



UNIVERSIDAD
NACIONAL
DE LA PLATA



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

Tesis para obtener el grado académico de
Licenciado en Astronomía

***ESTUDIO ESPECTRO – FOTOMÉTRICO DEL
SISTEMA BINARIO MASIVO HD 152590***

Jonathan Alejandro Moreno

Director: Gabriel Ferrero

Índice general

Agradecimientos	v
Resumen	vii
1. Introducción	1
1.1. Estrellas masivas	1
1.2. Estrellas binarias	2
1.3. Movimiento apsidal	9
1.4. Sistema binario HD 152590	10
1.5. Objetivos	11
2. Observaciones y Reducción	13
2.1. Observaciones	13
2.2. Reducción	15
3. Análisis de los datos	19
3.1. Código FOTEL	19
3.2. Análisis de curva de luz	21
4. Conclusiones y trabajos a futuro	33
Índice de Tablas	35
Índice de Figuras	37
Bibliografía	41

Agradecimientos

Esta tesis está dedicada a mis padres. Gracias por su amor incondicional y cuidado a través de los años. No defraudarlos y honrar los sacrificios que han hecho para que yo pudiera crecer y desarrollarme han sido una fuente inagotable de fuerzas durante la carrera.

Gabriel, durante este trabajo puse a prueba tu paciencia y buena voluntad. Por suerte descubrí que ambas tienden a infinito. El tiempo es lo más preciado que tienen las personas y vos has invertido mucho en mí. Por ello y las cosas que me enseñaste siempre estaré en deuda con vos.

Gracias a los amigos y compañeros. A los que me acompañan desde antes que llegara a La Plata por su constante apoyo y cariño. Los que hice durante la carrera los considero, junto con las cosas que aprendí, lo mejor de ella.

Por último agradezco a la Universidad Nacional de La Plata, a la comunidad del Observatorio y a todos los institutos públicos por los que pasé hasta ahora. Gracias a la educación pública y de calidad que supieron darme pude formarme como profesional.

Resumen

Las estrellas masivas cumplen un importante rol en los procesos de formación de estrellas y planetas, así como en la estructura física, química y morfológica de las galaxias. A pesar de ello, varios parámetros astrofísicos fundamentales de las estrellas de gran masa ($M \gtrsim 8M_{\odot}$) son hasta ahora muy poco conocidos, y el primero de ellos es justamente la masa.

En esta tesis se tomaron, redujeron y analizaron datos fotométricos en las bandas B, V, R e I del sistema binario eclipsante HD 152590 con el telescopio HSH de CASLEO. Además de los datos obtenidos en la observación, contamos con datos fotométricos en la banda V y espectroscópicos de otros autores. Haciendo uso de los diferentes grupos de datos fotométricos, confeccionamos distintas curvas de luz. Luego, usando el programa FOTEL, creado específicamente para calcular soluciones orbitales (o sea el conjunto de parámetros que describen una órbita) para sistemas binarios y múltiples, se ajustó una solución a las observaciones.

Utilizando todos los datos fotométricos y espectroscópicos disponibles, obtuvimos una nueva solución orbital que proporcionó los parámetros físicos completos del sistema: masas absolutas, radios, separación y magnitudes aparentes de las componentes, así como período, instante de paso por el periastro, excentricidad, longitud del periastro e inclinación del plano orbital.

Obtuvimos así, por primera vez, la masa absoluta de una estrella con tipo espectral O7.5V ($M_1 = 20.01 \pm 0.24 M_{\odot}$), mediante el método de binarias eclipsantes.

Comparando soluciones orbitales para diferentes épocas pudimos confirmar la existencia de movimiento apsidal en el sistema, lo cual ya había sido propuesto por otro autor.

Capítulo 1

Introducción

1.1. Estrellas masivas

Entendemos por estrellas masivas aquellas que pueden llegar a generar una supernova por colapso gravitacional. Para ello, al ingresar en la secuencia principal sus masas deben alcanzar aproximadamente $M \gtrsim 8M_{\odot}$ (Zinnecker & Yorke, 2007). Se forman en el interior de nubes moleculares y son las que dan origen a estrellas de neutrones y agujeros negros. Además juegan un rol fundamental en la evolución de las galaxias. Son una fuente importante de elementos químicos pesados y de radiación UV. Esta intensa radiación ioniza los alrededores de la estrella creando regiones H II.

Cuentan con vientos intensos y veloces, lo que causa que sufran grandes pérdidas de masa. Debido a su gran presión de radiación y a sus intensos vientos, los tipos espectrales de las estrellas masivas no se corresponden con sus estados evolutivos interiores de la misma manera que sucede en estrellas de masa baja o intermedia. Por ejemplo, es posible encontrar estrellas masivas clasificadas con clase de luminosidad I o III (supergigantes o gigantes) pero que, de acuerdo a los modelos de interiores estelares, todavía están quemando hidrógeno en su núcleo (Martins & Palacios, 2013). Respecto a sus parámetros fundamentales, podemos ver que para una estrella O con clase de luminosidad V, por ejemplo, encontramos valores de temperatura efectiva (T_{eff}) que van desde 32000 a 45000 K, radios entre 7 y 14 R_{\odot} y masas entre 16 y 58 M_{\odot} (Martins et al., 2005).

Debido a la combinación de vientos, eyecciones de masa y eventuales explosiones como supernova las estrellas masivas proveen una considerable fuente de turbulencia y mezcla al medio interestelar de las galaxias (Zinnecker & Yorke, 2007). Su gran luminosidad domina la radiación de las regiones donde nacen, de los cúmulos abiertos, brazos espirales y hasta galaxias enteras.

Cabe destacar la escasez de estrellas masivas en comparación con las de menor masa. Por cada estrella masiva de 20 M_{\odot} en la Vía Láctea se encuentran aproximadamente 10^5 estrellas de tipo solar o por cada una de 100 M_{\odot} debería haber 10^6 de tipo solar (Massey, 2003). Debido a esto hay parámetros fundamentales de las estrellas masivas que son poco conocidos. Dentro de los parámetros que restan por conocer, la masa para varios subtipos espectrales es uno de

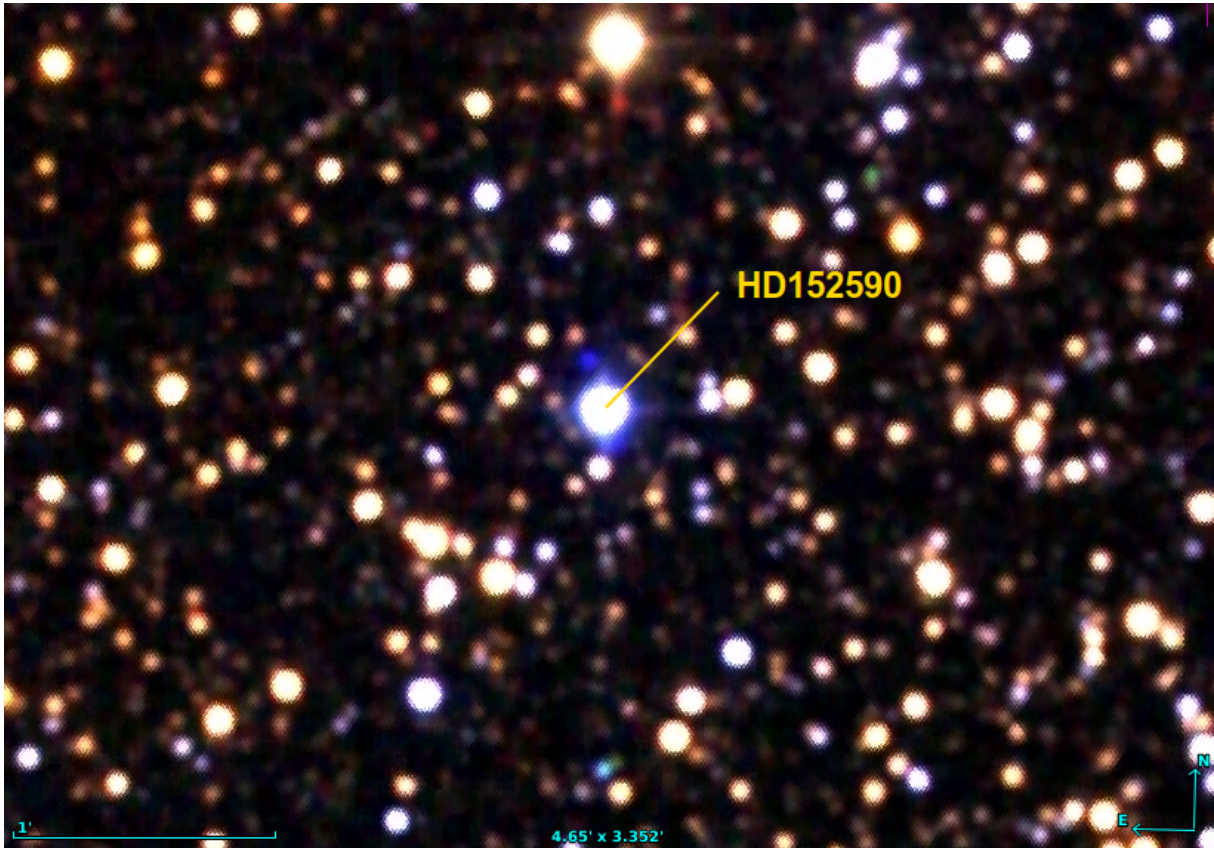


Figura 1.1: Imagen del sistema binario masivo HD152590 (V1297 Sco) tomada de la base de datos del 2MASS (*Two Micron All-Sky Survey*).

ellos. Si bien hay datos y trabajos observacionales que aportan valores de masas para ciertos tipos espectrales, como O7 y O8 (Vaz et al., 1997; Fernández Lajús, 2006; Harries et al., 1997; Penny et al., 2008; Andersen & Clausen, 1989; Lorenz et al., 1994; Mandrini et al., 1985) estos son escasos, por lo cual conocer la masa para una estrella tipo O7.5, por ejemplo, sería de gran utilidad. Por ese motivo, uno de los objetivos de esta tesis es obtener la masas individuales de las componentes del sistema binario HD 152590.

1.2. Estrellas binarias

Utilizamos este término para hacer referencia a un par de estrellas las cuales se encuentran ligadas gravitacionalmente orbitando alrededor de un centro de masas común. También se las conoce como sistemas binarios. En la Figura 1.2 están detallados los elementos orbitales que caracterizan las órbitas de estos sistemas. Los sistemas binarios son de fundamental importancia en la astronomía. Sus observaciones nos permiten conocer de manera directa las masas, radios y luminosidades de las estrellas.

Las binarias pueden clasificarse según el método de su descubrimiento. Uno de ellos es el de las *binarias visuales*. Ellas pueden observarse como dos estrellas separadas en el cielo.

A pesar de su fácil observación, no suelen ser tan fáciles de detectar ya que sus periodos orbitales (P) suelen ser del orden de cientos de años. Midiendo su separación angular y el ángulo de posición en el cielo de sus componentes a lo largo del tiempo, podemos obtener la órbita aparente del sistema y si tenemos la distancia al mismo, calcular el valor de la longitud del semieje mayor de la órbita relativa (a). Con estos parámetros es posible obtener la masa total del sistema ($m = m_1 + m_2$) haciendo uso de la tercera ley de Kepler¹:

$$a^3 = (m_1 + m_2)P^2$$

Otro caso es el de las estrellas *binarias astrométricas*. En este tipo sólo es posible observar la órbita de la componente más brillante alrededor del centro de masa del sistema. En estos casos es posible calcular la masa de la componente invisible a partir de conocer la masa de la componente visible. La misma puede obtenerse, por ejemplo, si se tiene el valor de la luminosidad.

El siguiente caso es el de las *binarias espectroscópicas*. Allí se observan estrellas simples, pero sus espectros muestran una variación regular. El corrimiento Doppler de las líneas espectrales se encuentra directamente relacionado a la velocidad radial relativa al observador. La separación de las líneas espectrales es mayor a medida que aumenta la diferencia de velocidades radiales entre ambas estrellas. En estos caso el periodo de esta variación es el periodo orbital de las estrellas.

Si una de las componentes en un sistema espectroscópico es tan débil que sus líneas espectrales no se pueden observar, entonces se lo designa como SB1 (siglas en inglés de *single-lined spectroscopic binary*). En estos casos se puede obtener K_1 que es la semiamplitud de la curva de velocidad radial de la componente primaria. Además al no poder conocer la inclinación del sistema (i) la máxima información que podremos obtener sobre las masas vendrá dada por la *función de masa*:²

$$f(m) = \frac{(m_2 \sin i)^3}{(m_1 + m_2)^2} = \frac{(a_1 \sin i)^3}{P^2}$$

En estos casos no es posible determinar las masas de las componentes o la masa total.

En el caso que se observen las líneas de ambas componentes de la binaria, designaremos al sistema como binaria espectroscópica de doble línea o SB2 (*double-lined spectroscopic binary*). En este caso se vuelven a obtener los valores anteriores más K_2 que antes no se conocía. Como se sigue sin conocer i , en estos casos no podremos obtener los valores reales individuales de las masas m_1 y m_2 por separado. Entonces lo que se puede obtener es una cota mínima³ para sus valores:

$$m_{1,2} \sin^3 i = \frac{1}{2\pi G} (1 - e^2)^{3/2} (K_1 + K_2)^2 K_{1,2} P$$

El último caso es de las *binarias fotométricas*. Estos sistemas presentan una variación periódica de su brillo total debido al movimiento orbital. Estas variaciones son consecuencia del

¹Expresión válida si P está en años, el semieje mayor a en unidades astronómicas (UA) y las masas en masas solares (M_\odot).

²Expresión (2.53) de Hilditch (2001).

³Expresión (2.49) de Hilditch (2001).

pasaje de una de las componentes del sistema por delante de la otra durante su movimiento orbital. Estas ocultaciones causan una atenuación del brillo o eclipses en forma periódica. Para que en un sistema binario se produzcan eclipses, la separación angular en el cielo (D) entre la componente primaria y secundaria debe cumplir la condición:

$$R_1 + R_2 < D$$

donde R_1 y R_2 son los radios angulares de la estrella primaria y secundaria. Estos sistemas se denominan '*binarias eclipsantes*'. En estos casos se combina la información obtenida de las curvas de velocidad radial y de las curvas de luz para obtener radios y masas individuales de cada estrella del sistema.

En la literatura podemos encontrar catálogos de binarias eclipsantes que cuentan con 48.605 fuentes confirmadas para la Nube Mayor y Menor de Magallanes (Pawlak et al., 2016) y 450.598 para el bulbo de la Vía Láctea (Soszyński et al., 2016). Los mismos forman parte del proyecto OGLE⁴.

Según han demostrado los programas de observación (Abt, 1983) las estrellas simples son, al menos, tan comunes como las binarias, es decir que más del 50 % de las estrellas pertenecen a sistemas que contienen dos o más miembros. Las estrellas masivas suelen encontrarse en sistemas binarios y múltiples con mucha mayor frecuencia que las estrellas de menor masa (Duchêne et al., 2001; Barbá et al., 2017; Sana, 2017).

Si bien el método de las binarias eclipsantes es el más directo para obtener masas estelares, no es el único. Si estamos en presencia de una estrella individual por ejemplo, podemos usar otros dos métodos para obtener su masa. Estos métodos dependen de modelos que tienen en cuenta la estructura interna y evolución de las estrellas.

El primero es el de la *masa espectroscópica* o *espectro-fotométrica*. Consiste en llegar a obtener la luminosidad bolométrica (L_{bol}) y temperatura efectiva (T_{eff}) de la estrella para luego calcular su masa a partir de las siguientes expresiones:

$$L_{bol} = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4$$

$$g = \frac{GM}{R^2}$$

siendo g la aceleración de la gravedad media en la superficie de la estrella y σ la constante de Stefan-Boltzmann.

Para conocer la L_{bol} debemos tener observaciones fotométricas y conocer la extinción estelar y la distancia a la estrella. Por otro lado, a partir de observaciones espectroscópicas y con un ajuste de un modelo de atmósfera podemos obtener g y T_{eff} .

El segundo método conocido como *masa evolutiva* consiste en obtener L_{bol} y T_{eff} , como antes, a partir de observaciones fotométricas y espectroscópicas. Estos parámetros nos permiten ubicar a la estrella en un diagrama $T_{eff} - L_{bol}$. Luego, si se dispone de un conjunto de trayec-

⁴Optical Gravitational Lensing Experiment.

torias evolutivas teóricas se puede estimar la masa de la estrella considerando que ella es la que corresponde a la trayectoria evolutiva más cercana.

Cuando se utilizan estos dos métodos por separado para calcular la masa de una estrella individual se encuentra que sus valores, en los casos de estrellas masivas, pueden discrepar significativamente. Las discrepancias dependen de cómo los diferentes modelos usados para obtener las trayectorias evolutivas, modelen efectos físicos tales como la pérdida de masa, la rotación y campos magnéticos ya que estos impactan profundamente en la posiciones y formas que tengan las trayectorias en un diagrama H-R (Meynet et al., 2017; Martins & Palacios, 2013, ver Fig. 1.3 y 1.4). Las magnitudes de los efectos antes mencionados son mayores en estrellas masivas que en las de menor masa. Es por esto que las discrepancias son allí mas notorias.

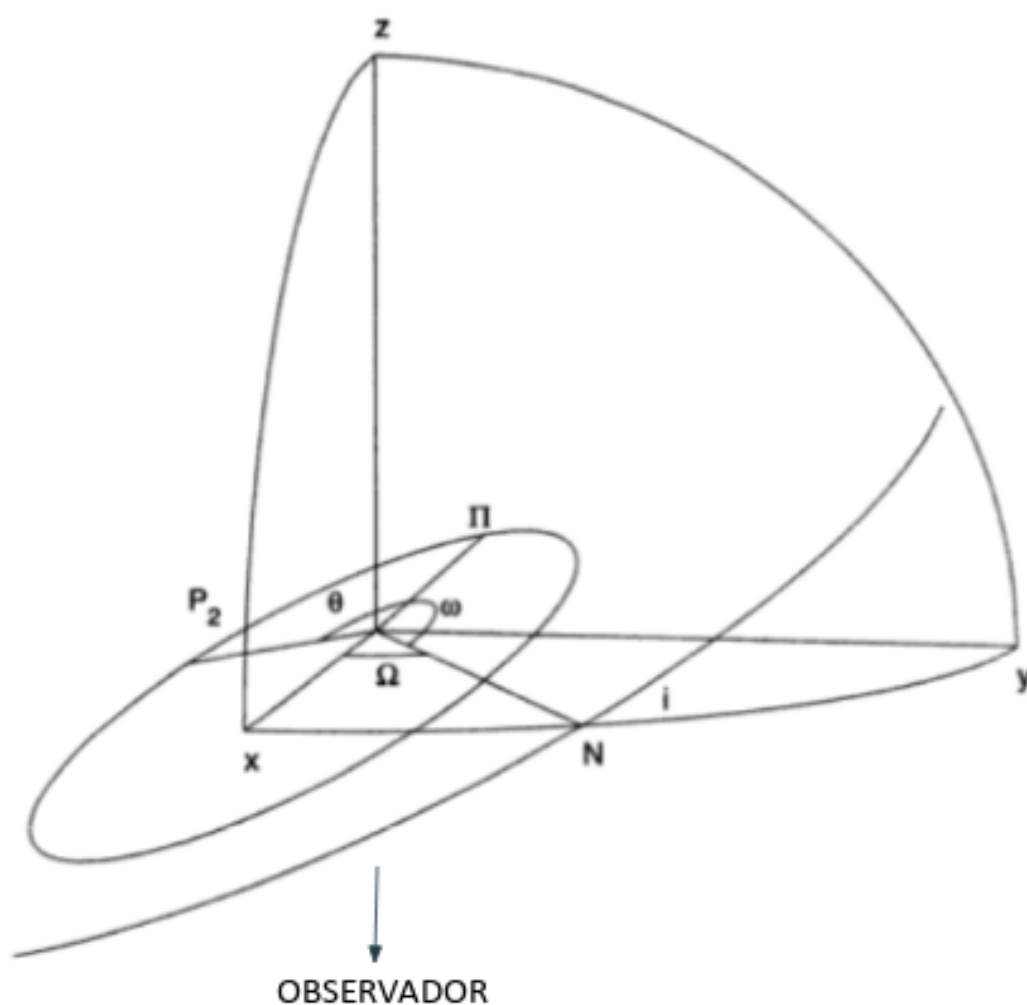


Figura 1.2: Ubicación espacial de la órbita relativa de una estrella binaria. La estrella primaria se encuentra en el origen de coordenadas y la secundaria en el punto P_2 . La dirección z corresponde a la línea de vista, la flecha indica la dirección hacia el observador. El plano (x, y) es el plano del cielo, con la dirección x hacia el Norte. N indica la dirección del nodo ascendente y Π la posición del periastron. Los ángulos indicados son Ω , longitud del nodo ascendente; ω , longitud del periastron; θ , anomalía verdadera e i , inclinación de la órbita. Reproducido de Hilditch (2001).

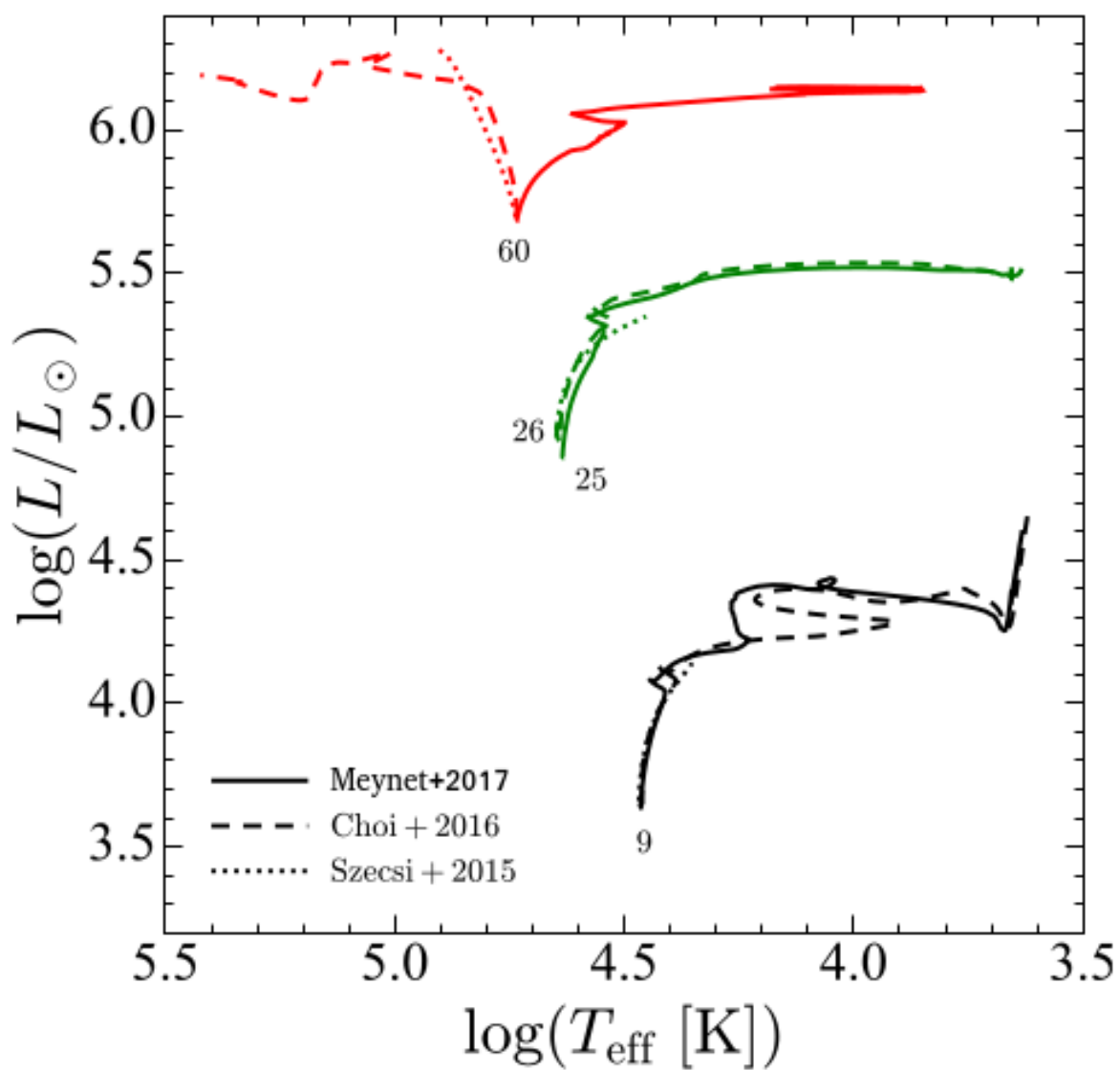


Figura 1.3: Trayectorias evolutivas para estrellas de $9 M_{\odot}$, $25 M_{\odot}$, $26 M_{\odot}$ y $60 M_{\odot}$ utilizando diferentes modelos de campo magnético. Reproducido de Meynet et al. (2017).

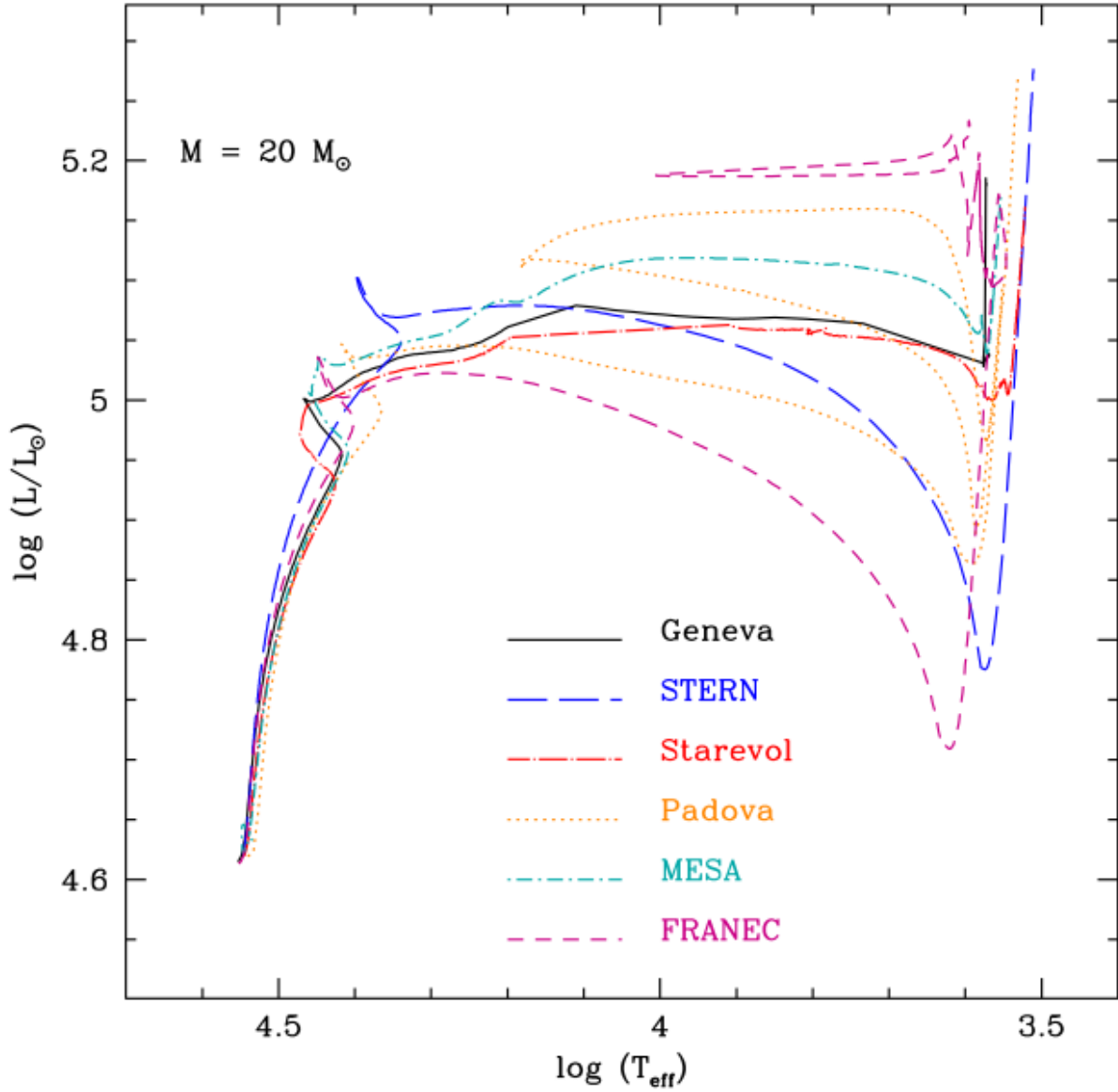


Figura 1.4: Trayectorias evolutivas para una estrella de $20 M_{\odot}$ utilizando diferentes modelos. Los mismos utilizan diferentes valores para: metalicidad inicial, parámetro de longitud de mezcla, parámetro de *overshooting*, composición química y velocidad de rotación. El código STERN además considera campo magnético mientras que los otros no lo hacen. Reproducido de Martins & Palacios (2013).

1.3. Movimiento apsidal

Este efecto también llamado precesión apsidal, es el movimiento de la línea que une las ápsides o vértices, de una órbita elíptica. Existen varias causas que pueden provocar este fenómeno. A continuación detallaremos las cuatro principales. Lo haremos siguiendo un orden jerárquico según su contribución al fenómeno en los casos más comunes en las estrellas masivas.

Las responsables principales de la precesión son las fuerzas de marea (son el resultado de la variación de la fuerza gravitacional en distintos puntos de un cuerpo). Cuando se considera un sistema binario masivo cuyas componentes son cercanas entre sí, se debe tener en cuenta que el potencial gravitatorio no se puede aproximar al de dos objetos puntuales, ya que las componentes del sistema son cuerpos extensos. Esto da origen a perturbaciones al potencial gravitatorio conocido para cuerpos puntuales. Por este motivo aparecen fuerzas de marea en las dos estrellas (Hilditch, 2001).

La segunda responsable es la deformación de las estrellas debida a su rotación (Sterne, 1939) y la tercera es la presencia de un campo gravitacional con la suficiente intensidad que obligue a considerar efectos debidos a la relatividad general (Levi-Civita, 1937). El último fenómeno que puede causar el efecto de movimiento apsidal es la existencia de un tercer cuerpo que interactúe gravitacionalmente con el sistema binario.

Las causan detalladas anteriormente llevan a que los elementos orbitales cambien con el tiempo de forma secular. Los elementos de la órbita a los que nos referimos son: a , P , e , i , el momento de pasaje por el periastro (T_0), la longitud del periastro (ω) y la longitud del nodo ascendente (Ω).

Cabe aclarar una distinción respecto al periodo cuando nos encontramos en sistemas con movimiento apsidal: se denomina periodo sidéreo P al intervalo de tiempo promedio entre dos eclipses sucesivos del mismo tipo si el sistema es eclipsante, o entre dos máximos (o mínimos) sucesivos de la velocidad radial de una de las componentes si el sistema no es eclipsante. Se denomina periodo anomalístico P_{anm} al intervalo de tiempo entre dos pasos sucesivos de las componentes por el periastro. Su nombre se debe al hecho que las anomalías (verdadera, excéntrica y media) se miden a partir del paso por el periastro. La relación entre P_{anm} y P , cuando $\dot{\omega}$ se mide en grados/día es:

$$P = P_{anm} \left(1 - \frac{\dot{\omega} P_{anm}}{360} \right)$$

El elemento orbital donde los cambios seculares son más fácilmente detectables es ω , allí el incremento es lineal con el tiempo.

Este fenómeno ya ha sido detectado también en sistemas binarios que contienen estrellas masivas. En el catálogo confeccionado por Petrova & Orlov (1999), los autores registraron un total de 128 sistemas binarios en los cuales se detectó movimiento apsidal. Lo mismo hicieron Bulut & Demircan (2007) registrando un total de 124 sistemas binarios encontrando valores para $\dot{\omega}$ entre 0.005 y 0.067 grados/día. Entre todos esos sistemas binarios, ambos catálogos registran

en total 9 sistemas binarios masivos.

Posteriormente Ferrero (2016) haciendo uso de espectroscopía encontró este efecto en 13 sistemas con valores de $\dot{\omega}$ entre 7×10^{-5} y 0.0331 grados/día.

Por su parte Zasche realizó un estudio fotométrico de binarias eclipsantes en la Vía Láctea (Zasche & Wolf, 2018), entre las que estudió 5 estrellas masivas. En las mismas encontró valores de $\dot{\omega}$ entre 0.0323 y 0.073 grados/día.

1.4. Sistema binario HD 152590

El sistema binario masivo HD 152590 (V1297 Sco, $V = 8.444$, $\alpha_{J2000} = 16^h 56^m 05.215^s$, $\delta_{J2000} = -40^\circ 20' 57.576''$) es una binaria espectroscópica eclipsante perteneciente a la asociación Sco OB1, formada por una estrella tipo O7.5V y otra B3V: (Sota et al., 2014; Ferrero, 2016). Se encuentra ubicada unos 90' al Norte del conocido cúmulo abierto NGC 6231. Existen indicios de que formaría parte del cúmulo abierto Tr 24. El mismo es un cúmulo joven con una edad menor a 10^7 años y contiene una gran cantidad de estrellas de pre-secuencia. La distancia de HD 152590 todavía no está confirmada, pero según trabajos anteriores su valor se encontraría entre los 1640 y 2300 pc (Heske & Wendker, 1984; Perry et al., 1991; Gaia Collaboration et al., 2016).

En 1982 Giesecking descubrió la binaridad de este sistema (Giesecking, 1982) usando espectros del *European Southern Observatory* (ESO) obtenidos con un prisma objetivo. A partir de ellos midió velocidades radiales y aunque solo pudo medir las líneas espectrales de la estrella primaria calculó una solución orbital con período $P \approx 4.487$ días y excentricidad $e \approx 0.35$. Posteriormente Otero & Claus (2004) fueron los primeros que trazaron su curva de luz con datos fotométricos del *All Sky Automated Survey* (ASAS⁵) utilizando datos del sistema ASAS-3. El relevamiento ASAS está dedicado al monitoreo fotométrico constante de todo el cielo del hemisferio sur. Consta de 2 telescopios de 20 cm de diámetro, ubicados en el observatorio de Las Campanas (Chile), los cuales pueden observar simultáneamente en la banda V e I. Su objetivo es la detección e investigación de cualquier tipo de variabilidad fotométrica (para estrellas con magnitudes menores a 14).

Otero & Claus (2004) clasificaron al sistema como una binaria eclipsante tipo Algol y refinaron su período a $P \approx 4.48886$ días. Luego, en la tesis doctoral de Ferrero (2016, de ahora en más F16), la cual contó con espectros *echelle* tomados en CASLEO y del *OWN Survey*⁶ (Gamen et al., 2008; Barbá et al., 2010), se logró una mejor separación de líneas, se midieron nuevamente velocidades radiales, y se obtuvo el espectro de la componente secundaria, con lo cual el sistema pasó a ser considerado tipo SB2. Como resultado, se pudo clasificar a las componentes del sistema como O7.5V y B3V: y además obtener una nueva solución orbital. A continuación, el mismo autor comparó su solución orbital con la de Giesecking (1982), lo cual le dio indicios que podría haber un movimiento apsidal. Dada la magnitud de los errores en los datos de Giesecking,

⁵Ver: <http://www.astrow.edu.pl/asas/>

⁶Monitoreo espectroscópico de alta resolución de estrellas tipo O y WN (estrellas Wolf-Rayet de la secuencia del nitrógeno) galácticas del hemisferio sur.

sólo con esos datos no se pudo confirmar la existencia del movimiento apsidal. Posteriormente, F16 tomó la curva de luz de Otero & Claus (2004) y discriminó los datos en dos épocas: una referida al comienzo de las observaciones de ASAS y otra al final (dichas observaciones cubren un periodo de 8 años). Esa comparación permitió entrever un corrimiento en la fase de los eclipses. Entonces, la hipótesis de movimiento apsidal se hizo más fuerte. Este último indicio motivó el estudio de este fenómeno en esta tesis.

Nuestra intención aquí es volver a analizar fotométricamente el sistema HD 152590, obteniendo esta vez una fotometría más precisa, con la cual determinar la inclinación de la órbita del sistema y así calcular las masas absolutas de sus componentes. De esta manera, se conocería la masa de una estrella O7.5V, y además se verificaría o descartaría la existencia de movimiento apsidal en este sistema. Cabe mencionar que dentro de las causas que provocan el movimiento apsidal no hemos encontrado indicios, en los espectros, de la existencia de un tercer cuerpo que esté interactuando con nuestro sistema de estudio.

1.5. Objetivos

Considerando los estudios anteriores del sistema HD 152590 y los fenómenos que aparecen mencionados en los mismos, detallados en la sección anterior, se definieron los objetivos generales de este trabajo como:

- Determinar las masas dinámicas absolutas, radios y luminosidades de las componentes del sistema binario HD 152590 a partir de un estudio espectro-fotométrico.
- Verificar la presencia de movimiento apsidal en el mismo sistema.

La metodología utilizada para este trabajo fue:

- Buscar medidas fotométricas del sistema en diversas bases de datos disponibles a través de la internet.
- Obtener una nueva fotometría del sistema con el telescopio HSH (60 cm) de CASLEO.
- Analizar conjuntamente la fotometría disponible y las medidas de velocidad radial para obtener un modelo de sistema binario, a partir del cual se pudieran determinar parámetros estelares fundamentales (masas y radios).
- Analizar los resultados en el contexto de los estudios precedentes del sistema y de las estrellas masivas en general.

Capítulo 2

Observaciones y Reducción

2.1. Observaciones

Se obtuvieron imágenes del campo de HD 152590 utilizando los filtros B, V, R e I del sistema de Johnson & Morgan (ver Fig. 2.1). A partir de ellas se derivaron datos fotométricos. Las observaciones fueron realizadas con el telescopio Helen Sawyer Hogg (HSH) de 60 cm situado en el Cerro Burek perteneciente al Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO) en Argentina. Las características del telescopio mencionado se describen en la Tabla 2.1.

Las observaciones se realizaron en las noches del 10 al 16/06 de 2018 en modo remoto por el autor de esta tesis y el Dr. Gabriel Ferrero.

Las fechas de observación se eligieron teniendo en cuenta las siguientes condiciones:

1. Estar cerca de la fecha de observación óptima. Esto significa encontrar el momento del año en el cual nuestro objeto permanezca la mayor cantidad de tiempo visible por sobre el horizonte. Esta situación ocurre cuando el objeto de estudio culmina superiormente a la vez que el sol verdadero lo hace inferiormente. Esto sucede cuando: $\alpha_{\odot} = \alpha_{objeto} + 12^h$.
2. Noches sin Luna o lo más cercano posible a la Luna nueva. Durante la observación, la radiación proveniente del cielo está siempre presente. La disminución de la misma juega un rol importante a la hora de obtener una mejor relación señal ruido (SNR). Como la luz de la Luna aporta considerablemente al aumento del brillo del cielo, evitar su presencia nos asegura mejores mediciones.
3. Que los eclipses ocurrieran lo más cerca posible de la mitad de la noche. Esto permite observar el eclipse lo más completo posible en una noche. Pero esto resultó imposible para el 2018 debido al particular período del sistema. En efecto, nótese que el tiempo entre 2 mínimos de eclipses primarios consecutivos es $P \sim 4.5$ días (4 días y 12 horas), mientras que el tiempo entre el mínimo del eclipse primario y el mínimo del secundario siguiente es $\Delta T \sim 2.0$ días según la expresión: $\Delta T = \phi P$, siendo ϕ la fase.

Entonces, si por ejemplo, el mínimo del eclipse primario ocurre al comienzo de la noche, 4 días después volverá a ocurrir, pero al final de la noche. Mientras que el mínimo del eclipse

Tabla 2.1: Características del telescopio utilizado para las observaciones fotométricas.

Telescopio	Diámetro espejo primario [cm]	Cámara	Escala ["/pixel]	Campo de visión (FoV) [arcmin]	Seeing típico del sitio ["]
HSH	60	STL-1001E	0.54	9.26 x 9.26	3

Tabla 2.2: Efemérides utilizadas para el cálculo inicial de los eclipses

Parámetro	Valor (F16)	Notas
P [días]	4.48893 ± 0.00006	Periodo sidéreo
T_0 [HJD]	2453867.89 ± 0.05	Momento de paso por el periastro
ϕ_1	0.98	Fase del mínimo, eclipse primario
ϕ_2	0.45	Fase del mínimo, eclipse secundario

secundario ocurrirá al comienzo de la noche, como el primario, pero 2 días después. Esto mismo es lo que ocurre durante el 2018. Las efemérides utilizadas para estos cálculos se encuentran en la Tabla 2.2. Las mismas fueron ajustadas por F16 a su curva de velocidad radial.

Las observaciones se obtuvieron a partir de un pedido de observación de 6 noches que realizamos para el semestre 2018A el cual fue aceptado por el Comité Científico de CASLEO. Durante cada noche se observó con los cuatro filtros B, V, R, I, siguiendo una secuencia BBB VVV RRR III BBB... De ese turno de observación obtuvimos un total de 1.797 imágenes. En las noches donde no preveíamos que ocurrieran eclipses se tomaron solamente algunas imágenes para determinar el brillo máximo del sistema.

Los tiempos de exposición en cada filtro se eligieron de tal manera que el máximo de intensidad en las imágenes de nuestro objeto de estudio fuera de, aproximadamente, 30.000 cuentas. De este modo evitamos la saturación del CCD, que se produce alrededor de 60.000 cuentas y además, nos aseguramos de estar dentro del rango de linealidad del detector.

Cada noche se tomaron imágenes de calibración (como mínimo 10 *bias*, 10 *flats-fields* para cada filtro y 10 *darks* para cada tiempo de exposición utilizado). Los tiempos de exposición para cada filtro se pueden ver en la Tabla 2.3.

De acuerdo a nuestras medidas preliminares, el *seeing* (medida del tamaño angular de un objeto puntual al tomarle una imagen desde tierra por un tiempo prolongado) durante nuestras observaciones fue mejor que el habitual en ese sitio (3 arcsec según la página web del instrumento ASH2¹). El ancho total a mitad de la intensidad (*FWHM* por sus siglas en inglés) es utilizado como indicador del ancho de un objeto y se usó para caracterizar al *seeing*. En nuestras imágenes estelares tuvo un valor típico de 1 arcsec, con un valor mínimo de 0.69 arcsec en la banda I.

¹<https://casleo.conicet.gov.ar/ash/>.

Tabla 2.3: Tiempos de exposición para las observaciones en cada filtro

Filtro	Cant. imágenes	t_{exp} [seg]	t_{exp} mínimo* [seg]
B	447	30 a 45	10
V	452	20 a 40	7
R	448	10 a 20	5
I	450	15 a 25	5

*: Utilizado en los momentos de mejor *seeing*.

2.2. Reducción

Las imágenes se redujeron utilizando el paquete de rutinas IRAF². Para la pre-reducción se generó para cada noche una imagen de *bias* promedio utilizando la tarea ZEROCOMBINE de IRAF. Ese *bias* promedio se restó a todas las imágenes (*flats*, *darks* e imágenes de ciencia) de esa noche utilizando la tarea CCDPROC. Los *darks* fueron promediados separadamente por tiempo de exposición utilizando DARKCOMBINE. Para la corrección por *flat* se tomaron *sky flats*, a los cuales se restó el *dark* promedio, y luego fueron promediados y normalizados de acuerdo a su mediana, utilizando la tarea FLATCOMBINE. Siguiendo el procedimiento habitual, el *dark* promedio se restó a las imágenes de ciencia y luego fueron divididas por el *flat* promedio.

Para la alineación de las imágenes de ciencia se utilizó la tarea IMALIGN. La fotometría se realizó usando la tarea PHOT. Para ello se utilizó el radio de apertura que proporcionaba la mejor SNR, el cual luego de estudiarlo concluimos que era de 7 píxeles. Para restar la emisión del cielo tomamos un anillo de radio interno de 14 píxeles con un ancho de 10 píxeles. El criterio para elegir este radio fue el de utilizar 2 veces el radio de la apertura.

La estrellas de comparación (LS 3848) y de control (HD 322411) con las que se realizó la fotometría diferencial fueron elegidas siguiendo el criterio que se detalla a continuación.

Dentro de las estrellas que se encontraban en el campo de HD 152590 se tomaron las más brillantes, que además cumplieran con la condición de tener brillo constante. Las mismas se encuentran en la Tabla 3.1. Esto se verificó analizando la variación de la diferencia de brillo entre las estrellas más brillantes del campo a lo largo de la noche. En este análisis encontramos que las dos estrellas de comparación son constantes, al menos dentro de un rango de 0.0097 magnitudes en el filtro V.

La cantidad de imágenes finales por filtro puede ser vista en la Tabla 2.4. La diferencia entre las cantidades que allí se observan fueron debidas a problemas con el enfoque del telescopio, meteorológicos y de almacenado de las imágenes.

²IRAF (por las siglas en inglés de *Image Reduction and Analysis Facility*) 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*.

Tabla 2.4: Cantidad total observaciones y observaciones útiles.

Filtro	Total	Útiles
B	447	412
V	452	442
R	448	437
I	450	428

Tabla 2.5: Estrellas de comparación.

Estrella	Coordenadas		Magnitud	Catalogo
	α_{J2000}	δ_{J2000}		
LS 3848	$16^h 56^m 20.606^s$	$-40^\circ 20' 03.342''$	11.27 (V)	UCAC4 ¹
HD 322411	$16^h 55^m 39.098^s$	$-40^\circ 20' 10.584''$	11.2223 (G) ²	Gaia DR2

1: *The fourth US Naval Observatory CCD Astrograph Catalog.*2: Banda G de la mision *GAIA*.

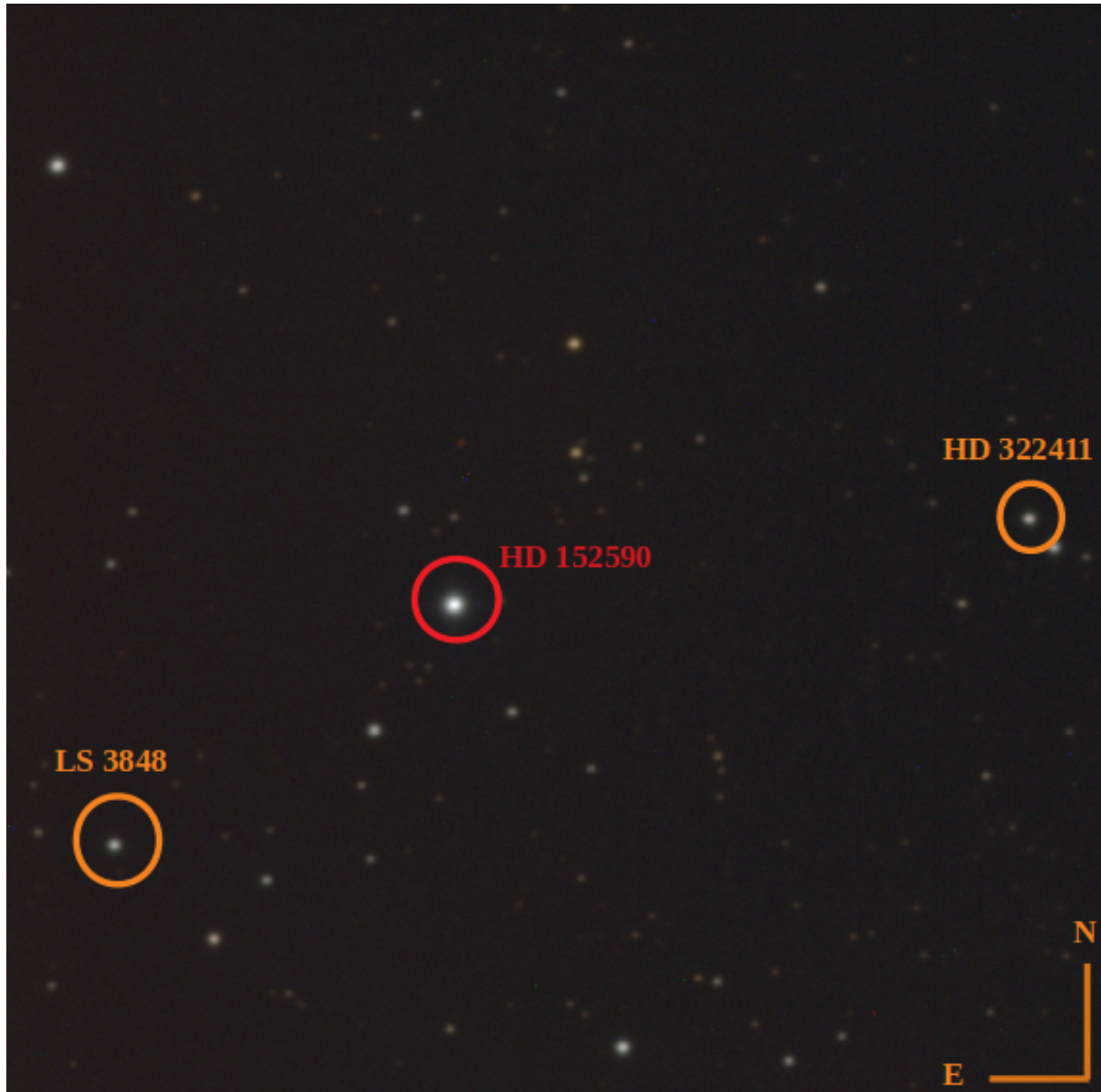


Figura 2.1: Combinación en color RGB de imágenes ya procesadas. Para el color rojo se utilizó una imagen tomada con el filtro R, para el verde una del filtro V y para el azul una del filtro B. Se utilizaron tres imágenes de la misma secuencia de filtros tomadas en la noche del 16 de junio de 2018. Se indica el objeto de estudio HD 152590, la estrella de comparación LS 3848 y la estrella de control HD 322411.

Capítulo 3

Análisis de los datos

Al comenzar este análisis lo primero que hicimos fue obtener una solución orbital utilizando los datos fotométricos de ASAS, ya que este relevamiento tiene un cubrimiento más completo de los eclipses que nuestra fotometría. Cabe mencionar que ASAS contiene una base de datos, de libre acceso, en la cual buscamos fotometría de nuestro objeto. Cuando descargamos los datos correspondientes a las coordenadas de HD 152590 seleccionamos los datos de mayor calidad¹. Estos datos corresponden a una fotometría medida con diferentes aperturas. El criterio que seguimos para elegir la apertura fue el de tomar aquella que tuviera la menor dispersión en la zona de mayor brillo de la curva de luz. La que se eligió finalmente fue la apertura 4.

Las observaciones utilizadas en este trabajo fueron tomadas por ASAS a partir del 12/01/2001, finalizando las mismas el 17/10/2009. Para calcular la solución utilizamos el código FOTEL (acrónimo de *FOTometric ELeMents*).

3.1. Código FOTEL

Este código fue escrito por el Dr. Petr Hadrava² y permite hallar una solución simultánea de curvas de velocidad radial y curvas de luz de sistemas binarios, además de derivar sus parámetros orbitales y físicos (Hadrava, 2004). El programa necesita de un archivo de entrada con datos de velocidades radiales y/o magnitudes para hallar la solución y valores iniciales de las variables a ajustar. Posee la opción de ajustar soluciones teniendo en cuenta la interacción de un 3er. cuerpo. Los autores anteriores que estudiaron el sistema HD 152590 no encontraron en los espectros indicios de una tercera componente, por lo que se decidió no considerarla en el ajuste y dejar sólo las componentes primaria y secundaria.

FOTEL utiliza distintos modelos físicos según el tipo de datos que se desea ajustar. Cuando se dispone de mediciones de velocidad radial, FOTEL supone a la estrella primaria y secundaria como masas puntuales moviéndose en órbitas keplerianas alrededor del centro de gravedad del sistema. De esta manera FOTEL calcula las velocidades radiales de la componente primaria y

¹La calidad de los datos viene dada por el valor de una etiqueta. En nuestro caso la etiqueta tenía una valoración 'A'.

²*Astronomical Institute of the Academy of Sciences of the Czech Republic.*

secundaria usando la expresión:

$$RV_{1,2} = K_{1,2}[\cos(\omega + v) + e \cos(\omega)] + \gamma$$

donde $RV_{1,2}$ representa la velocidad radial de la primaria y la secundaria respectivamente, $K_{1,2}$ son las semiamplitudes, ω es la longitud del periastro, v es la anomalía verdadera y γ , la velocidad sistémica.

Cuando se dispone de datos fotométricos, FOTEL calcula la luminosidad de cada estrella utilizando la expresión:

$$L_{\lambda,j} = \left(\frac{R_{a,j}}{R_j} \right)^2 10^{-0.4m_{\lambda,j}}$$

donde el subíndice λ hace referencia a la longitud de onda característica del filtro que se esté considerando, $m_{\lambda,j}$ es la magnitud aparente y $R_{a,j}$ es el radio aparente (todo de la j -ésima estrella) el cual está dado por:

$$R_a^2 = [A^2 B^2 \cos^2 i + (B^2 + (A^2 - B^2) + \cos^2(\omega + v)) C^2 \sin^2 i]^{1/2}$$

Donde A , B y C son los ejes del elipsoide triaxial con el cual FOTEL modela la forma de las estrellas. Luego $R_j = (ABC)^{1/3}$ es el radio efectivo de la j -ésima estrella.

Para modelar la magnitud aparente del sistema binario m_λ , FOTEL utiliza la expresión:

$$m_\lambda = -2.5 \log(L_{\lambda,1} + L_{\lambda,2} - \Delta L + L_{1,2} + L_{2,1}) + DA_\lambda$$

Donde $L_{\lambda,1}$ y $L_{\lambda,2}$ son las luminosidades de las estrellas primaria y secundaria y ΔL es la luminosidad obscurecida durante el eclipse primario. La geometría del eclipse es reproducida mediante un modelo simple de ocultación de dos discos circulares con radio aparente R_a y un coeficiente de oscurecimiento al limbo lineal. El modelo tiene en cuenta la reflexión de la luz de la estrella secundaria sobre la estrella primaria $L_{1,2}$ y viceversa $L_{2,1}$. El coeficiente D es el enrojecimiento y A_λ el coeficiente de extinción. Cuando se usan datos fotométricos de un sólo filtro, FOTEL ajusta las magnitudes aparentes $m_{\lambda,j}$ de tal modo que, en el momento de brillo máximo del sistema, m_λ corresponda al valor observado. De ese modo, no ajusta los valores de D y A_λ .

Respecto a la forma de las estrellas, FOTEL dispone de dos modelos, uno triaxial y uno con equipotenciales de Roche. Por lo general se suele utilizar la aproximación triaxial ya que insume menos tiempo de cálculo y sus resultados suelen ser adecuados. En este trabajo utilizamos este último modelo.

Para cada observación de fotometría (valor observado, O) FOTEL calcula el valor que tendría m_λ en ese momento (valor calculado, C). Luego minimiza mediante un método numérico el valor de:

$$\sum_i (O - C)_i^2$$

Dentro de las opciones que ofrece el programa para hacer el ajuste a las observaciones podemos optar considerar que el sistema tiene movimiento apsidal o no. En el primer caso el programa distinguirá entre período anomalístico (P_{ann}) y sidéreo (P), en el segundo caso, no.

Para una explicación mas detallada sobre el funcionamiento del programa FOTEL , ver Hadrava (2004) más Rodríguez (2018).

3.2. Análisis de curva de luz

De las mediciones fotométricas obtuvimos las curvas del luz del sistema que pueden verse en Figura 3.1. El crepúsculo matutino dio inicio durante la observación del mínimo de los eclipses (14/06 el primario y 16/06 el secundario). Cuando el crepúsculo comenzó, el brillo del sistema parecía haberse estabilizado en su valor mínimo, pero al no contar con datos suficientes no podemos afirmarlo de manera concluyente (como se ve en la Figura 3.2).

En particular, en la noche del 16, se puede notar que la noche termina cuando el sistema todavía está en la fase mínima del eclipse. Esto ocurrió, a pesar de que las noches fueron elegidas para asegurar un cubrimiento adecuado durante los mínimos de los eclipses. Sin embargo, el hecho de que esto suceda ya es un indicio que las efemérides utilizadas para diseñar las observaciones no eran del todo correctas.

Los parámetros orbitales y físicos que ajustamos directamente fueron:

P , T_0 , e , a , i , ω , K_1 , $\dot{\omega}$, cociente de masas ($q = M_2/M_1$), velocidad sistémica γ , magnitudes aparentes de las componentes ($V_{1,2}$), magnitud aparente máxima del sistema (V) y radios ($R_{1,2}$). Sin embargo, estos parámetros no se ajustaron todos conjuntamente, como se explica a continuación. A partir de los parámetros ajustados FOTEL calcula también los semiejes mayores proyectados ($a_{1,2} \sin i$), las masas mínimas y absolutas ($M_{1,2} \sin^3 i$ y $M_{1,2}$).

En cada ejecución, FOTEL indica el valor alcanzado por:

$$(O - C) = \frac{\left[\sum_i (O - C)_i^2 \right]^{1/2}}{N}$$

donde N es el número total de datos en la variable ajustada (ya sea V_r o una magnitud en un cierto filtro). Esto sirve como estimación del error en el ajuste.

Para el ajuste inicial a los datos de ASAS usamos como valores iniciales de T_0 , P , e y ω los de la solución espectroscópica de F16. Los valores restantes fueron estimados siguiendo otra metodología. Conociendo los tipos espectrales encontramos los radios efectivos R_1 y R_2 de Martins et al. (2005) y Cox (2000), como así también las temperaturas efectivas y gravedades superficiales. Con estos últimos dos parámetros encontramos los coeficientes lineales de oscurecimiento al limbo para el filtro V en las tablas de Van Hamme (1993), los cuales son necesarios para el ajuste. Otro parámetro necesario es la longitud de onda efectiva para el filtro V, que lo hallamos en Bessell (1990). Para la inclinación utilizamos diferentes valores de prueba hasta encontrar uno que nos diera una curva de luz similar a la observada. El valor inicial seleccionado para la

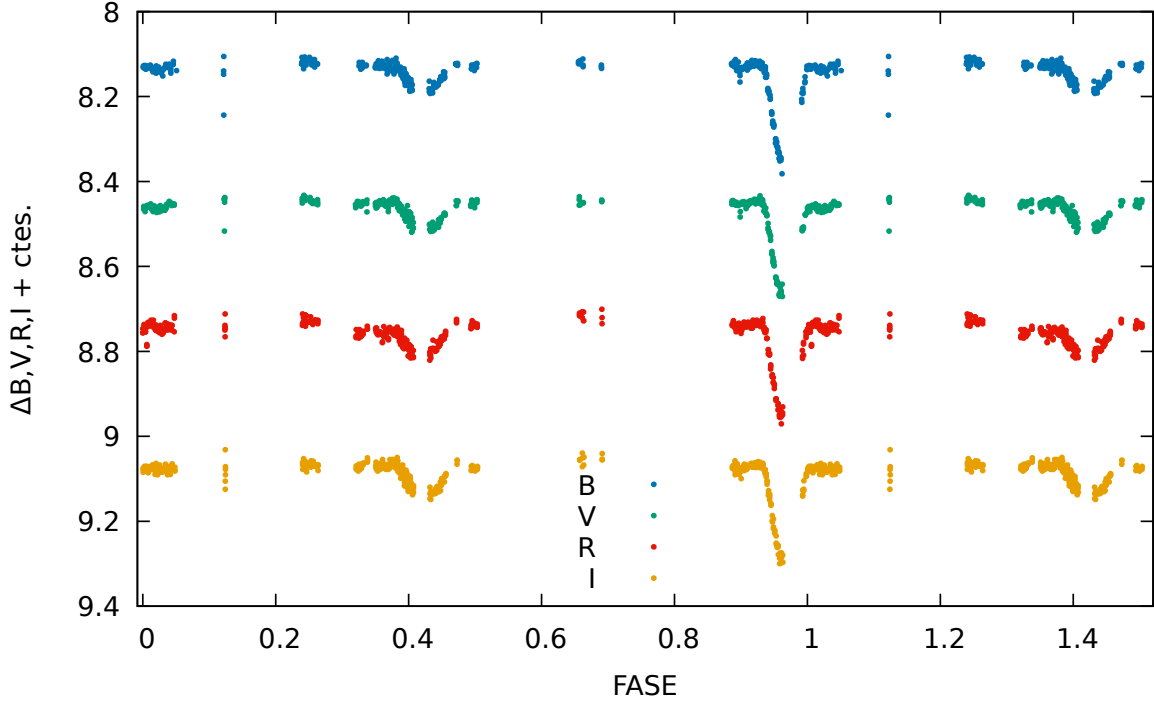


Figura 3.1: Fotometría diferencial del sistema HD 152590. Se representa $\Delta B + 11.08$, $\Delta V + 11.28$, $\Delta R + 11.48$ y $\Delta I + 11.68$, de forma que en el filtro V el brillo máximo coincida con el valor de V determinado en la Tabla 3.1, y las demás constantes se eligieron para facilitar la visualización. En la misma tabla se encuentran los valores de T_0 y P para el cálculo de la fase.

inclinación fue de 89° . El valor inicial de las magnitudes aparentes lo calculamos tomando el máximo de brillo del sistema a partir las observaciones de ASAS y conociendo las magnitudes absolutas para estos tipos espectrales calibradas por Martins et al. (2005) y Cox (2000). Para la estimación inicial de T_0 usamos:

$$T_0 = T_{0i} + nP$$

donde T_{0i} es el momento de pasaje por el periastró, tomada de F16, y n , la cantidad de ciclos que ocurrieron entre T_0 y T_{0i} .

Lo siguiente que hicimos fue ejecutar FOTEL para ajustar los datos de ASAS. En cada ejecución se dejaron algunos parámetros fijos y otros se dejaron libres de manera que ajustara estos últimos. Por ejemplo, en primer lugar se ajustó solamente P , dejando los restantes parámetros fijos. Una vez que P convergió se dejó libre también T_0 y se corrió FOTEL varias veces hasta asegurar la convergencia de P y T_0 conjuntamente. Así se procedió sucesivamente hasta realizar un ajuste con todos los parámetros libres. A continuación, se descartaron los datos con $|(O - C)_i| > 2(O - C)$ y se volvió a realizar el ajuste con todos los parámetros libres. Dentro de los parámetros que arrojó este ajuste obtuvimos un valor de T_0 que, como fue calculado para los datos de ASAS, lo llamamos:

$$T_{0A}(HJD) = 2454222.560 \pm 0.005$$

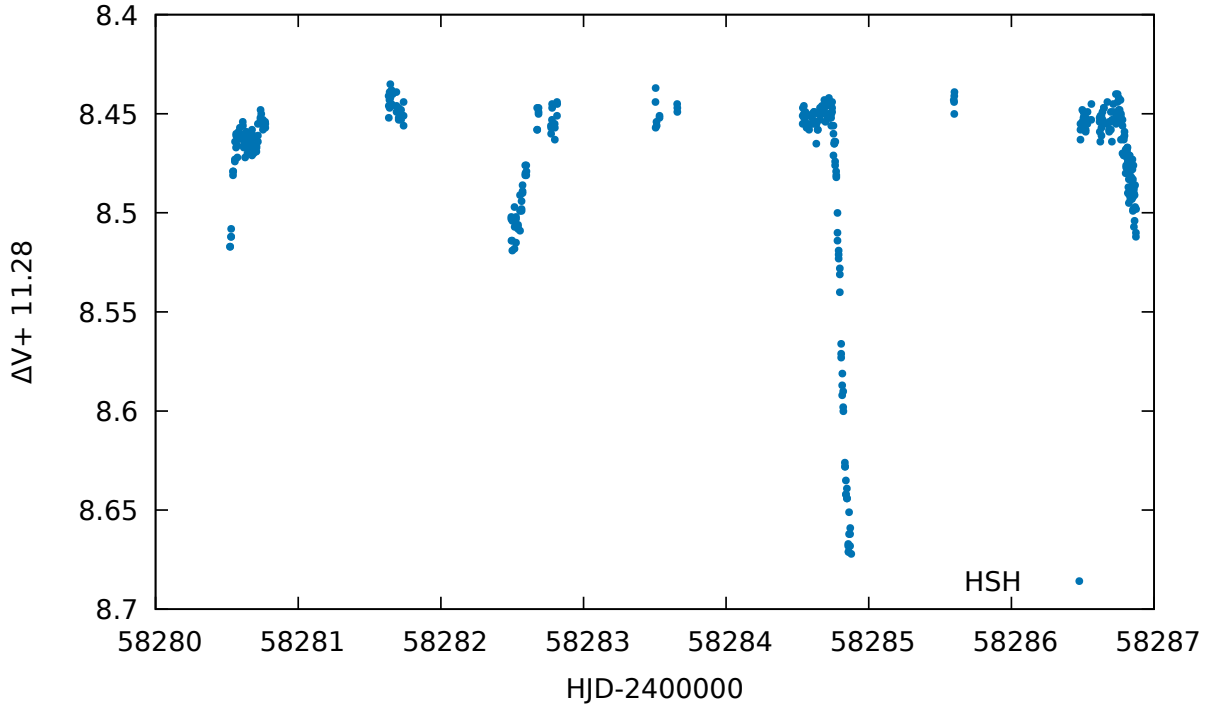


Figura 3.2: Fotometría diferencial del sistema HD 152590 en el filtro V. El eclipse primario se observó durante las noches del 10 y 14 de junio (HJD = 245058280 y 284) y el secundario en las noches del 12 de junio y 16 de junio 2018 (HJD = 2450282 y 286). El valor de la constante para el brillo en el filtro V es el mismo que en la Figura 3.1 .

El ajuste inicial puede verse en la Figura 3.3. En el mismo notamos que los puntos de ASAS tienen una dispersión respecto al ajuste del orden de 0.043 magnitudes. Observamos además que el modelo ajusta de manera adecuada los eclipses en sus profundidades, pero para el eclipse secundario hay muchos puntos de ASAS con fases mayores a las del ajuste.

Respecto a esto último consideramos dos posibles maneras de explicarlo. Una sería que el valor de P no fuera correcto, mientras que la otra sería que la fase del eclipse sufriera un cambio secular debido a una variación en ω (movimiento apsidal).

Para verificar o descartar un problema con el valor de P hicimos un nuevo ajuste (ver Fig. 3.4). En esa oportunidad usamos las observaciones fotométricas de ASAS, las nuestras y las observaciones espectroscópicas de F16. Usamos los mismos valores iniciales anteriores. Las diferencias encontradas entre los nuevos valores de P , e y T_0 y los del ajuste anterior fueron más pequeñas que los errores estimados. Además seguimos notando una dispersión importante en fase en los eclipses, que ahora se extiende no solo a los datos de ASAS sino también a los nuestros (ver Figura 3.6). Por lo cual descartamos un valor erróneo en P como explicación del desfase.

Ejecutamos FOTEL con los parámetros anteriores pero esta vez agregando $\dot{\omega}$ como parámetro libre. La forma en que calculamos una estimación inicial de $\dot{\omega}$ ($\dot{\omega}_0$) fue la siguiente: hicimos un ajuste teniendo en cuenta solamente nuestros datos, dejando el parámetro ω libre y obtuvimos

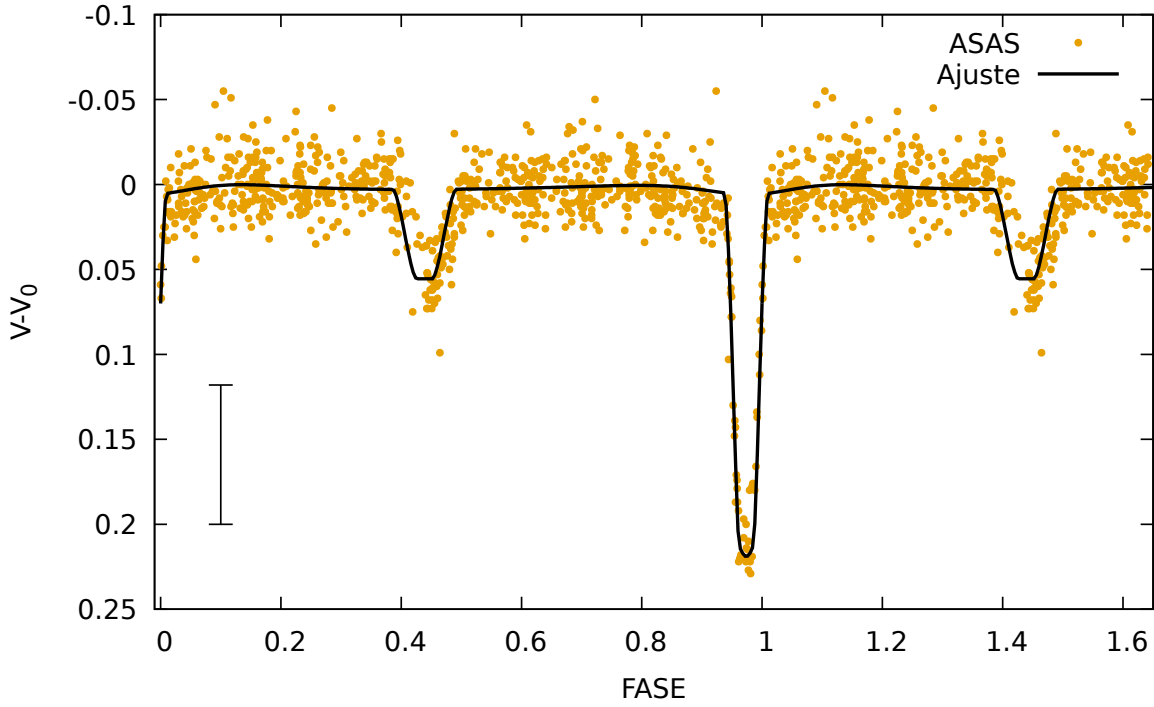


Figura 3.3: Ajuste inicial para la curva de luz de ASAS. La barra de error corresponde al error típico de los datos fotométricos de ASAS de acuerdo a las tablas de ese relevamiento.

ω_H . Además obtuvimos un valor de T_0 correspondiente a la época de nuestras observaciones (T_{0H}). Luego calculamos:

$$\Delta\omega = \omega_A - \omega_H$$

donde ω_A es valor de ω obtenido en el ajuste previo, cuando usamos solamente los datos de ASAS. Por otra parte tomamos

$$\Delta T = T_{0A} - T_{0H}$$

y estimamos:

$$\dot{\omega}_0 = \Delta\omega / \Delta T$$

Con este valor inicial hicimos un ajuste con los datos de ASAS, HSH y datos espectroscópicos de F16, pero esta vez dejando todos los parámetros libres, incluido $\dot{\omega}$. Esta solución orbital usando todos los conjuntos de observaciones puede verse en la Figura 3.7 y en la Tabla 3.1.

En la Figura 3.7 podemos observar, en color negro, el ajuste global usando todos los datos, con ω calculado para la época T_{0H} . En color verde el modelo con ω calculado para la época inicial de las observaciones de ASAS y en color rojo el modelo calculado para la época final de las observaciones de ASAS. En las Figuras 3.8 y 3.9 puede observarse más detalladamente el desfase entre las curvas en los eclipses producto de $\dot{\omega}$. También puede apreciarse cómo, en los eclipses, las observaciones de ASAS siempre quedan encerradas entre la curva roja y la verde.

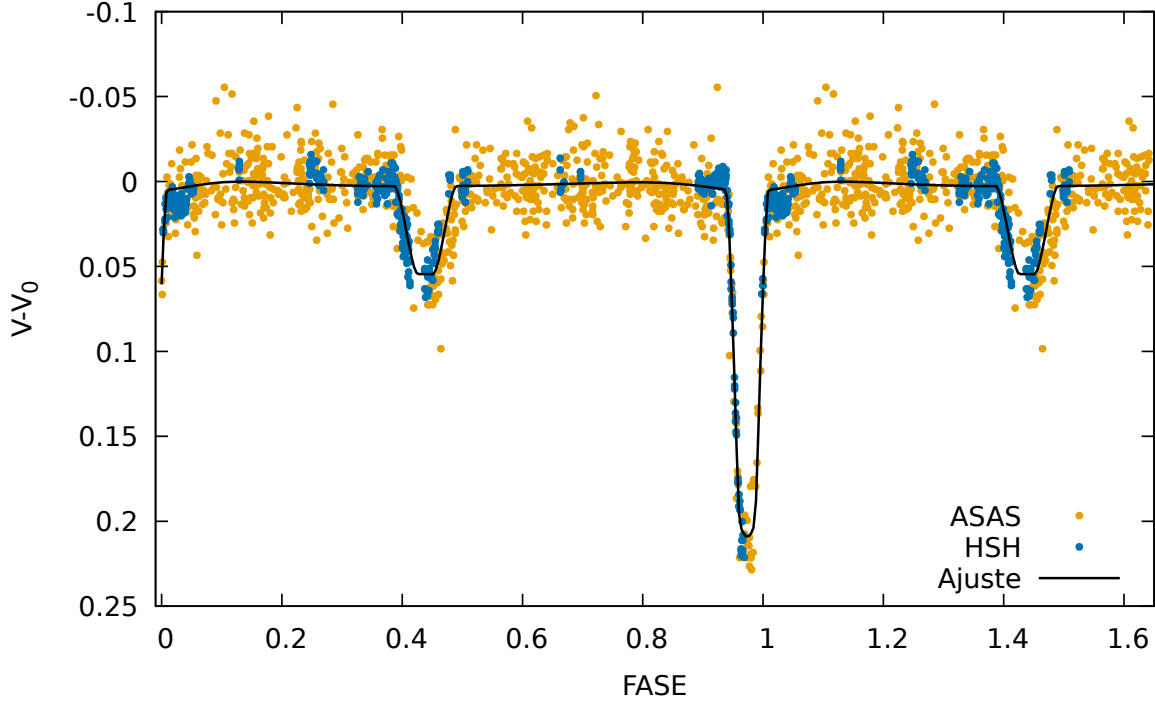


Figura 3.4: Ajuste usando datos de ASAS, HSH y de velocidad radial.

Esto se debe al gran intervalo de tiempo cubierto por ASAS (8 años). Además confirma la hipótesis de que el sistema HD 152590 posee movimiento apsidal. Por lo cual ω va cambiando siguiendo la relación:

$$\omega(t) = \omega_0 + \dot{\omega}t$$

En la Tabla 3.1 se observa que el valor ajustado para la velocidad del movimiento apsidal fue $\dot{\omega} = (0.0018 \pm 0.0001)^\circ/\text{día}$. El mismo se ilustra en la Figura 3.5 .

Este valor es consistente con el valor $(0.0014 \pm 0.0012)^\circ/\text{día}$, obtenido por F16, pero con un error menor.

Por otra parte, la fotometría nos permitió determinar la inclinación i , que unida a la espectroscopía, como se ve en la Figura 3.10, hizo posible determinar las masas absolutas de las componentes del sistema. Así hallamos:

$$M_1 = 20.0 \pm 0.2 M_\odot$$

$$M_2 = 5.2 \pm 0.1 M_\odot$$

En la Figura 3.11 vemos que las masas halladas aquí están dentro del rango de valores conocido para masas estelares de tipos espectrales similares obtenidas también por el método de las binarias eclipsantes – entre 10 y 27 M_\odot para la estrella primaria y de alrededor de 8 M_\odot para la secundaria (ver referencias en pág. 1.1)–, además ayudan a avanzar en completitud.

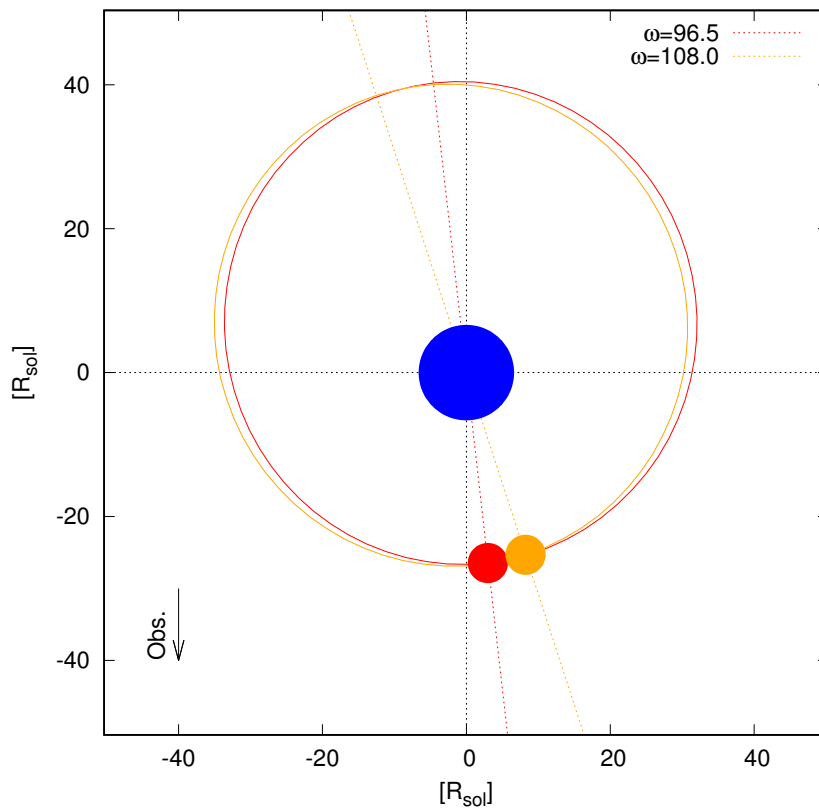


Figura 3.5: Esquema del movimiento apsidal en el sistema binario HD 152590 (estrella primaria en azul, secundaria en rojo y en amarillo) Se muestran las sucesivas órbitas relativas para la época inicial de los datos de ASAS (línea roja continua) y para la época actual (línea amarilla continua). Las líneas de trazos amarillos y rojos marcan las líneas de las ápsides para cada época. Se escogió un marco de referencia fijo en el centro de masa de la primaria. La secundaria se mueve en sentido antihorario. La flecha negra indica la dirección al observador.

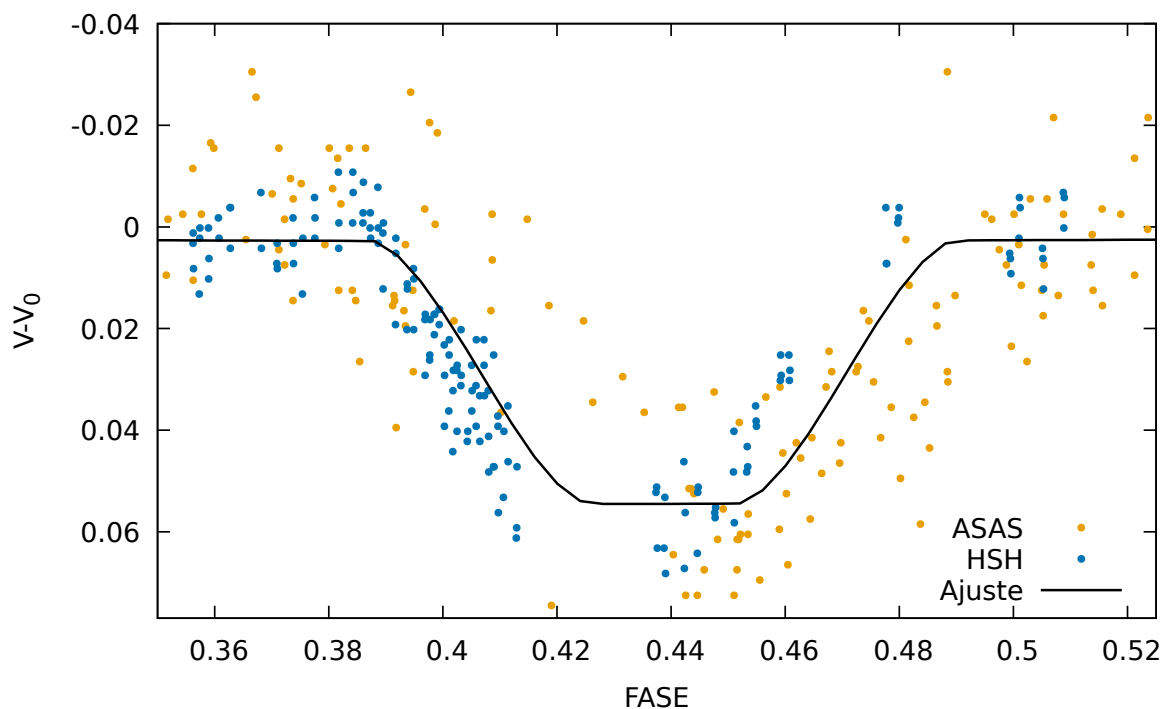


Figura 3.6: ajuste para el eclipse secundario usando datos de ASAS, HSH y datos de velocidad radial con ω fijo.

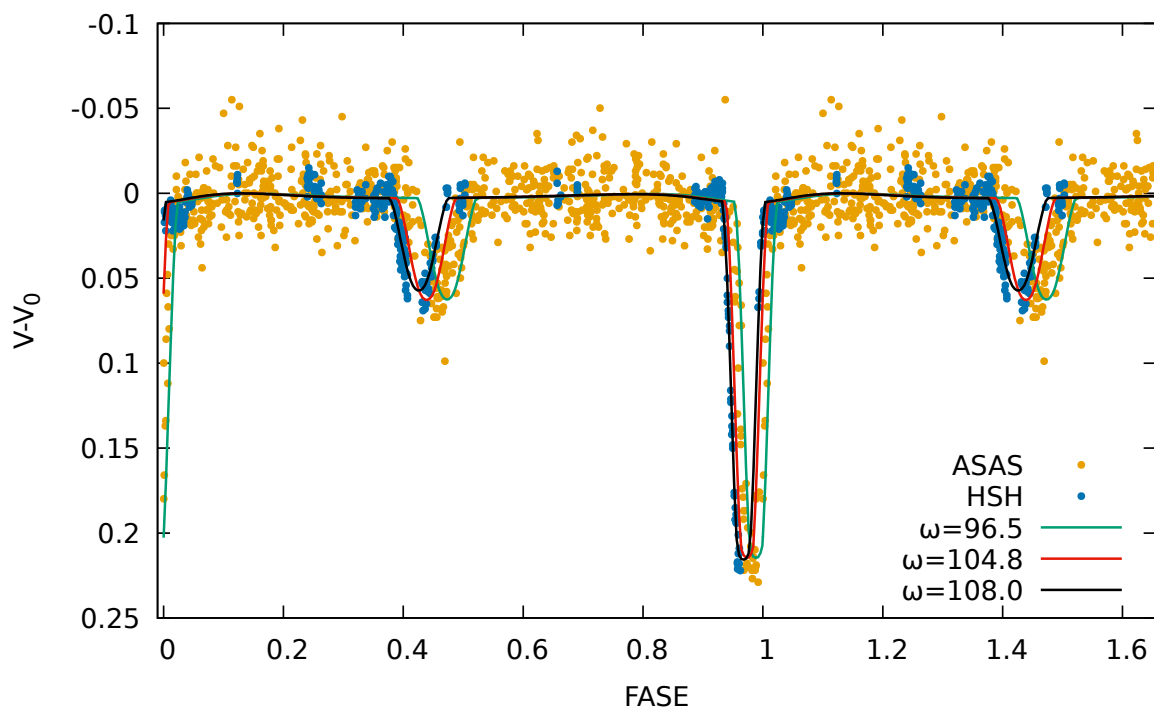


Figura 3.7: Ajuste global a las observaciones de ASAS, HSH y espectroscópicas agregando $\dot{\omega}$ como parámetro libre. Puntos mostaza: datos de ASAS; azules: HSH. Curva negra: ajuste para época actual; verde: época inicial de ASAS; roja: época final de ASAS.

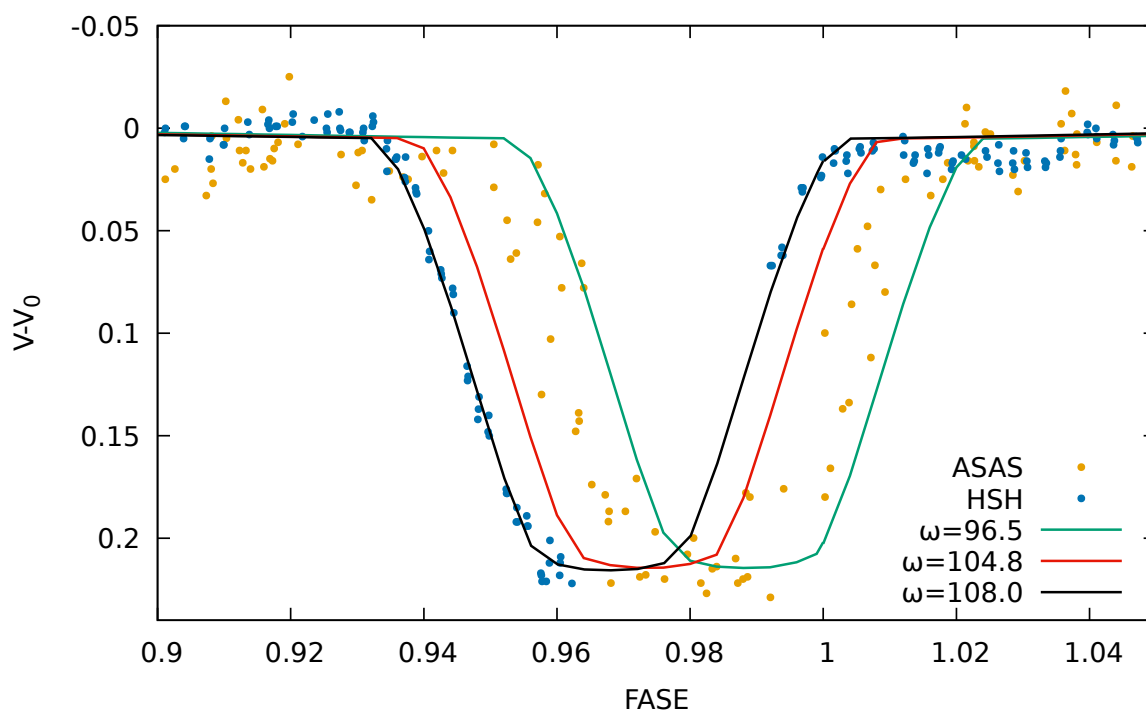


Figura 3.8: Eclipse primario del ajuste global con ω como parámetro libre. Colores como en la Figura 3.7.

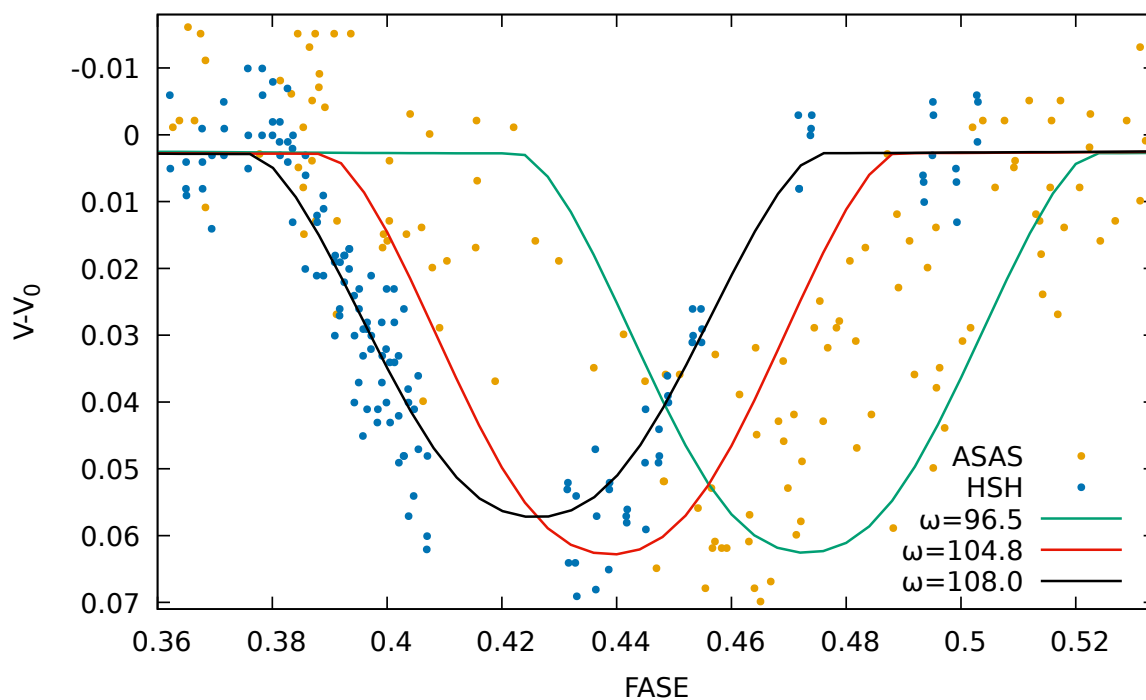


Figura 3.9: Eclipse secundario del ajuste global con ω como parámetro libre. Colores como en la Figura 3.7.

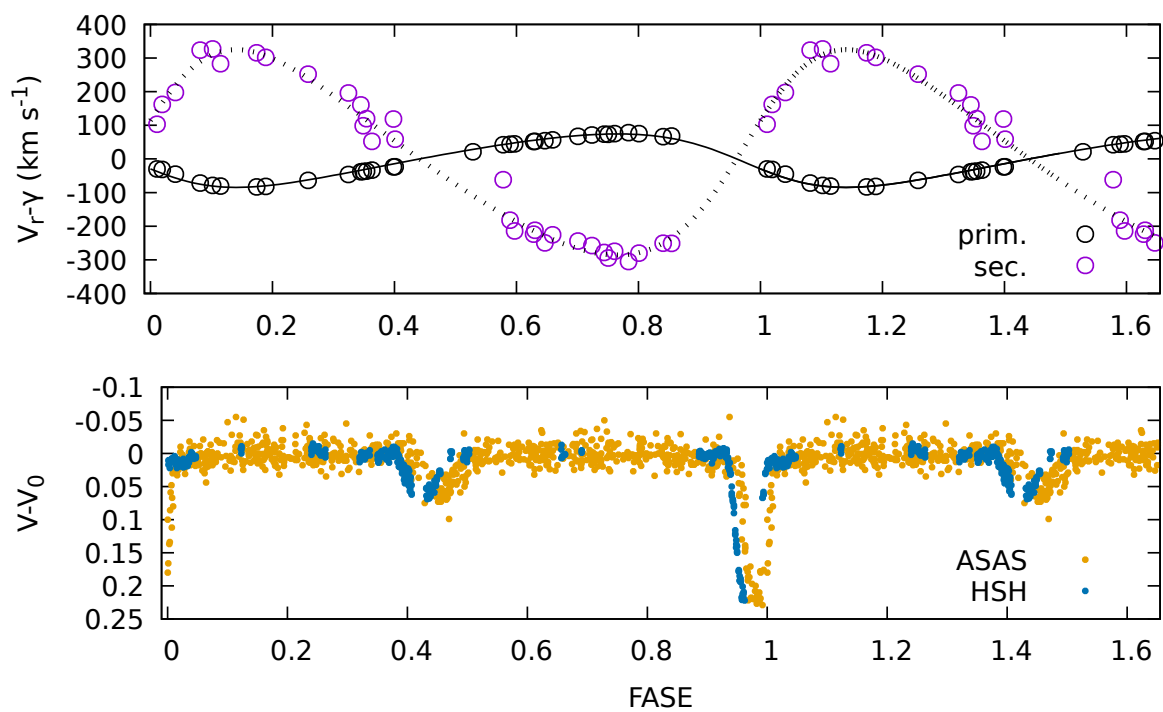


Figura 3.10: Curva de velocidad radial y curva de luz con $\dot{\omega}$ como parámetro libre para el sistema HD 152590.

Tabla 3.1: Solución orbital para HD 152590

Elemento	Valor
P (días)	4.488871 ± 0.000001
T_0 (HJD- 2400000)	58280.557 ± 0.001
e	0.208 ± 0.004
ω ($^\circ$)	108.0 ± 0.5
K_1 (km s^{-1})	79.4 ± 0.5
K_2 (km s^{-1})	305.4 ± 1.9
q (M_2 / M_1)	0.260 ± 0.006
γ_1 (km s^{-1})	-12 ± 2
γ_2 (km s^{-1})	-2 ± 29
$\dot{\omega}$ (grados/día)	0.0018 ± 0.0001
R_1/a^\dagger	0.197 ± 0.003
R_2/a^\dagger	0.083 ± 0.002
$a_1 \sin i$ (R_\odot)	6.89 ± 0.04
$a_2 \sin i$ (R_\odot)	26.5 ± 0.6
$M_1 \sin^3 i$ (M_\odot)	19.69 ± 0.13
$M_2 \sin^3 i$ (M_\odot)	5.12 ± 0.12
i ($^\circ$)	84.0 ± 0.3
a (R_\odot)	33.3 ± 0.7
M_1 (M_\odot)	20.01 ± 0.24
M_2 (M_\odot)	5.20 ± 0.11
V_1 (mag)	8.51 ± 0.06
V_2 (mag)	11.69 ± 0.01
V (mag)	8.45 ± 0.01
$(O - C)_{HSH}$ (mag)	0.0071
$(O - C)_{ASAS}$ (mag)	0.0148
$(O - C)_{\text{fotometría}}$ (mag)	0.0128
$(O - C)_{\text{espectroscopía}}$ (km s^{-1})	0.308

Parámetros orbitales y físicos ajustados con FOTEL utilizando nuestras medidas fotométricas, las de ASAS y los datos de velocidad radial de F16. \dagger : R_i representa el radio de cada estrella.

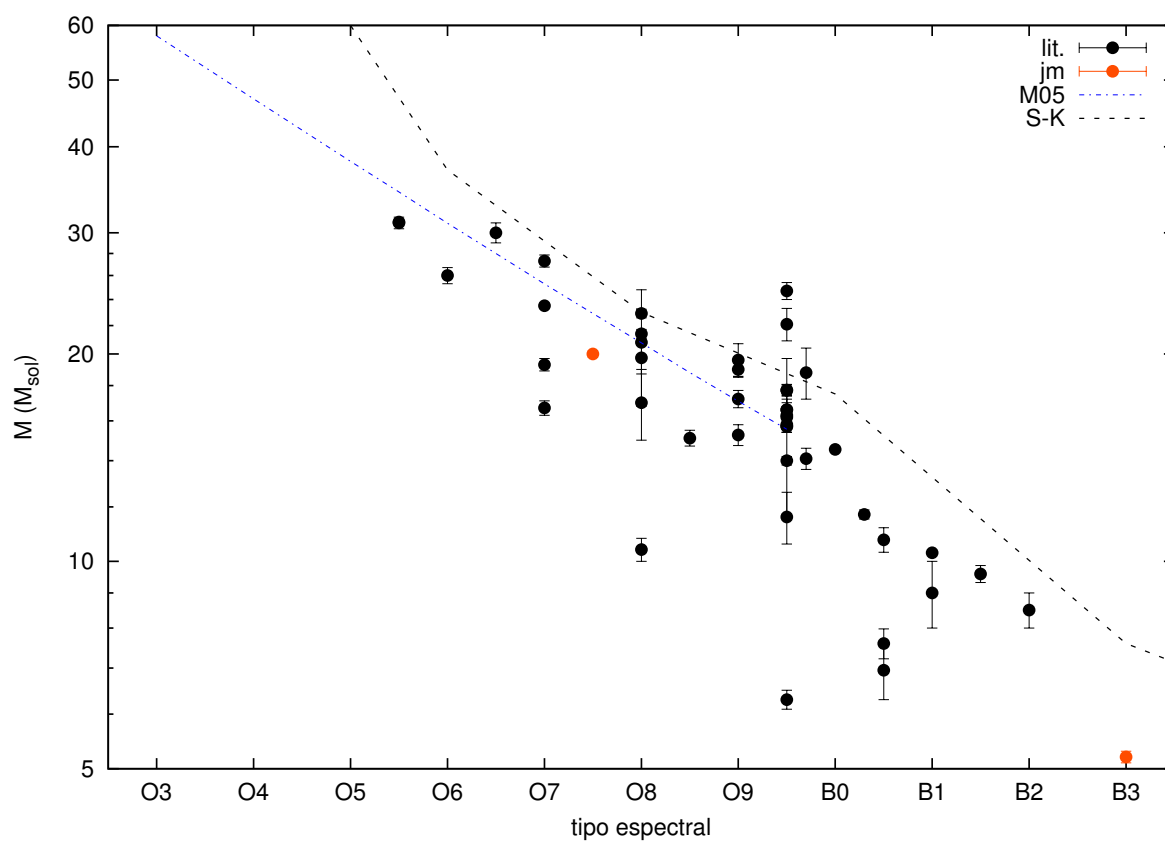


Figura 3.11: Masas de estrellas masivas de clase de luminosidad V en sistemas binarios eclipsantes O+OB. Puntos negros: valores obtenidos de la literatura; rojo: componentes del sistema HD 152590. Líneas de trazos: calibraciones de Martins et al. (2005) (azul) y de Schmidt-Kaler (Cox, 2000, p. 390, en negro). Figura original de F16, adaptada para esta tesis.

Capítulo 4

Conclusiones y trabajos a futuro

En este capítulo detallamos las conclusiones, alcances, y desarrollos futuros de este trabajo de investigación cuya realización fue posible gracias a un conjunto importante de observaciones realizadas con el telescopio HSH de CASLEO. El mismo que fue ofrecido para el uso de la comunidad recientemente y durante este trabajo se utilizó por primera vez para una tesis de licenciatura. Por medio de este estudio:

1. **Determinamos las masas absolutas de las componentes del sistema HD 152590**, obteniendo $M_1 = 20.0 \pm 0.2M_\odot$ y $M_2 = 5.2 \pm 0.1M_\odot$. Es la primera vez que se mide la masa absoluta de una estrella de subtipo espectral O7.5 con el método de las binarias eclipsantes. Las masas halladas coinciden con los valores esperados, como puede verse en la Figura 3.11.
2. Analizando conjuntamente datos fotométricos y de velocidad radial, **constatamos la existencia de movimiento apsidal** en el sistema HD 152590 y medimos su velocidad obteniendo, $\dot{\omega} = 0.0018 \pm 0.0001$ grados/día, lo cual se ilustra en la Figura 3.5.
3. A partir del modelo ajustado **obtuvimos la inclinación del plano orbital** $i = 84.0 \pm 0.3^\circ$, **el semieje mayor de la órbita relativa** $a = 33.4 \pm 0.7 R_\odot$ **y los radios** ($R_1 = 6.6 R_\odot$, $R_2 = 2.8 R_\odot$) de las componentes del sistema. Además obtuvimos mayor precisión en los parámetros P , $\dot{\omega}$, V_1 y V_2 .

Unos de los trabajos a futuro consistirá en hacer un ajuste más completo, usando datos fotométricos de las otras bandas observadas, lo cual nos permitirá obtener la temperatura de las componentes. Además, pensamos hacer un análisis cuantitativo de los espectros ya obtenidos, para determinar temperaturas efectivas, gravedades y composiciones químicas de las estrellas. Tanto los espectros como las tablas de medidas fotométricas se pondrán a disposición pública a través del Observatorio Virtual, al realizar la publicación científica correspondiente.

Índice de tablas

2.1. Características del telescopio utilizado para las observaciones fotométricas.	14
2.2. Efemérides utilizadas para el cálculo inicial de los eclipses	14
2.3. Tiempos de exposición para las observaciones en cada filtro	15
2.4. Cantidad total observaciones y observaciones útiles.	16
2.5. Estrellas de comparación.	16
3.1. Solución orbital para HD 152590	30

Índice de figuras

1.1. Imagen del sistema binario masivo HD152590 (V1297 Sco)	2
1.2. Ubicación espacial de la órbita relativa de una estrella binaria.	6
1.3. Trayectorias evolutivas para estrellas de $9 M_{\odot}$, $25 M_{\odot}$, $26 M_{\odot}$ y $60 M_{\odot}$ utilizando diferentes modelos de campo magnético.	7
1.4. Trayectorias evolutivas para una estrella de $20 M_{\odot}$ utilizando diferentes modelos.	8
2.1. Combinación en color RGB de imágenes del campo de HD152590.	17
3.1. Fotometría diferencial de sistema HD 152590	22
3.2. Fotometría diferencial del sistema HD 152590 en el filtro V.	23
3.3. Ajuste inicial para la curva de luz de ASAS.	24
3.4. Ajuste usando datos de ASAS, HSH y de velocidad radial.	25
3.5. Órbita relativa de la estrella secundaria	26
3.6. Ajuste al eclipse secundario con datos de ASAS, HSH y espectroscópicos	27
3.7. Ajuste global a los datos de ASAS, HSH y espectroscópicas con parámetro $\dot{\omega}$ libre	27
3.8. Eclipse primario del ajuste global con $\dot{\omega}$ como parámetro libre	28
3.9. Eclipse secundario del ajuste global con $\dot{\omega}$ como parámetro libre	28
3.10. Curva de velocidad radial y curva de luz para HD 152590	29
3.11. Masas de estrellas masivas, clase V	31

Bibliografía

- Abt H. A., 1983, *ARA&A*, 21, 343
- Andersen J., Clausen J. V., 1989, *Astronomy & Astrophysics*, 213, 183
- Barbá R. H., Gamen R., Arias J. I., Morrell N., Maíz Apellániz J., Alfaro E., Walborn N., Sota A., 2010, in *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series Vol. 38 of Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, vol. 27, Spectroscopic survey of galactic O and WN stars. OWN Survey: new binaries and trapezium-like systems. pp 30–32
- 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
- Bessell M. S., 1990, *PASP*, 102, 1181
- Bulut I., Demircan O., 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 378, 179
- Cox A. N., 2000, *Allen’s astrophysical quantities*
- Duchêne G., Simon T., Eislöffel J., Bouvier J., 2001, *Astronomy & Astrophysics*, 379, 147
- Fernández Lajús E., 2006, PhD thesis, Universidad Nacional de La Plata, Argentina
- Ferrero G., 2016, PhD thesis, Univ. Nac. de La Plata
- Gaia Collaboration Prusti T., de Bruijne J. H. J., Brown A. G. A., Vallenari A., Babusiaux C., Bailer-Jones C. A. L., Bastian U., Biermann M., Evans D. W., et al. 2016, *Astronomy & Astrophysics*, 595, A1
- 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
- Gieseeking F., 1982, *A&AS*, 49, 673

- Hadrava P., 2004, *Publications of the Astronomical Institute of the Czechoslovak Academy of Sciences*, 92, 1
- Harries T. J., Hilditch R. W., Hill G., 1997, *MNRAS*, 285, 277
- Heske A., Wendker H. J., 1984, *A&AS*, 57, 205
- Hilditch R. W., 2001, *An Introduction to Close Binary Stars*
- Levi-Civita T., 1937, *American Journal of Mathematics*, 59, 225
- Lorenz R., Mayer P., Drechsel H., 1994, *Astronomy & Astrophysics*, 291
- Mandrini C. H., Mendez R. H., Ferrer O. E., Niemela V. S., 1985, *RMxAA*, 11, 99
- Martins F., Palacios A., 2013, *Astronomy & Astrophysics*, 560, A16
- Martins F., Schaerer D., Hillier D. J., 2005, *Astronomy and Astrophysics*, 436, 1049
- Massey P., 2003, *ARA&A*, 41, 15
- Meynet G., Maeder A., Georgy C., Ekström S., Eggenberger P., Barblan F., Song H. F., 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, Massive stars, successes and challenges*. pp 3–14
- Otero S. A., Claus F., 2004, *Information Bulletin on Variable Stars*, 5495, 1
- Pawlak M., Soszyński I., Udalski A., Szymański M. K., Wyrzykowski Ł., Ulaczyk K., Poleski R., Pietrukowicz P., Kozłowski S., Skowron D. M., Skowron J., Mróz P., Hamanowicz A., 2016, *Acta Astronomica*, 66, 421
- Penny L. R., Ouzts C., Gies D. R., 2008, *ApJ*, 681, 554
- Perry C. L., Hill G., Christodoulou D. M., 1991, *A&AS*, 90, 195
- Petrova A. V., Orlov V. V., 1999, *The Astronomical Journal*, 117, 587
- Rodríguez C. N., 2018, *Tesis de licenciatura, Universidad Nacional de La Plata*
- Sana H., 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, The multiplicity of massive stars: a 2016 view*. pp 110–117
- Soszyński I., Pawlak M., Pietrukowicz P., Udalski A., Szymański M. K., Wyrzykowski Ł., Ulaczyk K., Poleski R., Kozłowski S., Skowron D. M., Skowron J., Mróz P., Hamanowicz A., 2016, *Acta Astronomica*, 66, 405
- 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

Sterne T. E., 1939, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 99, 451

Van Hamme W., 1993, *AJ*, 106, 2096

Vaz L. P. R., Cunha N. C. S., Vieira E. F., Myrrha M. L. M., 1997, *Astronomy and Astrophysics*, 327, 1094

Zinnecker H., Yorke H. W., 2007, *Annual Reviews of Astronomy and Astrophysics*, 45, 481