}$	$6580 \pm 170$	$K$
Radio del planeta	$1.332^{+0.021}_{-0.022}$	$1.39 \pm 0.09$	$R_{Jup}$
Masa del planeta	$2.371^{+0.113}_{-0.099}$	$2.32 \pm 0.13$	$M_{Jup}$

## WASP-68

Parámetro	Valor calculado en este trabajo	Valor de la literatura Delrez et al. (2014)	Unidades
Época del tránsito	$56263.15100^{+0.00036}_{-0.00034}$	$56064.864327^{+0.00060}_{-0.00061}$	BJD <sub>-2400000</sub>
Periodo Orbital	$5.0843197^{+0.000045}_{-0.000063}$	$5.084298 \pm 0.000015$	días
Cambio de flujo	$0.006094^{+0.000082}_{-0.000081}$	$0.005625 \pm 0.0003$	
Duración del tránsito	$0.21176^{+0.00083}_{-0.00086}$	$0.214^{+0.003}_{-0.002}$	días
Parámetro de impacto	$0.040^{+0.026}_{-0.011}$	$0.26^{+0.15}_{-0.18}$	$R_*$
Masa de la estrella	$1.194^{+0.017}_{-0.016}$	$1.24 \pm 0.03$	$M_*$
Radio de la estrella	$1.604 \pm 0.010$	$1.69^{+0.11}_{-0.06}$	$R_*$
Metalicidad	$0.221^{+0.079}_{-0.084}$	$0.22 \pm 0.08$	<i>dex</i>
Temperatura de la estrella	$5940^{+59}_{-56}$	$5911^{+59}_{-60}$	$K$
Radio del planeta	$1.218^{+0.013}_{-0.012}$	$1.24^{+0.10}_{-0.06}$	$R_{Jup}$
Masa del planeta	$0.931 \pm 0.014$	$0.95 \pm 0.03$	$M_{Jup}$

## WASP-69

Parámetro	Valor calculado en este trabajo	Valor de la literatura Anderson et al. (2014)	Unidades
Época del tránsito	$55872.61400 \pm 0.00017$	$55748.83344 \pm 0.00018$	BJD <sub>-2400000</sub>
Periodo Orbital	$3.8681391^{+0.0000024}_{-0.0000034}$	$3.8681382 \pm 0.0000017$	días
Cambio de flujo	$0.01616^{+0.00038}_{-0.00028}$	$0.01786 \pm 0.00042$	
Duración del tránsito	$0.08860^{+0.00091}_{-0.00069}$	$0.0929 \pm 0.0012$	días
Parámetro de impacto	$0.645^{+0.026}_{-0.015}$	$0.686 \pm 0.023$	$R_*$
Masa de la estrella	$0.809^{+0.012}_{-0.011}$	$0.826 \pm 0.029$	$M_*$
Radio de la estrella	$0.753^{+0.020}_{-0.015}$	$0.813 \pm 0.028$	$R_*$
Metalicidad	$0.150^{+0.083}_{-0.078}$	$0.144 \pm 0.077$	<i>dex</i>
Temperatura de la estrella	$4716^{+51}_{-50}$	$4715 \pm 50$	$K$
Radio del planeta	$0.931^{+0.036}_{-0.024}$	$1.057 \pm 0.047$	$R_{Jup}$
Masa del planeta	$0.2482^{+0.0078}_{-0.0077}$	$0.260 \pm 0.017$	$M_{Jup}$

## WASP-70

Parámetro	Valor calculado en este trabajo	Valor de la literatura Anderson et al. (2014)	Unidades
Época del tránsito	$55792.19890^{+0.00020}_{-0.00019}$	$55736.5048 \pm 0.00027$	BJD <sub>-2400000</sub>
Periodo Orbital	$3.7130162^{+0.0000015}_{-0.0000016}$	$3.7130203 \pm 0.0000047$	días
Cambio de flujo	$0.008981^{+0.000069}_{-0.000077}$	$0.00970^{+0.00022}_{-0.00026}$	
Duración del tránsito	$0.13790 \pm 0.00048$	$0.1389^{+0.0014}_{-0.0019}$	días
Parámetro de impacto	$0.369^{+0.025}_{-0.011}$	$0.431^{+0.076}_{-0.169}$	$R_*$
Masa de la estrella	$1.064^{+0.018}_{-0.017}$	$1.106 \pm 0.042$	$M_*$
Radio de la estrella	$1.168^{+0.012}_{-0.010}$	$1.215^{+0.064}_{-0.089}$	$R_*$
Metalicidad	$-0.009^{+0.058}_{-0.062}$	$-0.006 \pm 0.063$	$dex$
Temperatura de la estrella	$5824^{+72}_{-68}$	$5763 \pm 79$	$K$
Radio del planeta	$1.076^{+0.014}_{-0.011}$	$1.164^{+0.073}_{-0.102}$	$R_{Jup}$
Masa del planeta	$0.581 \pm 0.016$	$0.590 \pm 0.022$	$M_{Jup}$

## WASP-71

Parámetro	Valor calculado en este trabajo	Valor de la literatura Smith et al. (2013)	Unidades
Época del tránsito	$55738.85070^{+0.00075}_{-0.00077}$	$55738.850486 \pm 0.000070$	BJD- <sub>2400000</sub>
Periodo Orbital	$2.9036681^{+0.000089}_{-0.000056}$	$2.9036474 \pm 0.0000068$	días
Cambio de flujo	$0.00439 \pm 0.00011$	$0.00443 \pm 0.00015$	
Duración del tránsito	$0.2089 \pm 0.0014$	$0.2091 \pm 0.0019$	días
Parámetro de impacto	$0.401^{+0.024}_{-0.049}$	$0.39 \pm 0.14$	$R_*$
Masa de la estrella	$1.332^{+0.031}_{-0.030}$	$1.559 \pm 0.070$	$M_*$
Radio de la estrella	$2.158^{+0.049}_{-0.045}$	$2.26 \pm 0.17$	$R_*$
Metalicidad	$0.141^{+0.082}_{-0.083}$	$0.140 \pm 0.080$	<i>dex</i>
Temperatura de la estrella	$6049^{+102}_{-97}$	$6059 \pm 98$	$K$
Radio del planeta	$1.390^{+0.040}_{-0.037}$	$1.46 \pm 0.13$	$R_{Jup}$
Masa del planeta	$2.004^{+0.047}_{-0.043}$	$2.242 \pm 0.080$	$M_{Jup}$



## WASP-72

Parámetro	Valor calculado en este trabajo	Valor de la literatura Gillón et al. (2013)	Unidades
Época del tránsito	$56064.68520^{+0.00098}_{-0.00090}$	$55583.653651 \pm 0.0021$	BJD- <sub>2400000</sub>
Periodo Orbital	$2.2167519^{+0.000040}_{-0.000050}$	$2.2167421 \pm 0.0000081$	días
Cambio de flujo	$0.00370^{+0.00013}_{-0.00011}$	$0.01523 \pm 0.00027$	
Duración del tránsito	$0.1540^{+0.0015}_{-0.0016}$	$0.1558^{+0.0035}_{-0.0029}$	días
Parámetro de impacto	$0.548^{+0.051}_{-0.028}$	$0.59^{+0.10}_{-0.18}$	$R_*$
Masa de la estrella	$1.306 \pm 0.030$	$1.386 \pm 0.055$	$M_*$
Radio de la estrella	$1.874^{+0.099}_{-0.042}$	$1.98 \pm 0.24$	$R_*$
Metalicidad	$-0.060^{+0.090}_{-0.095}$	$-0.06 \pm 0.09$	$dex$
Temperatura efectiva	$6287^{+91}_{-100}$	$6250 \pm 100$	$K$
Radio del planeta	$1.107^{+0.074}_{-0.035}$	$1.27 \pm 0.20$	$R_{Jup}$
Masa del planeta	$1.396 \pm 0.039$	$1.546^{+0.059}_{-0.056}$	$M_{Jup}$

## WASP-75

Parámetro	Valor calculado en este trabajo	Valor de la literatura Gómez-Maqueo et al. (2013)	Unidades
Época del tránsito	$56013.78270^{+0.00026}_{-0.00028}$	$56016.2669 \pm 0.0003$	BJD <sub>-2400000</sub>
Periodo Orbital	$2.4841918^{+0.00000082}_{-0.0000014}$	$2.484193 \pm 0.000003$	días
Cambio de flujo	$0.01070^{+0.00028}_{-0.00027}$	$0.0107 \pm 0.0003$	
Duración del tránsito	$0.08235^{+0.0012}_{-0.0010}$	$0.0822 \pm 0.0011$	días
Parámetro de impacto	$0.8838^{+0.0070}_{-0.0073}$	$0.882^{+0.006}_{-0.008}$	$R_*$
Masa de la estrella	$1.151^{+0.026}_{-0.027}$	$1.14 \pm 0.07$	$M_*$
Radio de la estrella	$1.275 \pm 0.032$	$1.26 \pm 0.04$	$R_*$
Metalicidad	$0.066 \pm 0.091$	$0.07 \pm 0.09$	<i>dex</i>
Temperatura de la estrella	$6103^{+97}_{-99}$	$6100 \pm 100$	$K$
Radio del planeta	$1.283^{+0.046}_{-0.045}$	$1.270 \pm 0.048$	$R_{Jup}$
Masa del planeta	$1.103^{+0.037}_{-0.036}$	$1.07 \pm 0.05$	$M_{Jup}$

## WASP-76

Parámetro	Valor calculado en este trabajo	Valor de la literatura West et al. (2016)	Unidades
Época del tránsito	$56136.81180^{+0.00039}_{-0.00043}$	$56107.855819 \pm 0.00034$	BJD- <sub>2400000</sub>
Periodo Orbital	$1.80987997^{+0.000011}_{-0.000013}$	$1.809886 \pm 0.000001$	días
Cambio de flujo	$0.01141 \pm 0.00015$	$0.01189 \pm 0.00016$	
Duración del tránsito	$0.15363^{+0.00078}_{-0.00082}$	$0.1539 \pm 0.0008$	días
Parámetro de impacto	$0.170^{+0.035}_{-0.028}$	$0.14^{+0.11}_{-0.09}$	$R_*$
Masa de la estrella	$1.263^{+0.028}_{-0.026}$	$1.46 \pm 0.07$	$M_*$
Radio de la estrella	$1.648^{+0.018}_{-0.016}$	$1.73 \pm 0.04$	$R_*$
Temperatura efectiva	$6194^{+97}_{-98}$	$6250 \pm 100$	$K$
Metalicidad	$0.233^{+0.097}_{-0.099}$	$0.23 \pm 0.10$	$dex$
Radio del planeta	$1.713^{+0.024}_{-0.023}$	$1.83^{+0.06}_{-0.04}$	$R_{Jup}$
Masa del planeta	$0.830^{+0.018}_{-0.017}$	$0.92 \pm 0.03$	$M_{Jup}$

## WASP-77

Parámetro	Valor calculado en este trabajo	Valor de la literatura Maxted et al. (2013)	Unidades
Época del tránsito	$54972.83180^{+0.00026}_{-0.00029}$	$55870.44977 \pm 0.00014$	BJD <sub>-2400000</sub>
Periodo Orbital	$1.36002625 \pm 0.0000011$	$1.3600309 \pm 0.0000020$	días
Cambio de flujo	$0.014868^{+0.00021}_{-0.00022}$	$0.01693 \pm 0.00014$	
Duración del tránsito	$0.08903^{+0.00078}_{-0.00083}$	$0.09000 \pm 0.00035$	días
Parámetro de impacto	$0.077^{+0.014}_{-0.018}$	$0.06^{+0.07}_{-0.05}$	$R_*$
Masa de la estrella	$0.965^{+0.020}_{-0.019}$	$1.00 \pm 0.07$	$M_*$
Radio de la estrella	$0.938^{+0.011}_{-0.010}$	$1.12 \pm 0.12$	$R_*$
Metalicidad	$0.01 \pm +0.11$	$0.0 \pm 0.11$	<i>dex</i>
Temperatura de la estrella	$5487^{+80}_{-81}$	$5500 \pm 80$	$K$
Radio del planeta	$1.113^{+0.013}_{-0.014}$	$1.21 \pm 0.02$	$R_{Jup}$
Masa del planeta	$1.724 \pm 0.024$	$1.76 \pm 0.06$	$M_{Jup}$

## WASP-88

Parámetro	Valor calculado en este trabajo	Valor de la literatura Delrez et al. (2014)	Unidades
Época del tránsito	$56370.69840^{+0.00039}_{-0.00042}$	$56476.732329^{+0.00085}_{-0.00086}$	BJD <sub>-2400000</sub>
Periodo Orbital	$4.9540081^{+0.000066}_{-0.000078}$	$4.954000 \pm 0.000019$	días
Cambio de flujo	$0.00755^{+0.00010}_{-0.00011}$	$0.007056 \pm 0.000336$	
Duración del tránsito	$0.25114^{+0.00098}_{-0.00099}$	$0.252^{+0.003}_{-0.002}$	días
Parámetro de impacto	$0.277^{+0.035}_{-0.024}$	$0.23 \pm 0.15$	$R_*$
Masa de la estrella	$1.391^{+0.032}_{-0.034}$	$1.45 \pm 0.05$	$M_*$
Radio de la estrella	$2.070^{+0.027}_{-0.025}$	$2.08^{+0.12}_{-0.06}$	$R_*$
Metalicidad	$-0.08^{+0.11}_{-0.12}$	$-0.08 \pm 0.12$	$dex$
Temperatura de la estrella	$6477^{+103}_{-110}$	$6431 \pm 130$	$K$
Radio del planeta	$1.751 \pm 0.028$	$1.70 + 0.13 - 0.07$	$R_{Jup}$
Masa del planeta	$0.518^{+0.064}_{-0.067}$	$0.56 \pm 0.08$	$M_{Jup}$