



Facultad de Ciencias
**Astronómicas
y Geofísicas**
UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA



**UNIVERSIDAD
NACIONAL
DE LA PLATA**

Tesis para obtener el grado académico de
Licenciada en Astronomía

**Determinación espectroscópica de la órbita del
sistema binario masivo HD153919**

Rebeca Elizabeth Higa

Director: Dr. Gabriel Ferrero

Agradecimientos

Primero, antes que nada, le quiero agradecer al Dr. Gabriel Ferrero. Me enseñaste a que para ser un buen científico hay que ser apasionado. Gracias por dejarme trabajar con vos, sos una extraordinaria persona y aprendí mucho de vos.

Gracias a la Universidad Nacional de La Plata y la Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, no solo por la educación de excelencia, sino porque los hermosos recuerdos que me llevo.

Gracias a mis amigos y compañeros de facultad por hacer más fáciles estos años con amor, risas y camaradería.

Por último, gracias a mi familia y amigos de Chascomús que me apoyaron desde la distancia.

Resumen

HD153919 (V884 Sco) es un sistema binario de alta masa con emisión en rayos X, formado por una estrella supergigante masiva tipo O6Iafcp y un objeto compacto. Varios autores han estudiado este sistema en diferentes rangos de energía obteniendo, entre otros resultados, una variación errática de la longitud del periastro en las soluciones orbitales ajustadas, así como una dispersión importante de las velocidades radiales observadas con respecto a las velocidades teóricas del movimiento orbital.

En esta tesis se tratará de generar una nueva solución orbital estudiando las variaciones de velocidad radial a través de observaciones espectroscópicas en el rango óptico. Este trabajo contó con 87 nuevos espectros de alta resolución y alta relación señal a ruido, con un muestreo temporal más denso que los estudios anteriores, que fueron tomados y reducidos específicamente para esta tesis.

Se realizó un análisis del comportamiento noche a noche del sistema, a partir del cual se concluyó que las variaciones no-orbitales en la velocidad radial no son erráticas. Luego se ajustó una solución orbital, hallando un periodo consistente con el obtenido por autores anteriores. Además, se encontró que la mejor solución orbital es circular, mostrando que las soluciones excéntricas obtenidas anteriormente estaban probablemente afectadas por dificultades en el muestreo.

Por último, en los residuos ($O - C$) de la solución circular se encontraron indicios de un comportamiento oscilatorio, con periodicidad consistente con pulsaciones no radiales de la estrella supergigante. Dichos residuos parecen estar asociados a variaciones en los perfiles de la línea de He II $\lambda 4542$, y tal vez de He II $\lambda 5411$, aunque sería necesario un análisis cuantitativo más detallado de los espectros para llegar a conclusiones más sólidas al respecto.

Índice general

Agradecimientos	III
Resumen	v
Introducción	IX
1. Observaciones y reducción	1
1.1. Observaciones	1
1.2. Reducción de los espectros de CASLEO	2
2. Análisis de datos	5
2.1. Medidas de velocidad radial	5
2.2. Determinación del periodo	12
2.3. Ajuste de la curva de velocidad radial	14
2.4. Análisis de los residuos	21
3. Conclusiones y trabajo a futuro	27
A. Medidas de la velocidad radial	29
A.1. Velocidades radiales que se midieron en este trabajo	29
A.2. Medidas de velocidad radial tomadas de la literatura	31
Índice de Tablas	35
Índice de Figuras	37
Bibliografía	40

Introducción

Se considera estrellas masivas a aquellas que concluyen su evolución con un colapso gravitatorio, terminando su evolución en un evento explosivo llamado supernova, y dejando como remanente un objeto compacto (un agujero negro o una estrella de neutrones). Los modelos teóricos predicen que una estrella aislada, que ingresa la secuencia principal con una masa aproximada o mayor a $8 M_{\odot}$ termina de esta manera (Poelarends et al., 2008).

Estas estrellas tienen un papel importante en la evolución de las galaxias. Durante su evolución y su final sintetizan los elementos químicos pesados (Langer, 2012), que son arrojados al medio circundante con el viento o en la explosión de supernova, enriqueciendo químicamente así la galaxia. También son una fuente de radiación ultravioleta, que junto a su fuerte viento, ionizan y producen la dinámica del medio interestelar en zonas de formación estelar. La turbulencia que introducen en el medio interestelar impulsa los mecanismos de dínamo galácticos, mientras que las ondas de choque producidas por sus vientos y sus explosiones como supernovas, suministran energía a los rayos cósmicos galácticos (Zinnecker & Yorke, 2007).

HD153919 (V884 Sco, $V=6.546$, $\alpha=17^{\text{h}} 03^{\text{m}} 56.77^{\text{s}}$, $\delta=-37^{\circ} 50' 38.91''$) es un sistema binario espectroscópico, variable en el óptico y brillante en rayos X. En la base de datos Simbad se la encuentra clasificada como un binaria de alta masa con emisión en rayos X (*High Mass X-Rays Binary*, HMXB). Este sistema está compuesto por una estrella supergigante, clasificada como O6Iafcp¹ (Sota et al., 2014) más un objeto compacto² y es la estrella más temprana encontrada en este tipo de sistema.

Su primera detección en rayos X fue realizada por el satélite Uhuru como fuente variable (catalogada como 2U 1700-37, actualmente 4U 1700-377). Fue asociada rápidamente con la estrella HD153919 como su contraparte óptica (Jones et al., 1973). Además, Jones et al. encontraron que el sistema tenía un periodo aproximado de 3.4 días en su curva de luz.

Poco después, Penny et al. (1973), analizando datos en el óptico, buscaron variaciones en el brillo, y hallaron un período similar al encontrado en rayos X (3.412 días). Además, descubrieron que el sistema tiene un exceso en la emisión en el infrarrojo. También encontraron dos disminuciones de brillo por cada ciclo, una de las cuales coincide con la caída de la emisión en X. Sin embargo, el eclipse en X es muy prolongado y gradual, demasiado para deberse a la ocultación

¹La calificación “fc” indica que en su espectro se encuentran emisiones intensas de N III $\lambda 4634-40-42$, que la línea He II $\lambda 4686$ está en emisión y que C III $\lambda 4647-50-51$ tiene una emisión tan intensa como la de N III $\lambda 4634-40-42$. La calificación “p” indica que además el espectro tiene peculiaridades (Sota et al., 2011).

²De aquí en adelante el subíndice 1 denota la estrella masiva y el subíndice 2 el objeto compacto.

de la fuente por la estrella O. Por otro lado, Penny et al. (1973) utilizaron datos espectroscópicos de van den Heuvel (1973) para estimar que la masa mínima de la componente secundaria debía ser $M_2 \sin^3 i \sim 2.3 M_\odot$. Adicionalmente, dedujeron que la secundaria no aporta mucho en luminosidad en el rango del óptico y que la variación de brillo no es causada por eclipses.

Unos años más tarde, van Paradijs et al. (1978) realizaron fotometría al sistema en el rango óptico, con la que pudieron calcular un periodo más preciso de $P \approx 3.4112$ días. La curva de luz que obtuvieron tenía las mismas disminuciones de brillo encontradas por Penny et al. (1973), pero con una variabilidad secular importante. Al final, concluyeron que la forma de la curva de luz o sus variaciones no se pueden explicar con un modelo de la estrella primaria deformada por efectos de marea.

Por otro lado, Hammerschlag-Hensberge (1978, desde aquí en adelante HH78) obtuvo 76 espectros desde ESO (*European Southern Observatory*), con los cuales midió la velocidad radial de la primaria utilizando las líneas de Balmer desde la H_{12} a la H_8 y las líneas de He II $\lambda\lambda$ 3923, 4200, 4542 y 4686 que se encuentran en absorción. Con las velocidades radiales ajustó una solución orbital obteniendo un periodo igual al de van Paradijs et al. (1978). También, dependiendo de si el ajuste lo hacía con la velocidad promedio de todas las líneas, sólo las de He II, o sólo las de Balmer, obtuvo tres longitudes del periastro: $\omega = 5^\circ \pm 22^\circ$, $327^\circ \pm 41^\circ$ y $350^\circ \pm 19^\circ$. De la misma manera, calculó una excentricidad (e) comprendida entre 0.16 y 0.25. Además, detectó variaciones erráticas en las medidas de la velocidad radial que llegan a los 30 km s^{-1} , aunque se debe tener en cuenta que estimó que el error cometido en las medidas fue de 17.08 km s^{-1} .

Analizando los datos del *Compton Gamma Ray Observatory*, Rubin et al. (1996) encontraron que la fuente es sumamente variable en escalas de tiempo de segundos a horas. Del estudio de su curva de luz detectaron una disminución secular del período $\dot{P}/P = -(3.3 \pm 0.6) \times 10^{-6} \text{ años}^{-1}$. A su vez, estimaron los parámetros físicos por medio de simulaciones Monte Carlo para una órbita circular, lo cual dio como resultado una masa para la fuente en rayos X, $M_2 = 2.6_{-1.4}^{+2.3} M_\odot$ y $M_1 = 30_{-7}^{+11} M_\odot$.

Posteriormente, Ankaý et al. (2001) estudiaron los movimientos propios de la zona en la que se encuentra HD 153919, obtenidos con el satélite *Hipparcos*. Propusieron que es una estrella *runaway* (fugitiva), que provendría de la asociación estelar Sco OB 1, probablemente del cúmulo NGC 6231. Años después, Sung et al. (2013) sugirieron que habría sido expulsada del cúmulo hace alrededor de 3 Ma.

El siguiente año, Clark et al. (2002) analizaron espectros en el ultravioleta, óptico, infrarrojo medio y cercano de HD153919, sumados a datos fotométricos. Modelando las líneas y usando el método de Monte Carlo calcularon masas probables para las dos estrellas con distintas excentricidades. Para una órbita circular, sugirieron para la primaria $M_1 = 58 \pm 11 M_\odot$ y para la secundaria $M_2 = 2.44 \pm 0.27 M_\odot$. Mientras que para una excentricidad $e = 0.22 \pm 0.04$, calcularon $M_1 = 70 \pm 7 M_\odot$ y $M_2 = 2.53 \pm 0.2 M_\odot$.

Hammerschlag-Hensberge et al. (2003) tomaron todos los espectros disponibles en el ultravioleta del satélite IUE y ajustaron una nueva solución orbital. Para el cálculo de las facetas utilizaron el periodo determinado por Rubin et al. (1996). Concluyeron que la órbita es excéntrica, con

$e \approx 0.22$ y $\omega \approx 49^\circ$, y que las desviaciones erráticas de la velocidad radial a la curva kepleriana, que habían notado en el anterior trabajo, son intrínsecas del sistema.

Ferrero (2016, desde aquí en adelante F16) estudió una muestra de sistemas binarios O+OB con órbitas excéntricas, a los cuales calculó las masas de las estrellas mediante el método del movimiento apsidal (Benvenuto et al., 2002; Ferrero et al., 2013). En la muestra se encontraba HD153919, de la cual contaba con 20 espectros con los cuales midió la velocidad radial utilizando las líneas de absorción de He II $\lambda\lambda 3923, 4200$ y 4542 . Con las medidas ajustó una solución orbital, con $e = 0.23 \pm 0.05$ y $\omega = 29^\circ \pm 20^\circ$. Analizando su solución orbital junto con las de los autores anteriores, encontró que ω tiene un comportamiento errático, que propuso explicar con una precesión orbital muy rápida. Ajustando las distintas medidas de ω obtuvo $\dot{\omega} = 0.0307 \pm 0.0021$ grados día⁻¹, con el cual calculó masas cercanas a las encontradas por Clark et al. (2002)

Cabe notar que las desviaciones erráticas de las medidas de velocidad radial respecto a la curva kepleriana pueden deberse a que el corrimiento Doppler de las líneas no sea causado solamente por el movimiento orbital, sino que haya otro fenómeno físico que produzca un movimiento en la dirección radial de las regiones donde se generan las líneas. Por ejemplo, que las líneas se produzcan en grumos (*clumpling*) dentro del viento, los cuales tengan una velocidad intrínseca diferente en cada momento. Otra posibilidad es que la estrella pulse. Tampoco puede descartarse la interacción con un tercer cuerpo. En todos los casos se suma una nueva componente a la velocidad orbital. Esto genera un problema a la hora de ajustar una solución orbital a los datos, especialmente si los espectros se toman en momentos separados por intervalos de varios meses o años, puesto que habrá una componente de la velocidad radial que no proviene del movimiento orbital, cuyo valor es diferente para cada observación, pero que no puede distinguirse de dicho movimiento.

En esta tesis se tratará de determinar los parámetros orbitales y verificar la hipótesis de movimiento apsidal rápido de Ferrero (2016), además de analizar las desviaciones erráticas de la velocidad radial con respecto a la velocidad orbital teórica.

Para obtener una medida precisa de la longitud del periastro (eludiendo el cambio secular en su posición) y minimizar además el problema de la posible componente adicional en la velocidad, se idearon nuevas observaciones espectroscópicas de HD 153919 con un muestreo lo más continuo posible. Estas observaciones tendrían que ser seguidas, inmediatamente una detrás de la otra, y durante varias noches, también sucesivas, para cubrir lo mejor posible todo un periodo orbital, con un muestreo lo más denso posible. De esta forma se podría “congelar” el movimiento apsidal y apreciar el posible fenómeno físico adicional superpuesto.

En el primer capítulo, explicaremos las observaciones obtenidas y el proceso de reducción de los datos. Las mediciones de velocidad radial y su análisis se detallarán en el segundo capítulo. Y, por último, en el tercer capítulo se expondrán las conclusiones y el trabajo a futuro que nos proponemos realizar vistos los resultados de este trabajo.

Capítulo 1

Observaciones y reducción

1.1. Observaciones

Después de idear el muestreo temporal deseado, se presentaron dos propuestas de observación en CASLEO, a las cuales el Comité Científico asignó tiempo de observación: un turno en el año 2016 y otro en el año 2017, ambos en el segundo cuatrimestre, que fueron realizados en el modo clásico, concurriendo al observatorio. Además, se contó con dos noches asignadas por el director para fin del primer cuatrimestre del 2016, durante las cuales se observó de forma remota desde las oficinas del Instituto de Astrofísica de La Plata (IALP).

Las observaciones se hicieron con el espectrógrafo REOSC en modo *echelle*¹ que se encuentra en el telescopio Jorge Sahade de 2.15 m. Los espectros se tomaron con la red de 480 l/mm y una ranura de 250 μm dando, de esta forma, un rango espectral que va de los 3600 Å a los 6100 Å y un poder resolvente $R \sim 13000$. La lámpara de comparación que se utilizó fue la de torio-argón, que cuenta con líneas en todo el rango espectral trabajado. Los espectros fueron tomados seguidos, uno detrás del otro cuando el estado del tiempo lo permitía (ver Figura 1.1).

En total se obtuvieron 83 espectros nuevos distribuidos en 10 noches, con una diferencia entre las observaciones mínima de 15 min., máxima de 30 min. y un promedio de 20 min (ver Tabla 1.1). También se contó con un espectro tomado por la Lic. Cristina Putkuri, que generosamente obtuvo en su turno de observación, que estaba seguido al nuestro.

Semestre	Noches	Espectros	
2016A*	18 y 19 de Julio	17	Rojo
2016B	16, 17 y 18 de Agosto	25	Azul
2017B	4, 5, 6, 7 y 8 de Julio	41	Verde

Tabla 1.1: Distribución espectros tomados por turno en CASLEO. Los colores son los usados en la Fig. 1.1. *: tiempo a discreción del Director.

¹*Echelle*, del francés escalera, es una red de difracción cuyas líneas tienen un perfil en forma escalera. En este modo, el instrumento REOSC cuenta con una red *echelle* y un dispersor cruzado. La luz es dispersada en un patrón con órdenes que muestran diferentes segmentos del espectro (ver Fig 1.2).

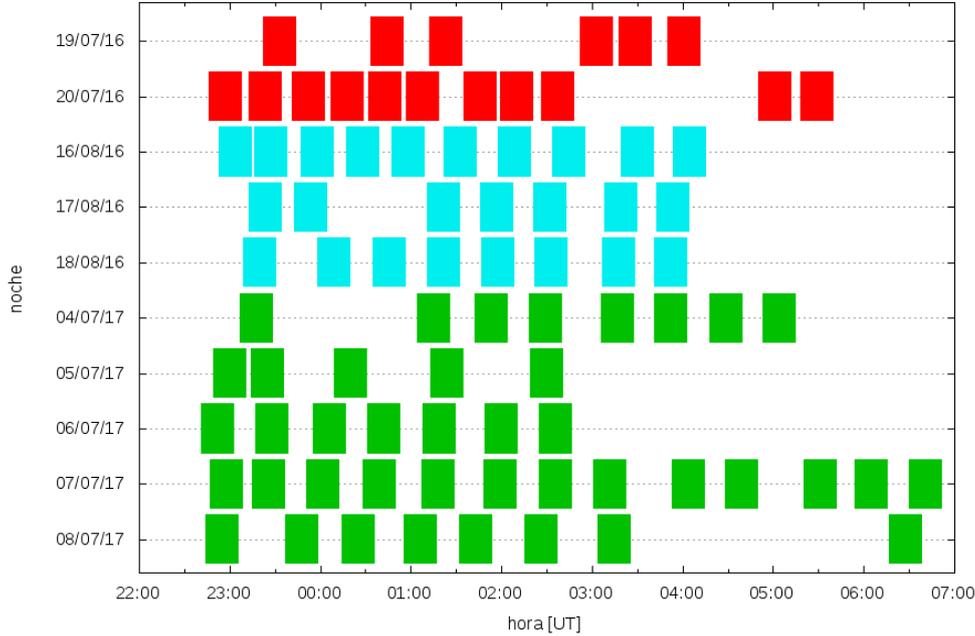


Figura 1.1: Distribución de los espectros por horario en cada noche.

Se contó, además, con 3 nuevos espectros que fueron tomados para el proyecto *OWN survey* (Gamen et al., 2008; Barbá et al., 2017). Este proyecto monitorea espectroscópicamente todas las estrellas tipo O y algunas tipo WN del hemisferio Sur, halladas en el Catálogo de estrellas O galácticas (Maíz-Apellániz et al., 2004) y en el VII Catálogo de estrellas WR galácticas (van der Hucht, 2001). Estos espectros fueron obtenidos en el Observatorio Las Campanas con el espectrógrafo *echelle* del telescopio Irénée du Pont de 2.5 m, abarcando un rango espectral desde 3500Å hasta 9850Å, con un poder resolvente $R \sim 35000$.

Sumando todos, tuvimos 87 espectros nuevos para reducir, analizar y utilizar para el nuevo ajuste de los parámetros del sistema.

1.2. Reducción de los espectros de CASLEO

Los 83 espectros de CASLEO fueron procesados usando el *software Image Reduction and Analysis Facility (IRAF)*², siguiendo los pasos aprendidos en la cátedra de Astronomía Observacional, pero adaptados para espectros *echelle*.

La Figura 1.2 muestra una imagen sin procesar de un espectro *echelle* de la noche 5 de julio del 2017. Se aprecian las trazas del espectro de la estrella sobre el CCD. Los órdenes de más arriba son los más rojos y yendo hacia abajo están los más azules. Se pueden apreciar las líneas de Na I $\lambda\lambda 5890$ y 5896 en el segundo orden completo, contando desde arriba.

²IRAF es distribuido por *National Optical Astronomy Observatories*, que es operado por la *Association of Universities for Research in Astronomy, Inc.*, bajo un acuerdo cooperativo con la *National Science Foundation*.



Figura 1.2: Imagen sin procesar de uno los espectros de CASLEO. La longitud de onda crece hacia la parte superior.

Primero, para eliminar o minimizar los efectos de las señales no deseadas en el CCD se tomaron imágenes de calibración (*bias*). Es decir, se tomaron imágenes con el obturador cerrado y con tiempo de integración cero. Dado que la corriente de oscuridad del CCD es despreciable ($1.0 \pm 0.2 e^{-} h^{-1} pix^{-1}$, según Baume et al. 2017), se decidió que no era necesario realizar la corrección por *darks*. Inmediatamente después de cada observación del objeto de interés, se tomó un espectro de la lámpara de calibración.

Todas las imágenes, ya sean de ciencia, de lámpara o *bias*, se corrigieron por *overscan* usando la tarea `ccdproc` del paquete `imred`, ajustando con un polinomio de Legendre de grado 4. Luego se recortaron (*trimming*) usando la misma tarea. Después, se procedió a generar una imagen con el promedio de los *bias* usando la tarea `zerocombine` también del paquete `imred`. Esta imagen se sustrajo a las imágenes de ciencia y de lámpara usando `ccdproc`.

Una vez realizadas estas correcciones, se empezó por la primera noche de cada turno para la extracción y la calibración en longitud de onda. Se eligió una observación para extraer un espectro de referencia para las trazas, usando la tarea de `apall` del paquete `twospec`. `apextrac` de manera interactiva. Luego, con ayuda del espectro de referencia, se extrajeron los demás en modo no-interactivo. Los espectros de las lámparas fueron extraídos siguiendo las trazas de los espectros de ciencia.

Para calibrar en longitud de onda se empleó la tarea `ecidentify` del paquete `ccdred`. `imred`. `echelle` sobre un solo espectro, que se utilizó de referencia para los demás usando la tarea `ecridentify` del mismo paquete. Luego de que todos los espectros de las lámparas obtuvieran su calibración en longitud de onda, con la tarea `refspectra` del paquete `onedspec` se asociaron las calibraciones hechas con los espectros de ciencia. Después, la calibración fue linealizada con la tarea `dispcor` del paquete `onedspec`.

Por último, con la tarea `rvcorrect` del paquete `astutil` se calculó la velocidad del observador en el sistema de referencia heliocéntrico y en la dirección de la línea de vista al sistema. Luego, con la tarea `dopcor` del paquete `ccdred`. `imred`. `echelle` se corrigieron las longitudes de onda por efecto Doppler que esta velocidad genera. Así, los espectros quedan referidos al sistema heliocéntrico.

Teniendo en cuenta que las condiciones del instrumento no varían mucho de un día a otro, para la extracción y calibración en longitud de onda de los espectros de cada noche, se utilizaron como referencia las trazas y las calibraciones en longitud de onda que se habían calculado para la noche anterior para una primera aproximación. De ese modo se agilizó el procedimiento de la reducción de los datos. Así, quedaron todas las observaciones reducidas.

Al final, se obtuvo una relación señal-ruido por encima de 100 con un valor típico de ~ 150 . Solo hubo un espectro que se descartó, dado que la señal era muy pobre. Revisando la bitácora de esa noche de observación, encontramos que estuvo nublado durante la mayor parte de la exposición.

Capítulo 2

Análisis de datos

2.1. Medidas de velocidad radial

El primer estudio fue observar el espectro (ver Figura 2.1). Este, presenta líneas de emisión C III y N III, características de las estrellas O6Iafc. Además, se observan varias líneas con perfiles más complejos donde hay emisión y absorción. Algunas de estas líneas muestran perfiles aparentemente tipo P Cygni, como por ejemplo H β o He I λ 5876. Esto planteó un problema cuando se definió qué líneas utilizar para medir la velocidad radial.

Las mediciones de la velocidad radial se realizaron usando el corrimiento por efecto Doppler de la línea He II λ 4542, que aparece en absorción. Se eligió esta línea por dos motivos: primero porque es una de las pocas líneas del espectro de HD 153919 que no tiene un perfil P Cygni o más complejo; el otro motivo es que esta línea fue utilizada por otros autores para calcular la velocidad radial (Hammerschlag-Hensberge, 1978; Ferrero, 2016). De esta forma se pueden comparar más fácilmente los resultados.

Las mediciones se llevaron a cabo con la tarea `splot` de IRAF que se encuentra en el paquete `onedspec`. Esta tarea permite, primero, normalizar los órdenes del espectro, y luego ajustar una gaussiana a la línea para obtener la longitud de onda del centro. Este ajuste se llevó a cabo en el núcleo de la línea, para evitar posibles corrimientos del centroide debidos a las pequeñas asimetrías en las líneas. En el apéndice A se detallan las velocidades radiales medidas.

A fin de calcular el error en la medición de las velocidades radiales, se analizó la línea interestelar Na I λ 5896 de la misma manera que la línea de la estrella. Esto significa que suponemos constante la velocidad del medio interestelar y que la discrepancia entre las medidas en los distintos espectros no es algo intrínseco de la línea Na I λ 5896, sino que viene dado por el proceso de medición o por errores en la reducción. El cálculo de la desviación estándar en las mediciones con esa línea fue $\sigma=1.2$ km seg $^{-1}$.

El primer análisis que se efectuó fue examinar el comportamiento de la velocidad radial en el plazo de una noche (ver las Figuras 2.2, 2.3, 2.4 y 2.5). A simple vista se puede notar que el comportamiento de una noche no es errático, sino que hay una cierta tendencia monótona en el cambio en la velocidad radial. Este comportamiento no es producto de algún error de la

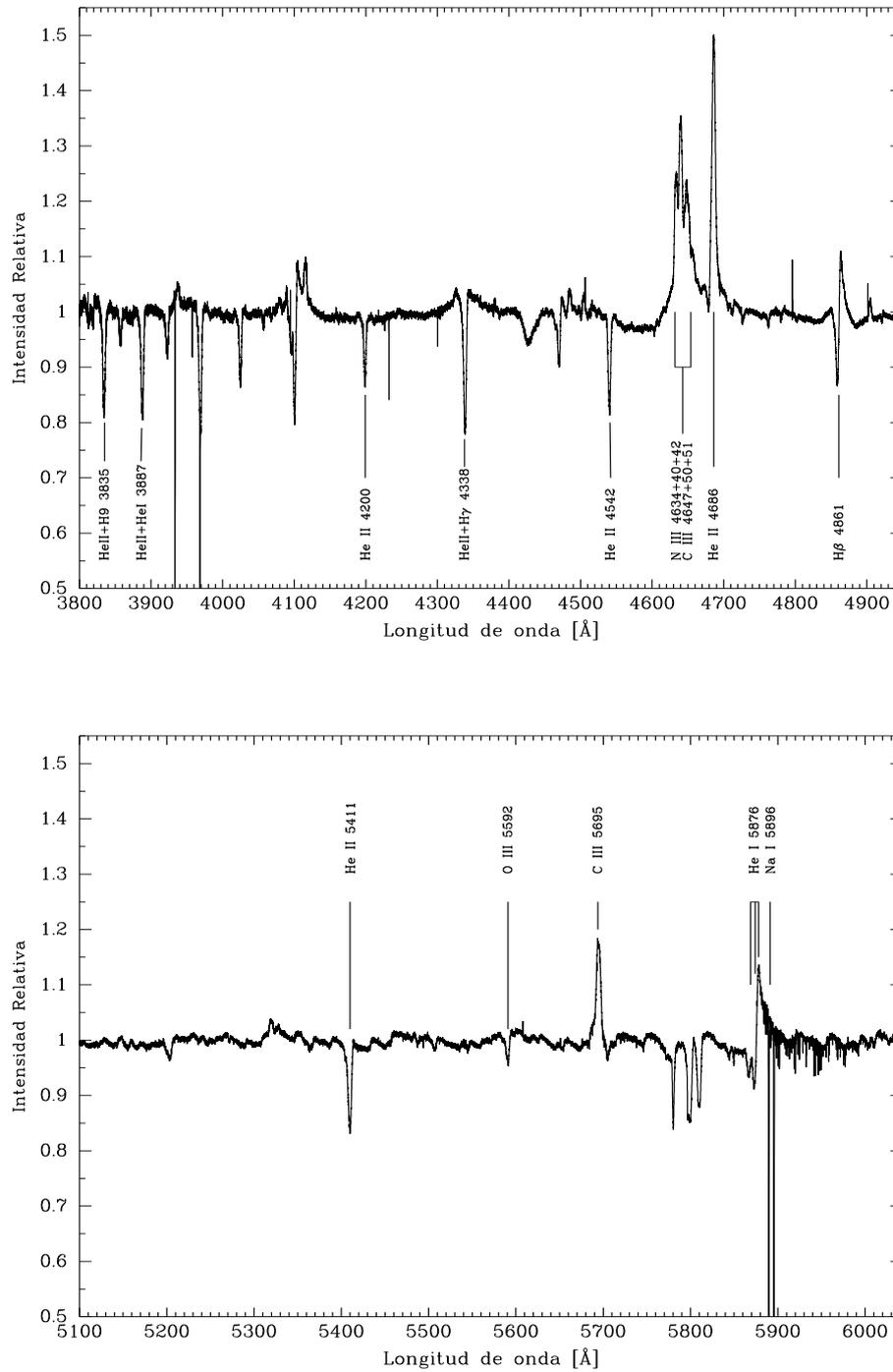


Figura 2.1: Espectro de HD153919 tomado con FEROS (ESO) para el *OWN Survey*. Figura adaptada de F16.

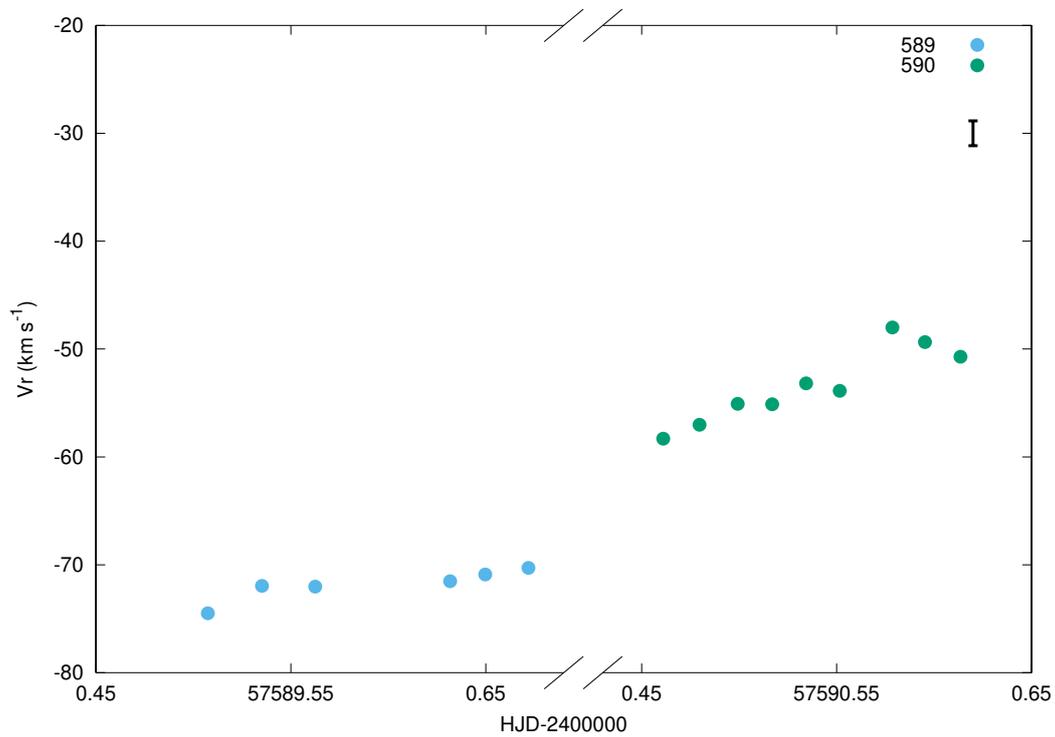


Figura 2.2: Velocidad radial contra tiempo (HJD) en noches individuales. Celeste: 19 de julio de 2016; verde: 20 de julio de 2016; la barra negra indica el error estimado en la medida.

medición – dado que el cambio de la velocidad radial es más grande que el error de la medida – así que podemos decir que procede de la estrella.

Nótese además la presencia de una oscilación con una periodicidad más larga (ver las Figuras 2.6 y 2.7; compárese por ejemplo las noches 941, 942 y 943 o 617, 618 y 619) superpuesta a oscilaciones más breves (como en la noche 939 o 942) que no parecen erráticas y que además tienen morfologías similares en noches distintas¹.

¹Véase además la curva en fase orbital en la Fig. 2.10.

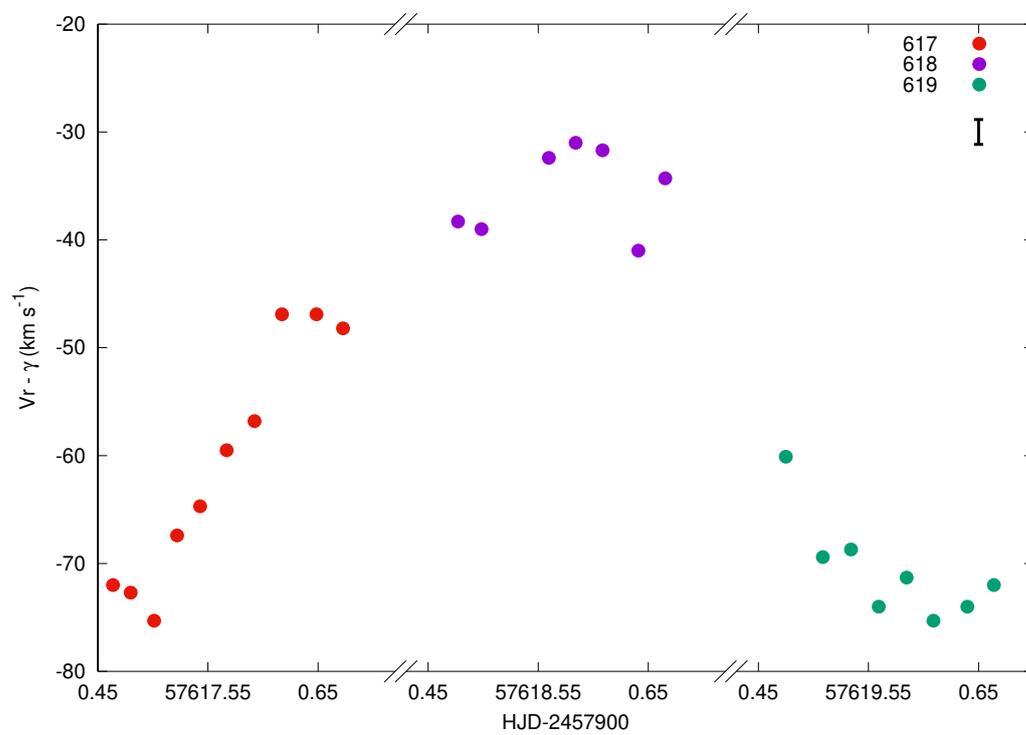


Figura 2.3: Velocidad radial contra tiempo (HJD) en noches individuales. Rojo: 16 de agosto de 2016; violeta: 17 de agosto de 2016; verde: 18 de agosto de 2016; la barra negra indica el error estimado en la medida.

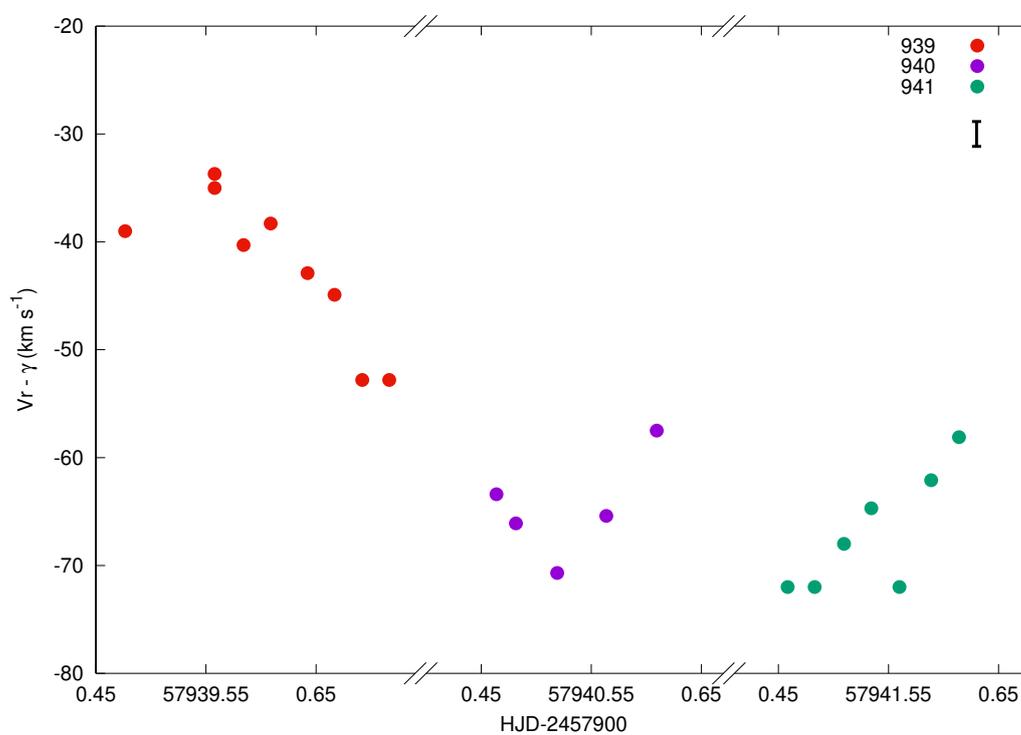


Figura 2.4: Velocidad radial contra tiempo (HJD) en noches individuales. Rojo: 4 de julio de 2017; violeta: 5 de julio de 2017; verde: 6 de julio de 2017; la barra negra indica el error estimado en la medida.

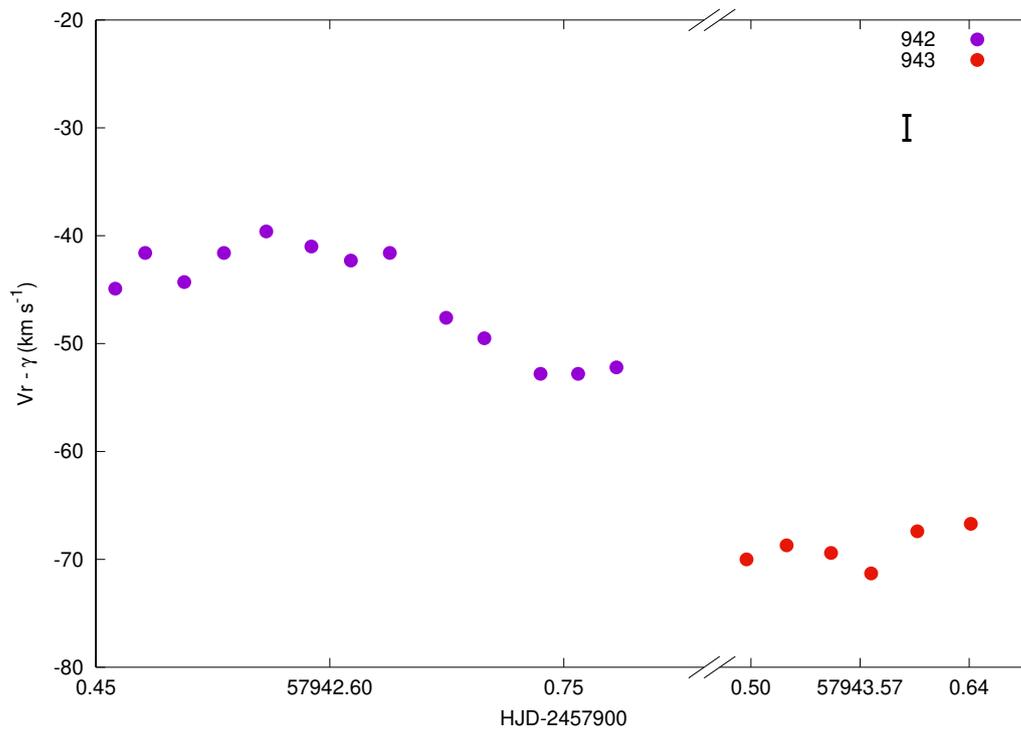


Figura 2.5: Velocidad radial contra tiempo (HJD) en noches individuales. Violeta: 7 de julio de 2017; rojo: 8 de julio de 2017; la barra negra indica el error estimado en la medida.

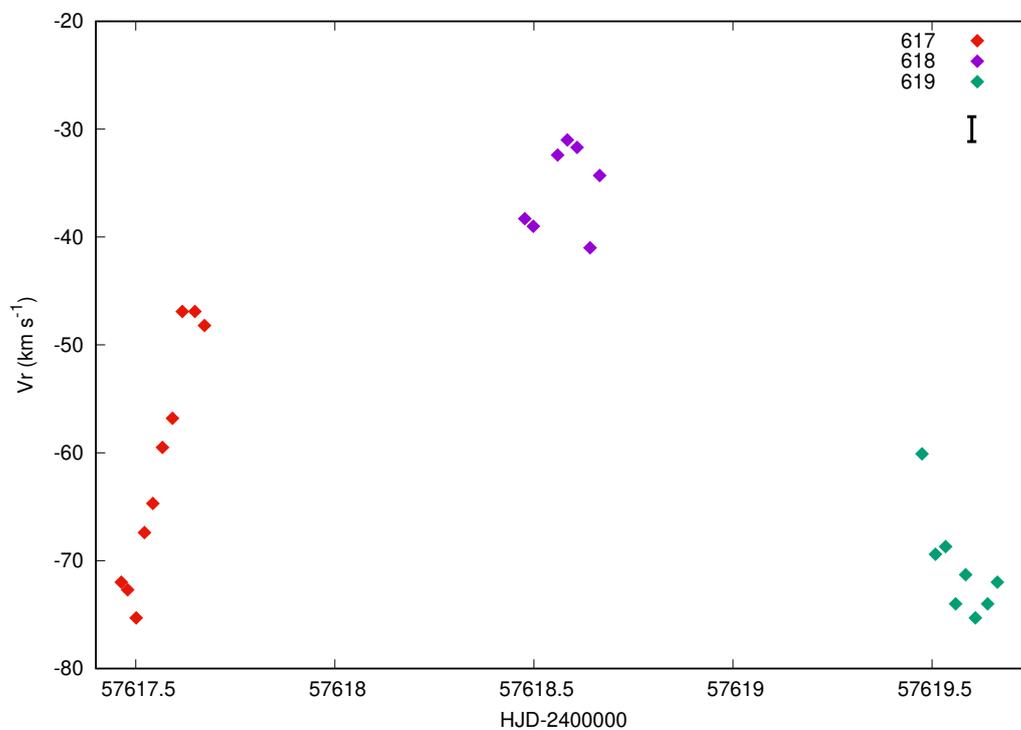


Figura 2.6: Velocidad radial contra tiempo HJD; turno de observación agosto de 2016. Las noches individuales están separadas por color; la barra negra indica el error estimado en la medida.

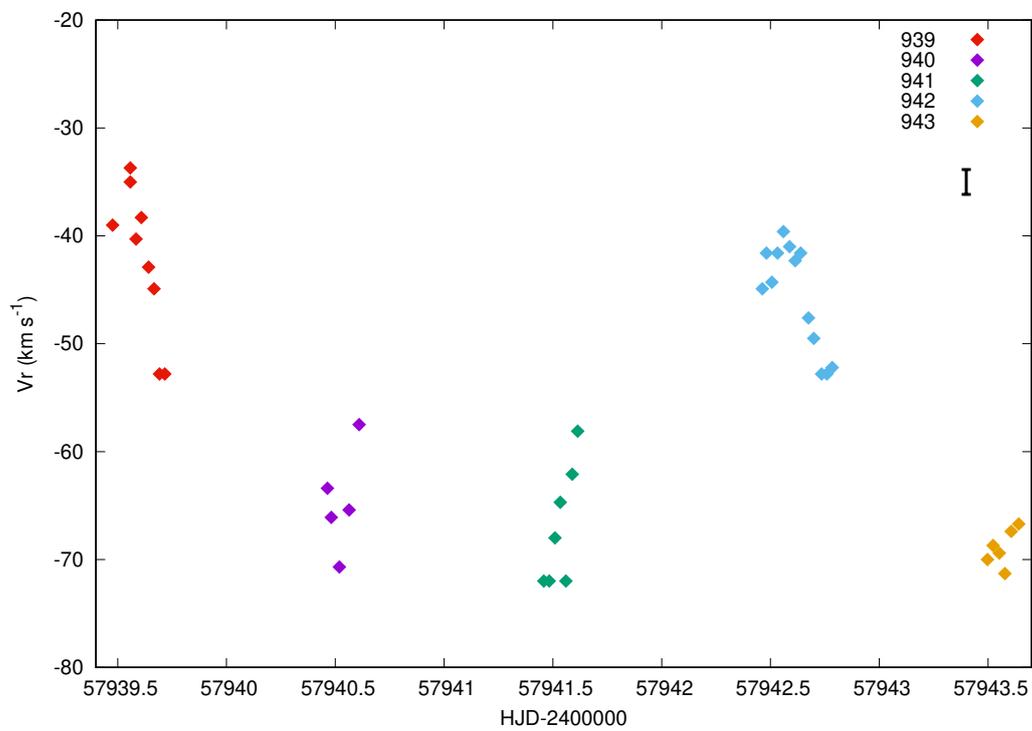


Figura 2.7: Velocidad radial contra tiempo HJD: turno de observación julio de 2017. Las noches individuales están separadas por color; la barra negra indica el error estimado en la medida.

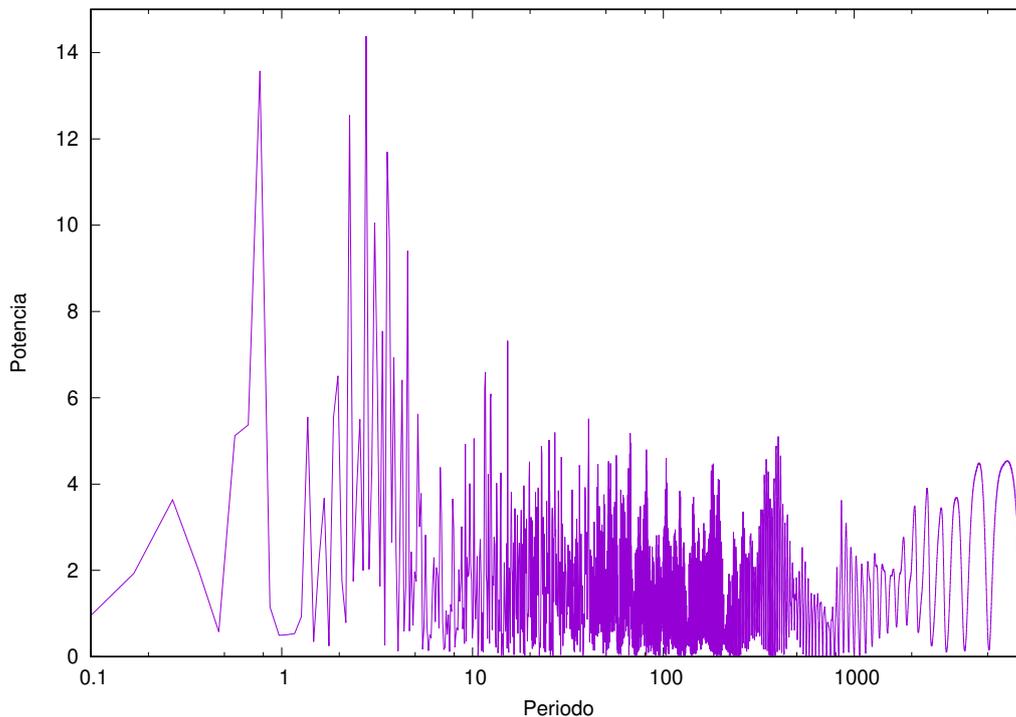


Figura 2.8: Periodograma calculado con la herramienta NEA, para periodos entre 0.06 y 8000 días.

2.2. Determinación del periodo

La determinación del periodo se realizó de dos maneras distintas. La primera fue usando la herramienta para el cálculo de periodogramas del NASA Exoplanet Archive² (NEA), que utiliza el algoritmo de Lomb-Scargle (Scargle, 1982). Este algoritmo se vale de la transformada de Fourier discreta para analizar la frecuencias más probables de los datos. El periodo más probable que calcula esta herramienta se encuentra en 3.4116 días (ver Figuras 2.8 y 2.9) siendo consistente con los resultados de los autores mencionados antes.

La otra determinación se llevó a cabo con la tarea `pdm` (*phase dispersion minimization*) de IRAF, que usa el algoritmo para variaciones no-sinusoidales de Stellingwerf (1978). Con esta tarea se obtuvo un resultado similar de 3.05 ± 0.25 días.

²NASA Exoplanet Archive es operado por el *California Institute of Technology*, bajo contrato con la *National Aeronautics and Space Administration* a cargo del *Exoplanet Exploration Program*. Se puede encontrar en <https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/cgi-bin/Pgram/nph-pgram>

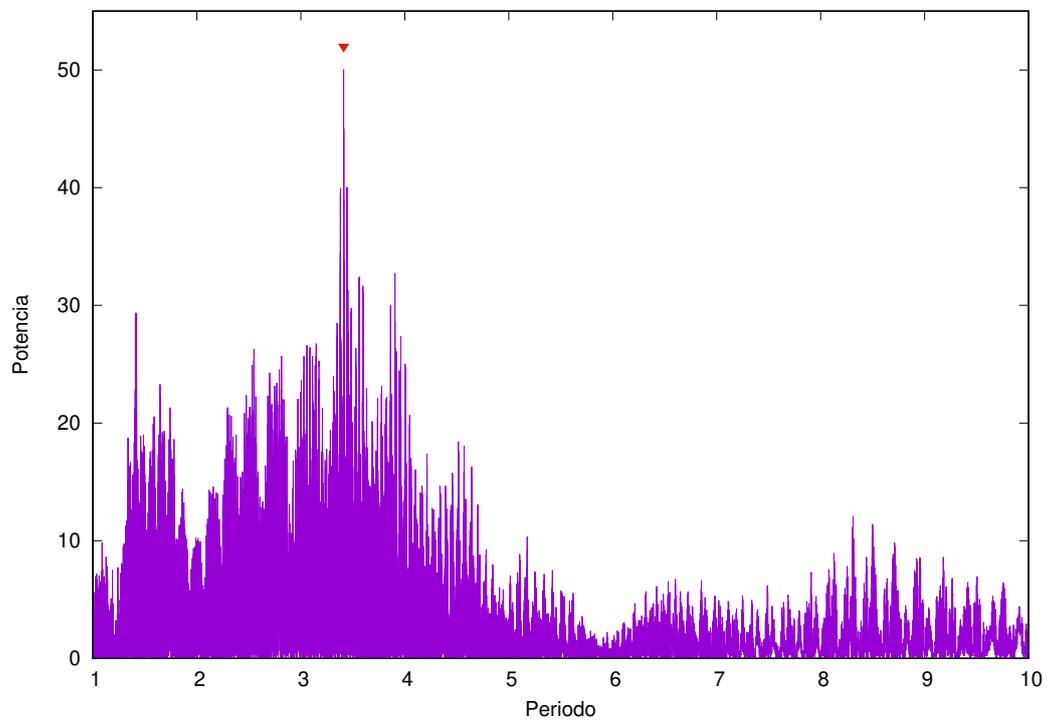


Figura 2.9: Periodograma calculado con la herramienta NEA, para periodos entre 1 y 10 días.

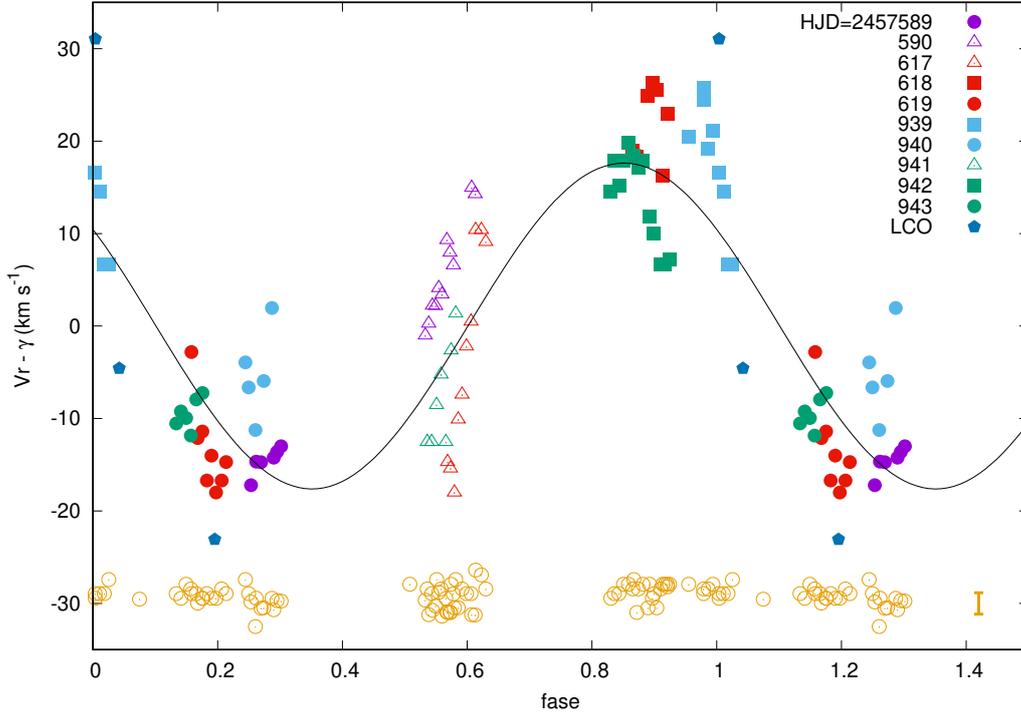


Figura 2.10: Velocidades radiales medidas en este trabajo y curva de velocidad radial ajustada con `Fotel`. Las noches están diferenciadas con distinto color o símbolo. Los círculos mostaza son las velocidades radiales de las líneas interestelares; la barra del mismo color es el error estimado en las medidas.

2.3. Ajuste de la curva de velocidad radial

Siendo el periodo de 3.4116 días el más consistente con los determinados por los anteriores autores se decidió utilizarlo como estimación inicial. El ajuste de la solución orbital fue llevado a cabo con el programa `Fotel` (Hadrava, 2004). Tal como se vio en la cátedra de Sistemas Estelares, este programa utiliza el modelo físico de una órbita kepleriana, descrito para la componente primaria por la ecuación

$$V_r = K_1[\cos(\omega + \theta) + e \cos \theta] + \gamma \quad (2.1)$$

donde K_1 es la semiamplitud de la curva de velocidad radial, θ la anomalía verdadera, ω es la longitud del periastró, y γ la velocidad del baricentro del sistema (Hilditch, 2001).

Para encontrar los parámetros que mejor ajustan las medidas observacionales, `Fotel` usa cálculos numéricos para minimizar

$$(O - C) = \sum_i (O - C)_i^2 \quad (2.2)$$

donde los $(O - C)_i$ son las diferencias entre la velocidad medida en los datos (O) y la velocidad radial teórica calculada (C) usando la ec. (2.1). Una descripción más amplia sobre el programa

Parámetros	
P (d)	3.41164 ± 0.00001
T_o (HJD)	2457939.66 ± 0.03
K_1 (km s ⁻¹)	18 ± 1
γ (km s ⁻¹)	-58 ± 1
$(O-C)$ (km s ⁻¹)	6.46

Tabla 2.1: Ajuste de la solución orbital circular

Fotel en español se puede hallar en Rodríguez (2018).

La solución circular es la más simple y además la distribución de puntos en el gráfico de la velocidad radial no sugiere pensar, en primera aproximación, otra solución orbital. Por eso, este fue el primer ajuste de la curva de velocidad radial que se realizó. Los parámetros del ajuste de la solución orbital circular se pueden ver en la Tabla 2.1. En esa Tabla, T_0 es el instante inicial usado para calcular la fase orbital ϕ del sistema, donde $\phi = (t - T_0)/P - \lfloor (t - T_0)/P \rfloor$ y $\lfloor \cdot \rfloor$ indica la función máximo entero³.

En la Figura 2.10 se muestran las medidas de velocidad radial, donde la fase fue calculada con el periodo ajustado con **Fotel**, junto con la curva teórica de la solución circular. Hay noches con fases casi iguales calculadas con el periodo ajustado que muestran comportamientos similares, a pesar que estas noches tienen meses de diferencia. Las líneas interestelares (triángulos mostaza en la Figura 2.10) muestran que estos comportamientos no se deben a un error en la medición.

No obstante, como autores anteriores a este trabajo reportaron ajustes de soluciones orbitales excéntricas, decidimos dejar libre e para comprobar cuánto mejora el ajuste (ver Tabla 2.2). Los nuevos parámetros ajustados no difieren mucho a los que obtuvimos con una solución circular. Al comparar los $(O - C)$ obtenidos en ambos ajustes se vio que la diferencia es muy pequeña (del orden de 0.3 km s^{-1}).

Dado que la diferencia entre los $(O - C)$ no parece ser muy significativa, se probó dejar fija la excentricidad en distintos valores y volver a ajustar diferentes soluciones orbitales (ver Tabla 2.2). Se notó que los $(O - C)$ no varían mucho entre la excentricidad 0 y 0.30 (la variación es por lo menos cuatro veces más pequeña que el error estimado en las medidas). Hay un mínimo de $(O - C)$ en el valor en $e=0.22$, sin embargo las diferencias con las demás soluciones son tan pequeñas que este mínimo no aparenta ser por causas físicas, sino numéricas. De hecho, si agregamos un parámetro libre a cualquier ajuste, este mejora. En la Figura 2.11 se comparan los $(O - C)$ obtenidos al variar la excentricidad.

³ T_0 es en realidad una constante arbitraria aunque, en el caso de una solución orbital circular, suele elegirse de tal modo que sea $\phi = 0$ cuando $V_r - \gamma = 0$, o alternativamente, de modo que $\phi = 0$ cuando V_r es máxima. Cuando se trata de una binaria eclipsante, suele tomarse T_0 coincidente con el instante del mínimo del eclipse principal. En este caso, para comparar la solución circular con las soluciones excéntricas mientras se hacían los ajustes, se decidió tomar T_0 de tal modo que coincidiera aproximadamente con el instante del paso por el periastro en las soluciones excéntricas (ver Tabla 2.2).

Parámetros	e libre	e fija	e fija	e fija	e fija	e fija
P [d] (fijo)	3.41164 ± 0.00001					
T_0 [HJD-2.4M d]	57939.61 ± 0.06	57939.4 ± 0.6	57939.60 ± 0.08	57939.65 ± 0.08	57939.67 ± 0.04	57939.68 ± 0.03
e	0.22 ± 0.06	0.05	0.15	0.20	0.25	0.30
ω [°]	53 ± 15	49 ± 4	47 ± 9	51 ± 9	53 ± 9	54 ± 9
K_1 [km s ⁻¹]	17 ± 1	17 ± 1	17 ± 1	17 ± 1	17 ± 1	17 ± 1
γ [km s ⁻¹]	-58 ± 1	-58 ± 1	-58 ± 1	-58 ± 1	-58 ± 1	-58 ± 1
$(O - C)$ [km s ⁻¹]	6.13	6.33	6.16	6.13	6.13	6.16

Tabla 2.2: Soluciones excéntricas ajustadas con *Fotel* para distintos valores de la excentricidad.

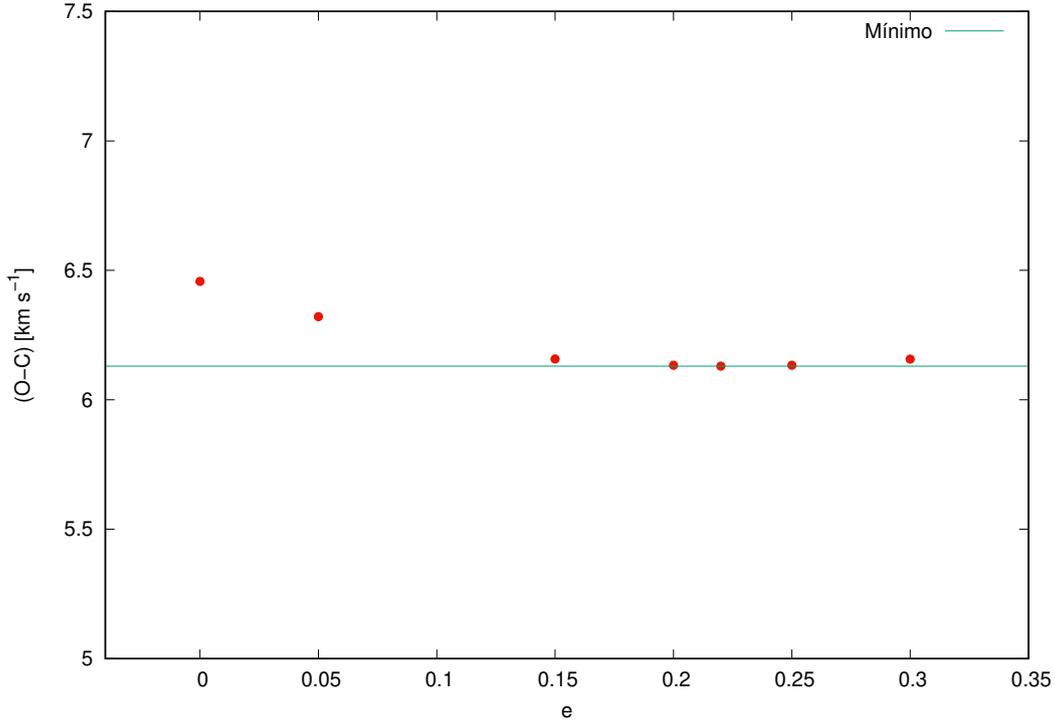


Figura 2.11: Variación de $(O - C)$ con la excentricidad.

En la Figura 2.12 (panel superior) representamos las medidas de la velocidad radial de esta tesis más las de F16, así como la curva de velocidad radial correspondiente a la solución circular. En el panel inferior se representan solamente los datos de F16 con su solución orbital. Nótese que los puntos de F16 presentan una dispersión con respecto a la curva teórica similar a los nuestros, sin embargo, si se analizan separadamente pueden ajustarse con una solución excéntrica. Probablemente este sea el motivo por el cual, tanto F16 como HH78 encontraron soluciones excéntricas.

Cuando se grafican las velocidades radiales de HH78, F16 y las de esta tesis junto con las dos posibles curvas teóricas de velocidad radial, circular y excéntrica (ver Figura 2.13), se puede apreciar primero que la dispersión de HH78 con respecto de la curva teórica está adentro del error estimado en su medición. Además no parece haber motivos para preferir la solución excéntrica.

En la Figura 2.14 se representa un esquema sencillo de la configuración del sistema, visto desde la dirección normal al plano orbital. Usando los parámetros del ajuste de la solución orbital circular y tomando una inclinación de 90° , se calcularon las órbitas de ambas componentes alrededor del centro de masa del sistema. El viento fue calculado usando la ley β para su velocidad $V_r(r) = v_\infty (1 - R_1/r)^\beta$, donde R_1 es el radio de la estrella masiva, v_∞ la velocidad terminal del viento y β una constante empírica. Esta ley ajusta muy bien la velocidad radial del viento para las estrellas masivas. Los valores usados fueron los ajustados por Clark et al. (2002): $v_\infty = 1750 \text{ km s}^{-1}$, $\beta = 1.3$ y $R_1 = 21.9_{-0.5}^{+1.3} R_\odot$. El tamaño de la segunda componente es esquemático, puesto que si se pusiera en escala no se vería. En dicha Figura 2.14 se aprecia

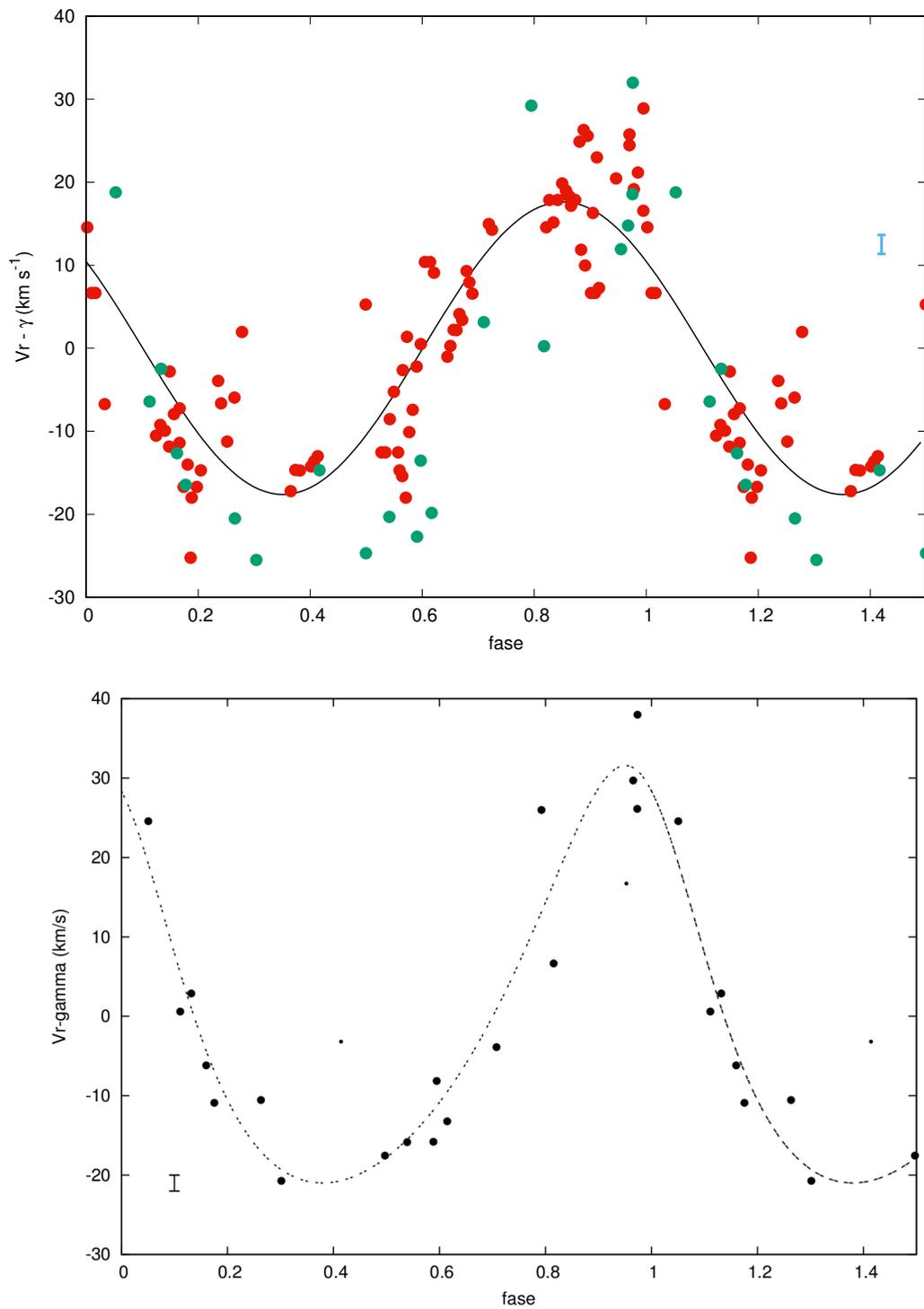


Figura 2.12: Panel superior: velocidades radiales medidas en esta tesis (círculos rojos) y en F16 (círculos verdes). Panel inferior: velocidades radiales y ajuste de F16. Nótese que la curva ajustada está muy influenciada por el muestreo.

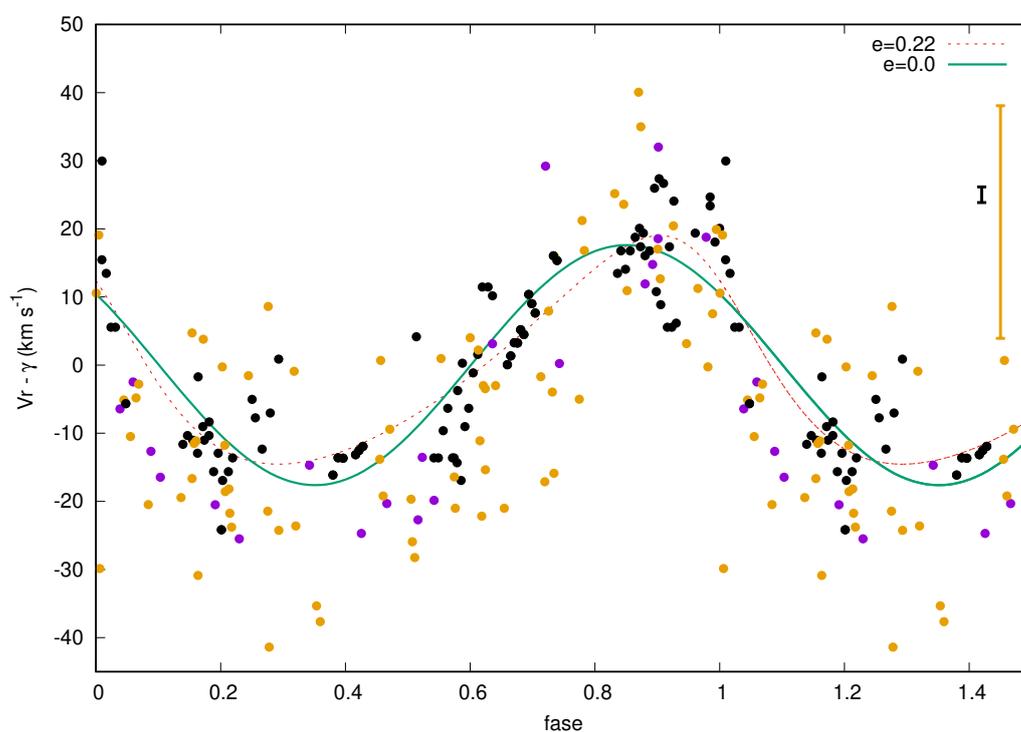


Figura 2.13: Soluciones circular y excéntrica, con las mediciones de HH78 (puntos mostaza, errores en barra del mismo color), de esta tesis (puntos negros, errores en barra del mismo color) y F16 (puntos violetas, errores del mismo orden que los de esta tesis) La curva verde es la solución circular. La roja es la solución con excentricidad no nula ($e=0.22$).

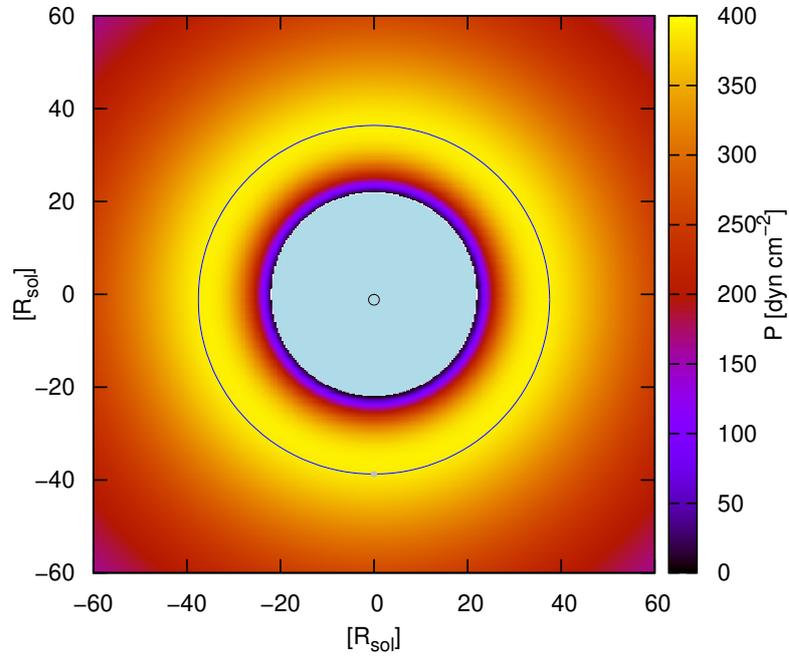


Figura 2.14: Esquema de la configuración del sistema visto desde la dirección normal al plano orbital. Sombreado gris azulado: estrella primaria; sombreado gris: objeto compacto (no a escala). Círculo negro: órbita del baricentro de la primaria; azul: secundaria. La escala de color representa la presión dinámica del viento calculada utilizando la ley β para su velocidad, y el ajuste de Clark et al. (2002).

que la componente secundaria está en la zona con más presión en el viento, por tanto no sería extraño suponer que esto haya contribuido a la circularización de la órbita, dando como más probable la solución con excentricidad nula.

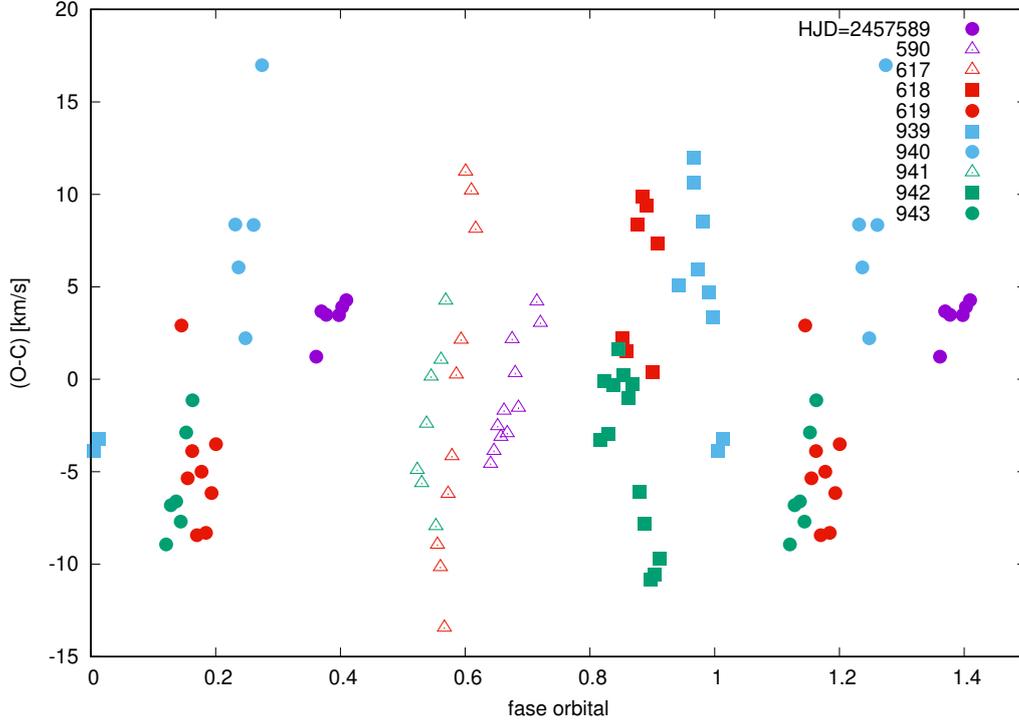


Figura 2.15: Residuos ($O - C$) de la solución orbital en función de la fase, diferenciados por noche.

2.4. Análisis de los residuos

Las velocidades radiales tienen una gran dispersión con respecto a la curva teórica de velocidad radial correspondiente a la solución ajustada. En la Figura 2.15 se puede apreciar esta dispersión, diferenciada por noche, usando la fase de la órbita. Estos residuos pueden llegar a ser muy altos, alcanzando casi los 20 km s^{-1} . Además, observando su variación a lo largo de una noche, parecen tener durante algunas horas un comportamiento monótono (creciente o decreciente), lo que nos lleva a pensar que hay otro fenómeno físico sumado al movimiento orbital.

Como hay noches de diferentes turnos que tienen un comportamiento similar para fases parecidas de la órbita, supusimos que hay una periodicidad en los residuos. Así que buscamos un periodo usando la herramienta del NEA para cálculo de periodogramas. En la Figura 2.16 se encuentra el periodograma calculado, utilizando un paso constante en frecuencia $\Delta f = 0.02 \text{ d}^{-1}$. Utilizando esta herramienta, la probabilidad de observar un pico por debajo de una potencia dada P_0 , cuando se utiliza el algoritmo de Lomb–Scargle en una señal ruidosa, es $p = 1 - \exp(-P_0)$. De donde, la probabilidad de observar picos mayores que $P_0 = 5$ debidos al ruido es $p < 1\%$.

Utilizando este criterio, encontramos 4 periodos posibles en nuestros residuos, los cuales calculamos con mayor precisión utilizando la misma herramienta pero con $\Delta f = 0.001 \text{ d}$. El pico de mayor potencia corresponde a un período $P_1 = 0.43 \text{ d}$ ($\sim 10 \text{ h}$). En la Figura 2.17 se

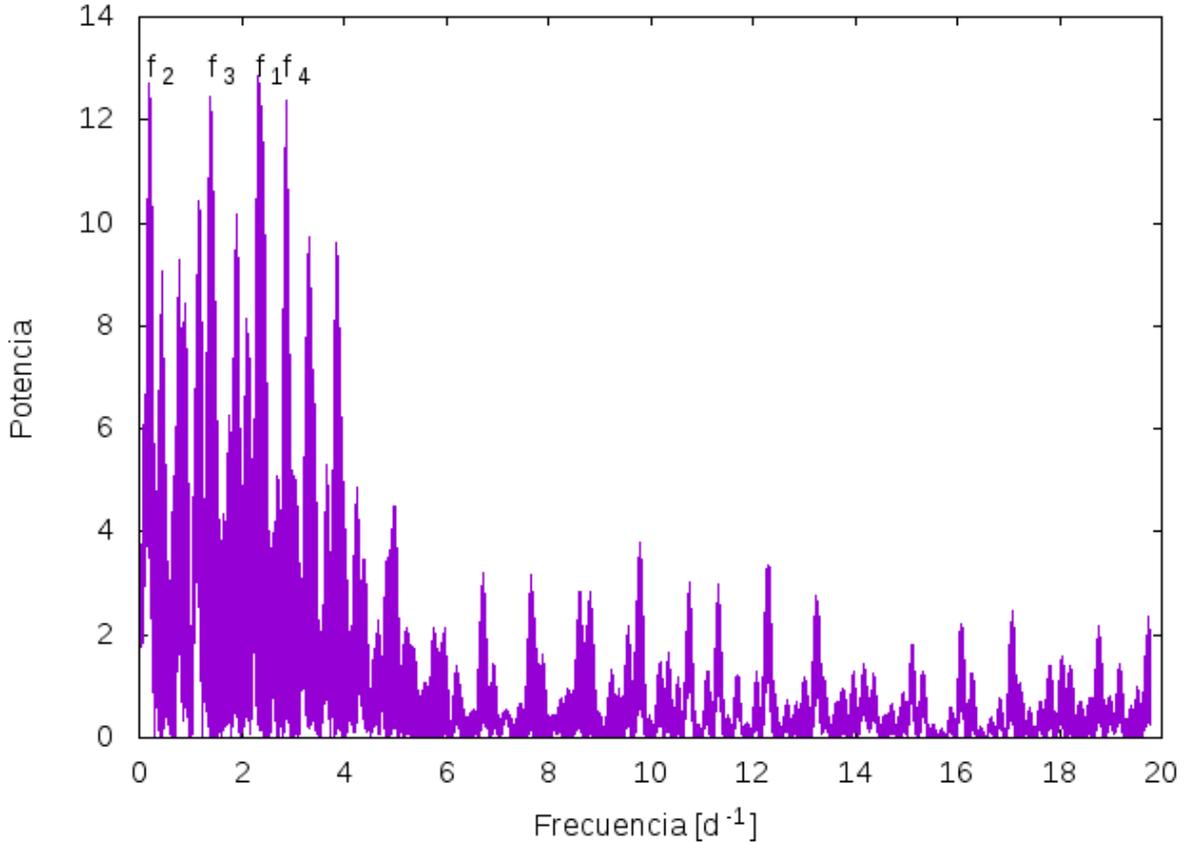


Figura 2.16: Periodograma de los residuos del ajuste orbital.

representan los residuos con la fase calculada usando P_1 . Se puede notar un comportamiento aproximadamente oscilatorio.

Los periodos que siguen en potencia son $P_2 = 4.88d$, $P_3 = 0.73d$ ($\sim 17h$) y $P_4 = 0.35d$ ($\sim 8h$). El periodo 4.88 días parece estar asociado al muestreo de nuestro datos ⁴, como puede verse por ejemplo en la Figura 2.18.

Es interesante notar que los periodos P_1 , P_3 y P_4 son compatibles con periodos de pulsaciones no radiales en estrellas de alta masa. En efecto Godart et al. (2017), en un intento por explicar el ensanchamiento de las líneas espectrales debido a la macroturbulencia, calcularon teóricamente que estrellas de $50 M_{\odot}$, con $\log T_{eff} = 4.50$ ó 4.60 , presentan pulsaciones en modos p , de orden $2 \leq l < 20$, con periodos de 8 a 12 horas (Godart et al., 2017, Sec. 4.2).

Esto nos llevó a analizar más detalladamente los perfiles de la línea He II $\lambda 4542$, que utilizamos para medir las velocidades radiales. Encontramos en varios espectros perfiles asimétricos, diferentes entre sí, y también cambios en la intensidad de la línea. A modo de ejemplo, representamos algunos de ellos en la Figura 2.19. Un comportamiento similar se observa en la línea

⁴Llegamos a esta conclusión observando el periodograma de un conjunto de datos aleatorios, muestreados de la misma manera que nuestros datos.

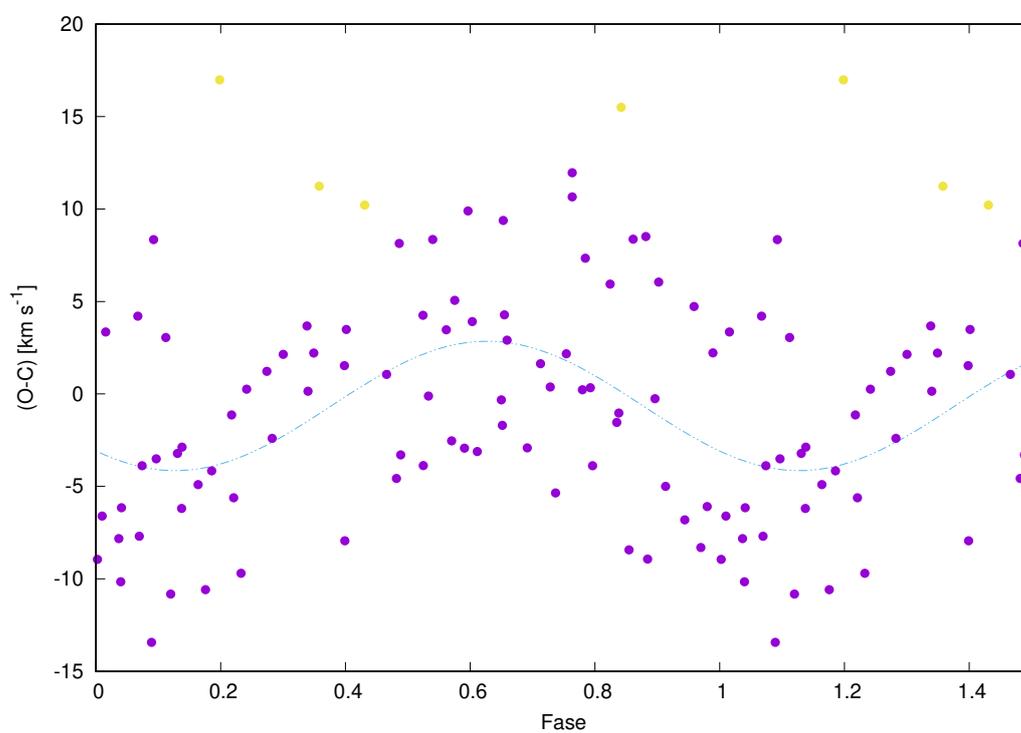


Figura 2.17: Residuos en función de la fase calculada con el periodo $P_1 = 0.43$ d. Curva celeste: ajuste de una función sinusoidal a los $(O - C)$. Puntos violetas: representan los $(O - C)$ tomados para el ajuste; punto amarillo: $(O - C)$ cuya distancia con la función sinusoidal está por encima de los 2σ y no se usaron para el ajuste.

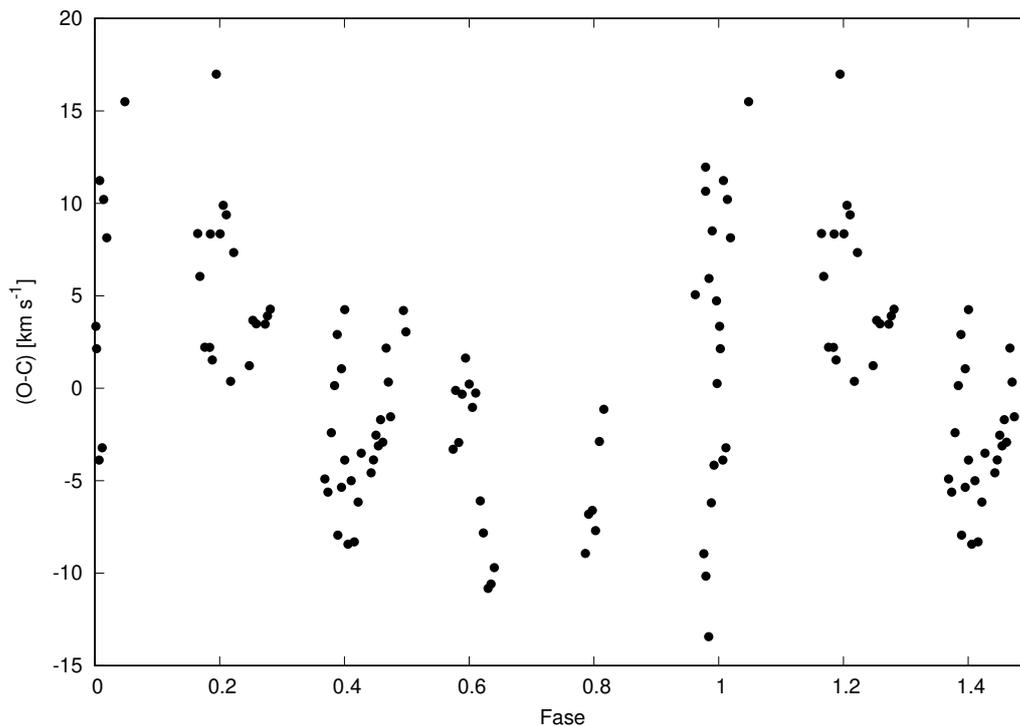


Figura 2.18: Residuos en función de la fase calculada con el periodo 4.88 d.

He II $\lambda 5411$. La comparación cualitativa de nuestros perfiles con los calculados teóricamente por Schrijvers et al. (1997) y Telting & Schrijvers (1997), así como la discusión realizada por Simón-Díaz et al. (2017), acerca de la posibilidad de explicar asimetrías y variaciones en los perfiles observados por medio de pulsaciones no radiales, sugiere que lo que estamos observando podría explicarse también de este modo.

Sin embargo, para verificar esta afirmación sería necesario un estudio adicional de los espectros, utilizando herramientas apropiadas, como por ejemplo `iacob_gbat` (Simón-Díaz et al., 2011) y es posible que nuestros espectros no tengan la resolución espectral y la relación señal ruido necesaria para este análisis. De todos modos, planeamos intentarlo antes de publicar este trabajo.

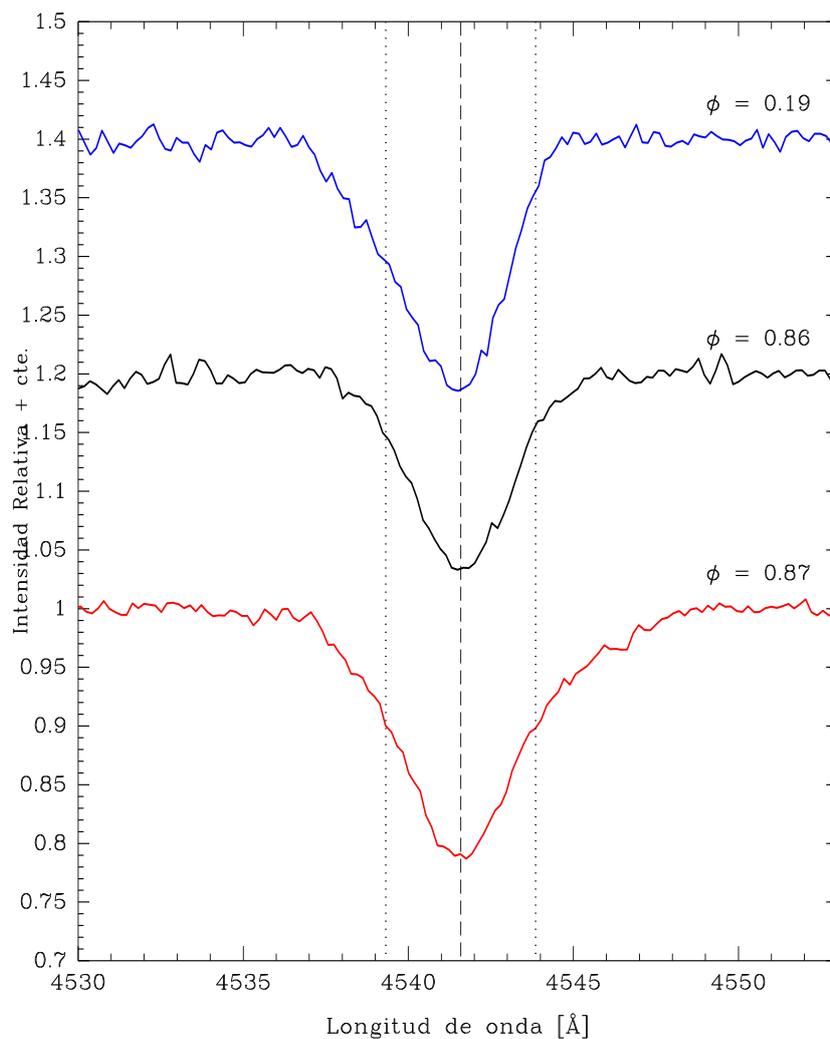


Figura 2.19: Perfiles de la línea He II $\lambda 4542$, normalizados al nivel del continuo adyacente, en diferentes fases orbitales ($\phi = 0.19, 0.86$ y 0.87). El nivel del continuo ($= 1$) se desplazó en 0.2 de un espectro a otro para mayor claridad. Se aplicó una corrección Doppler a cada espectro para compensar la velocidad radial orbital en cada fase. Línea de trazos: longitud de onda (λ_0) en reposo de la línea. Líneas punteadas: $\lambda_0 \pm \Delta\lambda_r$ donde $\Delta\lambda_r$ corresponde a la velocidad de rotación proyectada medida por Clark et al. (2002) y F16.

Capítulo 3

Conclusiones y trabajo a futuro

En este trabajo tenía como objetivo inicial determinar una nueva solución orbital del sistema binario HD153919, que proporcionara un valor preciso de la longitud de su periastro, y permitiera confirmar la posible existencia de un movimiento apsidal muy rápido. Para eso, se ideó una nueva estrategia observacional para el sistema, que consistía en adquirir espectros con un muestreo temporal lo más denso posible. Debido a ello, la carga de trabajo más importante durante esta tesis estuvo en la obtención de las nuevas observaciones del sistema y en la reducción de los datos.

Esta estrategia observacional dio sus frutos, aunque no de la manera esperada. A partir del análisis de la curva de velocidad radial del sistema concluimos en primer lugar que la solución orbital más probable es circular, por lo cual no existiría una línea de las ápsides que precese. Sin embargo, haber probado que la excentricidad es nula, tiene implicancias importantes en cuanto a las estimaciones realizadas por autores anteriores para la masa de las componentes del sistema. Específicamente, significa que la masa más probable para la estrella supergigante es $M_1 \sim 58 M_{\odot}$ (ver Introducción, pág. x).

Además, este estudio ha permitido comprender que las órbitas excéntricas ajustadas por otros autores se debían a un muestreo insuficiente de la curva de velocidad radial.

Otro resultado de este trabajo fue la confirmación de que las desviaciones de las medidas de velocidad radial con respecto a la curva kepleriana teórica observadas por Hammerschlag-Hensberge et al. (2003), no se debían solamente a errores en las medidas, sino sobre todo a un fenómeno físico que ocurre en la estrella primaria.

Además, hallamos que estas desviaciones tienen un comportamiento periódico, que tal vez contiene varias frecuencias superpuestas, aunque este análisis debería ser profundizado. Los períodos encontrados en la oscilación de estas desviaciones, nos llevan a pensar que existen pulsaciones no radiales en la componente primaria. Encontramos evidencias de dichas pulsaciones también en los cambios en los perfiles de las líneas espectrales He II $\lambda\lambda$ 4542 y 5411. Sin embargo, el análisis de los perfiles de las líneas debe ser completado. En particular, hay que estudiar exhaustivamente la línea He II λ 5411 para verificar si su comportamiento es similar al de He II λ 4542.

Además, planeamos analizar cuantitativamente el espectro para determinar la velocidad de rotación de la estrella primaria y caracterizar las variaciones en el perfil de las líneas. Esto tal vez requiera la colaboración con otro grupo de investigación, que nos permita obtener datos con mejor resolución y relación señal ruido.

Apéndice A

Medidas de la velocidad radial

A.1. Velocidades radiales que se midieron en este trabajo, utilizando la línea He II $\lambda 4542$.

Datos de CASLEO	
HJD-2400000	Velocidad Radial [km s ⁻¹]
57589.5074	-74.5
57589.5352	-72.0
57589.5625	-72.0
57589.6317	-71.5
57589.6497	-70.9
57589.6719	-70.3
57590.4610	-58.3
57590.4796	-57.0
57590.4992	-55.1
57590.5169	-55.1
57590.5343	-53.2
57590.5516	-53.9
57590.5786	-48.0
57590.5953	-49.4
57590.6135	-50.7
57590.7138	-42.3
57590.7332	-43.0
57617.4636	-72.0
57617.4798	-72.7
57617.5011	-75.3
57617.5219	-67.4
57617.5428	-64.7

Datos de CASLEO	
HJD-2400000	Velocidad Radial [km s ⁻¹]
57617.5670	-59.5
57617.5923	-56.8
57617.6172	-46.9
57617.6486	-46.9
57617.6726	-48.2
57618.4772	-38.3
57618.4984	-39.0
57618.5596	-32.4
57618.5840	-31.0
57618.6084	-31.7
57618.6410	-41.0
57618.6653	-34.3
57619.4749	-60.1
57619.5085	-69.4
57619.5341	-68.7
57619.5593	-74.0
57619.5846	-71.3
57619.6090	-75.3
57619.6398	-74.0
57619.6639	-72.0
57939.4765	-39.0
57939.5579	-35.0
57939.5579	-33.7
57939.5841	-40.3
57939.6088	-38.3
57939.6422	-42.9
57939.6667	-44.9
57939.6920	-52.8
57939.7165	-52.8
57940.4639	-63.4
57940.4815	-66.1
57940.5191	-70.7
57940.5637	-65.4
57940.6095	-57.5
57941.4584	-72.0
57941.4830	-72.0
57941.5096	-68.0
57941.5344	-64.7

Datos de CASLEO	
HJD-2400000	Velocidad Radial [km s ⁻¹]
57941.5600	-72.0
57941.5888	-62.1
57941.6141	-58.1
57942.4624	-44.9
57942.4816	-41.6
57942.5066	-44.3
57942.5321	-41.6
57942.5592	-39.6
57942.5882	-41.0
57942.6135	-42.3
57942.6385	-41.6
57942.6746	-47.6
57942.6991	-49.5
57942.7351	-52.8
57942.7592	-52.8
57942.7838	-52.2
57943.4972	-70.0
57943.5229	-68.7
57943.5514	-69.4
57943.5771	-71.3
57943.6067	-67.4
57943.6410	-66.7
57944.7746	-54.2

Datos de LCO	
HJD-2400000	Velocidad Radial [km s ⁻¹]
57567.7743	-28.4
57591.7859	-64.0
57595.7205	-82.5

A.2. Medidas de velocidad radial tomadas de la literatura

Datos de Ferrero (2016)	
HJD-2400000	Velocidad Radial [km s ⁻¹]
54582.8574	-71.0
54693.5134	-71.9
54696.5919	-83.1

Datos de Ferrero (2016)	
HJD-2400000	Velocidad Radial [km s ⁻¹]
54697.5992	-29.2
54954.7776	-74.8
54961.9009	-78.9
54964.8634	-60.9
54966.8287	-55.2
54967.7360	-26.4
54968.8552	-83.9
55047.7068	-73.1
55049.6137	-39.8
55380.8058	-39.6
55382.6412	-81.1
55430.4924	-78.2
55431.6461	-46.4
55434.5894	-58.1
55435.5979	-64.8
55699.7541	-78.7
55987.7853	-43.6

Datos de Hammerschlag-Hensberge (1978)	
HJD-2400000	Velocidad Radial [km s ⁻¹]
41772.7900	-49.8
41772.8480	-82.6
41773.7350	-57.4
41773.8950	-54.4
41774.7530	-47.5
41775.7250	-77.8
41776.8120	-72.2
41778.8240	-63.5
41779.7640	-82.0
41779.8780	-93.7
41780.8570	-61.4
41781.7440	-41.4
41781.8300	-37.9
41782.6700	-54.6
41782.7740	-58.6
41782.9170	-59.9
42168.6820	-59.3

Datos de Hammerschlag-Hensberge (1978)	
HJD-2400000	Velocidad Radial [km s ⁻¹]
42169.7280	-73.7
42170.6850	-45.7
42171.7170	-76.9
42173.8470	-33.2
42174.6100	-68.9
42175.6480	-96.0
42176.6550	-79.4
42176.9270	-74.2
42177.6520	-55.2
42177.8540	-88.2
42180.7200	-34.8
42560.6690	-80.1
42566.6410	-47.1
42570.6980	-75.0
42571.7790	-67.8
42908.6290	-70.1
42908.6520	-76.5
42908.6660	-82.2
42908.8640	-79.8
42908.8720	-99.8
42909.6480	-78.1
42909.6550	-84.3
42909.6680	-86.6
42909.8840	-74.8
42909.8900	-79.4
42910.5680	-63.4
42910.5830	-37.2
42910.5950	-41.6
42910.8920	-18.3
42910.9040	-23.4
42911.5550	-63.2
42911.5700	-61.2
42911.6220	-78.9
42911.8620	-53.7
42911.8730	-69.9
42911.8840	-69.5
42911.8940	-89.2
42912.8930	-57.7

Datos de Hammerschlag-Hensberge (1978)	
HJD-2400000	Velocidad Radial [km s ⁻¹]
42912.9070	-77.6
42913.7690	-60.1
42913.7910	-75.5
42913.8120	-50.4
42913.8320	-62.3
42913.8490	-42.6
42914.6830	-58.6
42914.7090	-50.8
42914.7290	-38.5
42914.7490	-47.8
42914.7630	-39.3
42916.8390	-56.2
42916.8480	-69.5
42916.8570	-80.5
42916.8660	-61.4
42916.8770	-61.8

Índice de tablas

1.1. Distribución espectros tomados por turno en CASLEO.	1
2.1. Ajuste de la solución orbital circular	15
2.2. Soluciones excéntricas ajustadas con Fotel para distintos valores de la excentricidad.	16

Índice de figuras

1.1. Distribución de los espectros por horario en cada noche.	2
1.2. Imagen sin procesar de uno los espectros de CASLEO.	3
2.1. Espectro de HD153919 tomado con FEROS (ESO) para el <i>OWN Survey</i> . Figura adaptada de F16.	6
2.2. Velocidad radial contra tiempo (HJD) en noches individuales, parte I.	7
2.3. Velocidad radial contra tiempo (HJD) en noches individuales, parte II	8
2.4. Velocidad radial contra tiempo (HJD) en noches individuales, parte III.	9
2.5. Velocidad radial contra tiempo (HJD) en noches individuales, parte IV.	10
2.6. Velocidad radial contra tiempo HJD: turno de observación agosto de 2016.	10
2.7. Velocidad radial contra tiempo HJD: turno de observación julio de 2017.	11
2.8. Periodograma calculado con la herramienta NEA, para periodos entre 0.06 y 8000 días	12
2.9. Periodograma calculado con la herramienta NEA, para periodos entre 1 y 10 días	13
2.10. Velocidad radial, solución circular y mediciones interestelares	14
2.11. Variación de $(O-C)$ con la excentricidad	17
2.12. Comparación entre la solución circular y ajuste de Ferrero (2016)	18
2.13. Soluciones circular y excéntrica, con las mediciones de F16, HH78 y los de esta tesis.	19
2.14. Esquema de la configuración del sistema.	20
2.15. Residuos de la solución orbital en función de la fase	21
2.16. Periodograma de los residuos	22
2.17. Residuos en fase para el periodo $P_1 = 0.43$ d	23
2.18. Residuos en fase para el periodo $P_2 = 4.88$ d	24
2.19. Perfiles	25

Bibliografía

- Ankay A., Kaper L., de Bruijne J. H. J., Dewi J., Hoogerwerf R., Savonije G. J., 2001, *Astronomy & Astrophysics*, 370, 170
- Barbá R. H., Gamen R., Arias J. I., Morrell N. I., 2017, in Eldridge J. J., Bray J. C., McClelland L. A. S., Xiao L., eds, *The Lives and Death-Throes of Massive Stars Vol. 329 of IAU Symposium, OWN Survey: a spectroscopic monitoring of Southern Galactic O and WN-type stars*. pp 89–96
- Baume G., Coronel C., De Bórtoli B., Ennis A. I., Fernández Lajús E., Filócomo A., Gamen R., Higa R., Pessi P. J., Putkuri C., Rodriguez C., Unamuno A., 2017, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 59, 46
- Benvenuto O. G., Serenelli A. M., Althaus L. G., Barbá R. H., Morrell N. I., 2002, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 330, 435
- Clark J. S., Goodwin S. P., Crowther P. A., Kaper L., Fairbairn M., Langer N., Brocksopp C., 2002, *Astronomy & Astrophysics*, 392, 909
- Ferrero G., 2016, PhD thesis, Univ. Nac. de La Plata
- Ferrero G., Gamen R., Benvenuto O., Fernández-Lajús E., 2013, *MNRAS*, 433, 1300
- Gamen R., Barbá R. H., Morrell N. I., Arias J., Maíz Apellániz J., 2008, in *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series Vol. 33 of Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series, Spectroscopic Monitoring of Southern Galactic O and WN Stars*. pp 54–54
- Godart M., Simón-Díaz S., Herrero A., Dupret M. A., Grötsch-Noels A., Salmon S. J. A. J., Ventura P., 2017, *Astronomy & Astrophysics*, 597, A23
- Hadrava P., 2004, *Publications of the Astronomical Institute of the Czechoslovak Academy of Sciences*, 92, 1
- Hammerschlag-Hensberge G., 1978, *Astronomy & Astrophysics*, 64, 399
- Hammerschlag-Hensberge G., van Kerkwijk M. H., Kaper L., 2003, *Astronomy & Astrophysics*, 407, 685

- Hilditch R. W., 2001, *An Introduction to Close Binary Stars*
- Jones C., Forman W., Tananbaum H., Schreier E., Gursky H., Kellogg E., Giacconi R., 1973, *ApJL*, 181, L43
- Langer N., 2012, *ARA&A*, 50, 107
- Maíz-Apellániz J., Walborn N. R., Galué H. Á., Wei L. H., 2004, *ApJS*, 151, 103
- Penny A. J., Olowin R. P., Penfold J. E., Warren P. R., 1973, *MNRAS*, 163, 7P
- Poelarends A. J. T., Herwig F., Langer N., Heger A., 2008, *ApJ*, 675, 614
- Rodríguez C. N., 2018, Tesis de licenciatura, Universidad Nacional de La Plata
- Rubin B. C., Finger M. H., Harmon B. A., Paciesas W. S., Fishman G. J., Wilson R. B., Wilson C. A., Brock M. N., Briggs M. S., Pendleton G. N., Cominsky L. R., Roberts M. S., 1996, *ApJ*, 459, 259
- Scargle J. D., 1982, *ApJ*, 263, 835
- Schrijvers C., Telting J. H., Aerts C., Ruymaekers E., Henrichs H. F., 1997, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 121, 343
- Simón-Díaz S., Castro N., Herrero A., Puls J., Garcia M., Sabín-Sanjulián C., 2011, in *Journal of Physics Conference Series Vol. 328 of Journal of Physics Conference Series*, The IACOB project: A grid-based automatic tool for the quantitative spectroscopic analysis of O-stars. p. 012021
- Simón-Díaz S., Godart M., Castro N., Herrero A., Aerts C., Puls J., Telting J., Grassitelli L., 2017, *Astronomy & Astrophysics*, 597, A22
- Sota A., Maiz Apellaniz J., Morrell N. I., Barba R. H., Walborn N. R., Gamen R. C., Arias J. I., Alfaro E. J., 2014, *ApJS*, 211, 10
- Sota A., Maiz Apellaniz J., Walborn N. R., Alfaro E. J., Barba R. H., Morrell N. I., Gamen R. C., Arias J. I., 2011, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 193, 24
- Stellingwerf R. F., 1978, *ApJ*, 224, 953
- Sung H., Sana H., Bessell M. S., 2013, *AJ*, 145, 37
- Telting J. H., Schrijvers C., 1997, *Astronomy & Astrophysics*, 317, 723
- van den Heuvel E. P. J., 1973, *International Astronomical Union Circular*, 2526, 1
- van der Hucht K. A., 2001, *New Astronomy Reviews*, 45, 135
- van Paradijs J. A., Hammerschlag-Hensberge G., Zuiderwijk E. J., 1978, *A&AS*, 31, 189
- Zinnecker H., Yorke H. W., 2007, *Annual Reviews of Astronomy and Astrophysics*, 45, 481