



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

POSGRADO EN ASTROFÍSICA

ASTROFÍSICA OBSERVACIONAL

SOAPS: CARACTERIZACIÓN DE LA ALINEACIÓN ORBITAL DE PLANETAS Y  
CANDIDATOS A PLANETAS DE KEPLER

TESIS

QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE:  
MAESTRO EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

PRESENTA:

ELIAB FELIPE CANUL CANCHÉ

DRA. YILEN GÓMEZ MAQUEO CHEW  
INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

MÉXICO, CIUDAD DE MÉXICO, JULIO 2017



Universidad Nacional  
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

**Biblioteca Central**



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

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

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

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



# Agradecimientos

Durante estos dos últimos años he tenido la fortuna de conocer y trabajar con personas que de diferentes formas han sido parte de la elaboración de esta tesis. Unas de manera académica y otras de manera personal. Por ello, dedico estas líneas para agradecer sinceramente por el apoyo brindado durante esta etapa profesional.

Agradezco principalmente a la Dra. Yilen Gómez Maqueo Chew, quien ha sido mi asesora durante la maestría, por ofrecerme ser parte del proyecto SOAPS y por guiarme científicamente en el desarrollo del mismo. Agradezco por todo el conocimiento que me ha otorgado, así como el apoyo profesional y por la motivación personal que he recibido de su parte para que esta tesis se llevara a cabo. También agradezco a los colaboradores del proyecto, Luca Fossati y Francesca Faedi, de quienes recibí orientación para proveer de calidad científica a este trabajo.

De manera especial agradezco a los integrantes de mi sínodo evaluador por el tiempo que han dedicado a la lectura de este documento y a la revisión minuciosa de su contenido. De manera particular agradezco a la Dra. Gloria Koenigsberger, al Dr. Julio Ramírez, a la Dra. Leticia Carigi, al Dr. Jesús Hernández y a la Dra. Antígona Segura. Mediante sus correcciones el contenido científico de esta tesis ha aumentado. Las referencias que me han sugerido también han sido de gran ayuda para entender los temas relacionados con los sistemas planetarios. He aprendido también a redactar de una forma comprensible la naturaleza científica de mis resultados y a cómo mejorar la metodología de este proyecto para el trabajo futuro.

Desde mi ingreso a la maestría escogí como tutores a la Dra. Bárbara Pichardo y al M. en C. Rafael Costero. En todo momento me demostraron su completo apoyo para las decisiones académicas que tuve que tomar dentro del Instituto. Por ello les agradezco enormemente por todos



los consejos que me brindaron para poder terminar la maestría en tiempo y forma.

Agradezco a todos los investigadores que tuve como profesores de las materias básicas y optativas de astronomía. Cada uno de ellos ha fungido como pieza clave de mi formación como astrónomo. El conocimiento que de ellos he adquirido ha sido extraordinario y mi agradecimiento va más allá de lo que pudiera escribir en este párrafo.

Agradezco inmensurablemente a mi familia. A mis padres, Felipe y Esther, quienes han sido pilares fundamentales de mi crecimiento personal y como profesionista. No hay forma tangible de poder pagar todo el apoyo que de ellos he recibido. Ambos son los motores que me han impulsado a lograr este sueño de la infancia. A mis hermanos, David y Areli, porque siempre han tenido palabras para animarme y por su apoyo incondicional a lo largo de esta etapa. A mis tios, Pablo y Sheryl, quienes me han acogido como a uno de sus hijos y me han alentado a continuar a través de sus sabios consejos. De pequeño quería ser astronauta. A los 6 años Angelos me regaló un telescopio y desde entonces decidí que quería ser astrónomo. Angelos quizá no lo sabe, pero fue alguien que marcó decisivamente mi profesión.

Naturalmente no todo ha sido trabajo y estrés durante la maestría. He tenido la fortuna de encontrarme con otros estudiantes que durante este tiempo se han afianzado como mis amigos. Las tardes en el cubículo 245 no hubieran sido tan divertidas si Andrés, Vero y Aroche no hubieran estado allí. A cada uno de ellos les debo más que un agradecimiento porque han sido un gran apoyo personal. También cada integrante de *Astro Rodada* ha sido parte de este viaje en bicicleta. Las noches de fin de semana rodando por la ciudad han sido la mejor forma para recuperar la mente y retomar el aliento. Todos ellos representan a esas amistades que se quieren conservar para siempre.

Finalmente agradezco al Instituto de Astronomía, que más que un centro de estudios se ha convertido en mi segundo hogar. A la UNAM, porque ha sido un privilegio formar parte de la máxima casa de estudios de México. Este trabajo ha sido realizado en parte gracias al Programa UNAM-DGAPA-PAPIIT IA103215. El apoyo PAEP 2017 fue utilizado para presentar este trabajo en el 3er. Taller Nacional de Astrofísica Planetaria y el X Congreso Nacional de Astrobiología. El apoyo económico para solventar gastos personales durante la maestría ha sido gracias a la beca de manutención otorgada por el Consejo Nacional de Ciencia y Tecnología del país.

# Índice general

<b>Agradecimientos</b>	<b>I</b>
<b>Resumen</b>	<b>VI</b>
<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
1.1. Antecedentes . . . . .	1
1.2. La Oblicuidad: vestigio de la formación y evolución de sistemas planetarios . . . . .	5
1.2.1. Métodos de medición de la Oblicuidad . . . . .	12
<b>2. Metodología</b>	<b>20</b>
2.1. Observaciones y reducción de datos . . . . .	21
2.2. Creación de máscaras . . . . .	28
2.2.1. Líneas telúricas . . . . .	29
2.2.2. Líneas anchas . . . . .	31
2.3. Medición de $vsini_*$ . . . . .	33
2.3.1. Método A para estimar $vsini_*$ . . . . .	34
2.3.1.1. Función de correlación cruzada . . . . .	35
2.3.1.2. Ajuste a la CCF . . . . .	37
2.3.1.3. Comparación entre las 2 versiones de CCFs . . . . .	38
2.3.1.4. Calibración . . . . .	40
2.3.1.5. La constante A . . . . .	42
2.3.2. Método B para estimar $vsini_*$ (BinMag) . . . . .	43
2.3.2.1. Uso del software . . . . .	44

2.3.2.2. Estimación estadística de $vsini_*$ . . . . .	44
2.4. Estimación estadística de $i_*$ usando Cadenas de Markov Monte Carlo . . . . .	47
2.4.1. Descripción del algoritmo . . . . .	47
2.5. Análisis de las imágenes de adquisición de la cámara del telescopio . . . . .	53
<b>3. Resultados</b>	<b>59</b>
3.1. Resultados del método A . . . . .	60
3.2. Resultados del método B . . . . .	62
3.3. Comparación de $vsini_*$ medido por ambos métodos . . . . .	67
3.4. Inclinação estelar sobre la línea de visión $i_*$ . . . . .	69
3.5. Influencia de los acompañantes estelares . . . . .	73
3.5.1. Corrección de radios planetarios . . . . .	75
3.6. Oblicuidades planetarias . . . . .	77
3.6.1. Relacionando la oblicuidad con diferentes parámetros físicos . . . . .	80
<b>4. Discusión y Conclusiones</b>	<b>89</b>
<b>A. Tabla de parámetros estelares</b>	<b>95</b>
<b>B. Tablas de parámetros planetarios</b>	<b>97</b>
<b>C. Distribuciones de <math>vsini_*</math> y <math>v_{\text{mac}}</math> obtenidas por BinMag</b>	<b>100</b>

*“Mami, ¿cuándo me vas a comprar una luna?”*

Un niño que quería ser astrónomo...

# Resumen

Esta tesis describe el trabajo realizado dentro del marco del proyecto SOAPS, llamado así por sus siglas en inglés *Spin-Orbit Alignment of Planetary Systems*, que tiene como objetivo investigar la historia de formación y evolución de los sistemas exoplanetarios. Una vía directa y factible para probar los diferentes escenarios de formación y evolución es a partir de la caracterización de la arquitectura orbital de estos sistemas. De manera particular, esta tesis está enfocada en caracterizar la estructura de las órbitas exoplanetarias a través de la medición de su oblicuidad. La oblicuidad es el ángulo tridimensional comprendido entre el eje de rotación estelar y el vector normal al plano de la órbita planetaria. La muestra estudiada está compuesta de 31 estrellas observadas por el telescopio espacial Kepler que albergan un total de 57 planetas y candidatos a planetas con tránsitos detectados.

La importancia del proyecto SOAPS radica en que por primera vez se estudiará la historia de formación y evolución de una muestra relativamente grande de exoplanetas que abarca poblaciones planetarias para las cuales se ha investigado poco sobre su oblicuidad. A diferencia de trabajos previos enfocados a estudiar la oblicuidad para planetas sólo de tipo Júpiter, en este proyecto se estudiará la oblicuidad para planetas de tamaños más pequeños, de períodos orbitales más largos y alrededor de estrellas que rotan lentamente, abarcando un amplio rango de estas propiedades. La metodología descrita en este trabajo podrá ser aplicable a sistemas exoplanetarios que serán descubiertos por misiones espaciales futuras.

La medición de la oblicuidad en la línea de visión para estos sistemas se llevó a cabo a través de la medición de la velocidad de rotación proyectada en la línea de visión ( $v \sin i_*$ ), utilizando para ello espectros échelle de alta resolución. También se usaron datos provenientes de la literatura tales como el período de rotación estelar  $P_{\text{rot}}$  medidos de las curvas de luz de Kepler y el radio

estelar  $R_*$ . Estas tres cantidades permiten estimar la inclinación del eje de rotación estelar sobre la línea de visión ya que,  $i_* = \arcsin(v \sin i_* \cdot P_{\text{rot}}/2\pi R_*)$ . El  $v \sin i_*$  se obtuvo midiendo el ancho completo a altura media de una función de correlación cruzada generada a partir de un espectro estelar observado y uno teórico. El ancho de esta función representa el ensanchamiento promedio de las líneas espectrales. A partir de esta medición se sustrae el ensanchamiento producido por fenómenos no rotacionales usando una calibración empírica basada en estrellas brillantes y de rotación lenta. Como resultado de este proceso se obtiene el  $v \sin i_*$ .

Implementando un método estadístico de Cadenas de Markov Monte Carlo se estimó la inclinación estelar  $i_*$  más probable basada en caminatas aleatorias realizadas en el espacio de parámetros de  $v \sin i_*$ ,  $P_{\text{rot}}$  y  $R_*$ . La oblicuidad en la línea de visión  $\varphi = |i_* - i_p|$  es finalmente obtenida de la información de la inclinación estelar  $i_*$  y de la inclinación del vector normal del plano orbital con respecto a la línea de visión  $i_p$  derivada de la forma de los tránsitos planetarios en las curvas de luz de Kepler.

Como resultado se obtuvieron las oblicuidades en la línea de visión de los 57 planetas y candidatos a planetas transitantes de la muestra de Kepler. Dicha cantidad se compara con diferentes propiedades físicas del sistema, tales como temperatura efectiva de la estrella, período orbital del planeta y razón de radios de la estrella y planeta. Cuando la oblicuidad es alta se hace referencia a que la órbita planetaria se encuentra desalineada con respecto al eje de rotación estelar. En este sentido, se encontró que para los planetas y candidatos a planetas de nuestra muestra, el mecanismo Lidov-Kozai no es la vía principal para explicar la distribución de oblicuidades altas en la línea de visión. Se determinó un alto grado de coplanaridad en sistemas con múltiples planetas o candidatos a planetas. Haciendo una separación de los sistemas de la muestra dependiendo del número de planetas que posean, se determinó que los sistemas con 3 ó 4 planetas o candidatos a planetas muestran en conjunto una oblicuidad menor en comparación con sistemas de 1 ó 2 planetas o candidatos a planetas, los cuales tienen oblicuidades tanto bajas como altas. Además, los sistemas con 1 ó 2 planetas o candidatos a planetas que tienen tamaños relativamente grandes en comparación a su estrella ( $R_p/R_* \gtrsim 0.014$ ) muestran alta oblicuidad. En el caso de la estrella HAT-P-11, nuestra medición de la oblicuidad en la línea de visión permite determinar la oblicuidad en tres dimensiones, producto de un estudio previo.

Finalmente, se establecen restricciones a la precisión con que deben medirse  $P_{\text{rot}}$  y  $vsini_*$  tomando la precisión de  $R_*$  que se espera sea entre 1 y 2 % para las estrellas de la muestra de la misión espacial futura PLATO de la ESA, optimizando así las mediciones de la oblicuidad para planetas que serán descubiertos en el futuro.

# Capítulo 1

## Introducción

A lo largo de este capítulo se describe la conceptualización que hasta finales del siglo pasado imperaba acerca de la formación del Sistema Solar. Se describen brevemente los primeros hallazgos observacionales de planetas orbitando alrededor de otras estrellas y el gran avance conseguido en el entendimiento de la naturaleza orbital de los sistemas exoplanetarios que ha sido en parte gracias a la misión espacial *Kepler*. También, se exponen los diferentes métodos que han sido implementados para caracterizar la oblicuidad de las órbitas planetarias con respecto a la estrella principal, lo cual es concerniente a los objetivos de este trabajo.

### 1.1. Antecedentes

Antes de que se descubrieran los primeros planetas extrasolares (exoplanetas), se desarrollaron teorías de formación planetaria adaptadas a las propiedades observadas en nuestro Sistema Solar (una revisión de tales teorías puede encontrarse en Lissauer 1993). Algunas teorías afirman que la formación estelar y planetaria son procesos intrínsecamente relacionados. Por ejemplo, Emanuel Swedenborg (1734) propuso la idea de que el Sol se formó de una nebulosidad que lo envolvía como una coraza, mientras que los planetas surgieron en la parte externa de ella. Años después Kant (1755) reformuló la idea anterior para dar paso a la hipótesis nebular según la cual una gran nube de rotación lenta colapsó por auto-gravedad y formó un disco de donde se originó



el Sol junto con los planetas. Luego, en 1796 Pierre-Simon Laplace propuso una idea similar, en la que el Sol también fue formado de una nebulosidad, que al contraerse incrementó su velocidad de rotación, liberando parte del material de la proto estrella en forma de anillos, a partir de los cuáles los planetas fueron formados. Otras teorías por el contrario, señalan que la formación de una estrella y los planetas son procesos independientes y con probabilidades muy bajas de ocurrir. Entre ellas se encuentra la teoría de las mareas, que señala que al principio de la vida del Sol, una estrella pasó cerca y por fuerzas de marea el material de ambas estrellas fue desprendido, y al condensarse los planetas fueron formados (Jeans 1942). Similarmente, Woolfson (1978) plantea que una proto estrella pasó cerca del Sol y fue desintegrada por completo, pero parte del material fue capturado por el Sol y de allí se generaron los planetas. Estas son algunas de las teorías que conformaron el pensamiento científico respecto a la formación del Sistema Solar hasta la segunda mitad del siglo XX.

Con el descubrimiento del primer sistema extrasolar alrededor del púlsar PSR1257 + 12 (Wolszczan & Frail 1992) y del primer planeta extrasolar orbitando alrededor de la estrella de secuencia principal 51 Pegasi (Mayor & Queloz 1995), se inició una carrera por la búsqueda y caracterización de las propiedades físicas de los sistemas exoplanetarios. Se desarrollaron métodos para conocer las propiedades planetarias derivadas de las observaciones (p. ej., Seager & Mallén-Ornelas 2003) como radio planetario, inclinación orbital, período orbital, que al combinarlas con técnicas de velocidad radial (de donde se puede derivar la masa del planeta, la excentricidad de la órbita, y consecuentemente el semieje mayor orbital) permitieron complementar la visión de la arquitectura de los sistemas exoplanetarios.

Se descubrió una población de planetas conocida como *Júpiters calientes* (p. ej., Mayor & Queloz 1995; Charbonneau et al. 2000; Moutou et al. 2009) que son planetas con masas similares o mayores a la de Júpiter o Saturno, que orbitan cerca de su estrella principal, típicamente dentro de 0.1 unidades astronómicas (UAs) con períodos  $P \lesssim 10$  días, y que alcanzan temperaturas de equilibrio de  $\sim 1500$  K (Udry & Santos 2007). Los Júpiters calientes son relativamente más fáciles de detectar en contraste con planetas de tamaños más pequeños. Estos planetas gigantes producen tránsitos más profundos en las curvas de luz que son observados en períodos de tiempo cortos debido a la cercanía del planeta a su estrella. También, la amplitud de la curva de velocidad

radial de la estrella es mayor debido a que la gran masa de estos planetas produce una interacción gravitacional más fuerte.

Para explicar los mecanismos involucrados en la migración de estos planetas gigantes hasta distancias cercanas a su estrella se han efectuado diferentes análisis numéricos (p. ej., Beaugé & Nesvorný 2012; Naoz et al. 2010; Lin et al. 1996; Ida & Lin 2004; Nagasawa et al. 2008). El hallazgo de esta población fue de gran interés debido a que vino a desestabilizar la concepción que se tenía sobre que los planetas como Júpiter sólo eran formados en el disco protoplanetario a varias UAs de la estrella, después de una región conocida como *la línea de nieve*. En esta región la temperatura es baja y el polvo es lo suficientemente abundante para formar núcleos planetarios masivos que capturan gas del disco y dan paso a los gigantes gaseosos (Safronov & Zvjagina 1969, Perri & Cameron 1974, Bodenheimer & Pollack 1986).

Un gran avance en el entendimiento de los sistemas planetarios ha sido logrado, en conjunto con observaciones de telescopios terrestres, gracias a *Kepler* (Borucki et al. 2010). Se trata de un telescopio espacial de 0.95 m de apertura financiado por la NASA que fue lanzado en marzo de 2009. Tuvo como objetivo principal el determinar la frecuencia de planetas terrestres y gigantes extrasolares, la distribución de sus propiedades, y su relación con las características de sus estrellas.

Uno de los resultados iniciales e importantes de la misión KEPLER fue la estimación de la frecuencia intrínseca de la ocurrencia de candidatos a planetas de acuerdo al tamaño de estos. Se determinaron las siguientes frecuencias intrínsecas: 5% para candidatos del tamaño de la Tierra ( $R_p < 1.25 R_\oplus$ ), 8% para candidatos tipo súper Tierras ( $1.25 R_\oplus \leq R_p < 2R_\oplus$ ), 18% para candidatos de tamaño similar a Neptuno ( $2R_\oplus \leq R_p < 6R_\oplus$ ), 2% para candidatos del tamaño de Júpiter ( $6R_\oplus \leq R_p < 15R_\oplus$ ) y 0.1% para candidatos de tamaños más grandes que todos los anteriores (Borucki et al. 2011). Se determinó que los planetas tipo Neptuno mostraban ser más comunes alrededor de las estrellas más frías ( $\leq 5500$  K), mientras que planetas del tamaño de Júpiter y mayores, mostraban una frecuencia intrínseca mayor alrededor de estrellas más calientes ( $\geq 5500$  K) (Borucki et al. 2011). Después se fue incrementando el número de candidatos a planetas y se encontró que  $\sim 90\%$  de ellos tienen tamaños menores a Neptuno, y que  $\sim 20\%$  de las estrellas observadas tienen múltiples candidatos a planetas transitantes (Batalha et al. 2013). Se encontraron también planetas con radios menores a  $2 R_\oplus$  en órbitas con períodos ultra cortos entre

0.2  $\sim$  1 días (Sanchis-Ojeda et al. 2014), y se incrementó el número de planetas que conforman la familia de Júpiteres calientes. Se encontró que los sistemas con múltiples planetas con períodos cortos y radios entre  $\sim 1.5$ -6  $R_{\oplus}$  son comúnmente coplanares, aunque sistemas con uno o dos planetas transitantes podrían llegar a ser parte de un sistema con planetas adicionales pero que no transitan, o bien, que son de difícil detección debido a su tamaño pequeño (Lissauer et al. 2011). La importancia de la observación de sistemas con múltiples planetas es que provee de información sustancial para estudiar la formación planetaria, su evolución y dinámica (Ragozzine & Holman 2010).

Estos descubrimientos durante un lapso de  $\sim 20$  años han llevado al día de hoy a confirmar 3458 exoplanetas en 578 sistemas múltiples, y tener más 4696 como candidatos<sup>1</sup>. Cuando se habla de un *planeta candidato*, se hace referencia a un posible planeta que podría ser el responsable de las señales observadas por algún método (p. ej., tránsito, velocidad radial, etc.). Cuando la existencia del planeta es validada en múltiples observaciones mediante otro instrumento, otra técnica, o en diferente época, entonces el planeta candidato llega a ser un *planeta confirmado*.

El reto actual no sólo es seguir incrementando el número de descubrimientos, sino mejorar las técnicas de análisis, el tratamiento de datos y los instrumentos que permitan cumplir con el objetivo principal: la búsqueda de planetas con propiedades físicas similares a la Tierra. Además, al incrementar el número de exoplanetas tanto gaseosos (como Júpiter o Saturno), como terrestres (como la Tierra o Mercurio), se puede adquirir la información necesaria para probar la formación y evolución de ambas poblaciones (una revisión de las teorías de formación planetaria puede encontrarse en Lissauer 1993, Armitage 2010).

---

<sup>1</sup>Según datos reportados en NASA Exoplanet Archive: <http://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/> recuperados al 14/03/17

## 1.2. La Oblicuidad: vestigio de la formación y evolución de sistemas planetarios

El ángulo tridimensional existente entre el vector normal al plano orbital de cada planeta, y el eje de rotación estelar, es conocido como *la oblicuidad* planetaria, y es denotado como  $\Psi$  en la Figura 1.1. Medir y estudiar la oblicuidad es de gran importancia puesto que constituye uno de los parámetros principales con el cual se pueden probar las diferentes teorías de formación y evolución de los sistemas planetarios.

La Figura 1.1 ilustra la geometría de un sistema constituido por una estrella y un planeta. Supóngase un sistema coordenado situado en el centro de una estrella, donde los ejes X-Y conforman la proyección en el plano del cielo, y el eje Z está dirigido en la línea de visión hacia el observador. La flecha roja sólida representa el eje de rotación de la estrella, mientras que la flecha azul sólida es el vector normal al plano orbital del planeta. El ángulo en tres dimensiones  $\Psi$  subtendido entre ambos vectores es la oblicuidad del sistema. El ángulo  $\Psi$  no es una cantidad directamente medible, sin embargo su proyección tanto en el plano del cielo (denotado como  $\lambda$ ), como en la línea de visión (expresado como  $\varphi$ ), sí lo son. Particularmente, esta tesis estará enfocada a la medición de la oblicuidad en la proyección de la línea de visión  $\varphi$ .

En el caso de sistemas constituidos por múltiples planetas, si los planos orbitales de cada uno de ellos residen geoméricamente en un plano común (o aproximadamente), entonces se dice que existe *coplanaridad*. Sin embargo, el hecho de que un sistema planetario sea coplanar, no significa que el eje del plano común tenga una oblicuidad baja con respecto al eje de la estrella, ni que cada planeta tenga la misma oblicuidad. Por ejemplo, en nuestro Sistema Solar los ejes de traslación de las órbitas de los planetas se encuentran aproximadamente paralelos con respecto al eje de rotación del Sol, con oblicuidades dentro de  $\lesssim 7^\circ$  (Beck & Giles 2005), es decir existe coplanaridad. Sin embargo, Venus presenta un movimiento retrógrado, esto es, que orbita en sentido contrario a la dirección de la rotación solar, y por lo tanto su órbita tiene oblicuidad alta ( $\sim 180^\circ$ ).

A pesar de lo anterior, nuestro Sistema Solar muestra concordancia con el modelo nebular solar según el cual los planetas se forman en el disco protoplanetario circundante a la estrella central y que está compuesto del mismo material previo al colapso gravitacional (Lissauer 1993).

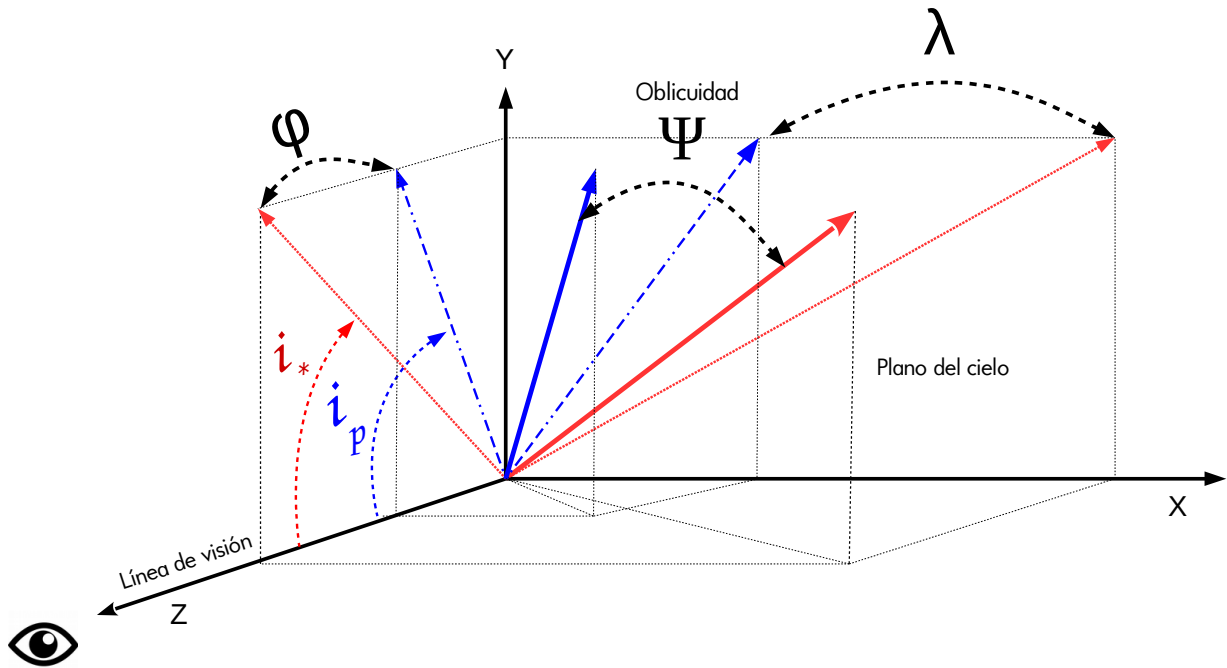


Figura 1.1: Esquema que ilustra el problema geométrico para conocer la oblicuidad del sistema denotado por  $\Psi$ . La flecha roja sólida representa el eje de rotación de la estrella, mientras que la flecha azul sólida es el vector normal al plano orbital del planeta. Las proyecciones de ambos vectores tanto en el plano del cielo como en la línea de visión son indicados con sus colores respectivos. Se indica con  $\lambda$  a la proyección de la oblicuidad en el plano del cielo, mientras que  $\varphi$  denota la proyección de la oblicuidad en la línea de visión. El ángulo  $\varphi$  es la proyección de la oblicuidad que se determinará en esta tesis, y se mide tomando la diferencia angular en la línea de visión entre la inclinación estelar  $i_*$  (línea punteada roja) y la inclinación de la órbita del planeta  $i_p$  (línea punteada azul).

Sin embargo, este modelo de formación planetaria ampliamente aceptado para nuestro Sistema Solar, encuentra dificultad para explicar la arquitectura de muchos sistemas exoplanetarios. Si los planetas se forman del disco protoplanetario que rodea a la estrella joven, entonces se esperaría

que las órbitas de éstos permanezcan en el mismo plano del disco. Si esto es así, entonces los ejes de traslación de las órbitas planetarias mantendrían una oblicuidad baja con respecto al eje de rotación de la estrella (Lin et al. 1996). Por el contrario se han observado exoplanetas con un grado de oblicuidad intermedio (p. ej., Barnes et al. 2011; Hébrard et al. 2008) hasta planetas en órbitas perpendiculares a la rotación estelar (p. ej., Albrecht et al. 2012a) o con órbitas retrógradas (p. ej., Brown et al. 2017; Winn et al. 2010; Triaud et al. 2010).

Los sistemas anteriormente descritos difieren del escenario típico de formación planetaria. Para ello se han propuesto diferentes mecanismos físicos que pueden explicar la variedad de oblicuidades observadas. A continuación se enlistan y describen tales escenarios.

### **Desalineación primordial del disco protoplanetario.**

Se ha propuesto que los discos protoplanetarios de donde se originan los planetas fueron perturbados durante las primeras etapas de su formación, y en consecuencia los planetas heredaron tal oblicuidad primordial.

Cuando una estrella joven acreta material del disco circunestelar, el eje de rotación del disco es capaz de alterarse mientras la estrella se forma debido a que el proceso de acreción puede variar tanto en cantidad de masa como en dirección, conduciendo a un aumento de la oblicuidad (Bate et al. 2010). Por ejemplo, las estrellas tipo FU Orionis son objetos que aumentan su luminosidad de forma repentina. Esta variación es atribuida a episodios de acreción entre el material del disco y la estrella (Hartmann & Kenyon 1985). La tasa de acreción para estos objetos puede variar entre  $\sim 10^{-7} - 10^{-4} M_{\odot}/\text{yr}$  (Hartmann & Kenyon 1996). Las estrellas tipo EX Ori (Herbig 1989) son otro ejemplo de estrellas con variaciones de luminosidad atribuidas a escenarios de acreción repentinos (con tasas de acreción de hasta  $\sim 10^{-5} M_{\odot}/\text{yr}$ ) aunque de menos intensidad que las FU Ori.

Si el evento de acreción fue lo suficientemente fuerte para modificar la oblicuidad del disco, entonces éste podría no tener el material suficiente para formar planetas (Bate et al. 2010). Por el contrario, si el disco es lo suficientemente masivo para formarlos, entonces la oblicuidad del disco con la estrella podría disminuir mediante fuerzas de marea. Por otro lado, si un planeta de recién formación con una oblicuidad y excentricidad inicialmente bajas ( $\lesssim 6^{\circ}$  y  $\lesssim 0.1$ , respectivamente)

se encuentra inmerso en un disco protoplanetario, la oblicuidad podría llegar a disminuir y la órbita a circularizarse debido a torcas gravitacionales con el disco (Cresswell et al. 2007).

Otros autores han encontrado mediante simulaciones que una estrella magnéticamente activa puede interactuar con el disco circunestelar a través de torcas magnéticas (p. ej., Foucart & Lai 2011; Spalding & Batygin 2015). Estas torcas son producidas por el acoplamiento del material del disco y las líneas de campo magnético de la estrella. Debido a la rotación diferencial del disco, las líneas de campo magnético experimentan una torsión que puede, aunque no siempre, desviar al eje de rotación estelar lejos del eje de rotación del disco. Este efecto podría explicar el estado retrógrado de planetas observados (Foucart & Lai 2011), aunque la torca magnética también podría disminuir la oblicuidad del disco (Spalding & Batygin 2015).

En el caso de estrellas binarias con discos circunestelares y circumbinarios se tiene evidencia observacional (p. ej., Brinch et al. 2016; Hioki et al. 2011; Kennedy et al. 2012; Takakuwa et al. 2017) de altas oblicuidades entre ambos discos cuando el sistema aún es joven. También, experimentos numéricos revelan que la presencia de una acompañante estelar (estrella secundaria de un sistema binario) puede aumentar la oblicuidad entre el disco circunestelar y el circumbinario (Owen & Lai 2017), o entre el disco circunestelar y la estrella principal (Lai 2014).

### **Perturbaciones gravitacionales entre planetas o estrellas (mecanismo Lidov-Kozai).**

Después de que los planetas son formados y el disco de gas se dispersa, existen otros mecanismos físicos que pueden modificar la oblicuidad planetaria. Por ejemplo, se han realizado simulaciones que involucran encuentros entre planetas (Beaugé & Nesvorný 2012) o perturbaciones debidas a acompañantes estelares (p. ej., Wu & Murray 2003; Fabrycky & Tremaine 2007), revelando que los planetas no permanecerán en un mismo plano sino que sus órbitas podrían mostrar un amplio rango de oblicuidades con respecto al eje de rotación estelar.

Otro escenario posible es que las oblicuidades planetarias han sido modificadas mediante el mecanismo Lidov-Kozai (Lidov 1962, Kozai 1962). Este mecanismo se basa en el problema de 3 cuerpos jerárquico restringido, donde se considera que el objeto de menor tamaño tiene una masa mucho menor que la de los otros dos cuerpos. En este problema, la órbita del cuerpo menor (el planeta) que gira entorno al cuerpo principal (estrella primaria), es perturbada por la presencia de

un tercer cuerpo (acompañante estelar) orbitando a una distancia más lejana que la existente entre los dos primeros. El acompañante induce ciclos de intercambio de energía entre la excentricidad e inclinación de la órbita del cuerpo menor. Sin embargo, evidencia observacional no ha encontrado correlación entre los acompañantes estelares detectados y la oblicuidad o excentricidad de los Júpiteres calientes transitantes (p. ej., Knutson et al. 2014; Ngo et al. 2015, 2016).

### **Mareas durante la migración planetaria e interacción Lidov-Kozai.**

En el caso de los Júpiteres calientes, se sabe que éstos no pueden formarse *in situ* en órbitas cercanas a su estrella ( $\lesssim 0.1$  UA; Charbonneau et al. 2000; Triaud et al. 2010) y para ello se han propuesto diferentes escenarios de migración que explican el movimiento de los planetas desde donde se forman hasta órbitas más cercanas a su estrella (p. ej., Kley & Nelson 2012). Sin embargo, en situaciones cuando el planeta en formación experimenta altas tasas de acreción, la energía radiada por el planeta puede llegar a producir un gradiente de temperatura en el disco protoplanetario. Este gradiente produce una fuerza (conocida como torca de calentamiento) que frena la migración del planeta hacia órbitas más pequeñas y puede incluso revertir la migración haciendo que el planeta se mueva a órbitas más lejanas (Benítez-Llambay et al. 2015). Durante estos escenarios de migración, las oblicuidades planetarias están expuestas a cambiar.

El mecanismo Lidov-Kozai combinado con la disipación por mareas podría explicar la formación de Júpiteres calientes (p. ej., Rasio & Ford 1996; Fabrycky & Tremaine 2007). A altas excentricidades cada vez que el planeta se acerque al periastro, se disipará parte de la energía de su órbita debido a fuerzas de marea con la estrella. Bajo algunas restricciones, el planeta perderá energía y migrará cada vez a órbitas más cercanas respecto a la estrella, tenderá a circularizar su órbita y tendrá una oblicuidad diferente a la inicial.

Se han realizado experimentos numéricos para examinar la evolución orbital de Júpiteres calientes que experimentan una combinación del mecanismo Lidov-Kozai por acompañantes estelares, más mareas (p. ej., Fabrycky & Tremaine 2007; Storch et al. 2014; Anderson et al. 2015), encontrando evidencia de oblicuidad alta cuando el proceso de migración finaliza. También se ha encontrado que las órbitas retrógradas observadas de los Júpiteres calientes pueden ser producidas incluso por la presencia de un segundo planeta más masivo (Naoz et al. 2010). Por otro lado,



simulaciones muestran que en sistemas donde inicialmente habían múltiples planetas la interacción gravitacional entre ellos puede favorecer a la formación de Júpiteres calientes (Nagasawa et al. 2008), aunque algunos de ellos podrían haber sido expulsados del sistema (Beaugé & Nesvorný 2012; Rasio & Ford 1996).

### **Fuerzas de marea entre la estrella y el planeta.**

Otro tipo de explicación a las oblicuidades observadas reside en las interacciones por fuerzas de marea entre los planetas y su estrella. La fuerza de marea es producida por la fuerza diferencial que experimenta un objeto a través de él debido a la presencia de un segundo cuerpo. En el caso de un sistema planetario, la superficie de la estrella ejercerá una fuerza de atracción gravitacional que será mayor del lado donde se encuentra el planeta, en contraste con la superficie del lado opuesto. La fuerza de marea producirá dos protuberancias en la envoltura estelar. La orientación del eje que une las protuberancias estará retrasada con respecto a la dirección del planeta debido a la viscosidad interna de la envoltura estelar. La masa contenida en las protuberancias y la orientación entre ellas ejercerán una torca gravitacional sobre el planeta (p. ej., Hut 1981; Eggleton et al. 1998). El resultado es que el planeta sea frenado gravitacionalmente durante su movimiento alrededor de la estrella.

Winn et al. (2010) encontraron en una muestra pequeña de Júpiteres calientes una tendencia a que el 75% de los planetas alrededor de estrellas calientes ( $T_{\text{eff}} \geq 6250$  K) tienen oblicuidades mayores a  $10^\circ$ . El motivo se atribuyó a interacciones por mareas entre la envoltura de la estrella y el planeta. Ya que en estrellas de secuencia principal más calientes que 6250 K la masa de la envoltura convectiva es proporcionalmente menor, las interacciones por marea entre la estrella y el planeta no son lo suficientemente fuertes para disminuir la oblicuidad planetaria. Complementariamente, los planetas alrededor de estrellas más frías que 6250 K con envolturas convectivas de masa proporcionalmente mayor mostraron oblicuidades bajas.

Poco después, con una muestra más grande de Júpiteres calientes, Albrecht et al. (2012b) plantean un escenario más completo en el que sistemas con Júpiteres calientes tuvieron en sus inicios una distribución isotrópica de oblicuidades, pero que evolucionaron por fuerzas de marea con la estrella. Para un planeta dado, la escala de tiempo disipativa por mareas es menor cuando

el planeta se encuentra alrededor de una estrella fría ( $T_{\text{eff}} \lesssim 6250 \text{ K}$ ) que para cuando se encuentra alrededor de una estrella más caliente ( $T_{\text{eff}} \gtrsim 6250 \text{ K}$ ). Por lo tanto, los sistemas donde la estrella ha vivido más que su escala de tiempo correspondiente, suelen tener planetas con baja oblicuidad, mientras que los planetas en estrellas calientes pueden no haber vivido aún el tiempo suficiente para disminuir su oblicuidad.

### **Rotación diferencial de la atmósfera estelar.**

Una explicación alterna a la variedad de oblicuidades observadas ha sido estudiada mediante simulaciones por Rogers et al. (2012). En este estudio se propone que la observación de órbitas con oblicuidades altas de planetas alrededor de estrellas calientes es un efecto producido en la propia estrella y no por la evolución de las órbitas planetarias. Atribuyen la oblicuidad orbital a la rotación diferencial de la envoltura radiativa en estrellas calientes, que es consecuencia del transporte angular por ondas de gravedad internas. Desde este punto de vista, la atmósfera estelar tiene una dirección de rotación que es diferente a la dirección de rotación del interior de la estrella. Este efecto hace parecer a un observador que el eje de rotación de la estrella mantiene una oblicuidad alta, cuando en realidad la oblicuidad podría ser baja con respecto al interior estelar.

Evidentemente la medición de la oblicuidad es una vía efectiva para poder probar los escenarios de formación y evolución de los sistemas planetarios anteriormente descritos. Para medir la oblicuidad de los sistemas extrasolares, se han desarrollado diferentes técnicas que restringen la oblicuidad sobre el plano del cielo o sobre la línea de visión. Es de gran interés medir las oblicuidades de planetas tipo terrestres (p. ej., Bourrier & Hébrard 2014; Barnes et al. 2015) y tipo Júpiter (p. ej., Barnes et al. 2011; Nutzman et al. 2011) ya que la existencia de una correlación entre el grado de oblicuidad de cada planeta y las propiedades físicas del sistema completo podrían servir para probar las diferentes teorías de formación planetaria.

### 1.2.1. Métodos de medición de la Oblicuidad

A continuación se describen las técnicas con las que se puede estudiar la oblicuidad, haciendo especial énfasis en el método del  $vsini_*$  que es el seguido en este trabajo y el cual será explicado al final de esta sección.

#### Efecto Rossiter-McLaughlin

El efecto Rossiter-McLaughlin (RM) propuesto por Rossiter (1924) y McLaughlin (1924) consiste en medir cambios aparentes en la velocidad radial de la estrella provocados por el tránsito de un planeta a través del disco estelar. Si el planeta oculta la región del disco estelar que se acerca hacia el observador (con corrimiento al azul) entonces la luz integrada de la estrella mostrará un corrimiento Doppler neto hacia el rojo. Evidentemente el cambio aparente en la velocidad radial variará conforme el planeta cambie de posición sobre el disco estelar. Esto induce variaciones anómalas de velocidad radial durante el tránsito, que al ser modeladas, ofrecen información de la oblicuidad en el plano del cielo.

Para modelar el efecto RM se requiere de conocer previamente otros parámetros tales como el radio estelar y aquellos derivados de la curva de luz del tránsito (p.ej., período orbital, semieje mayor, radio planetario y el parámetro de impacto). Esta técnica ha sido la más exitosa para determinar la oblicuidad de planetas principalmente tipo Júpiter, y aunque sólo puede restringir la oblicuidad en el plano del cielo ( $\lambda$  en la Figura 1.1), es capaz de medir oblicuidades de  $360^\circ$  y por lo tanto permite distinguir entre órbitas prógradas y retrógradas. Para ello se requieren dos condiciones físicas principales: que el planeta sea lo suficientemente grande comparado con su estrella, y que la estrella rote rápidamente (esto decir,  $vsini_* \gtrsim 2\text{--}5 \text{ km s}^{-1}$ ; Queloz et al. 2000; Triaud et al. 2010). Por ello la medición de la oblicuidad en el plano del cielo para estrellas tardías a través del efecto RM es difícil, ya que rotan intrínsecamente más lento (p. ej., Browning et al. 2010). Aunado a lo anterior, se requiere alta cadencia de observación e instrumentos que ofrezcan alta resolución espectral ( $R \gtrsim 10^5$ ) con la finalidad de obtener velocidades con precisiones de pocos metros sobre segundo (p. ej., el instrumento HARPS; Mayor et al. 2003).

#### Ocultación de manchas estelares

Las manchas estelares son regiones relativamente frías con respecto a la fotosfera (p. ej.,

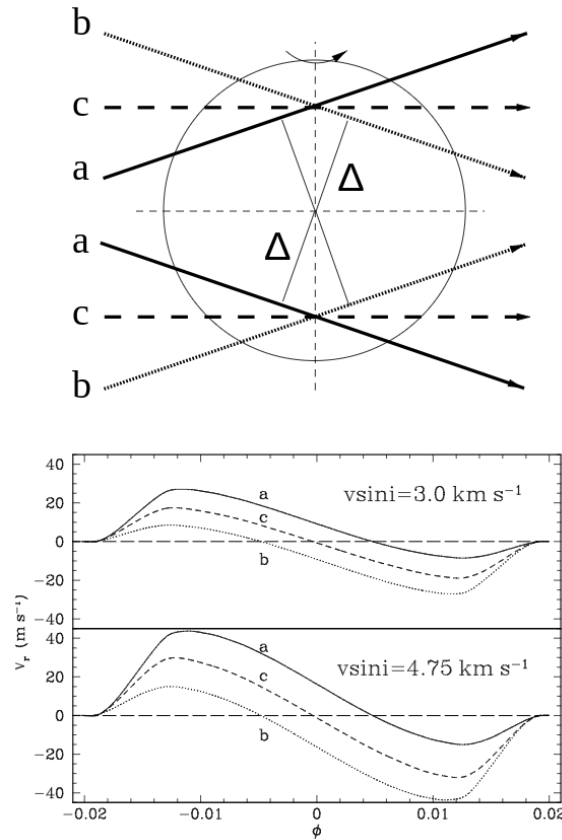


Figura 1.2: Efecto Rossiter-McLaughlin. La imagen superior ilustra las posibles soluciones del tránsito para describir las anomalías en la velocidad radial de la estrella (imagen inferior) para dos valores diferentes de rotación estelar ( $v \sin i_*$ ). En la imagen inferior se muestran curvas de velocidad radial que corresponden a las diferentes trayectorias del tránsito del planeta (trayectorias a, b y c), suponiendo dos velocidades de rotación estelar diferentes ( $3 \text{ km s}^{-1}$  y  $4.75 \text{ km s}^{-1}$ ). Puede observarse que si la estrella gira más rápido, la amplitud de la curva de velocidad radial es mayor y por tanto permite modelar y medir más fácilmente la oblicuidad en el plano del cielo. Este método tiene soluciones simétricas, como es indicado por los tipos de líneas. Imagen tomada de Queloz et al. (2000).

Rabus et al. 2009) y pueden cubrir gran parte de la superficie estelar (p. ej., O'Neal et al. 1998) revelando la presencia de actividad magnética. Las manchas estelares producen variaciones en la cantidad de luz recibida, lo cual se observa como modulaciones en las curvas de luz medidas.

El método de ocultación de manchas consiste en modelar los pequeños aumentos de flujo en

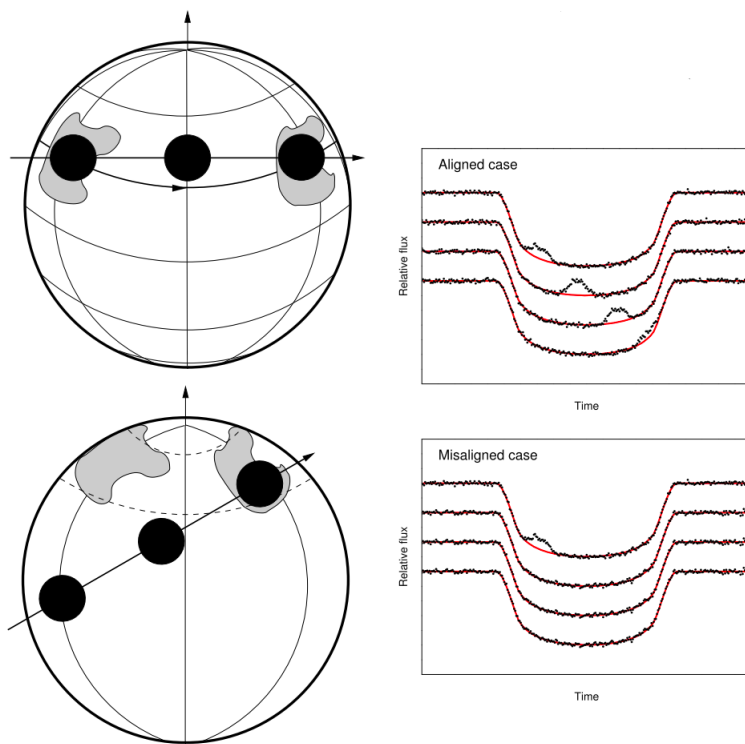


Figura 1.3: Ocultación de manchas estelares. Las imágenes del lado izquierdo muestran la geometría de un planeta que transita sobre una banda de manchas estelares. Cuando el planeta pasa sobre ellas se observará un aumento pequeño en el flujo durante el tránsito (imágenes del lado derecho). La recurrencia de estos aumentos detectados en los tránsitos es utilizada para modelar la proyección de la oblicuidad considerando que las manchas se encuentran en latitudes específicas del disco estelar. Figuras del tránsito tomadas de Nutzman et al. (2011), y curvas de luz de Sanchis-Ojeda et al. (2013).

las curvas de luz que son atribuidos al paso del planeta sobre una banda de manchas estelares a una cierta latitud (Nutzman et al. 2011). Cuando un planeta transita enfrente del disco estelar, se mide una disminución del flujo en la curva de luz del sistema. Sin embargo, si el planeta transita sobre una mancha (con una luminosidad intrínsecamente menor que el resto de la estrella, pero mayor que la del planeta) la profundidad del tránsito será más pequeña y se distinguirá como un aumento en el flujo (ver Rabus et al. 2009). Las imágenes del lado izquierdo de la Figura 1.3 ilustran la geometría de un planeta que transita sobre una banda de manchas estelares, considerando que la oblicuidad es baja (imagen superior) o alta (imagen inferior). Del lado derecho se encuentran las curvas de luz de 4 tránsitos diferentes para cada una de las dos geometrías. Para el caso de

oblicuidad baja, los excesos de luz aparecerán regularmente, ya que el planeta pasa continuamente sobre la banda de manchas estelares. Por el contrario si la oblicuidad es alta, la probabilidad de que el planeta cruce alguna de las manchas de la banda será menor (por ello sólo se muestra un sólo exceso en las curvas de luz del lado derecho).

Este método permite medir la oblicuidad en el plano del cielo (acotado entre  $0^\circ$  y  $180^\circ$ ) y en la línea de visión (acotado entre  $0^\circ$  y  $180^\circ$ ), que en combinación con la inclinación planetaria nos permite estudiar la oblicuidad tridimensional ( $\Psi$  en la Figura 1.1). Con esta metodología Sanchis-Ojeda & Winn (2011) encontraron también que las manchas estelares pudieran estar definidas dentro de bandas latitudinales, como ocurre en el Sol ( $|l| < \pm 30^\circ$ ; Benevolenskaya et al. 2014).

### Oscurecimiento gravitatorio

Este método se basa en el efecto fotométrico producido en una estrella que debido a su rotación rápida se deforma de manera oblata. El cambio de gravedad superficial aparente produce un gradiente de temperatura que es mayor en los polos y disminuye hacia el ecuador, conduciendo a la observación de un ecuador más oscuro (von Zeipel 1924). El modelo de Barnes (2009) consiste en observar las anomalías de la curva de luz (Figura 1.4) cuando el planeta transita con diferentes inclinaciones. El parámetro de impacto  $b$  es una medida de la inclinación de la órbita planetaria y corresponde a la distancia desde el centro del disco estelar y la traza sobre el disco de la órbita de planeta. Así, un parámetro de impacto de 0, corresponde a una inclinación orbital de  $90^\circ$ , lo que significa que la órbita planetaria pasa por el centro del disco estelar.

Considerando el oscurecimiento gravitatorio de una estrella, un planeta que transita cerca del polo estelar (eje de rotación) donde la luminosidad es mayor, producirá una profundidad de tránsito mayor en contraste cuando el planeta transita sobre el ecuador estelar (donde la luminosidad es menor). Modelando el cambio en la forma del tránsito, se llega a conocer la oblicuidad de la órbita planetaria.

Este método permite conocer las proyecciones de oblicuidad tanto en la línea de visión (acotado entre  $-90^\circ$  y  $90^\circ$ ), como en el plano del cielo (que puede medir los  $360^\circ$ , como el efecto RM), y por tanto permite estudiar la oblicuidad tridimensional  $\Psi$ ; sin embargo no existen soluciones únicas para modelar la forma del tránsito, ya que existen degeneraciones entre las órbitas retrógradas

y prógradas, compensado por degeneraciones entre la proyección de la oblicuidad en el plano del cielo ( $\lambda$ ) y en la línea de visión ( $\varphi$ ). Sin embargo, en el caso de poder romper la degeneración mediante mediciones con otro método entonces podría conocerse incluso si el planeta se encuentra en una órbita prógrada o retrógrada. La limitante de este método es que la estrella debe tener una rotación rápida ( $v \sin i_* > 50 \text{ km s}^{-1}$ ; Reiners 2003) para que se produzca un oscurecimiento gravitatorio medible.

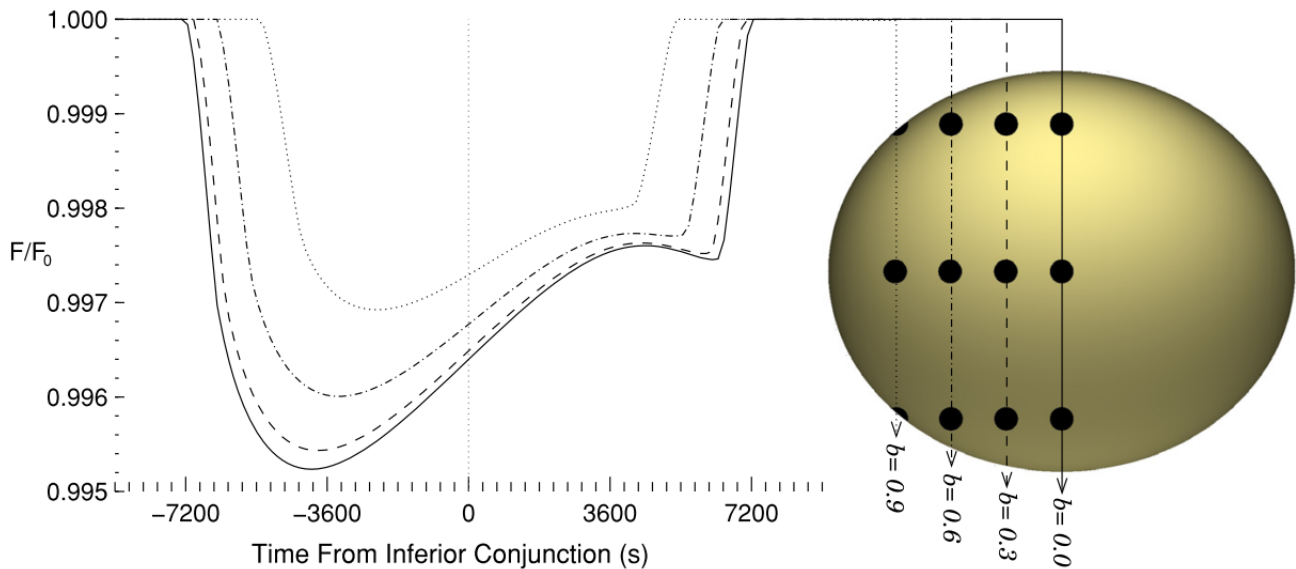


Figura 1.4: Oscurecimiento gravitatorio. Las curvas de luz modeladas (mostradas del lado izquierdo) ilustran la variación en la forma del tránsito dependiendo del parámetro de impacto  $b$  de la trayectoria del planeta sobre el disco estelar (trayectorias indicadas con diferentes tipos de líneas). La región iluminada de la imagen derecha indica el polo de la estrella, mientras que la zona oscurecida indica la región del ecuador estelar. Imagen tomada de Barnes (2009).

## Astrosismología

Chaplin et al. (2013) aplicaron por primera vez la técnica de astrosismología para determinar la inclinación del eje de rotación en la línea de visión de estrellas con planetas transitantes. El método, que permite conocer la estructura interna de las estrellas mediante la observación de las pulsaciones medidas de la curva de luz, consiste en observar el espectro de frecuencias de las pulsaciones de la estrella (panel izquierdo de la Figura 1.5) que pueden medirse a partir de curvas de luz de alta precisión. Las pulsaciones se observan como cambios en la intensidad de luz, y la periodicidad de estos cambios dependen del tipo de pulsaciones que exista en la estrella (radial, esférico y/o azimutal). La determinación de las propiedades de la estrella mediante la astrosismología requiere de la medición del rango de frecuencias a las que ocurren las pulsaciones en las curvas de luz, la frecuencia pico medida y la separación entre los picos del periodograma.

Existen modos que no son esféricamente simétricos (modo azimutal), por lo que los patrones observados de éstos dependerán del ángulo de inclinación de la estrella  $i_*$  (Campante et al. 2016). El perfil promedio de los picos del espectro de frecuencia (panel derecho de la Fig. 1.5) es modelado para ajustar la inclinación estelar.

Con este método se puede determinar la oblicuidad en la línea de visión (entre  $0^\circ$  y  $90^\circ$ ) que depende de poder resolver y modelar las características observadas en los espectros de potencias de los modos de oscilación no radiales. El reconocimiento de los diferentes tipos de oscilación ha sido desarrollado con mucho detalle para estrellas tipo solar gracias al estudio de la heliosismología. También se han estudiado estrellas compactas cuyas oscilaciones son cortas ( $\sim 10$  minutos) y estrellas masivas cuyos modos de oscilación son más difícil determinar debido a que el período de las oscilaciones es mucho más largo. En este sentido, la técnica de astrosismología favorece a las estrellas tipo solar y estrellas compactas.

Esta técnica para determinar  $i_*$  depende únicamente de las propiedades de la estructura estelar y no de las propiedades planetarias, por lo cual tiene la ventaja de ser aplicable a estrellas con poblaciones de planetas pequeños. Sin embargo se requiere monitorear a las estrellas fotométricamente con alta cadencia (con intervalos de tiempo cortos entre observaciones) y alta señal a ruido para determinar con mayor precisión la frecuencia de las pulsaciones emitidas.



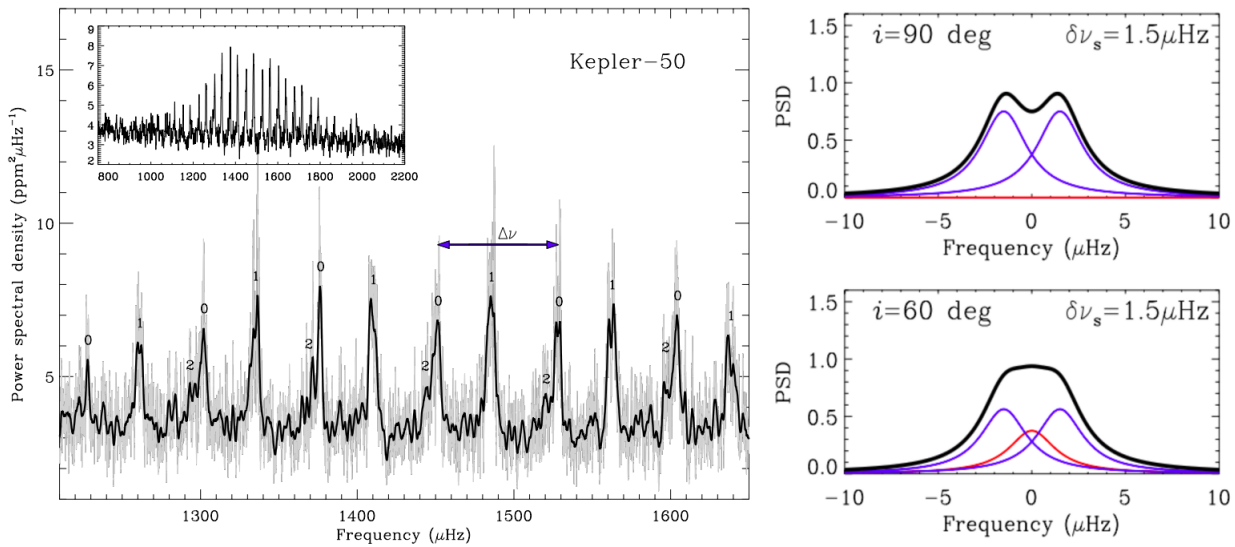


Figura 1.5: Astrosismología. El panel izquierdo muestra el espectro de frecuencias de las pulsaciones emitidas por una estrella, a partir del cual se determina la separación entre los picos del periodograma, y la frecuencia pico (imagen interna del panel izquierdo). Las imágenes del lado derecho muestran que el modelo del perfil promedio del espectro de frecuencias (línea negra) depende de la inclinación estelar  $i_*$ , y son los modos azimutales (líneas roja y azul) que determinan el perfil. Imágenes tomadas de Chaplin et al. (2013).

**El método del  $vsini_*$** 

Este método es el que se aplica en esta tesis y tiene la ventaja de ser aplicable a estrellas de rotación lenta, a sistemas con planetas de tamaño similar a la Tierra, y hasta estrellas poco brillantes. La Figura 1.1 ilustra el problema geométrico al cual se aplica esta técnica. La metodología consiste en combinar la velocidad de rotación proyectada  $vsini_*$ , junto con el período de rotación  $P_{\text{rot}}$  y el radio de la estrella  $R_*$  (p. ej., Hirano et al. 2012) para obtener información implícita sobre el ángulo  $i_*$  comprendido entre el eje de rotación estelar proyectado en el plano Y-Z y la línea de visión (ver Figura 1.1). El  $vsini_*$  es la observable de la rotación estelar. Esta cantidad es la proyección sobre la línea de visión de la velocidad de rotación en el ecuador. Tal proyección es incluida al tomar el seno de la inclinación de la estrella  $\sin i_*$ . Suponiendo que la estrella rota rígidamente el  $vsini_*$  se calcula mediante,

$$vsini_* = \frac{2\pi R_*}{P_{\text{rot}}} \sin i_* \quad (1.1)$$

Inviertiendo la ecuación (1.1) se obtiene la inclinación estelar en la línea de visión  $i_*$ ,

$$i_* = \arcsin \left( \frac{P_{\text{rot}} vsini_*}{2\pi R_*} \right) \quad (1.2)$$

Para medir la oblicuidad en la línea de visión del observador, se necesita de la inclinación de la órbita del planeta  $i_p$  sobre la línea de visión (Schlaufman 2010), que es conocida mediante el ajuste hecho a la forma del tránsito planetario en la curva de luz (Mandel & Agol 2002). De lo dicho anteriormente, la oblicuidad en la línea de visión  $\varphi$  es,

$$\varphi = |i_p - i_*| \quad (1.3)$$

Este método es muy valioso porque permite explorar poblaciones planetarias para las cuales existe poca información de su oblicuidad. Sin embargo, la medición de la oblicuidad con este método está acotada entre  $0^\circ$  y  $90^\circ$ . Además, dada la degeneración del método, no se puede distinguir entre órbitas prógradas y retrógradas, ni se tiene medición de la oblicuidad en el plano del cielo.

# Capítulo 2

## Metodología

En la sección 1.2.1 se ha hecho referencia a los métodos utilizados para medir la oblicuidad de las órbitas planetarias alrededor de sus estrellas anfitrionas. En este trabajo se ha optado por implementar el método basado en la medición del  $vsini_*$ , que es la velocidad de rotación estelar proyectada sobre la línea de visión. Este método tiene la ventaja de ser aplicable a sistemas planetarios donde la estrella principal es de rotación lenta y donde pueden existir planetas de dimensiones comparables al tamaño de Neptuno o menores (es decir  $\lesssim 4 R_{\oplus}$ ). La particularidad de este método es que ofrece una medición de la oblicuidad sólo sobre la línea de visión, a diferencia de otros métodos (p. ej., efecto Rossiter-McLaughlin) que se basan en las propiedades del tránsito del planeta a través del disco estelar y que miden la oblicuidad sobre el plano del cielo.

En este capítulo se describirá el proceso seguido para obtener el  $vsini_*$ , a partir del cual se deriva el ángulo de inclinación del eje de rotación estelar proyectado en la línea de visión  $i_*$  mostrado en la Figura 1.1. Los ajustes, figuras, tablas, algoritmos etc., necesarios para implementar gran parte de la metodología descrita a continuación, se obtuvieron mediante programas escritos en Python, usando la versión 2.7.12, provista por la distribución de Anaconda 4.2.0. También se han empleado programas o software no dependientes de Python, y han sido especificados en el texto.

En la sección 2.1 se explica la metodología para obtener los espectros estelares de la muestra estudiada. La sección 2.2 contiene el procedimiento para enmascarar las líneas que no son usadas para determinar la velocidad de rotación estelar ( $vsini_*$ ). Posteriormente en las secciones 2.3.1 y

2.3.2 se hace una descripción completa de cómo obtener  $vsini_*$  a partir de dos métodos independientes. Después, en la sección 2.4 se expone la metodología para estimar la inclinación estelar  $i_*$  a través de cadenas de Markov Monte Carlo. Finalmente la sección 2.5 contiene la metodología seguida para analizar las imágenes de adquisición del telescopio con la finalidad de detectar posibles acompañantes estelares dentro del campo de visión del telescopio.

## 2.1. Observaciones y reducción de datos

Las observaciones fueron realizadas el 4 de julio de 2012 usando el telescopio Subaru, un telescopio óptico-infrarrojo de 8.2 metros situado en Mauna Kea, Hawai'i. Se utilizó el High Dispersion Spectrograph (HDS; Noguchi et al. 2002), un espectrógrafo tipo echelle que provee espectroscopía óptica en el rango entre 3 000 - 10 000 Å. Usando la rendija de 0.2", se alcanzó una resolución espectral de  $\sim 160,000$  en este trabajo.

Las estrellas estudiadas en este proyecto provienen de realizar diferentes filtros a la muestra de estrellas observadas por el telescopio espacial Kepler reportadas en el *Kepler Input Catalogue* (KIC) de Borucki et al. (2011). Los filtros realizados consistieron en elegir estrellas con las siguientes características:

- Que tuvieran una magnitud de Kepler  $Kp < 14$ .
- Que tuvieran una velocidad de rotación mayor a la que la resolución del instrumento permite detectar ( $vsini_* \sim 2 \text{ km s}^{-1}$ ). Esta velocidad de rotación fue determinada previamente mediante la ecuación 1.1 suponiendo una inclinación de  $i_* = 90^\circ$ , y usando los datos de  $P_{\text{rot}}$  y  $R_*$  de la literatura.
- Que tanto la estrella como los planetas y candidatos a planetas abarcaran un intervalo amplio de parámetros físicos. Por ejemplo, temperatura efectiva estelar, período rotacional estelar, período orbital planetario, radio planetario y número de planetas en el sistema.

Fueron 44 estrellas las que cumplieron con las especificaciones de los filtros anteriores, de las cuales 13 estrellas fueron descartadas debido a diferentes motivos (indicados en la Tabla 2.2). Finalmente, la muestra estudiada en este trabajo consiste de 31 estrellas que albergan a 57 planetas

y candidatos a planetas con tránsitos detectados. Estas estrellas han sido tabuladas en la Tabla 2.1 y de ahora en adelante serán referidas como “estrellas de la muestra de Kepler”. Los parámetros planetarios han sido tomados del *Data Release 24* de Kepler (DR 24; Coughlin et al. 2016).

Adicionalmente a esta muestra se observaron 9 estrellas que fueron usadas como calibradoras del método para determinar el  $vsini_*$  de la muestra de Kepler (la calibración se explica en la subsección 2.3.1.4). Los criterios de selección de esta muestra de estrellas consistió en lo siguiente:

- Que fueran estrellas brillantes ( $V < 7$ ).
- Que cumplieran con las condiciones de tener mediciones precisas de  $vsini_*$  de la literatura y que fueran de baja rotación ( $vsini_* \leq 5 \text{ km s}^{-1}$ ).
- Que abarcaran el mismo intervalo de temperatura efectiva que la muestra de Kepler.
- Que fueran visibles durante la noche de observación.

Algunas de las propiedades de esta última muestra de estrellas se encuentran en la Tabla 2.3, y a partir de ahora se hará referencia a ellas como “estrellas estándar”.

Tabla 2.1: Estrellas de la muestra de Kepler estudiadas en este trabajo indicadas con su número identificador KIC. Se incluye información de la estrella primaria, y de los planetas que conforman cada sistema.

Parámetros estelares			Parámetros planetarios			
KIC	$T_{\text{eff}}$ [K]	$P_{\text{rot}}$ [d]	Planeta	Alias	$P_{\text{orb}}$ [d]	$R_p$ [ $R_{\oplus}$ ]
10748390	$4800_{-90}^{+90}$	$29.47 \pm 0.134$	b	HAT-P-11 b	4.887	$4.85_{-0.14}^{+0.19}$
11017901	$5600_{-130}^{+170}$	$6.46 \pm 0.003$	b	Kepler-447 b	7.794	$6.06_{-1.23}^{+2.97}$
11551692	$5000_{-100}^{+90}$	$10.44 \pm 0.002$	b	Kepler-411 b	3.005	$1.94_{-0.09}^{+0.18}$
			c	Kepler-411 c	7.834	$3.37_{-0.16}^{+0.32}$
			d	KOI-1781.03	58.019	$3.52_{-0.26}^{+0.26}$
2302548	$5200_{-100}^{+100}$	$12.37 \pm 0.001$	b	Kepler-261 b	10.381	$2.23_{-0.1}^{+0.26}$
			c	Kepler-261 c	24.57	$2.1_{-0.13}^{+0.24}$
5383248	$5800_{-110}^{+120}$	$14.92 \pm 0.08$	b	Kepler-96 b	16.238	$2.27_{-0.11}^{+0.44}$

Tabla 2.1: Continuación

Parámetros estelares			Parámetros planetarios			
KIC	T <sub>eff</sub> [K]	P <sub>rot</sub> [d]	Planeta	Alias	P <sub>orb</sub> [d]	R <sub>p</sub> [R <sub>⊕</sub> ]
5866724	6200 <sup>+50</sup> <sub>-50</sub>	7.91±0.15	b	Kepler-65 b	2.154	1.5 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.09</sub>
			c	Kepler-65 c	5.859	2.55 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.05</sub>
			d	Kepler-65 d	8.131	1.76 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.23</sub>
5941160	6100 <sup>+150</sup> <sub>-190</sub>	18.94±2.2	b	Kepler-200 b	8.594	2.92 <sup>+1.49</sup> <sub>-1.06</sub>
			c	Kepler-200 c	10.222	1.99 <sup>+1.14</sup> <sub>-0.47</sub>
6037581	6000 <sup>+150</sup> <sub>-170</sub>	10.26±0.06	b	Kepler-336 b	2.024	0.73 <sup>+0.33</sup> <sub>-0.09</sub>
			c	Kepler-336 c	9.599	1.42 <sup>+0.63</sup> <sub>-0.15</sub>
			d	Kepler-336 d	20.678	1.66 <sup>+0.94</sup> <sub>-0.2</sub>
6062088	5900 <sup>+150</sup> <sub>-180</sub>	15.24±1.9	b	Kepler-203 b	3.162	2.29 <sup>+0.94</sup> <sub>-0.34</sub>
			c	Kepler-203 c	5.37	2.14 <sup>+0.92</sup> <sub>-0.22</sub>
			d	Kepler-203 d	11.329	1.27 <sup>+0.79</sup> <sub>-0.16</sub>
6198182	6100 <sup>+180</sup> <sub>-230</sub>	16.23±0.026	b	KOI-2636.01	3.881	1.04 <sup>+0.55</sup> <sub>-0.37</sub>
			c	KOI-2636.02	5.177	1.02 <sup>+2.15</sup> <sub>-0.56</sub>
7051180	5300 <sup>+80</sup> <sub>-80</sub>	2.21±0.001	b	KOI-64.01	1.951	10.29 <sup>+0.7</sup> <sub>-1.96</sub>
7509886	5200 <sup>+180</sup> <sub>-140</sub>	13.84±0.007	b	Kepler-211 b	4.138	2.49 <sup>+1.74</sup> <sub>-1.15</sub>
			c	Kepler-211 c	6.04	2.53 <sup>+1.76</sup> <sub>-1.19</sub>
7630229	5900 <sup>+100</sup> <sub>-130</sub>	16.5±0.16	b	KOI-683.01	278.12	6.2 <sup>+1.26</sup> <sub>-1.05</sub>
8156120	6300 <sup>+110</sup> <sub>-140</sub>	4.92±0.007	b	Kepler-522 b	38.584	4.76 <sup>+1.23</sup> <sub>-0.55</sub>
8277797	5500 <sup>+180</sup> <sub>-160</sub>	19±0.01	b	Kepler-322 b	1.653	0.96 <sup>+1.12</sup> <sub>-0.15</sub>
			c	Kepler-322 c	4.337	1.59 <sup>+1.83</sup> <sub>-0.22</sub>
9573539	5700 <sup>+100</sup> <sub>-120</sub>	15.76±0.011	b	Kepler-484 b	10.045	2.28 <sup>+0.38</sup> <sub>-0.1</sub>
9963524	5300 <sup>+170</sup> <sub>-140</sub>	9.4±0.004	b	Kepler-221 b	2.795	1.49 <sup>+0.37</sup> <sub>-0.17</sub>
			c	Kepler-221 c	5.690	2.75 <sup>+0.65</sup> <sub>-0.29</sub>
			d	Kepler-221 d	10.041	2.52 <sup>+0.62</sup> <sub>-0.27</sub>
			e	Kepler-221 e	18.369	2.43 <sup>+0.62</sup> <sub>-0.27</sub>
10593626	5600 <sup>+50</sup> <sub>-50</sub>	17.18±1.3	b	Kepler-22 b	289.864	2.17 <sup>+0.1</sup> <sub>-0.07</sub>
10963065	6100 <sup>+70</sup> <sub>-70</sub>	12.44±0.17	b	Kepler-408 b	2.465	0.7 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.05</sub>
11295426	5800 <sup>+70</sup> <sub>-70</sub>	27.44±13.9	b	Kepler-68 b	5.398	2.29 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.04</sub>

Tabla 2.1: Continuación

Parámetros estelares			Parámetros planetarios			
KIC	T <sub>eff</sub> [K]	P <sub>rot</sub> [d]	Planeta	Alias	P <sub>orb</sub> [d]	R <sub>p</sub> [R <sub>⊕</sub> ]
11401755	5900 <sup>+70</sup> <sub>-70</sub>	17.12±4.3	c	Kepler-68 c	9.605	0.92 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.03</sub>
			b	Kepler-36 b	13.849	1.48 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.05</sub>
			c	Kepler-36 c	16.231	3.94 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.22</sub>
11446443	5900 <sup>+50</sup> <sub>-50</sub>	30.65±1.36	b	TrES-2 b	2.47	12.85 <sup>+0.27</sup> <sub>-0.28</sub>
11807274	6200 <sup>+80</sup> <sub>-80</sub>	7.5±0.8	b	Kepler-50 b	7.812	1.54 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.07</sub>
			c	Kepler-50 c	9.376	1.82 <sup>+0.32</sup> <sub>-0.1</sub>
11904151	5600 <sup>+40</sup> <sub>-40</sub>	27.14±0.001	b	Kepler-10 b	0.837	1.45 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.03</sub>
			c	Kepler-10 c	45.294	2.28 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.06</sub>
3632418	6100 <sup>+40</sup> <sub>-40</sub>	12.6±0.04	b	Kepler-21 b	2.785	1.59 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.07</sub>
4349452	6300 <sup>+80</sup> <sub>-80</sub>	23.15±0.04	b	Kepler-25 b	6.238	2.64 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.05</sub>
			c	Kepler-25 c	12.72	4.51 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.09</sub>
5094751	6000 <sup>+80</sup> <sub>-80</sub>	21±4	b	Kepler-109 b	6.481	2.3 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.09</sub>
			c	Kepler-109 c	21.222	2.5 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.08</sub>
7199397	5900 <sup>+80</sup> <sub>-80</sub>	26.22±6.5	b	KOI-75.01	105.88	10.51 <sup>+0.34</sup> <sub>-0.44</sub>
8292840	6200 <sup>+90</sup> <sub>-90</sub>	14.53±0.98	b	Kepler-126 b	10.495	1.54 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.12</sub>
			c	Kepler-126 c	21.869	1.56 <sup>+0.14</sup> <sub>-0.12</sub>
			d	Kepler-126 d	100.282	2.47 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.06</sub>
8478994	5400 <sup>+80</sup> <sub>-80</sub>	28.91±2.37	b	Kepler-37 b	13.366	0.27 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>
			c	Kepler-37 c	21.301	0.71 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.04</sub>
			d	Kepler-37 d	39.792	1.88 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.07</sub>
9414417	6300 <sup>+80</sup> <sub>-80</sub>	10.85±0.002	b	KOI-974.01	53.505	2.49 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.08</sub>

**Notas.** Temperaturas efectivas tomadas de Huber et al. (2014); períodos rotacionales del trabajo de McQuillan et al. (2013); período orbital y radio planetario obtenido del DR 24 de Kepler (Coughlin et al. 2016).

Tabla 2.2: Estrellas de la muestra de Kepler que fueron descartadas en este trabajo. Se incluye el identificador KIC de las estrellas junto con la medición que no se pudo determinar y el motivo por el cual se descartó. Se ha hecho referencia a cada una de estas estrellas a lo largo del texto.

KIC	Medición no determinada	Motivo
3458028	FWHM	Baja amplitud de la CCF.
5621125	FWHM	Baja amplitud de la CCF.
9111849	FWHM	Baja amplitud de la CCF.
7222086	FWHM	Baja amplitud de la CCF.
4247991	FWHM	La CCF presentó un doble pico.
9955598	$vsini_*$	Factor negativo en la raíz de la ecuación 3.1.
10514430	$i_*$	Es un falso positivo. El período derivado del MCMC no es consistente dentro de $1 \sigma$ con el reportado en la literatura.
10666592	$i_*$	El período derivado del MCMC no es consistente dentro de $1 \sigma$ con el reportado en la literatura.
3544595	$i_*$	El período derivado del MCMC no es consistente dentro de $1 \sigma$ con el reportado en la literatura.
5108214	$i_*$	Es un falso positivo. El período derivado del MCMC no es consistente dentro de $1 \sigma$ con el reportado en la literatura.
6521045	$i_*$	El período derivado del MCMC no es consistente dentro de $1 \sigma$ con el reportado en la literatura.
8077137	$i_*$	El período derivado del MCMC no es consistente dentro de $1 \sigma$ con el reportado en la literatura.
12107021	$i_*$	Es un falso positivo.

**Notas.** La disposición de falso positivo para las 3 estrellas de esta tabla ha sido tomada del DR 24 de Kepler (Coughlin et al. 2016).



Tabla 2.3: Muestra de estrellas estándar de rotación lenta.

HD	B	V	T <sub>eff</sub> [K]	$v\sin i_*$ [km s <sup>-1</sup> ]
10476	6.08 <sup>a</sup>	5.24 <sup>a</sup>	5242	1.7±0.3
16160	6.81 <sup>b</sup>	5.83 <sup>c</sup>	4829	2.9±0.4
165908	5.59 <sup>a</sup>	5.07 <sup>a</sup>	5925	4.33±0.66
166620	7.27 <sup>a</sup>	6.40 <sup>a</sup>	5035	2.1±0.2
185144	5.46 <sup>d</sup>	4.68 <sup>d</sup>	5271	1.4±0.2
186408	6.59 <sup>a</sup>	5.95 <sup>a</sup>	5803	2.8±0.2
217014	6.16 <sup>a</sup>	5.46 <sup>c</sup>	5778	2.6±0.3
3651	6.71 <sup>a</sup>	5.88 <sup>c</sup>	5277	1.1±0.3
4628	6.64 <sup>a</sup>	5.74 <sup>c</sup>	4905	2.0±0.3

**Notas.** Valores de  $v\sin i_*$  tomadas de Marsden et al. (2014), a excepción de HD 16908, el cual es el promedio de  $v\sin i_*$  reportados por Takeda et al. (2005), Uesugi & Fukuda (1970) y Bernacca & Perinotto (1970). Temperaturas adquiridas de Mishenina et al. (2013). Fotometría obtenida de: <sup>a</sup> Ducati (2002); <sup>b</sup> Giclas et al. (1971); <sup>c</sup> van Belle & von Braun (2009); <sup>d</sup> Oja (1993).

La reducción de los datos fue realizado por Mike Goad y Francesca Faedi siguiendo el *pipeline* de reducción de datos del instrumento HDS mediante las herramientas del software IRAF. A continuación se describe el procedimiento de manera general.

1. Utilizar el *overscan* para corregir por el *bias* de los CCDs. De esta forma se eliminan las señales electrónicas contaminantes (p. ej., ruido de lectura y ruido electrónico).
2. Eliminar los pixeles malos, es decir, aquellos que tienen un número anómalo de cuentas almacenadas.
3. Realizar corrección de no-linearidad debido a que el instrumento deja de tener una conversión lineal entre fotones y fotoelectrones cuando se almacena un número alto de fotoelectrones por pixel (ver Tajitsu et al. 2010 para detalles de esta corrección para el instrumento HDS).
4. Eliminación de rayos cósmicos mediante la aplicación de un filtro que remueve los pixeles con valores sobresalientes y los sustituye por valores extrapolados de los pixeles vecinos.

5. Se realiza la sustracción de luz dispersa mediante el ajuste del valor de los píxeles que se encuentran entre cada orden de dispersión. La función resultante se aplica a toda la imagen para sustraer la luz proveniente del cielo y la luz reflejada dentro del espectrógrafo.
6. Realizar la corrección de campo plano para compensar la variación de la sensibilidad entre píxeles.
7. Realizar extracción de la apertura en cada orden del espectrógrafo para sumar todas las cuentas y crear un espectro unidimensional.
8. Realizar la calibración en longitud de onda usando como referencia el espectro de una lámpara de Torio-Argón (Th-Ar) cuyas líneas se encuentran a longitudes de onda conocidas.
9. Corrección del espectro por la velocidad radial debida al movimiento de la Tierra alrededor del Sol.

Los espectros estelares fueron normalizados al nivel del continuo para llegar así a un espectro unidimensional en un intervalo de longitud entre 4400 - 7100 Å.

En adición, se crearon espectros sintéticos con propiedades físicas en el mismo rango que las estrellas observadas:  $T_{\text{eff}}$  entre 5000-7000 K en intervalos de 500 K;  $\log g$  de 4.0 y 4.5 dex;  $[\text{Fe}/\text{H}]$  de -1.0, 0.0 y +0.2 dex. Para ello se utilizaron los modelos de atmósferas de ATLAS9 (Castelli & Kurucz 2004), usando la lista de líneas atómicas de VALD (Piskunov et al. 1995; Kupka et al. 1999; Ryabchikova et al. 1999) y el código de de síntesis espectral SYNTH3 (Kochukhov et al. 2007). Estos espectros teóricos fueron utilizados en la creación de las funciones de correlación cruzada, que será explicado en la subsección 2.3.1.1.

## 2.2. Creación de máscaras

La finalidad de este procedimiento es eliminar del espectro observado las líneas que no sean de origen estelar (p. ej., las absorciones producidas en la atmósfera terrestre y líneas del espectro solar observadas por luz dispersa conocidas como líneas telúricas) y aquellas líneas cuyo ensanchamiento sea dominado por las alas, cuya consecuencia directa es que no se pueda suponer equilibrio termodinámico local. Este último tipo de líneas son eliminadas porque su perfil difiere del perfil promedio, además de que cuando se realiza el ajuste usando un espectro sintético, las líneas teóricas no encajan debido a que los modelos suponen equilibrio termodinámico local. Otro motivo es que las líneas anchas cambian la forma de su perfil al normalizar el espectro, además de que la identificación del continuo para crear la normalización resulta una tarea difícil al momento de hacer la reducción de los datos.

Las máscaras están conformadas por intervalos de longitudes de onda de cada espectro donde existen líneas con perfil similar y cualitativamente delgadas ( $\leq 0.5 \text{ \AA}$ ). No se incluyen las líneas de algunos metales (p. ej., Na en 5889 y 5895  $\text{\AA}$ ) que tengan un ancho  $\gtrsim 1.5 \text{ \AA}$  medido a la mitad de su amplitud. Tampoco se incluyen las líneas de hidrógeno que llegan a tener anchos de  $\sim 2 \text{ \AA}$  puesto que el mecanismo principal de ensanchamiento se debe efecto Stark (Struve 1929). Los intervalos que conforman cada máscara han sido seleccionados mediante inspección visual a los espectros estelares. Cuando se “aplican” tales máscaras sobre los espectros observados se descartan las líneas con perfil ancho, líneas telúricas y rayos cósmicos que no hayan sido removidos en su totalidad durante el proceso de reducción.

Se hicieron dos tipos de máscaras: una para eliminar líneas telúricas (descrito en detalle en la subsección 2.2.1), y otra para excluir líneas anchas ( $> 0.5 \text{ \AA}$ ). La primera es aplicada a todos los espectros observados, ya que la posición de tales líneas es independiente de cualquier propiedad estelar. La segunda máscara en cambio depende del tipo espectral de cada estrella y de su velocidad de rotación. Antes de aplicar las máscaras de líneas anchas a un espectro, se hace la corrección por velocidad radial. Esta velocidad se obtiene de comparar mediante efecto Doppler la posición en reposo de las líneas espectrales de un espectro sintético, con uno observado. Para ello se crea una función de correlación cruzada (CCF por sus siglas en inglés) utilizando un programa escrito por Luca Fossati, que calcula la velocidad radial de la estrella y proporciona

un archivo de salida que contiene los datos de la CCF. La función de correlación cruzada es una herramienta matemática que mide la similitud que existe entre dos señales discretas como función del desplazamiento sucesivo entre ambas. Una de las dos señales se mantiene “estática” mientras que la otra se “desplaza” sobre la primera. En cada desplazamiento, se calcula un coeficiente de correlación entre ambas señales. Finalmente se obtiene un perfil de similitud contra desplazamiento donde el punto de retorno es un indicador del número de desplazamientos necesarios para obtener la mejor correlación (similitud) entre ambas señales.

Debe tomarse en cuenta que ambas máscaras fueron creadas de forma manual, por lo que el espectro final depende de la selección subjetiva de líneas a enmascarar. Se subraya el hecho de que no existe un método estándar para la creación de máscaras, ya que todos los espectros estelares son diferentes y el perfil de cada línea depende de las condiciones físicas presentes en la atmósfera estelar.

### 2.2.1. Líneas telúricas

La creación de este tipo de máscaras fue realizada mediante la comparación visual de 3 espectros estelares observados. Tales son los objetos KIC1551692, HD165908, y HD3651. Se escogieron éstos debido a que la diferencia entre sus parámetros estelares conlleva a la observación de perfiles diferentes para la misma línea de un elemento químico. También el tiempo de exposición es incluido en la decisión de qué objetos usar para la máscara. Esto se debe a que las líneas telúricas aparecen en los espectros incluso para bajos tiempos de exposición. Por tanto, si en los tres espectros se observan líneas de perfil similar, entonces es probable que la línea sea producida en la atmósfera terrestre en vez de tener un origen estelar. Las propiedades de estos tres objetos son, KIC11551692:  $T_{\text{eff}} = 4990_{-102}^{+93}$  K,  $\log g = 4.58_{-.503}^{+.014}$  dex,  $[\text{Fe}/\text{H}] = .12_{-.16}^{+.140}$  dex, tiempo de exp. 360 s; HD3651:  $T_{\text{eff}} = 5230 \pm 100$  K,  $\log g = 4.5 \pm 0.2$  dex,  $[\text{Fe}/\text{H}] = .15 \pm .05$  tiempo de exp. 6 s; HD165908:  $T_{\text{eff}} = 5925 \pm 100$  K,  $\log g = 4.1 \pm .2$  dex,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -.6 \pm .11$  dex, tiempo de exp. 2 s.

En adición a la comparación de los tres espectros, se usaron como guía los datos del atlas *UVES sky emission spectrum*<sup>1</sup> (Hanuschik 2003) y el catálogo utilizado en el programa de reducción

---

<sup>1</sup>[http://www.eso.org/observing/dfo/quality/UVES/pipeline/sky\\_spectrum.html](http://www.eso.org/observing/dfo/quality/UVES/pipeline/sky_spectrum.html) (Página consultada el 24/08/16)

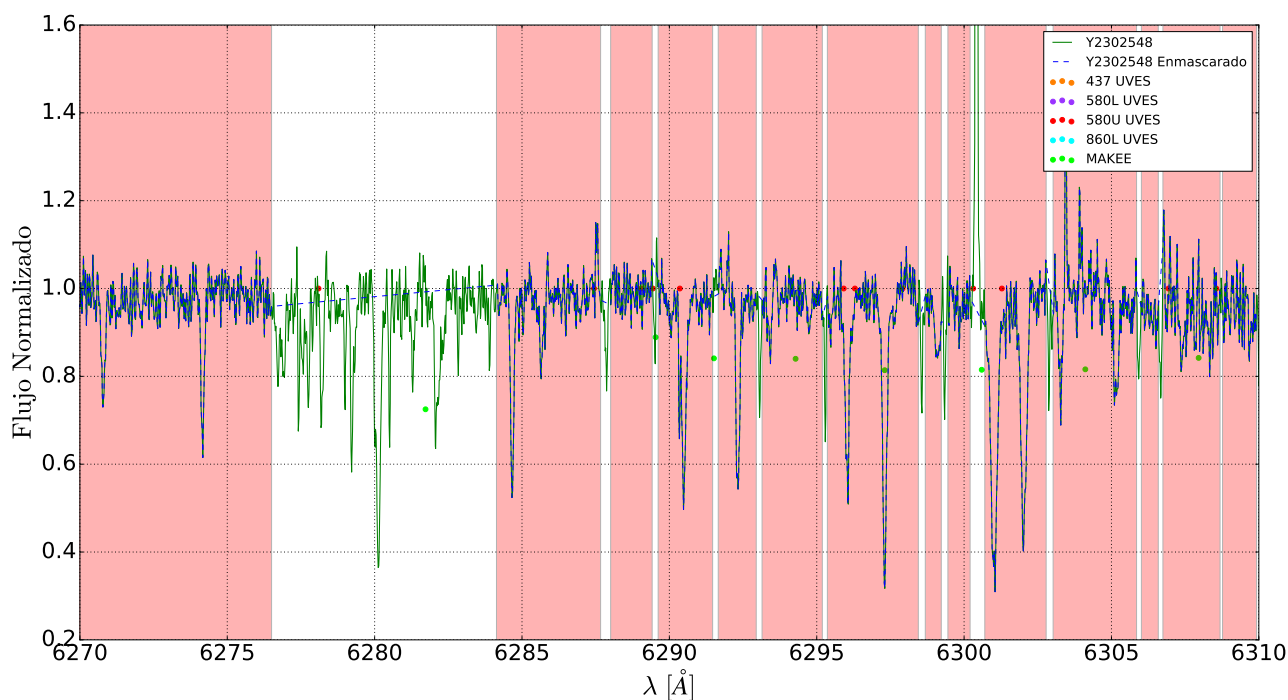


Figura 2.1: Máscara de líneas telúricas aplicada al objeto KIC 2302548. La línea continua verde indica el espectro original del objeto, mientras que la línea discontinua azul es el espectro resultante después de aplicar la máscara, es decir, se mantiene la información de la región rosa y se descarta la de la región blanca. Los puntos ubicados a lo largo del espectro indican la posición de líneas telúricas de acuerdo a los atlas de los instrumentos UVES y MAKEE. Los colores de los puntos indican el nombre de la tabla de donde fue tomada la longitud de onda de la línea telúrica.

de datos MAKEE: Mauna Kea Echelle Extraction (Osterbrock et al. 1996). Ambas tablas de datos indican longitudes de onda a las cuales existe contaminación por líneas telúricas.

Se creó un programa que permite visualizar al mismo tiempo los espectros observados, y la posición de la longitud de onda donde se sugiere la existencia de líneas telúricas a partir de los dos atlas mencionados anteriormente. El programa utiliza la librería `matplotlib` y permite seleccionar, de manera interactiva, los intervalos de longitud de onda que conformarán a la máscara. De esta manera, los intervalos no seleccionados (a los que se hará referencia como “ventanas”) quedan excluidos del espectro final. La máscara se aplicó a todos los espectros de la muestra de Kepler.

La Figura 2.1 ilustra la aplicación de la máscara de líneas telúricas al espectro del objeto

KIC 2302548, en un intervalo de 40 Å. El espectro en color verde es el observado. La máscara corresponde a los intervalos de longitud de onda indicados por la región rosa. Estos intervalos indican las regiones que sí se van a tomar en cuenta para el análisis posterior, mientras que las regiones blancas (las ventanas) son descartadas del espectro final enmascarado, indicado con la línea azul. En la misma figura, se indican con puntos verdes las longitudes de onda en donde los atlas mencionados anteriormente indican la presencia de líneas telúricas.

### 2.2.2. Líneas anchas

El segundo tipo de máscaras creado sirve para excluir las líneas cuyo ensanchamiento es mayor a  $\sim 0.5$  Å. A diferencia de la máscara anterior, ésta es creada únicamente por inspección visual del espectro y no utilizando algún tipo de atlas de líneas. Se realizaron dos versiones de máscaras de líneas anchas con la finalidad de observar si la forma de la CCF depende de las máscaras utilizadas. Cada versión consiste en lo siguiente:

- Versión 1: Son máscaras exclusivas para los espectros a partir de los cuales fueron hechas. Con esto se aumenta la eficacia de la máscara en el sentido de que se eliminan todas las líneas con alas anchas. También se remueven las líneas provocadas por rayos cósmicos que pueden llegar a modificar la forma de la CCF final. Por otro lado, en ocasiones la baja señal a ruido de los espectros de las estrellas en la muestra de Kepler no permite distinguir entre una línea ancha o la superposición de varias líneas juntas; sin embargo, un análisis de caso por caso fue realizado para elaborar este tipo de máscara.
- Versión 2: Son máscaras creadas usando como referencia los espectros de las estrellas estándar. Cada máscara resultante es aplicada sobre diferentes objetos de Kepler usando como criterio la similitud entre los parámetros atmosféricos de ambas estrellas ( $T_{\text{eff}}$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$  y  $\log g$ ). La ventaja de esta versión es que los espectros usados para su creación tienen alta señal a ruido, por lo que es posible distinguir de mejor forma los perfiles de las líneas. La desventaja es que al aplicarse sobre los espectros de la muestra de Kepler las ventanas no siempre enmascaran las líneas anchas. Esto se debe a que los espectros de las estrellas estándar tienen líneas usualmente delgadas puesto que son estrellas de rotación lenta.

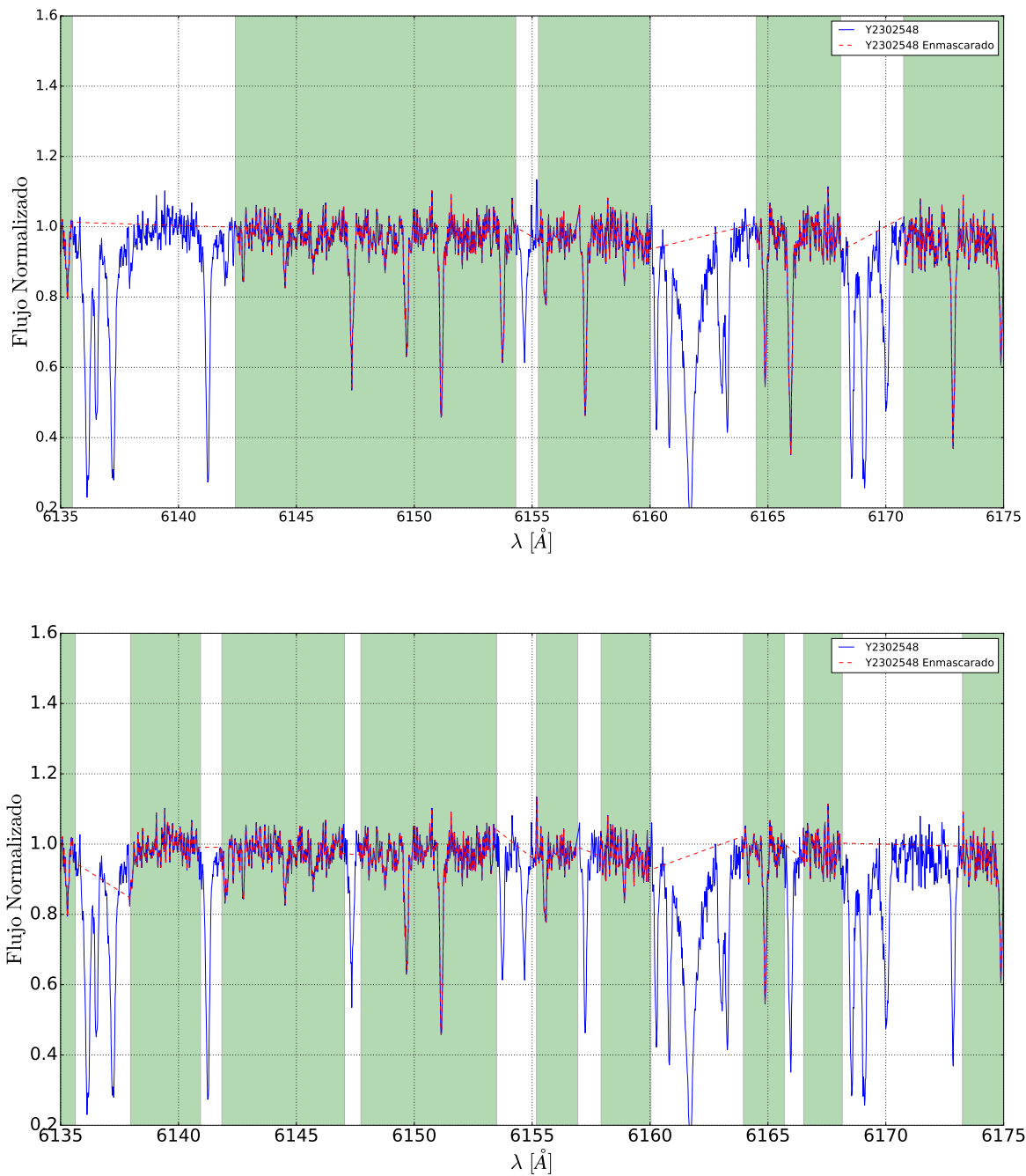


Figura 2.2: Comparación de las máscaras usadas para eliminar líneas anchas de KIC 2302548. El panel superior muestra la aplicación de la versión 1, mientras que el inferior es la aplicación de la máscara versión 2 creada a partir del espectro de la estrella HD166620 con parámetros físicos similares a los de KIC 2302548. La diferencia entre cada versión de máscaras se describe en la sección 2.2.2.

En la Figura 2.2 se comparan las dos versiones de máscaras aplicadas al objeto KIC 2302548. En ambos paneles el espectro azul indica el espectro que ya ha sido enmascarado por líneas telúricas (que es el mismo espectro azul de la Figura 2.1). El espectro rojo corresponde al obtenido después de aplicar la máscara de líneas anchas. Nótese que la diferencia entre ambas máscaras de la Figura 2.2 radica en el número de ventanas y el posicionamiento exacto de ellas en el mismo intervalo de  $40 \text{ \AA}$ . La consecuencia directa de tal diferencia será la eliminación esporádica de líneas con perfil promedio, o bien, la aceptación de líneas ligeramente más anchas que las del promedio.

Como resultado de este método, se obtienen 2 versiones de espectros por estrella, con los cuales se crearán también dos versiones de funciones de correlación cruzada. La tabla A.1 del apéndice A, contiene la información de los parámetros físicos ( $T_{\text{eff}}$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$  y  $\log g$ ) de las estrellas en la muestra de Kepler, y su respectiva estrella estándar con características similares a partir de la cual fue tomada la máscara. La sección 2.3.1.3 contiene la comparación entre las dos funciones de correlación encontradas a partir de los espectros estelares resultantes de este procedimiento.

## 2.3. Medición de $vsini_*$

En el desarrollo de este trabajo se han adoptado dos métodos independientes para estimar  $vsini_*$ . De aquí en adelante se hará referencia a tales métodos como Método A y Método B, que pueden resumirse a grandes rasgos como sigue:

- **Método A:** Se mide el ancho completo a altura media (FWHM, por sus siglas en inglés) de una función de correlación cruzada construida a partir de la correlación de un espectro sintético de propiedades físicas similares al de la estrella y un espectro observado limpio de líneas telúricas, rayos cósmicos y líneas anchas. Posteriormente se sustrae el ensanchamiento debido a efectos no rotacionales (p. ej., ensanchamiento natural, macroturbulencia, microturbulencia, efecto Doppler térmico, ensanchamiento por colisiones, y el ensanchamiento debido al instrumento utilizado). Para ello se emplea una calibración empírica construida a partir de las estrellas estándar (descrita en la subsección 2.3.1.4). Finalmente, el ensanchamiento restante de la función de correlación cruzada es atribuido a la rotación, es decir, al  $vsini_*$ . La descripción completa de este método se encuentra en la subsección 2.3.1.



- **Método B:** Consiste en el uso de software (BinMag<sup>2</sup>) que permite estimar la contribución al ensanchamiento de las líneas espectrales por rotación ( $vsini_*$ ), y velocidad de macro-turbulencia ( $v_{\text{mac}}$ ). A lo largo del espectro se realizan ajustes a conjuntos de líneas (entre 5-10 líneas). No se realiza el ajuste a líneas individuales debido a que el error asociado a una línea del espectro sintético podría estimar erróneamente los valores de  $vsini_*$  y  $v_{\text{mac}}$ , y tampoco se realiza el ajuste a todo el espectro de una sola vez, porque se estaría incluyendo todo el ruido del espectro observado. Por cada ajuste realizado se obtiene una pareja de datos de  $vsini_*$  y  $v_{\text{mac}}$ . Finalmente se consigue una distribución de ambos parámetros sobre el cual se escoge la mediana estadística para reportar el valor final de  $vsini_*$  y  $v_{\text{mac}}$  por estrella. Se ha elegido la mediana debido a que es representativa del valor de tendencia central de distribuciones asimétricas<sup>3</sup>. Este método es explicado en detalle en la subsección 2.3.2.

De todo lo mencionado anteriormente, se recalca el hecho de que la medición de la oblicuidad en la línea de visión (ec. 1.3) depende del parámetro  $i_*$ , que es derivado de la expresión (1.2). Este último depende a su vez de tres parámetros, dos de los cuales son tomados de la literatura ( $P_{\text{rot}}$  y  $R_*$ ) y por tanto deja a la determinación de  $vsini_*$  como el punto clave de esta sección.

### 2.3.1. Método A para estimar $vsini_*$

Este método ha sido utilizado en la literatura para estimar  $vsini_*$  (p. ej., Queloz et al. 1998; Melo et al. 2001; Benz & Mayor 1984) y a continuación se describe en detalle.

El FWHM de una función de correlación cruzada es el promedio de los anchos individuales de las líneas del espectro, que a su vez dependen de diversos mecanismos de ensanchamiento. En general, los perfiles de las líneas estelares son bien modeladas por medio de un perfil de Voigt (Mihalas 1978). Para estrellas de rotación lenta, un perfil gaussiano puede modelar relativamente bien el ensanchamiento rotacional, que corresponderá a un ensanchamiento cuadrático de la CCF. En esta aproximación, el ancho de la CCF de una estrella que rota rápidamente estará relacionado con el de una estrella (de propiedades atmosféricas similares) que no rota. Ésta última afirmación

<sup>2</sup><http://www.astro.uu.se/~oleg/binmag.html> (Página consultada el 13/02/17)

<sup>3</sup><https://statistics.laerd.com/statistical-guides/measures-central-tendency-mean-mode-median.php> (Página consultada el 23/01/17)

es en realidad una aproximación para estrellas de rotación baja ( $vsini_* \leq 5 \text{ km s}^{-1}$ ), cuya velocidad de rotación medida cae dentro del límite de resolución instrumental. De lo anterior, se considera que,

$$\sigma_{\text{obs}}^2 = \sigma_{\text{rot}}^2 + \sigma_0^2, \quad (2.1)$$

donde  $\sigma_{\text{obs}}$  es el ancho de la CCF cuya rotación se desea medir,  $\sigma_{\text{rot}}^2$  es el ensanchamiento rotacional, y  $\sigma_0^2$  es el ancho de la CCF de una estrella que no rota. La función  $\sigma_0^2$  representa el ensanchamiento de todos los mecanismos que no son rotación. Esta función puede ser expresada como una función del color y luminosidad del tipo espectral de las estrellas de baja rotación de la muestra. La expresión adoptada en la literatura tomada a partir de la ecuación (2.1) es,

$$vsini_* = A \sqrt{\sigma_{\text{obs}}^2 - \sigma_0^2}, \quad (2.2)$$

siendo  $A$  una constante de acoplamiento entre el ensanchamiento de la CCF y el valor de  $vsini_*$  de las estrellas. El método detallado para estimar la constante  $A$  puede ser revisado en la subsección 2.3.1.5. De la ecuación (2.2) se observa la importancia de hacer una estimación adecuada de  $\sigma_0$  para la medición de  $vsini_*$  de rotadores lentos, ya que para éstos se cumple que  $\sigma_{\text{obs}} \gtrsim \sigma_0$ . En la subsección 2.3.1.4 se describe el procedimiento para modelar la función  $\sigma_0$ .

### 2.3.1.1. Función de correlación cruzada

En la Figura 2.3 se muestra la CCF de la estrella estándar HD186408 en el espacio de velocidades, que ha sido correlacionado con un espectro teórico de parámetros físicos:  $T_{\text{eff}}=6000 \text{ K}$ ,  $\log g= 4.0 \text{ dex}$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]= 0.0 \text{ dex}$ . A partir de esta CCF se puede conocer la velocidad radial de la estrella (medido de la posición del mínimo), la amplitud y el ancho completo a altura media derivados de un ajuste realizado con una función de Voigt (explicado en 2.3.1.2). La función de Voigt es una convolución entre un perfil de Lorentziano y uno Gaussiano. En el panel interno de la Figura 2.3 se muestra la línea bisectora de la CCF (Queloz et al. 2001) construída tomando el valor intermedio entre dos puntos en la CCF de la misma intensidad. El bisector puede ser utilizado como medio de diagnóstico para diferentes parámetros estelares (Gray 2005).

En aplicación al problema de esta tesis, se implementó un programa para obtener el perfil de la CCF de cada estrella, mediante la correlación del espectro observado (previamente enmascarado por líneas telúricas y líneas anchas) y un espectro sintético con parámetros atmosféricos similares. El desplazamiento entre ambas señales es sobre el dominio de longitud de onda, el cual es convertido posteriormente a un dominio de velocidades mediante corrimiento Doppler.

Se considera que la CCF de cada espectro estelar representa el perfil promedio de todas las líneas, de manera que en la CCF se encuentran involucrados todos los mecanismos de ensanchamiento e intensidades. Una aclaración importante es que el perfil de la CCF es sensible a las propiedades físicas ( $T_{\text{eff}}$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$  y  $\log g$ ) del espectro sintético utilizado para hacer la correlación, como ha sido mostrado en los trabajos de Baştürk et al. (2011) y Dall et al. (2006). Por tanto, es de gran importancia en este proceso adoptar el espectro sintético con las propiedades atmosféricas más parecidas al de la estrella observada.

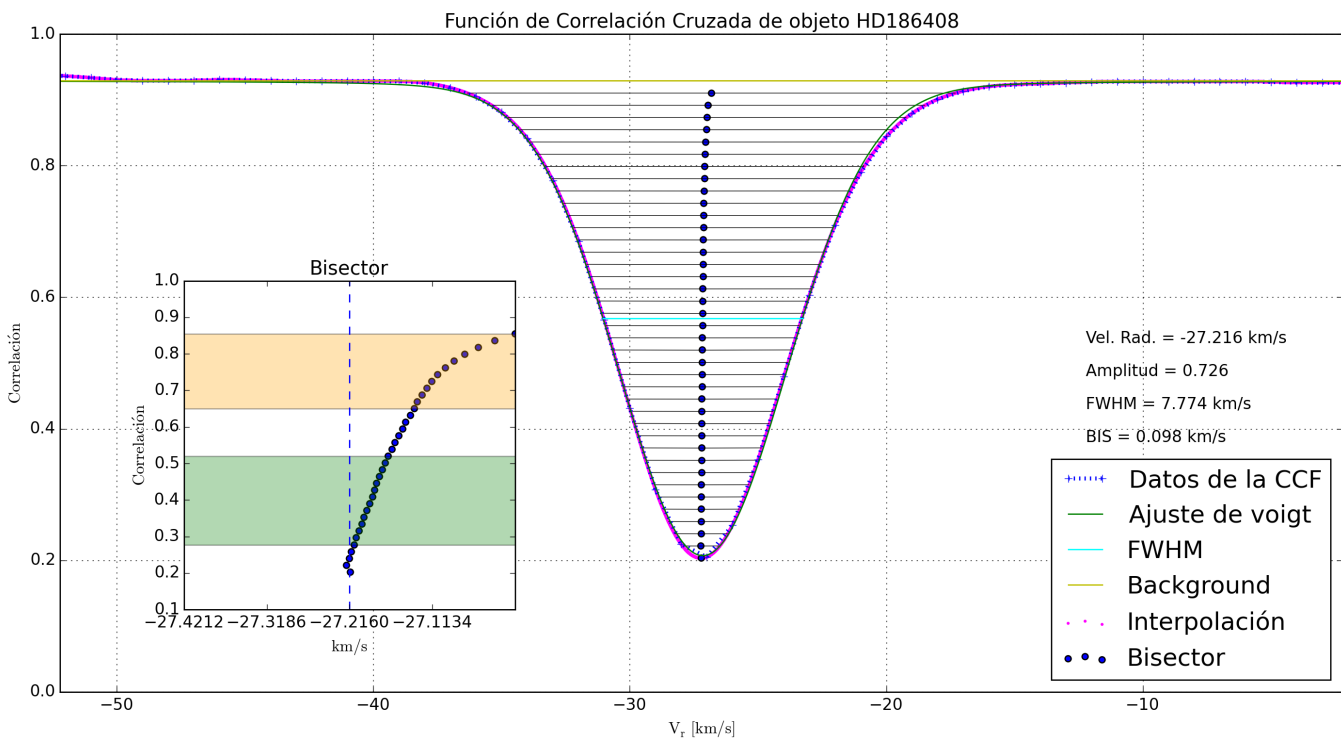


Figura 2.3: CCF de la estrella estándar HD186408, ajustada con una función de Voigt. La figura interna muestra la línea bisectora de la CCF.

### 2.3.1.2. Ajuste a la CCF

Inicialmente se ajustó la CCF con un perfil Gaussiano, pero se observó que las alas de ambos perfiles no eran ajustadas adecuadamente. Sin embargo, la región central de la CCF sí fue bien modelada. A consecuencia de lo anterior, se optó por utilizar un perfil de Voigt. La ventaja del perfil de Voigt radica en que se obtiene un mejor ajuste entre la función y los datos de la CCF en la región central donde el perfil gaussiano domina y en las alas de la CCF donde el perfil lorentziano es más representativo.

Olivero (1977) demostró que el ancho completo a altura media de un perfil de Voigt  $f_v$  puede aproximarse como,

$$f_V \approx 0.5346f_L + \sqrt{0.2166f_L^2 + f_G^2}, \quad (2.3)$$

con una precisión de 0.02%, y donde  $f_G$  y  $f_L$  es el FWHM de la componente gaussiana y lorentziana, respectivamente.

Para realizar el ajuste, se empleó el módulo `kmpfit` del paquete `Kapteyn` (Terlouw & Vogelaar 2015) para Python que contiene la clase `Fitter`. Este último emplea el algoritmo de Levenberg-Marquardt para resolver problemas de mínimos cuadrados de forma iterativa. También se utilizó la librería `Scipy` que contiene una colección de algoritmos numéricos y funciones especiales construidas, dentro de las cuales se encuentra la función de Voigt.

El programa de ajuste implementado recibe una función analítica escrita por el usuario (función de Voigt) y una serie de datos a ser ajustados (los datos de la CCF). Posteriormente, el programa devuelve el conjunto de parámetros del modelo que ofrece el mejor ajuste a los datos. Tales parámetros son:  $f_G$ ,  $f_L$ ,  $\sigma_{obs}$ , velocidad radial  $v_r$ , nivel de background (nivel base de la CCF), amplitud y el parámetro chi cuadrado ( $\chi^2$ ). Con la información de los primeros dos parámetros mencionados, y siguiendo la ecuación (2.3), se llega a una estimación del FWHM ( $f_v$ ) del perfil de Voigt.

### 2.3.1.3. Comparación entre las 2 versiones de CCFs

En la sección 2.2.2 se describieron los motivos para elaborar dos versiones de máscaras para todos los objetos de la muestra de Kepler. La finalidad es observar si existen diferencias en la CCF dependiendo del tipo de máscara de líneas anchas utilizada en el espectro observado. Como resultado de este experimento, se encontraron diferencias entre ambas versiones de CCFs. Se observó que no hay una versión preferencial, sino que varía de estrella en estrella. El motivo de las diferencias encontradas se atribuye en parte a que las máscaras de la versión 1 pueden estar incluyendo el ruido aledaño a las líneas intensas de perfil similar. Por otra parte, en ocasiones las máscaras de la versión 2 (hechas en base a las estrellas estándar) no enmascaran por completo las alas de algunas líneas espectrales. Debido a estas diferencias se optó por seleccionar una sola versión de CCF por estrella, a partir de la cual se derivará la medición de  $vsini_*$ .

La decisión fue hecha por inspección visual de las dos versiones de CCFs por objeto. Se seleccionó aquella versión que tuviera una amplitud mayor, o bien, aquella que tuviese menos ondulaciones en las alas de la CCF. En la Figura 2.4 se comparan las CCFs de los objetos KIC 5383248 y KIC 5866724. Se ha invertido la orientación de cada perfil (en contraste con la Figura 2.3) para situar el nivel de la base de las alas (*background*) a intensidad cero y poder hacer una comparación directa entre ambas. Sin embargo, se resalta el hecho de que la forma del perfil de cada CCF no es modificada.

Para el objeto KIC 5383248, la CCF de la versión 1 fue elegida ya que tiene la amplitud mayor. Esa versión fue elaborada con una máscara de líneas anchas hecha de forma individual para esa estrella, y es mostrada con la línea continua en el panel superior de la Figura 2.4. Por otro lado, para el objeto KIC 5866724 la versión 2 es elegida debido a que tiene mayor amplitud y un nivel de ruido menor comparado con su versión 1. La versión elegida fue hecha con la máscara de líneas anchas de una estrella estándar de características atmosféricas similares, y es mostrada con la línea discontinua en el panel inferior de la Figura 2.4.

Estos criterios de selección fueron aplicados a las dos versiones de CCFS de todas las estrellas. Finalmente sólo una de las dos versiones es escogida por objeto y será a partir de ella de donde se obtenga el FWHM dado del ajuste del perfil de Voigt para obtener  $vsini_*$ .

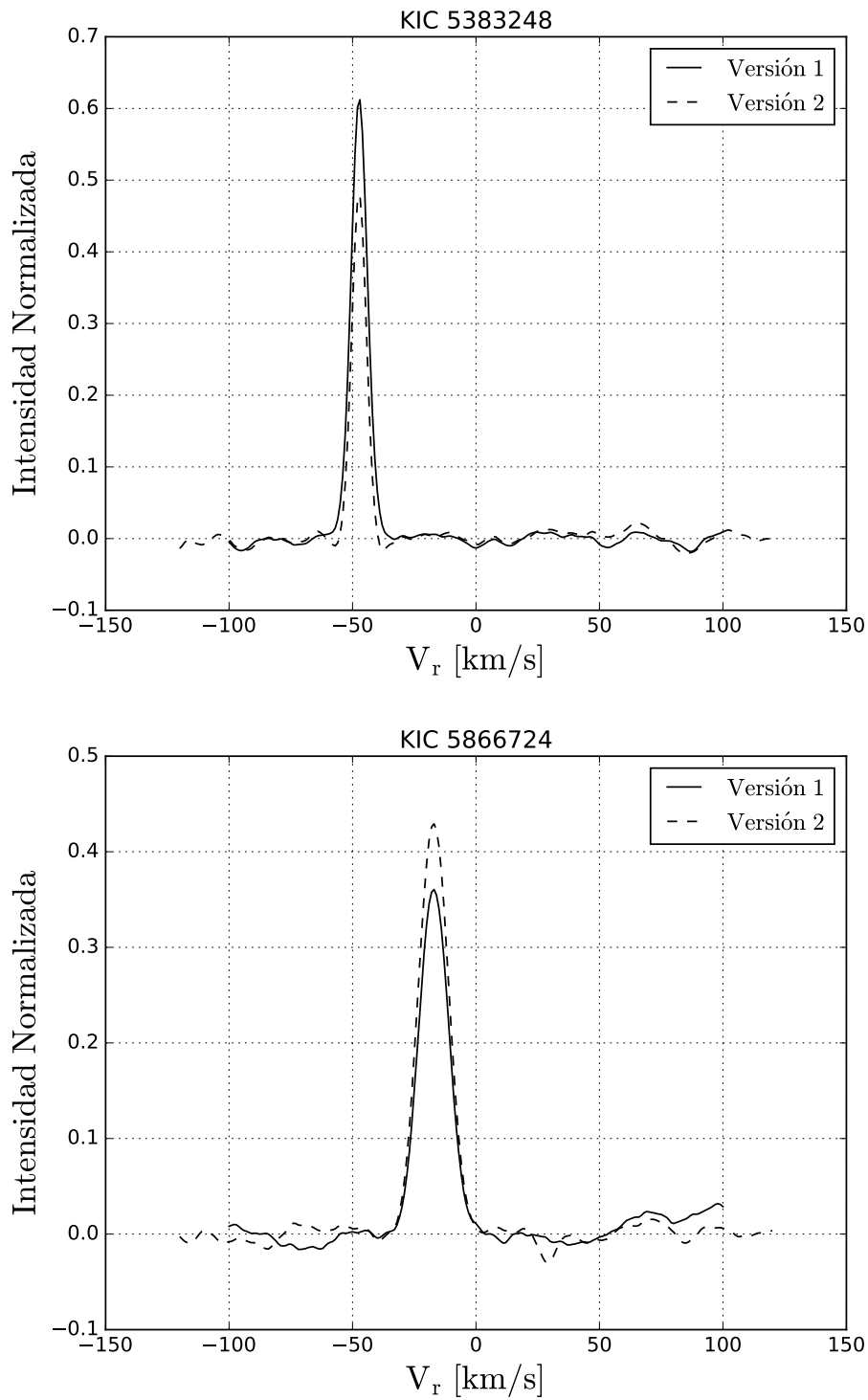


Figura 2.4: Comparación entre las dos versiones de CCF de los objetos KIC 5383248 (panel superior) y KIC 5866724 (panel inferior). Se escoge la versión 1 para KIC 5383248 debido a que tiene mayor intensidad, mientras que para el objeto KIC 5866724 se elige la versión 2 por ser más intensa y tener menos ruido en las alas.

### 2.3.1.4. Calibración

La calibración consiste en crear una relación empírica del ensanchamiento promedio de las líneas espectrales de las estrellas estándar en función de su índice de color (tomado de la literatura) que se relaciona directamente con la temperatura efectiva. Esta calibración fue realizada usando las estrellas estándar que abarcan el mismo rango de parámetros atmosféricos ( $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$  y  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ) que la muestra de Kepler. En este sentido la calibración es válida ya que se aplica a estrellas con las mismas propiedades físicas. Los efectos de la extinción hacia las estrellas de calibración son despreciables, ya que son estrellas cercanas, tipo solar con magnitudes más brillantes que  $V < 7$ . La extinción hacia las estrellas de la muestra de Kepler también es despreciable: (a) ya que el campo de visión de Kepler se encuentra fuera del plano galáctico; (b) se consideran en el vecindario solar, dado el corte de magnitud ( $m_{\text{Kep}} < 14$ ) de nuestra muestra y que son estrellas tipo solar.

En la ecuación (2.1) se estableció que el ancho observado ( $\sigma_{\text{obs}}$ ) está compuesto por el ancho debido a rotación ( $v \sin i_*$ ) más el ancho debido a los mecanismos restantes ( $\sigma_0$ ). Para las estrellas de calibración (las estándar) la cantidad  $\sigma_0$  es,

$$\sigma_0 = \sqrt{\sigma_{\text{obs}}^2 - \left(\frac{v \sin i_*}{A}\right)^2}, \quad (2.4)$$

donde  $\sigma_{\text{obs}}$  es el ancho del perfil de línea promedio obtenido de la CCF (es decir, el FWHM),  $A$  es la constante de acoplamiento de la ecuación (2.2) cuya derivación se encuentra en la subsección 2.3.1.5, y los datos de  $v \sin i_*$  fueron tomados de la literatura (reportados en la Tabla 2.3).

En la Figura 2.5 se muestra el ensanchamiento  $\sigma_0$  (calculado mediante la ecuación 2.4) de cada CCF de las estrellas estándar contra su índice de color (B-V). La calibración hecha se indica con la línea discontinua y es construida mediante un ajuste polinomial cuadrático de la forma  $ax^2 + bx + c$ . Este ajuste a los datos fue hecho por mínimos cuadrados empleando la función `curve_fit` del paquete `scipy.optimize` de Python. Los coeficientes determinados del ajuste son:  $a = 1.309 \pm 2.4$ ,  $b = 17.87 \pm 6.56$ ,  $c = -14.188 \pm 4.37$ .

La relación de  $\sigma_0$  encontrada es aplicada a cada ancho de las estrellas en la muestra de Kepler para sustraer el ensanchamiento debido a procesos no rotacionales. La validez de esta calibración reside en las propiedades de las 9 estrellas estándar mostradas en la Tabla 2.3 que fueron elegidas

tomando en cuenta tres aspectos principales:

1. Las temperaturas de las estrellas estándar abarcan el mismo intervalo que las estrellas de la muestra de Kepler ( $\approx 4700 - 6500$  K). Suponemos que los procesos físicos que experimentan las estrellas con temperaturas similares son los mismos.
2. Las estrellas estándar rotan lentamente. Esto permite hacer la suposición de que el ensanchamiento de las líneas de sus espectros es dominado por mecanismos diferentes a rotación.
3. Se considera que los valores de  $vsini_*$  reportados en la literatura para las estrellas estándar son mediciones confiables y precisas. Esta afirmación es relevante para estimar la constante de calibración A en la ecuación 2.2 (ver subsección 2.3.1.5).

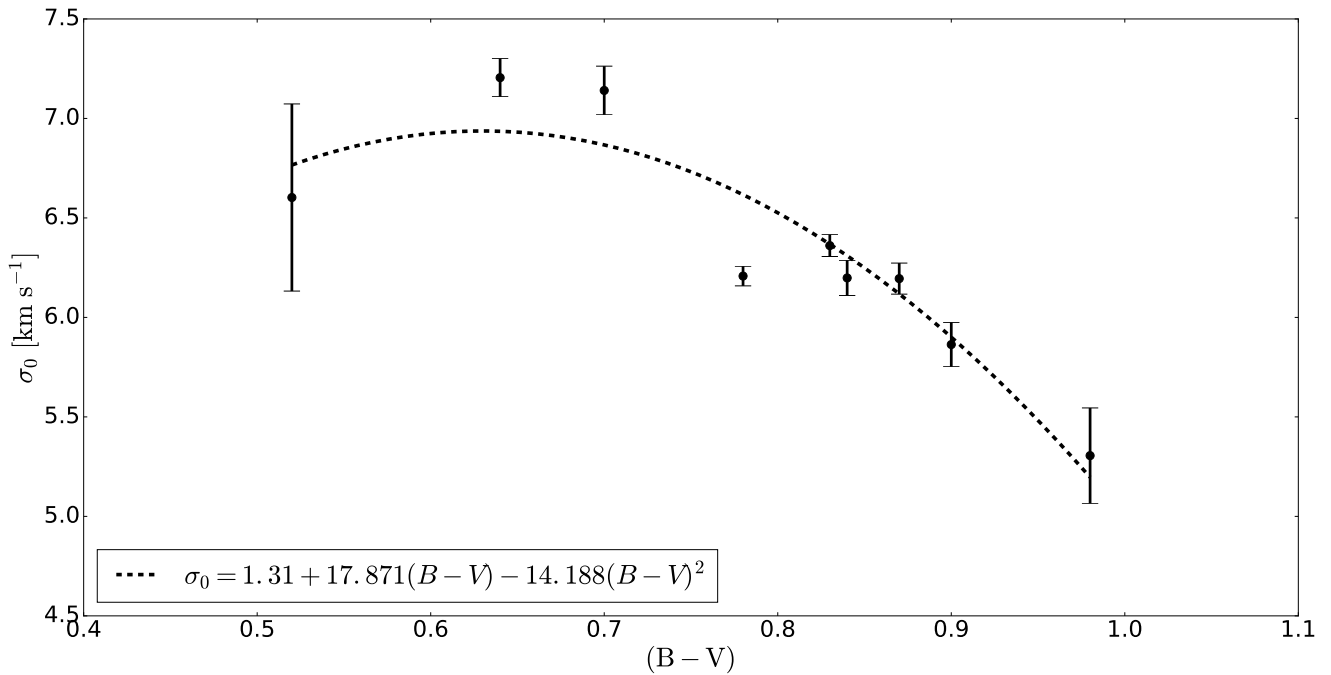


Figura 2.5: Función  $\sigma_0$  empleada como calibración para suprimir el ensanchamiento debido a procesos no rotacionales. Los datos de  $\sigma_0$  corresponden al FWHM medido del ajuste a las CCFs, mientras que los datos del color (B-V) han sido tomados de la literatura.



### 2.3.1.5. La constante A

En la expresión 2.2 aparece una constante denominada A, que representa el acoplamiento entre el ensanchamiento de la CCF y el  $vsini_*$  de la estrella. En este trabajo se determinó un valor de  $\langle A \rangle = 0.958 \pm 0.041$ .

Para calcularla se siguió el método descrito en Queloz et al. (1998). El procedimiento puede resumirse en los siguientes 5 pasos:

1. Identificar las 4 estrellas estándar con el menor ensanchamiento en la CCF (es decir, con FWHM menores).
2. Realizar una convolución de los espectros sintéticos de las 4 estrellas anteriores con valores de  $vsini_*$  en un intervalo de 5 - 15  $\text{km s}^{-1}$  en pasos de 2  $\text{km s}^{-1}$ . Se obtienen así 24 espectros convolucionados, 6 por objeto.
3. Se calcula la CCF de cada espectro ensanchado artificialmente (del paso anterior) y se obtiene una medición del FWHM obtenido de un ajuste con perfil de Voigt, siguiendo el mismo proceso descrito en 2.3.1.2.
4. Se realiza una regresión lineal en el plano de  $vsini_*^2$  vs  $FWHM^2$ . La pendiente del ajuste de acuerdo a la ecuación 2.2 es  $A^2$ .
5. El valor final de A se obtiene promediando los 4 valores encontrados por objeto. El error final de la constante A se estima mediante la desviación estándar de la media.

En la Figura 2.6 se ilustra el resultado de ensanchar artificialmente los espectros de las 4 estrellas estándar, HD10476, HD16160, HD185144 y HD4628 que tuvieron los valores de FWHM menores: 6.446  $\text{km s}^{-1}$ , 6.106  $\text{km s}^{-1}$ , 6.378  $\text{km s}^{-1}$  y 6.224  $\text{km s}^{-1}$ , respectivamente. Se determinó un valor de A diferente para cada estrella y es indicado dentro del recuadro para cada una de ellas.

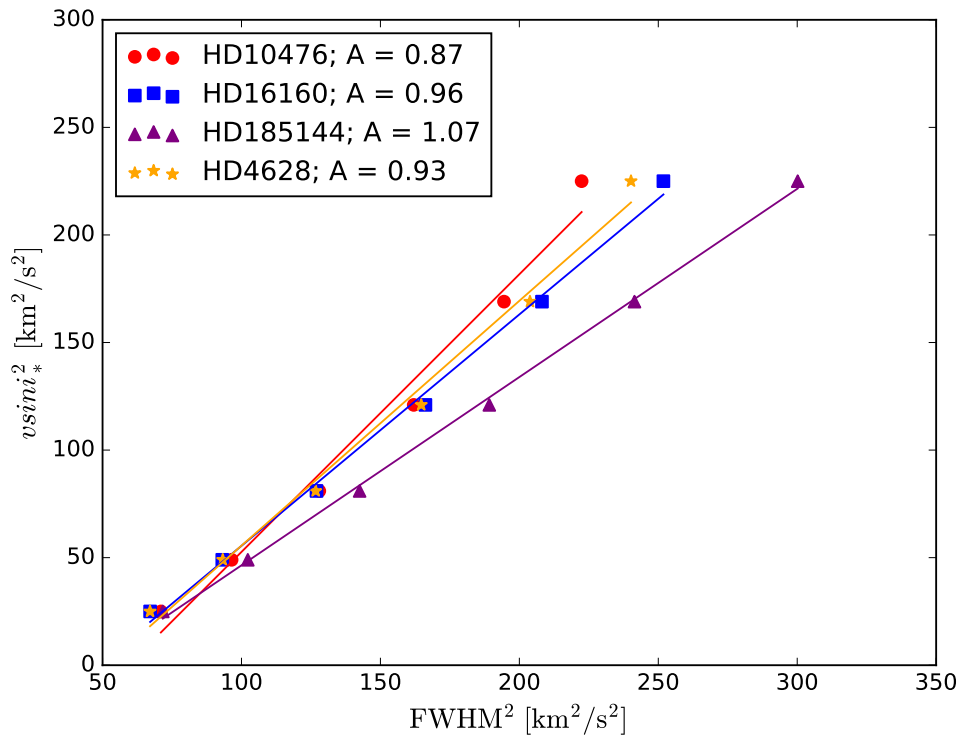


Figura 2.6: Ajustes a los anchos de las CCFs obtenidas de los espectros ensanchados artificialmente con diferentes valores de  $vsini_*$ , para los 4 objetos descrito en el paso 1. La raíz cuadrada de la pendiente de cada ajuste corresponde a un valor de A por objeto, y es indicado para cada estrella.

### 2.3.2. Método B para estimar $vsini_*$ (BinMag)

En esta sección se describe el segundo procedimiento para estimar  $vsini_*$ . Este método consiste en el uso del programa BinMag para ajustar un espectro teórico a uno observado y obtener cantidades de  $vsini_*$  y de  $v_{\text{mac}}$ .

BinMag es un programa de visualización basado en IDL escrito por Oleg Kochukhov<sup>4</sup>. Permite examinar espectros estelares sintéticos y compararlos con observaciones. BinMag aplica corrimiento por velocidad radial y ensanchamiento al espectro teórico para incluir efectos de rotación estelar macro-turbulencia e instrumentales. También, BinMag puede ser usado para medir anchos equivalentes y ajustar perfiles de líneas con funciones analíticas. En este trabajo, BinMag fue usado específicamente para determinar los parámetros de ensanchamiento:  $vsini_*$  y  $v_{\text{mac}}$ .

<sup>4</sup><http://www.astro.uu.se/~oleg/> (Página consultada el 13/02/17.)

### 2.3.2.1. Uso del software

La Figura 2.7 ilustra los pasos seguidos para realizar el ajuste entre el espectro teórico y el observado usando BinMag, con el que se adquieren valores de  $vsini_*$  y  $v_{mac}$ . Los pasos se listan a continuación.

1. BinMag recibe como entrada dos archivos de datos: el espectro observado (mostrado en color negro y cargado en el botón **Load obs**) y el espectro teórico (mostrado en color rojo y cargado desde el botón **Load syn**) modelado con la temperatura efectiva, metalicidad y gravedad superficial similar al del espectro observado. Al empezar a trabajar en el programa se debe indicar la resolución espectral del instrumento utilizado en la observación.
2. El botón **Tools** despliega la opción **Parameter fit**, en el cual se seleccionan las casillas **Vsini**, **Vr** y **Vmac**, que son los parámetros que nos interesa ajustar.
3. Se selecciona una región de interés en el espectro haciendo *zoom* con el puntero. Esto es para poder observar claramente y seleccionar las líneas que se van a ajustar.
4. Con el puntero se escogen las líneas de perfil similar (entre 5 y 10 líneas por ajuste) y se selecciona la opción **Fit spectrum**. En este paso se excluyen las líneas anchas, líneas del cielo, o aquellas que tengan alto nivel de ruido.
5. Al finalizar, los parámetros ajustados son mostrados en sus respectivas casillas. Si el ajuste se hizo correctamente, el espectro teórico debe coincidir cualitativamente bien con el observado. El botón **Done** guarda los parámetros en un archivo externo de nombre **binmag.log**.
6. Este procedimiento se repite desde el paso número 2 cada vez que se quiera ajustar un conjunto de líneas en regiones diferentes del espectro.

### 2.3.2.2. Estimación estadística de $vsini_*$

Por cada ajuste hecho a un conjunto de líneas, se obtienen parejas de  $vsini_*$  y  $v_{mac}$ . El resultado final de aplicar N ajustes en todo el espectro es una distribución de valores posibles para  $vsini_*$  y  $v_{mac}$ . La Figura 2.8 ilustra la distribución encontrada para el objeto KIC 6198182, el cual ejemplifica la degeneración existente al atribuir el ensanchamiento a los dos parámetros del ajuste.

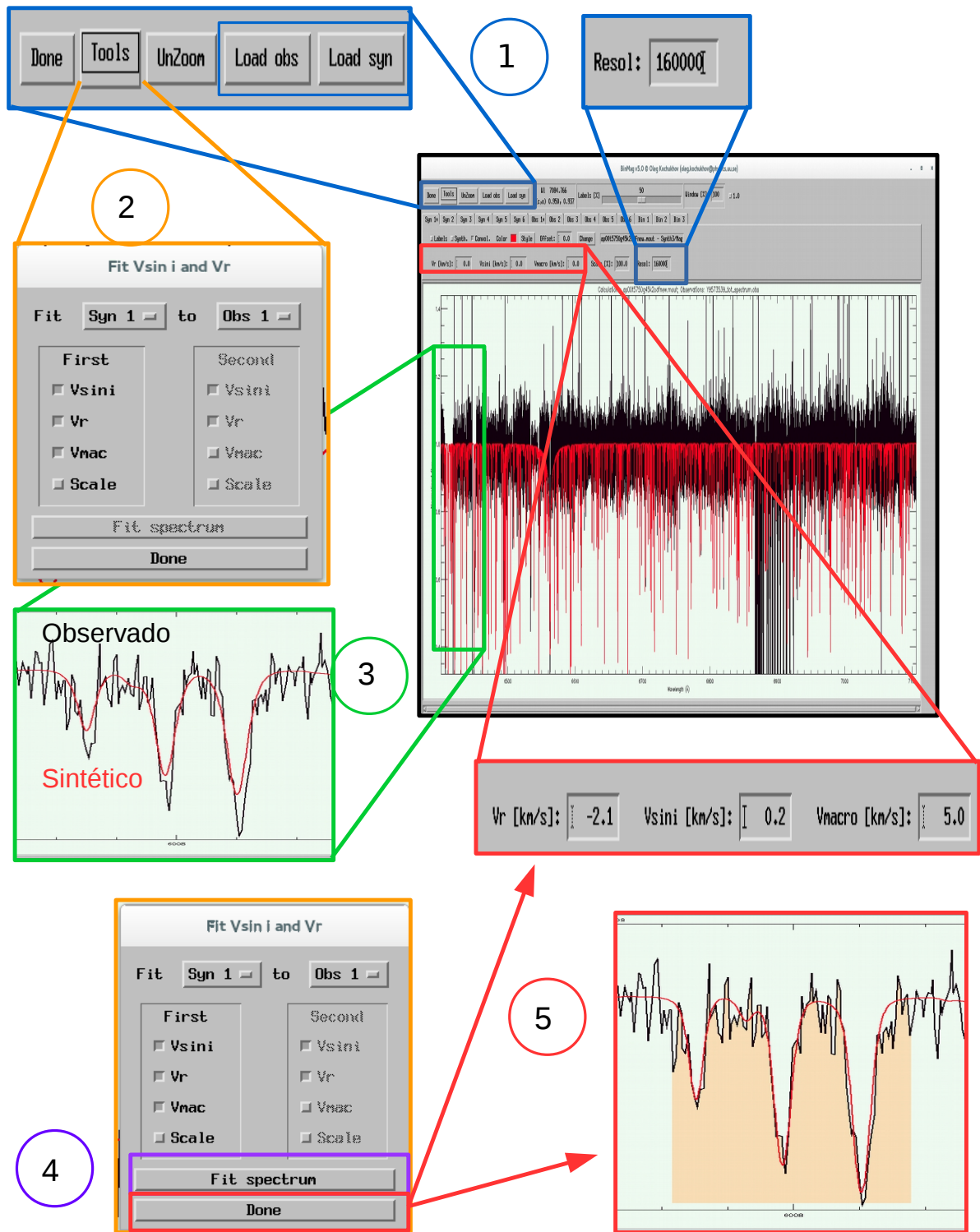


Figura 2.7: Esquema del procedimiento seguido para ajustar un espectro sintético a uno observado usando BinMag. La numeración sigue el orden del procedimiento descrito en la subsección 2.3.2.1.

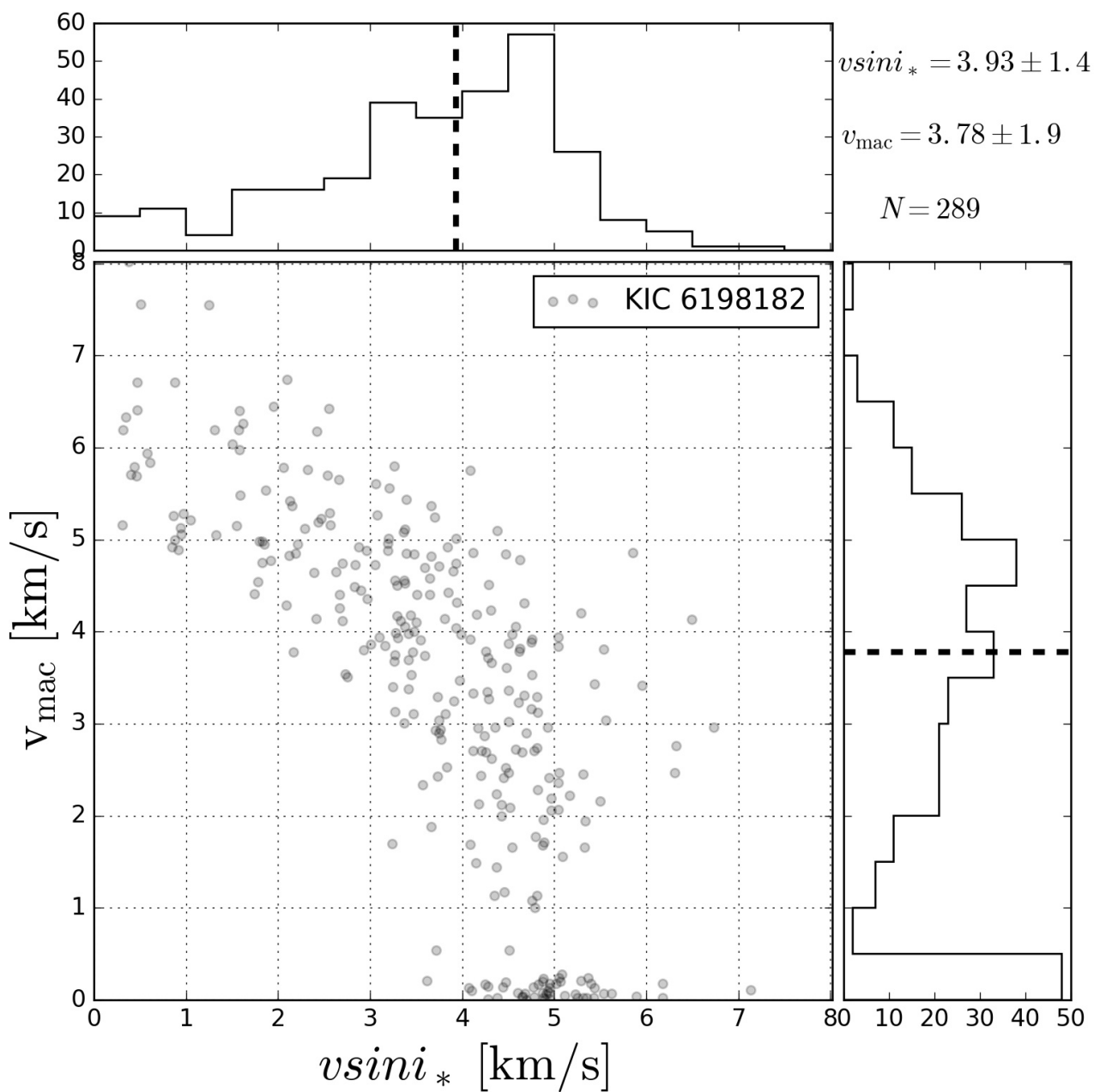


Figura 2.8: Distribución de valores encontrados en el ajuste del objeto KIC 6198182, usando BinMag. El panel superior muestra la distribución de  $vsini_*$  encontrado, mientras que el panel derecho ilustra el de  $v_{\text{mac}}$ . En cada panel se encuentra una línea discontinua que indica la posición de la mediana estadística. El valor de la mediana de cada parámetro se muestra en la esquina superior derecha en unidades de  $\text{km s}^{-1}$ . También se especifica el número  $N$  de puntos que conforman a la distribución.

Los paneles laterales muestran la distribución encontrada para  $vsini_*$  (panel superior) y  $v_{\text{mac}}$  (panel derecho). El valor elegido para  $vsini_*$  y  $v_{\text{mac}}$  corresponde a la mediana estadística (líneas discontinuas) de sus respectivas distribuciones. Las mediciones son reportadas en la esquina superior derecha de la figura junto con el número N de ajustes realizados a lo largo del espectro. Los errores en la medición de  $vsini_*$  y  $v_{\text{mac}}$  se han tomado de la desviación estándar de los puntos de ambas distribuciones.

## 2.4. Estimación estadística de $i_*$ usando Cadenas de Markov Monte Carlo

Posterior al cálculo de  $vsini_*$  por los métodos A y B, se procedió a obtener el ángulo de proyección entre el eje de rotación de la estrella y la línea de visión ( $i_*$ ) para cada estrella usando directamente la ecuación (1.2). Durante el proceso se detectaron estrellas para las cuales no era posible obtener cantidades reales de  $i_*$ , dado que la combinación de los parámetros  $P_*$ ,  $R_*$  y  $vsini_*$  produce en ocasiones valores de  $\sin i_* = vsini_* P_{\text{rot}} / 2\pi R_* > 1$ , que es, evidentemente, una cantidad sin sentido físico.

En el trabajo de Watson et al. (2010) llevan a cabo un análisis usando Cadenas de Markov Monte Carlo (MCMC) siguiendo el algoritmo de Metrópolis-Hastings para obtener una medición de  $i_*$  junto con una estimación del error asociado. Dada la efectividad mostrada del método para restringir  $i_*$  a valores reales, en este trabajo se siguió el procedimiento descrito en Watson et al. (2010) creando un algoritmo MCMC con la finalidad de resolver el problema de las inclinaciones no reales. Este método tiene ventaja sobre el uso directo de la ecuación (1.2), en que no sólo proporciona un medio para optimizar el ajuste de un modelo a los datos, sino que explora la distribución de probabilidad posterior de los parámetros ajustados.

### 2.4.1. Descripción del algoritmo

El algoritmo Metrópolis-Hastings (Metropolis et al. 1953, Hastings 1970) es un método MCMC que consiste en realizar caminatas aleatorias dentro del espacio de parámetros permitido

del modelo y en cada paso aceptar o rechazar las cantidades propuestas en base a la probabilidad comparada con el paso anterior. El pseudocódigo adaptado al problema en cuestión se describe en el Algoritmo 1.

Para empezar, se alimenta el MCMC con las variables involucradas del modelo,  $P_{\text{rot}}$ ,  $R_*$  (obtenidas de la literatura) y  $vsini_*$  proveniente del método A, junto con sus respectivos errores  $\sigma_P$ ,  $\sigma_R$  y  $\sigma_v$ . Se decidió tomar los valores de  $vsini_*$  provenientes del método A puesto que se obtuvo esta medición para todas las estrellas, mientras que por medio del método B en ocasiones no se pudo estimar  $vsini_*$  para algunas estrellas. Este problema ha sido explicado detalladamente en la sección 3.2. Si se considera que las inclinaciones estelares son aleatorias, entonces siguen una distribución uniforme con  $x_{\text{min}} < x < x_{\text{max}}$ , siendo el parámetro  $x = \cos i_*$ , y  $x_{\text{min}}$  y  $x_{\text{max}}$  los límites de los valores permitidos de la parte real de  $\cos i_*$ . De esta manera se conforma el conjunto de parámetros de entrada  $P_{\text{rot}}$ ,  $R_*$  y  $x$ . A continuación, se realiza una caminata aleatoria a través del espacio de parámetros mediante la perturbación de cada parámetro de entrada por una cantidad aleatoria  $G$ , siendo este un número aleatorio tomado de una distribución gaussiana con media igual a cero y varianza igual a la unidad. Para todo el procedimiento, se inicializó  $x = \cos i_* = 0.5$  y se asignó una desviación estándar inicial de  $\sigma_x = 0.05$ , que es después reevaluada durante la implementación del algoritmo. Cada vez que los parámetros se perturban, se obtiene un conjunto de parámetros propuestos. Si el valor de  $x$  se encuentra dentro del contradominio de la función seno, se procede a calcular el parámetro  $\chi^2$  del nuevo conjunto de variables propuestas siguiendo la ecuación del paso 10 del algoritmo,

$$\chi_j^2 = \frac{(R_{*,j} - R_{*,0})^2}{\sigma_R^2} + \frac{(P_{*,j} - P_{*,0})^2}{\sigma_P^2} + \frac{(2\pi R_{*,j} \sqrt{1 - x_j^2} / P_{*,j} - vsini_*)^2}{\sigma_v^2}, \quad (2.5)$$

donde puede notarse que  $\sqrt{1 - x_j^2} = \sin i_*$ ,  $vsini_*$  es la velocidad de rotación proyectada medida en el método A, y  $R_{*,0}$   $P_{*,0}$  son el radio y período de rotación estelar tomados de la literatura, respectivamente.

En cada paso  $j$ , si  $\chi_j^2 < \chi_{j-1}^2$ , entonces el nuevo conjunto de parámetros se acepta, de lo contrario, se compara la probabilidad del paso actual  $P_j = \exp[-(\chi_j^2 - \chi_{j-1}^2)/2]$  con la probabilidad de una distribución uniforme  $U[0, 1]$ . Si  $P_j > U[0, 1]$  entonces el conjunto de parámetros se acepta con probabilidad  $P_j$ , y de ocurrir lo contrario, se rechazan los parámetros propuestos y se mantienen

---

**Algoritmo 1.** Metrópolis-Hastings. Pseudocódigo implementado.

---

```

1 : Definir número  $C$  de cadenas
2 : Definir valores de variables de entrada  $P_{rot}, R_*, vsini_*$  y sus errores  $\sigma_P, \sigma_R, \sigma_v$ 
3 : Inicializar parámetros:  $x = \cos i_* = 0.5, \sigma_x = 0.05; S=0$ 
4 : for  $j$  in  $C$ :
5 :   if  $S \bmod 100 == 0$  then:
6 :     Calcular  $\sigma_x$  con desviación estándar de los últimos 100 datos de  $x$ 
7 :   else:
8 :     Proponer parámetros nuevos a partir de una distribución Gaussiana  $G$ ,
9 :      $R_{*,j} = R_{*,j-1} + G\sigma_R$ 
10 :     $P_{*,j} = P_{*,j-1} + G\sigma_P$ 
11 :     $x_j = x_{j-1} + G\sigma_x$ 
12 :    if  $x_{min} < x_j < x_{max}$  :
13 :      Calcular  $\chi_j^2$  de la ecuación (2.5)
14 :      if  $\chi_j^2 < \chi_{j-1}^2$  then:
15 :        Aceptar y guardar parámetros propuestos  $R_{*,j}; P_{*,j}; x_j$ 
16 :         $S=S+1$ 
17 :      else:
18 :        Calcular probabilidad  $P_j = \exp[-(\chi_j^2 - \chi_{j-1}^2)/2]$ 
19 :        Obtener un número aleatorio  $U$  de una distribución uniforme  $U[0, 1]$ 
20 :        if  $P < U$  then:
21 :          Aceptar y guardar parámetros propuestos  $R_{*,j}; P_{*,j}; x_j$ ,
22 :          con probabilidad  $P$ 
23 :           $S=S+1$ 
24 :        else:
25 :          Mantener parámetros con valores del paso anterior,
26 :           $R_{*,j} = R_{*,j-1}; P_{*,j} = P_{*,j-1}; x_j = x_{j-1}$ 
27 :      else:
28 :        pass
29 : Eliminar las primeras  $m$  cadenas de los vectores  $R_*; P_*; x$  (Burn-in phase)

```

---



los parámetros aceptados en el paso anterior  $j-1$ . La incertidumbre  $\sigma_x$  que perturba al parámetro  $x$  en la última ecuación del paso 8 del algoritmo, es recalculada cada 100 pasos exitosos (cuando el módulo de la variable  $S$  es cero) de la cadena de Markov mediante la desviación estándar de esos últimos 100 valores de  $x$ .

En la implementación del algoritmo se usaron  $C=1,000,000$  de cadenas, de las cuales se observó que más del 80 % fueron exitosas, es decir, que mejoraban la  $\chi^2$  o la probabilidad del paso anterior. En la implementación de los algoritmos MCMC es común eliminar las cadenas iniciales. Esta práctica se conoce como *burn-in phase* y es un hábito que permite trabajar con las cadenas que no son sesgadas por los valores de los parámetros iniciales propuestos. Experimentando con diferentes longitudes de *burn-in phase*, se observó que 1000 cadenas es una longitud cualitativamente conveniente para suprimir aquellas que pudieran depender de la condición inicial. Para respaldar lo anterior, obsérvese en la Figura 2.9 el camino aleatorio de las primeras 10,000 cadenas en el espacio de  $x = \cos i_*$  para el objeto KIC 11017901. Se observa que las cadenas anteriores a 1000 (indicado con la línea punteada) dependen de la condición inicial impuesta  $x = 0.5$  y por tanto deben eliminarse. Análogamente, se eliminaron las primeras 1000 cadenas de las variables  $P_{\text{rot}}$  y  $R_*$ .

A partir de los caminos aleatorios de las variables  $P_{\text{rot}}$ ,  $R_*$  y  $x$  encontrados por el algoritmo, se construyen las distribuciones respectivas para obtener la mediana estadística. Se muestra en la Figura 2.10 las distribuciones de los parámetros del objeto KIC 11017901. En cada distribución las líneas punteadas intermedias indican la posición la mediana estadística, mientras que las líneas punteadas de los extremos abarcan un intervalo de confianza de  $1-\sigma$  (68.27 %). De esta manera, los errores de las mediciones derivadas de estas distribuciones corresponden al cuantil del 15.86 % (error inferior) y al cuantil del 84.13 % (error superior). También se muestran mapas de densidad en la Figura 2.10, que se consiguen proyectando la caminata aleatoria del MCMC de 3 dimensiones ( $P_{\text{rot}}$ ,  $R_*$  y  $x$ ) en parejas de variables, lo cual permite también observar si existe correlación entre ambas. Las regiones sombreadas más oscuras indican zonas de mayor densidad. Los contornos representan, de las regiones más densas a las menos densas, la dispersión de los puntos dentro de 1, 2 y 3  $\sigma$  respectivamente.

En este ejemplo el valor representativo de la distribución es  $x=\cos i_* = 0.44_{-0.26}^{+0.22}$ . Partiendo

de esta cantidad, se consigue el valor de la inclinación estelar  $i_* = 63.9^{+15.8}_{-15.4}$  deg, el cual está en concordancia con el resultado analítico que se obtiene empleando la ecuación (1.2),  $i_* = 64.67 \pm 37.8$  deg (descrito en la sección 1.2.1). Los resultados de las inclinaciones estelares serán mostrados en la sección 3.4.

Tanto la Figura 2.9 como 2.10 son obtenidas del programa que implementa el MCMC, al cual se le ha dado los siguientes valores iniciales (paso 2 del Algoritmo 1):  $P_{\text{rot}} = 6.459$ ,  $\sigma_P = 0.003$ ,  $v \sin i_* = 6.1736$ ,  $\sigma_v = 0.27558$ ,  $R_* = 0.872$ ,  $\sigma_R = 0.2695$ .

En el siguiente capítulo se realizará una comparación entre los resultados de  $v \sin i_*$  derivados de los métodos A y B. También se compararán los resultados de la inclinación estelar  $i_*$  obtenidos mediante el algoritmo MCMC y de forma analítica.

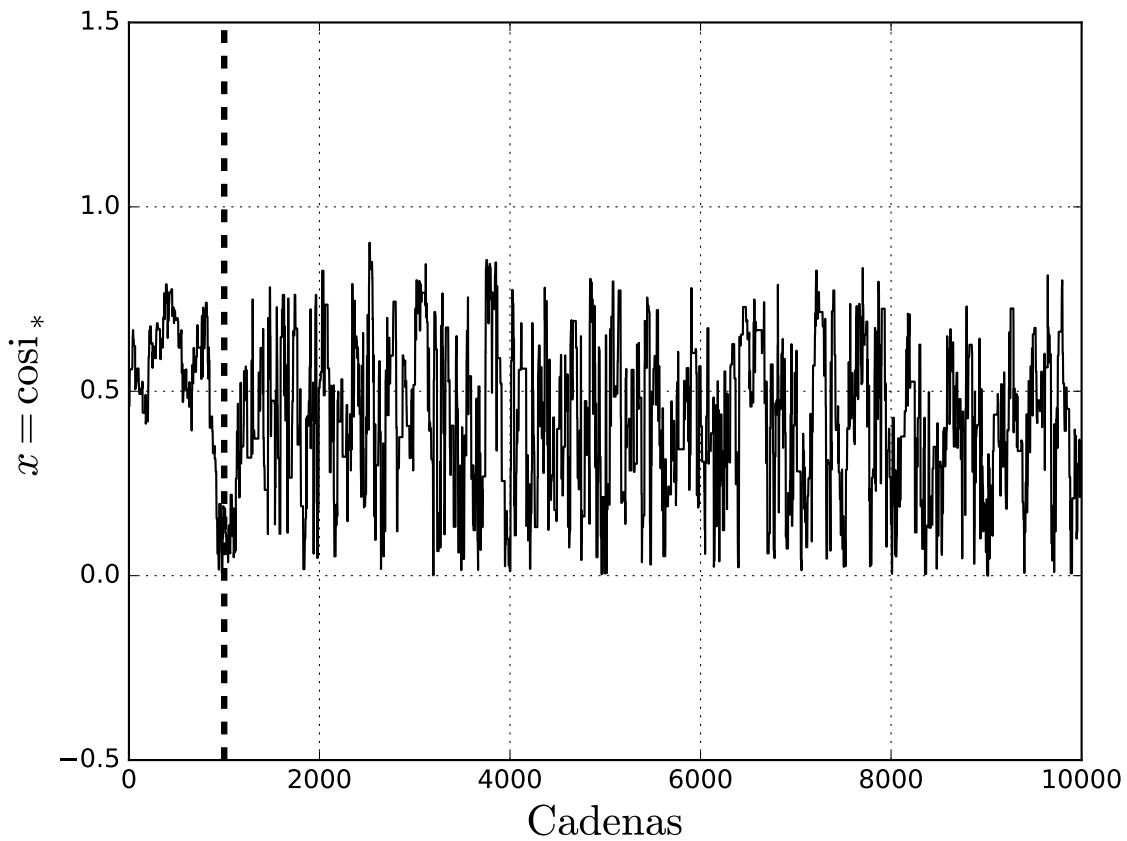


Figura 2.9: Primeras 10,000 cadenas obtenidas del método MCMC en el espacio del parámetro  $x$ , para el objeto KIC 11017901. La línea discontinua indica una longitud de *burn-in phase* de 1000.

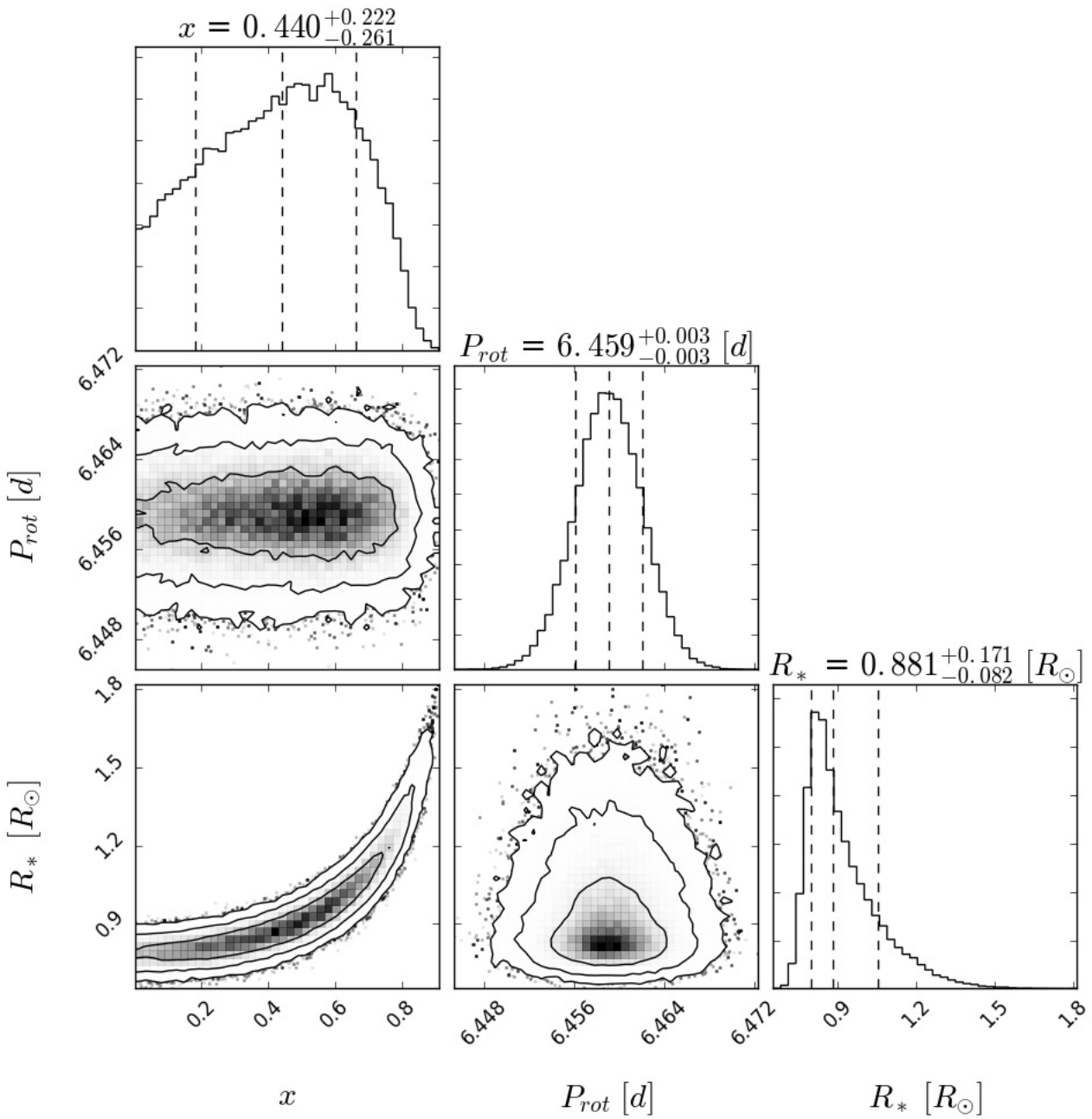


Figura 2.10: Distribuciones de  $x$ ,  $P_{rot}$  y  $R_*$  encontradas por el algoritmo MCMC para la estrella KIC 11017901. Las líneas discontinuas centrales indican la posición de la mediana estadística. En la parte superior de cada distribución se encuentra reportado el valor de la mediana junto con los errores inferior y superior que corresponden a un intervalo de confianza de 1- $\sigma$ . Se muestran también los mapas de densidad que ilustran las regiones por donde se efectuó la caminata aleatoria en el espacio de parámetros. Los contornos indican la dispersión de puntos dentro de 1, 2 y 3  $\sigma$ .

## 2.5. Análisis de las imágenes de adquisición de la cámara del telescopio

Se realizó un análisis cuantitativo de las imágenes de adquisición de la cámara del telescopio Subaru (Figuras 2.11, 2.12, 2.13) con la finalidad de identificar las estrellas dentro del campo de visión cuya luz pudiera contaminar las mediciones hechas a la estrella primaria. La tabla 2.4 contiene la información por objeto, distancia angular entre la estrella primaria y los acompañantes, así como la diferencia entre magnitudes. Para este proceso suponemos que la estrella primaria es la más brillante dentro del campo de visión.

La identificación de los posibles acompañantes estelares de la estrella primaria es importante debido a lo siguiente:

1. Si un acompañante estelar se identifica dentro del campo de visión del telescopio, es probable que la luz de tal estrella también haya sido detectada por el CCD del telescopio Kepler. Por tanto, la profundidad de los tránsitos planetarios identificados de las curvas de luz sería menor debido a la adición de luz del acompañante. En tal caso, la consecuencia inmediata es que se estaría subestimando el tamaño real del planeta (p. ej., Daemgen et al. 2009 realizan la corrección de radios planetarios debido a dilución de las curvas de luz por acompañantes estelares).
2. Si el acompañante se encuentra cercano a la estrella principal, existe la posibilidad de que esté ligado gravitacionalmente a la estrella principal y no sólo cercano por efectos de proyección en el cielo (p. ej., Dhital et al. 2011). De ser así, la órbita del planeta en cuestión estaría afectada por la interacción con el acompañante estelar (p. ej., por mecanismo Lidov-Kozai; Lidov 1962, Kozai 1962). Como consecuencia, la oblicuidad que se mida debe interpretarse en términos de la interacción entre todos los componentes del sistema (incluyendo al acompañante estelar) y no de los posibles fenómenos físicos que pudieran intervenir en la historia dinámica únicamente del sistema estrella más planeta (p. ej., desalineación primordial, interacción planeta-disco, migración planetaria, etc.).

Los siguientes pasos fueron seguidos para identificar y medir la magnitud y distancia (en la proyección del cielo) de las estrellas cercanas a la estrella principal:

- Desde una terminal `xgterm` de IRAF, se abre la aplicación de visualización `ds9` y se despliega la imagen del telescopio.
- La herramienta `imexam` permite obtener las coordenadas del centro de la fuente de luz (las coordenadas dadas en pixeles), así como la magnitud aparente del objeto. Con esta herramienta se midió la posición y magnitud de todas las estrellas existentes en el campo de visión del telescopio, por imagen.
- La distancia angular entre estrella se obtiene mediante el factor de conversión del CCD del telescopio  $0.1249992''/\text{pixel}$ .

Evidentemente, si una estrella en el campo de visión se encuentra cerca de la estrella primaria (por ejemplo a una distancia  $d < 10''$  de la primaria) y la diferencia entre magnitud con la principal es pequeña, entonces las mediciones fotométricas como las curvas de luz, estarán sesgadas por la luz de la acompañante. Incluso, es probable que el espectro de la primaria resulte contaminado con las líneas de la acompañante. En este último caso, la forma de la CCF de la primaria podría revelar la posible contaminación del espectro principal. La distancia angular entre estrellas ha sido utilizado en este trabajo como una aproximación a la distancia real entre ambas. Sin embargo, se enfatiza que las conclusiones que deriven de esta aproximación deben ser inspeccionadas en más detalle en estudios futuros.

Tabla 2.4: Estrellas de la muestra de Kepler con acompañantes estelares identificados en las imágenes de adquisición del telescopio. Se tabula el nombre de la estrella principal, la distancia y diferencia de magnitud entre el acompañante y la primaria.

KIC	$d$ [arcsec]	$\Delta m$	KIC	$d$ [arcsec]	$\Delta m$
9111849	30.26	2		20.02	3.
8292840	42.36	4.5		30.22	3.
10514430	3.23	1.	7222086	13.98	6
10748390	18.87	8	7630229	33.52	2.5
	31.89	7.5		36.87	3
11551692	12.97	1		40.76	.5

Tabla 2.4: Continuación

KIC	$d$ [arcsec]	$\Delta m$	KIC	$d$ [arcsec]	$\Delta m$
	28.31	0	9414417	24.67	1.5
	26.32	1.5	9573539	34.68	1.5
12107021	24.74	3.5	10593626	5.41	5.5
2302548	11.66	3.5		11.75	5.5
	26.29	4.5		18.17	5
	31.85	3.		34.24	3.5
3458028	16.03	6.	10666592	15.3	6.
	23.95	4.	11295426	10.67	6
	25.17	6.	11904151	33.45	5.5
	32.98	3.5		30.02	6.5
5383248	13.36	6.	3544595	37.42	6
	30.36	5.		49.51	5
	36.84	5	4349452	8.32	2.5
	17.59	7.		14.96	6.5
5621125	11.46	2.5	9963524	12.34	2.5
	45.31	3.5		30.32	1
5866724	13.08	4.5	5094751	17.47	2.5
	23.24	6	5108214	15.04	8
5941160	23.33	2		20.65	8
	38.6	3.5		32.0	8
	14.5	4	6521045	19.31	4
6037581	26.1	3.5		16.86	5
	26.6	3.5		21.89	5
	20.29	4		21.0	5.5
	41.53	2.5	7199397	35.51	4.5
6062088	46.7	0.		34.12	5
	51.06	1	9955598	28.16	6.5
7051180	15.55	2.5			

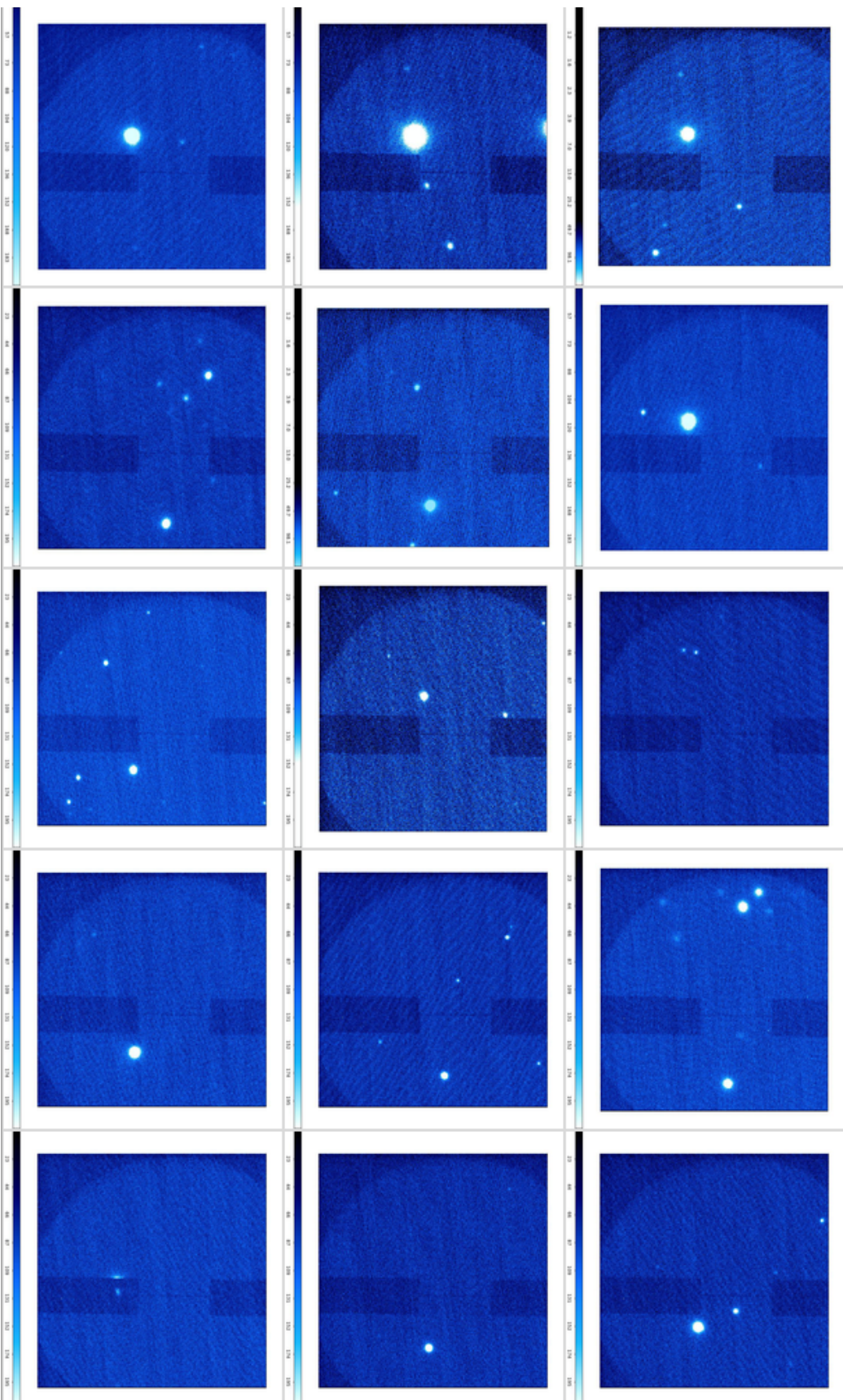


Figura 2.11: Imágenes de adquisición de la cámara del telescopio. De izquierda a derecha, y de arriba a abajo: KIC3458028, KIC5866724, KIC6198182, KIC6062088, KIC5621125, KIC5383248, KIC2302548, KIC5941160, KIC6037581, KIC7509886, KIC7222086, KIC7630229, KIC7051180, KIC4247991, KIC8156120. El contraste en cada imagen es diferente para optimizar la identificación visual de los acompañantes. La orientación del campo de visión es diferente en cada una, por lo que no es incluida.



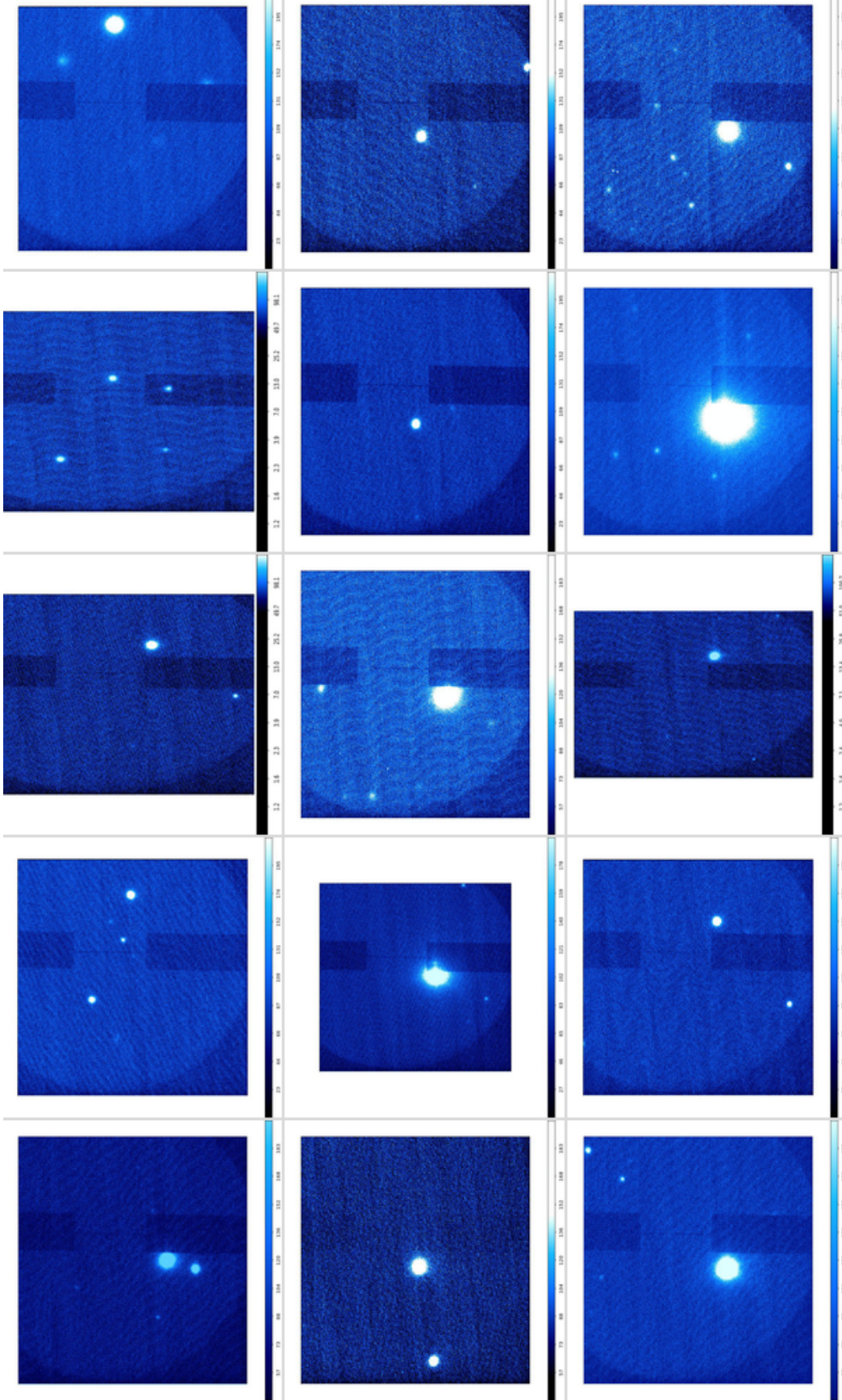


Figura 2.12: Imágenes de adquisición de la cámara del telescopio. De izquierda a derecha, y de arriba a abajo: KIC4349452, KIC9963524, KIC12107021, KIC11551692, KIC5094751, KIC9414417, KIC10748390, KIC7199397, KIC8277797, KIC9573539, KIC3544595, KIC9111849, KIC11017901, KIC5108214, KIC6521045. El contraste en cada imagen es diferente para optimizar la identificación visual de los acompañantes. La orientación del campo de visión es diferente en cada una, por lo que no es incluida.



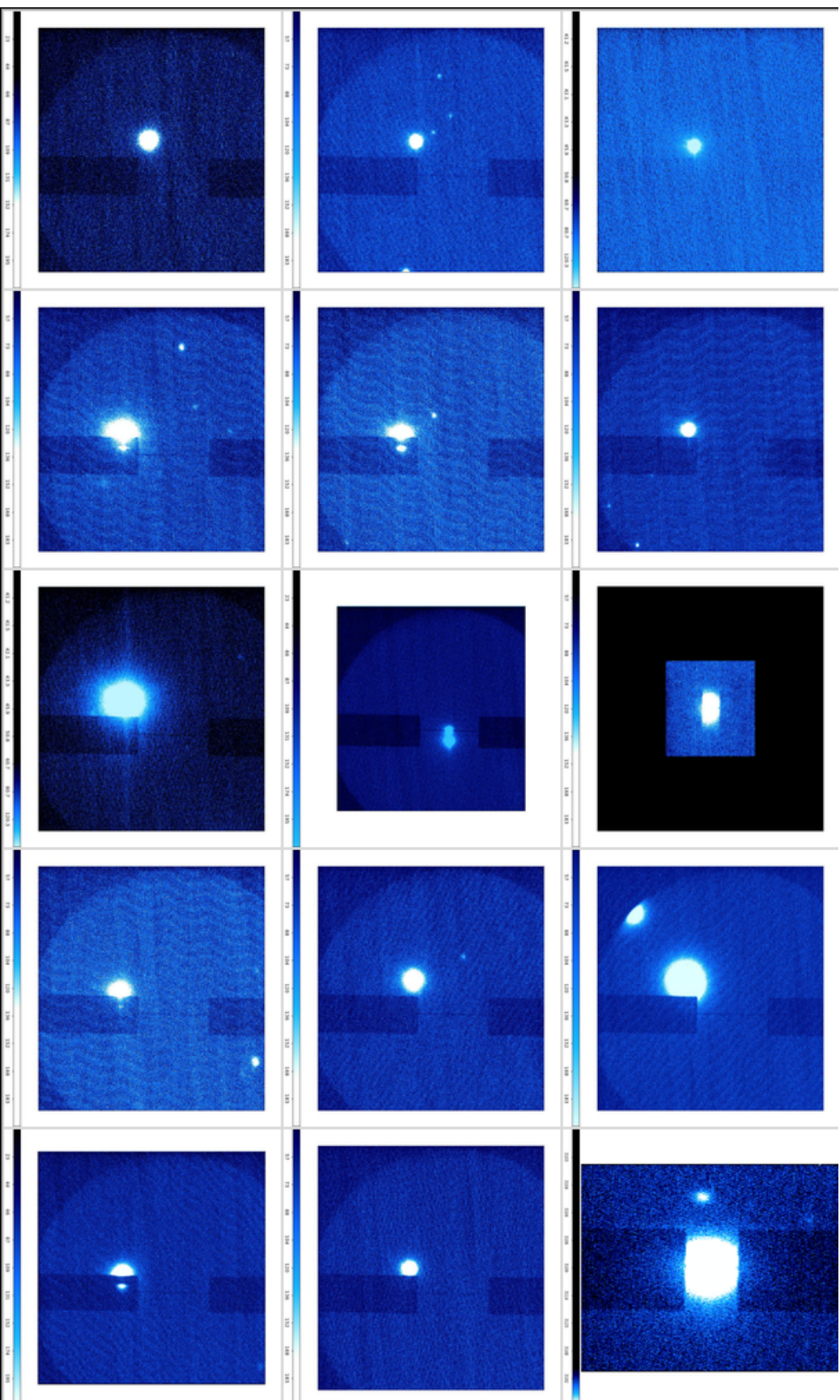


Figura 2.13: Imágenes de adquisición de la cámara del telescopio. De izquierda a derecha, y de arriba a abajo: KIC10963065, KIC11904151, KIC11401755, KIC9414417, KIC8478994, KIC10593626, KIC11295426, KIC10514430, KIC10666592, KIC11446443, KIC8077137, KIC9955598, KIC3632418, KIC8292840, KIC11807274. El contraste en cada imagen es diferente para optimizar la identificación visual de los acompañantes. La orientación del campo de visión es diferente en cada una, por lo que no es incluida.

# Capítulo 3

## Resultados

En este capítulo se reportan los valores de  $vsini_*$  derivados a partir del método A descrito en la sección 3.1 y del método B detallado en la sección 3.2. Seguidamente se realiza una comparación entre ambas mediciones de  $vsini_*$  (sección 3.3) y se describen los resultados de las inclinaciones estelares en la línea de visión encontradas por medio de un algoritmo de Cadenas de Markov Monte Carlo (MCMC, descrito en la sección 3.4). Luego, se lleva a cabo un análisis sobre la influencia de acompañantes estelares en la distribución observada de la oblicuidad en la línea de visión  $\varphi$ , y en la determinación de los radios planetarios (sección 3.5). Finalmente se incluye el resultado de la oblicuidad en la línea de visión de los planetas y candidatos a planetas de la muestra de SOAPS comparándola con diferentes propiedades físicas del sistema (sección 3.6).

Los resultados de este trabajo incorporan información obtenida de la literatura. Los parámetros atmosféricos  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , así como la información de  $R_*$  y  $M_*$  de las estrellas en la muestra de Kepler han sido recopilados del trabajo de Huber et al. (2014) y son mostrados en el apéndice A.1. Los datos del período de rotación estelar han sido tomados del análisis de las curvas de luz de Kepler hecho por McQuillan et al. (2013). Las magnitudes B y V de ambas muestras (estrellas de Kepler y estrellas estándar) se han obtenido de diferentes autores (especificados a lo largo del texto). También, los parámetros planetarios tales como número de planetas o candidatos a planetas, períodos orbitales e inclinación de las órbitas, han sido tomadas del NASA Exoplanet Archive<sup>1</sup>.

---

<sup>1</sup><http://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/> (Página consultada en diferentes fechas, especificadas en el texto)

### 3.1. Resultados del método A

La Figura 3.1 muestra la medición del ancho del perfil promedio de las líneas espectrales de las estrellas de la muestra de Kepler y estrellas estándar dado por el FWHM de la función de correlación cruzada de cada espectro y se compara contra su respectivo índice de color. Los errores en la medición del FWHM fueron obtenidos de la propagación directa de los errores asociados a los parámetros de ajuste del perfil de Voigt,  $f_L$  y  $f_G$  especificados en la ecuación (2.3) y descritos en la sección 2.3.1.2. Ambos parámetros y sus incertidumbres son calculados por el programa de ajuste a la CCF.

Se detectaron 4 estrellas en la muestra de Kepler (KIC 3458028, KIC 5621125, KIC 9111849, KIC 7222086) que tuvieron CCFs con baja amplitud debido a que sus espectros contienen líneas poco intensas sobre el nivel de ruido y por tanto hubo baja correlación con el espectro teórico. Para estas estrellas fue imposible obtener una medición del ancho del perfil de la CCF y por tanto se descartaron en este trabajo. También se encontró una estrella (KIC 4247991) cuya CCF mostraba dos picos, indicando que el espectro observado incluía contaminación de la luz de una acompañante estelar. Como resultado la curva de luz y el tránsito planetario estarán contaminados por la luz de la acompañante, además de que el ajuste al ancho de la CCF con doble pico es complicado y tendencioso. Por estos motivos se descartó a esta estrella en el análisis subsecuente. Estas estrellas han sido tabuladas en la Tabla 2.2.

A cada medición de FWHM se le aplicó la calibración descrita en la subsección 2.3.1.4 para obtener la contribución de la rotación ( $v \sin i_*$ ) al ensanchamiento del perfil de línea promedio de acuerdo a la ecuación (2.2), que puede reescribirse de la siguiente manera,

$$v \sin i_* = A \sqrt{FWHM^2 - \sigma_0^2 (B - V)}. \quad (3.1)$$

La Figura 3.2 ilustra el resultado de aplicar la calibración al ancho de cada CCF usando la ecuación (3.1), obteniendo así el  $v \sin i_*$  de las estrellas de la muestra de Kepler, que son reportadas en la Tabla 3.1. Se observa la tendencia conocida de que estrellas calientes (índice de color menor) rotan más rápido (p. ej., Sweet & Roy 1953; Kraft & Wrubel 1965). Esta tendencia se ha atribuido al frenado magnético que experimentan las estrellas relativamente frías (p. ej., Barnes 2003). El

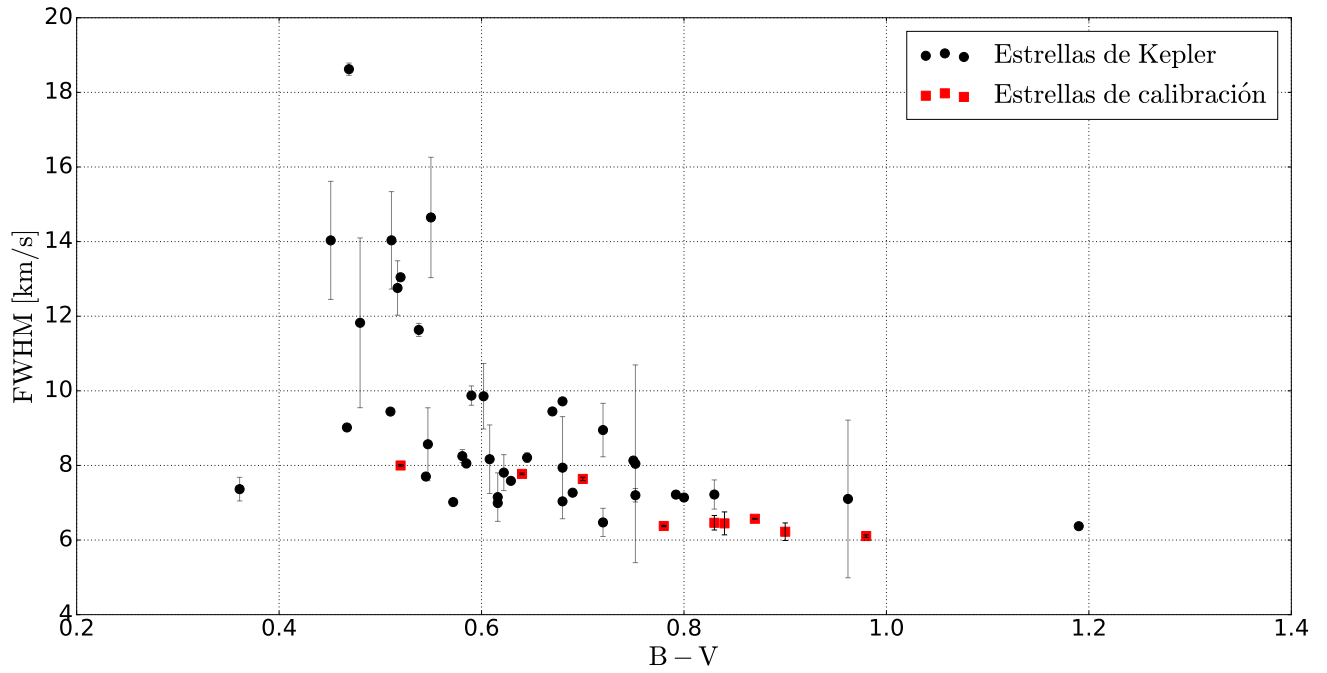


Figura 3.1: Ancho medido de las funciones de correlación cruzada, como función del índice de color de la estrella. Los puntos negros representan las estrellas de la muestra de Kepler, mientras que los cuadrados rojos son las mediciones de las estrellas de estándar.

campo magnético producido en la interfase entre el núcleo radiativo de una estrella y su envolvente convectiva se acopla al material ionizado que ha expulsado la estrella. Este fenómeno permite el transporte de momento angular de la estrella hacia el exterior, dando como resultado una disminución en la velocidad de rotación estelar. Debido a que la envolvente convectiva desaparece para estrellas calientes, el frenado magnético será menos eficiente. Como resultado las estrellas calientes rotarán más rápido en comparación con las estrellas relativamente más frías.

Para el objeto KIC 9955598 se calculó un factor negativo dentro de la raíz de la ecuación (3.1), ya que el valor  $\sigma_0$  de la calibración fue mayor al ancho medido de la CCF por una cantidad de  $\sim 0.35 \text{ km s}^{-1}$ , que resulta en un factor de  $-4.6 \text{ km}^2/\text{s}^2$  dentro de la raíz. Esta estrella tampoco fue tomada en cuenta en el análisis subsecuente y es mostrada en la Tabla 2.2. Los errores en el  $v \sin i_*$  son tomados nuevamente de la propagación directa de las variables en (3.1).

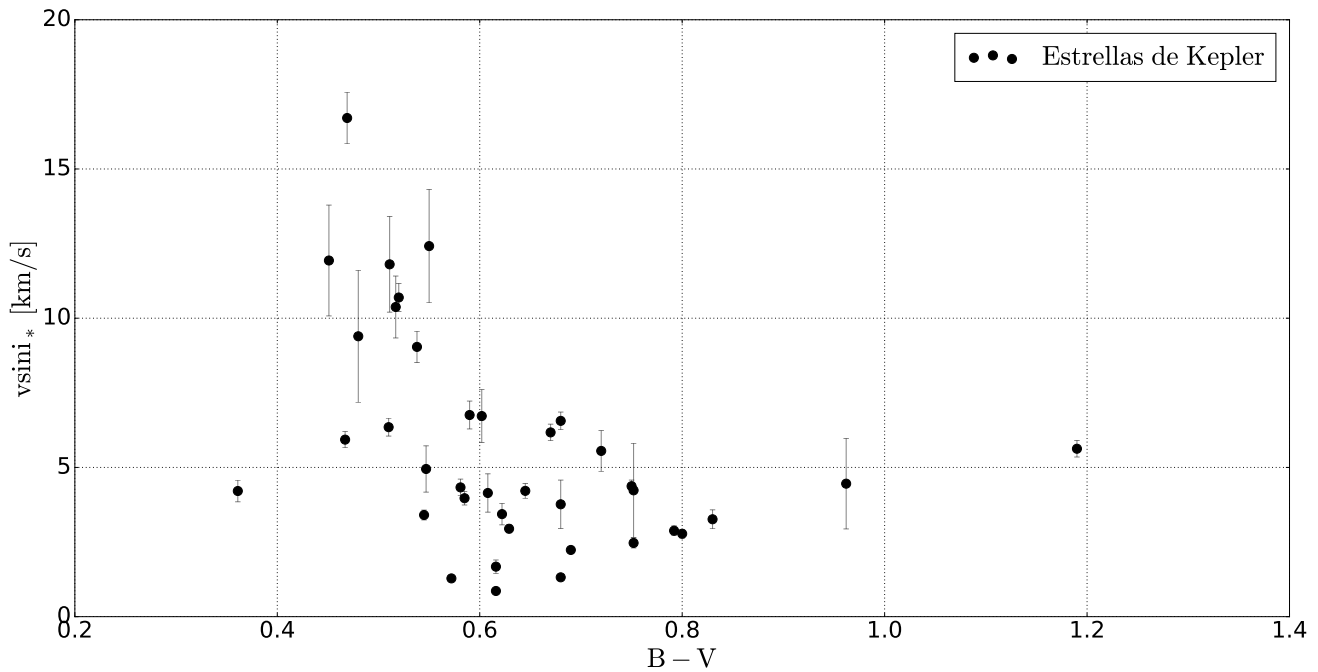


Figura 3.2: Resultado del método A:  $v \sin i_*$  en función del índice de color de las estrellas de la muestra de Kepler.

### 3.2. Resultados del método B

BinMag produce parejas de datos de  $v \sin i_*$  y  $v_{\text{mac}}$  por cada ajuste realizado a un conjunto de líneas entre el espectro observado y el teórico descrito en la sección 2.1. Se obtuvieron distribuciones como las esquematizadas en las Figuras 2.8 y 3.3, siendo el histograma superior la distribución de  $v \sin i_*$  y el histograma derecho el correspondiente a  $v_{\text{mac}}$ . En estas dos distribuciones se determinó la mediana estadística como el valor de tendencia central. El error en la medición de  $v \sin i_*$  y  $v_{\text{mac}}$  se tomó de la desviación estándar de sus respectivas distribuciones. En este método se descartaron nuevamente las estrellas con baja señal a ruido, mismas para las cuales no fue posible estudiar las CCFs en el método A.

Se llevó a cabo una inspección visual de todas las distribuciones de  $v \sin i_*$  y  $v_{\text{mac}}$  de las estrellas de la muestra. Se identificaron casos en los que el valor de tendencia central no era representativo de la distribución, pues se contaba con un número pequeño de puntos  $N$  ( $< 60$ ). El bajo número de puntos en la distribución se debe a que en algunos espectros el número de líneas sobresalientes

al nivel de ruido son pocas y por tanto al comparar con los espectros teóricos se generan pocos puntos en las distribuciones de  $vsini_*$  y  $v_{\text{mac}}$ . Por otra parte, también se identificaron objetos cuyas distribuciones estaban sesgadas hacia valores pequeños de  $vsini_*$  ( $<0.3 \text{ km s}^{-1}$ ). Se muestra un ejemplo en la imagen izquierda de la Figura 3.3, donde se observa que el objeto KIC 3632418 presenta una conglomeración de puntos a valores de  $vsini_* \sim 0.2 \text{ km s}^{-1}$ . El motivo se atribuye a la dificultad para poder romper la degeneración entre el ensanchamiento debido a rotación y a macroturbulencia, cuando la estrella es de rotación lenta y la señal a ruido de los espectros es baja (en nuestra muestra de Kepler,  $S/N \sim 25$ ). En estos casos, BinMag atribuye la mayor parte del ensanchamiento de las líneas a  $v_{\text{mac}}$ , mientras que a  $vsini_*$  le asigna el valor mínimo posible.

Para estos objetos se optó por realizar el siguiente experimento: eliminar todos los puntos de la distribución que estuvieran por debajo de  $vsini_* = 0.3 \text{ km s}^{-1}$ . Si al hacer este experimento, aún quedasen suficientes puntos para construir una distribución razonable de  $vsini_*$ , entonces se toma nuevamente la mediana estadística; de lo contrario el valor de  $vsini_*$  queda indeterminado, ya que la mediana estadística no es representativa de la distribución. El mismo criterio es aplicado a  $v_{\text{mac}}$ : si se obtiene una distribución razonable después de realizar el experimento, entonces se toma la mediana estadística nuevamente; o de lo contrario,  $v_{\text{mac}}$  queda indeterminada también. La imagen derecha de la Figura 3.3 muestra el resultado de eliminar los puntos menores a  $vsini_* = 0.3 \text{ km s}^{-1}$  para el objeto KIC 3632418, de donde se ha tomado nuevamente la mediana, ya que después de excluir los puntos sesgados, aún se cuenta con puntos suficientes para crear distribuciones razonables de  $vsini_*$  y  $v_{\text{mac}}$ . El Apéndice C contiene las distribuciones de todas las estrellas de la muestra, incluyendo las distribuciones resultantes de aplicar el experimento anteriormente descrito.

El mecanismo físico causante de la macroturbulencia aún no se conoce por completo, aunque se han realizado trabajos con tal fin (p. ej., Gray 1975; Cantiello et al. 2009; Aerts et al. 2009a,b). Sin embargo Grassitelli et al. (2015) proponen una explicación sencilla a la macroturbulencia: el movimiento turbulento del material en las estrellas conduce al rompimiento del equilibrio hidrostático en regiones llamadas zonas de convección subsuperficiales (SSCZ por sus siglas en inglés), donde la fuerza que produce la convección se conoce como presión turbulenta  $P_{\text{turb}}$ . En el trabajo de Grassitelli se utilizan modelos evolucionarios de estrellas (tomados de Heger et al. 2000, Yoon et al. 2006 y Brott et al. 2011) que incluyen a la presión turbulenta y la densidad de energía dentro

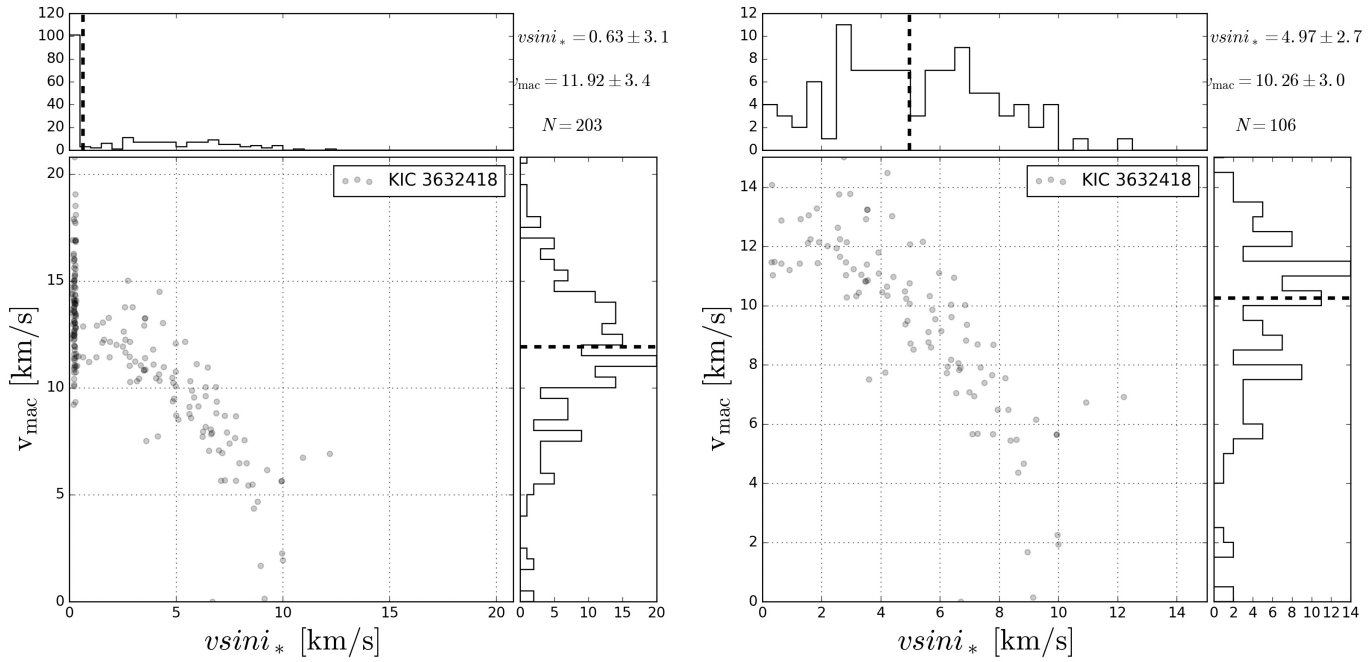


Figura 3.3: Espacio de parámetros ajustados usando BinMag, para el objeto KIC 3632418. En cada distribución la línea discontinua representa la mediana estadística. La aglomeración de puntos observada a  $vsini_* \leq 0.3 \text{ km s}^{-1}$  (panel izquierdo) no permitió determinar valores realistas de  $vsini_*$  y  $v_{\text{mac}}$  para 24 objetos de baja velocidad de rotación. Para este objeto, luego de descartar los puntos por debajo de  $vsini_* = 0.3 \text{ km s}^{-1}$  (imagen del lado derecho), el número de puntos  $N$  de la distribución se redujo de 203 a 106, por lo cual se volvió a tomar la mediana estadística de los histogramas de ambas velocidades. Así,  $vsini_*$  cambió de  $0.63 \text{ km s}^{-1}$  a  $4.97 \text{ km s}^{-1}$  y  $v_{\text{mac}}$  de  $11.92 \text{ km s}^{-1}$  a  $10.26 \text{ km s}^{-1}$ .

de las ecuaciones de estructura estelar. Estudian la evolución de la fracción máxima de presión turbulenta  $P_{\text{turb}}^{\text{max}}$  entre la presión total  $P$ , para diferentes masas estelares. Recopilan velocidades de macroturbulencia de estrellas reportadas en la literatura (Carney et al. 2008; Fossati et al. 2011; Doyle et al. 2014; Ryabchikova et al. 2015) y determinadas por ellos, encontrando una relación lineal entre el  $v_{\text{mac}}$  observado y el cociente  $P_{\text{turb}}^{\text{max}}/P$  calculado de los modelos (ver Figura 3 de Grassitelli et al. 2015).

En colaboración con L. Grassitelli y L. Fossati, se realizó un estudio a 9 estrellas de la muestra para las cuales no era posible medir el  $vsini_*$  utilizando BinMag ya que asignaba un valor de  $vsini_* \leq 0.3 \text{ km s}^{-1}$ . Este análisis se hizo con el fin de conocer el valor esperado de macroturbulencia según

su propuesta basada en la presión de turbulencia y así compararla con la medición de  $v_{\text{mac}}$  obtenida por medio de BinMag. La comparación se muestra en la Figura 3.4. Las estrellas corresponden a la velocidad de macroturbulencia medida con BinMag, en función de la fracción  $P_{\text{turb}}^{\text{max}}/P$  calculada de los modelos de estructura estelar utilizados en Grassitelli et al. (2015). La línea a trazos es la tendencia esperada dados los parámetros atmosféricos de cada estrella y las líneas punteadas un intervalo de error del 20% para  $v_{\text{mac}}$ . En esta misma figura se observa un desplazamiento sistemático de todas las estrellas por encima del valor esperado de  $v_{\text{mac}}$  por un valor de  $\sim 3 \text{ km s}^{-1}$ . Dado que el ajuste de  $v \sin i_*$  y  $v_{\text{mac}}$  hecho por el software no son independientes, una sobreestimación de  $v_{\text{mac}}$  conlleva a una subestimación de  $v \sin i_*$ . Finalmente se encontró que para 24 estrellas ( $\sim 60\%$  de estrellas de la muestra de SOAPS) no se podía asignar una medición de  $v \sin i_*$  certera, debido a uno o la combinación de los siguientes factores:

- La baja señal a ruido de los espectros. La estrategia observacional fue diseñada para obtener espectros de alta resolución y una señal a ruido máxima de 25.
- Espectros con pocas líneas. En algunos espectros las líneas sobresalientes al nivel de ruido son muy pocas, por lo cual las comparaciones con las líneas del espectro teórico son insuficientes, lo que resulta en pocos puntos en las distribuciones de  $v \sin i_*$  y  $v_{\text{mac}}$ .
- Baja velocidad de rotación estelar. De forma empírica se detectó que BinMag no puede medir para nuestros espectros un  $v \sin i_*$  menor a  $3 \text{ km s}^{-1}$  (como puede observarse de la Figura 3.5) cuando la estrella es de rotación baja.

Ya que no se pudo determinar  $v \sin i_*$  para 24 estrellas mediante el método B, se decidió no utilizar los valores de  $v \sin i_*$  medidos en las estrellas restantes. Por el contrario, se decidió tomar el  $v \sin i_*$  proveniente del método A para calcular  $i_*$ .



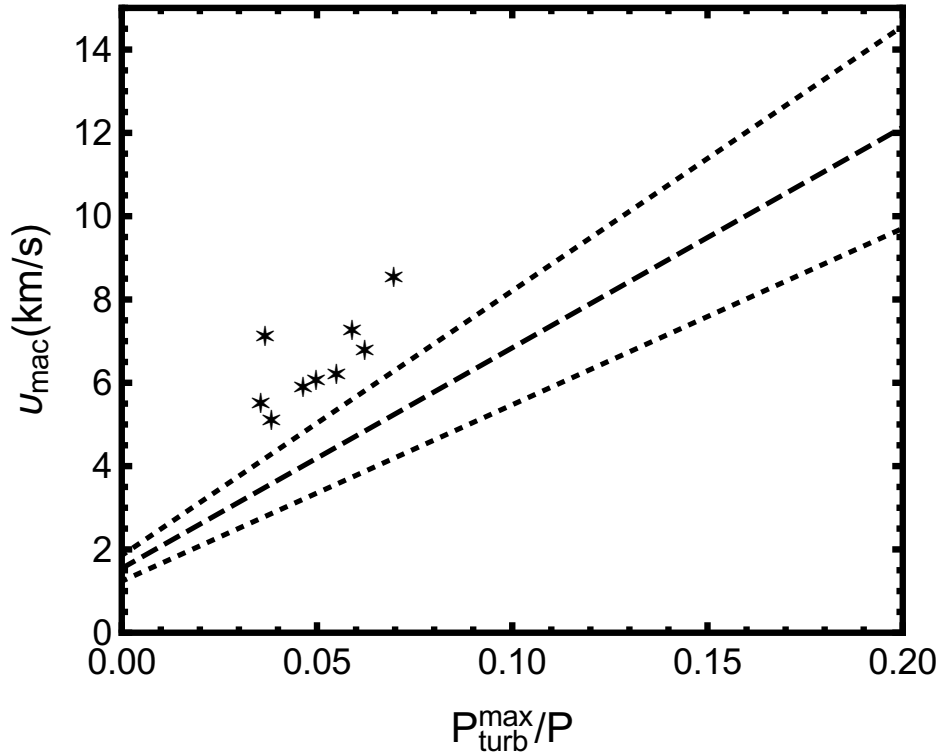


Figura 3.4: Dependencia de la macroturbulencia (indicada como  $U_{\text{mac}}$ ) como función del cociente de presión turbulenta del modelo de Grassitelli et al. (2015). La línea discontinua de la región central indica la tendencia esperada del modelo. Las líneas punteadas superior e inferior indican intervalos de confianza del 20 %. En este espacio se han superpuesto los datos de  $v_{\text{mac}}$  encontrados por BinMag (estrellas). Los objetos de esta comparación y su respectivo valor de  $v_{\text{mac}}$  (en  $\text{km s}^{-1}$ ) medido mediante BinMag son: KIC 7199397 (8.54), KIC 5094751 (7.26), KIC 5383248 (6.07), KIC 7051180 (5.89), KIC 5941160 (6.78), KIC 7509886 (5.11), KIC 6521045 (6.22), KIC 3544595 (5.51), KIC 6062088 (7.13). Esta gráfica muestra que la medición de macroturbulencia se encuentra por encima de la  $v_{\text{mac}}$  esperada por los modelos y por lo tanto indica que la medición de  $v \sin i_*$  con el método B está subestimada. Por esta subestimación de  $v \sin i_*$  y porque no se pudo medir  $v \sin i_*$  para la mayoría de los objetos de la muestra de Kepler, se decidió no utilizar los valores de  $v \sin i_*$  resultantes del método B.

### 3.3. Comparación de $vsini_*$ medido por ambos métodos

Los resultados de  $vsini_*$  medidos en este trabajo a partir de los métodos A y B son tabulados en la Tabla 3.1. Para varias estrellas de la muestra no se determinó  $vsini_*$  y  $v_{\text{mac}}$  de forma precisa mediante el método B. Esto se debió a que sus respectivas distribuciones derivadas de BinMag no contenían un número suficiente de puntos. Lo anterior es consecuencia de la baja señal a ruido, baja velocidad de rotación estelar o escasez de líneas con perfil promedio en sus espectros. Las imágenes de las distribuciones se encuentran en el Apéndice C.

KIC	$vsini_*$ [km s <sup>-1</sup> ]		$v_{\text{mac}}$ [km s <sup>-1</sup> ]	KIC	$vsini_*$ [km s <sup>-1</sup> ]		$v_{\text{mac}}$ [km s <sup>-1</sup> ]
	Método A	Método B	Método B		Método A	Método B	Método B
8478994	1.3±0.1	...	...	6037581	6.7±0.9	5.5±2.0	5.5±2.4
4349452	12.4±1.9	7.3±3.5	12.2±4.3	8292840	11.9±1.9	...	...
11295426	4.2±0.4	...	...	8277797	2.5±0.2	...	...
6521045	4.0±0.2	4.2±1.8	4.2±2.3	11017901	6.2±0.3	...	...
8156120	16.7±0.9	13.6±3.0	6.6±4.9	8077137	9.0±0.5	...	...
9963524	4.2±1.6	...	...	5941160	4.2±0.2	...	...
10593626	1.7±0.2	...	...	10963065	6.3±0.3	...	...
11551692	4.5±1.5	3.5±1.2	3.3±1.7	7051180	2.9±0.2	...	...
11904151	3.4±0.4	...	...	11807274	9.4±2.2	...	...
10666592	5.9±0.3	4.8±1.9	4.9±2.4	3632418	10.4±1.0	5.0±2.7	10.3±3.0
5108214 <sup>†</sup>	6.6±0.3	4.8±1.6	5.1±2.1	6062088	4.1±0.6	...	...
3544595	3.4±0.2	...	...	9573539	2.2±0.1	...	...
9414417	10.7±0.5	...	...	10514430 <sup>†</sup>	4.4±0.2	...	...
2302548	2.8±0.1	3.7±1.4	3.3±1.8	7199397	6.8±0.5	5.1±2.2	6.7±2.5
6198182	4.3±0.3	3.9±1.4	3.8±1.9	7630229	2.9±0.1	3.8±1.4	3.5±1.9
11401755	5.6±0.7	...	...	5866724	11.8±1.6	8.1±2.7	8.3±4.0
7509886	3.3±0.3	3.6±1.5	3.3±1.9	10748390	5.6±0.3	...	...
11446443	0.9±0.0	...	...	5383248	3.8±0.8	...	...
12107021 <sup>†</sup>	4.9±0.8	...	...	5094751	1.3±0.1	...	...

Tabla 3.1: Mediciones de  $vsini_*$  provenientes de los métodos A y B para las estrellas de la muestra de Kepler. Para 24 estrellas de nuestra muestra no se determinó una medición de  $vsini_*$  y  $v_{\text{mac}}$  precisa por medio del método B, por lo cual no se reporta medición. Las estrellas marcadas con <sup>†</sup> son falsos positivos de acuerdo al DR 24 de Kepler.

En la Figura 3.5 se comparan los resultados obtenidos para  $vsini_*$  por ambos métodos, excluyendo a las estrellas con distribuciones que no están bien definidas y para las cuales no tenemos mediciones confiables de  $vsini_*$  con el método B. Se observa discordancia entre los resultados provenientes de ambos métodos, dado que los puntos no siguen una correspondencia 1 a 1 (línea a trazos). Esta comparación refleja dos comportamientos diferentes: el método A puede estar sobreestimando el valor de  $vsini_*$ , o bien, el método B subestima a  $vsini_*$ . Sin embargo de acuerdo a la Figura 3.4,  $v_{\text{mac}}$  está siendo sobreestimada, por lo cual el  $vsini_*$  está siendo subestimado por el método B. Debido a esta subestimación y a que la mayoría de las estrellas no tiene  $vsini_*$  determinado por el método B, se optó finalmente por tomar las mediciones de  $vsini_*$  provenientes del método A, como parámetros para implementar el algoritmo MCMC con el cual se obtiene  $i_*$ .

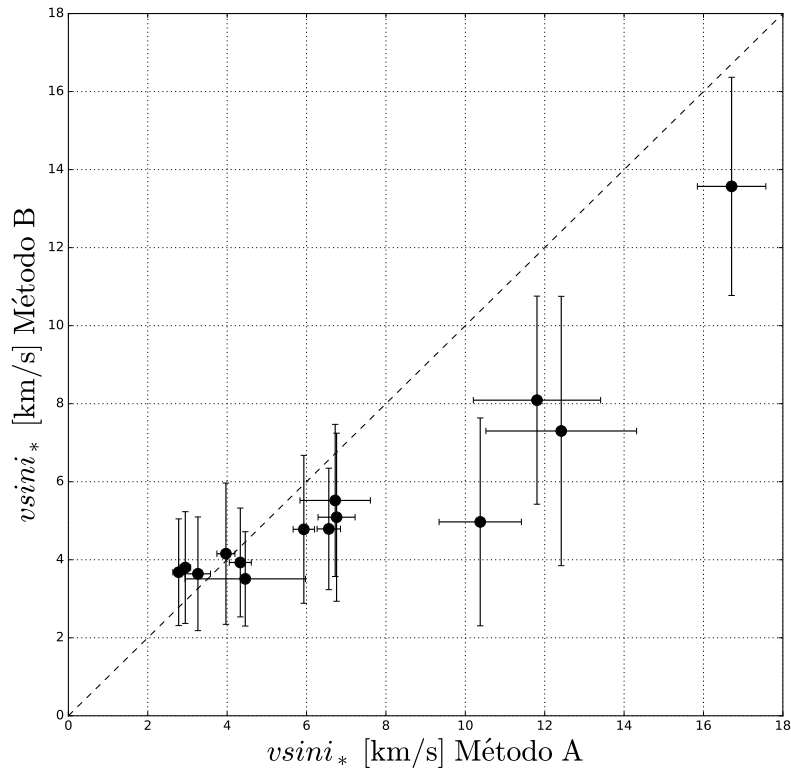


Figura 3.5: Comparación del  $vsini_*$ , obtenido con el método A (eje horizontal) y el método B (eje vertical), de las estrellas con distribuciones bien definidas del método B. La línea a trazos indica una relación 1 a 1. Se observa que el método B subestima la medición de  $vsini_*$ , además de que la velocidad mínima que puede medirse con este método es de  $vsini_* \approx 3 \text{ km s}^{-1}$ .

### 3.4. Inclinación estelar sobre la línea de visión $i_*$

El  $vsini_*$  de cada estrella, junto con el período de rotación  $P_{\text{rot}}$  (Tabla 2.1) y el radio estelar  $R_*$  (Tabla de apéndice A.1) proporcionan información de la cantidad  $\sin i_*$ , que es el factor por el cual se reduce la velocidad de rotación de la estrella en el ecuador (suponiendo que rota rígidamente) cuando es proyectada sobre la línea de visión. En el panel superior de la Figura 3.6 se presenta el resultado analítico de  $\sin i_*$  (invirtiendo la ecuación 1.1) como función de la temperatura efectiva de cada estrella tomada de Huber et al. (2014). Los errores se calcularon de la propagación directa de las incertidumbres asociadas a cada variable en (1.1): el radio estelar, el periodo rotacional de la estrella y el  $vsini_*$  medido del método A. Se observa del panel superior en la Figura 3.6 la incompatibilidad entre los valores de  $\sin i_*$ , y el contradominio matemático de la función seno que define entre  $[-1,1]$ . Únicamente 13 objetos (mostrados en el panel inferior de la Figura 3.6) resultaron con valores de  $\sin i_* < 1$ , convirtiéndose así en las únicas estrellas para las cuales se pudo obtener un valor de inclinación estelar en la línea de visión ( $i_*$ ) mediante la solución analítica de la ecuación (1.1), usando las mediciones de  $vsini_*$  derivadas del método A.

La inconsistencia de los valores de  $\sin i_* > 1$  es atribuida a los errores en la medición de cada uno de los parámetros involucrados en la ecuación (1.2). Ya que cada parámetro fue medido de forma independiente, la combinación de ellos no necesariamente será consistente con los límites impuestos por el contradominio de la función seno. Sin embargo, dentro de los errores de cada parámetro se puede llegar a un resultado real de  $i_*$ . En este sentido el algoritmo MCMC es la herramienta que permite verificar si existen soluciones reales de  $i_*$  dentro de los errores de cada parámetro involucrado.

Los parámetros para iniciar el algoritmo MCMC (descrito en la sección 2.4) son el período de rotación estelar  $P_{\text{rot}}$ , el radio estelar  $R_*$  y  $vsini_*$  dado del método A (presentado en la Tabla 3.1). Las incertidumbres de estas variables son usadas para definir el ancho de las perturbaciones generadas en cada caminata aleatoria dentro del espacio de parámetros. Para confirmar la validez de los resultados del algoritmo, corroboramos que los valores resultantes fueran consistentes con las mediciones independientes de la literatura para el  $P_{\text{rot}}$  y  $R_*$ , dentro del error de  $1-\sigma$ . En este proceso se detectaron 6 estrellas (indicadas en la Tabla 2.2) cuyas mediciones de  $P_{\text{rot}}$  resultantes del MCMC no fueron consistentes con las mediciones independientes de la literatura. Por tal

motivo estas estrellas fueron descartadas del análisis subsecuente. Como resultado de todo este procedimiento se obtuvieron mediciones de  $i_*$  para 31 estrellas de la muestra de Kepler por medio del algoritmo MCMC y de forma analítica, y son mostrados en la Tabla 3.2.

KIC	$i_*$ [deg]		KIC	$i_*$ [deg]	
	MCMC	Analítico		MCMC	Analítico
10748390	$90.0^{+0.0}_{-6.5}$	...	9573539	$55.3^{+12.0}_{-7.9}$	$51.7 \pm 7.7$
11017901	$64.0^{+15.7}_{-15.7}$	$64.7 \pm 37.8$	9963524	$89.9^{+0.1}_{-30.5}$	...
11551692	$90.0^{+0.0}_{-27.9}$	...	10593626	$37.4^{+7.3}_{-6.2}$	$35.5 \pm 6.4$
2302548	$64.8^{+11.8}_{-8.5}$	$61.4 \pm 8.5$	10963065	$90.0^{+0.0}_{-6.8}$	...
5383248	$89.9^{+0.1}_{-22.9}$	...	11295426	$89.9^{+0.1}_{-27.7}$	...
5866724	$90.0^{+0.0}_{-16.2}$	...	11401755	$90.0^{+0.0}_{-24.5}$	...
5941160	$90.0^{+0.0}_{-24.5}$	...	11446443	$33.6^{+2.7}_{-2.6}$	$33.3 \pm 2.6$
6037581	$90.0^{+0.0}_{-18.0}$	...	11807274	$64.3^{+15.4}_{-16.4}$	$62.3 \pm 28.0$
6062088	$89.9^{+0.1}_{-22.6}$	...	11904151	$90.0^{+0.0}_{-11.6}$	...
6198182	$61.7^{+16.9}_{-16.9}$	$60.6 \pm 41.4$	3632418	$90.0^{+0.0}_{-12.0}$	...
7051180	$3.0^{+0.2}_{-0.2}$	$3.0 \pm 0.2$	4349452	$90.0^{+0.0}_{-19.1}$	...
7509886	$53.3^{+22.0}_{-20.8}$	$34.9 \pm 22.4$	5094751	$25.8^{+5.1}_{-4.7}$	$23.7 \pm 5.0$
7630229	$65.2^{+14.2}_{-12.3}$	$61.0 \pm 15.8$	7199397	$90.0^{+0.0}_{-22.1}$	...
8156120	$90.0^{+0.0}_{-17.1}$	...	8292840	$90.0^{+0.0}_{-16.9}$	...
8277797	$90.0^{+0.0}_{-31.7}$	...	8478994	$73.8^{+9.9}_{-10.7}$	$77.4 \pm 25.9$
9414417	$90.0^{+0.0}_{-14.9}$	...			

Tabla 3.2: Mediciones de  $i_*$  derivadas del método MCMC y de forma analítica. Las estrellas sin medición analítica corresponden a aquellas para las cuales se midió un  $\sin i_* > 1$ . De esta tabla se excluyen las 6 estrellas que no tuvieron mediciones consistentes de  $P_{\text{rot}}$  con las de la literatura, así como los falsos positivos (ver Tabla 2.2).

La comparación entre el  $i_*$  analítico y el estimado vía MCMC se muestra en la Figura 3.7. Se observa que para estos objetos las mediciones por ambos procedimientos coinciden dentro de sus barras de error. Este hecho refleja la eficacia del algoritmo para recuperar la medición de  $i_*$

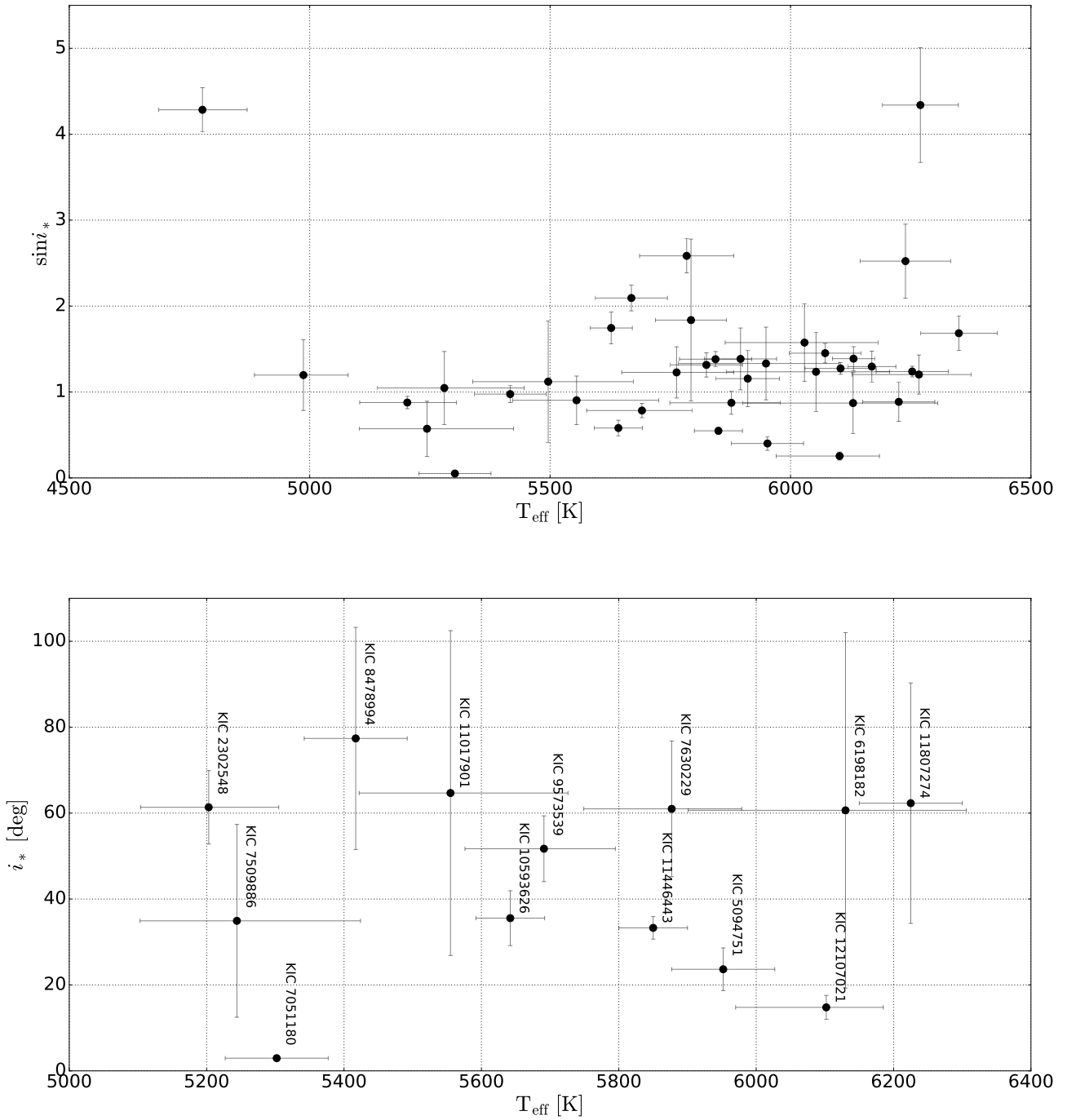


Figura 3.6: Valores de proyección  $\sin i_*$  calculados analíticamente. Únicamente son 13 los objetos que se sitúan debajo de  $\sin i_* = 1$ , localizándose así dentro del contradominio real de la función seno.

estimado analíticamente. Para estrellas sin contraparte analítica, la validez de los resultados de  $i_*$  reside en que el algoritmo MCMC reproduzca las mediciones de  $P_{\text{rot}}$  y  $R_*$  hechas de manera independiente por diferentes autores.

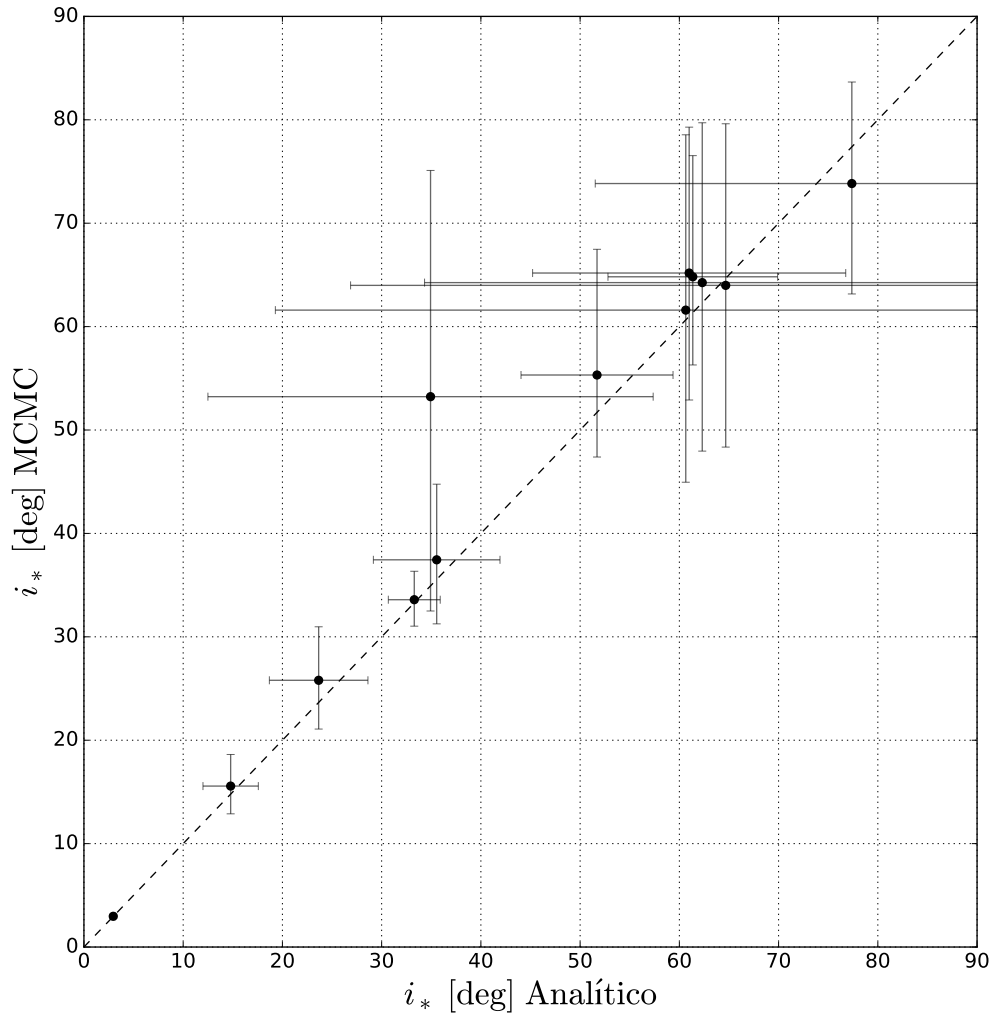


Figura 3.7: Medición de  $i_*$  obtenida analíticamente y mediante el algoritmo MCMC. Los 13 objetos mostrados son los únicos para los cuales fue posible estimar  $i_*$  de manera analítica. La línea discontinua es una relación 1 a 1 que permite visualizar que todas las mediciones concuerdan entre ambos métodos dentro de sus errores.

### 3.5. Influencia de los acompañantes estelares

En la sección 2.5 se describió el proceso de inspección a las imágenes de adquisición del telescopio para poder identificar acompañantes estelares. Se midió la distancia angular entre la estrella primaria y cada una de las estrellas dentro del campo de visión. Con la finalidad de estimar distancias físicas entre ambas componentes, se realizó una búsqueda del paralaje de cada una de las estrellas en la base de datos de Gaia (Gaia Collaboration 2016). Sin embargo no se encontró medición del paralaje para ninguna de ellas. Por lo tanto, en este trabajo se tomó a la distancia angular como una aproximación a la distancia real entre la estrella primaria y la acompañante. Se enfatiza que los resultados y conclusiones que involucren la multiplicidad estelar deben ser examinados nuevamente en el futuro con nuevas observaciones que puedan verificar si las acompañantes se encuentran realmente ligadas gravitacionalmente.

Además de la distancia angular también se midió la diferencia de magnitud entre la primaria y la acompañante. El resultado de este proceso se muestra en la Figura 3.8. Cada punto representa un acompañante estelar y es situado a su respectiva distancia (en arco segundos) del centro, donde se encuentra la estrella primaria. El número identificador de la estrella del *Kepler Input Catalogue* se ubica en la periferia del círculo. Los colores indican la diferencia de magnitud entre la estrella primaria y la acompañante.

El CCD de Kepler colecta luz de varios pixeles alrededor del centro sobre el cual se sitúa la estrella primaria. Sin embargo no todos son incluidos para crear las curvas de luz; sólo un conjunto de pixeles denominado “*postage stamp*” son los que se toman en cuenta para hacerla. Las dimensiones del *postage stamp* varían dependiendo del brillo de la estrella, y su tamaño y forma cambian con la finalidad de maximizar la señal a ruido durante el tránsito planetario. Una dimensión característica del radio del *postage stamp* es de  $12''$ , ya que las dimensiones de cada pixel es de  $3.98'' \times 3.98''$ .

En este trabajo se ha adoptado un radio de  $12''$  para afirmar que todos los acompañantes estelares que se encuentren dentro de esta distancia pueden contaminar las curvas de luz de la estrella primaria medida por Kepler. La sombra rojiza interna a la Figura 3.8 tiene un radio de  $12''$ , de manera que todos los puntos dentro de esta zona contaminan las curvas de luz.



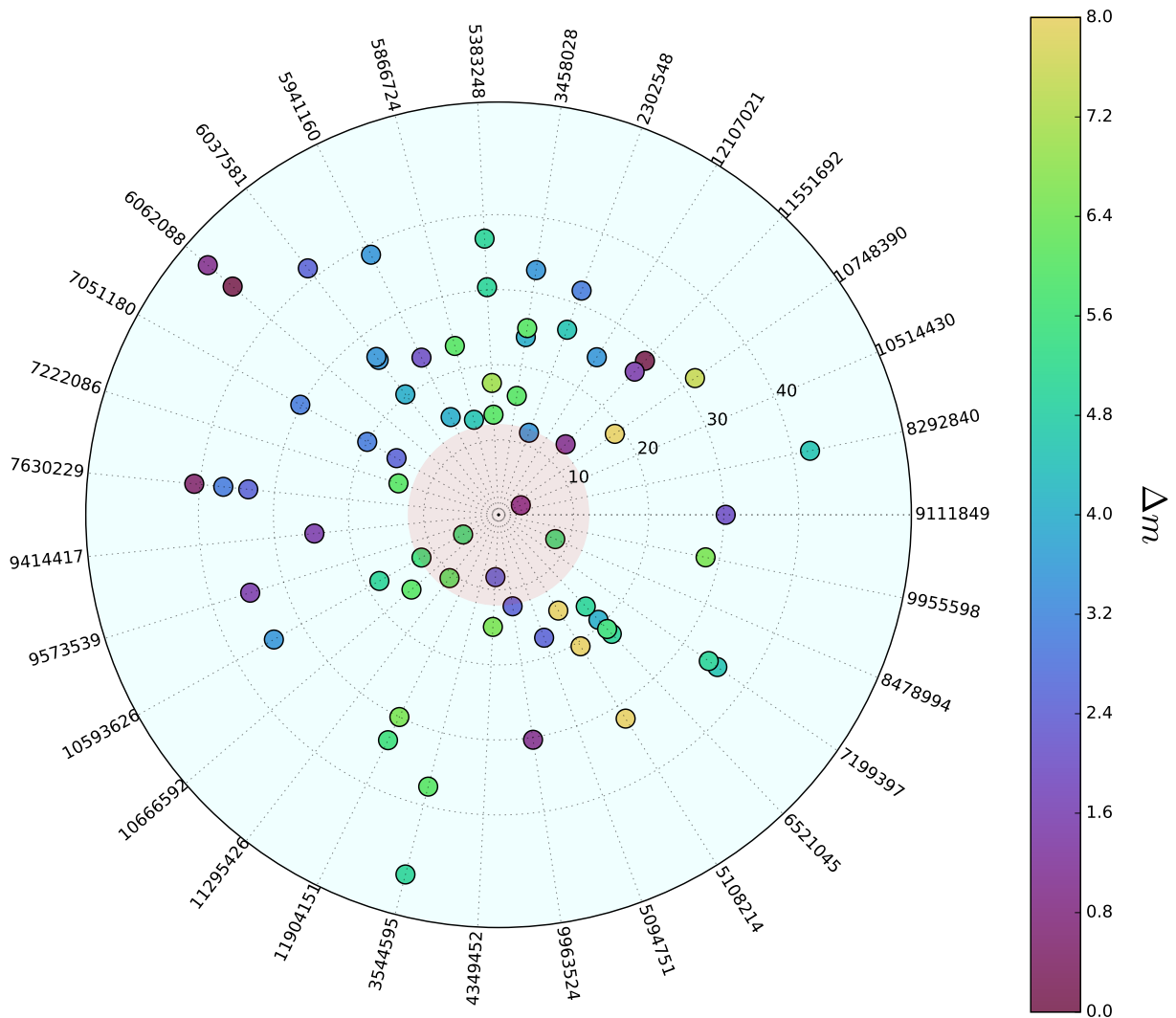


Figura 3.8: Acompañantes estelares detectados en las imágenes de adquisición del telescopio. Cada acompañante se ubica a una distancia del centro igual a su separación con la estrella primaria (cuyo número de identificador KIC es indicado en la periferia). El color representa la diferencia de magnitudes entre ambas estrellas. El círculo rojizo interno tiene un radio de  $12''$ , que es una dimensión típica del *postage stamp* de Kepler. Los acompañantes dentro de esta región contaminan la curva de luz de las estrellas con planetas transitantes.

### 3.5.1. Corrección de radios planetarios

En total hay 6 estrellas de nuestra muestra que tienen acompañantes estelares detectadas con separaciones menores a  $12''$ . De estas 6 estrellas, 1 es un falso positivo (KIC 10514430). Las 5 estrellas restantes con acompañantes albergan un total de 10 planetas confirmados. Como ha sido mencionado anteriormente, la presencia de una estrella adicional cerca de la estrella primaria contamina la curva de luz medida, diluyendo la profundidad del tránsito. Por lo tanto, la estimación del radio planetario de los 10 planetas o candidatos a planetas alrededor de estas estrellas estará subestimado y debe corregirse.

Se realizó la corrección de los radios mediante la substracción del flujo perteneciente al acompañante estelar, usando la información de la diferencia de magnitudes entre cada estrella reportadas en la Tabla 2.4 y descrito a continuación. Suponiendo que se mide un flujo  $F_{\text{med}}$  que proviene de la contribución de la estrella principal  $F_1$  (que suponemos que es la más brillante de las dos) y la acompañante  $F_2$ ,

$$F_{\text{med}} = F_1 + F_2, \quad (3.2)$$

se puede derivar la profundidad del tránsito  $\Delta F_1$  mediante,

$$\Delta F_1 = (1 + 10^{0.4\Delta m}) \Delta F_{\text{med}} \quad (3.3)$$

siendo  $\Delta m = m_1 - m_2$  la diferencia de magnitudes entre la primaria y el acompañante. La profundidad del tránsito está relacionada directamente con el cociente del radio planetario y el radio estelar (Seager & Mallén-Ornelas 2003),

$$\Delta F_1 \approx \left( \frac{R_p}{R_{*,1}} \right)^2, \quad (3.4)$$

donde  $R_p$  y  $R_{*,1}$  son el radio del planeta y el radio de la estrella primaria respectivamente. La combinación de las ecuaciones (3.3) y (3.4) conllevan a la estimación del radio planetario real  $R_p$ .

Los radios corregidos se muestran en la Tabla 3.3, donde por comparación se han incluido también los radios diluidos medidos de las curvas de luz de Kepler sin considerar acompañantes

estelares. La Figura 3.9 esquematiza el cambio en la estimación del radio obtenido con la información directa de la profundidad del tránsito (columna 4 de la Tabla B.1), con respecto a la nueva medida obtenida por corrección del acompañante. Se observa que los radios son en realidad más grandes que los calculados directamente de la curva de luz de Kepler sin tomar en cuenta a las acompañantes. La corrección es mayor cuando la diferencia de magnitudes entre ambas estrellas (indicado por la barra de color) es pequeña, ya que esto indica que la magnitud de la acompañante es similar a la de la primaria y por lo tanto existe mayor dilución en el tránsito.

Tabla 3.3: Radios planetarios corregidos por presencia de acompañantes estelares. Todos los planetas de esta tabla son confirmados de acuerdo al DR 24 de Kepler.

KIC	Planeta	$R_p$ diluido [ $R_\oplus$ ] <sup>†</sup>	$R_p$ corregido [ $R_\oplus$ ]
2302548	b	$2.23^{+0.26}_{-0.1}$	$2.54^{+0.26}_{-0.1}$
	c	$2.1^{+0.25}_{-0.13}$	$2.37^{+0.25}_{-0.13}$
10593626	b	$2.17^{+0.1}_{-0.07}$	$2.4^{+0.1}_{-0.07}$
11295426	b	$2.29^{+0.05}_{-0.04}$	$2.53^{+0.05}_{-0.04}$
	c	$0.92^{+0.05}_{-0.03}$	$1.02^{+0.05}_{-0.03}$
4349452	b	$2.64^{+0.06}_{-0.06}$	$3.01^{+0.06}_{-0.06}$
	c	$4.51^{+0.12}_{-0.09}$	$5.14^{+0.12}_{-0.1}$
8478994	b	$0.27^{+0.04}_{-0.03}$	$0.3^{+0.04}_{-0.04}$
	c	$0.71^{+0.05}_{-0.04}$	$0.78^{+0.05}_{-0.04}$
	d	$1.88^{+0.09}_{-0.07}$	$2.08^{+0.09}_{-0.08}$

<sup>†</sup> Radios planetarios tomados de la Tabla 2.1 que han sido derivados directamente de la profundidad de los tránsitos en las curvas de luz de Kepler reportados en la Tabla B.1.

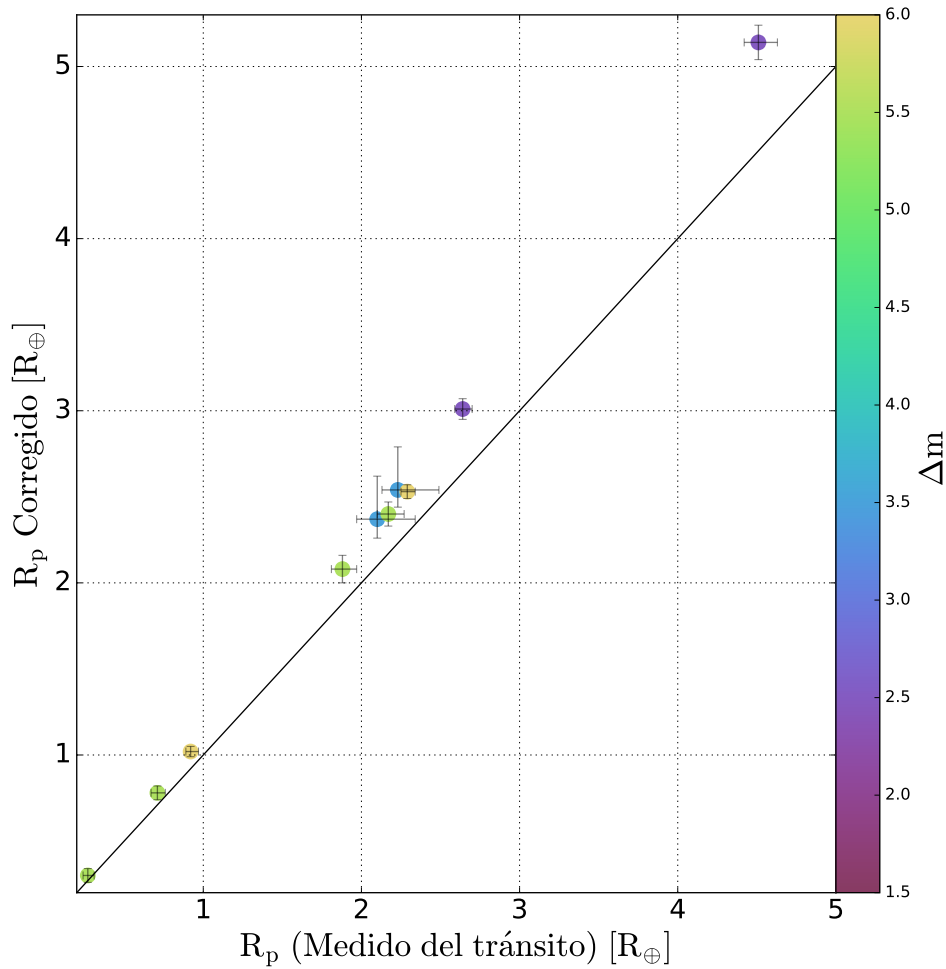


Figura 3.9: Radios planetarios corregidos, comparados con los obtenidos mediante la profundidad del tránsito sin considerar acompañantes. La línea continua es una relación 1 a 1. La barra de color muestra la diferencia de magnitud entre la estrella primaria que contiene al planeta y el acompañante estelar.

### 3.6. Oblicuidades planetarias

En la Figura 1.1 se mostró la geometría de la oblicuidad en la línea de visión que fue denominada como  $\varphi$ . Cuando este ángulo es cercano a  $0^\circ$ , indica que el vector de momento angular de la estrella y el vector normal al plano de la órbita están *alineados* en la línea de visión. Por el contrario, si  $\varphi$  es cercano a  $90^\circ$ , entonces ambos vectores se encuentran *desalineados*. Debido a

que el método que ha sido implementado en este trabajo restringe a  $\varphi$  a tomar valores entre  $0^\circ$  y  $90^\circ$ , no puede distinguirse entre una órbita retrógrada (es decir, que la dirección de la órbita es contraria a la rotación estelar) y una prógrada; esto es porque sólo puede medirse la diferencia angular menor a  $90^\circ$  entre los vectores mencionados, y no una diferencia de hasta  $180^\circ$  que sería necesaria para diferenciar entre ambas direcciones de rotación.

La oblicuidad de cada órbita planetaria proyectada en la línea de visión  $\varphi$ , proviene de tomar la diferencia angular entre la inclinación estelar  $i_*$  derivada del algoritmo MCMC (Tabla 3.2) y la inclinación planetaria  $i_p$  (Tabla B.1) siguiendo la ecuación (1.3),

$$\varphi = |i_* - i_p|.$$

Las inclinaciones planetarias fueron tomadas en parte de la literatura y en algunos casos calculadas. Para este último caso se utilizó la información disponible del DR 24 de Kepler (Coughlin et al. 2016) en cuanto a semieje mayor  $a$ , y el parámetro de impacto  $b$ . Suponiendo que el planeta se encuentra en una órbita circular, la inclinación planetaria se obtiene mediante la relación (Seager & Mallén-Ornelas 2003),

$$i_p = \arccos\left(\frac{b \cdot R_*}{a}\right). \quad (3.5)$$

donde el radio estelar  $R_*$  proviene de las mediciones reportadas por Huber et al. (2014). Las inclinaciones planetarias (de la literatura y calculadas) son presentados en el apéndice B, Tabla B.1.

La muestra final de sistemas planetarios de SOAPS consiste en 31 estrellas que albergan 57 planetas y candidatos a planetas transitantes. Para estos se determinó la oblicuidad en la línea de visión  $\varphi$  y son mostrados en la Tabla 3.4. Dentro de nuestra muestra de estrellas existen 3 planetas confirmados que no tienen tránsitos detectados, por lo que no se conoce la inclinación  $i_p$  de su órbita. De forma particular, las estrellas que tienen 1 planeta descubierto por velocidad radial son KIC 11295426 (Gilliland et al. 2013) y KIC 4349452 (Marcy et al. 2014), mientras que KIC 8478994 tiene un planeta descubierto (Hadden & Lithwick 2014) por el método de *transit timing variation* (TTV). Dichos planetas no son incluidos en la Tabla 3.4.

KIC	Planeta	$\varphi$ [deg]	Disposición <sup>†</sup>	KIC	Planeta	$\varphi$ [deg]	Disposición <sup>†</sup>
10748390	HAT-P-11 b	$1.6_{-1.6}^{+6.8}$	CONF	9963524	Kepler-221 b	$3.2_{-3.2}^{+31}$	CONF
11017901	Kepler-447 b	$22 \pm 16$	CONF		Kepler-221 c	$0.0_{-0.0}^{+31}$	CONF
11551692	Kepler-411 b	$1.8_{-1.8}^{+28.7}$	CONF		Kepler-221 d	$0.7_{-0.7}^{+31}$	CONF
	Kepler-411 c	$0.1_{-0.1}^{+27.8}$	CONF		Kepler-221 e	$0.3_{-0.3}^{+31}$	CONF
	KOI-1781.03	$1.3_{-1.3}^{+27.8}$	CAN	10593626	Kepler-22 b	$52_{-6}^{+7}$	CONF
2302548	Kepler-261 b	$25_{-9}^{+12}$	CONF	10963065	Kepler-408 b	$4.1_{-4.1}^{+8.7}$	CONF
	Kepler-261 c	$25_{-9}^{+12}$	CONF	11295426	Kepler-68 b	$0.0_{-0.0}^{+28}$	CONF
5383248	Kepler-96 b	$1.0_{-1}^{+23}$	CONF		Kepler-68 c	$0.1_{-0.1}^{+28}$	CONF
5866724	Kepler-65 b	$9.4_{-9.4}^{+16}$	CONF	11401755	Kepler-36 b	$0.8_{-0.8}^{+24}$	CONF
	Kepler-65 c	$2.5_{-2.5}^{+16}$	CONF		Kepler-36 c	$2.4_{-2.4}^{+24}$	CONF
	Kepler-65 d	$2.6_{-2.6}^{+16}$	CONF	11446443	TrES-2 b	$51_{-2.6}^{+2.8}$	CONF
5941160	Kepler-200 b	$4.2_{-4.2}^{+25}$	CONF	11807274	Kepler-50 b	$21_{-17}^{+16}$	CONF
	Kepler-200 c	$3.0_{-3.0}^{+25}$	CONF		Kepler-50 c	$21_{-17}^{+16}$	CONF
6037581	Kepler-336 b	$0.5_{-0.5}^{+18}$	CONF	11904151	Kepler-10 b	$4.9_{-4.9}^{+14}$	CONF
	Kepler-336 c	$0.2_{-0.2}^{+18}$	CONF		Kepler-10 c	$0.4_{-0.4}^{+12}$	CONF
	Kepler-336 d	$0.8_{-0.8}^{+18}$	CONF	3632418	Kepler-21 b	$6.8_{-6.8}^{+12}$	CONF
6062088	Kepler-203 b	$3_{-3}^{+23}$	CONF	4349452	Kepler-25 b	$0.1_{-0.1}^{+20}$	CONF
	Kepler-203 c	$0.3_{-0.3}^{+23}$	CONF		Kepler-25 c	$0.4_{-0.4}^{+19}$	CONF
	Kepler-203 d	$0.7_{-0.7}^{+23}$	CONF	5094751	Kepler-109 b	$64 \pm 6$	CONF
6198182	KOI-2636.01	$28 \pm 19$	CAN		Kepler-109 c	$64_{-5}^{+6}$	CONF
	KOI-2636.02	$28 \pm 19$	CAN	7199397	KOI-75.01	$1.4_{-1.4}^{+22}$	CAN
7051180	KOI-64.01	$75.0_{-0.2}^{+0.2}$	CAN	8292840	Kepler-126 b	$2.4_{-2.4}^{+17}$	CONF
7509886	Kepler-211 b	$36_{-22}^{+23}$	CONF		Kepler-126 c	$1.6_{-1.6}^{+17}$	CONF
	Kepler-211 c	$36_{-22}^{+23}$	CONF		Kepler-126 d	$0.2_{-0.2}^{+17}$	CONF
7630229	KOI-683.01	$24_{-12}^{+14}$	CAN	8478994	Kepler-37 b	$15_{-11}^{+10}$	CONF
8156120	Kepler-522 b	$0.0_{-0.0}^{+17}$	CONF		Kepler-37 c	$15_{-11}^{+10}$	CONF
8277797	Kepler-322 b	$3.2_{-3.2}^{+33}$	CONF		Kepler-37 d	$16_{-11}^{+10}$	CONF
	Kepler-322 c	$1.1_{-1.1}^{+32}$	CONF	9414417	KOI-974.01	$0.0_{-0.0}^{+15}$	CAN
9573539	Kepler-484 b	$34_{-8}^{+12}$	CONF				

Tabla 3.4: Medición de la oblicuidad en la línea de visión  $\varphi$  de cada planeta o candidato a planeta de la muestra de SOAPS. Las etiquetas de la disposición de cada planeta son, “CONF”: Confirmado y “CAN”: Candidato.

<sup>†</sup> Disposición adquirida del *Data Release* 24 de Kepler (Coughlin et al. 2016) al 19/02/17.

### 3.6.1. Relacionando la oblicuidad con diferentes parámetros físicos

Parte de los resultados de SOAPS ha sido la determinación de las oblicuidades en la línea de visión ( $\varphi$ ) de 57 planetas y candidatos a planetas transitantes observados por el telescopio espacial Kepler, reportadas en la Tabla 3.4. Antes de comparar  $\varphi$  con diferentes propiedades físicas del sistema, se exploró la posibilidad de que los acompañantes estelares pudieran influenciar en la distribución de la oblicuidad medida en la línea de visión, y no sólo en la subestimación de los radios planetarios.

Se determinó que en esta muestra el mecanismo Lidov-Kozai (descrito en la sección 1.2) no es aparentemente el mecanismo predominante para explicar la oblicuidad medida. Si una estrella acompañante orbita cerca de un sistema planetario, ésta induciría oscilaciones Kozai que aumentarían la oblicuidad observada, es decir, se produciría mayor desalineación en comparación con los sistemas sin acompañantes. Por el contrario se identificaron sistemas con acompañantes, a distancias cercanas a la primaria (cuadrados de color morado en la Figura 3.10) que albergan planetas y candidatos a planetas en órbitas alineadas ( $\varphi \leq 10^\circ$ ). Sin embargo, nótese que este resultado surge de utilizar a la distancia angular como una medida representativa de la distancia física real entre las estrellas. Este resultado podrá consolidarse con observaciones multiépoca que confirmen que las acompañantes se encuentran realmente ligadas gravitacionalmente, y no sólo se encuentran cercanas por proyección en el cielo.

Se ha supuesto que la distancia angular es representativa de la distancia física entre estrellas y que las acompañantes más cercanas se encuentran ligadas gravitacionalmente. La Figura 3.10 compara  $\varphi$  con el período orbital. El estilo de punto indica si el planeta pertenece a un sistema que tiene una acompañante estelar (cuadrados) o sin acompañante (círculos negros). Los colores de los cuadrados representan la distancia en la proyección del cielo entre la estrella primaria y la acompañante. Los planetas o candidatos a planetas que pertenecen a sistemas con acompañantes detectadas no muestran alguna tendencia que pudiera sugerir que la acompañante estelar modifica la distribución de las oblicuidades medidas en la línea de visión.

Por otra parte, los histogramas mostrados en la Figura 3.11 muestran las distribuciones de la oblicuidad en la línea de visión medida para sistemas conformados por pocos (1 y 2) o varios (3

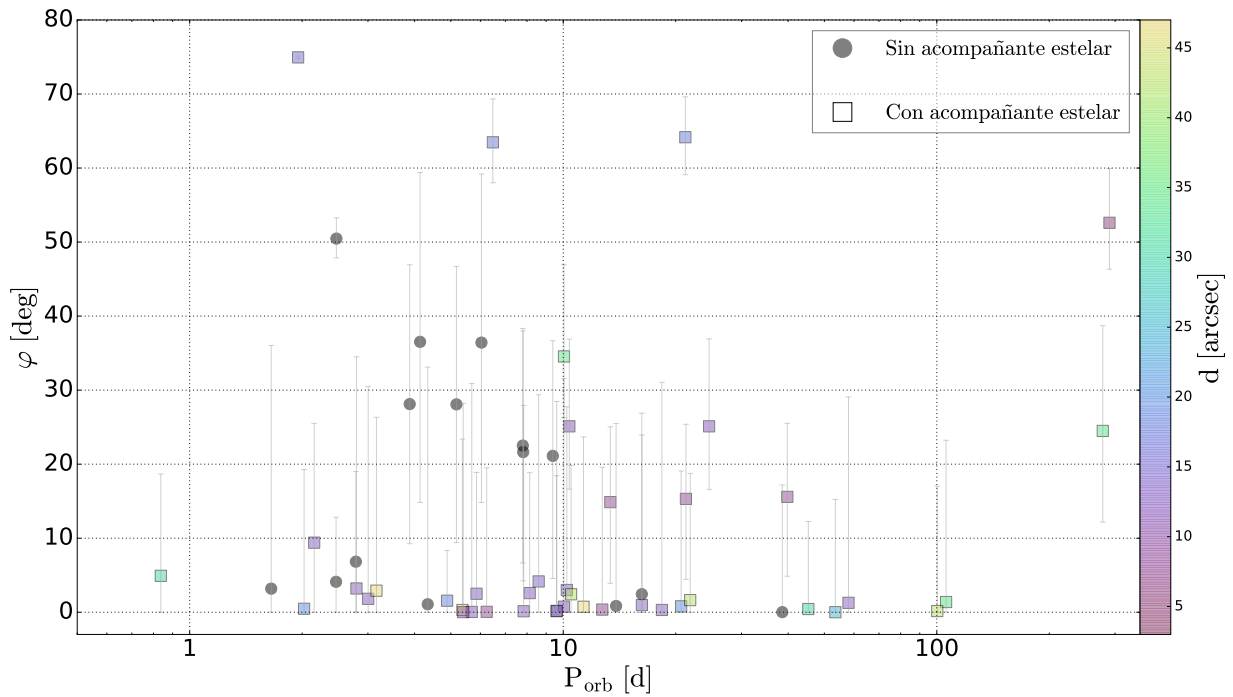


Figura 3.10: Oblicuidad en la línea de visión  $\varphi$  en función del período orbital planetario  $P_{\text{orb}}$ . El tipo de punto indica si el planeta pertenece a un sistema con o sin acompañante estelar detectada. La barra de color muestra la distancia en segundos de arco entre la estrella principal y la acompañante en la proyección del cielo. No se observa ninguna tendencia que pudiera sugerir que los acompañantes modifican la distribución de  $\varphi$ .

y 4) planetas y candidatos a planetas. La mediana estadística de la oblicuidad para sistemas con 1 y 2 planetas y candidatos a planetas es de  $21.12^\circ$  con una desviación estándar de  $21.6^\circ$ . Para sistemas conformados por 3 y 4 planetas y candidatos a planetas la mediana de la oblicuidad es de  $0.77^\circ$  con una desviación estándar de  $4.8^\circ$ . De estas mediciones se constata que los sistemas conformados por 3 y 4 planetas y candidatos a planetas tienden a tener oblicuidades bajas. En cambio, los sistemas conformados por 1 y 2 planetas tienen oblicuidades tanto bajas como altas.

En lo subsecuente se estudiará cómo se relaciona la oblicuidad en la línea de visión ( $\varphi$ ) con diferentes parámetros físicos, tanto de la estrella, como del planeta o candidato a planeta, o del sistema completo. En las figuras 3.12, 3.13 y 3.14 el color indica el número de planetas o candidatos a planetas que han sido detectados en cada sistema. La forma del punto indica la



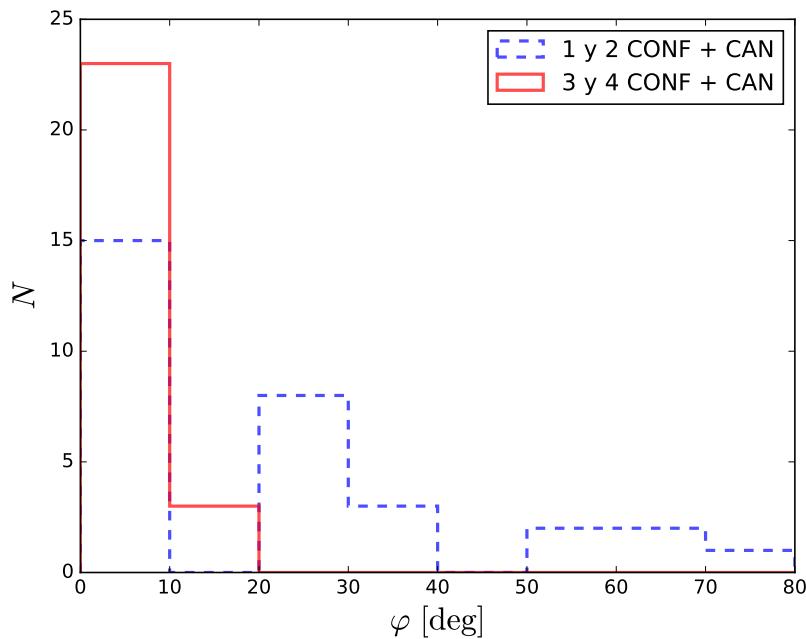


Figura 3.11: Distribuciones de la oblicuidad para sistemas constituidos por 1 y 2 (línea discontinua) ó 3 y 4 (línea sólida) planetas candidatos y confirmados.

disposición (confirmado o candidato) de acuerdo al DR 24 de Kepler (especificado en la Tabla 3.4). El tamaño del punto indica el radio del planeta de acuerdo a la escala especificada en las figuras (se incluyen los 10 planetas de la Tabla 3.3 con los radios corregidos). En la Figura 3.15 la forma del punto representa el número de planetas (confirmados más candidatos) detectados en el sistema y el color indica la temperatura efectiva de la estrella.

La Figura 3.12 compara la oblicuidad en la línea de visión como función de la temperatura efectiva de la estrella ( $\varphi$  vs  $T_{\text{eff}}$ ), cuyas mediciones de temperatura son reportadas en la Tabla A.1. Esta figura permite identificar los planetas que pertenecen a un mismo sistema ya que se localizan a la misma  $T_{\text{eff}}$  y son del mismo color. Puede corroborarse que la desalineación ( $\varphi > 20^\circ$ ) favorece a sistemas con pocos planetas o candidatos a planetas detectados (1 ó 2). Sin embargo, los 5 sistemas con 2 planetas detectados con oblicuidades en la línea de visión mayores a  $20^\circ$  son todos coplanares. Además, en sistemas con más planetas o candidatos a planetas donde existe mayor alineación se percibe que las órbitas son coplanares. A partir de esta figura se observa también discordancia con el escenario simplista propuesto por Winn et al. (2010) descrito en la sección 1.2,

según el cual la desalineación incrementa para estrellas con  $T_{\text{eff}} \geq 6250$  K.

De igual forma, la Figura 3.13 compara la oblicuidad en la línea de visión con el cociente del radio del planeta entre radio de la estrella ( $\varphi$  vs  $R_p/R_*$ ). La línea discontinua situada en  $R_p/R_s = 0.014$  ha sido elegida como límite donde se observa un cambio significativo en la oblicuidad en línea de visión, y no por causa de algún proceso físico. En este espacio de parámetros se observa una diferencia entre la distribución de oblicuidades en la línea de visión para planetas relativamente pequeños con respecto a su estrella ( $R_p/R_s < 0.014$ ), que tienden a estar en órbitas más alineadas; en contraste con aquellos planetas relativamente más grandes ( $R_p/R_s > 0.014$ ), que pueden alcanzar oblicuidades más altas. Para cuantificar lo anterior, se encontró que la desviación estándar de las oblicuidades de todos los planetas y candidatos a planetas con  $R_p/R_s < 0.014$  es de  $9.44^\circ$ . Por otro lado, la desviación estándar de las oblicuidades de todos los planetas y candidatos a planetas con  $R_p/R_s > 0.014$  es de  $21.5^\circ$ .

En la Figura 3.14 se grafica la oblicuidad en la línea de visión con el período orbital de cada planeta o candidato a planeta. No se distingue alguna tendencia general de  $\varphi$ , aunque sí se observan 5 sistemas desalineados ( $\varphi > 20^\circ$ ) conformados cada uno por dos planetas de radios similares con períodos entre  $\sim 4$ -25 días. Se observa también al sistema perteneciente a la estrella KIC 8478994, conformado por 4 planetas con períodos entre 10 y 40 días que tiene la particularidad de incrementar el tamaño del planeta con el período. En este sistema uno de los planetas no se muestra debido a que su tránsito no ha sido detectado sino que fue descubierto por el método de *TTV*. Dado que el período es representativo de la distancia a la estrella, este sistema podría sugerir un escenario en el que 4 planetas fueron formados de un disco que fue ligeramente perturbado y aumentó su oblicuidad. Sin embargo se mantuvo la coplanaridad de los planetas cuyos tránsitos se han medido a excepción del planeta perteneciente al sistema cuyo tránsito no se ha detectado.

Finalmente, la Figura 3.15 contiene de nuevo la información de  $\varphi$  vs  $P_{\text{orb}}$  ahora tomando en cuenta la temperatura efectiva de la estrella. Se observan 2 Júpiteres calientes con períodos menores a 3 días, que muestran una tendencia totalmente opuesta a la propuesta de Winn et al. (2010), en el que las estrellas frías favorecen a la alineación debido a que la envolvente convectiva de la estrella interactúa por fuerzas de marea con el planeta (ver sección 1.2). Para estos 2 Júpiteres calientes de SOAPS encontramos lo contrario. El planeta KIC 7051180b tiene una oblicuidad alta

de  $\varphi = 75_{-0.2}^{+0.2}$  deg y se encuentra alrededor de una estrella relativamente fría ( $T_{\text{eff}} = 5300 \pm 75$  K). De forma contraria, el planeta KIC 11446443b tiene una oblicuidad más baja de  $\varphi = 51_{-2.6}^{+2.8}$  deg y se encuentra alrededor de una estrella relativamente más caliente ( $T_{\text{eff}} = 5850 \pm 50$  K).

Un caso especial es el de HAT-P-11b (KIC 10748390b), un planeta tipo “Neptuno caliente” con masa  $M_p = 25.8 \pm 2.9 M_{\oplus}$  (Bakos et al. 2010), radio  $R_p = 4.85_{-0.14}^{+0.19} R_{\oplus}$  y en una órbita de período  $P_{\text{orb}} = 4.88$  días (Tabla 2.1). Fue el primer Neptuno caliente para el cual se realizó un estudio de su oblicuidad en el plano del cielo mediante el efecto Rossiter-McLaughlin (Winn et al. 2010) dando una medición de  $\lambda = 103_{-10}^{+26}$  deg. Por otro lado, Sanchis-Ojeda & Winn (2011) determinaron dos soluciones posibles a la oblicuidad en el plano del cielo mediante el método de tránsitos sobre manchas estelares, dando valores de  $\lambda = 106_{-12}^{+15}$  deg y  $\lambda = 121_{-21}^{+24}$  deg. Tales estudios demuestran que HAT-P-11b se encuentra desalineado en el plano del cielo. Sin embargo en el mismo estudio de Sanchis-Ojeda & Winn (2011) se determinan dos soluciones de inclinación estelar en la línea de visión que representan dos geometrías posibles para describir el tránsito del planeta a través de bandas de manchas estelares.

La primera de estas dos soluciones es  $i_* = 80_{-3}^{+4}$  deg y se basa en la suposición de que el ecuador estelar se encuentra visto de canto con respecto al observador y que las bandas de manchas estelares se encuentran a latitudes  $\sim 20^\circ$  del ecuador de la estrella. Esta solución indicaría que la órbita de HAT-P-11b está alineada en la línea de visión (de acuerdo a la ecuación 1.3) ya que la inclinación de su órbita es  $i_p = 89.05_{-0.09}^{+0.15}$  (Huber et al. 2017). La segunda solución es  $i_* = 168_{-5}^{+2}$  deg y se basa en la suposición de que el polo de la estrella apunta aproximadamente en dirección al observador y que la banda de manchas estelares se encuentra a latitudes  $\sim 60^\circ$  del ecuador estelar. Esta solución indicaría que la órbita de HAT-P-11b se encuentra desalineado en la línea de visión.

Con SOAPS hemos encontrado que la oblicuidad en la línea de visión para HAT-P-11b es de  $\varphi = 1.6_{-1.6}^{+6.8}$ , lo cual es consistente con el resultado de Sanchis-Ojeda & Winn (2011) tomando la primera solución  $i_* = 80_{-3}^{+4}$  deg. Esto último se deriva del modelo que supone que las manchas estelares se encuentran en zonas activas a latitudes de  $\sim 20^\circ$  con respecto al ecuador estelar, tal como ocurre en el Sol.

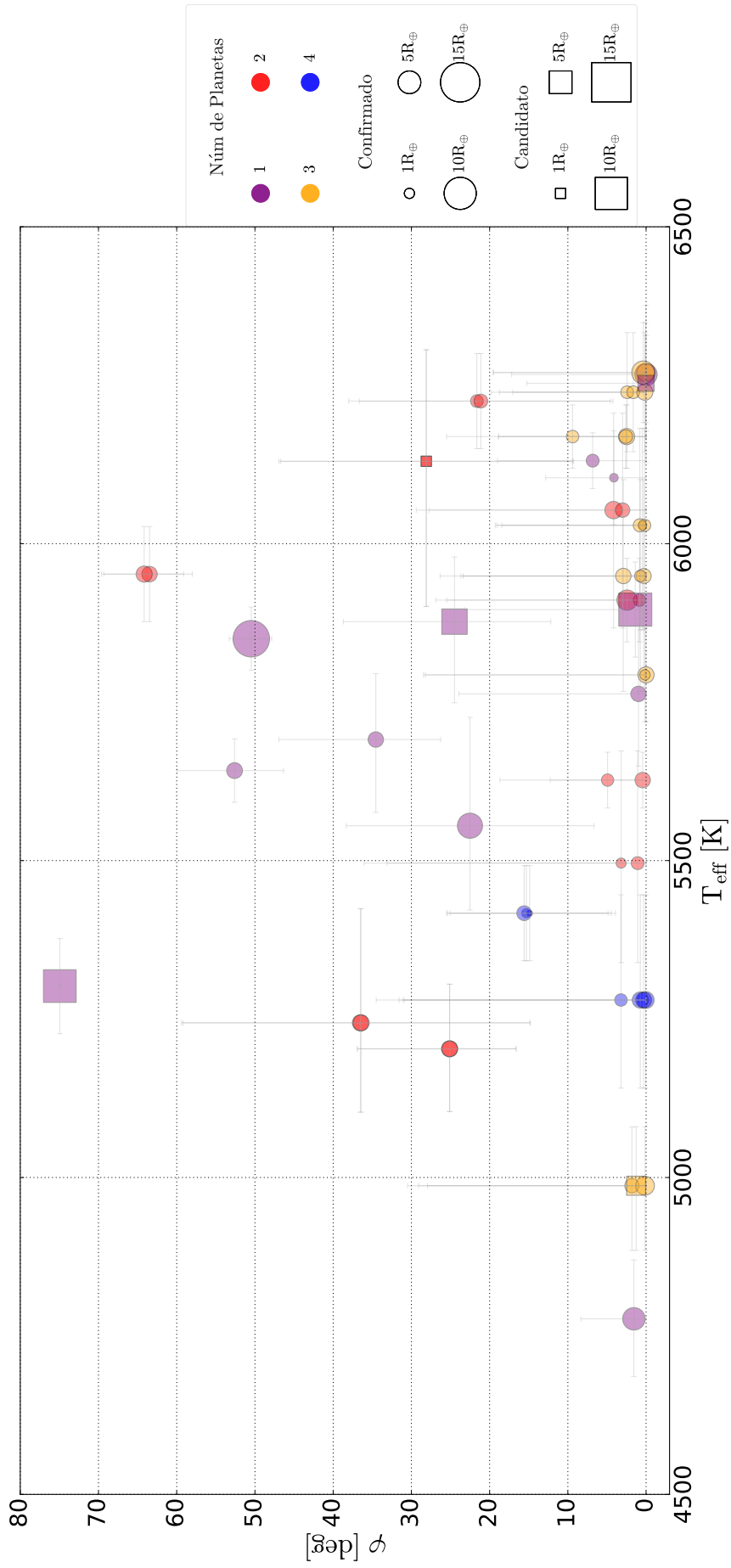


Figura 3.12: Oblicuidad en la línea de visión como función de la temperatura efectiva de la estrella.

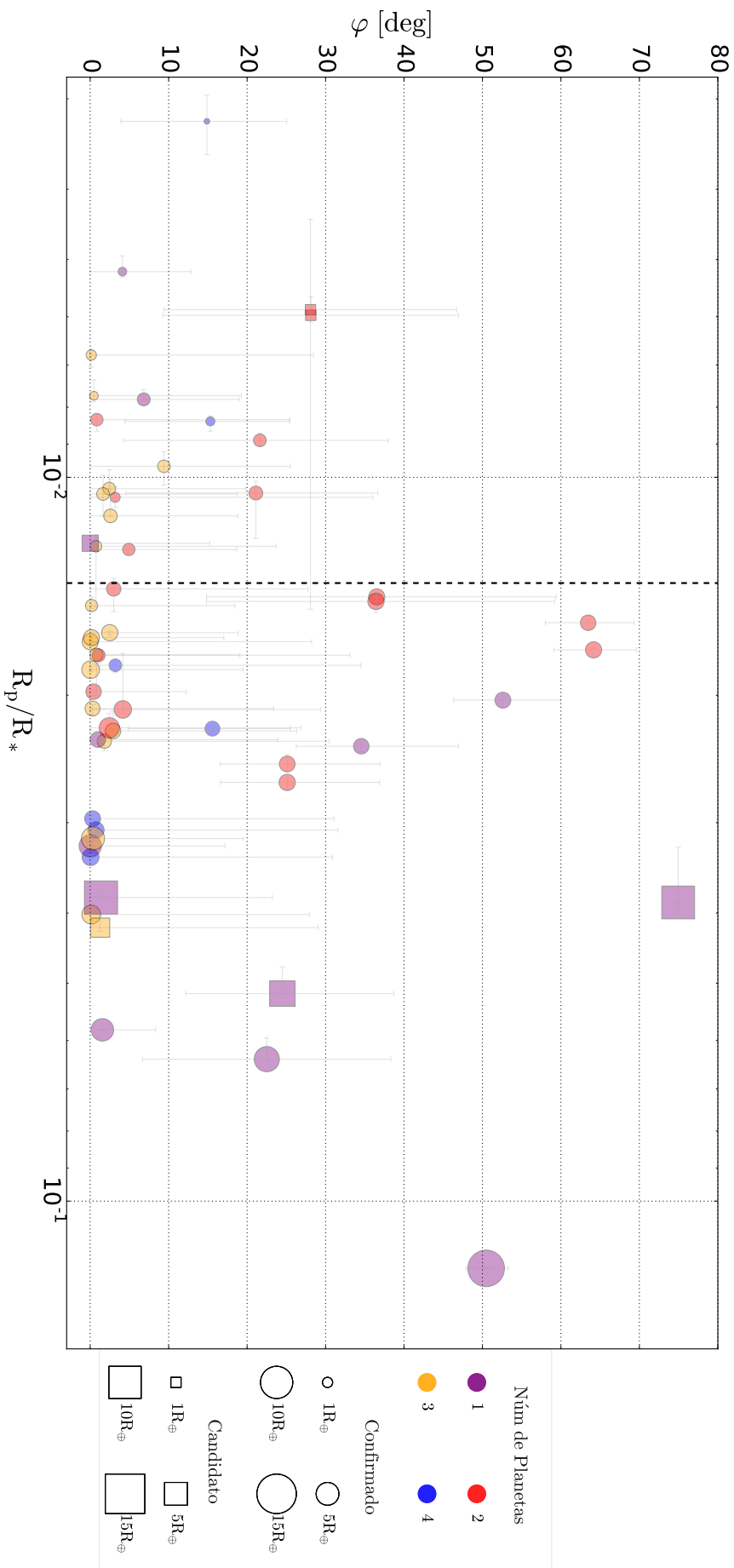


Figura 3.13: Oblicuidad en la línea de visión como función del cociente de radios entre el planeta y la estrella. La línea a trazos se localiza en  $R_p/R_* = 0.014$ .

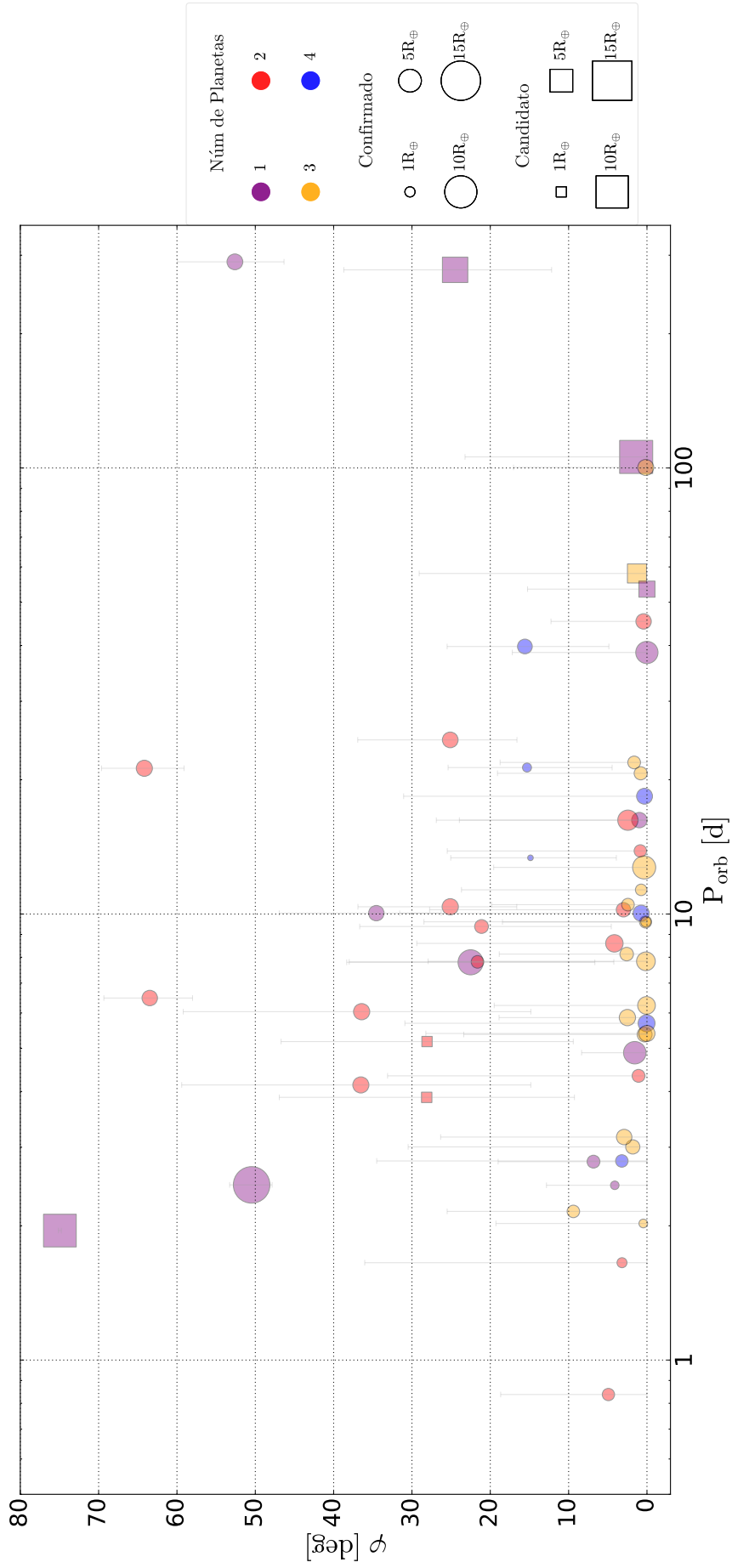


Figura 3.14: Oblicuidad en la línea de visión como función del período orbital de cada planeta.

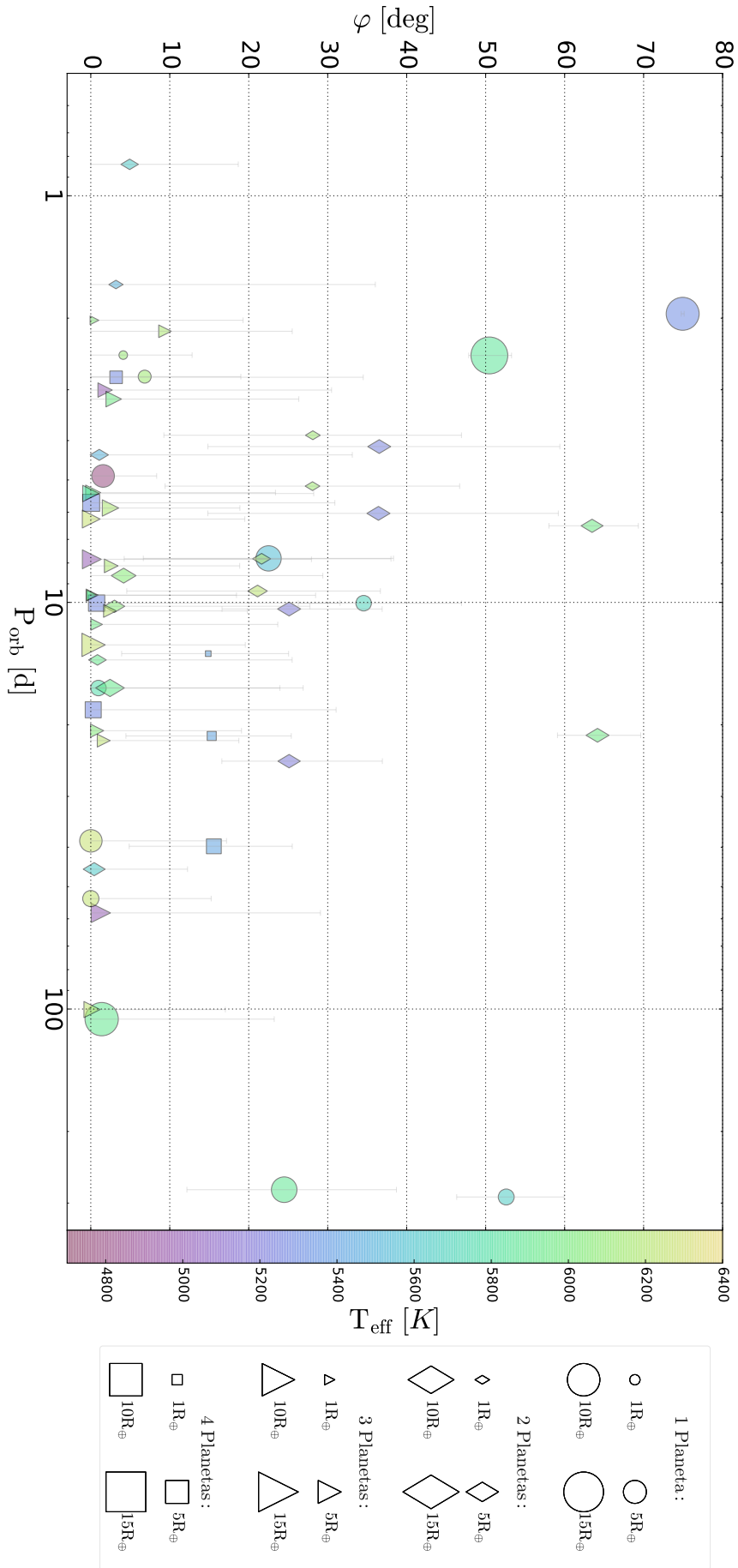


Figura 3.15: Oblicuidad en la línea de visión como función del período orbital del planeta, con información de la temperatura efectiva de la estrella.

# Capítulo 4

## Discusión y Conclusiones

En el proyecto SOAPS se ha determinado la velocidad de rotación estelar proyectada en la línea de visión, el  $vsini_*$ , de 38 estrellas observadas por el telescopio espacial Kepler mediante la medición del ancho completo a altura media de funciones de correlación cruzada construidas a partir de espectros de alta resolución y teóricos. El  $vsini_*$  junto con el período de rotación y radio estelar, proporciona una estimación analítica de la inclinación del eje de rotación estelar en la línea de visión. Sin embargo, se identificaron casos en los que no era posible determinar la inclinación de forma analítica. Para resolver el problema, se implementó un método estadístico de Cadenas de Markov Monte Carlo con el cual se obtuvieron mediciones consistentes de la inclinación estelar en la línea de visión. De la literatura se recopilaron las inclinaciones orbitales derivadas de los tránsitos planetarios de Kepler, que en combinación con la inclinación estelar derivada para 31 estrellas de nuestra muestra, permitieron medir la oblicuidad en la línea de visión de 57 planetas y candidatos a planetas transitantes. Las oblicuidades planetarias en la línea de visión fueron comparadas con diferentes propiedades físicas del sistema. Las conclusiones principales de este trabajo son enlistadas a continuación.

1. **El mecanismo Lidov-Kozai (Lidov 1962; Kozai 1962) inducido por un acompañante estelar no es aparentemente un factor predominante en la determinación de la distribución de nuestras oblicuidades medidas en la línea de visión para los planetas y candidatos a planetas de nuestra muestra de Kepler.** Tomando a la distancia angular como una medición representativa de la distancia física entre estrellas y



suponiendo que las estrellas detectadas están gravitacionalmente ligadas, se exploró el efecto de las acompañantes estelares sobre la distribución de oblicuidades en la línea de visión. Sin embargo, no encontramos ninguna evidencia global de que los planetas y candidatos a planetas orbitando estrellas con acompañantes estelares entre  $\sim 1''$  y  $30''$  en el campo de visión del telescopio, tuvieran una distribución distinta de aquellos sin acompañantes estelares detectados (ver Figura 3.10). No obstante, se observa que los 2 sistemas planetarios con las oblicuidades en la línea de visión más altas tienen acompañantes estelares. Estudios futuros de astrometría y paralaje de las estrellas de nuestra muestra (p. ej., con Gaia) podrán ayudar a confirmar si se tratan de sistemas binarios o no.

2. **Todos los sistemas con múltiples planetas o candidatos a planetas en nuestra muestra presentan coplanaridad, independientemente de si la oblicuidad medida en la línea de visión es alta o no (ver Figuras 3.12 - 3.14).** La configuración orbital donde todos los planetas en un sistema son coplanares alineados con respecto al eje de rotación estelar es un resultado directo de un escenario estándar de formación planetaria, en el cual el disco protoplanetario se forma debido a la conservación de momento angular conforme la protoestrella colapsa (p. ej., Woolfson 1993). Los sistemas con planetas múltiples en órbitas coplanares pero desalineadas pueden ser explicadas por un escenario donde un acompañante masivo no transitante puede conducir a órbitas que son tanto coplanares como altamente desalineadas (p. ej., Trujillo & Sheppard 2014; Batygin & Brown 2016). También pueden ser el resultado de una desalineación primordial del disco protoplanetario, donde los planetas se forman y evolucionan en el plano de un disco desalineado, adoptando tal desalineación primordial y manteniendo la coplanaridad (p. ej., Bate et al. 2010; Lai 2014). En nuestra muestra hay 4 sistemas en los que se han descubierto planetas adicionales que no tienen tránsitos observados y para los cuales no se tiene información sobre la inclinación orbital. Consecuentemente no se pueden determinar sus oblicuidades en la línea de visión para así evaluar su coplanaridad.
  
3. **Para todos los sistemas con 3 ó 4 planetas y/o candidatos a planetas se ha medido alineación en la línea de visión, mientras que para sistemas en nuestra muestra con 1 ó 2 planetas o candidatos a planetas se ha medido tanto alineación**

- como desalineación (ver Figuras 3.11 - 3.15). Esto sugiere que el mecanismo físico que causa la alineación de las órbitas planetarias es más eficiente conforme el número de planetas incrementa. La desviación estándar de la oblicuidad en la línea de visión para sistemas con 1 ó 2 planetas y/o candidatos a planetas es de  $22^\circ$ . Para sistemas con 3 ó 4 planetas y/o candidatos a planetas la desviación estándar de la oblicuidad en la línea de visión es de  $5^\circ$ .
4. **Los planetas o candidatos a planetas que tienen un cociente de radio del planeta a radio de la estrella más grandes que 0.014 se encuentran desalineados y se encuentran en sistemas 1 ó 2 planetas y/o candidatos a planetas.** Se detectó en nuestra muestra que planetas o candidatos a planetas con tamaños grandes en relación a sus estrellas ( $R_p/R_* \geq 0.014$ ) pueden tener órbitas con alto grado de desalineación, en contraste con planetas o candidatos a planetas más pequeños, los cuales se encuentran en órbitas alineadas (ver Figura 3.13). La desviación estándar de la oblicuidad en la línea de visión es de  $9^\circ$  para planetas y/o candidatos a planetas con cocientes de radios  $R_p/R_* \leq 0.014$ . La desviación estándar de la oblicuidad en la línea de visión es de  $22^\circ$  para los planetas y/o candidatos a planetas con cocientes de radios  $R_p/R_* \geq 0.014$ .
  5. **Las fuerzas de marea producidas entre la envolvente convectiva de estrellas relativamente frías ( $\lesssim 6250$  K) y los planetas no son el mecanismo predominante para explicar las oblicuidades observadas para el tipo de planetas en nuestra muestra.** Nuestros datos permiten explorar la aproximación simplista dada por Winn et al. (2010), quienes propusieron que los Júpiteres calientes alrededor de estrellas más calientes que 6250 K tienen órbitas que están desalineadas y aquellos que orbitan estrellas más frías estarán alineados debido a fuerzas de marea. Encontramos que los planetas y/o candidatos a planetas en órbitas desalineadas existen alrededor de estrellas más frías que 6250 K (ver Figura 3.12). De hecho, los únicos 2 Júpiteres calientes en nuestra muestra no concuerdan con la conclusión de Winn et al. ya que el planeta con mayor oblicuidad se encuentra alrededor de una estrella relativamente más fría (ver Figura 3.15). Un escenario más completo ha sido descrito por Albrecht et al. (2012b). Tales autores sugieren que los planetas tuvieron inicialmente un amplio intervalo de oblicuidades, pero se volvieron alineados de acuerdo a sus escalas de tiempo de disipación por mareas. Con los datos de SOAPS no tenemos infor-

mación que permita explorar esta posibilidad, ya que se necesita de las edades estelares y masas planetarias para calcular la escala de tiempo de disipación por mareas.

6. **Encontramos que nuestra medición de  $\varphi = 1.6_{-1.6}^{+6.8}$  deg para el exoplaneta HAT-P-11b (KIC 10748390b) concuerda con una de las dos soluciones propuestas por Sanchis-Ojeda & Winn (2011), implicando que las latitudes activas de HAT-P-11 (donde se observan manchas estelares) ocurren a latitudes similares a la del Sol ( $l \leq 20^\circ$ ). HAT-P-11b es un planeta súper-Neptuno en una órbita de  $P_{\text{orb}} = 4.88$  días que ha sido estudiado por diferentes autores, encontrando que se encuentra desalineado en el plano del cielo ( $\sim 106^\circ$ ). Sanchis-Ojeda & Winn mediante un estudio de tránsitos sobre manchas estelares encuentran dos geometrías posibles de la oblicuidad en la línea de visión para HAT-P-11b: una solución es  $\varphi = 9_{-3}^{+4}$  deg y la otra es  $\varphi = 79_{-5}^{+2}$  deg. Nuestra medición muestra que HAT-P-11b está alineado en la línea de visión, rompiendo con la degeneración de estas soluciones. Esto sugiere que aunque HAT-P-11 es una enana K, ésta presenta regiones activas a  $l \approx 20^\circ$  similares a las cuales se presentan manchas en el Sol.**

De forma secundaria a los objetivos de este trabajo, se detectaron acompañantes estelares dentro de  $12''$  que contaminan la curva de luz de 10 planetas transitantes, para los cuales se realizó la corrección de los radios. Se detectaron acompañantes estelares en el plano del cielo en las imágenes de adquisición del telescopio, las cuales abarcan un radio de  $\sim 32''$ . Suponiendo un tamaño típico del *postage stamp* (conjunto de píxeles del detector de Kepler tomados en cuenta para crear la curva de luz) de  $12''$  de radio, las acompañantes estelares que se encuentran dentro de esta distancia contaminan la curva de luz. El resultado es la dilución la profundidad del tránsito, lo que resulta en la subestimación del radio planetario.

Hacemos notar también, que la muestra de exoplanetas estudiada en este trabajo está sujeta a diferentes tipos de sesgos observacionales. Aunque la mayoría de los exoplanetas de nuestra muestra fueron descubiertos por tránsitos en las curvas de luz de Kepler, existen otros exoplanetas pertenecientes a los mismos sistemas que han sido descubiertos por otros métodos (velocidad radial y TTV). Esto revela que podrían haber exoplanetas no descubiertos en las estrellas de nuestra muestra, y por tanto, las conclusiones referentes a sistemas con pocos (1 ó 2) o varios (3 ó 4) planetas estarían sesgadas por la cantidad de planetas que aún faltan por descubrir.

Además, permanecen presentes los sesgos observacionales de detectar exoplanetas preferentemente alrededor de estrellas relativamente más brillantes, con planetas de períodos relativamente cortos, y de radios relativamente grandes. La forma de poder disminuir tales sesgos podría efectuarse mediante el seguimiento observacional de las estrellas de la muestra para detectar los exoplanetas faltantes, o mediante estudios con diferentes técnicas de detección de planetas.

### **Predicciones para la misión espacial PLATO.**

PLATO es una misión espacial de la ESA planeada para lanzarse en 2024 (Rauer et al. 2014) teniendo como objetivo principal el encontrar un planeta como la Tierra alrededor de una estrella como el Sol. En su búsqueda además detectará miles de planetas transitantes alrededor de estrellas brillantes que formarán una muestra ideal para aplicar la metodología de SOAPS. Gracias a la precisión de sus curvas de luz, esperan determinar las masas y radios de las estrellas con planetas con precisiones de  $\lesssim 10\%$  y  $\sim 1-2\%$ , respectivamente. Ya que la precisión de la inclinación estelar en la línea de visión  $i_*$  depende directamente de las incertidumbres asociadas a los parámetros  $vsini_*$ ,  $P_{\text{rot}}$  y  $R_*$ , PLATO mejorará la precisión de  $R_*$  y consecuentemente la determinación de  $i_*$  que está directamente relacionado con la oblicuidad en la línea de visión  $\varphi$  (ecuación 1.3).

Con información de la inclinación de la órbita planetaria  $i_p$ , el  $P_{\text{rot}}$  proveniente de las curvas de luz y los  $R_*$  del análisis astrosismológico, la Figura 4.1 permitirá determinar la precisión requerida en  $vsini_*$  para obtener mediciones significativas de la oblicuidad de los sistemas planetarios transitantes descubiertos con PLATO, optimizando la selección de la muestra. La Figura 4.1 es un espacio de errores fraccionales de  $vsini_*$  y  $P_{\text{rot}}$  de estrellas. Se calcularon isocontornos del error fraccional  $\delta \sin i_* / \sin i_*$  (a partir de la ecuación 1.1) que van desde 0.06 (6%) hasta 0.5 (50%), suponiendo 3 diferentes errores fraccionales en el radio, representados por los 3 tipos de líneas (línea sólida: 1%; línea discontinua: 3%; línea punteada: 5%). Sobre este espacio han sido colocadas nuestras mediciones mostradas por los puntos. El color del punto representa el error fraccional del radio medido, el cual fue utilizado en la determinación de nuestras mediciones de  $i_*$ . La finalidad es identificar a las estrellas cuyos errores en las mediciones de  $P_{\text{rot}}$  y  $vsini_*$  mejoran la estimación de  $\sin i_*$ , que serán las estrellas que se ubiquen en la región inferior izquierda. Para estas estrellas en el futuro se podrá medir la oblicuidad en la línea de visión con mejor precisión.

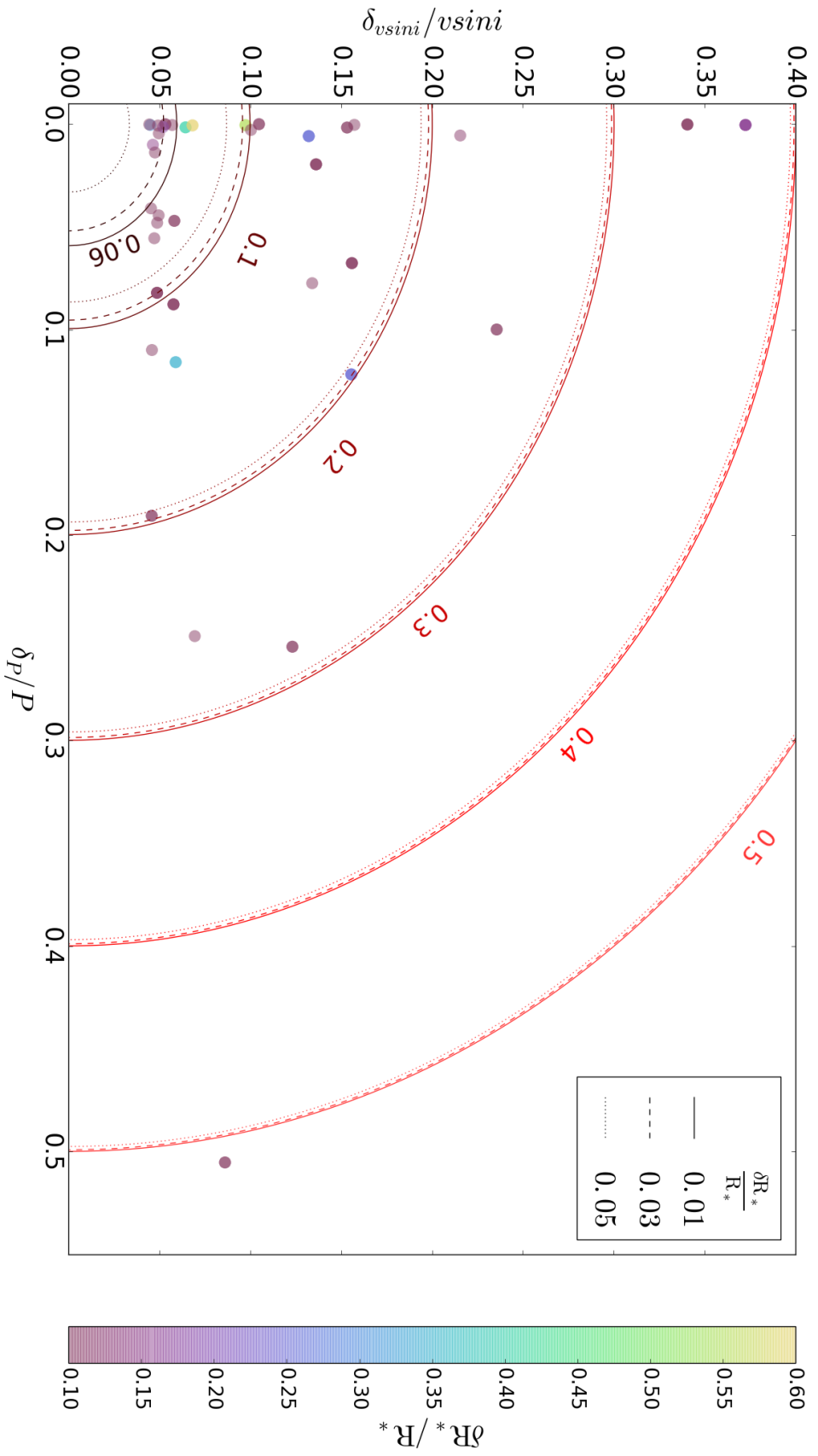


Figura 4.1: Espacio de errores fraccionales de los parámetros  $vsini$ ,  $P_{rot}$  y  $R_*$ . Los isoccontornos muestran valores constantes del error fraccional  $\delta \sin i_*/\sin i_*$  suponiendo diferentes errores fraccionales de  $R_*$ . La línea sólida, la línea discontinua y la línea punteada representan los errores fraccionales del 1%, 3% y 5% en  $R_*$ , respectivamente. Estos errores fraccionales provendrán de las mediciones futuras de la misión espacial PLATO. Sobre este espacio se han ubicado muestras mediciones, siendo el color el valor del error fraccional de  $R_*$  empleado en este trabajo.

# Apéndice A

## Tabla de parámetros estelares

Las propiedades estelares de la muestra de Kepler fueron tomadas de Huber et al. (2014). Abreviación de la procedencia de los parámetros: SPE = Espectroscopía, PHO = Fotometría, KIC = *Kepler Input Catalogue*, TRA = Tránsito, AST = Astrosismología, DSEP = *Dartmouth Stellar Evolution Program Models*, MULT = *Multiple evolutionary tracks/isochrones* incluyendo DSEP. Las claves de la referencia pueden ser consultadas en la tabla 3 de Huber et al. (2014).

(1): Identificador del Kepler Input Catalogue. (2): Temperatura efectiva [K]. (3)-(4): Incertidumbre superior e inferior con intervalo de confiabilidad del 68 %, respectivamente. (5)-(6): Clave de la referencia y método de determinación de la temperatura, respectivamente.

(7): Gravedad superficial [ $\text{cm/s}^2$ ]. (8)-(9): Incertidumbre superior e inferior con intervalo de confiabilidad del 68 %, respectivamente. (10)-(11): Clave de la referencia y método de determinación de la gravedad superficial, respectivamente.

(12): Metalicidad [Sol]. (13)-(14): Incertidumbre superior e inferior con intervalo de confiabilidad del 68 %, respectivamente. (15)-(16): Clave de la referencia y método de determinación de la metalicidad, respectivamente.

(17): Radio estelar [ $R_{\odot}$ ]. (18)-(19): Incertidumbre superior e inferior del radio con intervalo de confiabilidad del 68 %, respectivamente. (20): Masa estelar [ $M_{\odot}$ ]. (21)-(22): Incertidumbre superior e inferior de la masa estelar con intervalo de confiabilidad del 68 %, respectivamente. (23): Método de determinación de radio, masa y densidad estelar. (24): Densidad estelar [ $\text{g/cm}^3$ ]. (25)-(26): Incertidumbre superior e inferior de la densidad con intervalo de confiabilidad del 68 %, respectivamente. (27): Clave de referencia de masa, radio y densidad estelares.

Tabla A.1: Parámetros estelares de las estrellas de la muestra de Kepler.

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)	(16)	(17)	(18)	(19)	(20)	(21)	(22)	(23)	(24)	(25)	(26)	(27)
KIC	$T_{\text{eff}}$	$F_p$	$\tau_p$	$\tau_T$	$\tau_p$	$\log g$	$E_{\text{logg}}$	$G_{\text{logg}}$	$T_{\text{logg}}$	$M_{\text{logg}}$	[Fe/H]	$E_{\text{Fe/H}}$	$\sigma_{\text{Fe/H}}$	$\tau_{\text{Fe/H}}$	$\tau_{\text{Fe/H}}$	$R_*$	$E_{R_*}$	$\sigma_{R_*}$	$M_*$	$E_{M_*}$	$\sigma_{M_*}$	$\tau_{M_*}$	$\rho_*$	$E_{\rho_*}$	$\sigma_{\rho_*}$	Ref
10748390	4777	93	91	20	SPE	4.590	0.011	0.041	0	TRA	0.320	0.100	0.140	20	SPE	0.765	0.030	0.022	0.829	0.024	0.053	DSEP	2.61e+00	1.32e-01	3.06e-01	-
11017901	5555	171	133	1	PHO	4.440	0.119	0.308	0	KIC	-0.400	0.360	0.260	0	KIC	0.872	0.419	0.120	0.764	0.145	0.049	DSEP	1.62e+00	8.30e-01	1.08e+00	-
11551692	4987	93	102	18	SPE	4.586	0.014	0.053	18	SPE	0.120	0.140	0.160	18	SPE	0.768	0.048	0.029	0.829	0.034	0.055	DSEP	2.58e+00	1.78e-01	4.14e-01	-
12107021	6102	83	132	18	SPE	4.457	0.027	0.115	18	SPE	0.000	0.080	0.160	18	SPE	1.026	0.142	0.057	1.099	0.047	0.087	DSEP	1.43e+00	1.70e-01	4.62e-01	-
22902548	5203	102	99	3	SPE	4.595	0.011	0.072	3	SPE	0.000	0.180	0.140	3	SPE	0.774	0.070	0.026	0.865	0.040	0.058	DSEP	2.63e+00	1.63e-01	5.84e-01	-
55833248	5763	119	114	3	SPE	4.527	0.017	0.147	3	SPE	0.020	0.120	0.160	3	SPE	0.904	0.165	0.037	1.002	0.042	0.074	DSEP	1.91e+00	1.60e-01	7.56e-01	-
5866724	6169	50	50	8	SPE	4.236	0.022	0.022	8	AST	0.090	0.080	0.080	8	SPE	1.424	0.024	0.024	1.273	0.061	0.061	MULT	6.21e-01	1.10e-02	1.10e-02	8
5941160	6653	153	186	1	PHO	4.242	0.177	0.262	0	KIC	-0.100	0.240	0.300	0	KIC	1.277	0.636	0.257	1.038	0.233	0.130	DSEP	7.02e-01	6.14e-01	4.44e-01	-
6037781	6029	153	165	1	PHO	4.536	0.034	0.308	0	KIC	-0.400	0.280	0.280	0	KIC	0.865	0.373	0.068	0.938	0.107	0.110	DSEP	2.04e+00	3.47e-01	1.34e+00	-
6062088	5949	152	182	1	PHO	4.500	0.042	0.294	0	KIC	-0.100	0.220	0.300	0	KIC	0.937	0.382	0.084	1.013	0.129	0.127	DSEP	1.74e+00	3.62e-01	1.11e+00	-
6198182	6130	176	229	54	PHO	4.104	0.246	0.261	54	PHO	0.070	0.210	0.290	54	PHO	1.594	0.807	0.471	1.177	0.296	0.188	DSEP	4.09e-01	6.06e-01	2.60e-01	-
7051180	5302	75	75	8	SPE	3.767	0.011	0.011	8	AST	0.000	0.101	0.101	8	SPE	2.487	0.072	0.072	1.262	0.089	0.089	MULT	1.24e-01	3.31e-03	3.31e-03	8
7509886	5244	180	141	1	PHO	4.020	0.481	0.331	0	KIC	0.120	0.240	0.260	0	KIC	1.560	1.028	0.695	0.929	0.144	0.088	DSEP	3.45e-01	1.54e+00	2.49e-01	-
7630229	5877	102	128	3	SPE	4.382	0.069	0.152	3	SPE	0.140	0.100	0.140	3	SPE	1.098	0.223	0.096	1.058	0.069	0.069	DSEP	1.13e+00	3.17e-01	4.66e-01	-
8156120	6267	109	139	3	SPE	4.283	0.068	0.168	3	SPE	0.280	0.100	0.210	3	SPE	1.350	0.338	0.153	1.279	0.107	0.133	DSEP	7.33e-01	2.29e-01	3.35e-01	-
827797	5496	177	157	1	PHO	4.471	0.107	0.610	0	KIC	-0.460	0.380	0.280	0	KIC	0.827	0.932	0.106	0.738	0.179	0.045	DSEP	1.84e+00	8.35e-01	1.62e+00	-
9673539	5691	104	115	3	SPE	4.544	0.011	0.127	3	SPE	0.070	0.130	0.150	3	SPE	0.887	0.134	0.032	1.003	0.030	0.078	DSEP	2.03e+00	1.29e-01	7.06e-01	-
9963524	5280	166	139	1	PHO	4.544	0.065	0.158	0	KIC	-0.420	0.380	0.260	0	KIC	0.751	0.170	0.074	0.720	0.136	0.049	DSEP	2.40e+00	6.72e-01	9.91e-01	-
10514430	5784	98	98	8	SPE	4.061	0.009	0.009	8	AST	-0.110	0.109	0.109	8	SPE	1.574	0.039	0.039	1.045	0.064	0.064	MULT	3.78e-01	1.10e-02	1.10e-02	8
10593626	5642	50	50	8	SPE	4.443	0.028	0.028	8	AST	-0.270	0.080	0.080	8	SPE	0.979	0.020	0.020	0.970	0.060	0.060	MULT	1.46e+00	3.00e-02	3.00e-02	8
10666592	6350	80	80	8	SPE	4.021	0.011	0.011	8	AST	0.260	0.080	0.080	8	SPE	1.991	0.018	0.018	1.520	0.036	0.036	MULT	2.71e-01	3.20e-03	3.20e-03	8
10963065	6104	74	74	8	SPE	4.293	0.010	0.010	8	AST	-0.200	0.101	0.101	8	SPE	1.225	0.027	0.027	1.079	0.069	0.069	MULT	8.22e-01	1.01e-02	1.01e-02	8
11295426	5793	74	74	8	SPE	4.282	0.022	0.022	8	AST	0.120	0.074	0.074	8	SPE	1.243	0.019	0.019	1.079	0.051	0.051	MULT	7.90e-01	5.40e-03	5.40e-03	8
11401755	5911	66	66	8	SPE	4.045	0.018	0.018	8	AST	-0.200	0.060	0.060	8	SPE	1.626	0.019	0.019	1.071	0.043	0.043	MULT	3.51e-01	5.69e-03	5.69e-03	8
11446443	5850	50	50	8	SPE	4.455	0.025	0.025	8	AST	-0.150	0.100	0.100	8	SPE	0.950	0.020	0.020	0.940	0.050	0.050	MULT	1.53e+00	3.00e-02	3.00e-02	8
11807274	6225	75	75	8	SPE	4.138	0.026	0.026	8	AST	0.000	0.080	0.080	8	SPE	1.584	0.031	0.031	1.259	0.072	0.072	MULT	4.41e-01	4.00e-03	4.00e-03	8
11904151	5627	44	44	8	SPE	4.342	0.030	0.030	8	AST	-0.150	0.040	0.040	8	SPE	1.056	0.021	0.021	0.895	0.060	0.060	MULT	1.07e+00	8.00e-03	8.00e-03	8
3544595	5669	75	75	8	SPE	4.466	0.010	0.010	8	AST	-0.180	0.101	0.101	8	SPE	0.921	0.020	0.020	0.909	0.057	0.057	MULT	1.64e+00	1.02e-02	1.02e-02	8
3632418	6131	44	44	8	SPE	4.026	0.006	0.006	8	AST	-0.150	0.060	0.060	8	SPE	1.860	0.020	0.020	1.340	0.010	0.010	MULT	2.89e-01	8.70e-03	8.70e-03	8
4349452	6270	79	79	8	SPE	4.279	0.009	0.009	8	AST	-0.040	0.101	0.101	8	SPE	1.309	0.023	0.023	1.187	0.060	0.060	MULT	7.45e-01	8.60e-03	8.60e-03	8
5094751	5952	75	75	8	SPE	4.212	0.015	0.015	8	AST	-0.080	0.101	0.101	8	SPE	1.323	0.037	0.037	1.039	0.065	0.065	MULT	6.41e-01	3.23e-02	3.23e-02	8
5108214	5844	75	75	8	SPE	3.804	0.011	0.011	8	AST	0.210	0.101	0.101	8	SPE	2.490	0.055	0.055	1.443	0.080	0.080	MULT	1.32e-01	4.30e-03	4.30e-03	8
6521045	5825	75	75	8	SPE	4.125	0.009	0.009	8	AST	0.020	0.101	0.101	8	SPE	1.490	0.035	0.035	1.080	0.063	0.063	MULT	4.57e-01	1.25e-02	1.25e-02	8
71939397	5896	75	75	8	SPE	3.756	0.009	0.009	8	AST	-0.170	0.101	0.101	8	SPE	2.527	0.059	0.059	1.330	0.069	0.069	MULT	1.15e-01	4.05e-03	4.05e-03	8
8077137	6072	75	75	8	SPE	4.070	0.011	0.011	8	AST	-0.090	0.101	0.101	8	SPE	1.659	0.038	0.038	1.184	0.074	0.074	MULT	3.65e-01	6.78e-03	6.78e-03	8
8292840	6239	94	94	8	SPE	4.247	0.008	0.008	8	AST	-0.140	0.101	0.101	8	SPE	1.358	0.024	0.024	1.188	0.059	0.059	MULT	6.65e-01	5.03e-03	5.03e-03	8
8478994	5417	75	75	8	SPE	4.567	0.040	0.040	8	AST	-0.320	0.070	0.070	8	SPE	0.772	0.026	0.026	0.803	0.068	0.068	MULT	2.46e+00	4.60e-02	4.60e-02	8
9414417	6253	75	75	8	SPE	4.001	0.011	0.011	8	AST	-0.130	0.101	0.101	8	SPE	1.851	0.044	0.044	1.270	0.086	0.086	MULT	2.78e-01	2.49e-03	2.49e-03	8
9955598	5460	75	75	8	SPE	4.498	0.009	0.009	8	AST	0.080	0.101	0.101	8	SPE	0.893	0.018	0.018	0.918	0.057	0.057	MULT	1.81e+00	3.24e-03	3.24e-03	8

# Apéndice B

## Tablas de parámetros planetarios

La información de los tránsitos de las estrellas de la muestra de SOAPS fueron obtenidas del data release 24 de Kepler (Coughlin et al. 2016).

(1): Identificador del *Kepler Input Catalogue*. (2): Planeta. (3): Inclinação planetaria en la línea de visión [deg]. (4): Profundidad del tránsito [ppm]. (5): Cociente de radio planetario entre radio estelar. (6): Error superior del cociente de radio planetario entre radio estelar. (7): Error inferior del cociente de radio planetario entre radio estelar. (8): Disposición planetaria.

Tabla B.1: Propiedades reportadas de los tránsitos planetarios.

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
KIC	Planeta	$i_p$ [deg]	Profundidad [ppm]	$Rp/R_*$	$+\Delta(Rp/R_*)$	$-\Delta(Rp/R_*)$	Disposición <sup>†</sup>
10748390	b	$88.5 \pm 0.6$	$4342.1 \pm 2.2$	0.057989	4.9e-05	3.3e-05	CONF
11017901	b	$86.55 \pm 0.32$	$3275 \pm 44$	0.063662	0.000603	0.004144	CONF
11551692	b	$88.27 \pm 1.73$	$680.7 \pm 7.4$	0.023155	0.000724	0.000184	CONF
	c	$89.95 \pm 0.$	$2050.4 \pm 8.7$	0.040188	0.001274	0.000367	CONF
	d	$88.81 \pm 0.$	$1296.8 \pm 20.5$	0.041898	0.000485	0.00153	CAN
12107021	b	$77.92 \pm 0.$	$218.6 \pm 6.2$	0.016609	4.6e-05	0.002824	FP
2302548	b	$89.95 \pm 0.0$	$869.7 \pm 11.8$	0.026397	0.000633	0.000336	CONF
	c	$89.95 \pm 0.05$	$753.7 \pm 18.1$	0.024892	0.000583	0.000737	CONF
5383248	b	$88.96 \pm 0.18^\ddagger$	$643.3 \pm 2.8$	0.023035	0.000211	0.000198	CONF
5866724	b	$80.79 \pm 0.0$	$100.4 \pm 1$	0.009656	0.000594	0.000438	CONF
	c	$87.69 \pm 0.55^\ddagger$	$320.4 \pm 1.4$	0.016394	0.000135	6.8e-05	CONF



Tabla B.1: Continuación

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
KIC	Planeta	$i_p$ [deg]	Profundidad [ppm]	$R_p/R_*$	$+\Delta(R_p/R_*)$	$-\Delta(R_p/R_*)$	Disposición <sup>†</sup>
	d	$87.6 \pm 0.32^{\ddagger}$	$113.9 \pm 1.5$	0.011306	0.0	0.001256	CONF
5941160	b	$86.04 \pm 1.98^{\ddagger}$	$350.7 \pm 10.6$	0.020929	0.00026	0.00342	CONF
	c	$87.2 \pm 1.04^{\ddagger}$	$239.2 \pm 21.8$	0.014262	0.001071	0.000474	CONF
6037581	b	$89.58 \pm 1.61^{\ddagger}$	$68 \pm 3.6$	0.007715	0.000159	0.00038	CONF
	c	$89.87 \pm 0.53^{\ddagger}$	$260 \pm 5.5$	0.01504	0.000137	0.000403	CONF
	d	$89.25 \pm 0.56^{\ddagger}$	$336.8 \pm 8$	0.017591	0.002414	0.000699	CONF
6062088	b	$86.98 \pm 1.59^{\ddagger}$	$526.1 \pm 6.9$	0.022411	$6.3e-05$	0.001334	CONF
	c	$89.59 \pm 0.91^{\ddagger}$	$519.4 \pm 8.2$	0.02087	0.000452	0.000258	CONF
	d	$89.15 \pm 0.61^{\ddagger}$	$174.3 \pm 8.5$	0.012452	0.002643	0.000448	CONF
6198182	b	$89.86 \pm 3.83^{\ddagger}$	$42.5 \pm 2.3$	0.005972	0.000128	0.000346	CAN
	c	$89.82 \pm 3.45^{\ddagger}$	$41.7 \pm 6.1$	0.005867	0.009348	0.001467	CAN
7051180	b	$77.92 \pm 0.0$	$1157.5 \pm 14.3$	0.038669	0.001483	0.006225	CAN
7509886	b	$89.83 \pm 1.74^{\ddagger}$	$267.7 \pm 5.7$	0.014629	0.000563	0.000207	CONF
	c	$89.73 \pm 1.55^{\ddagger}$	$273.2 \pm 7.1$	0.014845	0.000531	0.000348	CONF
7630229	b	$89.7 \pm 0.06^{\ddagger}$	$2367.8 \pm 45.1$	0.051675	$3.9e-05$	0.004212	CAN
8156120	b	$89.99 \pm 0.28^{\ddagger}$	$1244 \pm 7.4$	0.032303	0.000234	$7.3e-05$	CONF
8277797	b	$86.9 \pm 2.71^{\ddagger}$	$135.2 \pm 5.3$	0.010657	0.000355	0.000349	CONF
	c	$89.01 \pm 1.1^{\ddagger}$	$375.6 \pm 6.7$	0.017613	0.000462	0.000208	CONF
9573539	b	$89.81 \pm 0.77^{\ddagger}$	$673.9 \pm 5.6$	0.023526	0.000405	0.000171	CONF
9963524	b	$86.7 \pm 1.41^{\ddagger}$	$402.8 \pm 7.4$	0.018185	0.000437	0.000314	CONF
	c	$89.86 \pm 0.54^{\ddagger}$	$1372 \pm 9.7$	0.033474	0.000359	0.000231	CONF
	d	$89.17 \pm 0.48^{\ddagger}$	$1155.3 \pm 11.6$	0.030708	0.000605	0.000289	CONF
	e	$89.6 \pm 0.34^{\ddagger}$	$1075.6 \pm 17.5$	0.029628	0.00079	0.00039	CONF
10514430	b	$89.93 \pm 1.12^{\ddagger}$	$219.2 \pm 6.6$	0.013476	0.000459	0.000203	FP
10593626	b	$89.99 \pm 0.12^{\ddagger}$	$501.9 \pm 9.8$	0.020319	0.000509	0.000286	CONF
10666592	b	$89.99 \pm 0.14^{\ddagger}$	$6690.6 \pm 1.3$	0.075408	$8e-06$	$7e-06$	CONF
10963065	b	$85.91 \pm 3.85^{\ddagger}$	$30.6 \pm 1.4$	0.005198	$9.2e-05$	0.000253	CONF
11295426	b	$89.88 \pm 1.13^{\ddagger}$	$345.8 \pm 1.3$	0.016869	0.000121	$4.1e-05$	CONF
	c	$89.75 \pm 1.35^{\ddagger}$	$55.8 \pm 1.8$	0.006778	0.000262	0.000121	CONF
11401755	b	$89.18 \pm 0.86^{\ddagger}$	$84.4 \pm 2.6$	0.008325	0.000308	0.000158	CONF
	c	$87.59 \pm 0.47^{\ddagger}$	$508.5 \pm 2.8$	0.022189	$9.8e-05$	0.000997	CONF
11446443	b	$84.07 \pm 0.13^{\ddagger}$	$14186.4 \pm 46.7$	0.123851	$2.5e-05$	$7.6e-05$	CONF

Tabla B.1: Continuación

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
KIC	Planeta	$i_p$ [deg]	Profundidad [ppm]	$Rp/R_*$	$+\Delta(Rp/R_*)$	$-\Delta(Rp/R_*)$	Disposición <sup>†</sup>
11807274	b	$85.94 \pm 1.98^{\ddagger}$	$92 \pm 2.1$	0.008891	0.00016	0.000207	CONF
	c	$85.43 \pm 0.31^{\ddagger}$	$121.2 \pm 2.8$	0.010514	0.001635	0.000389	CONF
11904151	b	$85.1 \pm 4.3$	$191.9 \pm 1.1$	0.012581	0.000157	$5.2e-05$	CONF
	c	$89.59 \pm 0.43$	$476.8 \pm 3.4$	0.019777	0.000265	$9.2e-05$	CONF
3544595	b	$89.18 \pm 0.044$	$266.4 \pm 1.1$	0.015858	0.000197	0.000809	CONF
3632418	b	$83.2 \pm 0.28$	$69.8 \pm 1.1$	0.007805	$2.7e-05$	0.000243	CONF
4349452	b	$89.97 \pm 1.09^{\ddagger}$	$402.8 \pm 1.5$	0.01844	0.000106	$4.5e-05$	CONF
	c	$89.67 \pm 0.62^{\ddagger}$	$1176.3 \pm 2.7$	0.031556	0.000266	$9.8e-05$	CONF
5094751	b	$89.25 \pm 1.48^{\ddagger}$	$301.5 \pm 2.6$	0.015884	0.000313	0.000145	CONF
	c	$89.94 \pm 0.7^{\ddagger}$	$359.9 \pm 3.3$	0.017316	0.000246	$9.1e-05$	CONF
5108214	b	$78.5 \pm 0.0$	$30.5 \pm 2.6$	0.005279	0.00098	0.00036	FP
6521045	b	$87.19 \pm 2.63^{\ddagger}$	$73.9 \pm 1.8$	0.008062	0.001336	0.000227	CONF
	c	$87.87 \pm 1.66^{\ddagger}$	$218.1 \pm 2$	0.014026	$7.9e-05$	0.000601	CONF
	d	$88.91 \pm 0.66^{\ddagger}$	$93.8 \pm 3.3$	0.009209	0.002335	0.000349	CONF
7199397	b	$88.81 \pm 0.0$	$1472.6 \pm 10.4$	0.038068	0.000346	0.000689	CAN
8077137	b	$89.95 \pm 0.0$	$74.2 \pm 2.7$	0.007889	0.000289	0.0002	CONF
	c	$88.81 \pm 0.0$	$66.4 \pm 3$	0.007846	0.001421	0.000408	CONF
8292840	b	$87.62 \pm 1.17^{\ddagger}$	$113.1 \pm 1.6$	0.010367	$1.7e-05$	0.0006	CONF
	c	$88.41 \pm 0.6^{\ddagger}$	$115.2 \pm 2$	0.010545	0.000769	0.000609	CONF
	d	$89.89 \pm 0.14^{\ddagger}$	$328.7 \pm 3.1$	0.016655	0.000209	$8.4e-05$	CONF
8478994	b	$88.63 \pm 0.53$	$12.2 \pm 2.2$	0.003223	0.000361	0.000261	CONF
	c	$89.07 \pm 0.33$	$85.4 \pm 2.1$	0.00837	0.000266	0.000148	CONF
	d	$89.34 \pm 0.04$	$604.4 \pm 2.8$	0.022246	0.000294	0.000104	CONF
9414417	b	$89.98 \pm 0.82^{\ddagger}$	$180.1 \pm 2.7$	0.012335	0.000245	0.000112	CAN
9955598	b	$89.89 \pm 0.23^{\ddagger}$	$123.8 \pm 4.2$	0.010025	0.00037	0.000231	CONF

<sup>†</sup> Disposición consultada en la base de datos del *Exoplanet Archive* a la fecha 19/02/17.

<sup>‡</sup> Valor de  $i_p$  calculado a partir del semieje mayor de la órbita  $a$ , el radio estelar  $R_*$ , y el parámetro de impacto  $b$ .

# Apéndice C

## Distribuciones de $vsini_*$ y $v_{\text{mac}}$ obtenidas por BinMag

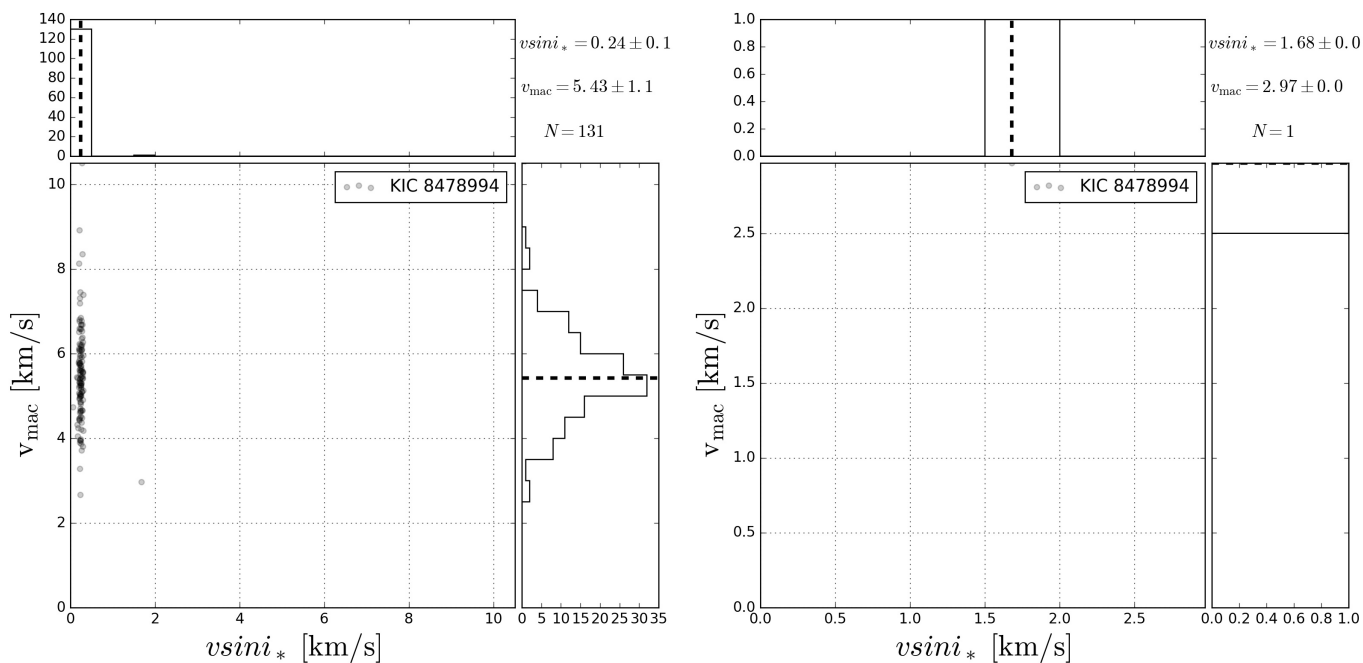
Este apéndice incluye las distribuciones de  $vsini_*$  y  $v_{\text{mac}}$  obtenidas mediante el método B, realizando ajustes entre los espectros observados y teóricos usando BinMag.

Se muestran dos distribuciones por estrella. La primera corresponde a la distribución original, donde puede observarse una conglomeración de puntos que sesgan la determinación de  $vsini_*$  y  $v_{\text{mac}}$ . La segunda figura corresponde a la distribución resultante después de eliminar todos los puntos que se encuentran por debajo de  $vsini_* = 0.3 \text{ km s}^{-1}$ . Si la segunda distribución no tiene suficientes puntos, o una tendencia bien definida en el histograma, entonces la estrella queda sin un valor definido de  $vsini_*$  y de  $v_{\text{mac}}$ , y se coloca la leyenda “Sin mediciones determinadas”. Por el contrario, si los histogramas permiten determinar la mediana estadística de forma confiable, entonces se reporta el  $vsini_*$  y  $v_{\text{mac}}$  en la parte superior de la figura.

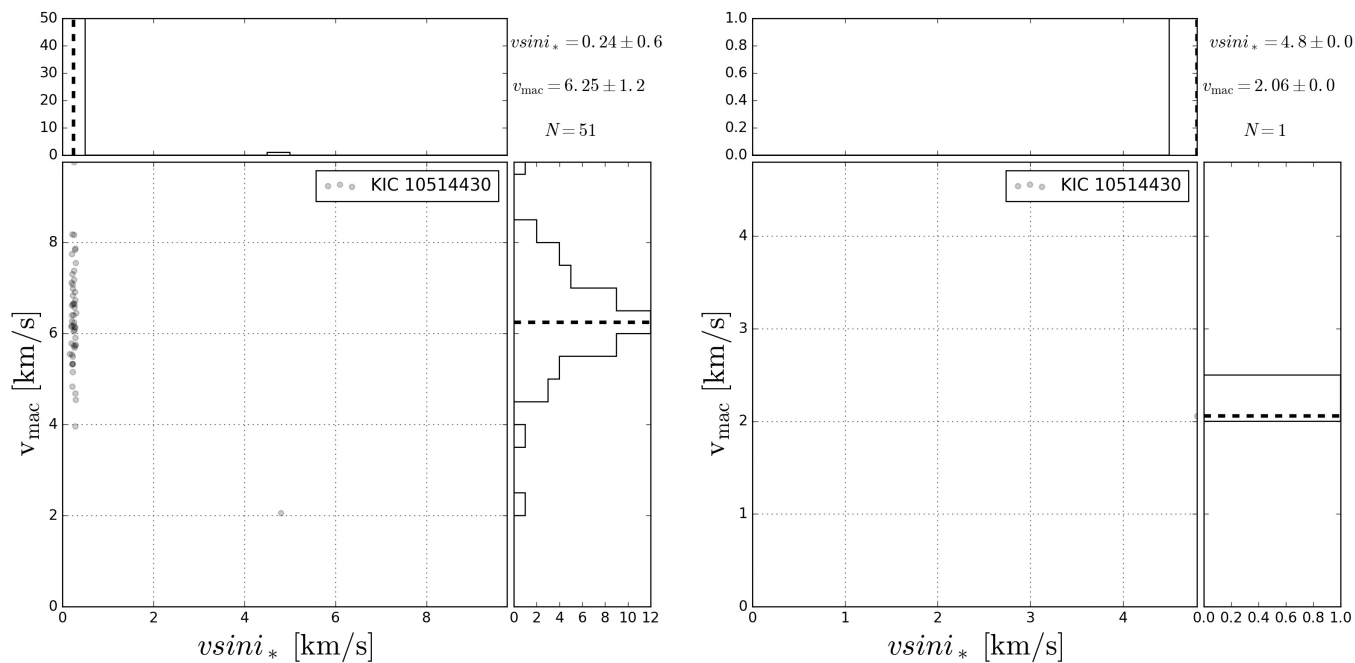
Existen estrellas para las cuales todas las mediciones se situaron por debajo de  $vsini_* = 0.3 \text{ km s}^{-1}$ , de tal forma que al realizar el experimento no permaneció ningún punto disponible. Estas estrellas tienen una imagen con la leyenda “Sin datos disponibles”.

Los resultados de este proceso han sido reportados en la Tabla 3.1.

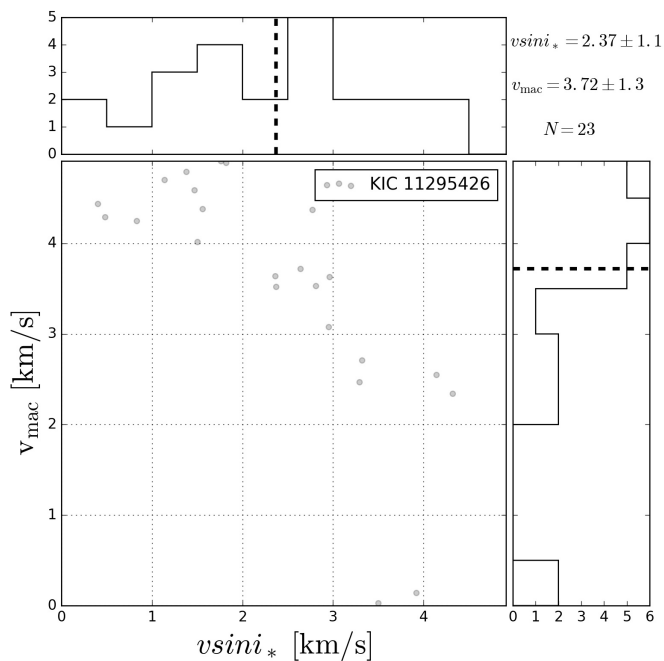
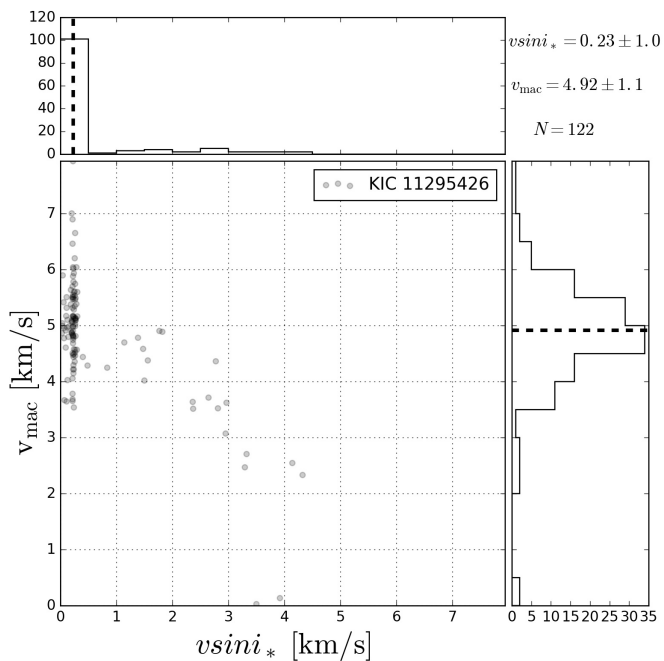
## KIC 8478994: Sin mediciones determinadas



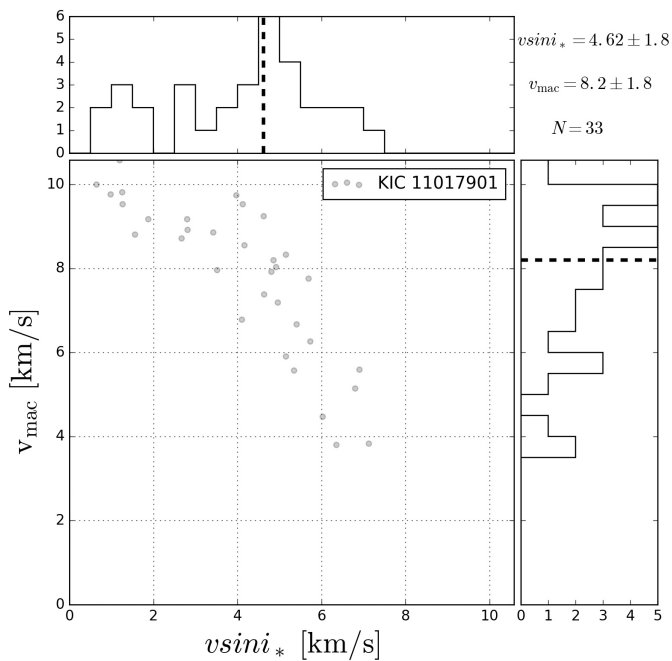
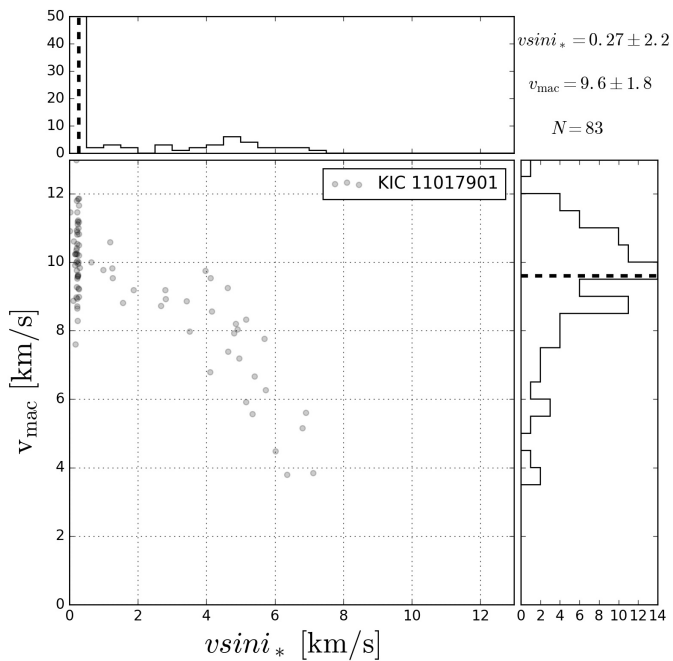
## KIC 10514430: Sin mediciones determinadas



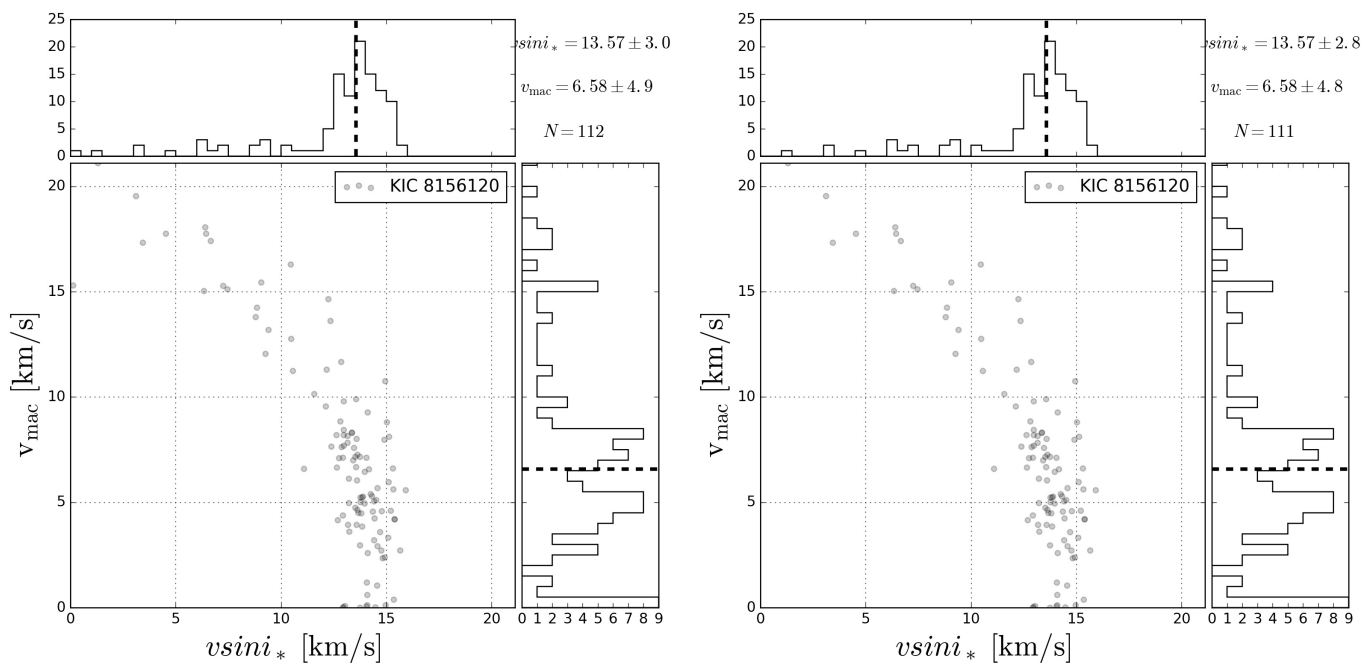
## KIC 11295426: Sin mediciones determinadas



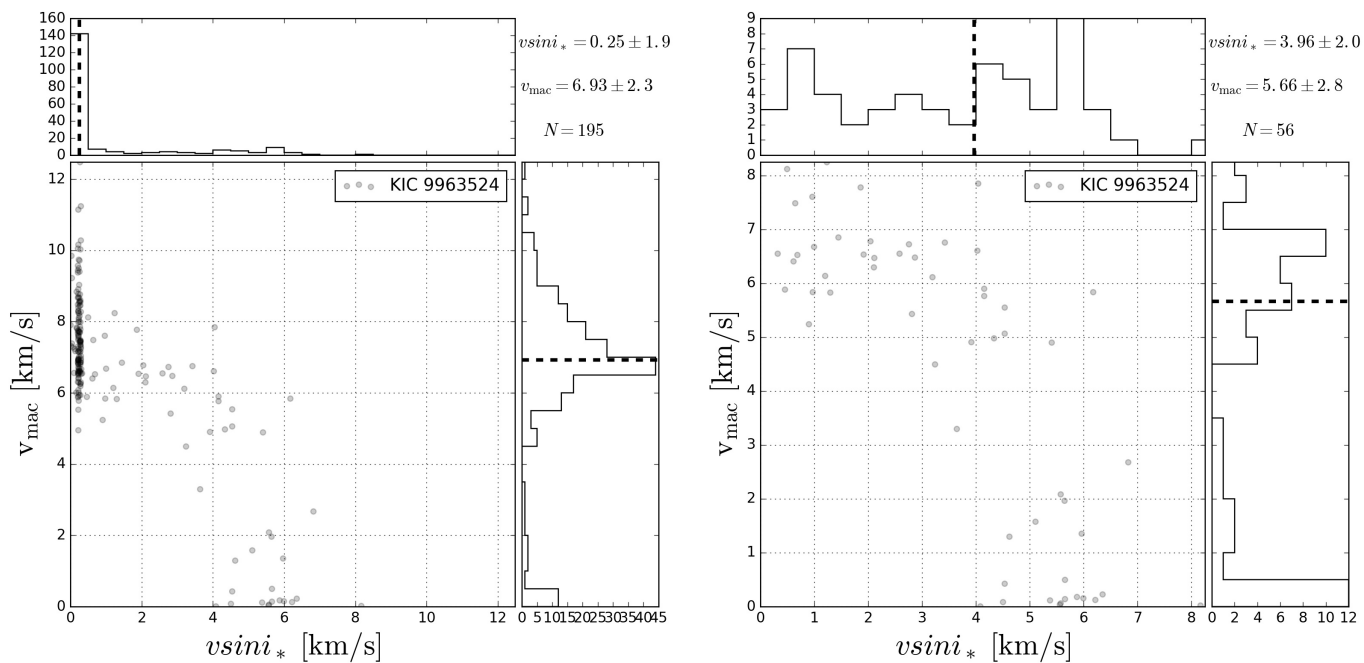
## KIC 11017901: Sin mediciones determinadas



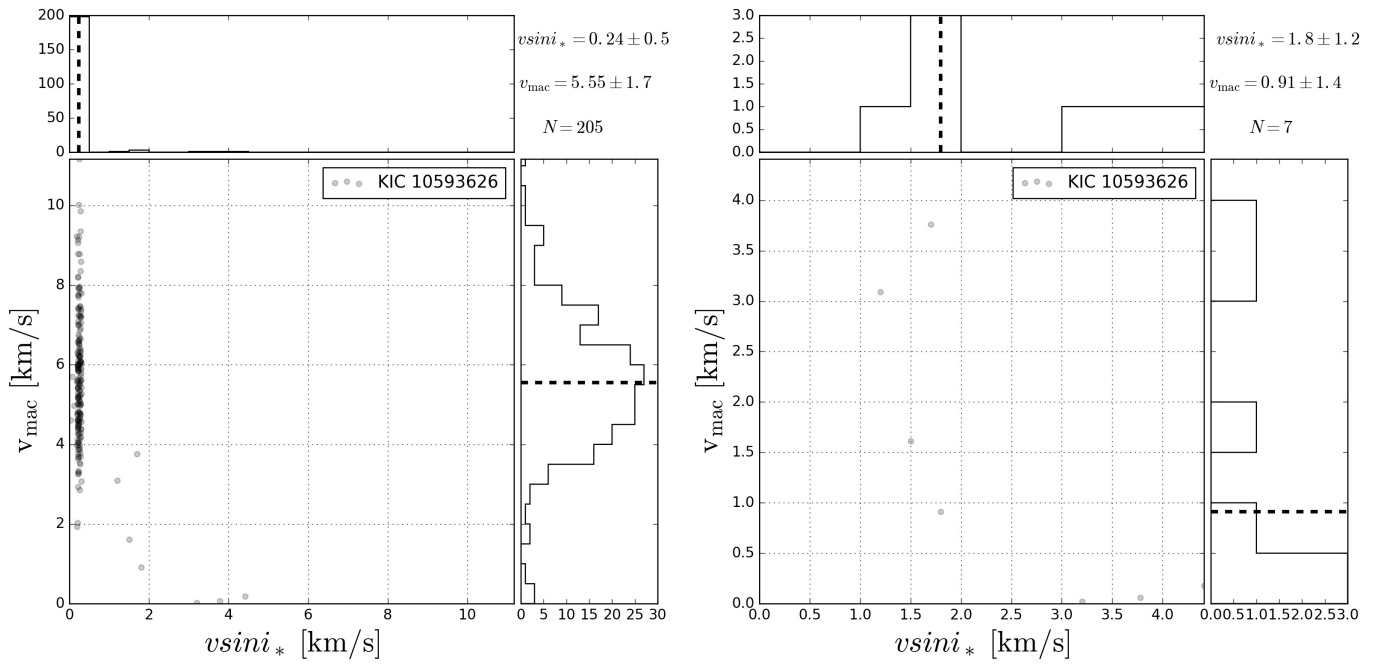
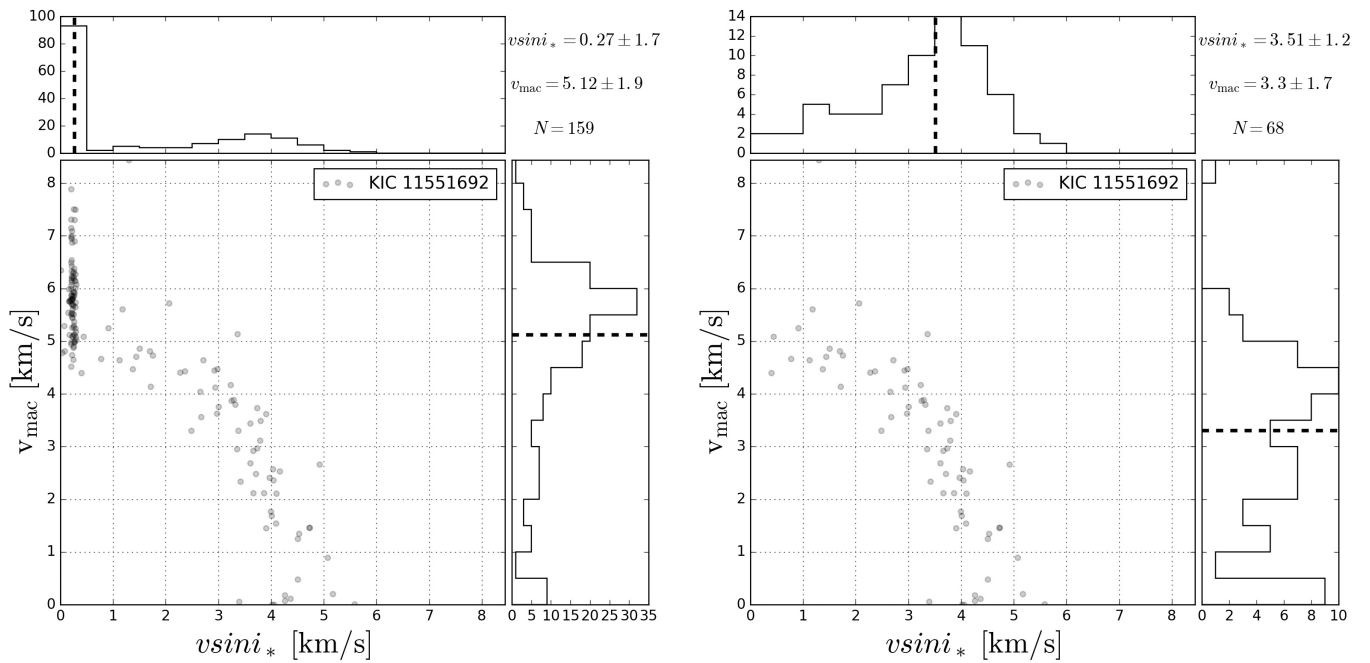
KIC 8156120:  $v \sin i_* = 13.6 \pm 3.0 \text{ km s}^{-1}$ ;  $v_{\text{mac}} = 6.6 \pm 4.9 \text{ km s}^{-1}$



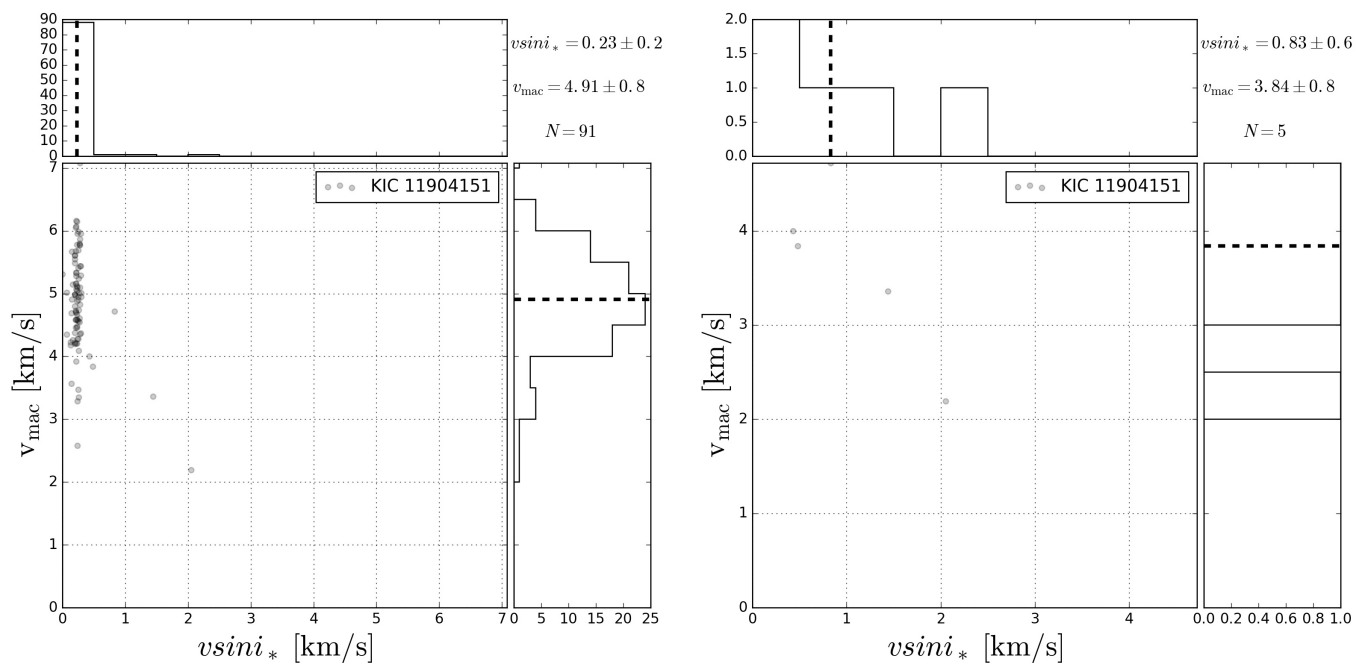
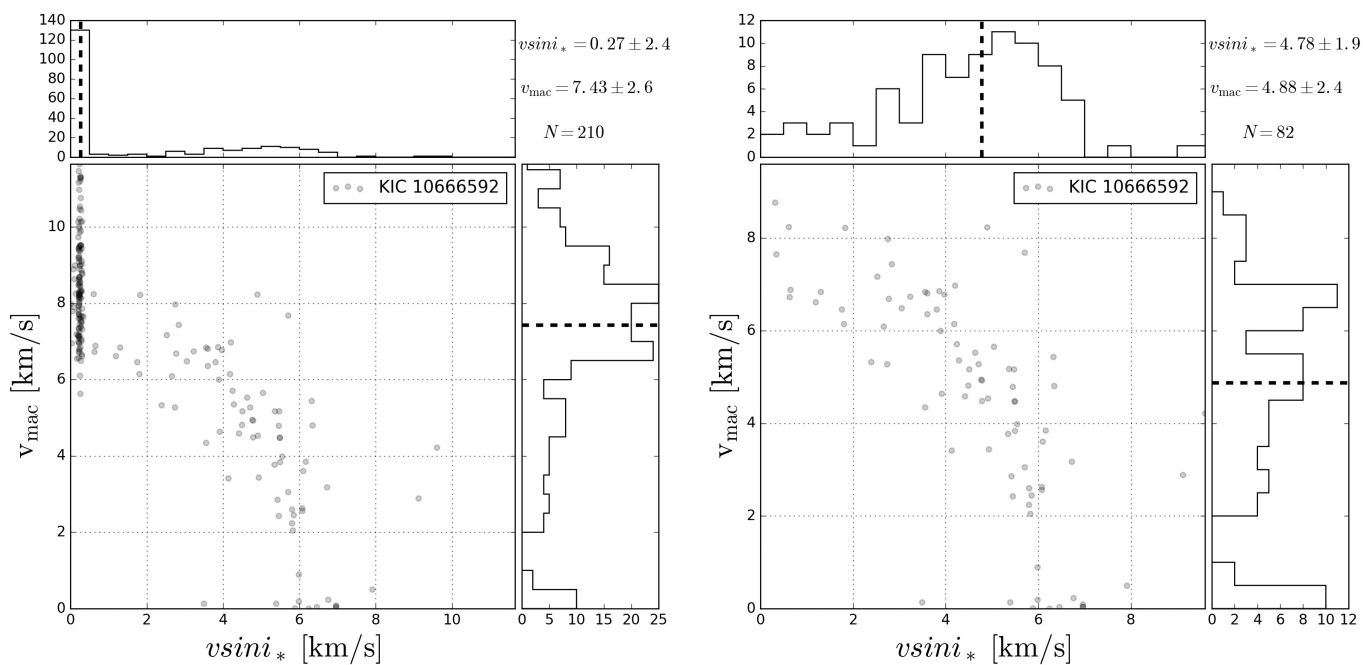
KIC 9963524: Sin mediciones determinadas



## KIC 10593626: Sin mediciones determinadas

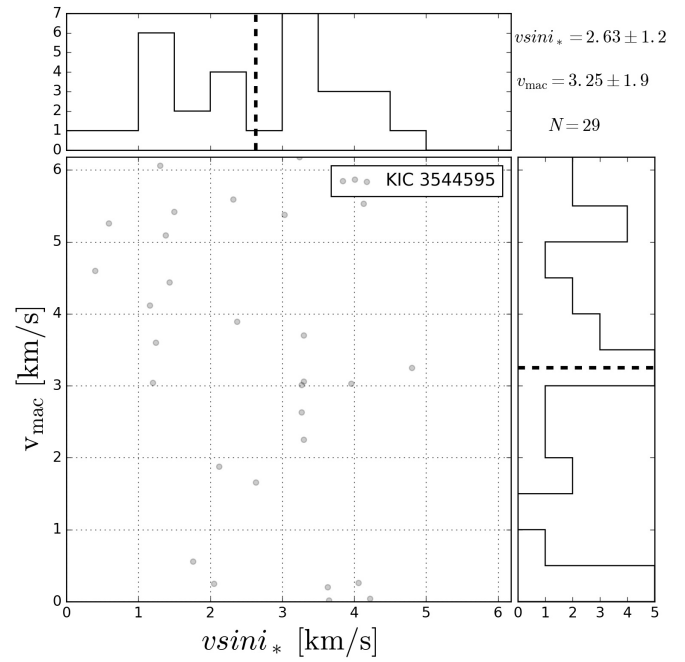
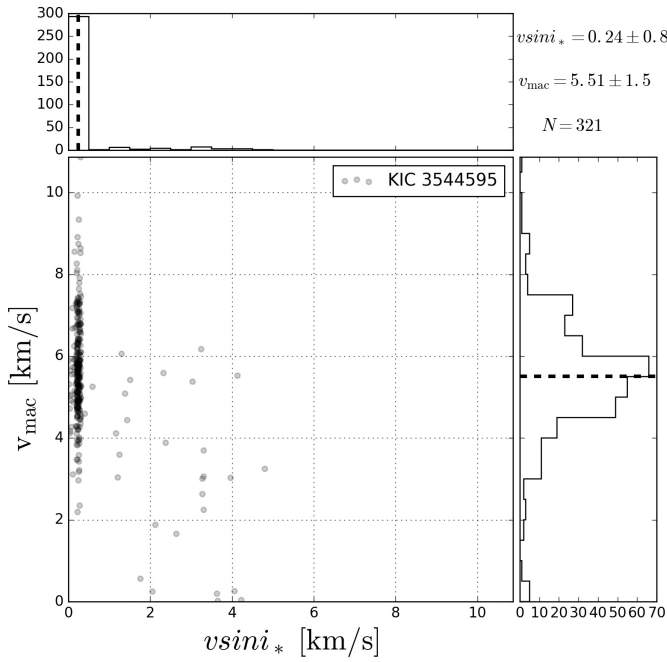
KIC 11551692:  $vsini_* = 3.5 \pm 1.2 \text{ km s}^{-1}$ ;  $v_{\text{mac}} = 3.3 \pm 1.7 \text{ km s}^{-1}$ 

## KIC 11904151: Sin mediciones determinadas

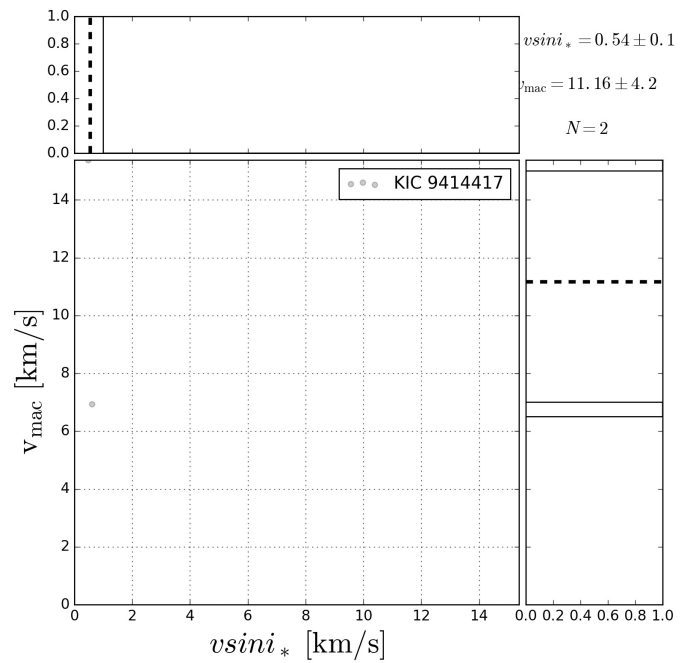
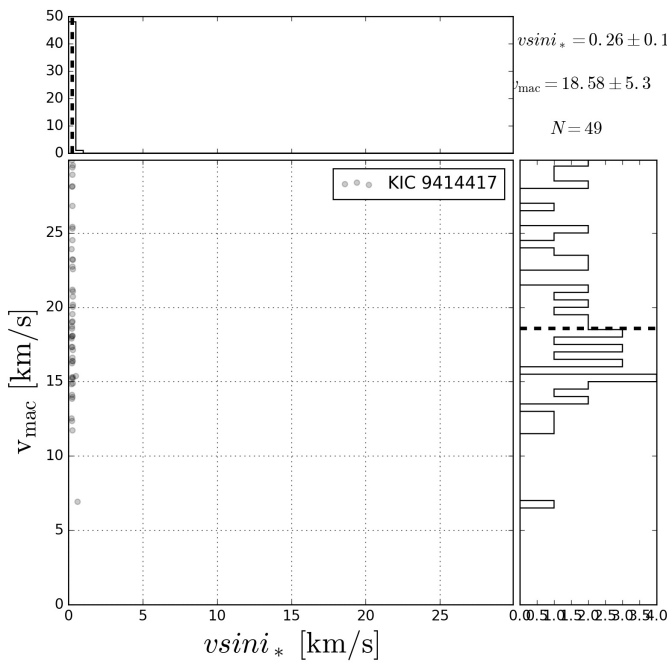
KIC 10666592:  $vsini_* = 4.8 \pm 1.9 \text{ km s}^{-1}$ ;  $v_{\text{mac}} = 4.9 \pm 2.4 \text{ km s}^{-1}$ 



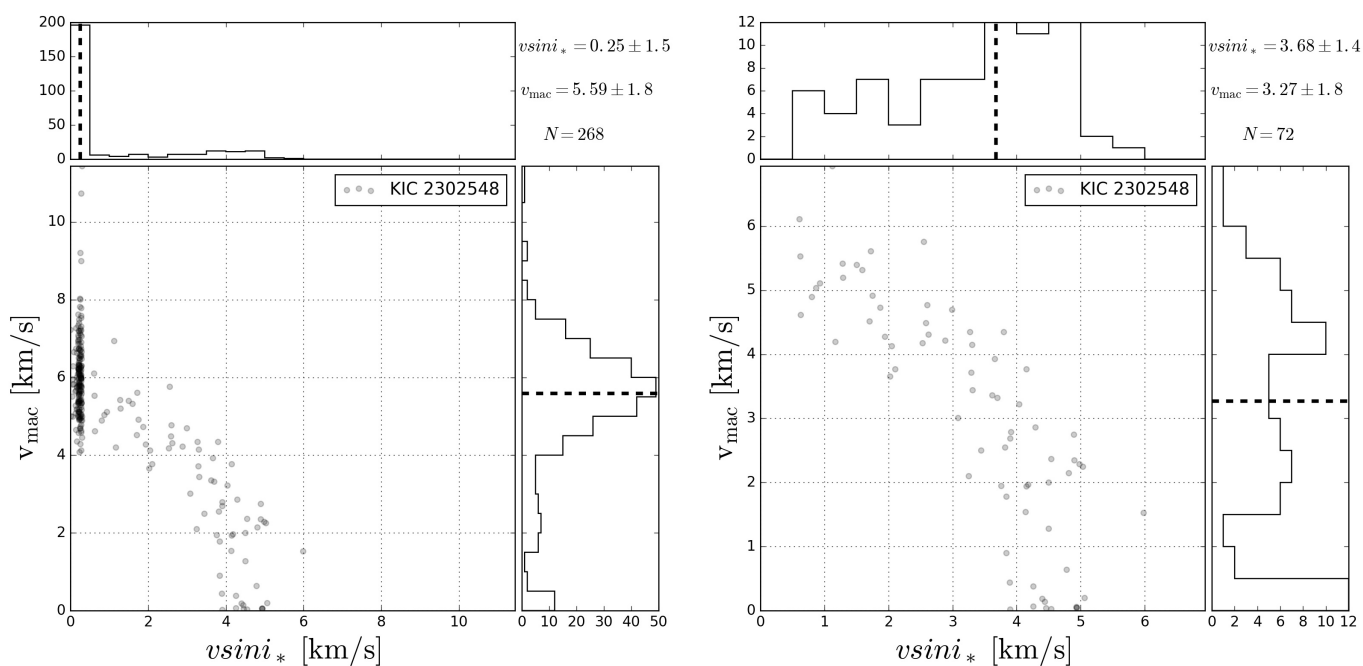
KIC 3544595: Sin mediciones determinadas



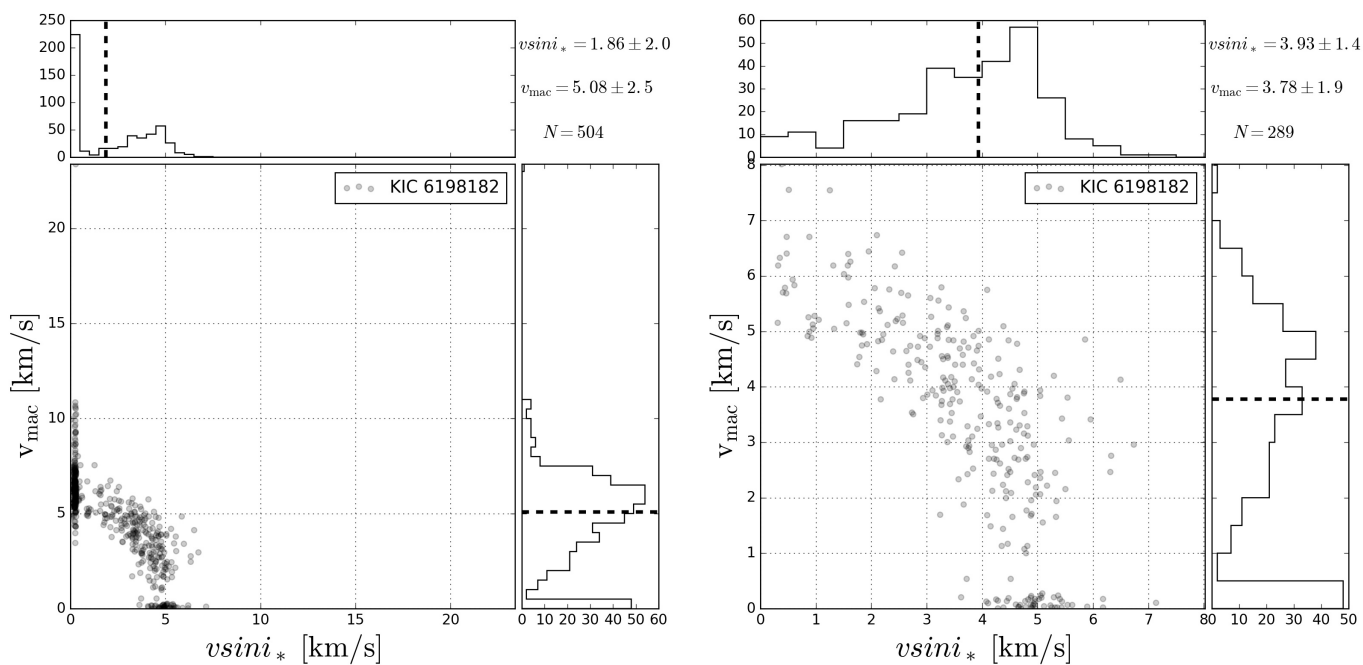
KIC 9414417: Sin mediciones determinadas



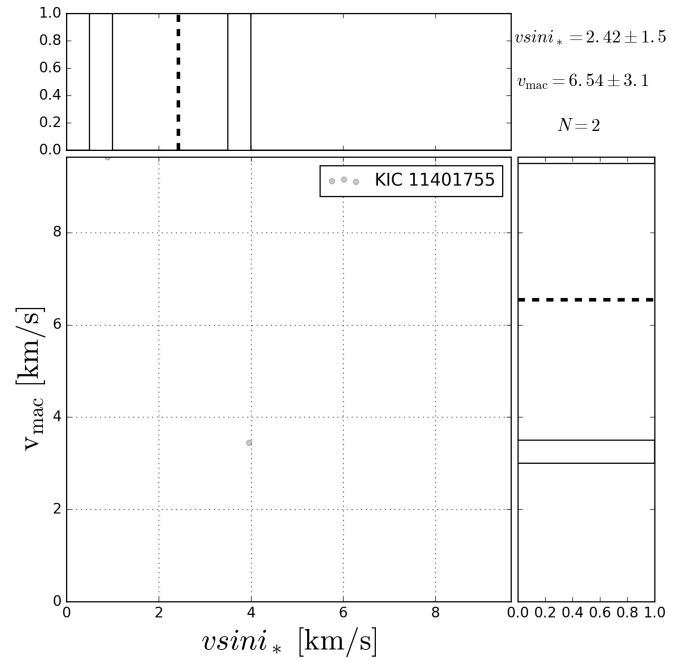
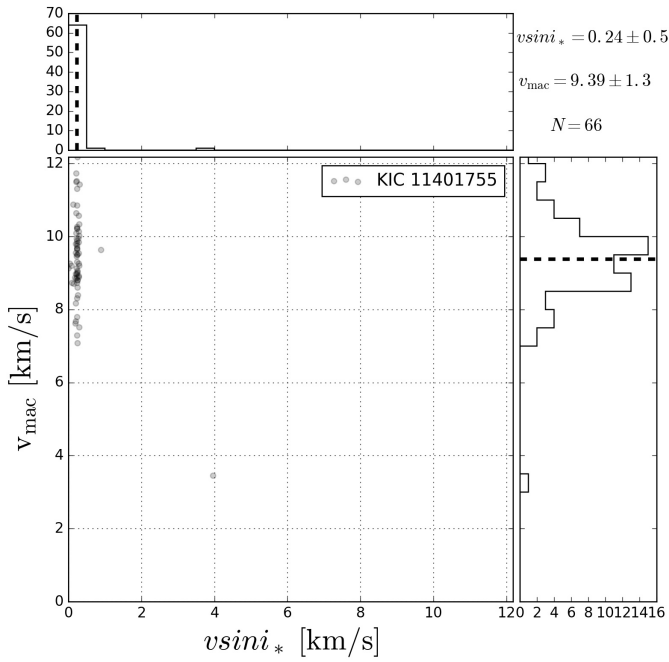
KIC 2302548:  $vsini_* = 3.7 \pm 1.4 \text{ km s}^{-1}$ ;  $v_{\text{mac}} = 3.3 \pm 1.8 \text{ km s}^{-1}$



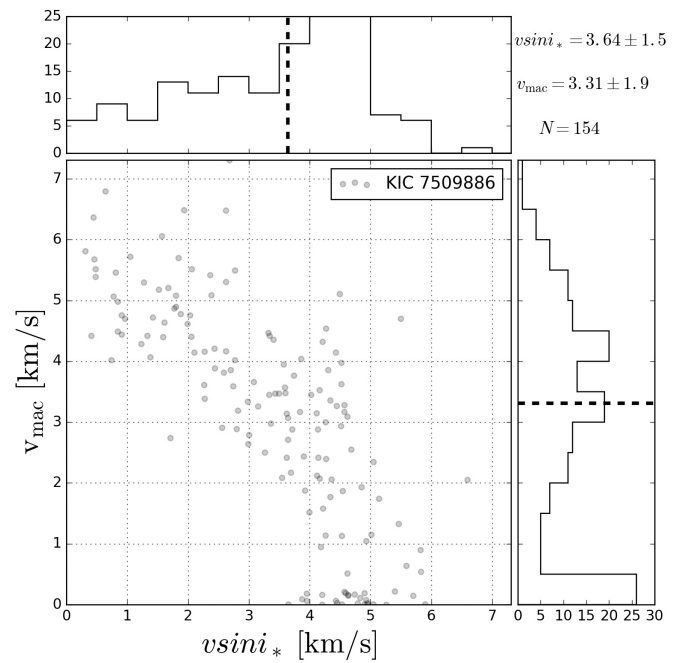
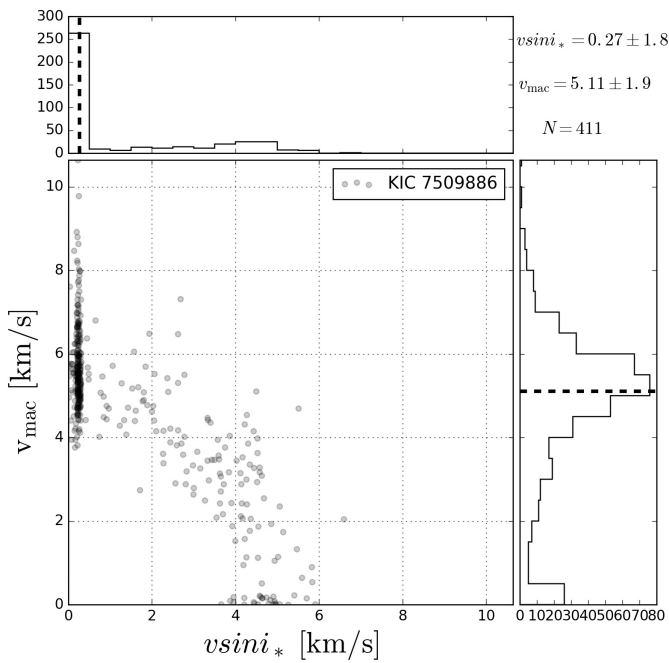
KIC 6198182:  $vsini_* = 3.9 \pm 1.4 \text{ km s}^{-1}$ ;  $v_{\text{mac}} = 3.8 \pm 1.9 \text{ km s}^{-1}$



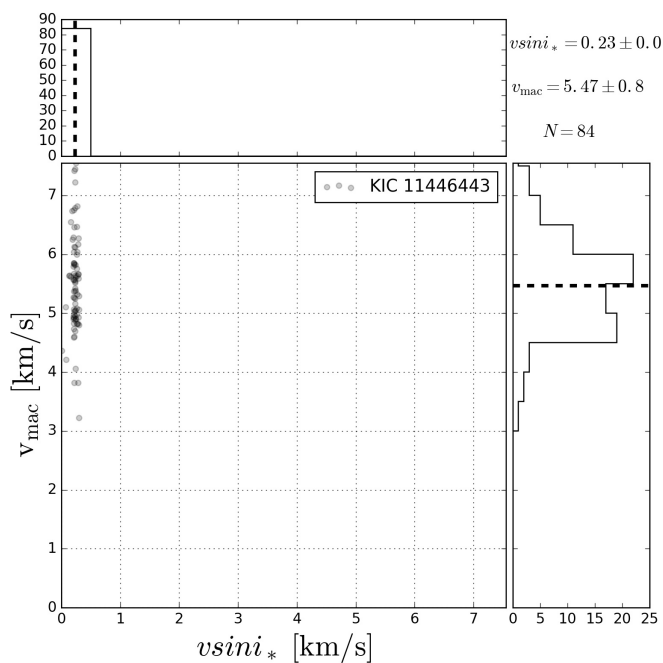
KIC 11401755: Sin mediciones determinadas



KIC 7509886:  $vsini_* = 3.6 \pm 1.5 \text{ km s}^{-1}$ ;  $v_{\text{mac}} = 3.3 \pm 1.9 \text{ km s}^{-1}$

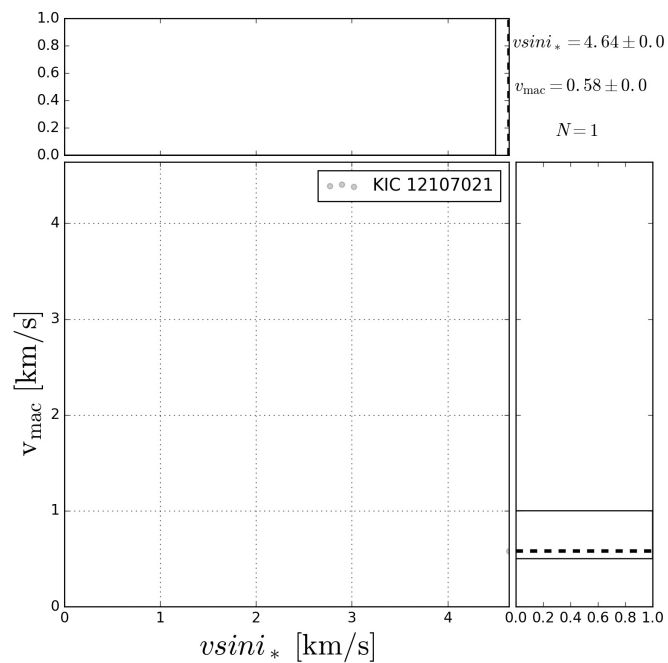
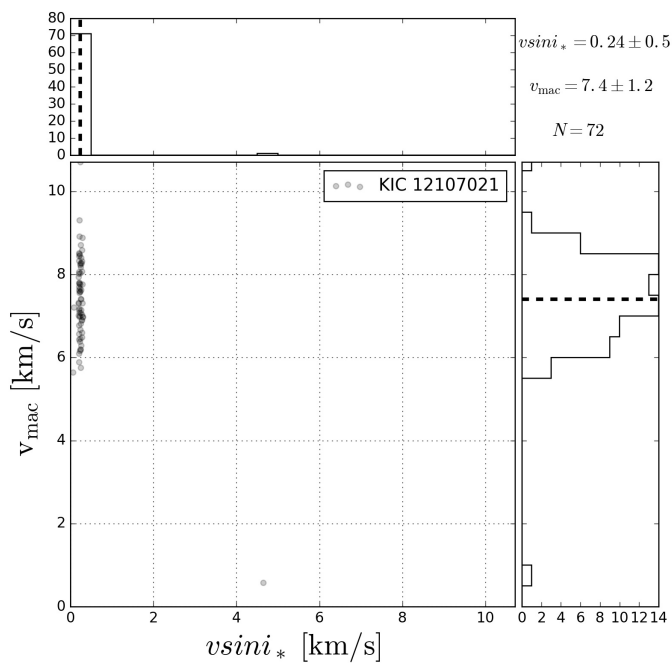


KIC 11446443: Sin mediciones determinadas

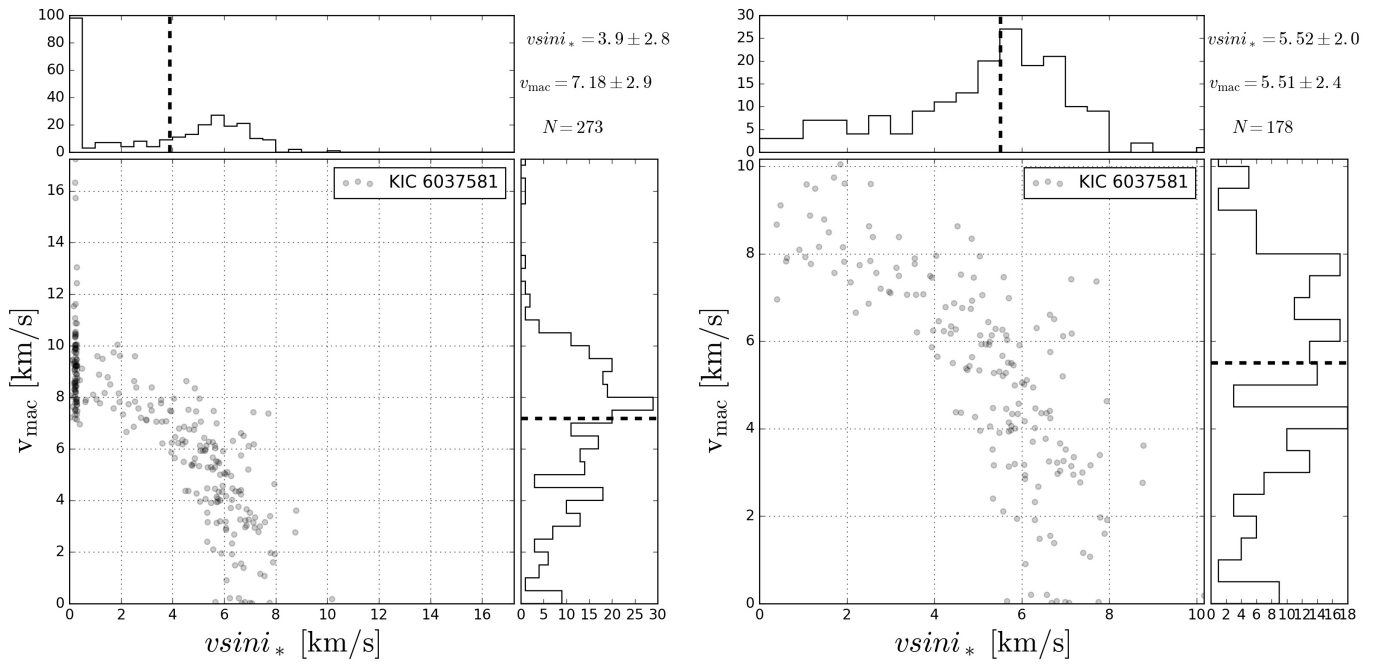


Sin datos disponibles

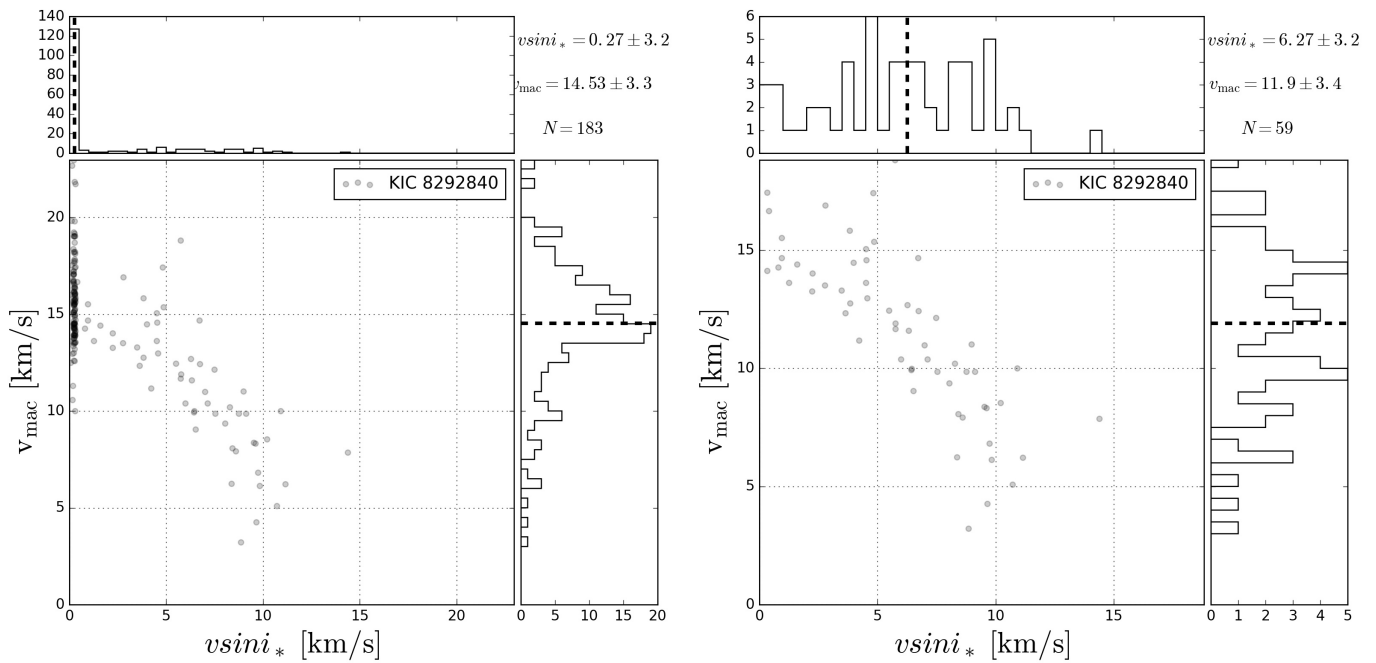
KIC 12107021: Sin mediciones determinadas



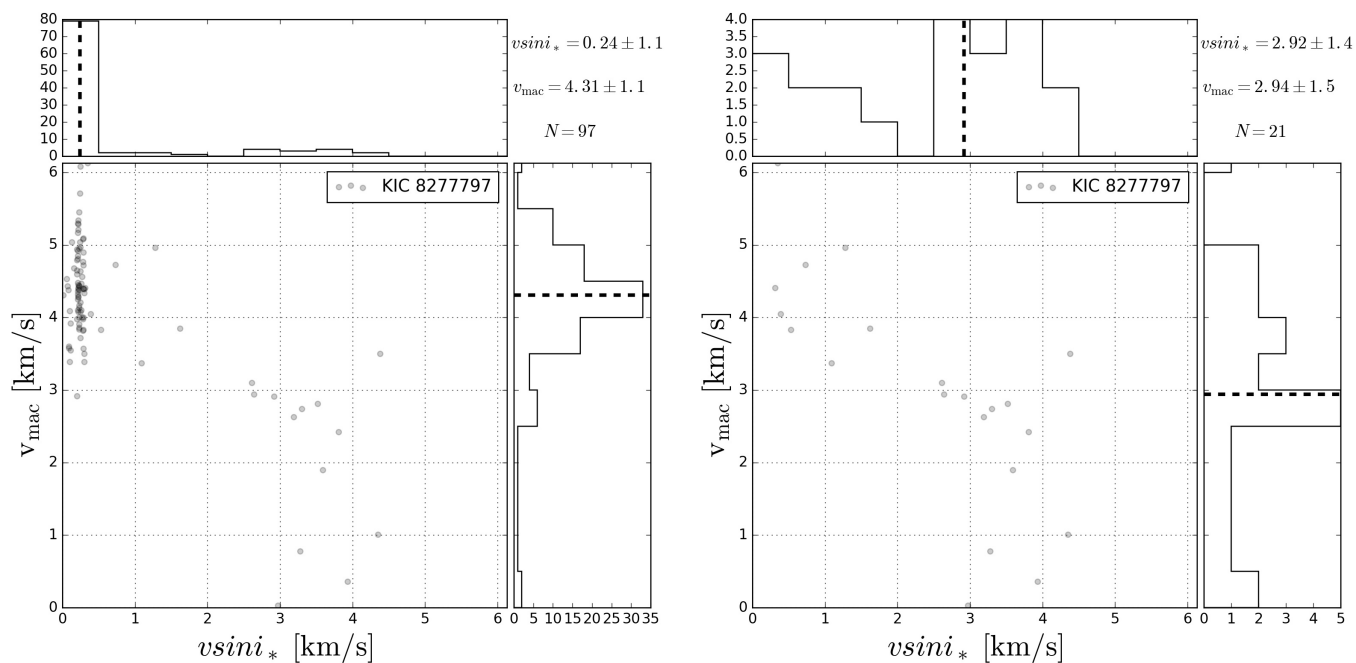
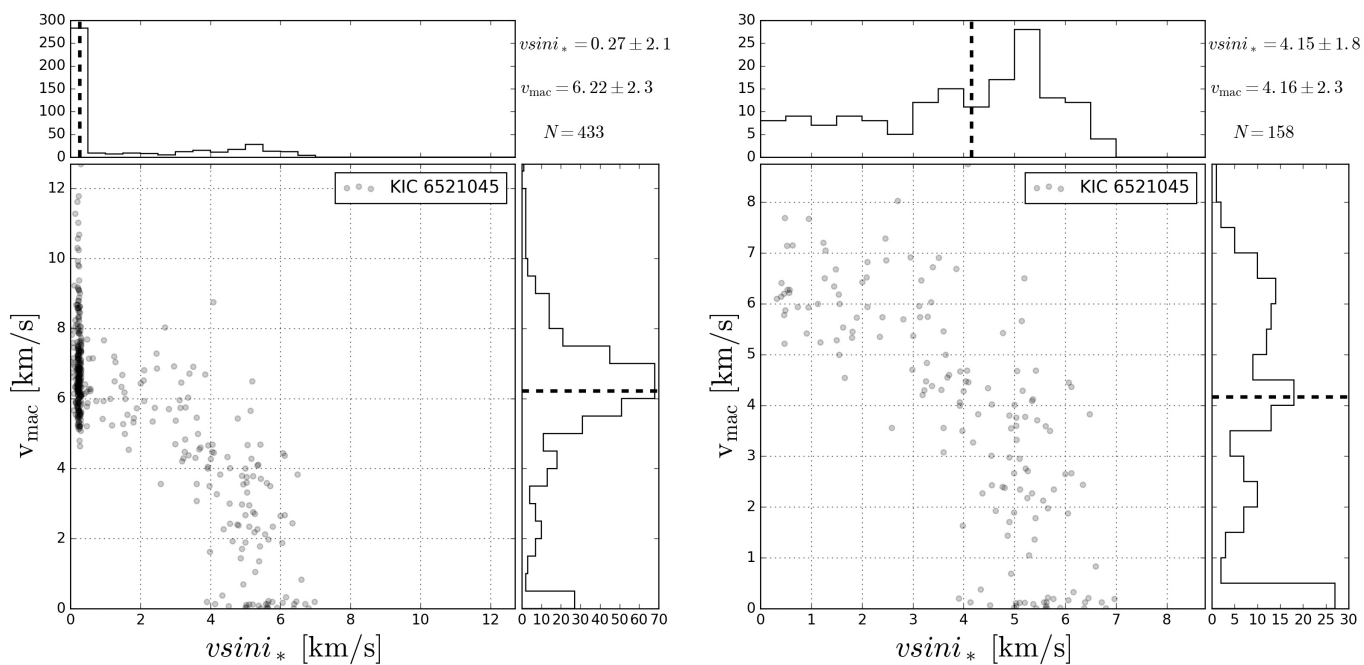
KIC 6037581:  $vsini_* = 5.5 \pm 2.0 \text{ km s}^{-1}$ ;  $v_{\text{mac}} = 5.5 \pm 2.4 \text{ km s}^{-1}$



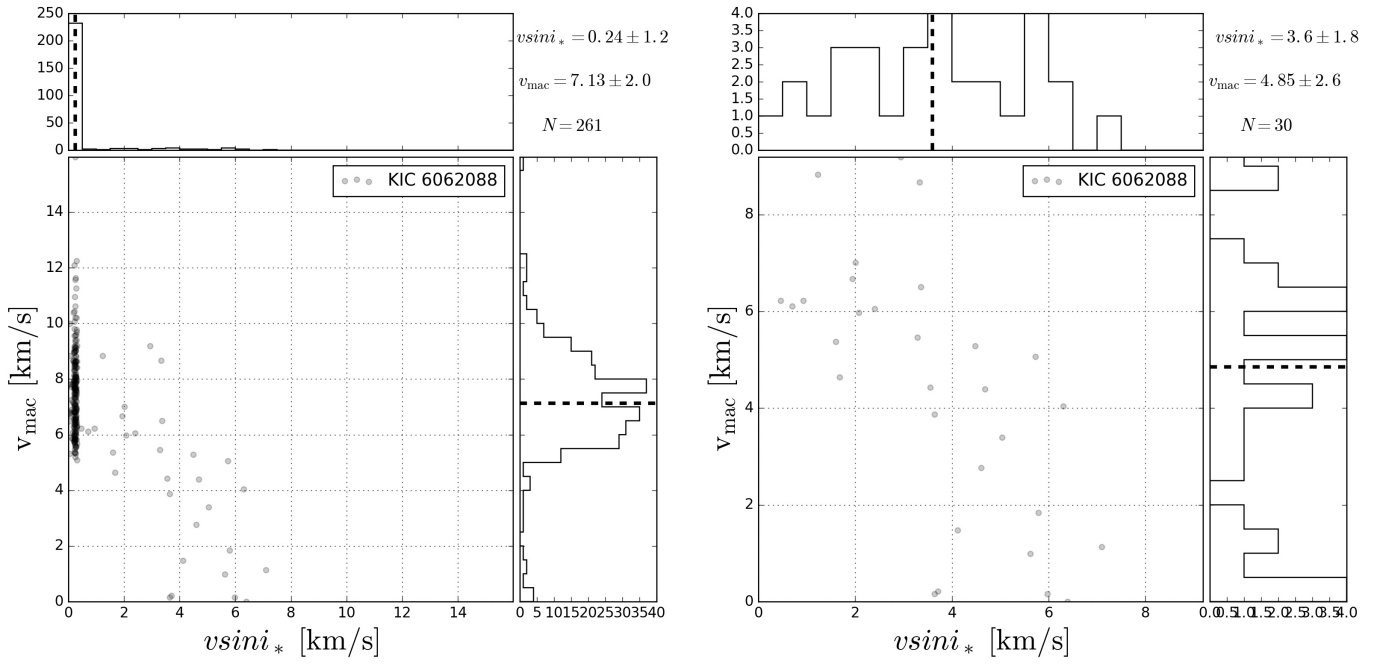
KIC 8292840: Sin mediciones determinadas



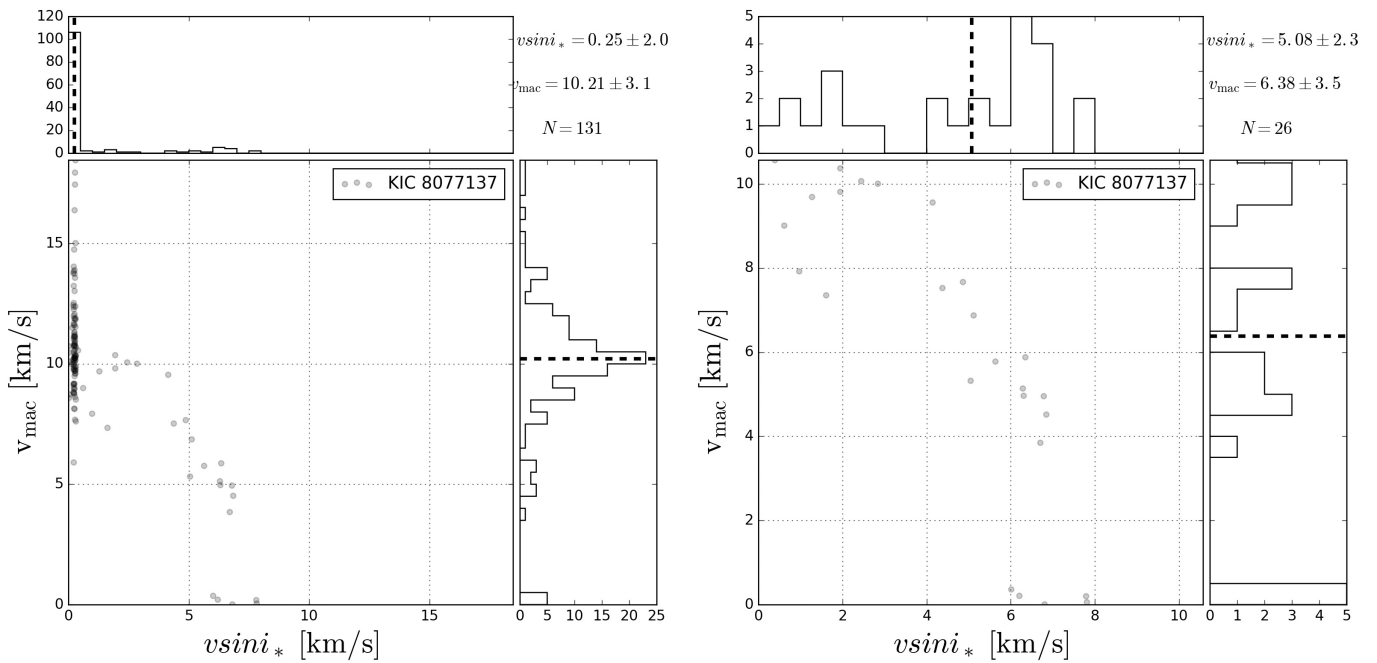
## KIC 8277797: Sin mediciones determinadas

KIC 6521045:  $vsini_* = 4.2 \pm 1.8 \text{ km s}^{-1}$ ;  $v_{\text{mac}} = 4.2 \pm 2.3 \text{ km s}^{-1}$ 

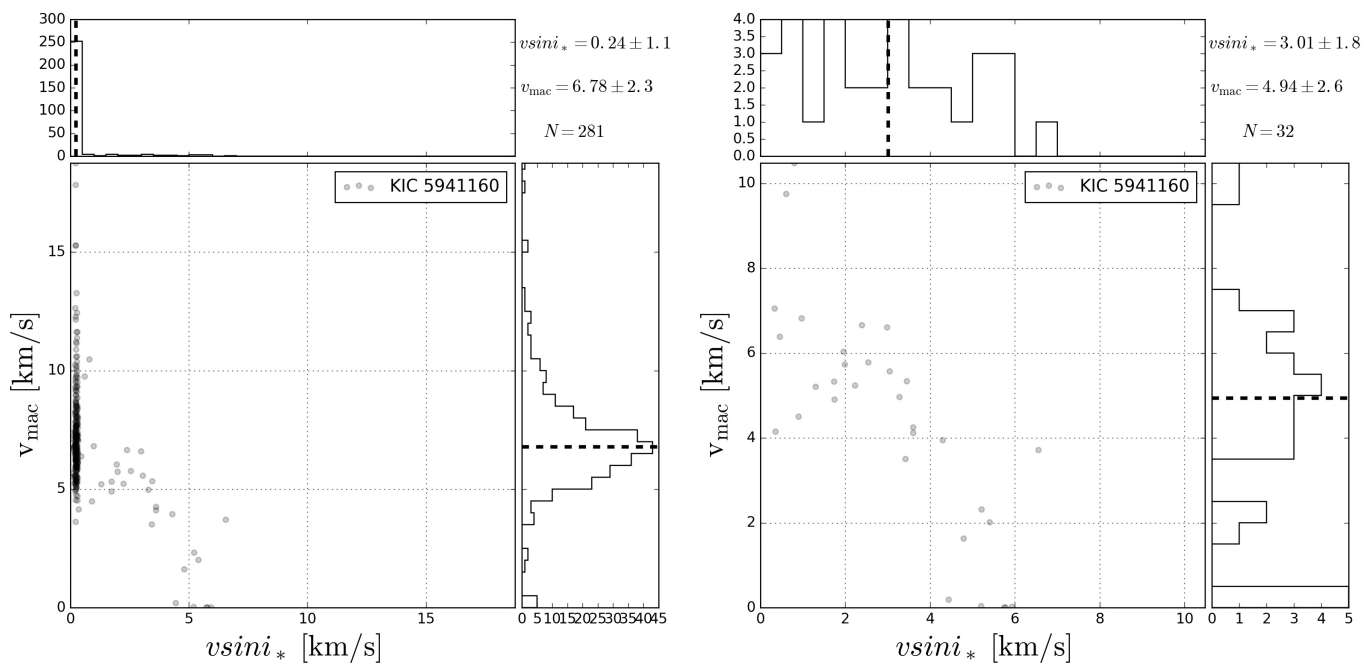
KIC 6062088: Sin mediciones determinadas



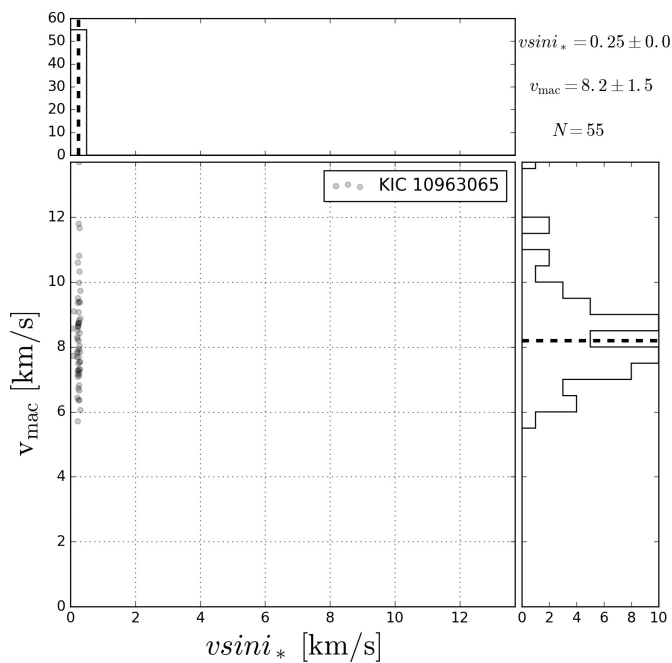
KIC 8077137: Sin mediciones determinadas



## KIC 5941160: Sin mediciones determinadas



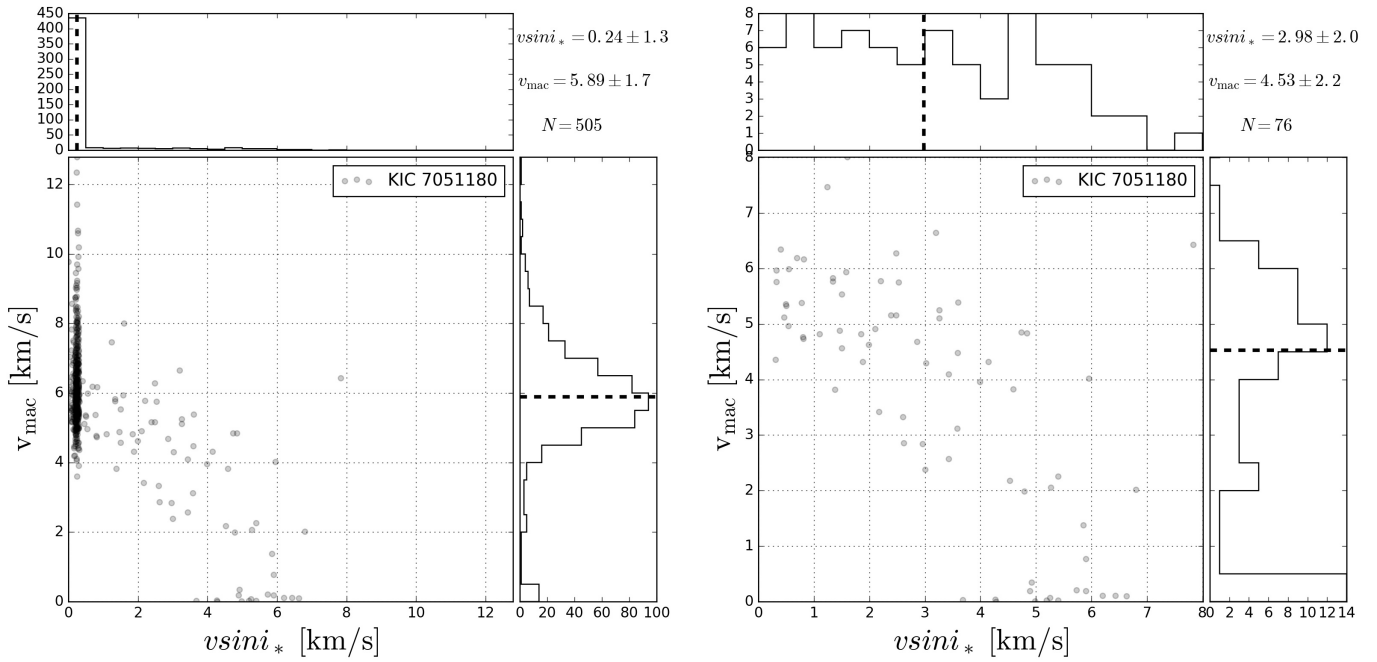
## KIC 10963065: Sin mediciones determinadas



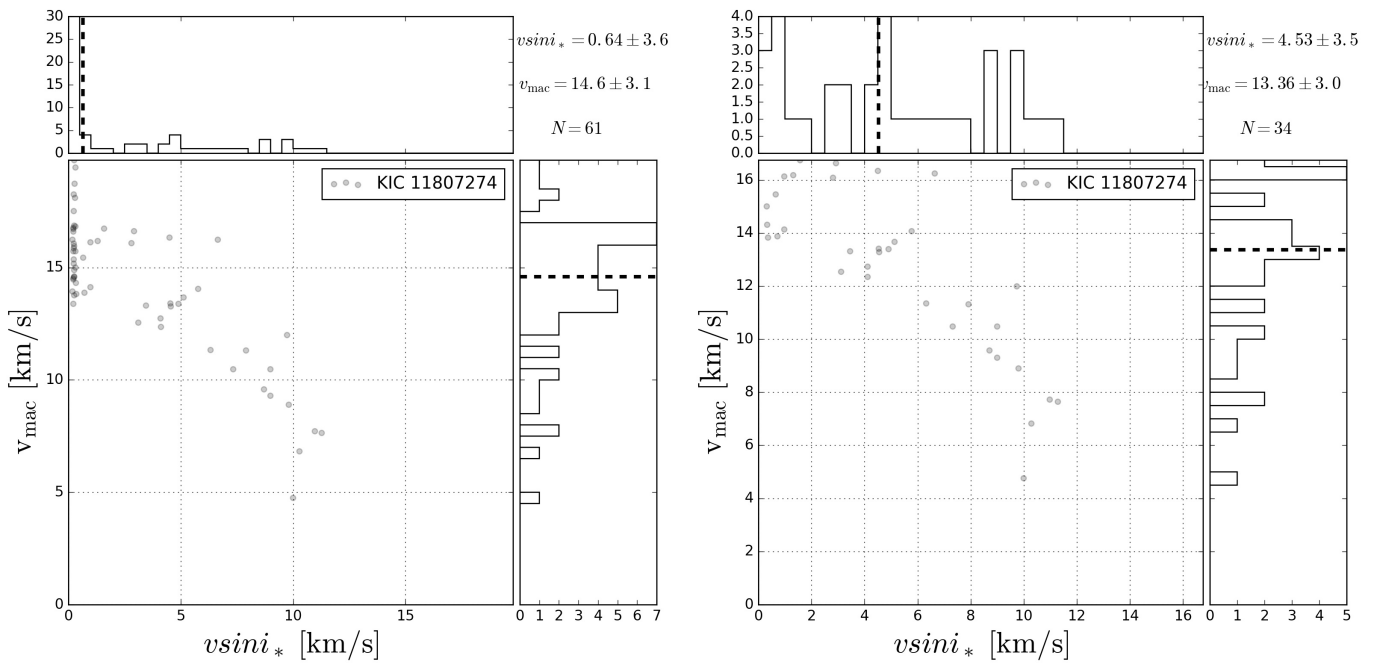
Sin datos disponibles



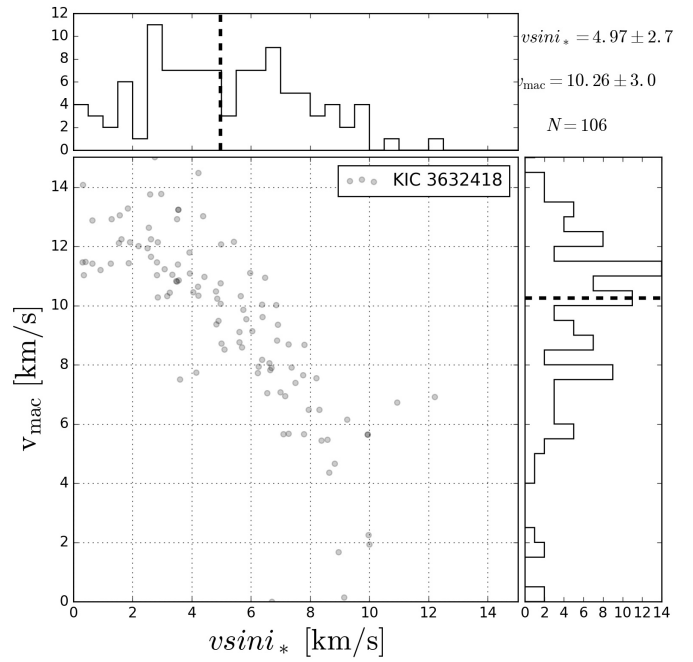
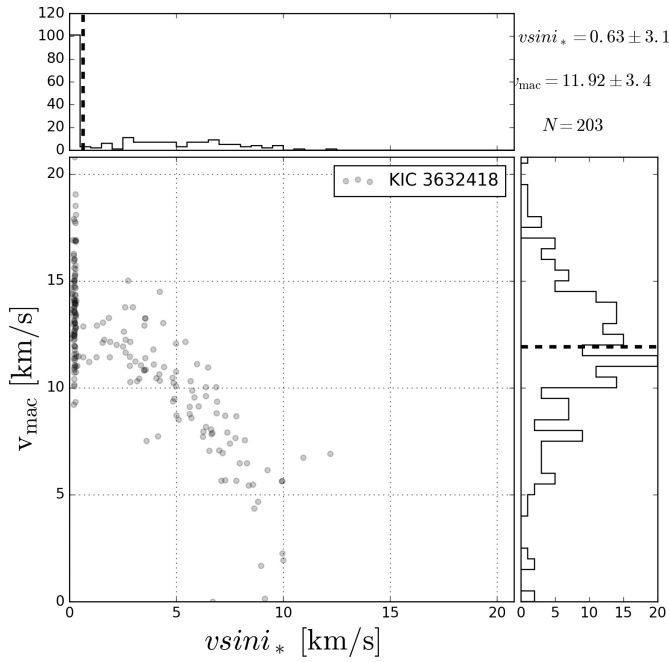
KIC 7051180: Sin mediciones determinadas



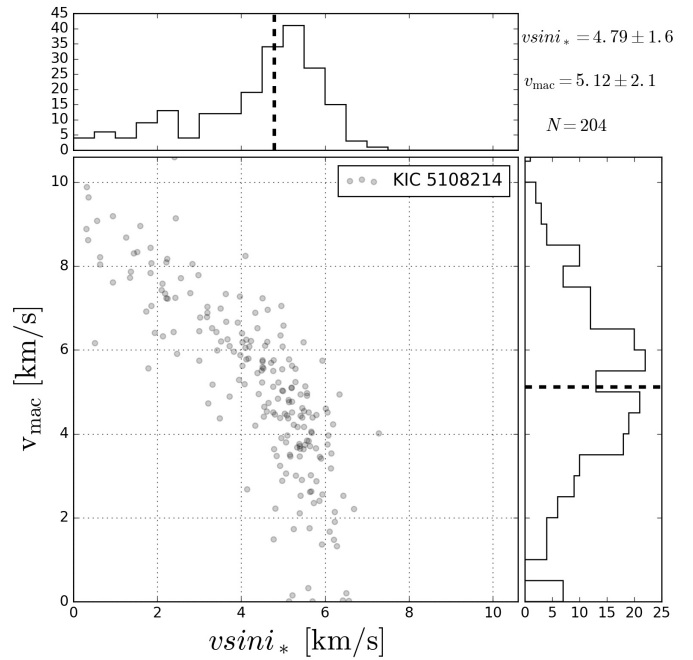
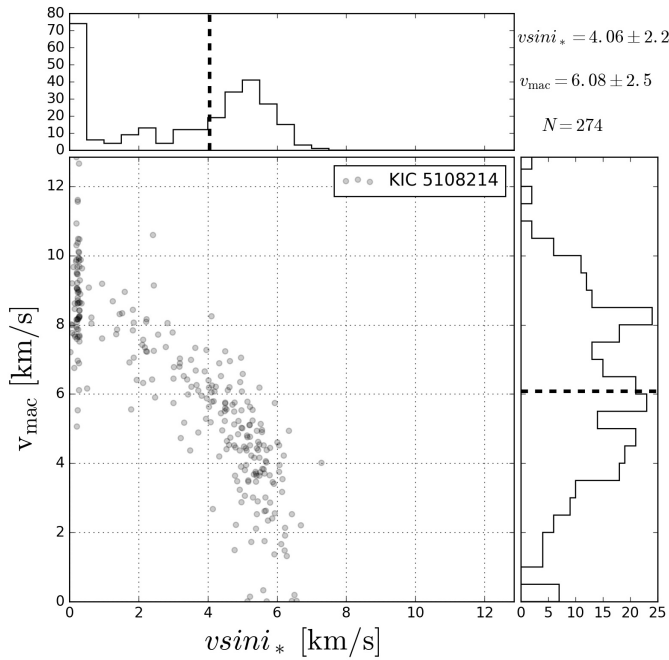
KIC 11807274: Sin mediciones determinadas



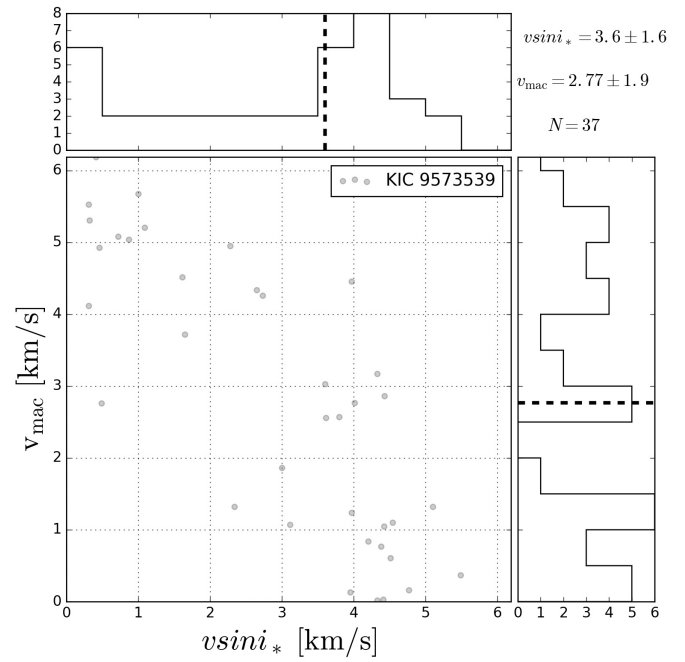
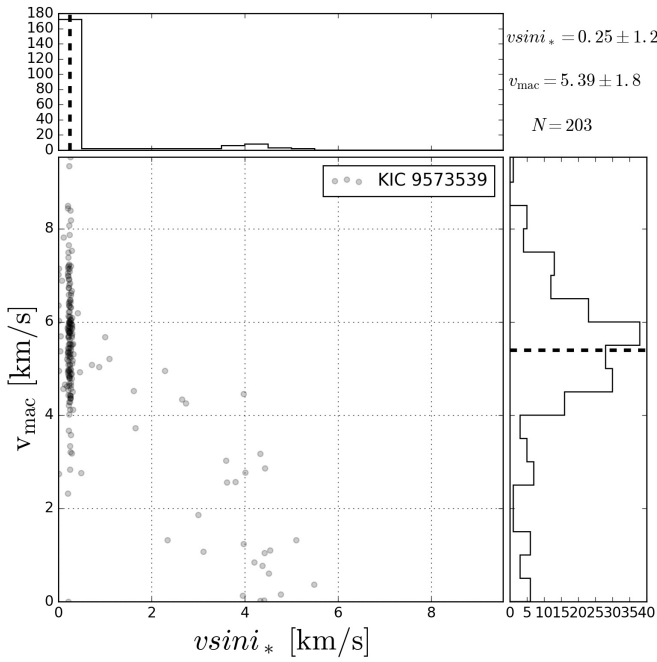
KIC 3632418:  $vsini_* = 5.0 \pm 2.7 \text{ km s}^{-1}$ ;  $v_{\text{mac}} = 10.3 \pm 3.0 \text{ km s}^{-1}$



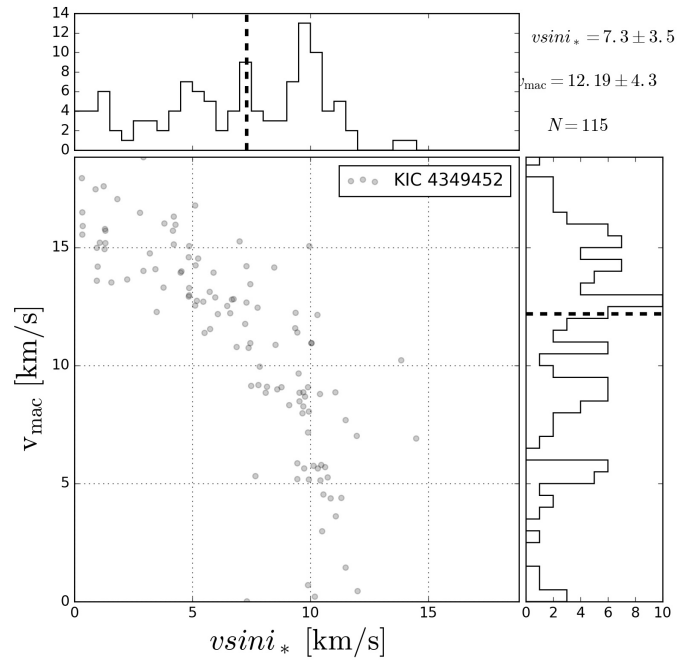
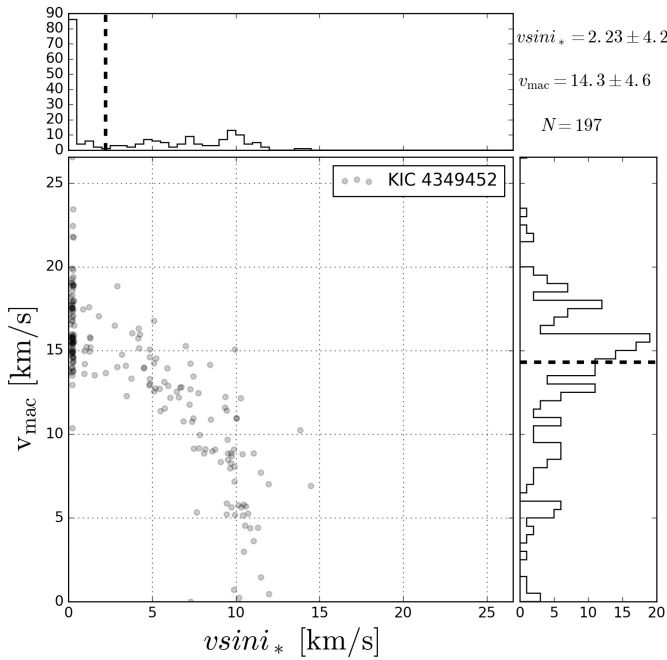
KIC 5108214:  $vsini_* = 4.8 \pm 1.6 \text{ km s}^{-1}$ ;  $v_{\text{mac}} = 5.1 \pm 2.1 \text{ km s}^{-1}$



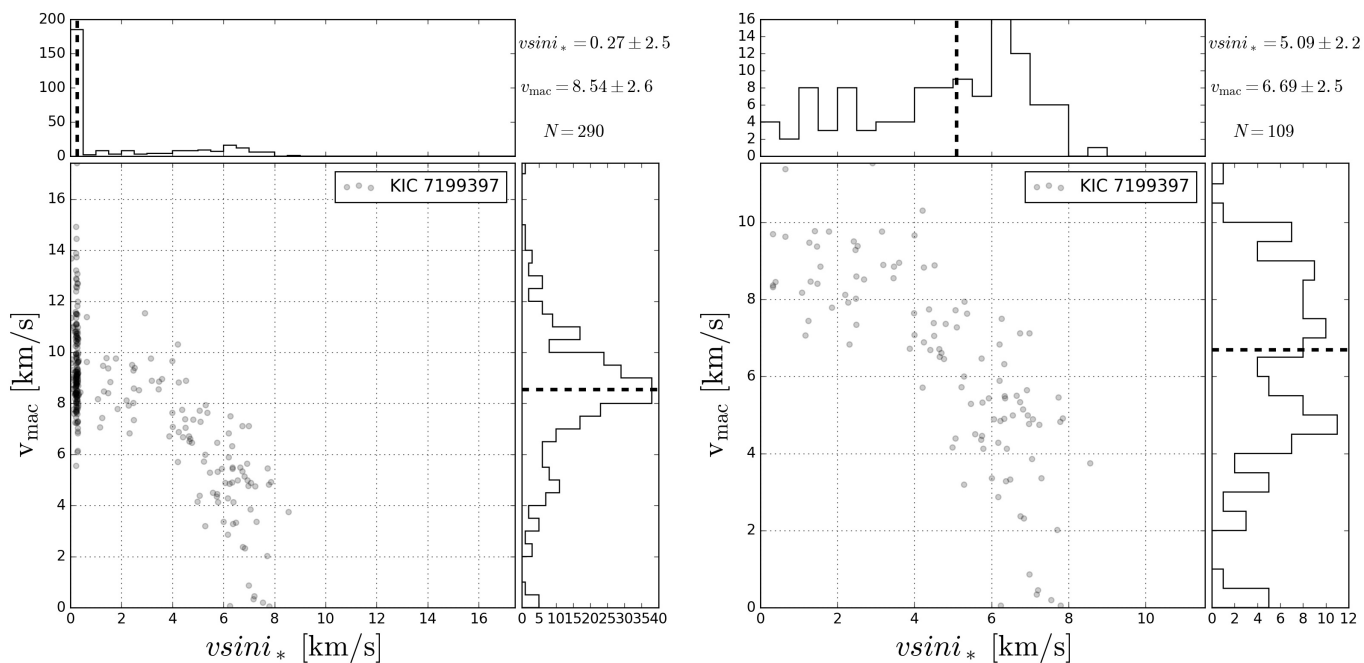
KIC 9573539: Sin mediciones determinadas



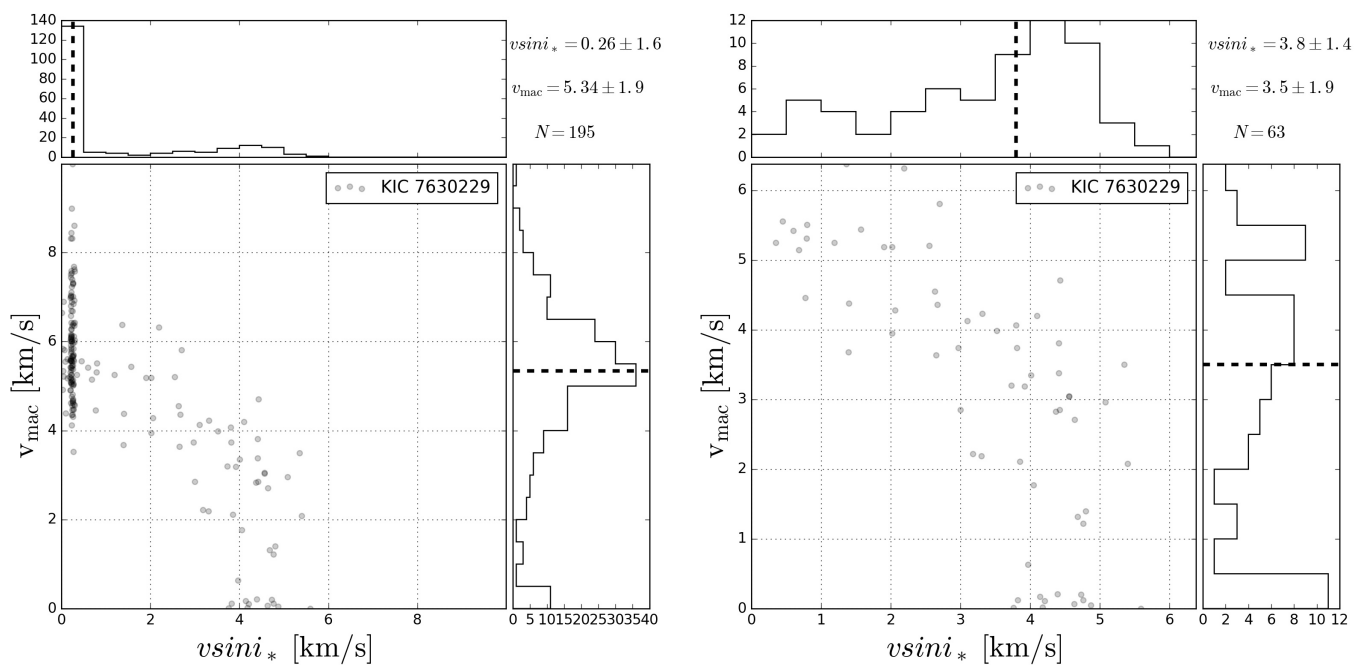
KIC 4349452:  $vsini_* = 7.3 \pm 3.5 \text{ km s}^{-1}$ ;  $v_{\text{mac}} = 12.2 \pm 4.3 \text{ km s}^{-1}$



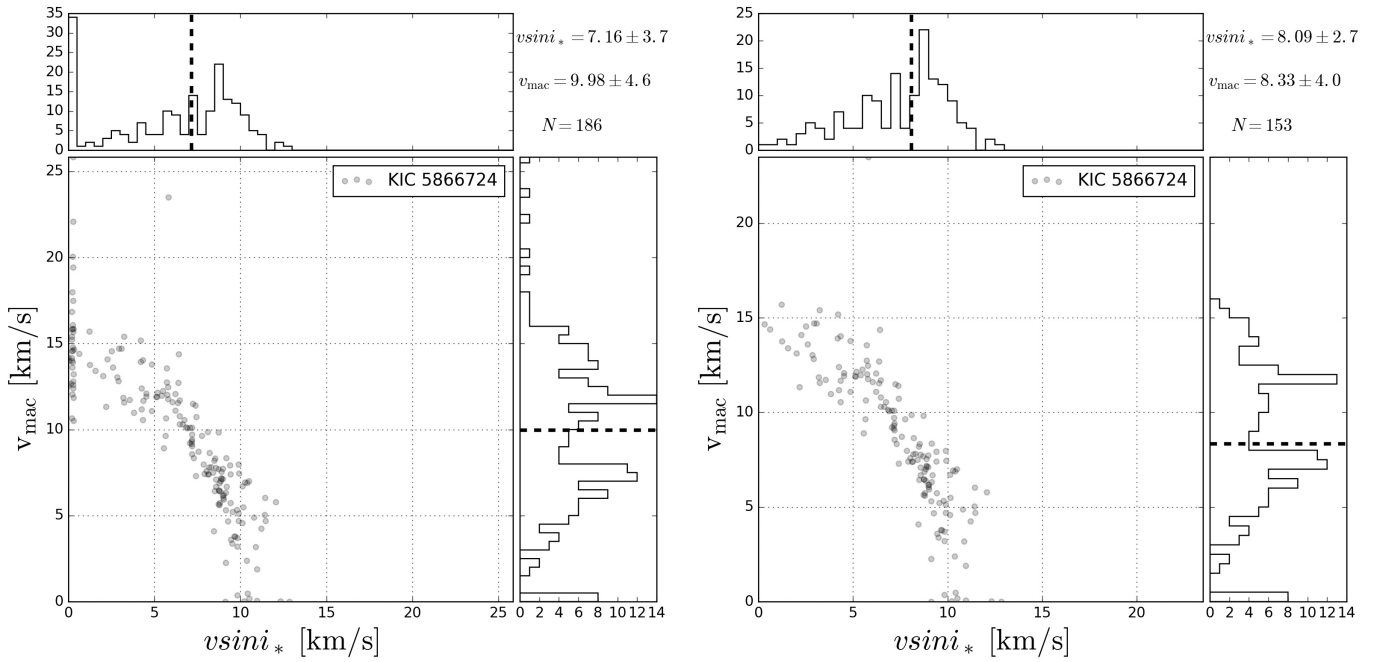
KIC 7199397:  $vsini_* = 5.1 \pm 2.2 \text{ km s}^{-1}$ ;  $v_{\text{mac}} = 6.7 \pm 2.5 \text{ km s}^{-1}$



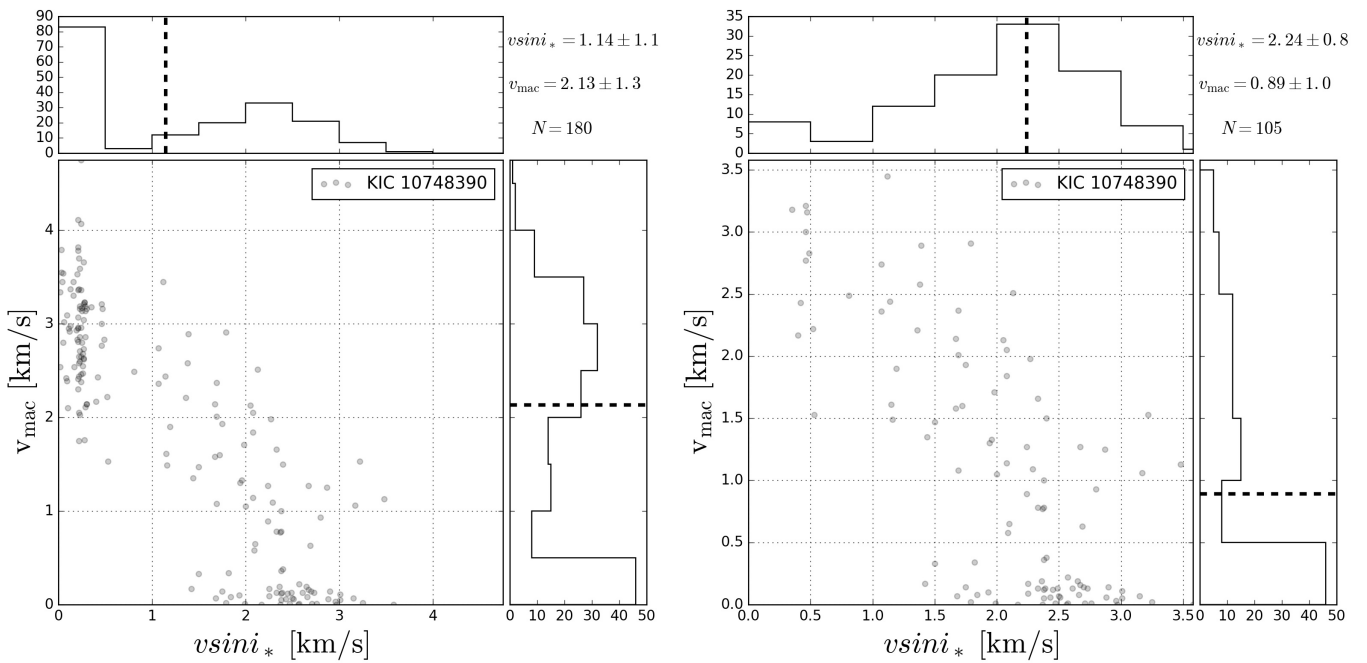
KIC 7630229:  $vsini_* = 3.8 \pm 1.4 \text{ km s}^{-1}$ ;  $v_{\text{mac}} = 3.5 \pm 1.9 \text{ km s}^{-1}$



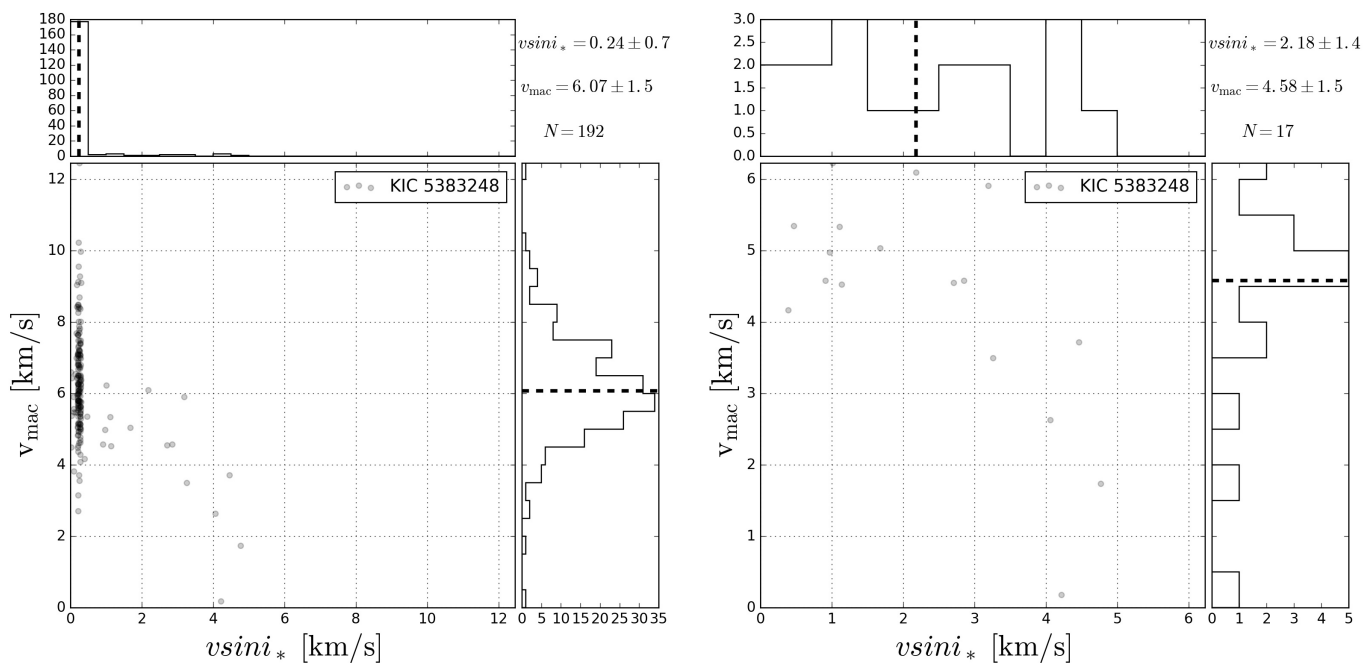
KIC 5866724:  $vsini_* = 8.1 \pm 2.7 \text{ km s}^{-1}$ ;  $v_{\text{mac}} = 8.3 \pm 4.0 \text{ km s}^{-1}$



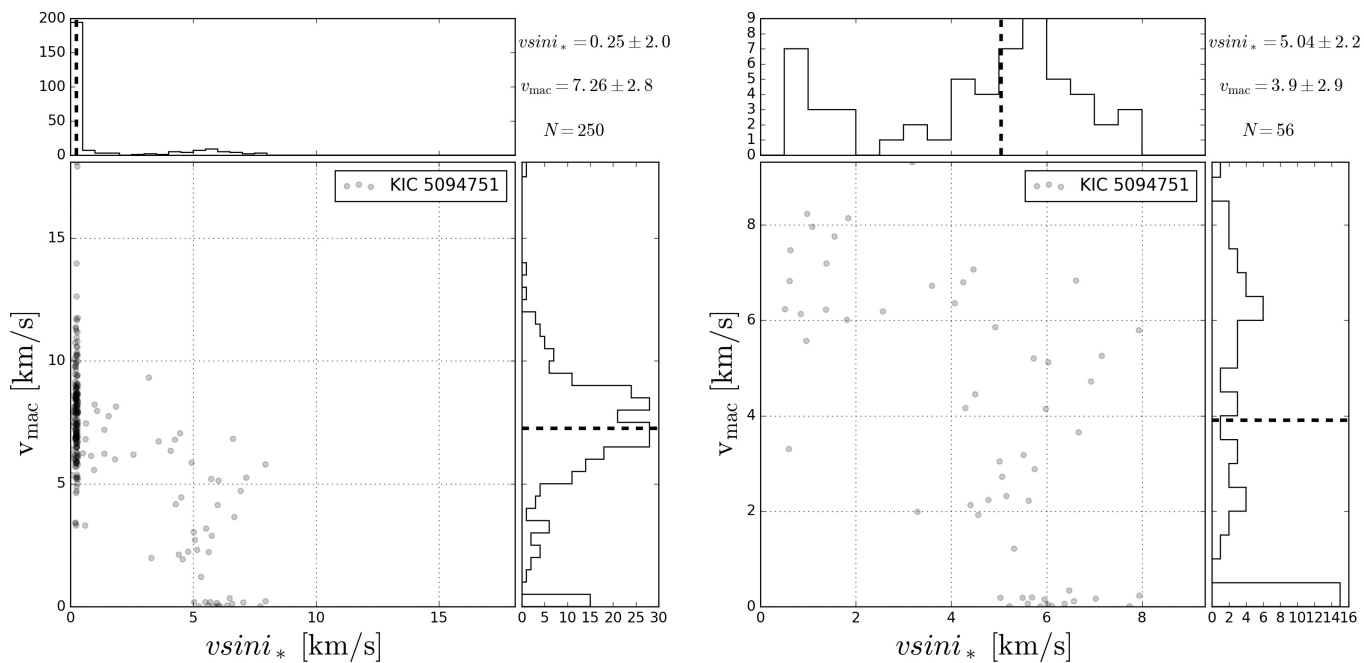
KIC 10748390: Sin mediciones determinadas



## KIC 5383248: Sin mediciones determinadas



## KIC 5094751: Sin mediciones determinadas



# Bibliografía

- Aerts, C., Puls, J., Godart, M., & Dupret, M.-A. 2009a, *Astronomy and Astrophysics*, 508, 409
- Aerts, C., Puls, J., Godart, M., & Dupret, M.-A. 2009b, *Communications in Asteroseismology*, 158, 66
- Albrecht, S., Winn, J. N., Butler, R. P., et al. 2012a, *The Astrophysical Journal*, 744, 189
- Albrecht, S., Winn, J. N., Johnson, J. A., et al. 2012b, *Astrophysical Journal*, 757
- Anderson, K. R., Storch, N. I., & Lai, D. 2015, arXiv:1510.08918, 35
- Armitage, P. J. 2010, *Astrophysics of Planet Formation*, 294
- Bakos, G. Á., Torres, G., Pál, A., et al. 2010, *The Astrophysical Journal*, 710, 1724
- Barnes, J. W. 2009, *The Astrophysical Journal*, 705, 683
- Barnes, J. W., Ahlers, J. P., Seubert, S. A., & Relles, H. M. 2015, *The Astrophysical Journal*, 808, L38
- Barnes, J. W., Linscott, E., & Shporer, A. 2011, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 197, 10
- Barnes, S. A. 2003, *The Astrophysical Journal*, 586, 464
- Batalha, N. M., Rowe, J. F., Bryson, S. T., et al. 2013, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 204, 24
- Bate, M. R., Lodato, G., & Pringle, J. E. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 401, 1505

- Batygin, K. & Brown, M. E. 2016, *The Astronomical Journal*, 151, 22
- Baştürk, Ö., Dall, T. H., Collet, R., Lo Curto, G., & Selam, S. O. 2011, *Astronomy & Astrophysics*, 535, A17
- Beaugé, C. & Nesvorný, D. 2012, *The Astrophysical Journal*, 751, 119
- Beck, J. G. & Giles, P. 2005, *The Astrophysical Journal*, 621, L153
- Benevolenskaya, E., Slater, G., & Lemen, J. 2014, *Solar Physics*, 289, 3371
- Benítez-Llambay, P., Masset, F., Koenigsberger, G., & Szulágyi, J. 2015, *Nature*, 520, 63
- Benz, W. & Mayor, M. 1984, *Astronomy & Astrophysics*, 138, 183
- Bernacca, P. L. & Perinotto, M. 1970, *Contributi dell'Osservatorio Astrofisica dell'Universita di Padova in Asiago*, 239
- Bodenheimer, P. & Pollack, J. B. 1986, *Icarus*, 67, 391
- Borucki, W. J., Koch, D., Basri, G., et al. 2010, *Science*, 327, 977
- Borucki, W. J., Koch, D. G., Basri, G., et al. 2011, *The Astrophysical Journal*, 736, 19
- Bourrier, V. & Hébrard, G. 2014, *Astronomy & Astrophysics*, 569, A65
- Brinch, C., Jørgensen, J. K., Hogerheijde, M. R., Nelson, R. P., & Gressel, O. 2016, *The Astrophysical Journal Letters*, 830, 1
- Brott, I., de Mink, S. E., Cantiello, M., et al. 2011, *Astronomy and Astrophysics*, 530, A115
- Brown, D. J. A., Triaud, A. H. M. J., Doyle, A. P., et al. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 464, 810
- Browning, M. K., Basri, G., Marcy, G. W., West, A. A., & Zhang, J. 2010, *Astrophysical Journal*, 139, 504
- Campante, T. L., Lund, M. N., Kuszlewicz, J. S., et al. 2016, *The Astrophysical Journal*, 819, 85
- Cantiello, M., Langer, N., Brott, I., et al. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 499, 279
- Carney, B. W., Gray, D. F., Yong, D., et al. 2008, *The Astrophysical Journal*, 135, 892



- Castelli, F. & Kurucz, R. L. 2004, ArXiv Astrophysics e-prints
- Chaplin, W. J., Sanchis-Ojeda, R., Campante, T. L., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 766, 101
- Charbonneau, D., Brown, T. M., Latham, D. W., & Mayor, M. 2000, *The Astrophysical Journal*, 529, L45
- Coughlin, J. L., Mullally, F., Thompson, S. E., et al. 2016, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 224, 12
- Cresswell, P., Dirksen, G., Kley, W., & Nelson, R. P. 2007, *Astronomy and Astrophysics*, 473, 329
- Daemgen, S., Hormuth, F., Brandner, W., et al. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 498, 567
- Dall, T. H., Santos, N. C., Arentoft, T., Bedding, T. R., & Kjeldsen, H. 2006, *A&A*, 454, 341
- Dhital, S., West, A. A., Stassun, K. G., & Bochanski, J. J. 2011, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 43, American Astronomical Society Meeting Abstracts #217, 307.03
- Doyle, A. P., Davies, G. R., Smalley, B., Chaplin, W. J., & Elsworth, Y. 2014, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 444, 3592
- Ducati, J. R. 2002, *VizieR Online Data Catalog*, 2237
- Eggleton, P. P., Kiseleva, L. G., & Hut, P. 1998, *The Astrophysical Journal*, 499, 853
- Fabrycky, D. C. & Tremaine, S. 2007, *The Astrophysical Journal*, 669, 1298
- Fossati, L., Ryabchikova, T., Shulyak, D. V., et al. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 417, 495
- Foucart, F. & Lai, D. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 412, 2799
- Gaia Collaboration. 2016, *VizieR Online Data Catalog*, 1337
- Giclas, H. L., Burnham, R., & Thomas, N. G. 1971, Lowell proper motion survey Northern Hemisphere. The G numbered stars. 8991 stars fainter than magnitude 8 with motions  $> 0''.26/\text{year}$
- Gilliland, R. L., Marcy, G. W., Rowe, J. F., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 766, 40

- Grassitelli, L., Fossati, L., Langer, N., et al. 2015, *a&a*, 584, 2
- Gray, D. F. 1975, *Astrophysical Journal*, 202, 148
- Gray, D. F. 2005, *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 117, 711
- Hadden, S. & Lithwick, Y. 2014, *The Astrophysical Journal*, 787, 80
- Hanuschik, R. W. 2003, *Astronomy and Astrophysics*, 407, 1157
- Hartmann, L. & Kenyon, S. J. 1985, *Astrophysical Journal*, 299, 462
- Hartmann, L. & Kenyon, S. J. 1996, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 34, 207
- Hébrard, G., Bouchy, F., Pont, F., et al. 2008, *Astronomy and Astrophysics*, 488, 763
- Heger, A., Langer, N., & Woosley, S. E. 2000, *The Astrophysical Journal*, 528, 368
- Herbig, G. H. 1989, in *European Southern Observatory Conference and Workshop Proceedings*, Vol. 33, *European Southern Observatory Conference and Workshop Proceedings*, ed. B. Reipurth, 233–246
- Hioki, T., Itoh, Y., Oasa, Y., Fukagawa, M., & Hayashi, M. 2011, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 63, 543
- Hirano, T., Sanchis-Ojeda, R., Takeda, Y., et al. 2012, *The Astrophysical Journal*, 756, 66
- Huber, D., Aguirre, V. S., Matthews, J. M., et al. 2014, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 211, 2
- Huber, K. F., Czesla, S., & Schmitt, J. H. M. M. 2017, *Astronomy & Astrophysics*, 597, A113
- Hut, P. 1981, *Tidal evolution in close binary systems*
- Ida, S. & Lin, D. N. C. 2004, *The Astrophysical Journal*, 616, 567
- Jeans, J. H. 1942, *Nature*, 149, 695
- Kant, I. 1755, *Allgemeine Naturgeschichte und Theorie des Himmels*
- Kennedy, G. M., Wyatt, M. C., Sibthorpe, B., et al. 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 421, 2264

- Kley, W. & Nelson, R. P. 2012
- Knutson, H. A., Fulton, B. J., Montet, B. T., et al. 2014, *The Astrophysical Journal*, 785, 126
- Kochukhov, O., Romanyuk, I. I., & Kudryavtsev, D. O. 2007, in *Physics of Magnetic Stars*, eds. I.I., 109
- Kozai, Y. 1962, *Astronomical Journal*, 67, 591
- Kraft, R. P. & Wrubel, M. H. 1965, *The Astrophysical Journal*, 142, 703
- Kupka, F., Piskunov, N., Ryabchikova, T. A., Stempels, H. C., & Weiss, W. W. 1999, *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 138, 119
- Lai, D. 2014, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 440, 3532
- Lidov, M. L. 1962, *Planetary and Space Science*, 9, 719
- Lin, D. N. C., Bodenheimer, P. H., & Richardson, D. C. 1996, *Nature*, 380, 606
- Lissauer, J. J. 1993, *ARA&A*, 31, 129
- Lissauer, J. J., Ragozzine, D., Fabrycky, D. C., et al. 2011, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 197, 8
- Mandel, K. & Agol, E. 2002, *The Astrophysical Journal*, 580, L171
- Marcy, G. W., Isaacson, H., Howard, A. W., et al. 2014, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 210, 20
- Marsden, S. C., Petit, P., Jeffers, S. V., et al. 2014, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 444, 3517
- Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., et al. 2003, *The Messenger*, 114, 20
- Mayor, M. & Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 355
- McLaughlin, D. B. 1924, *The Astrophysical Journal*, 60, 22
- McQuillan, A., Mazeh, T., & Aigrain, S. 2013, *The Astrophysical Journal*, 775, L11
- Melo, C. H. F., Pasquini, L., & de Medeiros, J. R. 2001, *a&a* 375, 851–862 (2001), 375

- Mihalas, D. 1978, *Stellar atmospheres* /2nd edition/
- Mishenina, T. V., Pignatari, M., Korotin, S. A., et al. 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 552, A128
- Moutou, C., Hébrard, G., Bouchy, F., et al. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 498, L5
- Nagasawa, M., Ida, S., & Bessho, T. 2008, *The Astrophysical Journal*, 678, 498
- Naoz, S., Farr, W. M., Lithwick, Y., & Rasio, F. A. 2010, *Proceedings of the International Astronomical Union*, 6, 263
- Ngo, H., Knutson, H. A., Hinkley, S., et al. 2016, *The Astrophysical Journal*, 827, 8
- Ngo, H., Knutson, H. A., Hinkley, S., et al. 2015, *The Astrophysical Journal*, 800, 138
- Noguchi, K., Aoki, W., Kawanomoto, S., et al. 2002, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 54, 855
- Nutzman, P. A., Fabrycky, D. C., & Fortney, J. J. 2011, *The Astrophysical Journal*, 740, L10
- Oja, T. 1993, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 100, 591
- Olivero, J. 1977, *Journal of Quantitative Spectroscopy and Radiative Transfer*, 17, 233
- O’Neal, D., Saar, S. H., & Neff, J. E. 1998, *The Astrophysical Journal*, 501, L73
- Osterbrock, D. E., Fulbright, J. P., Martel, A. R., et al. 1996, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 108, 277
- Owen, J. E. & Lai, D. 2017, *ArXiv e-prints*
- Perri, F. & Cameron, A. G. W. 1974, *Icarus*, 22, 416
- Piskunov, N. E., Kupka, F., Ryabchikova, T. A., Weiss, W. W., & Jeffery, C. S. 1995, *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 112, 525
- Queloz, D., Allain, S., Mermilliod, J.-C., Bouvier, J., & Mayor, M. 1998, *Astron. Astrophys.*, 335, 183
- Queloz, D., Eggenberger, A., Mayor, M., et al. 2000, *Astronomy & Astrophysics Letters*, 359, L13

- Queloz, D., Henry, G. W., Sivan, J. P., et al. 2001, *Astronomy and Astrophysics*, 379, 279
- Rabus, M., Alonso, R., Belmonte Avilés, J. A., et al. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 494, 391
- Ragozzine, D. & Holman, M. J. 2010, ArXiv e-prints
- Rasio, F. A. & Ford, E. B. 1996, *Science*, 274, 954
- Rauer, H., Catala, C., Aerts, C., et al. 2014, *Experimental Astronomy*, 38, 249
- Reiners, A. 2003, *Astronomy and Astrophysics*, 408, 707
- Rogers, T. M., Lin, D. N. C., & Lau, H. H. B. 2012, *The Astrophysical Journal*, 758, L6
- Rossiter, R. A. 1924, *The Astrophysical Journal*, 60
- Ryabchikova, T., Piskunov, N., & Shulyak, D. 2015, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 494, *Physics and Evolution of Magnetic and Related Stars*, ed. Y. Y. Balega, I. I. Romanyuk, & D. O. Kudryavtsev, 308
- Ryabchikova, T. A., Piskunov, N. E., Stempels, H. C., Kupka, F., & Weiss, W. W. 1999, *Physica Scripta Volume T*, 83, 162
- Safronov, V. S. & Zvjagina, E. V. 1969, *Icarus*, 10, 109
- Sanchis-Ojeda, R., Rappaport, S., Winn, J. N., et al. 2014, *The Astrophysical Journal*, 787
- Sanchis-Ojeda, R. & Winn, J. N. 2011, *The Astrophysical Journal*, 743, 61
- Sanchis-Ojeda, R., Winn, J. N., & Fabrycky, D. C. 2013, *Astronomische Nachrichten*, 334, 180
- Schlaufman, K. C. 2010, *The Astrophysical Journal*, 719, 602
- Seager, S. & Mallén-Ornelas, G. 2003, *The Astrophysical Journal*, 585, 1038
- Spalding, C. & Batygin, K. 2015, *Astronomy & Astrophysics*, 15
- Storch, N. I., Anderson, K. R., & Lai, D. 2014, *Science (New York, N.Y.)*, 345, 26
- Struve, O. 1929, *The Astrophysical Journal*, 69, 173
- Sweet, I. P. A. & Roy, A. E. 1953, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 113, 701

- Tajitsu, A., Aoki, W., Kawanomoto, S., & Narita, N. 2010, Publications of the National Astronomical Observatory of Japan, 13, 1
- Takakuwa, S., Saigo, K., Matsumoto, T., et al. 2017, The Astrophysical Journal, 837, 86
- Takeda, Y., Sato, B., Kambe, E., et al. 2005, Publications of the Astronomical Society of Japan, 57, 13
- Terlouw, J. P. & Vogelaar, M. G. R. 2015, Kapteyn Package, version 2.3, Kapteyn Astronomical Institute, Groningen, available from <http://www.astro.rug.nl/software/kapteyn/>
- Triaud, a. H. M. J., Collier Cameron, a., Queloz, D., et al. 2010, Astronomy and Astrophysics, 524, 25
- Trujillo, C. A. & Sheppard, S. S. 2014, Nature, 507, 471
- Udry, S. & Santos, N. C. 2007, Annual Review of Astronomy & Astrophysics, 45, 397
- Uesugi, A. & Fukuda, I. 1970, Catalogue of rotational velocities of the stars
- van Belle, G. T. & von Braun, K. 2009, The Astrophysical Journal, 694, 1085
- von Zeipel, H. 1924, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 84, 665
- Watson, C. A., Littlefair, S. P., Cameron, A. C., Dhillon, V. S., & Simpson, E. K. 2010, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society
- Winn, J. N., Fabrycky, D., Albrecht, S., & Johnson, J. A. 2010, The Astrophysical Journal, 718, L145
- Winn, J. N., Johnson, J. A., Howard, A. W., et al. 2010, The Astrophysical Journal, 723, L223
- Wolszczan, A. & Frail, D. A. 1992, Nature, 355, 145
- Woolfson, M. M. 1978, Royal Astronomical Society, Quarterly Journal, 19, 167
- Woolfson, M. M. 1993, Quarterly Journal of the Royal Astronomical Society, 34
- Wu, Y. & Murray, N. 2003, The Astrophysical Journal, 589, 605
- Yoon, S.-C., Langer, N., & Norman, C. 2006, Astronomy and Astrophysics, 460, 199