

# *Sistemas estelares múltiples de tipo temprano*

por María Eugenia Veramendi Pont

Presentado ante la Facultad de Matemática, Astronomía y Física  
como parte de los requerimientos para la obtención del grado de  
Doctor en Astronomía de la

**UNIVERSIDAD NACIONAL DE CORDOBA**

Mayo, 2012

© FaMAF – UNC 2012

**Director: Dr. Jorge Federico González**

**Co-Director: Dr. Emilio Lapasset**

April 30, 2012

---

# CONTENIDOS

---

|          |   |           |
|----------|---|-----------|
| <b>1</b> | <b>Introducción</b>   | <b>1</b>  |
| 1.1      | Definición y clasificación de sistemas estelares múltiples . . . . .          | 1         |
| 1.2      | Marco teórico . . . . .   | 3         |
| 1.2.1    | Frecuencia de sistemas múltiples . . . . .                                    | 3         |
| 1.2.2    | Modelos de formación . . . . .  | 5         |
| 1.2.3    | Subsistemas binarios cerrados: ciclos de Kozai y fricción por mareas. . . . . | 7         |
| 1.3      | Motivaciones y plan de la tesis . . . . .                                     | 9         |
| 1.4      | Selección de la muestra . . . . .   | 11        |
| <b>2</b> | <b>Observaciones espectroscópicas</b>   | <b>20</b> |
| 2.1      | Configuración instrumental . . . . .  | 20        |
| 2.2      | Técnica de observación . . . . .  | 21        |
| 2.3      | Reducción de las observaciones . . . . .                                      | 22        |
| 2.3.1    | Tratamiento de las imágenes y extracción de órdenes echelle . . . . .         | 23        |
| 2.3.2    | Calibración en longitud de onda . . . . .                                     | 24        |
| <b>3</b> | <b>Medición de velocidades radiales</b>                                       | <b>26</b> |
| 3.1      | Correlaciones cruzadas . . . . .  | 26        |
| 3.1.1    | Principios básicos . . . . .  | 26        |
| 3.1.2    | Implementación . . . . .  | 28        |
| 3.2      | Separación de espectros en binarias . . . . .                                 | 30        |
| 3.2.1    | Principios básicos . . . . .  | 31        |
| 3.2.2    | Implementación . . . . .  | 32        |
| 3.3      | Separación de espectros múltiples . . . . .                                   | 33        |
| 3.3.1    | Características de los scripts . . . . .                                      | 34        |
| 3.3.2    | Aplicación a un sistema modelo . . . . .                                      | 35        |

|          |  |           |
|----------|--|-----------|
| <b>4</b> | <b>Fotometría</b>  | <b>43</b> |
| 4.1      | Observaciones . . . . .  | 43        |
| 4.2      | Reducción de las observaciones . . . . .   | 44        |
| 4.2.1    | Tratamiento de las imágenes . . . . .  | 44        |
| 4.2.2    | Identificación de objetos y medición de magnitudes . . . . .                           | 44        |
| 4.2.3    | Transformación al sistema estándar . . . . .   | 46        |
| 4.3      | Elaboración de diagramas fotométricos . . . . .  | 47        |
| <b>5</b> | <b>Análisis y Resultados</b>   | <b>48</b> |
| 5.1      | Determinación de parámetros orbitales de binarias catalogadas . . . . .                | 52        |
| 5.1.1    | WDS 04352-0944 . . . . .   | 52        |
| 5.1.2    | WDS 05247-5219 . . . . .   | 54        |
| 5.1.3    | WDS 08263-3904 . . . . .   | 57        |
| 5.1.4    | WDS 08563-5243 . . . . .   | 61        |
| 5.1.5    | WDS 16054-1948 . . . . .   | 65        |
| 5.1.6    | WDS 17301-3343 . . . . .   | 68        |
| 5.2      | Variables de velocidad radial detectadas . . . . .                                     | 70        |
| 5.2.1    | WDS 08314-3904 . . . . .   | 70        |
| 5.2.2    | WDS 13226-6059 . . . . .   | 72        |
| 5.2.3    | WDS 15185-4753 . . . . .   | 74        |
| 5.3      | Nuevas binarias espectroscópicas de doble línea . . . . .                              | 76        |
| 5.3.1    | WDS 08079-6837 . . . . .   | 76        |
| 5.3.2    | WDS 10209-5603 . . . . .   | 79        |
| 5.3.3    | WDS 20118-6337 . . . . .   | 82        |
| 5.4      | Detección y análisis de sistemas múltiples espectroscópicos . . . . .                  | 85        |
| 5.4.1    | WDS 06214+0216 . . . . .   | 85        |
| 5.4.2    | WDS 15088-4517 . . . . .   | 95        |
| 5.4.3    | WDS 17268-4550 . . . . .   | 98        |
| 5.5      | Otros sistemas. . . . .  | 99        |
| 5.5.1    | Múltiples con componentes de velocidad radial constante. . . . .                       | 99        |
| 5.5.2    | Sistemas con multiplicidad menor que la catalogada: probables sistemas dobles. . . . . | 110       |

|          |  |            |
|----------|--|------------|
| <b>6</b> | <b>Discusión y conclusiones</b>                                | <b>118</b> |
| 6.1      | Límites de detección de subsistemas espectroscópicos . . . . . | 118        |
| 6.2      | Orden de multiplicidad . . . . .                               | 122        |
| 6.3      | Modelos de formación y evolución de múltiples . . . . .        | 125        |
| 6.4      | Estabilidad . . . . .  | 128        |
| 6.5      | Ciclos de Kozai y fricción por mareas . . . . .                | 129        |
| 6.6      | Comentarios finales . . . . .                                  | 132        |

## Resumen

Según indican los resultados observacionales, la presencia de sistemas binarios y múltiples es significativa en todos los ambientes estelares. Por esta razón, es fundamental que sus propiedades sean explicadas por los modelos de formación y evolución estelar. El conocimiento acerca de la historia de formación que se obtiene a partir del análisis de las propiedades de estrellas múltiples es particularmente amplio, ya que el número de parámetros que caracterizan a este tipo de sistemas es mayor que para una binaria.

Si bien existen cientos de sistemas estelares múltiples con componentes de tipos espectrales tempranos, muy pocos de éstos tienen estudios detallados. Por ello se emprendió esta investigación, con el objetivo de obtener un conocimiento empírico más profundo de estos sistemas, para abordar un análisis estadístico que permitiese contrastar modelos teóricos de formación y evolución de sistemas estelares.

La muestra de sistemas múltiples estudiados en este trabajo contiene 30 sistemas, en su mayoría triples. Éstos se seleccionaron del “Multiple Star Catalogue” (Tokovinin 1997), considerando que tuvieran componentes de tipos espectrales O, B y A más brillantes que magnitud  $V = 10$ .

Se realizó un relevamiento espectroscópico de los sistemas seleccionados, con dos objetivos principales: a) Detectar variaciones morfológicas o cambios en velocidad radial que indicaran la presencia de nuevas componentes y b) realizar un seguimiento de los subsistemas espectroscópicos con el objeto de calcular sus parámetros orbitales. Este relevamiento se llevó a cabo en 9 turnos de observación con una base de tiempo superior a 2.5 años.

Se empleó el método de correlaciones cruzadas unidimensionales para medir velocidades radiales en todos los espectros obtenidos. En el caso de binarias espectroscópicas de doble línea se aplicó el método de separación de González y Levato (2006) para obtener los espectros individuales de las componentes y medir sus velocidades radiales. En los espectros de algunos sistemas se halló la presencia de más de dos componentes que variaban en velocidad radial. Para estos casos se desarrolló una generalización del método de González y Levato, la cual es aplicable a subsistemas espectroscópicos de multiplicidad arbitraria.

Con el objetivo principal de detectar nuevas componentes en base a la elaboración y análisis de diagramas color – magnitud, se emprendió un relevamiento fotométrico de los sistemas seleccionados. Se realizaron observaciones en los filtros *UVI* durante dos turnos. Las magnitudes se midieron mediante fotometría de apertura.

En base al ajuste de las velocidades radiales medidas, se calcularon órbitas para 7 subsistemas binarios catalogados pero sin ningún parámetro previo. Para dos de los que estaban clasificados como binarias de línea simple se detectaron las líneas del objeto más débil y se ajustaron las velocidades radiales de ambas componentes.

En varios de los sistemas analizados se detectó que una o más componentes clasificadas como estrellas simples son subsistemas espectroscópicos. En tres casos se hallaron variaciones de velocidad radial de la componente observada y en uno de éstos fue posible realizar un ajuste orbital preliminar. Se descubrieron nuevos subsistemas espectroscópicos de doble línea en otros tres sistemas, aunque sólo para uno de ellos se obtuvo una órbita tentativa. Por otra parte, se hallaron tres sistemas en cuyos espectros se detectó la variación en velocidad radial de las líneas de más de dos componentes. Estos subsistemas múltiples espectroscópicos se identificaron mediante la detección de cambios en la morfología espectral y de más de dos picos de velocidad radial variable en las funciones de correlación cruzada. En uno de estos casos se separaron los espectros de las cuatro componentes y en otro sólo fue posible obtener aproximadamente los espectros de dos de ellas.

Una gran parte de las componentes observadas no presentaron variaciones morfológicas ni de velocidad radial que indicaran la presencia de compañeras adicionales. Las velocidades radiales de estas componentes se obtuvieron promediando las mediciones obtenidas. En 12 casos se trata de objetos que no cuentan con ningún valor de velocidad radial publicado previamente en la literatura.

Los resultados espectroscópicos de cada sistema se complementaron con datos de otras fuentes de información adicionales. En los sistemas en que se habían obtenido datos fotométricos, éstos se emplearon para elaborar diagramas color – magnitud y contrastarlos con isócronas teóricas. De esta forma se estimaron distancias y edades, como así también se analizó la posibilidad de pertenencia al sistema de otros objetos en el campo, obteniéndose resultados diversos. Sólo en un caso éstos indicaron un posible vínculo físico con una componente adicional. Por otra parte, se emplearon los movimientos propios dados por los catálogos Hipparcos (Van Leeuwen 2007) y SPM4 (Girard et al. 2011)

como complemento de los resultados anteriores al abordar el análisis de la existencia de un vínculo cinemático entre las componentes.

Teniendo en cuenta los errores en las mediciones de velocidad radial efectuadas para objetos de baja y alta velocidad de rotación proyectada, se concluye que el relevamiento realizado es completo en el rango de períodos entre 2 y 10 días. Para sistemas de baja rotación, es posible extender esta conclusión hasta períodos de 100 días. No obstante, el relevamiento no es completo para órbitas más amplias, cualquiera sea la velocidad de rotación de las componentes.

Los resultados obtenidos condujeron a cambios en el orden de multiplicidad de más de la mitad de los sistemas analizados. En parte de éstos se produjo un aumento de este valor debido a la detección de nuevas componentes, pero también se hallaron posibles sistemas dobles, clasificados erróneamente como triples. La fracción de estrellas múltiples con más de tres componentes obtenida para la muestra final es más de tres veces superior a la de la muestra seleccionada originalmente. Esto indica que los sistemas múltiples de alto orden son más frecuentes que lo estimado hasta el momento.

Se ha confirmado que los sistemas analizados son jerárquicos, ya que en todos los casos las relaciones de períodos entre órbitas de jerarquías consecutivas son mayores que 10. Más aún, en la mayor parte de los sistemas dichas razones son mayores que 100, en contraposición con las predicciones de las simulaciones de N cuerpos puras. La distribución de razones de masa exteriores tampoco es consistente con dichos modelos.

No se detectó una correlación entre las razones de masa y los períodos de los subsistemas interiores cerrados, lo cual indica que la acreción de gas no puede ser el único mecanismo que los condujo a sus configuraciones actuales. Es muy probable que esto haya ocurrido como resultado de la acción combinada de ciclos de Kozai y fricción por mareas. Más aún, se estima que no se forman subsistemas interiores con períodos menores a 100 días y que todos los existentes se originaron por la contracción de binarias más amplias. En este proceso la interacción con otro cuerpo ligado podría haber desempeñado un rol fundamental.

## Abstract

According to the observational results, binary and multiple stellar systems represent a significant fraction of the population in all stellar environments. For that reason, it is essential that their properties are explained by formation and evolutionary stellar models. The knowledge about the stellar formation history that can be obtained from the analysis of the properties of multiple systems is particularly wide, since the number of parameters characterizing this type of systems is larger than for binary stars.

Even though there exist hundreds of stellar multiple systems with components of early spectral types, very few of them have been studied in detail. This research was undertaken with the aim of obtaining a deeper empirical and statistical knowledge that allows to contrast the theoretical models of formation and evolution of stellar systems.

The sample of multiple systems analyzed in this work consist of 30 systems, mainly triples, of spectral types O, B, and A, which were selected from the “Multiple Star Catalogue” (Tokovinin 1997).

We carried out a spectroscopic study of the selected systems with two main goals: a) To detect morphological variations or radial velocity changes indicating the presence of new components, and b) to monitor the spectroscopic subsystems in order to calculate their orbital parameters. We carried out this spectroscopic survey in 9 observing runs covering a time-span of 2.5 years.

We measured radial velocities by cross-correlations in all the obtained spectra. In the case of double-lined binaries we applied the spectral disentangling method of González & Levato (2006) with the aim of obtaining the individual spectra of the component and measuring their radial velocities. In some cases, we detected spectral line sets of more than two moving stellar components. To deal with these objects we developed a generalization of the method of González & Levato, which can be applied to spectroscopic subsystems of any multiplicity order.

With the aim of detecting new components we carried out a photometric survey of the systems of our sample. We obtained CCD photometric observations in *UVI* bands in two runs and we measured magnitudes with aperture photometry.

We calculated spectroscopic orbits for 7 binary subsystems, which were previously known but lacking any orbital analysis. In two objects classified as single-lined binaries, we detected the spectral lines of the faint companion and we fitted radial velocity curves

for both components.

In several systems one or more components classified as single were detected to be spectroscopic subsystems. In three cases we detected radial velocities variations and in one of them we obtain a preliminar orbit. In other systems, we discovered three new double-lined spectroscopic systems, although just for one of them we obtained a preliminary orbit. On the other hand, three systems turned out to be spectroscopic multiple, with more than two moving line sets. These detections were based on changes in the spectral morphology or the identification of more than two peak with variable radial velocity in the cross-correlation function. In one of them, all four spectroscopic companions could be separated, while a preliminary spectra of two components were calculated in the other one.

A large proportion of the observed components did not show spectral or velocity variations indicating the presence of additional companions. The mean radial velocities of these components were obtained by averaging the measurements. Twelve of these objects had not got any previous radial velocity measurement.

The spectroscopic results of each system have been complemented with data from additional sources of information. When available, photometric data was used to construct colour – magnitude diagrams, which were confronted with theoretical isochrones to derive distances and ages. The membership of other objects in the field was also analysed, achieving diverse results. Just in one case the results suggest a possible physical link with an additional component. Furthermore, the proper motions from Hipparcos (Van Leeuwen 2007) and SPM4 (Girard et al. 2011) catalogues were used to complement latter results to analyse the existence of a kinematic link between the components.

Considering the radial velocity errors for objects with low and high projected rotational velocity, we concluded that our survey is complete in the period range between 2 and 10 days. For low rotation systems, this conclusion can be extended to periods of 100 days. Nonetheless, the survey is not complete for wider orbits, whatever the rotational velocity of the components.

The results obtained led to changes in the multiplicity in more than one half of the analysed systems. Some of them increased their multiplicity due to the detection of new components. However, possible double stars have been also found, whose previous classification as triples would be erroneous. The fraction of multiple stars with more than three components in the final sample is more than three times greater than in the original

sample. This indicates that high order multiple systems are more common than in the present estimations.

The hierarchical structure of the analysed systems has been confirmed, because in all of them the ratio of periods of adjacent hierarchical levels are greater than 10. Furthermore, in most of them, such ratios are greater than 100, in disagreement with the predictions of pure N-body simulations. The distribution of outer mass ratios is also not consistent with such models.

No correlation between mass ratios and periods of close inner subsystems has been identified. This indicates that the gas accretion is not the only mechanism that led them to their present configurations. It is very likely that this occurred as a result of the combined action of Kozai cycles and tidal friction. Moreover, we estimate that inner subsystems with periods shorter than 100 days are not formed, and all of those that currently exist are results of the contraction of wider binaries. In this process, the interaction with other linked body could have played an important role.

---

# CAPITULO 1

## INTRODUCCIÓN

---

### *1.1 Definición y clasificación de sistemas estelares múltiples*

En general, un sistema estelar múltiple puede definirse como un conjunto de dos o más estrellas ligadas gravitatoriamente entre sí. Por lo tanto, puede hablarse de múltiples de orden dos, tres, cuatro, etc., de acuerdo al número de componentes involucradas. En la literatura, no existe un criterio unificado acerca de la distinción entre una estrella múltiple y un cúmulo estelar. Sin embargo, esta diferencia puede plantearse en base a la cantidad de componentes vinculadas, adoptando un límite máximo de 10 para el número de objetos que pueden formar un sistema múltiple. Aunque está implícito en el concepto, es importante aclarar que un conjunto de dos o más estrellas próximas entre sí ópticamente no se considera un sistema múltiple si no hay indicios de una relación física entre sus componentes. Cabe mencionar también que, si bien la definición general incluye a las binarias, el objeto de estudio de esta tesis son los sistemas con tres o más componentes y para ellos se emplean los términos “sistema múltiple” o “estrella múltiple”. Es decir, no se analizan binarias “aisladas”, sino sólo aquellas que forman parte de sistemas con más de dos componentes catalogadas.

De acuerdo a su estructura, los sistemas múltiples se clasifican en dos grupos: *jerárquicos* y *no jerárquicos* o *trapecios*. La mayoría de los sistemas conocidos pertenecen al primer grupo y se pueden considerar como una combinación de subsistemas binarios de distinta jerarquía. Por ejemplo, un sistema triple jerárquico con componentes de masas  $M_1$ ,  $M_2$  y  $M_3$  estaría constituido de una binaria *interior* (componentes  $M_1$  y  $M_2$ ) en una órbita de semieje mayor  $a_{in}$  y una binaria *exterior*, cuyas componentes son  $M_3$  y el par  $M_1 + M_2$ , con un semieje mayor  $a_{ext} \gg a_{in}$ . Típicamente, existe un factor  $10^2 - 10^3$  entre los semiejes mayores de órbitas de niveles de jerarquía consecutivos, lo cual garantiza la estabilidad de

este tipo de sistemas. Generalmente se adopta el criterio de Mardling y Aarseth (2001) para determinar si una múltiple es estable, en base a la razón de masas y excentricidad de la órbita exterior y a la inclinación relativa entre ambas órbitas (ver Capítulo 6). Para órbitas casi coplanares y con movimiento directo, un factor de sólo 3 o 4 entre los semiejes mayores de órbitas de distinta jerarquía es suficiente para asumir la estabilidad del sistema (Eggleton y Tokovinin 2008). Este factor límite es menor en sistemas con órbitas en movimiento retrógrado e inclinaciones relativas distintas de cero. En los sistemas no jerárquicos no se cumple la condición de estabilidad, ya que las separaciones entre las componentes son comparables entre sí. Por lo tanto, los sistemas trapecios observados son jóvenes y se espera que se destruyan en unos pocos millones de años por interacciones gravitacionales. El prototipo de esta clase de sistemas es el Trapecio en Orión ( $\theta^1 Ori$ ), que consiste de cinco componentes brillantes distribuidas a lo largo del contorno de una elipse con ejes de  $23''$  x  $13''$ .

Las estrellas binarias pueden clasificarse de acuerdo a la técnica empleada en su observación, la cual depende principalmente de la separación entre las componentes. Así, los sistemas más cerrados con períodos de unos pocos días son binarias espectroscópicas, mientras que aquellos con separaciones mayores a unos pocos segundos de arco se clasifican como binarias visuales. Para separaciones intermedias se emplean técnicas de interferometría. Sin embargo, actualmente no es posible hacer una división tan estricta. Por un lado, el avance de las técnicas de interferometría terrestre y espacial ha permitido su aplicación en el rango de las binarias espectroscópicas. Por otra parte, el desarrollo de técnicas tales como óptica adaptiva y “lucky imaging” (Tubbs 2004) ha permitido extender la imagen directa a sistemas speckle. En general, la observación de un sistema múltiple involucra la aplicación de más de una técnica, ya que las separaciones entre las componentes son muy diferentes para órbitas de distinta jerarquía. Por lo tanto, no es posible clasificar una estrella múltiple en base a una única técnica de detección, siguiendo el esquema tradicional empleado para binarias. No obstante, esta clasificación sí se aplica a los subsistemas binarios.

Para designar a los subsistemas de distintos niveles de jerarquía, actualmente se emplea la nomenclatura establecida en el “Washington Multiplicity Catalog” (Hartkopf 2007, Hartkopf y Mason 2004). De acuerdo con ésta, las componentes más separadas que constituyen el primer nivel de jerarquía se identifican mediante letras mayúsculas (A, B, ...). A su vez, si una o más de estas componentes son subsistemas binarios o múltiples, estas

letras irán acompañadas de otras minúsculas (a, b, . . .). Si existen subsistemas en un tercer nivel de jerarquía, sus miembros se distinguirán añadiendo números a la nomenclatura anterior. Para niveles subsiguientes se alternarán letras minúsculas y números, aunque no existen ejemplos conocidos hasta el momento. Para aclarar este esquema podría considerarse, por ejemplo, una configuración hipotética para un sistema cuádruple con tres niveles de jerarquía. En éste, las componentes más separadas podrían formar un par visual con una separación de varios segundos de arco. Estas componentes se identificarán como A y B. Si A es un subsistema visual próximo que se detecta, por ejemplo, por interferometría speckle, sus componentes se designarán como Aa y Ab. Por su parte, Aa podría ser una binaria espectroscópica, en cuyo caso sus componentes serán Aa1 y Aa2.

## 1.2 Marco teórico

### 1.2.1 Frecuencia de sistemas múltiples

La presencia de sistemas binarios y múltiples es significativa en todos los ambientes estelares. Sin embargo, los resultados estadísticos publicados hasta el momento señalan que la frecuencia de multiplicidad varía según el rango de masa estelar considerado, disminuyendo hacia masas menores.

La mayor parte de las estrellas de tipos espectrales O y B forman parte de sistemas binarios y múltiples. Más aún, se cree que incluso las estrellas masivas aisladas en el campo formaron parte de sistemas múltiples en el pasado y fueron expulsadas en explosiones de supernova o interacciones dinámicas (Sana y Evans 2010). Por otra parte, Mason et al. (2009) encontraron que la fracción de multiplicidad de las estrellas de tipo O es mayor en cúmulos y asociaciones estelares (75%) que en el campo (59%) y entre las estrellas “runaway” (43%). A su vez, las binarias halladas entre las estrellas “runaway” tienden a ser sistemas cerrados con componentes de masas casi iguales y binarias con compañeras que son estrellas de neutrones. Esto sugiere que tanto los encuentros dinámicos como las explosiones de supernova contribuyen a la expulsión de estrellas masivas de cúmulos. Aunque algunos autores señalan que parece haber una relación entre la densidad del cúmulo y la fracción de binarias espectroscópicas entre estrellas de tipo O (Penny et al. 1993, García y Mermilliod 2001), en cúmulos cercanos esta fracción queda descripta en forma adecuada por un valor homogéneo del 44% (Sana y Evans 2010).

El análisis de Duquennoy y Mayor (1991, en adelante DM91) sobre multiplicidad

entre las estrellas de tipo solar fue el más completo hasta los últimos años. En éste, los autores encontraron que el 43% de su muestra formaba parte de sistemas binarios y múltiples. Más recientemente, Raghavan et al. (2010) realizaron una nueva estadística de este tipo de objetos en la vecindad solar, teniendo en cuenta algunos errores en la selección de la muestra de DM91 e incorporando resultados obtenidos con nuevas técnicas de observación. Como resultado, la fracción de multiplicidad global permaneció casi invariable con respecto al valor obtenido por DM91. Sin embargo, se duplicó el número de estrellas que forman parte de múltiples de orden mayor a dos, con respecto al 13% obtenido por dichos autores.

Bergfors et al. (2010) han analizado la multiplicidad de 124 estrellas de tipos M0–M6, que constituyen la muestra más numerosa de este tipo de objetos estudiada hasta el momento. Sin embargo, ésta es sólo una parte de su muestra seleccionada, que incluye 800 objetos. Empleando la técnica de “lucky imaging”, los autores han hallado una fracción de multiplicidad del 32%, consistente con resultados anteriores (Delfosse et al. 2004, Reid y Gizis 1997, Fischer y Marcy 1992). Por otra parte, existen diversos estudios de binaridad de estrellas VLM ( $M < 0.1M_{\odot}$ ) que involucran muestras de objetos poco numerosas. En conjunto, sus resultados conducen a una frecuencia de binaridad del 15% en este rango inferior de masa (Close et al. 2003).

Existen numerosas evidencias de cúmulos estelares que presentan una gran fracción de binarias (Duchêne 1999, Raboud y Mermilliod 1998). Al mismo tiempo, las simulaciones de N cuerpos de cúmulos abiertos revelan que los sistemas triples se forman principalmente en encuentros dinámicos binaria – binaria. Dado que las binarias tienden a estar concentradas hacia el centro del cúmulo, se espera que una población relativamente modesta de estos sistemas dobles sea suficiente para producir una cantidad significativa de sistemas triples. Una vez formados, éstos pueden combinarse en configuraciones de mayor orden y complejidad (Aarseth 2004). Las interacciones fuertes subsecuentes entre los sistemas formados y estrellas individuales o binarias, pueden producir escapes de alta velocidad con importantes consecuencias observacionales (Aarseth 2001). Sin embargo, existen pocos datos observacionales de sistemas triples en cúmulos que permitan contrastar las predicciones teóricas (Raboud y Mermilliod 1998).

### 1.2.2 Modelos de formación

Dado que las estrellas binarias y múltiples son altamente frecuentes en todos los ambientes estelares, la comprensión de su formación es una pieza fundamental en el conocimiento del proceso de formación estelar general. En particular, algunos autores señalan que todas las estrellas nacen en sistemas binarios y múltiples. A medida que transcurre el tiempo, éstos se disgregan como consecuencia de interacciones dinámicas y dan lugar a las estrellas simples (Duchêne et al. 2007). Sin embargo, este mecanismo es más efectivo para sistemas compuestos por estrellas de masa baja, ya que la energía de ligadura de éstos es pequeña. Por esta razón, las frecuencias de binarias y múltiples disminuyen con el tiempo, especialmente en sistemas con componentes tardías (Machida et al. 2008).

La fragmentación de nubes moleculares se considera el mecanismo dominante en la formación de sistemas dobles y múltiples y varios autores han desarrollado simulaciones numéricas de este proceso (Delgado-Donate et al. 2004, Bate et al. 2002, Bate 2009, Machida et al. 2008). La evolución hidrodinámica de una nube molecular produce choques que conducen a la formación de regiones de mayor densidad, denominadas núcleos moleculares densos. El colapso de un núcleo turbulento crea filamentos, en cuyas intersecciones se forman estrellas o subsistemas.

Mientras la rotación y turbulencia del núcleo favorecen la fragmentación, el campo magnético la retarda o incluso la suprime durante todas las fases de colapso. La evolución de un núcleo molecular hasta alcanzar la densidad estelar se puede dividir en cuatro etapas: isotérmica ( $n_c \lesssim 10^{11} \text{ cm}^{-3}$ ), adiabática ( $10^{11} \text{ cm}^{-3} \lesssim n_c \lesssim 10^{16} \text{ cm}^{-3}$ ), segundo colapso ( $10^{16} \text{ cm}^{-3} \lesssim n_c \lesssim 10^{21} \text{ cm}^{-3}$ ) y protoestelar ( $n_c \gtrsim 10^{21} \text{ cm}^{-3}$ ), donde  $n_c$  indica la densidad numérica de moléculas de hidrógeno en el centro del núcleo. Cuando el núcleo tiene una gran energía rotacional en comparación con la energía magnética, la fragmentación ocurre en una fase de baja densidad. Se espera que estos fragmentos originados en las etapas isotérmica y adiabática formen sistemas binarios separados. Por otra parte, cuando el núcleo tiene una gran energía magnética en comparación con la energía rotacional, la fragmentación ocurre sólo en una fase posterior de alta densidad. Se espera que los fragmentos originados durante el segundo colapso y la etapa protoestelar formen binarias cerradas. De acuerdo con este modelo, estas distintas etapas de fragmentación permiten explicar la formación de sistemas binarios con separaciones amplias (3 – 300 UA) y pequeñas ( $< 0.3$  UA) (Machida et al. 2008).

Algunos autores han modelado la etapa posterior a la fragmentación del núcleo molecu-

lar sólo considerando las interacciones dinámicas entre los fragmentos formados (Sterzik y Durisen 1998). Sin embargo, estas simulaciones de  $N$  cuerpos puras predicen la formación de sistemas múltiples con algunas propiedades diferentes de las observadas. Dado que el tiempo de caída libre de las estrellas y el gas es el mismo, acreción y dinámica ocurren simultáneamente. Es decir, una vez formados, los fragmentos continúan acretando gas, de manera que los parámetros finales de cada subsistema estarán determinados por la acreción. Típicamente, la razón de masas de una binaria acretante aumenta y tiende a la unidad, mientras que el período orbital disminuye. Aún cuando los fragmentos se hayan formado en una etapa de alta densidad y tengan una separación pequeña, los parámetros de la binaria cerrada resultante son establecidos por la acreción (Tokovinin 2008).

Las simulaciones numéricas más recientes tienen en cuenta tanto la acreción de gas como las interacciones dinámicas entre las protoestrellas. Luego de su formación, los fragmentos se atraen gravitatoriamente y se mezclan, formando un pequeño cúmulo. Inicialmente, ésta es una configuración inestable, hasta que eventualmente las componentes más masivas forman una múltiple jerárquica (en general, una binaria o triple). Las compañeras más separadas y/o de menor masa son eyectadas a grandes separaciones o fuera del núcleo (Delgado-Donate et al. 2004). De esta manera, la interacción de  $N$  cuerpos conduce a la disminución del orden de multiplicidad de los sistemas formados. Es decir, si bien la cantidad de sistemas múltiples permanece casi constante, se reduce el número promedio de miembros por sistema. Sin embargo, en general los subsistemas interiores formados por fragmentación y acreción no se disgregan, sino que se endurecen como resultado de tales interacciones y las componentes de los subsistemas remanentes tienen masas comparables.

Algunos autores (Sterzik et al. 2003, Goodwin et al. 2004) consideran que la interacción de  $N$  cuerpos es un proceso necesario para reducir las separaciones orbitales respecto de las originadas por fragmentación. No obstante, ésta no es una idea aceptada universalmente. Tokovinin (2008) señala que es posible que los fragmentos formados no caigan al centro de masa del núcleo protoestelar ni interactúen dinámicamente, sino que finalicen en una binaria separada que puede contener subsistemas interiores.

Para explicar el origen de las binarias cerradas es necesario plantear la existencia de algún mecanismo de migración, a menos que estos sistemas se hayan formado por fragmentación a altas densidades. Se han planteado distintos tipos de migración, pero todos se basan en la transferencia de momento angular orbital a algún otro cuerpo, mientras se disipa la energía potencial liberada al disminuir la separación entre las componentes

(Tokovinin 2008). Algunas posibilidades son que dicha transferencia de momento angular se produzca por la interacción con un disco de acreción, con un jet (Reipurth y Aspin 2004) o con un viento magnético. Otra opción es que el momento angular sea transferido a un tercer cuerpo ligado, mientras se disipa energía potencial por efecto de mareas. Este proceso se conoce como la combinación de *ciclos de Kozai* y *fricción por mareas*. Como se verá a continuación, los estudios estadísticos de sistemas múltiples tardíos favorecen en parte este mecanismo. Sin embargo, una fracción de las binarias con períodos menores a 30 días no tienen compañeras terciarias, de manera que éstas deben haber experimentado algún otro mecanismo de migración.

### 1.2.3 Subsistemas binarios cerrados: ciclos de Kozai y fricción por mareas.

En un sistema triple jerárquico en que las órbitas exterior e interior no son coplanares, la perturbación gravitatoria del tercer cuerpo sobre la binaria interior conduce a la precesión de ambas órbitas. Por otra parte, si la inclinación relativa de los planos orbitales se encuentra en el rango crítico  $i_c < i < 180^\circ - i_c$ , se producen oscilaciones de la excentricidad e inclinación de la binaria interior, sin que se vean afectados el período y el semieje mayor (Kozai 1962). En general, la órbita exterior es mucho más amplia que la interior ( $a_{ext} \ll a_{in}$ ) y es posible emplear una aproximación cuadrupolar para el potencial del tercer cuerpo. En este caso, el rango de inclinaciones que conducen a los ciclos de Kozai comprende entre  $39^\circ$  y  $141^\circ$  y tanto la orientación como la excentricidad de la órbita exterior permanecen fijas. Sin embargo, si la relación entre los períodos de las órbitas exterior e interior es demasiado grande, este efecto es muy débil y es perturbado por otros factores, tales como la precesión relativista. Por lo tanto, no se espera que ocurran ciclos de Kozai si el período de la órbita exterior supera un valor mínimo dado por  $P_{ext}(\text{años}) \approx [P_{in}(\text{días})]^{1.4}$  (Makarov y Eggleton 2009).

La amplitud de la oscilación de la excentricidad de la binaria interior en los ciclos de Kozai sólo depende del valor mínimo de dicho parámetro y de la inclinación relativa entre los planos orbitales. Sin embargo, la escala de tiempo de dicha oscilación sí depende de los parámetros de la órbita exterior y de la masa del tercer cuerpo. Estos ciclos son más rápidos cuanto más masivo es el tercer cuerpo, mayor es la excentricidad de la órbita exterior y menor es su período (Fabrycky y Tremaine 2007).

Dado que la excentricidad de la órbita interior puede alcanzar valores muy elevados

como consecuencia de los ciclos de Kozai (Eggleton y Kisseleva-Eggleton 2006) y considerando que el semieje mayor permanece constante, la separación de las componentes en el periastro puede reducirse notablemente. Como resultado, parte de la energía orbital se disipa por efecto de la fricción por mareas. Esta energía disipada conduce a una disminución del semieje mayor y del período. Eventualmente, la órbita se habrá contraído lo suficiente como para que la fricción por mareas en el periastro se convierta en el efecto dominante, el cual conducirá a la binaria a una órbita circular de corto período.

Si es correcta la hipótesis de que los sistemas múltiples tienen un rol fundamental en la formación de binarias cerradas, se esperaría que en todos los casos éstas estuvieran acompañadas de un tercer cuerpo y que disminuyera la incidencia de compañeras terciarias entre las binarias más separadas. Los estudios estadísticos de sistemas múltiples tardíos favorecen en parte este escenario, ya que señalan que la distribución de períodos de los subsistemas interiores presenta un máximo definido para períodos cortos (entre 2 y 7 días) y una caída abrupta del número de subsistemas para períodos mayores a 7 días (Tokovinin y Smekhov 2002, Tokovinin 2004). Inversamente, las búsquedas de compañeras terciarias de sistemas binarios espectroscópicos con componentes de tipo solar, revelan que el 96% de las binarias con períodos menores a 3 días forman parte de sistemas múltiples y que esta fracción disminuye hasta el 34% para los sistemas con períodos mayores a 12 días (Tokovinin et al. 2006). Eggleton y Tokovinin (2008) realizaron un estudio de multiplicidad de las estrellas más brillantes catalogadas (magnitud Hipparcos  $V_H < 6$ ) y hallaron que el 63% de las binarias con períodos menores a 3 días forman parte de sistemas con tres o más componentes, mientras que la proporción es mucho menor para binarias con períodos más largos. Las búsquedas de compañeras terciarias se han extendido recientemente a binarias con períodos muy cortos (menores a 1 día), dando como resultado una fracción del 61% de binarias “de contacto” que forman parte de sistemas triples (Pribulla y Rucinski 2008, D’Angelo et al. 2006, Rucinski et al. 2007). Por otra parte, las razones de masa de binarias de tipo solar con y sin compañera terciaria siguen una distribución uniforme y existe una tendencia a que la componente de mayor masa del sistema múltiple forme parte del subsistema binario interior (Tokovinin et al. 2006).

### 1.3 Motivaciones y plan de la tesis

Las propiedades estadísticas (frecuencia, separaciones, razones de masa, etc.) de los sistemas binarios y múltiples son evidencias claves que deben ser explicadas por las teorías de formación estelar. La validez de tales modelos sólo puede evaluarse a través de su contrastación con resultados empíricos, siempre que éstos sean suficientemente abundantes y precisos como para representar la población en estudio. El número de parámetros que caracteriza a una estrella múltiple es mayor que para una binaria y en consecuencia también es más amplio el conocimiento acerca de la historia de formación que puede obtenerse a partir de su análisis. En particular, en este tipo de sistemas es posible estudiar las relaciones de períodos entre órbitas de distinta jerarquía, razones de masa, orientación relativa de los planos orbitales, etc. Esto hace necesario incrementar la cantidad de resultados observacionales sobre sistemas estelares múltiples disponible en la actualidad.

La mayor parte de los estudios estadísticos sobre múltiples, tanto en cúmulos como en el campo, se han orientado principalmente a la búsqueda de nuevas componentes y el análisis de las propiedades de sistemas con componentes de tipo solar o más tardías (Duchêne y Bouvier 2008, Tokovinin 2004, Tokovinin et al. 2006). Sin embargo, la cantidad de datos disponibles sobre sistemas formados por estrellas de tipo espectral temprano es mucho más reducida. Actualmente existen catalogados más de 1300 sistemas estelares múltiples, de los cuales 253 son sistemas australes con componentes tempranas. No obstante, pocos de los sistemas catalogados tienen estudios detallados, al punto de que muchos de ellos podrían tener una multiplicidad mayor.

Motivados por la escasez de información disponible sobre las propiedades de estrellas múltiples con componentes tempranas, el primer objetivo que se planteó en esta investigación fue realizar un relevamiento observacional que contribuyera a obtener un conocimiento más detallado de estos sistemas. Con ello se pretendió, en particular, ampliar la información existente sobre multiplicidad, propiedades estelares y estructura dinámica de sistemas con tres o más componentes catalogadas. Provistos de un conocimiento más abundante y preciso acerca de las características de estos sistemas, es posible abordar un análisis estadístico y efectuar un contraste más fructífero de los modelos teóricos de formación y evolución de sistemas múltiples.

El proceso de selección de la muestra de sistemas múltiples tempranos analizados en esta investigación se describirá en la próxima sección. En ella se detallarán las características del catálogo fuente y los criterios de selección. Asimismo, se presentará la muestra

de sistemas múltiples que constituyeron el objeto de estudio de este trabajo, consignando la información disponible en el catálogo fuente para cada uno de ellos.

Se realizó un relevamiento espectroscópico de las componentes de los sistemas múltiples seleccionados que no contaban con estudios espectroscópicos detallados. Dichas observaciones se llevaron a cabo con dos objetivos principales. Por un lado, se pretendía detectar nuevas componentes a partir de variaciones morfológicas de los espectros y cambios en velocidad radial. Por otra parte, se intentó obtener suficientes datos para calcular órbitas de los subsistemas detectados y de aquellos catalogados, pero sin datos previos. Las características de este relevamiento espectroscópico se detallarán en el Capítulo 2. En éste se describirá el instrumental empleado, la metodología de observación y el proceso de reducción de los datos obtenidos.

Las velocidades radiales de las componentes observadas se midieron empleando tres técnicas relacionadas: correlaciones cruzadas unidimensionales, separación de espectros dobles y separación de espectros múltiples. Este último método se desarrolló para separar las componentes de nuevos subsistemas, en cuyos espectros se había detectado la presencia de más de dos objetos de velocidad radial variable. Los principios básicos y la aplicación de las tres técnicas empleadas se describirán en el Capítulo 3.

Se emprendió un relevamiento fotométrico de los sistemas analizados, con el objetivo principal de detectar nuevas componentes. Para ello se planeaba elaborar diagramas color – magnitud, con la intención de comparar las posiciones de otros objetos medidos en el campo con la isócrona teórica correspondiente al sistema. Sin embargo, sólo se obtuvieron datos para algunos sistemas, ya que se presentaron algunas dificultades observacionales. En el Capítulo 4 se describirán la técnica de observación, la reducción de los datos obtenidos y la elaboración de diagramas fotométricos en base a estos últimos.

En el Capítulo 5 se detallarán el análisis de los datos y los resultados alcanzados para cada sistema en particular. Los sistemas de la muestra se distribuirán en 5 secciones, definidas principalmente por la información obtenida en base a los datos espectroscópicos.

En el Capítulo 6 se discutirán los resultados y se comentarán las conclusiones de este trabajo. Se analizarán las características de los sistemas estudiados, en el contexto de los modelos teóricos y de la información observacional disponible hasta el momento.

#### 1.4 Selección de la muestra

Los sistemas múltiples analizados fueron seleccionados del “Multiple Star Catalogue” (Tokovinin 1997, en adelante MSC). En su última actualización (abril 2010) éste contiene datos de 1359 sistemas estelares de multiplicidad 3 a 7, mayormente jerárquicos. Hasta el momento en que se creó el MSC no se disponía de ningún catálogo general de estrellas múltiples, aunque ya existían varias listas “parciales” con distintas limitaciones. Una de ellas es el catálogo de sistemas múltiples y binarias separadas de Poveda et al. (1994), que incluye sistemas triples y cuádruples físicos pero ignora todos los subsistemas de período corto. En el caso del catálogo de Popovic (1991), sólo una fracción de las 700 estrellas triples visuales incluidas tienen una relación física probada entre las componentes. Por otra parte, la dificultad en obtener una lista completa de estrellas múltiples está relacionada con la diversidad de técnicas de observación involucradas en la detección de un sistema jerárquico. Por ello, el MSC se construyó con el objetivo de obtener un catálogo general de estrellas múltiples que combinara los resultados obtenidos por todas las técnicas de observación, sin otras restricciones adicionales además de aquellas impuestas por las técnicas en sí mismas.

Según señala su autor, el MSC contiene sistemas estelares con relación física comprobada entre las componentes, extraídos de diversas fuentes. En su versión original, éstas incluyen “Washington Double Stars Catalogue” (Worley y Douglas 1984, en adelante WDS), “Fourth catalogue of orbital elements of visual binary stars” (Worley y Heintz 1983), “Eighth catalogue of spectroscopic orbits” (Batten et al. 1989), “Third preliminary version of the catalogue of nearby stars” (Gliese y Jahreiss 1991), “Fifth edition of the Yale Bright star catalogue” (Hoffleit y Warren 1991), “Second catalogue of speckle interferometric measurements of binary stars” (McAlister y Hartkopf 1988). También se incluyeron las listas de Fekel (1981), Chambliss (1992), Poveda et al. (1994) y se seleccionaron sistemas considerados físicos de la lista de Popovic (1991). Finalmente, el catálogo también contiene resultados de trabajos individuales. Hoy en día, el MSC ha sido actualizado con las nuevas versiones de las fuentes originales, tales como el WDS (Mason et al. 2001) y el “Ninth catalogue of spectroscopic orbits” (Pourbaix et al. 2004). Dada la cantidad y diversidad de fuentes involucradas en su construcción, el MSC es una buena recopilación de los sistemas múltiples conocidos hasta el momento, puesto que incluye datos de la mayoría de las fuentes disponibles. Al mismo tiempo, es muy heterogéneo en cuanto a la naturaleza y calidad de la información que contiene.

La versión actual del catálogo está disponible vía web (Tokovinin 2010) e incluye 5 listas. La lista “catalog” enumera los sistemas estelares múltiples, identificados por su número WDS. Entre otros datos, incluye coordenadas, número de componentes y tipo de sistema (jerárquico o trapecio). Los datos de los subsistemas de distinta jerarquía están incluidos en la lista “systems”. Para éstos se especifica el tipo de subsistema (determinado por la técnica de detección) y, en caso de estar disponibles, período orbital y/o separación, magnitudes, tipos espectrales (o índices de color) y masas de las componentes. Estas últimas van acompañadas de un código que indica el método con que fueron estimadas o determinadas. Los parámetros de los subsistemas que cuentan con órbitas calculadas se incluyen en la lista “orbits”. Las dos listas restantes, “index” y “remarks”, contienen identificaciones cruzadas y notas importantes sobre los sistemas, respectivamente.

Para construir la muestra de objetos que serían observados y analizados en este trabajo se seleccionaron sistemas del MSC cuyas componentes catalogadas tuvieran tipos espectrales O, B y A. Dado que se pretendía realizar un relevamiento observacional de estos objetos empleando el instrumental disponible en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO), se eligieron sistemas con componentes conocidas más brillantes que magnitud  $V = 10$  y declinaciones menores a  $+10^\circ$ . En particular, se estableció el límite de magnitud teniendo en cuenta que se pretendía obtener espectros de alta relación señal – ruido ( $S/N > 100$ ) empleando el espectrógrafo REOSC en dispersión cruzada. Se requerían espectros de alta calidad para poder detectar variaciones morfológicas que indicaran la presencia de nuevas componentes. Se realizó una búsqueda bibliográfica de la información disponible en la literatura sobre estos sistemas, con el objeto de seleccionar aquellos que no contenían estudios detallados previos. Por otra parte, algunos de los sistemas seleccionados inicialmente no forman parte de la última versión publicada del MSC, lo cual hace presumir que éstos han sido descartados como sistemas físicos en las sucesivas revisiones del catálogo. Finalmente, la muestra de sistemas analizados en este trabajo contiene 30 estrellas múltiples, que reúnen un total de 97 componentes.

En la Tabla 1.1 se presentan los sistemas seleccionados, con los datos extraídos de la lista “catalogs”. En la primer columna se identifica el sistema múltiple a través de su designación en el WDS, de acuerdo a sus coordenadas J2000. A continuación (segunda y tercera columna) se especifican dichas coordenadas. En las columnas cuarta y quinta se indican los movimientos propios en ascensión recta y declinación, respectivamente. La velocidad radial, la paralaje del sistema y el método de obtención de esta última se

presentan en las tres columnas siguientes. Finalmente, en la última columna se indica el número de componentes catalogadas, que en la mayoría de los casos es igual a 3. Para la mayor parte de los sistemas, la octava columna contiene el código “HIP”, que indica que la paralaje ha sido extraída del catálogo Hipparcos (ESA 1997). Sin embargo, en otros casos se emplean los códigos “DYN”, “ORB” o “p”. El primero indica que se ha determinado una paralaje orbital a partir de una órbita visual – espectroscópica. El segundo código señala que se ha calculado la paralaje dinámica empleando los elementos de una órbita visual y la suma de las masas estimadas para las componentes. El código “p” indica que se ha estimado la paralaje espectroscópica en base al tipo espectral y la magnitud aparente. Los números que acompañan este código señalan para cuál/es de las componentes del par visual se ha realizado dicha estimación.

En la Tabla 1.2 se presenta la información extraída de la lista “systems” del MSC para cada uno de los subsistemas que componen las estrellas múltiples seleccionadas. Estos datos son importantes para entender la estructura y características de los sistemas analizados. En la primera columna se identifica el sistema, de la misma forma que en la Tabla 1.1. A continuación se listan los subsistemas correspondientes, que se indican de acuerdo con la nomenclatura explicada en la sección 1.1 para distintos órdenes de jerarquía. Las dos columnas siguientes contienen un código que señala el tipo de subsistema y el logaritmo decimal del período orbital en días, respectivamente (ver explicación en Tabla 1.3 y párrafo siguiente). A continuación se listan la separación entre las componentes en segundos de arco (") o milisegundos de arco (m) y el ángulo de posición. Finalmente, las cuatro columnas siguientes indican las magnitudes visuales y tipos espectrales de ambas componentes. Para aquellos objetos sin ninguna clasificación espectral, se lista el índice de color ( $B - V$ ), en caso de estar disponible.

En la Tabla 1.3 se sintetizan los códigos que identifican los distintos tipos de subsistemas y cuál es el significado del período y la separación catalogados en cada caso. Dicha tabla es una adaptación de la Tabla 1 de Tokovinin (1997). Cabe aclarar que el código  $C$ , que identifica los pares separados, siempre va acompañado de una letra (m, h, r o p) que indica el criterio empleado para verificar la relación física entre las componentes. Si bien estos criterios se describen sintéticamente en la Tabla 1.3, es apropiado hacer un breve comentario acerca del método de la *paralaje dinámica hipotética*. De acuerdo con Russell y Moore (1940), la paralaje hipotética  $h = 0.418 (\rho\mu^2)^{1/3}$ , donde  $\rho$  es la separación aparente de las componentes de una binaria y  $\mu$  es su movimiento relativo, es

proporcional, en promedio, a  $pM^{-1/3}$ , donde  $p$  es la paralaje y  $M$  es la suma de las masas en masas solares. Como señala Tokovinin (1997), el criterio planteado en el catálogo en virtud de la inconsistencia con la paralaje fotométrica es útil para descartar pares ópticos. Sin embargo, la no existencia de tal desacuerdo no proporciona una condición suficiente para afirmar que dos miembros de un par están vinculados físicamente.

Tabla 1.1: Sistemas múltiples del MSC analizados en este trabajo.

| WDS(J2000) | RA(2000)   | Dec(2000) | pmRA | pmDE | RV    | plx    | r_plx | N |
|------------|------------|-----------|------|------|-------|--------|-------|---|
| 04352-0944 | 4 35 14.1  | -9 44 11  | 34   | -16  | 26.0  | 0.0084 | HIP   | 3 |
| 05247-5219 | 5 24 46.3  | -52 18 58 | -5   | -28  | -3.0  | 0.0061 | HIP   | 4 |
| 05355-0555 | 5 35 26.0  | -5 54 36  | 2    | -1   | 22.0  | 0.0025 | HIP   | 4 |
| 06214+0216 | 6 21 25.8  | 2 16 07   | -16  | -27  | -28.0 | 0.0098 | HIP   | 3 |
| 06583-3525 | 6 58 17.2  | -35 25 09 | -5   | 5    |       | 0.0037 | p1    | 3 |
| 07454-1442 | 7 45 29.1  | -14 41 26 | -15  | -21  | 24.0  | 0.0091 | HIP   | 3 |
| 08079-6837 | 8 07 55.8  | -68 37 02 | -30  | 31   | 10.0  | 0.0051 | HIP   | 3 |
| 08263-3904 | 8 26 17.7  | -39 03 32 | -8   | 8    | 28.0  | 0.0053 | HIP   | 4 |
| 08314-3904 | 8 31 24.7  | -39 03 51 | -6   | 9    | 11.0  | 0.0021 | HIP   | 3 |
| 08326-1502 | 8 32 33.4  | -15 01 49 | -49  | 22   | 23.0  | 0.0141 | HIP   | 3 |
| 08563-5243 | 8 56 19.3  | -52 43 25 | -17  | 15   | 22.0  | 0.0087 | HIP   | 3 |
| 09174-7454 | 9 17 25.2  | -74 53 40 | -16  | 32   | 11.2  | 0.0045 | HIP   | 3 |
| 10209-5603 | 10 20 54.8 | -56 02 36 | -18  | 2    | 10.0  | 0.0043 | p1    | 3 |
| 10443-7052 | 10 44 20.1 | -70 51 35 | -46  | 1    | 10.0  | 0.0094 | HIP   | 3 |
| 13152-6754 | 13 15 15.0 | -67 53 40 | -37  | -11  | -8.0  | 0.0080 | HIP   | 4 |
| 13226-6059 | 13 22 38.0 | -60 59 18 | -36  | -15  | 6.0   | 0.0092 | HIP   | 3 |
| 13518-3300 | 13 51 49.6 | -32 59 39 | -36  | -30  | 10.0  | 0.0110 | HIP   | 3 |
| 14255-1958 | 14 25 29.9 | -19 58 12 | -25  | -13  | -2.0  | 0.0070 | HIP   | 3 |
| 15088-4517 | 15 08 50.6 | -45 16 47 | -17  | -26  | 10.0  | 0.0080 | HIP   | 3 |
| 15185-4753 | 15 18 32.0 | -47 52 31 | -32  | -33  | 15.0  | 0.0112 | HIP   | 3 |
| 16054-1948 | 16 05 26.2 | -19 48 19 | -7   | -25  | -1.0  | 0.0070 | ORB   | 6 |
| 16406+0413 | 16 40 38.7 | 4 13 11   |      |      | -34.0 | 0.0108 | HIP   | 3 |
| 17082-0105 | 17 08 13.7 | -1 04 46  | -11  | -40  | -21.0 | 0.0120 | HIP   | 3 |
| 17268-4550 | 17 26 52.0 | -45 50 35 | -6   | -28  | -9.0  | 0.0054 | HIP   | 3 |
| 17301-3343 | 17 30 05.6 | -33 42 59 | 1    | -3   | 4.0   | 0.0004 | p1    | 3 |
| 17505-5337 | 17 50 28.4 | -53 36 45 | 2    | -10  | -8.0  | 0.0015 | p12   | 3 |
| 17592-3656 | 17 59 13.5 | -36 56 20 | 11   | -10  | -16.8 | 0.0087 | HIP   | 3 |
| 19233+0931 | 19 23 17.8 | 9 30 42   | 21   | -1   |       | 0.0055 | HIP   | 3 |
| 20118-6337 | 20 11 50.7 | -63 37 01 | 8    | -10  |       | 0.0024 | p13   | 3 |
| 21251+0923 | 21 25 05.7 | 9 23 03   | 22   | 5    |       | 0.0065 | HIP   | 3 |

Tabla 1.2: Datos de los subsistemas que componen las estrellas múltiples analizadas, extraídos del MSC.

| WDS(J2000) | Subs. | Tipo   | log P | $\rho$   | $\theta$ | $V_{\text{prim}}$ | $TE_{\text{prim}}$ | $V_{\text{sec}}$ | $TE_{\text{sec}}$ |
|------------|-------|--------|-------|----------|----------|-------------------|--------------------|------------------|-------------------|
| 04352-0944 | AB    | Chmp   | 6.93  | 12.800'' | 259      | 6.74              | A1m                | 7.72             | 0.19              |
|            | Aab   | s      |       |          |          | 6.74              | A1m                | 0.00             |                   |
| 05247-5219 | Aab   | s2     |       |          |          | 6.27              | A0V                | 0.00             |                   |
|            | AB    | V      | 4.65  | 0.287''  | 96       | 6.27              | A0V                | 7.20             |                   |
|            | AC    | Cmrrp  | 7.74  | 38.200'' | 285      | 6.27              | A0V                | 6.79             | A2V               |
| 05355-0555 | AB    | Chp    | 7.12  | 11.300'' | 141      | 2.77              | O9III              | 7.10             | B7IV              |
|            | AC    | v      | 4.28  | 0.140''  | 0        | 2.82              | O9III              | 6.12             |                   |
|            | Aab   | S2     | 1.46  | 1.791m   |          | 2.82              | O9III              | 0.00             | B1III             |
| 06214+0216 | Aab   | s      |       |          |          | 6.92              | A4V                | 0.00             |                   |
|            | AB    | V      | 4.57  | 0.400''  | 167      | 6.92              | A4V                | 7.22             | A6V               |
| 06583-3525 | AC    | Cph?   | 7.53  | 14.710'' | 270      | 7.84              | A0?                | 9.72             | 0.10              |
|            | AB    | v      | 6.28  | 1.900''  | 253      | 7.84              | A0?                | 9.08             | 0.20              |
| 07454-1442 | AB    | Cmrrhp | 7.05  | 16.771'' | 340      | 6.07              | A2V                | 6.89             | A8V               |
|            | Bab   | S2, E  | 0.22  | 0.387m   |          | 7.60              | A8V                | 7.60             |                   |
| 08079-6837 | AB    | Chp    | 6.64  | 6.100''  | 24       | 4.38              | B6IV               | 7.31             | 0.06              |
|            | Aab   | S1     | 1.15  | 1.217m   |          | 4.38              | B6IV               | 0.00             |                   |
| 08263-3904 | BC    | v      | 4.12  | 0.100''  | 275      | 7.83              | A3V                | 8.03             | A3V               |
|            | Aab   | E      | 0.10  | 0.217m   |          | 6.50              | B9V                | 0.00             | A7V               |
|            | AB    | Cmrrp  | 6.82  | 8.100''  | 122      | 6.50              | B9V                | 7.17             | A2V               |
| 08314-3904 | AB    | Chp    | 6.90  | 4.470''  | 329      | 6.44              | B4V                | 8.17             | -0.13             |
|            | AC    | Ch     | 8.13  | 30.800'' | 100      | 6.31              | B4V                | 9.60             |                   |
| 08326-1502 | AB    | v      | 4.24  | 0.300''  | 212      | 6.38              | A7V                | 8.50             |                   |
|            | Aab   | s, a   |       |          |          | 6.38              | A7V                | 0.00             |                   |
| 08563-5243 | AB    | v      | 5.81  | 2.700''  | 335      | 4.74              | B5V                | 7.98             |                   |
|            | Aab   | S1     | -0.04 | 0.309m   |          | 4.74              | B5V                | 0.00             |                   |
| 09174-7454 | AC    | Cmrrp  | 6.95  | 7.150''  | 343      | 5.29              | A1III              | 9.55             | 0.35              |
|            | AB    | v      | 4.90  | 0.282''  | 266      | 5.74              | A1III              | 6.59             |                   |
| 10209-5603 | AC    | Ch     | 7.86  | 36.700'' | 190      | 4.50              | B3III              | 9.80             |                   |
|            | AB    | Ch     | 6.82  | 7.190''  | 102      | 4.52              | B3III              | 8.40             |                   |

Tabla 1.2: Continuación

| WDS(J2000) | Subs. | Tipo     | log P | $\rho$    | $\theta$ | $V_{\text{prim}}$ | $TE_{\text{prim}}$ | $V_{\text{sec}}$ | $TE_{\text{sec}}$ |
|------------|-------|----------|-------|-----------|----------|-------------------|--------------------|------------------|-------------------|
| 10443-7052 | AB    | Cmrhp    | 7.95  | 63.000''  | 75       | 6.26              | A5IV               | 6.46             | A6IV              |
|            | Bab   | v        | 5.04  | 0.612''   | 46       | 6.56              | A6IV               | 9.14             |                   |
| 13152-6754 | AC    | v        | 5.93  | 2.710''   | 125      | 4.81              | B8V                | 10.31            |                   |
|            | AB    | Cm       | 7.87  | 60.000''  | 332      | 4.80              | B8V                | 8.20             | A0p               |
|            | Aab   | S2, E    | 0.38  | 0.512m    |          | 4.80              | B8V                | 0.00             |                   |
| 13226-6059 | AB    | v, s     | 3.82  | 0.170''   | 136      | 4.99              | B3V                | 5.69             |                   |
|            | AC    | Cmr      | 7.49  | 60.000''  | 343      | 4.53              | B3V                | 6.18             | B2V               |
| 13518-3300 | Bab   | S1       | 1.24  | 2.485m    |          | 6.06              | B8V                | 0.00             |                   |
|            | AB    | Chp      | 6.31  | 7.851''   | 106      | 4.52              | B5III              | 5.97             | B8V               |
| 14255-1958 | AB    | Chmpr    | 7.70  | 35.100''  | 296      | 6.61              | A2V                | 7.00             | A4V               |
|            | BC    | v        | 5.49  | 1.000''   | 93       | 7.44              | A4IV               | 8.51             |                   |
| 15088-4517 | Aab   | e, s?    |       |           |          | 4.47              | B3V                | 0.00             |                   |
|            | AB    | V        | 4.37  | 0.350''   | 0        | 4.47              | B3V                | 5.27             |                   |
| 15185-4753 | BC    | Cpm      | 7.00  | 22.650''  | 129      | 4.92              | B8V                | 6.77             | 0.13              |
|            | BA    | v        | 5.08  | 1.101''   | 311      | 4.92              | B8V                | 5.05             |                   |
| 16054-1948 | Eab   | S1       | 3.59  |           |          | 7.17              | B9?                | 0.00             |                   |
|            | Aab   | S2, V, o | 0.83  | 1.420m    |          | 2.40              | B1V                | 3.72             | B1.5V             |
|            | AC    | Cmrh     | 6.67  | 13.600''  | 21       | 2.62              | B1V                | 4.92             | B2V               |
|            | CE    | o, V, s? | 4.15  | 0.133''   | 41       | 5.07              | B2V                | 7.17             |                   |
|            | AB    | V:       | 5.35  | 3.900''   | 275      | 2.67              | B1V                | 5.98             |                   |
| 16406+0413 | AB    | Cmrh     | 7.86  | 69.600''  | 230      | 5.77              | A1V                | 6.93             | A3IV              |
|            | Bab   | v        | 3.96  | 0.147''   | 96       | 6.93              | A3IV               | 0.00             |                   |
| 17082-0105 | AB    | V        | 4.87  | 0.572''   | 24       | 6.21              | A1V+               | 8.31             |                   |
|            | Aab   | s        |       |           |          | 6.21              | A1V+               | 0.00             |                   |
| 17268-4550 | AC    | Chp      | 8.44  | 103.000'' | 313      | 5.29              | B7V+               | 7.10             | A0V               |
|            | AB    | v        | 5.98  | 2.115''   | 253      | 5.73              | B7V+               | 6.49             | B9V               |
| 17301-3343 | AB    | Chrp     | 7.75  | 4.440''   | 320      | 6.73              | B0II               | 9.53             | 0.16              |
|            | Aab   | S1       | 1.58  | 0.334m    |          | 6.67              | B0II               | 0.00             |                   |
| 17505-5337 | AB    | Chpr     | 7.72  | 12.340''  | 267      | 5.92              | B2V+               | 9.22             | A1V               |
|            | Aab   | S2, E    | 0.50  | 0.183m    |          | 6.51              | B2V                | 6.87             | B3V               |

Tabla 1.2: Continuación

| WDS(J2000) | Subs. | Tipo  | log P | $\rho$   | $\theta$ | $V_{\text{prim}}$ | $TE_{\text{prim}}$ | $V_{\text{sec}}$ | $TE_{\text{sec}}$ |
|------------|-------|-------|-------|----------|----------|-------------------|--------------------|------------------|-------------------|
| 17592-3656 | AB    | Crp   | 6.59  | 7.550''  | 103      | 7.07              | A1V                | 8.96             | 0.36              |
|            | Aab   | E, S2 | 0.52  | 0.607m   |          | 7.68              | A1V                | 7.98             | A2V               |
| 19233+0931 | AB    | Cmh   | 6.97  | 8.620''  | 181      | 8.59              | A0                 | 9.11             |                   |
|            | BC    | v     | 4.93  | 0.290''  | 192      | 9.11              |                    | 10.02            |                   |
| 20118-6337 | AC    | Cph   | 7.32  | 7.340''  | 33       | 8.79              | A0V                | 9.32             | 0.09              |
|            | AB    | v     | 5.32  | 0.300''  | 331      | 8.79              | A0V                | 9.22             |                   |
| 21251+0923 | AC    | Chmp  | 7.57  | 26.600'' | 242      | 8.20              | A2                 | 9.30             | 0.40              |
|            | AB    | V     | 5.12  | 0.555''  | 217      | 8.12              | A2                 | 8.25             |                   |

Tabla 1.3: Códigos que identifican los distintos tipos de subsistemas y significado del período y la separación dadas en el catálogo, en cada caso (adaptación de la Tabla 1 de Tokovinin (1997)).  $P$  representa el período orbital verdadero,  $a$  es el semieje mayor aparente,  $p$  es la paralaje y  $M$  es la suma de las masas.

| Código | Descripción  | Período                    | Separación          |
|--------|--|----------------------------|---------------------|
| C      | binaria separada, $\rho > 3''$<br>m: movimientos propios iguales dentro de los errores<br>h: paralaje dinámica hipotética no supera en más de tres veces la paralaje fotométrica<br>r: velocidades radiales iguales dentro de los errores<br>p: consistencia de las distancias estimadas en base a magn. aparentes y tipos espectrales | $(\rho/p)^{3/2}M^{-1/2}$   | $\rho$              |
| v      | binaria visual o interferométrica  | $(\rho/p)^{3/2}M^{-1/2}$   | $\rho$              |
| V      | binaria visual con órbita calculada  | $P$                        | $a$                 |
| A      | binaria astrométrica   | $P$                        | $pP^{2/3}M^{1/3}$   |
| o      | binaria de ocultación  | $(\rho^*/p)^{3/2}M^{-1/2}$ | $\rho^*$ proyectada |
| s, s2  | posible SB (variable de VR o esp. compuesto)   | —                          | —                   |
| S1, S2 | SB1 o SB2 con órbita   | $P$                        | $pP^{2/3}M^{1/3}$   |
| e      | binaria eclipsante   | —                          | —                   |
| E, E*  | binaria eclipsante con período conocido  | $P$                        | $pP^{2/3}M^{1/3}$   |

---

## CAPITULO 2

# OBSERVACIONES ESPECTROSCÓPICAS

---

El relevamiento espectroscópico de los sistemas seleccionados se realizó en el CASLEO, empleando el espectrógrafo echelle REOSC montado en el foco Cassegrain del telescopio reflector de 2.15 m. Se obtuvieron en total 580 espectros, los cuales fueron tomados en 41 noches distribuidas en 9 turnos:

- ★ 21 al 25 de febrero de 2008
- ★ 17 al 21 de marzo de 2008
- ★ 15 al 18 de abril de 2008
- ★ 14 al 18 de octubre de 2008
- ★ 17 al 21 de marzo de 2009
- ★ 8 al 11 de mayo de 2009
- ★ 8 al 12 de septiembre de 2009
- ★ 1 al 5 de abril de 2010
- ★ 14, 15 y 28 de noviembre de 2010

### *2.1 Configuración instrumental*

La luz ingresa al espectrógrafo REOSC a través de una ranura que se encuentra en el plano focal del telescopio, donde la escala es de  $11.3''/\text{mm}$ . La ranura se encuentra en posición ligeramente inclinada respecto al eje óptico, de manera que la luz reflejada en sus labios se dirige a una cámara de TV que se usa para el centrado y guiado del objeto en la ranura. El largo de la ranura está definido por el “decker”. Todas las observaciones se efectuaron en el modo cruzado, en el cual la dispersión es fija y queda definida por las características de la única red echelle disponible. Ésta tiene 79 líneas/mm y trabaja a  $71^\circ$

del haz incidente. La dispersión es aproximadamente constante en logaritmo de longitud de onda ( $\lambda$ ) y en el plano del detector equivale a  $d(\ln\lambda)/dx = 1.32 \times 10^{-3} \text{ mm}^{-1}$ .

Los espectros superpuestos producidos por la echelle son separados por un dispersor cruzado, cuya dispersión y ángulo de posición definen la región espectral a observar. Cuanto menor es la dispersión de la red, mayor es la región espectral observada, ya que se incluyen más órdenes sobre el detector. El largo de la ranura debe ajustarse en concordancia a esto, para evitar la superposición de los órdenes en la dirección espacial. Como dispersor cruzado se empleó la red de 400 líneas/mm en un ángulo de  $7^\circ$ . De esta forma, se incluyeron 24 órdenes que cubren la región espectral entre 3700 Å y 6300 Å. Se empleó el decker 7, de manera que el largo de la ranura resultante equivale a  $24.1''$  en el cielo.

El ancho de la ranura es un factor importante si se desea obtener velocidades radiales precisas. En este caso, es necesario asegurarse de que la apertura sea más pequeña que el disco de seeing, para evitar asimetrías sistemáticas en las líneas espectrales que conducen a un corrimiento global en velocidad radial. Esta deformación de las líneas se produce siempre que el objeto no esté perfectamente centrado en la ranura, ya que en ese caso la misma no está uniformemente iluminada en el sentido transversal. La desventaja de la elección de una ranura angosta es la pérdida de gran parte de luz del objeto, lo que hace necesario incrementar el tiempo de integración para alcanzar la relación señal – ruido (S/N) deseada. Para las observaciones de este trabajo se eligió una ranura angosta, con un ancho de  $200 \mu\text{m}$ , para evitar problemas de centrado aún en las mejores noches (seeing  $\approx 2.5''$ ). Aunque se pretendía alcanzar S/N altas, esto no significó un aumento prohibitivo de los tiempos de exposición, ya que gran parte de las componentes de los sistemas seleccionados son objetos brillantes.

El detector empleado es un CCD TEK de  $1024 \times 1024$  pixeles de  $24 \mu\text{m}$  de lado. Se trabajó con una ganancia de 1.98 e-/ADU, para la cual el ruido de lectura es de 7.4 e-. Este CCD se enfría mediante nitrógeno líquido hasta una temperatura de  $-120^\circ\text{C}$ , con la cual la corriente oscura es de sólo 0.4 e-/px/hora.

## 2.2 Técnica de observación

Parte de las componentes de los sistemas seleccionados están clasificadas en el MSC como binarias espectroscópicas. Sin embargo, varias de ellas no cuentan con ningún dato orbital. Otras, en cambio, están catalogadas como estrellas simples que forman parte de un sistema

visual. En los turnos de 2008, en general se tomó 1 espectro por turno de las componentes clasificadas como estrellas simples. De esta forma se pretendía obtener espectros separados temporalmente que permitieran detectar variaciones morfológicas y/o de velocidad radial que sugirieran la presencia de compañeras no catalogadas. Las estrellas clasificadas como binarias espectroscópicas pero sin órbita calculada se observaron con mayor frecuencia. En los turnos de 2009 y 2010 se hizo especial hincapié en la observación de los objetos para los que se habían detectado variaciones espectrales o de velocidad radial, que indicaban la presencia de otra u otras estrellas, visibles o no en el espectro. En esos turnos también se continuó con el seguimiento de las binarias espectroscópicas.

En cada noche, antes de comenzar la observación de los objetos de programa, se tomaron 10 exposiciones bias y 10 exposiciones flat de lámpara de cuarzo. Para la calibración en longitudes de onda se tomaron exposiciones de una lámpara de Torio – Argón con tiempos de integración de 90 segundos. Con el objeto de asegurar una buena calibración en longitud de onda de los espectros observados, en general se tomó una lámpara antes y después de cada objeto en la misma posición del telescopio. En los casos de exposiciones prolongadas, éstas se dividieron en dos o más integraciones más breves de forma de tener al menos una lámpara cada 30–40 minutos. De esta manera se procuró evitar errores en la calibración debidos al desplazamiento de los espectros sobre el detector durante la noche. Éstos se producen como consecuencia de variaciones de temperatura y flexiones instrumentales cuando cambia la posición del telescopio. Cuando se observaron consecutivamente distintas componentes de un mismo sistema no se siguió el criterio general de tomar dos lámparas por cada objeto, ya que sólo cambiaba muy ligeramente la posición del telescopio. Sin embargo, sí se tuvo en cuenta que no hubiese demasiado espaciamiento temporal entre lámparas. Para estrellas muy brillantes, en que se emplearon tiempos de exposición menores a 5 minutos, en ocasiones se tomó sólo una lámpara antes o después del objeto. Los tiempos de exposición para los objetos se calcularon de manera de alcanzar  $S/N \approx 120$ . En una noche con buen seeing ( $\approx 2.5''$ ), esto implica un tiempo de exposición de 40 minutos para una estrella de magnitud 9.

### 2.3 Reducción de las observaciones

Las imágenes obtenidas se redujeron empleando el software IRAF (Image Reduction and Analysis Facility). Se siguió un procedimiento de reducción usual, en el que se trabajó principalmente con tareas de los paquetes *ccdred* y *echelle*. Se describirá el proceso di-

vidiéndolo en dos etapas principales:

- *Tratamiento de las imágenes y extracción de órdenes echelle*
- *Calibración en longitud de onda*

### 2.3.1 Tratamiento de las imágenes y extracción de órdenes echelle

El primer paso en la reducción de las imágenes consistió en emplear la tarea *ccdproc* para recortar los bordes no útiles (trimming) y efectuar la corrección por overscan. Para definir la región útil se emplearon las imágenes bias, mientras que las columnas correspondientes al overscan se determinaron a partir de las imágenes flat. En general, se ajustó globalmente el overscan con un polinomio de Legendre de orden 4.

Luego se restó el nivel cero a todas las imágenes en forma bidimensional. En primer lugar, se empleó la tarea *imcombine* para promediar los 10 bias tomados al comienzo de la noche. El bias promedio obtenido se sustrajo a todas las imágenes restantes (objetos, flats y lámparas de comparación) usando nuevamente *ccdproc*. No se realizó corrección por dark para evitar la introducción innecesaria de ruido, ya que la corriente oscura es insignificante.

Para cada noche de observación se disponía de 10 flats de lámpara, que se promediaron para realizar la corrección correspondiente. Esta etapa tiene por objeto eliminar ciertos efectos instrumentales que están presentes en los espectros y que surgen de la configuración echelle y el detector CCD. Las variaciones de alta frecuencia corresponden principalmente a diferencias entre los distintos píxeles del detector. Las modulaciones de baja frecuencia están asociadas con la función de iluminación de la red echelle (blaze) y la variación en la respuesta del CCD con la frecuencia de la radiación incidente. En general, la forma de los órdenes no es igual para los flats de lámpara que para los espectros estelares. Por ello, se corrigieron las variaciones de baja frecuencia mediante la rectificación de los espectros en una etapa posterior a la calibración en longitud de onda y previa a la medición de velocidades radiales. Sólo se empleó el flat promedio para corregir las variaciones de alta frecuencia, para lo cual éste fue normalizado previamente usando la tarea *apnorm*. En ésta, cada orden se ajustó con una función spline<sup>3</sup> de orden 45–50.

Para el trazado y extracción de los órdenes se empleó la tarea *apall* en forma interactiva. En primer lugar se eligió un espectro patrón de alta S/N, en el cual se definieron y trazaron las aperturas. Para la corrección por el fondo de cielo, en general se seleccionaron dos

secciones de 5 píxeles a ambos lados de cada apertura y se adoptó la mediana de estos valores para la sustracción. En el trazado de los órdenes se ajustaron polinomios de Legendre de orden 4 o 5. El espectro patrón se usó como referencia para definir las aperturas en los restantes objetos de la noche. Para asegurar que todas las aperturas quedaran bien centradas se utilizaron los parámetros “recenter=yes” y “shift=yes”, lo cual permitió corregir por los desplazamientos entre distintos objetos. No obstante, se verificó que las aperturas y las regiones de cielo quedaran bien definidas en todos los espectros. El espectro patrón también se usó como referencia para definir las aperturas del flat promedio en la tarea *apnorm*. En la extracción de los objetos se empleó el algoritmo de limpiado (“clean”) de la tarea *apall*, que usa un ajuste del perfil espacial para detectar y eliminar píxeles desviados. Sin embargo, en algunos casos fue necesario efectuar una limpieza posterior de rayos cósmicos que se describe en el capítulo siguiente. La extracción de cada lámpara de comparación se efectuó tomando como referencia el objeto correspondiente, es decir, aquel que sería calibrado con esa lámpara. En el caso de que una lámpara se empleara para calibrar más de un objeto, se adoptó como referencia el más cercano en el tiempo.

### 2.3.2 Calibración en longitud de onda

Cuando se pretende medir velocidades radiales, la calibración en longitud de onda es una etapa de gran importancia en la reducción de las observaciones, ya que la precisión con que puedan medirse las longitudes de onda de las líneas en el espectro repercute en la precisión de las velocidades obtenidas.

Se utilizó la tarea *ecidentify* para la identificación de líneas espectrales y el ajuste de la función de dispersión en cada espectro de comparación. En general, se identificaron aproximadamente 375 líneas y se ajustaron polinomios de Legendre de orden 4 o 5 en el sentido de la dispersión y orden 5 o 6 en función de los órdenes de interferencia. Se obtuvieron valores entre 0.005 y 0.02 Å para la dispersión cuadrática media de los ajustes, lo cual indica que el error en velocidad radial introducido por la incertidumbre de la calibración está en el rango 0.3 – 1.2 km/s.

En general se contaba con un espectro de comparación anterior y otro posterior para cada espectro objeto. En estos casos la función de dispersión del espectro objeto se calculó interpolando linealmente entre las lámparas, según la hora de la mitad de la exposición. Si sólo se contaba con una lámpara, la función de dispersión de ésta se asignó directamente

al objeto. En esta etapa se utilizó la tarea *refspectra*, que guarda en el header del objeto las lámparas que se usarán para su calibración, con un peso para cada una de ellas que depende de su proximidad en el tiempo con el espectro objeto.

Finalmente, los objetos se calibraron en longitud de onda empleando la tarea *dispcor*, con el parámetro “log=yes” para muestrear los espectros en una grilla de abscisas equiespaciadas en  $\ln\lambda$ . Cabe aclarar que los espectros se muestrearon de esta manera porque se pretendía medir velocidades radiales usando correlaciones cruzadas (ver Capítulo 3).

---

## CAPITULO 3

---

# MEDICIÓN DE VELOCIDADES RADIALES

---

Se midieron velocidades radiales en todos los espectros disponibles empleando el método de correlaciones cruzadas unidimensionales. En el caso de binarias espectroscópicas de doble línea se aplicó el método de separación de espectros de González y Levato (2006, en adelante GL06), en el que se adoptaron como velocidades preliminares aquellas obtenidas por correlaciones.

En algunos sistemas, las variaciones morfológicas de los espectros y la presencia de más de dos máximos en las funciones de correlación permitieron detectar tres o más componentes espectroscópicas. Para estos casos se desarrolló una técnica de separación de espectros múltiples, basada en el método de separación de binarias GL06. Esta nueva técnica se aplicó para separar los espectros de las componentes de un sistema cuádruple detectado.

Cabe mencionar que los tres métodos empleados en la medición de velocidades radiales hacen uso de tareas incluidas en los paquetes *onedspec* y *rv* de IRAF.

### *3.1 Correlaciones cruzadas*

#### **3.1.1 Principios básicos**

La técnica de correlaciones cruzadas consiste en tomar el espectro de un objeto de programa y desplazarlo con respecto a un espectro de referencia llamado template, hasta encontrar la mejor coincidencia entre ambos. Este template debe ser lo más parecido posible al espectro del objeto de programa y puede ser observado o construido artificialmente en base a modelos de atmósferas estelares. Matemáticamente, se ajusta el corrimiento en velocidad radial entre ambos espectros mediante algún algoritmo que minimice los resi-

duos entre ellos. Es decir, dado un espectro objeto  $S(x)$  y un template  $T(x)$  se trata de encontrar un corrimiento  $\Delta x$  tal que la integral  $\int [S(x) - T(x - \Delta x)]^2 dx$  sea mínima. Desarrollando el cuadrado se obtiene la condición:

$$\int [S(x)^2 + T(x)^2 - 2 S(x) T(x - \Delta x)] dx = \text{mínimo} \quad (3.1)$$

Como  $\int S(x)^2 dx$  y  $\int T(x)^2 dx$  no dependen de  $\Delta x$ , el valor óptimo de velocidad se obtiene haciendo  $\int S(x) T(x - \Delta x) dx = \text{máximo}$ . A partir de esto se define la función de correlación  $C(t)$  como:

$$C(t) = \frac{\int S(x) T(x - t) dx}{|S| |T|}, \quad (3.2)$$

donde  $|S|$  y  $|T|$  son las normas de los espectros:  $|S|^2 = \int S(x)^2 dx$  y  $|T|^2 = \int T(x)^2 dx$ . Esta función presenta un máximo en aquella velocidad (corrimiento) que da la mejor correspondencia entre objeto y template.

En la práctica, los espectros observados son muestreados en un conjunto discreto de puntos equiespaciados:  $S_n = S(x_n)$  con  $x_n = (n - 1)\Delta x$  para  $n = 1, \dots, N$ . De esta manera, la función de correlación discreta queda:

$$C_k = \frac{\sum_n S_n T_{n-k}}{|S| |T|}. \quad (3.3)$$

El cálculo directo de la función de correlación demanda mucho tiempo de cómputo. Sin embargo, ésta es esencialmente la convolución del espectro objeto con el template. Por lo tanto, es posible calcularla como la antitransformada del producto de las transformadas de Fourier de ambos espectros. Para ello se asume que los espectros son periódicos de período  $N\Delta$  ( $\Delta$  es el tamaño de un píxel), es decir  $S(x + N\Delta) = S(x)$ . La función de correlación resulta ser una función periódica del mismo período.

Para realizar las correlaciones cruzadas, los espectros deben estar muestreados en  $\ln \lambda$ , ya que se requiere que el desplazamiento de las líneas espectrales sea sólo una función de la velocidad radial. En un espectro muestreado en longitud de onda, el desplazamiento  $\Delta x = \Delta \lambda = \lambda_0 (VR/c)$  de una línea espectral dada depende tanto de la velocidad radial  $VR$  como de la longitud en reposo  $\lambda_0$ . Esto no es conveniente para realizar la correlación de dos espectros, ya que una velocidad radial  $VR$  desplazará las líneas de diferentes partes

del espectro en diferentes cantidades. En cambio, en un espectro muestreado en una escala logarítmica de la longitud de onda, todas las líneas tendrán un desplazamiento uniforme  $\Delta x = \Delta(\ln\lambda) = f(VR)$ .

Los continuos de objeto y template deben ser llevados a cero para efectuar la correlación entre ambos. De esta manera, si ninguna línea espectral del template coincide con alguna del objeto, la función de correlación vale cero. Cuando hay una coincidencia entre dos rasgos de los espectros se producirá un pico, que se hará más intenso cuanto mayor sea el número de coincidencias. Así se construye la función de correlación, cuyo pico máximo corresponde al desplazamiento relativo que produce la mayor coincidencia, y por lo tanto a la velocidad relativa entre objeto y template. De esta forma, los resultados obtenidos mediante correlaciones cruzadas siempre estarán en una escala de velocidad relativa cuyo punto cero es la velocidad del espectro template.

### 3.1.2 Implementación

#### Preparación de los espectros

Para emplear toda la información de cada espectro en una sola correlación, se combinaron todos los órdenes echelle, creando un solo espectro que cubría todo el rango de longitudes de onda del espectro bidimensional. La normalización se efectuó dividiendo la suma de los órdenes en la suma de los ajustes del continuo para dichos órdenes. Es decir, en el primer paso de la normalización del espectro se construyó una nueva “imagen” con los ajustes del continuo para todos los órdenes. Para ello se utilizó la tarea *continuum* interactivamente, guardando el ajuste como espectro de salida. En los ajustes de los continuos se emplearon polinomios de orden alto porque los órdenes del espectro no presentaban un perfil “suave”, sino que tenían algunas distorsiones de origen instrumental. Debido a esto, el ajuste de los continuos en los espectros con líneas anchas fue una tarea laboriosa, ya que se procuró eliminar al máximo posible las modulaciones instrumentales sin afectar las líneas espectrales. En general, los continuos de los órdenes se ajustaron con polinomios spline<sup>3</sup> cuyo orden varió entre 12 y 18, aunque para algunos objetos de alta rotación se emplearon órdenes menores. Cabe mencionar que estos ajustes no resultaron apropiados para las líneas de Balmer, pero esto no constituyó un problema, ya que estas líneas no se usarían posteriormente en las correlaciones. Una vez ajustados los continuos de los órdenes, se empleó la tarea *scombine* para crear una imagen con todos los órdenes del espectro

combinados y otra imagen con la suma de los ajustes correspondientes. Finalmente se normalizó el espectro combinado dividiéndolo por la suma de los continuos.

Los rayos cósmicos que no habían sido “limpiados” durante la extracción se eliminaron usando la tarea *continuum* interactivamente. Se ajustó un polinomio de Legendre de orden 1 y se seleccionó que la salida fuera el espectro de entrada, sólo reemplazando los puntos rechazados por el ajuste. No se eliminaron puntos por debajo del ajuste y el límite de rechazo superior se estableció de acuerdo con las características del espectro.

Para que las correlaciones cruzadas condujeran directamente a velocidades heliocéntricas, cada espectro se desplazó de acuerdo al valor de la corrección heliocéntrica. Ésta se calculó empleando la tarea *rvcorrect* y su valor se almacenó en el header. El desplazamiento de los espectros se realizó empleando la tarea *dopcor*.

### Elección del template

Como ya se mencionó, para medir velocidades radiales mediante correlaciones cruzadas se requiere de un espectro template. Éste puede ser otro espectro observado o bien un espectro sintético. La desventaja de los templates empíricos es la presencia de ruido y la inevitable incerteza en la medición de velocidades radiales. En cambio, la velocidad radial de los templates sintéticos es cero por definición. Sin embargo, éstos pueden diferir morfológicamente de los observados, ya sea por las propias limitaciones de los modelos o por los parámetros atmosféricos adoptados. Independientemente de la elección de un template observado o sintético, es importante que sus características espectrales sean semejantes a las de la estrella de programa, puesto que la altura y simetría de la función de correlación dependen de la similitud entre objeto y template. Si se emplea un template observado, éste debe corresponder a un objeto de baja velocidad de rotación, para asegurar que su velocidad radial pueda medirse con precisión. Sin embargo, en la correlación cruzada es conveniente que las líneas del template tengan un ancho similar a las del objeto, para lo cual se puede efectuar la convolución del template de líneas finas con un perfil rotacional adecuado. En el caso de un espectro de línea doble, en general debe emplearse un template para cada componente. Sin embargo, si las dos componentes tienen tipos espectrales similares, se puede usar un sólo template elegido cuidadosamente para ambas estrellas.

Los templates que se usaron en las correlaciones se seleccionaron comparando los espectros observados con una librería de templates observados y sintéticos de distintas

temperaturas. Los templates empíricos fueron espectros tomados con el mismo instrumento, cuya velocidad radial había sido determinada previamente (González 2008). Los templates sintéticos corresponden a la base de datos de Bertone et al. (2008). El tipo espectral y temperatura de cada objeto se estimaron comparando con ambos tipos de templates.

Para binarias de doble línea o espectros con más de dos componentes se seleccionaron distintos templates para cada una de ellas en los casos en que resultó evidente la diferencia de tipos espectrales. Por otra parte, en varios de estos sistemas la elección definitiva de los templates se realizó después de separar los espectros de las componentes.

### **Cálculo de la correlación**

Las correlaciones cruzadas se realizaron empleando la tarea *fxcor*. En ésta se ajustaron nuevamente los continuos de objeto y template, para restar los ajustes y llevarlos a cero. Por otra parte, se seleccionaron las regiones espectrales que se usarían en la correlación. En general se excluyeron las líneas de Hidrógeno, que “ensanchan” mucho el pico de correlación, y se procuró evitar las regiones sin líneas, que aportan ruido pero carecen de información de velocidad. Finalmente, se midió la velocidad radial en cada espectro ajustando una función gaussiana en la región interior al FWHM del pico de correlación. En los casos de binarias de doble línea o espectros múltiples, la superposición de las líneas espectrales de las componentes en varios espectros condujo al solapamiento de los picos de correlación y dificultó la determinación de las velocidades radiales.

### *3.2 Separación de espectros en binarias*

En los últimos veinte años se han desarrollado varios métodos para separar los espectros de las componentes y/o medir velocidades radiales en sistemas binarios espectroscópicos de doble línea (Bagnuolo y Gies 1991, Zucker y Mazeh 1994, Simon y Sturm 1994, Hadrava 1995, 1997, González y Levato 2006). Cada técnica tiene sus puntos fuertes y limitaciones, en cuanto a la complejidad de los cálculos y a la información que debe tenerse a priori sobre las características de las componentes o sus velocidades. Algunos de ellos pueden aplicarse directamente a sistemas múltiples (BG91, SS94, H95, 97), mientras que en otros casos la extensión a más de dos componentes es complicada. En particular, el método GL06 involucra poco tiempo de cálculo, es flexible y proporciona muy buenos resultados. Por

ello, éste se empleó para separar los espectros de las componentes y medir velocidades radiales en las binarias de doble línea que forman parte de algunos sistemas múltiples analizados en este trabajo.

### 3.2.1 Principios básicos

El método GL06 es un procedimiento iterativo que permite obtener tanto los espectros separados como las velocidades de las componentes de un sistema binario. El proceso se divide en dos etapas que involucran cálculos simples entre los espectros observados y construidos. Estos cálculos se efectúan con las tareas usuales de IRAF para manipulación de espectros, lo cual proporciona flexibilidad al método, ya que los parámetros de estas tareas pueden modificarse según se requiera. En la primera etapa se calculan los espectros de las componentes y en la segunda se miden las velocidades radiales. Cada etapa depende de los resultados de la otra, de manera que se ejecutan en forma iterativa hasta alcanzar la convergencia.

Como punto de partida, deben conocerse velocidades preliminares para las componentes obtenidas por algún otro método. Aún cuando estos valores iniciales no sean buenos para algunos espectros solapados, la técnica permite obtener buenas velocidades incluso para separaciones de sólo un tercio de la suma de los FWHM de las líneas espectrales. Sin embargo, esto ocurre siempre y cuando se puedan calcular bien los espectros de las componentes, para lo cual se requieren al menos algunos espectros observados en que las líneas de ambas estén bien resueltas.

Considerando que los espectros están calibrados como una función de  $x = \ln\lambda$ , la iteración  $j$ -ésima en la etapa de separación se realiza de la siguiente manera. Sea  $S_i$  ( $i = 1, 2 \dots n$ ) el  $i$ -ésimo espectro observado y  $A^j(x)$  y  $B^j(x)$  los espectros calculados de las componentes primaria y secundaria respectivamente en la aproximación  $j$ -ésima. El primer paso es desplazar el espectro  $B^j$  hasta hacer coincidir las líneas de la componente secundaria en el espectro  $i$ -ésimo. Luego se calcula la diferencia  $S_i(x) - B^j(x - v_{b,i})$  que da como resultado el  $i$ -ésimo espectro observado pero ahora conteniendo sólo los rasgos espectrales de la componente primaria. El espectro primario  $A$  se obtiene calculando:

$$A^j = \langle S_i(x + v_{a,i}) - B^{j-1}(x - v_{b,i} + v_{a,i}) \rangle_i, \quad (3.4)$$

y en forma análoga para el espectro  $B$

$$B^j = \langle S_i(x + v_{b,i}) - A^j(x - v_{a,i} + v_{b,i}) \rangle_i, \quad (3.5)$$

donde  $\langle \rangle_i$  indica el promedio sobre todos los espectros ( $i = 1, 2 \dots n$ ) y  $v_a$  y  $v_b$  son las velocidades de las componentes en unidades de la velocidad de la luz:  $v_a = VR_A/c$ .

En resumen, a cada espectro observado se le resta el espectro  $B$  calculado en la iteración precedente y desplazado de acuerdo a la velocidad radial de la componente secundaria. De esta forma, se obtienen espectros que contienen sólo los rasgos espectrales de la componente primaria. Éstos se desplazan de acuerdo a la velocidad radial de esta última y se promedian para obtener el espectro  $A$ . Finalmente se procede de forma análoga para calcular nuevamente el espectro  $B$ .

Aunque el espectro de una componente se emplea para calcular el espectro de la otra, en la práctica no es necesario tener  $A$  y  $B$  antes de comenzar los cálculos. En cada iteración,  $A$  se obtiene a partir de  $B$  y en la mayoría de los casos se puede adoptar un espectro plano para la componente secundaria al comienzo de las iteraciones.

Una vez obtenidos  $A$  y  $B$  es posible calcular los espectros  $S_i(x) - B(x - v_{b,i})$  y  $S_i(x) - A(x - v_{a,i})$ , es decir, los espectros observados después de la resta de una de las componentes. En la segunda etapa se emplean estos espectros de línea simple para medir las velocidades radiales de las componentes primaria y secundaria respectivamente.

### 3.2.2 Implementación

En la aplicación del método se emplean dos scripts de IRAF: *spbina* para la etapa de separación de espectros y *rubina* para la medición de velocidades radiales. Éstos combinan distintas tareas de IRAF: *dopcor* para desplazar los espectros, *sarith* para aritmética de espectros, *scombine* para calcular espectros promedio y *fxcor* para medir velocidades radiales.

Como ya se mencionó, para comenzar las iteraciones es necesario contar con velocidades preliminares para ambas componentes. Éstas deben estar almacenadas en el header del espectro a través de los parámetros “VRA” y “VRB”. Por otra parte, todos los espectros deben estar muestreados en  $\ln\lambda$  y desplazados al sistema heliocéntrico. Los espectros observados ya estaban preparados de esta manera porque previamente se había empleado el método de correlaciones cruzadas para medir velocidades radiales. En particular, las

velocidades de las componentes medidas con correlaciones cruzadas se emplearon como velocidades iniciales para comenzar las iteraciones.

Para todos los sistemas, la lista inicial de espectros observados empleados en la separación sólo incluyó aquellos en que se habían podido medir bien las velocidades radiales de ambas componentes mediante correlaciones cruzadas. Es decir, para el cálculo de los espectros A y B no se emplearon los espectros observados en que se solapaban las líneas de ambas componentes. En general, se realizaron 5 iteraciones de *spbina* para obtener el primer par de espectros A y B. Éstos se compararon con templates sintéticos y observados para seleccionar los espectros que se guardarían como “templateA” y “templateB”, empleados para la medición de velocidades con *rvbina*. Este script se ejecutó iterativamente hasta alcanzar la convergencia de las velocidades de ambas componentes dentro de los 10 m/s. Usualmente, para ello se requirieron entre 5 y 10 iteraciones. Con las nuevas velocidades almacenadas en los headers se repitió el cálculo de los espectros de las componentes con *spbina*, seguido de la medición de velocidades radiales con *rvbina*. El proceso se repitió hasta que no se observaron variaciones en los espectros A y B calculados entre dos ejecuciones consecutivas de *spbina* y las velocidades entre tandas consecutivas de *rvbina* presentaron una buena convergencia. Para los espectros con líneas solapadas se ejecutó *rvbina* iterativamente hasta alcanzar la convergencia, empleando los espectros A y B finales obtenidos. En estos casos en que se dificulta el empleo de otros métodos, la separación de espectros conduce a una mejora sustancial en las velocidades medidas. Esto se verá en más detalle en el Capítulo 5, en el que se describen los resultados obtenidos para las binarias analizadas.

### 3.3 Separación de espectros múltiples

Las dificultades para analizar los espectros de las componentes y medir velocidades radiales en binarias de doble línea se agravan cuando hay más de dos estrellas presentes en el espectro. Esto ocurrió en algunos espectros observados, en los que se detectaron las líneas de tres o más componentes que variaban en velocidad radial. Para abordar el análisis de estos sistemas, se desarrolló una generalización del método GL06, la cual permite separar los espectros de las componentes y medir velocidades radiales en sistemas múltiples espectroscópicos.

La implementación del método se llevó a cabo mediante la creación de dos scripts de IRAF, “spbina\_N.cl” y “rvbina\_N.cl”, que se ejecutan a través de las tareas *spbina\_N* y

*robina\_N*. Dado que se trata de una técnica nueva, se describirán con cierto detalle las características de los scripts y se analizarán los resultados obtenidos en su aplicación a un sistema ficticio de cuatro componentes, construido para verificar el funcionamiento de los programas. La aplicación de este método a los espectros observados se describirá en el Capítulo 5 para cada sistema múltiple espectroscópico analizado.

### 3.3.1 Características de los scripts

Al igual que *spbina*, los parámetros de entrada de *spbina\_N* incluyen la lista de espectros del sistema múltiple que se emplearán en la separación, el número de iteraciones y el tipo de combinación de los espectros. Dado que este script permite separar un número arbitrario de componentes, esta cantidad debe especificarse en el parámetro “ncomp”. Los espectros separados de las componentes se almacenan en un arreglo de dimensión 10, de manera que éste es el valor máximo que puede tomar “ncomp”.

Los headers de los espectros incluidos en la lista de entrada deben contener velocidades para todas las componentes que se desea separar. Así, para N componentes (“ncomp=N”) estos valores deben guardarse en los headers como “VRC1”, “VRC2”,... “VRCN”. Como salida, *spbina\_N* genera los espectros C1,C2,... CN de todas las estrellas que componen el sistema.

*spbina\_N* empieza restando C2,C3,... CN (desplazados en  $-VRC2, -VRC3, \dots -VRCN$ ) de los espectros originales, aunque no es necesario contar con espectros de entrada para las componentes para comenzar a iterar. Los espectros resultantes se desplazan de acuerdo al valor de VRC1 y se combinan para formar el espectro C1. Las restantes componentes se obtienen de forma análoga. Es decir, para calcular el espectro  $C_i$ , se desplazan todos los espectros  $C_j$  ( $j \neq i$ ) en  $-VRC_j$  y se sustraen de los espectros originales. Las diferencias obtenidas se desplazan de acuerdo al valor de  $VRC_i$  y se combinan para formar el espectro  $C_i$ . De la misma forma que el script original para binarias, *spbina\_N* emplea las tareas *sarith*, *dopcor* y *scombine* para el manejo de los espectros.

*robina\_N* también incluye a “ncomp” como parámetro de entrada y emplea los  $C_i$  ( $i=1, 2, \dots N$ ) almacenados como espectros de las componentes. La tarea también requiere espectros templates para todas las componentes, que deben indicarse como “templateC1”, “templateC2”,... “templateCN”. En la salida, el programa genera los archivos “vr.tot” y “vr\_iter.txt” en los que se almacenan todas las velocidades medidas y aquellas correspondientes a la última iteración respectivamente. Al finalizar cada iteración también se

corrigen las velocidades de las componentes almacenadas en los headers de los espectros observados. El parámetro de entrada “amort” permite especificar la magnitud de dicha corrección en función de la diferencia entre el valor original en el header y el nuevo valor medido. Si la velocidad original en el header es  $VRC_o$  y la nueva velocidad medida es  $VRC_m$ , el valor adoptado será:

$$VRC = VRC_o(1 - \text{amort}) + VRC_m (\text{amort}) \quad (3.6)$$

Por lo tanto, si “amort=0.5” se registra en el header el valor medio entre la velocidad original y la nueva medición, pero se puede elegir cualquier valor para este parámetro, entre 0 (no se modifican las velocidades originales) y 1 (se almacenan las nuevas velocidades).

Para medir la velocidad radial de cada componente en los espectros de entrada, la tarea resta los espectros de las restantes estrellas desplazados de acuerdo a sus velocidades radiales y mide la velocidad de la componente de interés mediante correlaciones cruzadas con el template asignado a ésta. También en este caso, el script emplea las tareas *dopcor* y *sarith* para el manejo de espectros y efectúa las correlaciones cruzadas mediante la tarea *fxcor*.

### 3.3.2 Aplicación a un sistema modelo

#### Construcción del sistema cuádruple y de los espectros de prueba

Para comprobar el funcionamiento de las tareas *spbina\_N* y *rbina\_N* se emplearon espectros artificiales de un sistema cuádruple modelo construidos a partir de espectros sintéticos. El sistema está constituido por cuatro componentes, en una configuración en que las componentes C1 y C2 y las componentes C3 y C4 forman dos subsistemas binarios que orbitan en torno a su centro de masa común, en una órbita circular. El período de esta órbita exterior es  $P_{13} = 1$  año. Por su parte, las órbitas de las binarias interiores también tienen excentricidad nula y sus períodos son  $P_{12} = 0.27$  días y  $P_{34} = 0.81$  días. En la Tabla 3.1 se presentan las temperaturas de las componentes y sus tipos espectrales y masas aproximados.

Las velocidades de los centros de masa de los subsistemas binarios en la órbita exterior están dados por:

$$V_{12} = \frac{2\pi q_{13} P_{13}^{2/3} (M_{12} + M_{34})^{1/3}}{P_{13} (1 + q_{13})} \cos\left(\frac{2\pi T}{P_{13}}\right) \quad (3.7)$$

$$V_{34} = -\frac{1}{q_{13}} V_{12} \quad (3.8)$$

donde  $M_{12} = M_1 + M_2$ ,  $M_{34} = M_3 + M_4$  y  $q_{13} = M_{34}/M_{12} = 0.82$ .

Las velocidades de las componentes del sistema se obtuvieron a partir de las ecuaciones:

$$V_1 = V_{12} + \frac{2\pi q_{12} P_{12}^{2/3} (M_1 + M_2)^{1/3}}{P_{12} (1 + q_{12})} \cos\left(\frac{2\pi T}{P_{12}}\right) \quad (3.9)$$

$$V_2 = -\frac{1}{q_{12}} V_1 + \left(\frac{1}{q_{12}} + 1\right) V_{12} \quad (3.10)$$

$$V_3 = V_{34} + \frac{2\pi q_{34} P_{34}^{2/3} (M_3 + M_4)^{1/3}}{P_{34} (1 + q_{34})} \cos\left(\frac{2\pi T}{P_{34}}\right) \quad (3.11)$$

$$V_4 = -\frac{1}{q_{34}} V_3 + \left(\frac{1}{q_{34}} + 1\right) V_{34} \quad (3.12)$$

donde  $q_{12} = 0.74$  y  $q_{34} = 0.82$ .

Los espectros sintéticos correspondientes a cada una de las temperaturas se normalizaron y multiplicaron por un factor representativo de su contribución al flujo total del sistema. Así, el espectro C1 se multiplicó por 0.54, el C2 por 0.16, el C3 por 0.20 y el C4 por 0.10 y se obtuvieron los espectros de las componentes. Finalmente, se construyeron 21 espectros “combinados”, cada uno de ellos generado mediante la suma de los cuatro espectros de las componentes desplazados de acuerdo a su velocidad radial.

### **Separación de espectros y medición de velocidades radiales**

Se empleó la tarea *fxcor* para medir las velocidades radiales de las cuatro componentes del sistema en cada espectro, con el objeto de adoptarlas como velocidades de partida en la separación, como se haría usualmente con espectros de un sistema múltiple real. Para medir las velocidades de la componente C1 se empleó el template de 12000 K y las velocidades de las restantes componentes se obtuvieron de forma análoga mediante

Tabla 3.1: Componentes del sistema múltiple modelo

| Comp | Temperatura (K) | Tipo Espectral | Masa( $M_{\odot}$ ) |
|------|-----------------|----------------|---------------------|
| C1   | 12000           | B8V            | 3                   |
| C2   | 9000            | A2V            | 2.21                |
| C3   | 9500            | A0V            | 2.34                |
| C4   | 8000            | A7V            | 1.93                |

correlaciones cruzadas con los templates de temperaturas correspondientes a cada una de ellas. Los valores hallados se almacenaron en los headers de los espectros.

Para llevar a cabo la separación sólo se emplearon 11 espectros construidos en que las velocidades de cada componente podían medirse bien empleando *fxcor*. Es decir, se excluyeron de la lista de entrada 10 espectros en que las líneas de las componentes estaban solapadas entre sí. Los espectros seleccionados para la separación se muestran en la Figura 3.1.

Al comenzar se efectuó una tanda de 5 iteraciones de *spbina\_N*, que condujo a los primeros cuatro espectros C1, C2, C3 y C4. Luego, éstos se emplearon para hacer 10 iteraciones de *rbina\_N*, hasta verificar la convergencia de las velocidades de las componentes en todos los espectros. Se alternaron tres tandas de 5 iteraciones de *spbina\_N* con tres tandas de 10 iteraciones de *rbina\_N*. No hubo modificaciones significativas en los espectros de las componentes obtenidos entre la tercera y cuarta tanda de *spbina\_N*, por lo que no se continuaron las iteraciones.

Una vez obtenidos los espectros finales para las componentes, éstos se emplearon para medir velocidades en los 10 espectros construidos que no se habían empleado en la separación (Figura 3.2). En 7 de ellos fueron suficientes 10 iteraciones para alcanzar la convergencia de las velocidades radiales dentro de los 100 m/s. Para los 3 espectros que se presentan en color rojo en la Figura 3.2, la convergencia fue más lenta. En particular, para el que aparece en la parte inferior, debieron efectuarse 20 iteraciones de *rbina\_N*.

### Análisis de los resultados

En la Figura 3.3 se presentan secciones de los espectros C1, C2, C3 y C4 obtenidos, junto a los espectros originales de las componentes escalados de acuerdo a la relación de flujos.

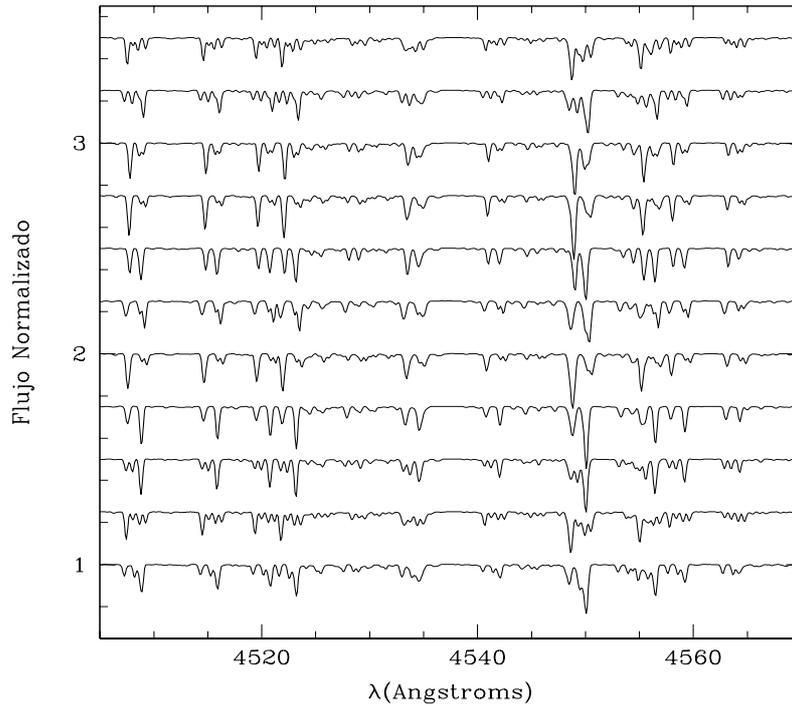


Figura 3.1: Espectros contruidos empleados para separar los espectros de las componentes.

Se observa que hay una excelente coincidencia entre éstos, lo cual indica que la separación de espectros funcionó correctamente para este sistema de prueba.

Los resultados obtenidos en la medición de velocidades radiales en **espectros usados en la separación** se presentan gráficamente en las Figuras 3.4 y 3.5. Las velocidades de las componentes dadas por el modelo se grafican en color negro y curva continua, mientras que las velocidades medidas con *fxcor* y *rbina\_N* se presentan como cuadrados verdes y círculos magenta respectivamente. En general, la separación de espectros condujo a valores más apropiados para las velocidades de todas las componentes. Las velocidades medidas con *fxcor* tienen un error promedio de 2.2 km/s, mientras que este valor es de sólo 0.5 km/s para las velocidades obtenidas con separación de espectros.

Los resultados obtenidos en la medición de velocidades radiales en **espectros no usados en la separación** se presentan gráficamente en las Figuras 3.6 y 3.7. Las velocidades de las componentes dadas por el modelo se grafican en color negro y curva continua, mientras que las velocidades medidas con *fxcor* y *rbina\_N* se presentan como cuadrados rojos y círculos azules respectivamente. La mejora en las velocidades medidas

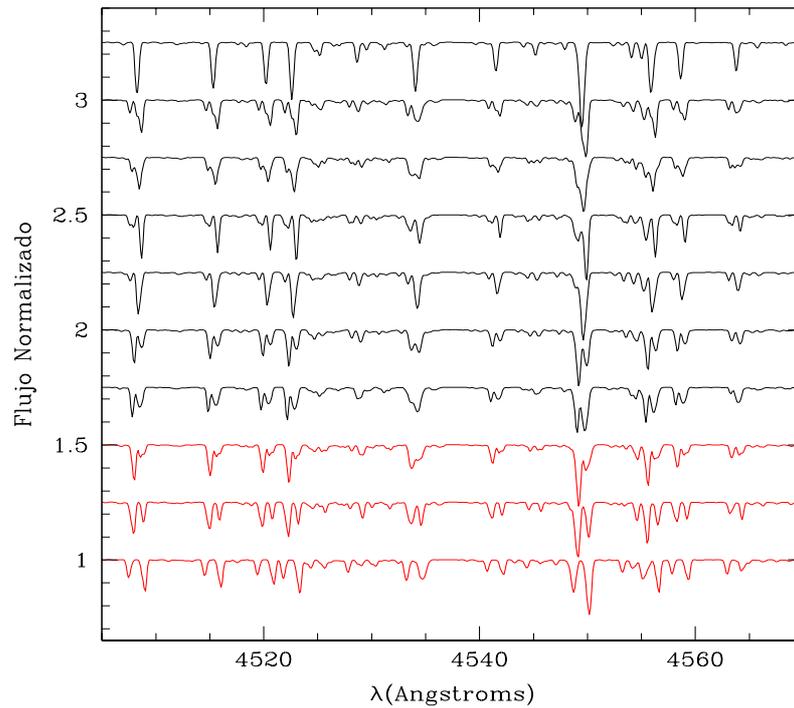


Figura 3.2: Espectros construidos que no se emplearon en la separación de las componentes.

empleando separación con respecto a los valores obtenidos con *fxcor* es más notable para estos espectros. En particular, el método de separación permitió obtener velocidades muy próximas a las “verdaderas” en algunos casos en que las componentes estaban muy solapadas y se había medido sólo un pico en la función de correlación. El error promedio de las velocidades medidas con separación de espectros es de 0.7 km/s, mientras que las velocidades medidas por correlaciones tienen un error promedio de 4.9 km/s.

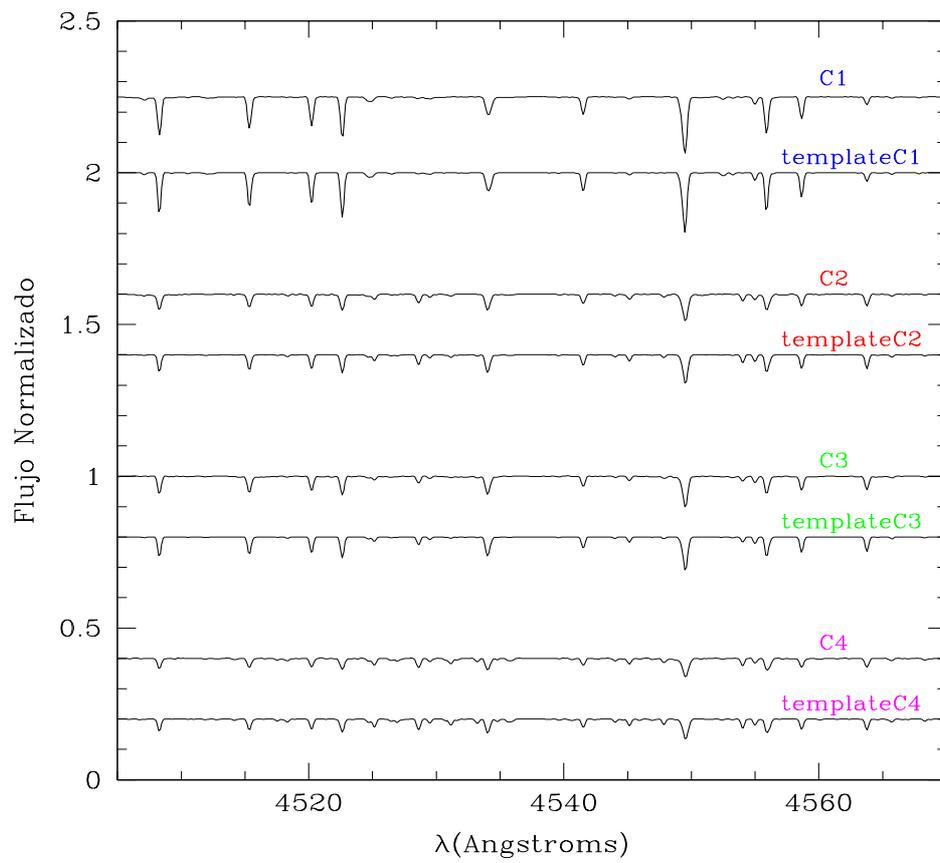


Figura 3.3: Comparación de los espectros sintéticos originales de las componentes con los obtenidos.

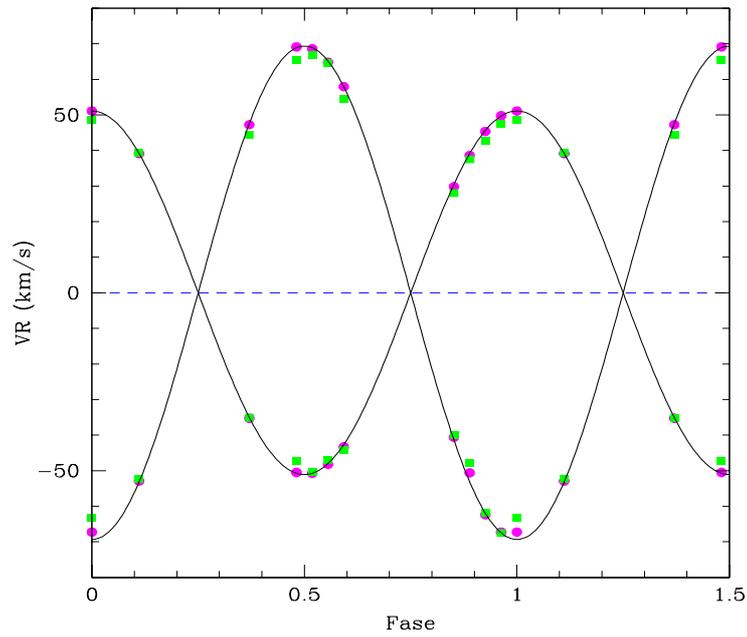


Figura 3.4: Velocidades de las componentes en espectros usados en la separación: subsistema C1-C2.

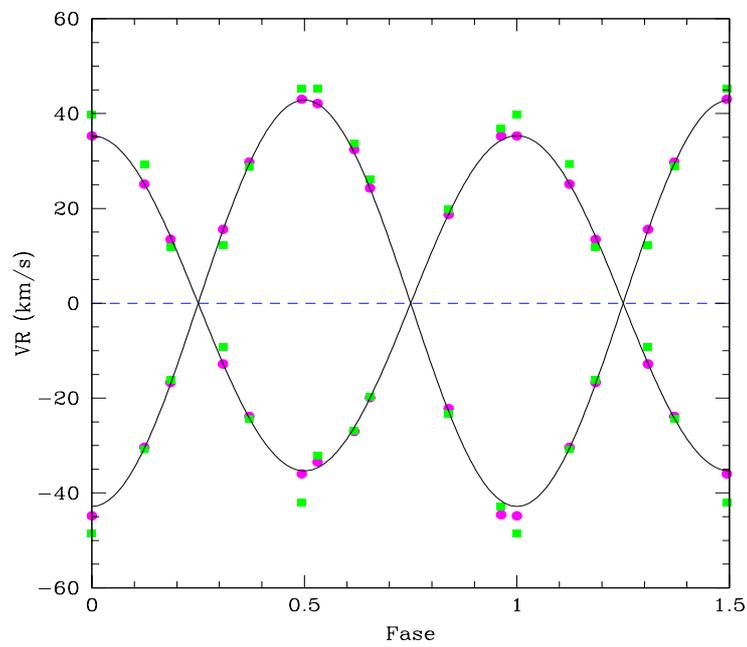


Figura 3.5: Velocidades de las componentes en espectros usados en la separación: subsistema C3-C4.

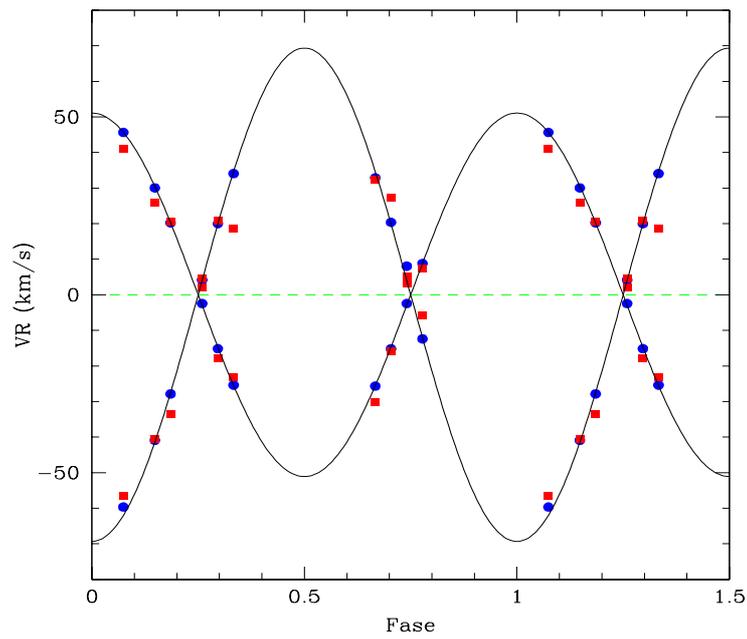


Figura 3.6: Velocidades de las componentes en espectros no usados en la separación: subsistema C1-C2.

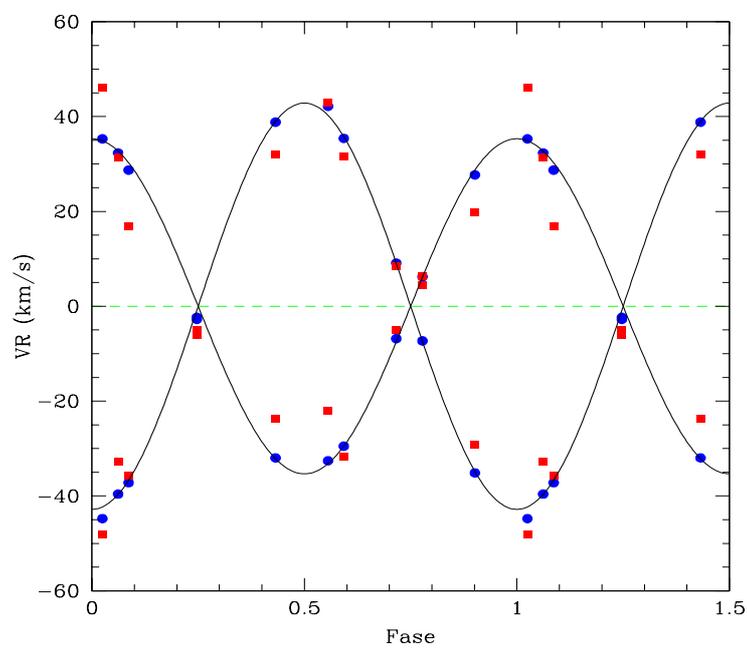


Figura 3.7: Velocidades de las componentes en espectros no usados en la separación: subsistema C3-C4.

---

# CAPITULO 4

## FOTOMETRÍA

---

### 4.1 Observaciones

Se realizaron observaciones en los filtros *UVI* de parte de los sistemas analizados. Para ello se empleó el telescopio Helen Sawyer Hogg (HSH) de 61 cm del CASLEO. Dicho instrumento está ubicado en un sitio con alta calidad de cielo (Cerro Burek) y está equipado con una rueda de filtros *UBVRI*. Las imágenes se registraron empleando un detector CCD *Apogee Alta 8300* de 3326 x 2504 píxeles, con un tamaño de píxel de 5.4 x 5.4  $\mu\text{m}$ . La escala en el plano focal del telescopio es de 22.4"/mm, de manera que las imágenes obtenidas cubren una región de cielo de 6.7' x 5.0'.

Los turnos de observación asignados comprendieron las noches entre el 9 y 11 de marzo y el 7 y 13 de mayo de 2010. En dichos períodos se esperaba obtener imágenes de la mayoría de los objetos de la muestra seleccionada. Sin embargo, se presentaron importantes y numerosas dificultades instrumentales, que impidieron llevar a cabo la mayor parte de las observaciones programadas. Estas limitaciones no se solucionaron posteriormente, de manera que no fue posible completar el relevamiento fotométrico de la muestra y sólo se obtuvieron datos útiles para una minoría de los sistemas seleccionados.

El objetivo de las observaciones fotométricas fue la determinación de magnitudes *UVI*, tanto de las componentes catalogadas como de otros objetos en el campo. Como ya se mencionó, de esta forma se pretendía construir diagramas color – magnitud que permitieran identificar otras posibles componentes no conocidas hasta el momento. Por lo tanto, se tomaron imágenes con distintos tiempos de exposición para cada campo centrado en un sistema múltiple. En general, se obtuvo una imagen en cada filtro para medir las componentes conocidas, ya que éstas son objetos brillantes. Por otra parte, para detectar los objetos más débiles, se tomaron varias imágenes de tiempos de exposición cortos, con

el objeto de sumarlas. Sin embargo, los graves problemas en el seguimiento del telescopio restringieron notablemente los tiempos de exposición y, en consecuencia, el rango de magnitudes accesibles.

Dado que se pretendía obtener las magnitudes de los objetos observados en el sistema estándar, se tomaron imágenes de estrellas estándares extraídas de las listas de Landolt (1983). Estas observaciones se realizaron procurando cubrir un rango amplio en índices de color y masas de aire. No obstante, sólo fue posible observar 8 de las estándares más brillantes catalogadas.

## 4.2 Reducción de las observaciones

En el tratamiento de las imágenes y la medición de magnitudes se empleó el software IRAF. En particular, se utilizaron las tareas del paquete *daophot* para realizar fotometría de apertura. En esta sección se describen dichas etapas y el proceso de transformación de magnitudes al sistema estándar.

### 4.2.1 Tratamiento de las imágenes

Las imágenes de los sistemas analizados y de las estrellas estándares se corrigieron por bias, dark y flat haciendo uso de la tarea *ccdproc*. En cada caso, se emplearon promedios de las 10 imágenes de calibración correspondientes, verificando previamente que no se incluyese alguna imagen con problemas en la combinación. Cabe aclarar que se obtuvieron 10 flats de cielo para cada filtro, los cuales se emplearon para corregir las imágenes tomadas con cada uno de ellos. Se detectó la presencia de algunos píxeles malos en el detector. Éstos se registraron en una lista, cuya referencia se almacenó en los headers de las imágenes, para evitar que afectaran la medición de magnitudes.

### 4.2.2 Identificación de objetos y medición de magnitudes

Para encontrar la posición de los centros estelares en las imágenes de cada noche se empleó la tarea *daofind*. En ésta se editaron los parámetros que dependen de las características de los datos de entrada, determinadas por las condiciones de observación y el detector empleado. Por un lado, se estableció la ganancia, el ruido de lectura y el rango de linealidad del CCD. Por otra parte, se editaron los parámetros que representan el *full-width-at-half-maximum* (FWHM) de los perfiles estelares y la desviación estándar de los

píxeles de cielo respectivamente. Para ello, previamente se analizaron varias imágenes tomadas en distintos momentos de la noche, empleando la tarea *imeamine*. En general, considerando todas las noches reducidas, se usaron valores entre 4 y 5 para la desviación estándar del cielo. Si bien el FWHM dependió del filtro empleado, usualmente se tomaron valores entre 8 y 10 píxeles para los filtros *I* y *V* y entre 10 y 13 píxeles para el filtro *U*. Finalmente, se especificó el umbral de detección de los objetos sobre el fondo.

Los objetos más débiles en los campos observados no pudieron ser detectados en las imágenes individuales. Como se mencionó anteriormente, sus magnitudes se midieron en imágenes obtenidas mediante la suma de exposiciones con tiempos cortos. Para ello, éstas debieron ser “alineadas” previamente empleando la tarea *imalign*. En principio, ésta calcula los desplazamientos entre un conjunto de imágenes del mismo campo, tomando como referencia las coordenadas de los objetos identificados en una de ellas. En este caso, se especificó además que la tarea desplazara dichas imágenes y las recortara, de manera que todas cubrieran la misma región. Finalmente, estas imágenes alineadas se sumaron para identificar y medir los objetos débiles.

En la medición de magnitudes se empleó la tarea *phot*, tomando como entrada la lista de los archivos de coordenadas generados por *daofind*. Se editaron los parámetros correspondientes a la medición del cielo y de los objetos. Para la primera, se empleó un anillo con un ancho de 10 píxeles, cuyo radio interior se seleccionó de forma de evitar la contaminación por la luz de algún objeto vecino. Por lo tanto, dependió de la proximidad entre los objetos medidos. Sin embargo, generalmente este radio interior tomó valores superiores a 70 píxeles. Los objetos se midieron con un tamaño de apertura de 50 píxeles.

En algunos de los sistemas observados, las componentes se encontraban demasiado próximas (separación entre 2.5" y 8" aproximadamente) como para poder medir por separado sus magnitudes, sin que éstas estuvieran contaminadas por la luz de su compañera. En estos casos se adoptó una apertura suficientemente pequeña como para garantizar que no existiese contribución de la estrella vecina. Evidentemente, la magnitud medida empleando una apertura pequeña subestima el brillo del objeto, ya que se pierde gran parte de la luz del mismo. Sin embargo, es posible considerar que la fracción de flujo observado que se pierde es la misma para todos los objetos en la imagen, ya que todos ellos comparten la misma forma del perfil estelar (*Point Spread Function – PSF*). Por lo tanto, midiendo otro objeto brillante y aislado en el campo con una apertura pequeña y con la estándar (50 píxeles), fue posible determinar la fracción de brillo perdida al

emplear una apertura reducida. Las magnitudes medidas para los objetos próximos se corrigieron por apertura considerando este valor. En los casos en que no fue posible hallar otro objeto en el campo con una S/N apropiada, se empleó una apertura que abarcara las dos componentes cercanas, además de la apertura pequeña para cada una de ellas. De esta forma se midió el brillo total y la relación de brillos del par, a partir de los cuales se obtuvieron las magnitudes individuales. Comparando los resultados obtenidos por ambos métodos en algunos pares próximos, se estimó una incertidumbre de 0.05 magnitudes para este tipo de mediciones.

### 4.2.3 Transformación al sistema estándar

Las magnitudes estándar de los objetos observados se obtuvieron empleando tareas del paquete *photcal*. El primer paso fue crear un archivo que contuviera las magnitudes medidas para las estrellas estándares. Para ello se empleó la tarea *mkobsfile*, que extrajo dichos valores de la lista generada previamente con *phot*.

Para definir las ecuaciones de transformación al sistema estándar se utilizó la tarea *mkconfig*. Dado que sólo se contaba con observaciones en los filtros *UVI*, en esta etapa fue necesario emplear modificaciones de las ecuaciones de transformación y del catálogo de Landolt incluidos por defecto en IRAF. Las ecuaciones de transformación empleadas fueron:

$$mU = (U - V) + V + u_1 + u_2 X_U + u_3 (U - V) + u_4 (U - V)X_U \quad (4.1)$$

$$mV = V + v_1 + v_2 X_V + v_3 (V - I) + v_4 (V - I)X_V \quad (4.2)$$

$$mI = V - (V - I) + i_1 + i_2 X_I + i_3 (V - I) + i_4 (V - I)X_I \quad (4.3)$$

Donde los miembros izquierdos representan las magnitudes instrumentales, mientras que a la derecha se encuentran las magnitudes e índices de color estándares. Dado que en el catálogo de Landolt no se lista el índice de color  $U - V$ , éste se calculó y se incorporó como una columna adicional en la modificación de dicho catálogo que se utilizó para la transformación.

Una vez construido el archivo de configuración, se resolvieron las ecuaciones de transformación empleando la tarea *fitparams*. La dispersión cuadrática media de los ajustes varió entre 0.005 y 0.01 magnitudes, alcanzando los valores más altos en el filtro  $U$ .

En la última etapa, se transformaron las magnitudes instrumentales de los objetos de programa al sistema estándar. Para ello, en primer lugar se construyó una lista con dichas magnitudes medidas para cada objeto en cada filtro, empleando la tarea *mkobsfile*. Esta lista incluía además día juliano, masa de aire, coordenadas del objeto en la imagen y error en magnitud. Finalmente, se empleó la lista construida, junto con las ecuaciones de transformación definidas, para obtener las magnitudes e índices de color de los objetos de interés en el sistema estándar. Para ello se utilizó la tarea *invertfit*.

### 4.3 Elaboración de diagramas fotométricos

Las magnitudes *UVI* obtenidas se emplearon para elaborar diagramas color – color y color – magnitud de los sistemas observados. En general, se construyeron diagramas  $(U - V)_0$  versus  $(V - I)_0$ ,  $M_V$  versus  $(U - V)_0$  y  $M_V$  versus  $(V - I)_0$ , excepto para algunos casos en que sólo se obtuvo el último, ya que no se disponía de datos en la banda *U*.

Para aquellos sistemas en los que se contaba con magnitudes en los tres filtros, el primer paso fue ajustar el enrojecimiento  $E(V - I)$  en base al diagrama color – color, teniendo en cuenta la relación estándar:  $E(U - V)/E(V - I) = 1.15$ . Para ello, se comparó la posición de sus componentes en dicho diagrama con la correspondiente a las isócronas teóricas de Lejeune y Schaerer (2001). Luego se calculó la absorción interestelar en la banda *V*, a partir de la relación:  $A_V = 1.92 E(V - I)$ .

En algunos casos se estimaron distancia y edad a través de la comparación con las isócronas mencionadas en los diagramas color – magnitud. Cuando esto no fue posible, se adoptó la paralaje Hipparcos (Van Leeuwen 2007). Empleando los diagramas  $M_V$  versus  $(U - V)_0$  y  $M_V$  versus  $(V - I)_0$  se analizó la posibilidad de pertenencia al sistema de otros objetos en el campo. Los resultados obtenidos fueron diversos. Éstos se describen en el Capítulo 5, sólo para aquellos sistemas en los que se estima que este análisis fotométrico ha proporcionado alguna información de interés.

---

## CAPITULO 5

# ANÁLISIS Y RESULTADOS

---

En una gran parte de los sistemas múltiples analizados, una o más componentes están catalogadas como subsistemas binarios. Sin embargo, en varios casos éstos no cuentan con ningún dato orbital. En otros, los parámetros están determinados sólo a partir de las velocidades radiales medidas para la componente más brillante. Estos subsistemas se observaron con frecuencia, con el objeto de obtener un buen número de mediciones que permitieran determinar sus elementos orbitales. En los casos de binarias catalogadas como SB1, se intentó detectar los rasgos espectrales de la componente secundaria y medir sus velocidades radiales.

En varios de los sistemas estudiados se detectó que una o dos componentes catalogadas como estrellas simples son subsistemas espectroscópicos. En algunos casos sólo se midieron variaciones en la velocidad radial de la componente observada. Exceptuando los objetos que presentan cambios en la simetría de los perfiles de sus líneas espectrales (estrellas Be, por ejemplo), estas variaciones indican la presencia de otro objeto adicional no detectado, pero vinculado gravitatoriamente a la componente observada. En otros casos se detectaron las líneas de dos estrellas en los espectros y se confirmó que se trata de subsistemas binarios espectroscópicos de doble línea, en base a la relación entre las velocidades radiales de ambas. Por otra parte, los espectros de algunas componentes observadas contienen líneas de más de dos estrellas que varían en velocidad radial.

Una gran parte de las componentes observadas no presentaron indicios de binaridad, tales como variaciones de velocidad radial o cambios en la morfología espectral. Se han obtenido velocidades radiales para 12 componentes de sistemas múltiples de tipo temprano que no contaban con mediciones previas en la literatura. En los restantes casos, se han comparado las velocidades obtenidas con los valores publicados.

Para medir velocidades radiales mediante correlaciones cruzadas, se seleccionó el espec-

tro template que presentara la mayor similitud con el espectro observado. Esto condujo a una clasificación espectral aproximada de cada componente observada. En algunos casos, no existe otra clasificación previa publicada en la literatura. En varios de los restantes objetos, el tipo espectral estimado coincide con el publicado, mientras que en otros se han detectado algunas diferencias.

En este capítulo se detallan el análisis de los datos y los resultados obtenidos para cada sistema múltiple analizado. Para ello, dichos sistemas se han dividido en varios grupos, definidos por el tipo de resultado alcanzado a partir de los datos espectroscópicos. La Tabla 5.1 presenta un resumen de tales resultados, los cuales se describen detalladamente en cada sección de este capítulo. En la primer columna de dicha tabla, cada sistema múltiple se identifica por su designación en el WDS (Mason et al. 2001). A continuación se indica la componente observada, de acuerdo a la nomenclatura dada en el MSC. En la tercera y cuarta columna se listan el tipo espectral publicado (en general, extraído del MSC) y el estimado en este trabajo en base a la comparación con templates. Finalmente, el resultado obtenido del análisis de los datos espectroscópicos de cada componente se sintetiza en una nota breve en la última columna.

Los resultados espectroscópicos obtenidos constituyen el eje de este trabajo. Sin embargo, con el objeto de obtener un conocimiento más completo de los sistemas analizados, dichos datos se han complementado con información de otras fuentes. Para algunos sistemas se dispone de datos fotométricos obtenidos en esta investigación, que se han contrastado con los modelos teóricos de Lejeune y Schaerer (2001, en adelante LS01). Por otra parte, se han empleado los catálogos Hipparcos (Van Leeuwen 2007) y SPM4 (Girard et al. 2011) para extraer los movimientos propios de las componentes de los pares separados en los sistemas múltiples analizados. Tanto los datos fotométricos como de movimientos propios han contribuido para completar el análisis de la existencia de un vínculo físico entre las componentes.

Tabla 5.1: Resumen de los resultados obtenidos en base al análisis de los datos espectroscópicos.

| Sistema    | Comp | TE <sub>pub</sub> | TE <sub>est</sub>  | Resultado             |
|------------|------|-------------------|--------------------|-----------------------|
| 04352-0944 | Aab  | A1m               | A5V+...            | Órbita SB1            |
|            | B    | A7V               | A7V                | VR constante          |
| 05247-5219 | AB   | A0V               | (A0V+A7V)(Aab)+... | Órbita SB2            |
|            | C    | A2V               | A3V                | VR constante (?)      |
| 05355-0555 | B    | B7IV              | B5V                | VR constante          |
| 06214+0216 | AB   | A4.5V             | A6V+F1V+F5V+F8V    | Nuevas SB2+SB1        |
| 06583-3525 | C    | B9                | A1(?)              | VR constante          |
| 07454-1442 | A    | A2V               | A0V                | VR constante          |
| 08079-6837 | Aab  | B6IV              | B6IV+B7V           | Órbita SB2            |
|            | B    |                   | A0V+A2V            | Nueva SB2             |
| 08326-1502 | A    | A7V               | F1V                | VR constante          |
|            | B    |                   | K1/K2V             | 1 espectro            |
| 08263-3904 | Aab  | B9V+A7V           | B8V+A7V            | Órbita SB2            |
|            | BC   | A2V+A3V           | A2V+A3V            | VR constante          |
| 08314-3904 | A    | B4V               | B4V                | VR variable           |
|            | B    |                   | B6V                | VR variable           |
|            | C    |                   | A8V                | VR constante          |
| 08563-5243 | Aab  | B5V               | B5V+A0V            | Órbita SB2            |
| 09174-7454 | AB   | A1III             | A0/A1V+A7V         | VR constante          |
|            | C    |                   | F1V                | VR constante          |
| 10209-5603 | A    | B3IIIe            |                    | Variaciones en líneas |
|            | B    |                   | A1V+A9IV           | Nueva SB2             |
|            | C    |                   | G8V                | VR constante          |
| 10443-7052 | A    | A5IV              | A3V                | VR constante          |
|            | Bab  | A6IV              | A7/A8V             | VR constante          |
| 13152-6753 | B    | kB8hF0            |                    | VR constante          |
| 13226-6059 | AB   | B3V               | B3V+...            | VR constante          |
|            | C    | B2V               | B3V                | VR variable           |
| 13518-3300 | A    | B5 He weak        |                    | VR constante          |

Tabla 5.1: Continuación

| Sistema    | Comp | TE <sub>pub</sub> | TE <sub>est</sub>  | Resultado               |
|------------|------|-------------------|--------------------|-------------------------|
| 14255-1958 | A    | A2V               | A2V                | VR constante            |
| 15088-4517 | AB   | B3V               | (B3V+B5V)(Aab)+... | Órbita SB2+Var.de VR    |
| 15185-4753 | C    |                   | A4V+...            | Nueva SB1               |
| 16054-1948 | C    | B1V               | B2/B3V             | VR constante (?)        |
|            | Ea   | B7(HgMn)          |                    | Órbita SB1 corregida    |
| 16406+0413 | A    | A1V               | A0V                | VR constante            |
|            | B    | A3IV              | A7/A8V             | VR constante            |
| 17082-0105 | AB   | A1V               | A1V+...            | VR constante            |
| 17268-4550 | C    | A0V               | A0/A1V+...         | Nuevo subsist. múltiple |
| 17301-3343 | Aa   | B0II              | B0V+...            | Órbita SB1              |
| 17505-5337 | B    | A1V               | A1V                | VR constante            |
| 17592-3656 | B    |                   | A8V                | VR constante            |
| 19233+0931 | A    | A0                | A3V/A4V            | VR constante            |
|            | BC   |                   | A8V+...            | VR constante            |
| 20118-6337 | AB   | A0V               | (A1V+A1V)(Aab)+... | Nueva SB2               |
|            | C    |                   | A0V+...            | Nueva SB2+Var. de VR    |
| 21251+0923 | AB   | A2                | A2V+...            | VR constante            |
|            | C    |                   | A8/A9V             | VR constante            |

## 5.1 Determinación de parámetros orbitales de binarias catalogadas

### 5.1.1 WDS 04352-0944

Este sistema está clasificado en el MSC como un sistema triple jerárquico, en el cual las componentes A y B forman un par de movimiento propio común. Por su parte, la componente A (HD 29173) está catalogada como un sistema binario espectroscópico sin datos orbitales. Esta clasificación surge del trabajo de Nordström y Andersen (1985, en adelante NA85), quienes señalan la variabilidad de velocidad radial de este objeto en base a tres mediciones diferentes, con un error máximo de 0.5 km/s.

Se obtuvieron 18 espectros de la componente A, que se observó con frecuencia desde los primeros turnos. De acuerdo al MSC, este objeto tiene un tipo espectral A1m. Se empleó un template observado de tipo espectral A5V para la medición de velocidades radiales mediante correlaciones cruzadas. En la inspección visual de los espectros no se detectaron los rasgos espectrales de la componente secundaria (Ab).

Las correlaciones cruzadas para la componente Aa fueron muy buenas, como se esperaba para un objeto de baja rotación muy similar al template. En general, se obtuvieron picos de altura mayor a 0.90 y los errores calculados por la tarea *fxcor* en las mediciones de velocidad fueron inferiores a 0.4 km/s. Con el objeto de intentar medir las velocidades radiales de la componente Ab, se efectuaron correlaciones cruzadas con templates más tardíos, que se estimaba podrían ser morfológicamente similares a esta componente más débil. Sin embargo, en estos casos tampoco fue posible detectar un pico de menor altura. Por lo tanto, de acuerdo con los datos obtenidos, la componente A de este sistema múltiple es una binaria espectroscópica de línea simple (SB1).

Mediante el ajuste por mínimos cuadrados de las velocidades radiales, se calcularon los parámetros orbitales de la SB1. Se realizó un primer ajuste empleando sólo las mediciones obtenidas en este trabajo y se obtuvo una órbita con período  $P=5.1822$  días. Se encontró una buena concordancia de las velocidades de NA85 con la órbita calculada, excepto por un desplazamiento en fase. Por ello se incorporaron estos datos obtenidos casi 35 años antes que las nuevas observaciones para obtener una estimación más precisa del período orbital. El ajuste de las velocidades radiales se presenta en la Figura 5.1, en donde las mediciones de este trabajo se indican en color azul mientras que las velocidades de NA85 se señalan en color rojo. La dispersión cuadrática media de las 18 velocidades medidas con respecto al ajuste es de 0.7 km/s. Los parámetros orbitales calculados para la SB1 se

listan en la Tabla 5.2.

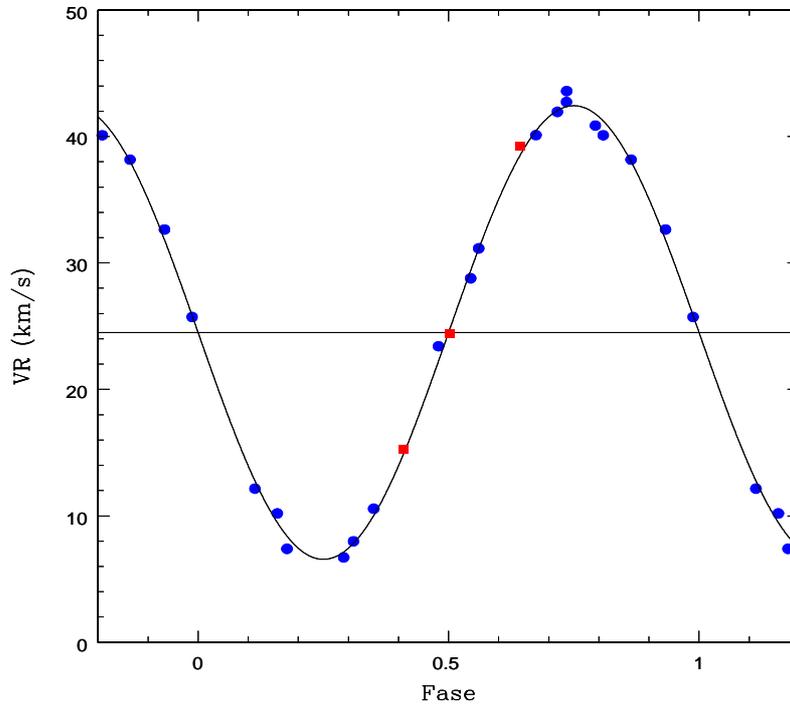


Figura 5.1: Ajuste orbital del subsistema WDS 04352-0944 A

Tabla 5.2: Parámetros orbitales del subsistema WDS 04352-0944 A.

|                            |                         |
|----------------------------|-------------------------|
| P(días)                    | $5.182633 \pm 0.000014$ |
| $T_0(\text{HJD}-2450000)$  | $5082.8316 \pm 0.1465$  |
| $V_\gamma(\text{km/s})$    | $24.50 \pm 0.23$        |
| $K_1(\text{km/s})$         | $17.94 \pm 0.30$        |
| e                          | 0                       |
| $\sigma_{VR}(\text{km/s})$ | 0.7                     |

La componente B (HD 29172) se observó 1 vez por turno durante 2008 y 2009. De esta forma se obtuvieron 6 espectros, con una base de tiempo de aproximadamente 1.5 años. Se midieron velocidades radiales mediante correlaciones cruzadas con un template observado de tipo espectral A7V. Éste se convolucionó con un perfil correspondiente a una velocidad

de rotación proyectada ( $v \sin i$ ) de 100 km/s, para lograr la mayor similitud entre sus líneas espectrales y las del objeto. No se encontraron diferencias entre las mediciones mayores que los errores dados por  $fxcor$ , que rondaron un promedio de 2.4 km/s. El promedio y la dispersión cuadrática media de las velocidades medidas se presentan en la Tabla 5.13. La similitud entre la velocidad de esta componente y aquella obtenida para el centro de masa de Aab confirman la existencia de un vínculo físico entre los tres objetos involucrados.

### 5.1.2 WDS 05247-5219

De acuerdo al MSC, éste es un sistema cuádruple jerárquico, en el cual la componente A es una binaria espectroscópica de doble línea sin ningún dato orbital. Al igual que para el subsistema HD 29173, esta clasificación proviene del trabajo de NA85, quienes publicaron 4 pares de velocidades para las componentes de la SB2. A y B forman un par visual, cuya órbita más reciente ha sido calculada por Argyle et al. (2002). Dichos autores hallaron un período de 191 años y una excentricidad de 0.64, aunque señalan que se necesitan nuevas mediciones para confirmar la validez de su órbita. En el primer orden de jerarquía del sistema múltiple, el par AB (HD 35860) y la componente C (HD 35859) forman un sistema de movimiento propio común, con una separación en el cielo de 38.2". La igualdad de velocidades radiales entre AB y C también se indica en el MSC como una evidencia de la existencia de un vínculo físico entre las componentes.

Dado que la separación angular entre A y B es de sólo 0.29", ambas componentes se observaron juntas. Se obtuvieron 20 espectros de este par, pero en éstos no se detectaron las líneas de B. Esto resultó llamativo, teniendo en cuenta que el MSC da una diferencia de brillos menor a 1 magnitud entre estos objetos y que las líneas de las componentes de Aab se desplazan en el espectro. Debido a esto se esperaba que fuese posible detectar a B, al menos en las fases en que las componentes del subsistema espectroscópico tienen una mayor diferencia de velocidades.

Se midieron velocidades radiales preliminares de la primaria y secundaria de Aab mediante correlaciones cruzadas con un template observado de tipo espectral A1V. Dado que se obtuvieron buenos picos para ambas, se empleó este único template. 15 de los espectros obtenidos se emplearon para separar los espectros de las componentes del subsistema Aab con el método GL06. Los 5 espectros restantes no se incluyeron en esta etapa, porque en ellos no pudieron medirse las velocidades de ambas estrellas, debido al solapamiento

de sus líneas espectrales. Los primeros espectros separados obtenidos como resultado de 5 iteraciones de *spbina* se compararon con los templates disponibles y se seleccionaron espectros sintéticos de temperaturas 9750 K y 8000 K como “templateA” y “templateB” respectivamente. En la Figura 5.2 se presentan secciones de estos templates y de los espectros obtenidos para las componentes. Se efectuaron cinco iteraciones de *rbina* hasta alcanzar la convergencia de las velocidades dentro de los 10 m/s. El cálculo de los espectros de las componentes con 5 iteraciones de *spbina* y la medición de velocidades radiales con 5 iteraciones de *rbina* se repitieron 2 veces más hasta obtener los espectros separados y velocidades finales. Se efectuó un ajuste de órbita preliminar empleando estas velocidades medidas en espectros en que se resuelven bien ambas componentes. En los 5 espectros restantes se midieron velocidades radiales con *rbina*, adoptando como velocidades de partida los valores dados por el ajuste preliminar y empleando los espectros finales obtenidos para las componentes. De esta forma, pudieron medirse velocidades con errores menores a 1 km/s en espectros fuertemente solapados, en los que las correlaciones unidimensionales solo producían un pico ensanchado que reunía ambas componentes.

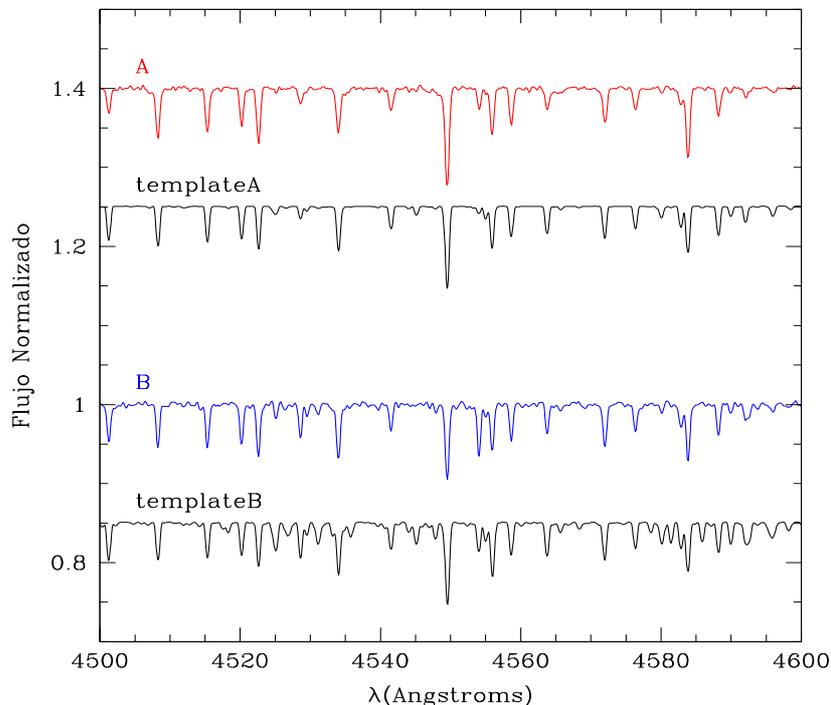


Figura 5.2: Espectros obtenidos para las componentes de WDS 05247-5219 Aab y templates sintéticos empleados para medir velocidades radiales con *rbina*.

Los espectros separados obtenidos condujeron a estimar tipos espectrales A0V (consistente con el publicado en MSC) y A7V para las componentes primaria y secundaria de la SB2, respectivamente. Se efectuó un ajuste por mínimos cuadrados de las velocidades medidas, que condujo a los parámetros orbitales que se presentan en la Tabla 5.3. El período orbital se refinó incorporando los datos de NA85. Para comparación, estos se indican en color verde en la Figura 5.3, en la cual se presenta el ajuste orbital.

Tabla 5.3: Parámetros orbitales del subsistema WDS 05247-5219 Aab.

|                                    |                         |
|------------------------------------|-------------------------|
| P(días)                            | $4.181617 \pm 0.000010$ |
| $T_0(\text{HJD}-2450000)$          | $4523.1255 \pm 0.1147$  |
| $V_\gamma(\text{km/s})$            | $-3.67 \pm 0.32$        |
| $K_1(\text{km/s})$                 | $78.79 \pm 0.56$        |
| $K_2(\text{km/s})$                 | $96.31 \pm 0.56$        |
| e                                  | 0                       |
| $\sigma_{\text{VR1}}(\text{km/s})$ | 1.4                     |
| $\sigma_{\text{VR2}}(\text{km/s})$ | 1.1                     |

Se obtuvieron 6 espectros de HD 35859 con una base de tiempo de 1.55 años. En la medición de velocidades radiales mediante correlaciones cruzadas se empleó un template de 8750 K convolucionado con un perfil rotacional de  $v \sin i = 200$  km/s. Los errores formales dados por *fxcor* rondaron un valor promedio de 10 km/s. Las velocidades medidas variaron entre 0.6 km/s y -10.2 km/s, de manera que las diferencias entre las mediciones se mantuvieron aproximadamente dentro de los errores. NA85 realizaron tres mediciones de velocidad radial para este objeto, cuyos valores se encuentran en los extremos del rango de nuestras mediciones. Dichos autores indicaron que este objeto era sospechoso de variabilidad, ya que obtuvieron velocidades similares en dos espectros tomados con una semana de diferencia, mientras que un tercero, observado más de 190 días antes que los otros dos, condujo a un valor que difería aproximadamente en 10 km/s. Sólo dos de los espectros obtenidos en este trabajo corresponden a un mismo turno de observación y para éstos también se verificó que las velocidades medidas son muy próximas entre sí. En conclusión, los nuevos datos obtenidos también indican que este objeto podría ser variable de velocidad radial. Si éste es el caso, la variación es de muy baja amplitud y por lo tanto

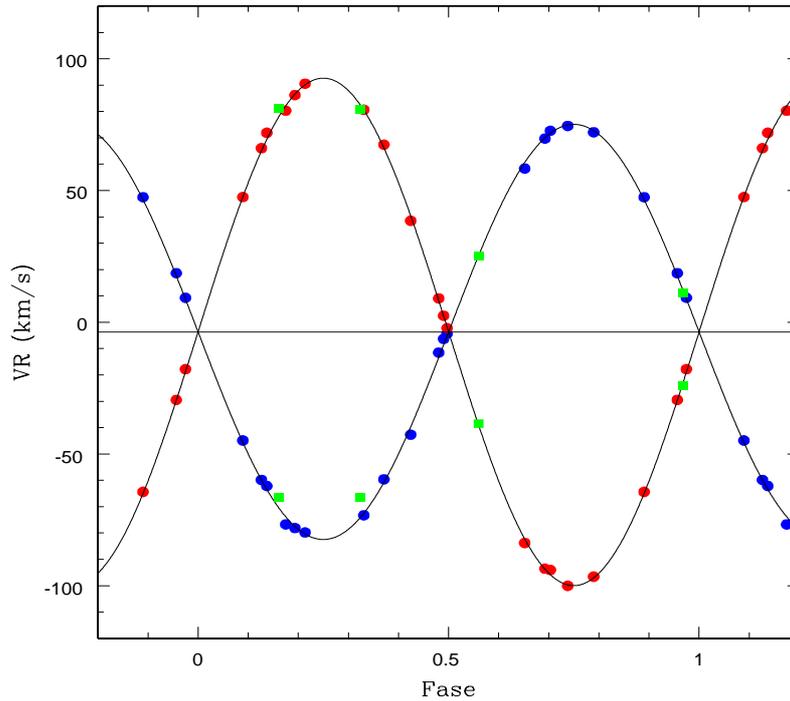


Figura 5.3: Ajuste orbital del subsistema WDS 05247-5219 Aab.

muy difícil de confirmar en una estrella de tan alta rotación. Las velocidades medidas para esta componente se encuentran próximas al valor obtenido para el centro de masa de Aab, lo cual sería consistente con la igualdad de velocidad radial señalada en el MSC. Por otra parte, los movimientos propios dados en el catálogo SPM4 para AB y C coinciden dentro de los errores publicados.

### 5.1.3 WDS 08263-3904

Este sistema está clasificado en el MSC como un sistema cuádruple, formado por un par visual en el cual la componente A es la binaria eclipsante NO Puppis (HD 71487) y la componente B es la primaria de la doble visual B 1605 (HD 71488). El sistema AB tiene una separación angular de  $8.1''$ , mientras que las componentes del subsistema visual BC están separadas por sólo  $0.1''$ .

La variabilidad de NO Pup fue descubierta por Grønbech (Jørgensen 1972), quien obtuvo los elementos fotométricos del sistema a partir del análisis de sus curvas de luz en el sistema *ubvy* (Grønbech 1976). Posteriormente, Giménez et al. (1986) emplearon estos

datos observacionales junto a nuevas épocas de mínimos para determinar el movimiento apsidal de la órbita y confirmaron los elementos obtenidos por Grønbech para una razón de radios  $R_2/R_1=0.7$ . Sin embargo, hasta el momento no se contaba con observaciones espectroscópicas que permitieran hallar dimensiones absolutas para el sistema.

Se obtuvieron 20 espectros de HD 71487. Para separar los espectros de las componentes y medir velocidades radiales con el método GL06 se seleccionaron templates observados de tipos espectrales B7V y A7V.

Las velocidades radiales medidas se analizaron empleando el método de Wilson y Devinney (Wilson y Devinney 1971, Wilson 1979, 1990). Para ello se adoptaron la inclinación del sistema y las dimensiones relativas y temperaturas de las componentes publicadas por Grønbech. La excentricidad y el argumento del periastro se ajustaron empleando las velocidades radiales, fijando la tasa de movimiento apsidal en el valor publicado por Giménez et al.

Grønbech propuso 5 soluciones alternativas para valores de  $R_2/R_1$  que varían entre 0.6 y 1.0 a intervalos de 0.1. Se realizaron distintos ajustes adoptando los parámetros ( $R_2/R_1$ ,  $R_1/a$ ,  $T_2$ ,  $i$ ) correspondientes a cada uno de estos modelos. Para cada par de masas halladas, los modelos teóricos conducen a una razón y a una suma de radios únicas para cada isócrona. Por lo tanto, en un gráfico de suma de radios contra razón de radios, la curva obtenida a partir de los modelos de evolución estelar y aquella correspondiente a las soluciones propuestas deberían intersectarse sólo en un punto, que define los radios relativos y la edad del sistema. En la Figura 5.4 se presentan las sumas de radios obtenidas para  $R_2/R_1=0.6$ , 0.7 y 0.8, junto con la curva teórica correspondiente a las isócronas LS01. Para las masas de las componentes de HD 71487, los modelos indican que la razón de radios tiene un valor máximo próximo a 0.7, disminuyendo con la edad del sistema. Por lo tanto, para  $R_2/R_1=0.7$  se obtiene la única coincidencia con las soluciones propuestas, lo cual sugiere que esta razón de radios es la más apropiada y que el sistema recién está comenzando su vida en la secuencia principal. En la Tabla 5.4 se presentan los parámetros adoptados para  $R_2/R_1=0.7$  y en la Tabla 5.5 se listan aquellos obtenidos a partir del ajuste de las velocidades radiales (Figura 5.5)(Veramendi y González 2008).

Se obtuvieron 5 espectros de HD 71488, entre los cuales no se detectaron variaciones morfológicas o de velocidad radial que sugirieran la presencia de una compañera espectroscópica no detectada. Estos espectros presentaron una muy buena similitud con un template de 9000 K convolucionado con un perfil rotacional de  $v \text{ sen } i = 60 \text{ km/s}$ . No se

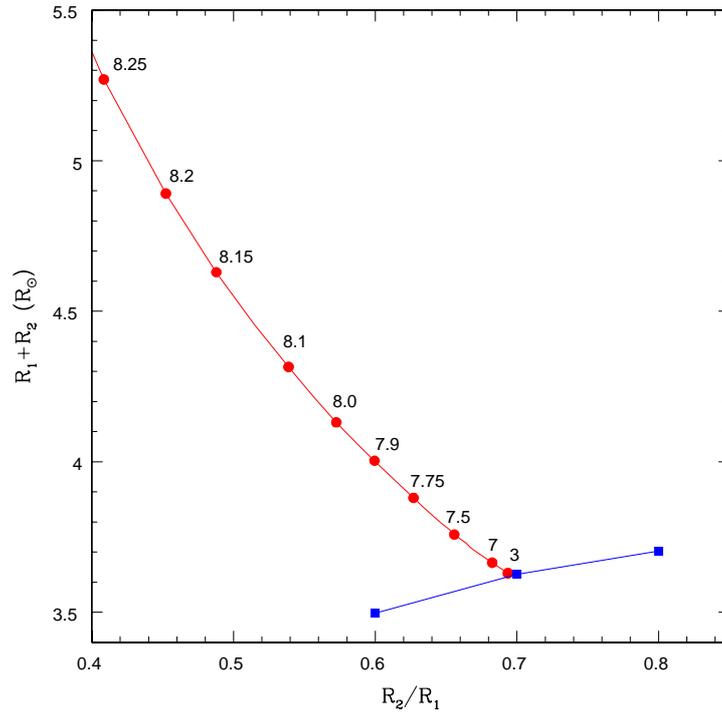


Figura 5.4: Comparación de las soluciones de WDS 08263-3904 Aab para distintas razones de radio (color azul) con la curva teórica correspondiente a las isócronas LS01 (color rojo). Junto a esta última se indican los valores correspondientes del logaritmo de la edad (años). La proximidad de ambas curvas para  $R_2/R_1=0.7$  señala que ésta es la relación más apropiada y que el sistema está comenzando su vida en la ZAMS.

Tabla 5.4: Parámetros adoptados para WDS 08263-3904 Aab (Grønbech 1976)

|                        |         |
|------------------------|---------|
| $R_2/R_1$              | 0.7     |
| $R_1/a$                | 0.254   |
| $T_1(K)$               | 12000   |
| $T_2(K)$               | 7779    |
| $i$ (°)                | 78.7    |
| $d\omega/dt$ (°/ciclo) | 0.03333 |

(Giménez et al. 1986)

Tabla 5.5: Parámetros obtenidos del ajuste de las velocidades de WDS 08263-3904 Aab.

|                           |                         |
|---------------------------|-------------------------|
| $T_0(\text{HJD}-2450000)$ | $4517.5843 \pm 0.0018$  |
| $P(\text{días})$          | $1.256855 \pm 0.000064$ |
| $a (\text{R}_\odot)$      | $8.398 \pm 0.048$       |
| $e$                       | $0.1250 \pm 0.0059$     |
| $\omega_0 (\circ)$        | $343.89 \pm 2.56$       |
| $V_\gamma(\text{km/s})$   | $25.47 \pm 0.58$        |
| $q$                       | $0.481 \pm 0.005$       |
| $K_1(\text{km/s})$        | $108.92 \pm 1.81$       |
| $K_2(\text{km/s})$        | $223.99 \pm 3.13$       |
| $M_1(M_\odot)$            | $3.41 \pm 0.12$         |
| $M_2(M_\odot)$            | $1.64 \pm 0.06$         |

detectaron por separado las líneas de la componente más débil de este subsistema visual, lo cual es consistente con la similitud entre los tipos espectrales dados en el MSC para B y C. Las velocidades medidas mediante correlaciones cruzadas con el template mencionado, condujeron a un valor medio de  $22.8 \pm 1.6 \text{ km/s}$ . Este resultado confirma la relación física entre este subsistema visual y HD 71487.

Se midieron las magnitudes  $UVI$  de los pares Aab (HD 71487) y BC (HD 71488). Las magnitudes individuales en cada filtro de las componentes de HD 71487 se estimaron empleando las isócronas LS01 para edades menores a  $10^7$  años. De éstas se extrajeron diferencias de magnitudes entre dos estrellas con las razones de masas y radios halladas para las componentes de este subsistema. Adoptando las mismas isócronas para las componentes B y C, sus magnitudes individuales se estimaron adoptando la diferencia de magnitudes visuales dada en el WDS y los índices de color medidos para el par. En la Figura 5.6 se presentan las posiciones de las componentes del sistema múltiple en los diagramas color – magnitud. En éstos se grafica también la isócrona LS01 que condujo al mejor acuerdo con los resultados obtenidos, para una distancia al sistema consistente con la paralaje Hipparcos corregida (190 parsecs). Esta isócrona corresponde a  $\log\tau=6.50$ . En ambos diagramas aparecen otras dos estrellas medidas en el campo. La más brillante se encuentra aproximadamente a 2 minutos de arco de HD 71487 y su movimiento propio

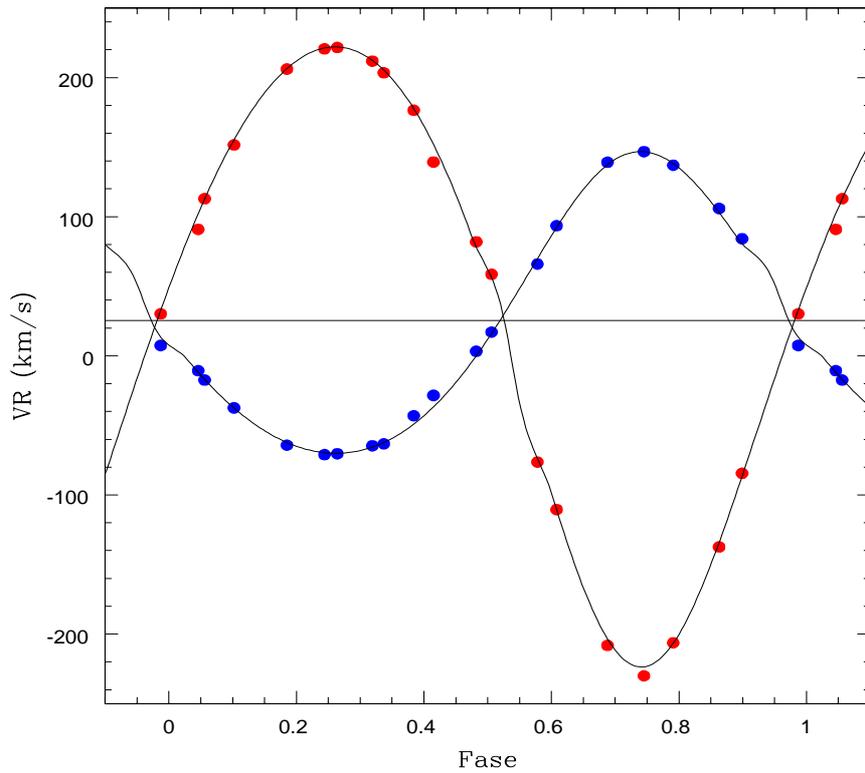


Figura 5.5: Ajuste de las velocidades radiales medidas para WDS 08263-3904 Aab.

en SPM4 concuerda con el de las componentes del sistema múltiple. Esto podría sugerir la existencia de un vínculo físico entre este objeto y el sistema, aunque la separación entre ambos es significativa. La segunda estrella en el campo se encuentra muy próxima a la secuencia principal en ambos diagramas, pero no ha podido obtenerse su movimiento propio. La separación entre ésta y HD 71487 es de aproximadamente 2.7 minutos de arco.

#### 5.1.4 WDS 08563-5243

Este sistema está catalogado como triple en el MSC. En el primer nivel de jerarquía, las componentes A y B forman un par visual con una separación de  $2.7''$ , sin órbita calculada. De acuerdo a las magnitudes catalogadas, la componente A es aproximadamente 20 veces más brillante que su compañera visual. La tercera componente del sistema es la compañera no detectada de A, ya que esta última está clasificada como una binaria espectroscópica de línea simple con órbita calculada. Los elementos orbitales correspondientes fueron publicados por Neubauer (1930) y posteriormente corregidos por Blanco y

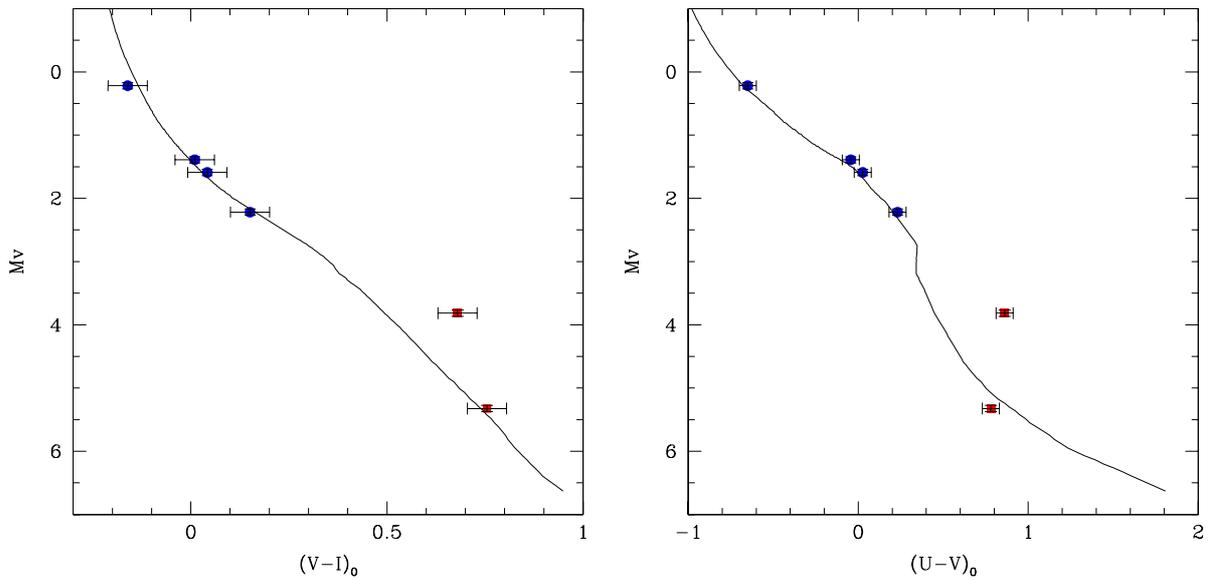


Figura 5.6: Diagramas color – magnitud del sistema WDS 08263-3904. En color azul se presentan las 4 componentes del sistema y en color rojo se indican otros 2 objetos observados en el campo. La línea continua representa la isócrona LS01 correspondiente a  $\log\tau=6.5$ .

Tollinchi (1957). El período publicado es de 0.9147 días y la excentricidad de 0.13, siendo éste un valor inusual para un sistema de tan corto período que se esperaría que tenga una órbita circular.

Debido a la pequeña separación y gran diferencia de magnitudes entre las componentes del par visual, no fue posible observar B. Se obtuvieron 17 espectros de A, que están ligeramente contaminados por la luz de la compañera más débil. A pesar de contar con una buena cantidad de espectros, sólo en 7 de ellos fue posible medir las velocidades de la componente secundaria de la binaria espectroscópica (Ab), porque en los restantes se encontraba solapada con su compañera más brillante (Aa). Para detectar y medir velocidades radiales de la componente más débil se realizaron correlaciones cruzadas con un template observado de tipo espectral A0V. La componente Aa se pudo medir de manera confiable en más espectros, ya que es mucho más brillante que su compañera. Se obtuvieron 13 velocidades preliminares para esta componente mediante correlaciones cruzadas con un template observado de tipo espectral B4V. Estas mediciones se emplearon para ajustar un período para la binaria y se combinaron con las velocidades de Ab para realizar un ajuste orbital preliminar del sistema.

Siguiendo el criterio usado normalmente, se intentó separar los espectros de las com-

ponentes empleando sólo los 7 espectros en que se habían medido bien las velocidades preliminares de ambas. Sin embargo, se obtuvo un espectro muy ruidoso para la componente más débil. Por ello se incorporaron los restantes espectros en la separación, adoptando en estos casos los valores dados por el ajuste preliminar como velocidades de partida. Nuevamente se separaron los espectros realizando 5 iteraciones de *spbina* y los resultados mejoraron notablemente, en particular para el espectro B. Para medir las velocidades radiales de la componente Aa con *rbina* se eligió un template sintético de 16000 K de temperatura, convolucionado con un perfil rotacional de  $v \sin i = 50$  km/s, mientras que para la componente Ab se adoptó un template de 9500 K. Para ambas componentes se obtuvieron picos simétricos con alturas que rondaron 0.70-0.80 para la primaria y 0.25-0.40 para la secundaria. Se realizaron 10 iteraciones de *rbina* para alcanzar la convergencia de las velocidades de ambas componentes en todos los espectros. La separación de espectros con 5 iteraciones de *spbina* seguida de la medición de velocidades radiales con 10 iteraciones de *rbina* se repitieron 3 veces.

Como resultado del ajuste por mínimos cuadrados de las velocidades medidas se obtuvo una órbita circular con un período de 1.09766 días (Tabla 5.6). Como se observa en la Figura 5.7, dado que el período del sistema es próximo a 1 día, los datos obtenidos en un mismo turno se ubican en fases orbitales próximas y la mayor parte de las observaciones está concentrada en una mitad de la órbita. Sin embargo, se estima que este es un buen ajuste orbital, que puede emplearse para planificar futuras observaciones que permitan medir velocidades radiales de ambas componentes en fases orbitales no muestreadas hasta ahora. La dispersión cuadrática media de las velocidades de Aa con respecto al ajuste es de 1.3 km/s, mientras que para Ab este valor es de 2.9 km/s. En particular, se observa que en fases correspondientes a la conjunción o próximas a ésta, la separación de espectros permitió medir buenas velocidades para ambas componentes.

Se midieron magnitudes  $VI$  del subsistema Aab y de la componente B. Si bien no fue posible determinar el enrojecimiento del sistema a partir de un diagrama color – color, se construyó un diagrama color – magnitud  $M_V$  vs  $(V - I)_0$  para las componentes (ver Figura 5.8). En éste sólo se obtuvo un buen acuerdo de la componente B con las isócronas LS01 adoptando una distancia mayor que la correspondiente a la paralaje Hipparcos corregida (118 pc). Para hallar la diferencia de magnitudes en el filtro  $V$  entre Aa y Ab se adoptó la relación de brillos obtenida de la espectroscopía. La diferencia correspondiente en el filtro  $I$  se estimó a partir de las isócronas teóricas, considerando la relación visual

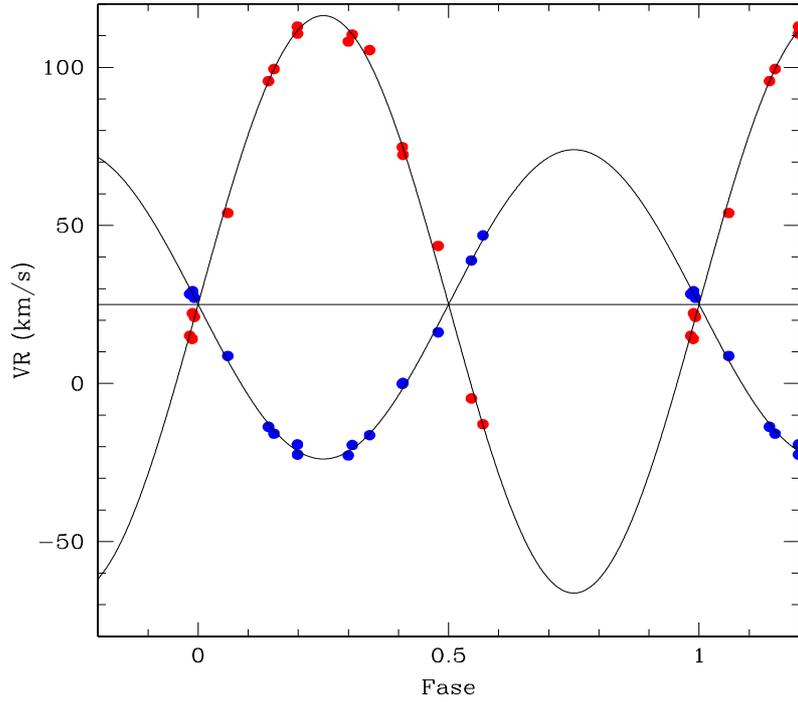


Figura 5.7: Ajuste de las velocidades radiales medidas para WDS 08563-5243 Aab.

Tabla 5.6: Parámetros orbitales del subsistema WDS 08563-5243 Aab.

|                                    |                         |
|------------------------------------|-------------------------|
| P(días)                            | $1.097662 \pm 0.000007$ |
| $T_0(\text{HJD}-2450000)$          | $4574.6455 \pm 0.0029$  |
| $V_\gamma(\text{km/s})$            | $25.02 \pm 0.77$        |
| $K_1(\text{km/s})$                 | $48.91 \pm 1.32$        |
| $K_2(\text{km/s})$                 | $91.34 \pm 1.39$        |
| e                                  | 0                       |
| $\sigma_{\text{VR1}}(\text{km/s})$ | 1.3                     |
| $\sigma_{\text{VR2}}(\text{km/s})$ | 2.9                     |

y las temperaturas halladas para estas componentes. De esta forma se obtuvieron sus magnitudes e índices de color individuales. La comparación de los resultados obtenidos con los modelos LS01 condujo a una edad menor a  $10^{7.75}$  años, adoptando un enrojecimiento nulo y una distancia de 140 pc.

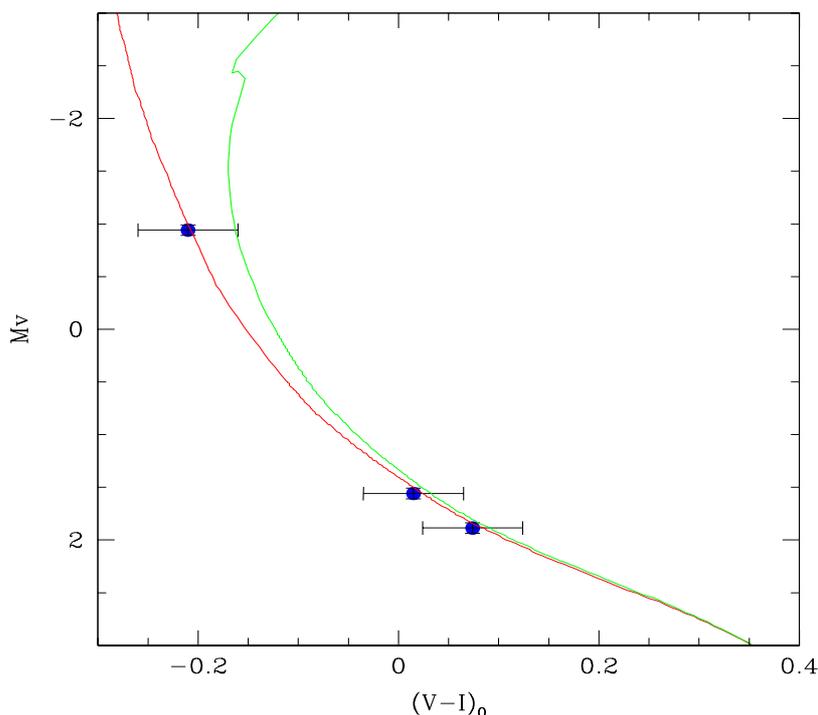


Figura 5.8: Diagrama color – magnitud del sistema WDS 08563-5243. En línea roja se presenta la isócrona LS01 correspondiente a  $\log\tau=5$  y en línea verde la correspondiente a  $\log\tau=7.75$ .

### 5.1.5 WDS 16054-1948

Este sistema es conocido como  $\beta$  Scorpii y está formado por seis componentes. En el primer nivel de jerarquía, los pares visuales AB y CE forman un sistema de movimiento propio común con una separación de  $13.6''$ . Los elementos orbitales de los pares AB y CE fueron calculados por Seymour et al. (2002), quienes hallaron períodos de 610 y 28.1 años respectivamente. Las componentes del subsistema AB han sido ampliamente estudiadas y desde hace más de 50 años se conoce que A es una binaria espectroscópica de doble línea (Abhyankar 1959). Ésta ha sido investigada en detalle por Holmgren et al. (1997), quienes hallaron un período de 6.8282 días y determinaron los restantes parámetros orbitales.

Por otra parte, el par CE tiene una separación de  $0.133''$  y hasta el comienzo de esta investigación no contaba con estudios espectroscópicos detallados. En base a los colores inusuales medidos para la componente E, Van Flandern y Espenschied (1975) sugirieron que ésta podría ser un sistema doble o bien una estrella peculiar. Recientemente, Catanzaro (2010) realizó un análisis del subsistema CE, mediante el cual confirmó que E es una

binaria espectroscópica de línea simple y determinó sus parámetros orbitales. Este autor también realizó un análisis de abundancias empleando un espectro de alta resolución (70000) del subsistema visual. En base a esto, sugirió que Ea podría ser una estrella de mercurio – manganeso (HgMn), teniendo en cuenta la medición de sobreabundancias de manganeso (Mn) y estroncio (Sr), aunque señaló que la línea de mercurio HgII  $\lambda 3984 \text{ \AA}$  se confunde con dos líneas solapadas que pertenecen a la componente C. Mediante la construcción de espectros sintéticos y el ajuste de éstos con los espectros observados, Catanzaro calculó parámetros atmosféricos (Tef y log g) de C y Ea.

En esta investigación se obtuvieron 11 espectros del par CE con una base de tiempo de 2 años. En éstos se detectó variabilidad en los perfiles de las líneas de C, de forma análoga a lo hallado por Catanzaro en sus observaciones. Este efecto no pudo analizarse en detalle debido a que la resolución de los espectros obtenidos resultó insuficiente. En particular, las observaciones obtenidas no permiten concluir si dicha variabilidad debe a un proceso intrínseco a la componente C o es consecuencia de la superposición de las líneas de Ea, que varían en velocidad radial. Las velocidades radiales de C se midieron mediante correlaciones cruzadas empleando un template de 20000 K de temperatura convolucionado con un perfil rotacional de  $v \sin i = 60 \text{ km/s}$ . Cabe señalar que la mejor coincidencia con los espectros observados se obtuvo para un template de menor temperatura que la determinada por Catanzaro para esta componente ( $24000 \pm 500 \text{ K}$ ). En buen acuerdo con el valor hallado por ese autor, las mediciones de velocidad radial condujeron a un valor medio de  $-7.59 \pm 2.16 \text{ km/s}$ .

De acuerdo con Evans et al. (1977), la componente E es 2.1 magnitudes más débil que su compañera visual. Teniendo en cuenta la resolución de los espectros obtenidos, la mayor parte de sus líneas no pudieron distinguirse de las de la componente C. Por ello sólo se emplearon las líneas de FeII  $\lambda 4549.549 \text{ \AA}$ , TiII  $\lambda 4563.761 \text{ \AA}$  y TiII  $\lambda 4571.971 \text{ \AA}$  en la medición de velocidades radiales. Se realizaron correlaciones cruzadas seleccionando sólo las regiones espectrales correspondientes a estos tres rasgos y empleando un template de 13000 K, de acuerdo con la temperatura hallada por Catanzaro para esta componente. De esta manera se midieron las velocidades que se listan en la Tabla 5.13.

Catanzaro midió 15 velocidades radiales para Ea, de las cuales 13 están distribuidas sobre una base de tiempo de aproximadamente 1 año, incluida dentro del intervalo de tiempo de 2 años de las observaciones realizadas en este trabajo. Los otros dos valores fueron obtenidos por dicho autor en dos espectros de alta resolución tomados con 3 y

4 años de anterioridad. Es decir, la mayor parte de los datos de Catanzaro son contemporáneos con las observaciones obtenidas en este trabajo, con excepción de sus dos primeras mediciones. Dado que el subsistema Eab forma parte de un par visual, las velocidades medidas para sus componentes están afectadas por la variación de la velocidad de su centro de masa. Por lo tanto, para determinar el movimiento orbital de cada componente en el subsistema espectroscópico es necesario corregir la velocidad medida para cada época por la velocidad del centro de masa correspondiente. Por otra parte, también debe aplicarse una corrección a las épocas de las mediciones, teniendo en cuenta la variación en el tiempo de llegada de la luz al observador. Este “efecto de tiempo de luz” es consecuencia del cambio en la distancia al subsistema espectroscópico a medida que éste recorre la órbita visual. Ambas correcciones se calculan en base a los parámetros de la órbita visual y la razón de masas entre sus componentes. Para CE se dispone de la órbita calculada por Seymour et al. – clasificada como preliminar por dichos autores – pero no se conoce la razón de masas entre Eab y C. Sin embargo, si se asumen los parámetros orbitales dados por dichos autores y razones de masa entre 0.5 y 1, la variación en la velocidad del centro de masa en el intervalo de 2 años que cubren las observaciones no supera 0.4 km/s. Dado que el subsistema recorre una pequeña porción de su órbita en ese lapso de tiempo, las correcciones a las épocas de observación tampoco son significativas. Sin embargo, la precisión de los parámetros de la órbita visual y de las correcciones calculadas a partir de ellos juega un papel más importante si se pretende incorporar las dos primeras mediciones realizadas por Catanzaro.

Las velocidades medidas en esta investigación no concordaron con la órbita calculada por Catanzaro. Sin embargo, este autor empleó todas sus mediciones en el ajuste y en su trabajo no se especifica si consideró el movimiento del centro de masa del subsistema binario. Se realizó un nuevo ajuste orbital incorporando las velocidades medidas en esta investigación y todos los valores publicados por Catanzaro, con excepción de sus dos primeras mediciones. De esta forma, se obtuvieron los parámetros que se listan en la Tabla 5.7. En la Figura 5.9 se presenta el ajuste de las velocidades, empleando distintos colores para las mediciones de distintos autores. La dispersión cuadrática media de los datos con respecto al ajuste es de 4.1 km/s. En el gráfico se observa que las dos primeras mediciones de Catanzaro (fases 0.44 y 0.96) se alejan notablemente de la curva obtenida. Esto podría ser consecuencia de movimiento apsidal en el subsistema, aunque los datos disponibles resultan insuficientes para analizar este efecto. Otra posibilidad es que sea

necesario mejorar los parámetros de la órbita visual y las correcciones por el movimiento del centro de masa mejoren el acuerdo de las mediciones con el ajuste orbital. Claramente, la obtención de espectros de alta resolución distribuidos en el ciclo orbital del subsistema E es un paso necesario para mejorar el análisis de las dos componentes del par visual CE.

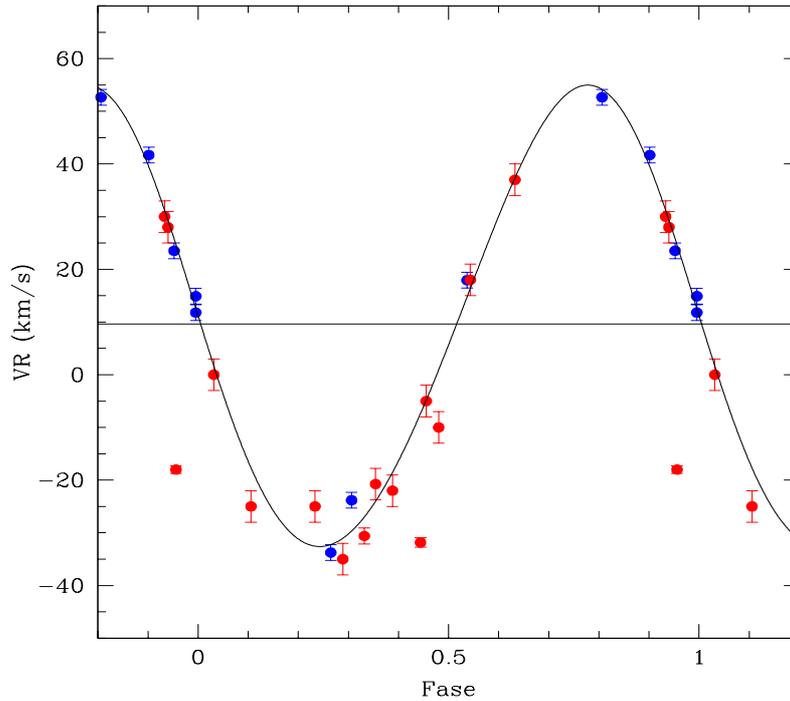


Figura 5.9: Ajuste orbital del subsistema WDS 16054-1948 E. En color rojo se indican las mediciones de Catanzaro, mientras que en color azul se grafican las velocidades radiales medidas en este trabajo.

### 5.1.6 WDS 17301-3343

Las componentes A y B de este sistema forman un par de velocidad radial común, con una separación de  $4.44''$ . Por su parte, A está clasificada como una binaria espectroscópica de línea simple, por lo cual el sistema está catalogado como triple en el MSC. Debido a que B es 3 magnitudes más débil que su compañera y se encuentra muy próxima a ésta, no fue posible obtener espectros de esta componente.

La órbita del subsistema binario ha sido calculada por Penny et al. (1975), quienes hallaron un período de 38.1 días. Sin embargo, sus datos y el ajuste de los mismos son

Tabla 5.7: Parámetros orbitales del subsistema WDS 16054-1948 E.

|                                   |                          |
|-----------------------------------|--------------------------|
| P(días)                           | $11.072195 \pm 0.000752$ |
| $T_0(\text{HJD}-2450000)$         | $3123.7928 \pm 0.0910$   |
| $V_\gamma(\text{km/s})$           | $9.65 \pm 0.51$          |
| $K_1(\text{km/s})$                | $43.79 \pm 0.71$         |
| e                                 | $0.065 \pm 0.015$        |
| $\omega(^{\circ})$                | $57.6 \pm 12.3$          |
| $\sigma_{\text{VR}}(\text{km/s})$ | 4.1                      |

de baja calidad. Por ello se realizaron numerosas observaciones de este subsistema, con el objeto de intentar detectar la componente secundaria y obtener datos que permitieran realizar una buena determinación de órbita. Se obtuvieron 26 espectros en 7 turnos, con una base de tiempo de aproximadamente 2 años.

Para medir velocidades radiales se empleó un template de tipo espectral B0 convolucionado con un perfil rotacional de  $v \text{ sen } i = 80 \text{ km/s}$ . El valor promedio de los errores calculados por *fxcor* fue de 2 km/s. Para cada turno, las velocidades medidas se mantuvieron constantes dentro de los errores de medición, de manera que los datos obtenidos no son consistentes con el período dado por Penny et al. (1975). Sin embargo, se detectaron variaciones de velocidad radial entre algunos turnos separados temporalmente por más de 200 días. A pesar de contar con una buena cantidad de espectros de este subsistema, la determinación del período orbital resultó dificultosa, ya que en la práctica sólo se dispone de los 7 puntos de la órbita correspondientes a las velocidades promedio de cada turno. Un ajuste tentativo de los datos condujo a una órbita de alta excentricidad con un período próximo a 246 días, para la cual la dispersión cuadrática media de las velocidades medidas es de 1.5 km/s. En la Figura 5.10 se presenta el ajuste de las velocidades radiales y en la Tabla 5.8 se listan los parámetros orbitales obtenidos.

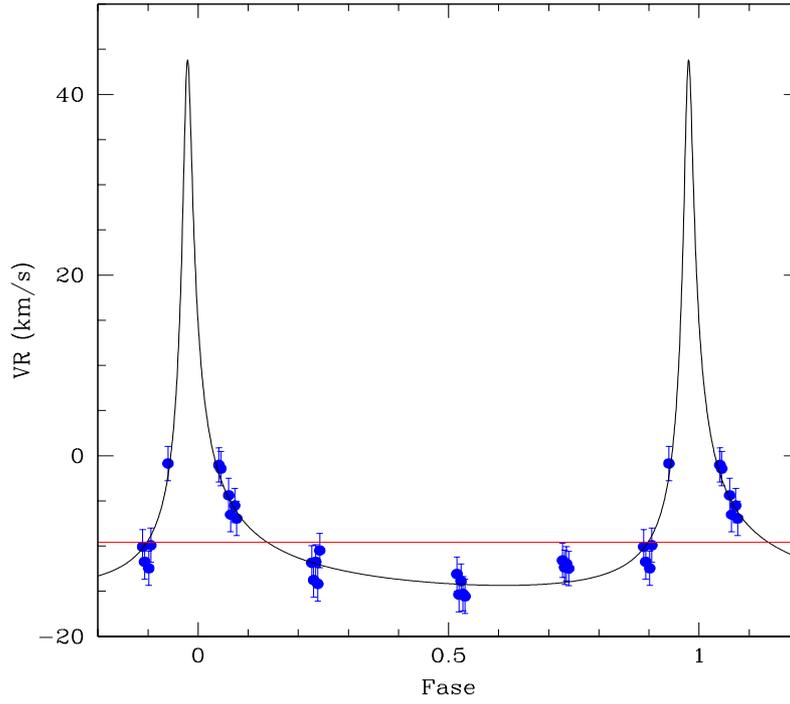


Figura 5.10: Ajuste preliminar de las velocidades radiales de WDS 17301-3343 Aa.

Tabla 5.8: Parámetros de la órbita preliminar obtenida para WDS 17301-3343 Aa.

|                                   |                       |
|-----------------------------------|-----------------------|
| P(días)                           | $245.8926 \pm 0.4296$ |
| $T_0(\text{HJD}-2450000)$         | $5027.790 \pm 1.994$  |
| $V_\gamma(\text{km/s})$           | $-9.57 \pm 0.62$      |
| $K_1(\text{km/s})$                | $29.10 \pm 1.38$      |
| e                                 | $0.843 \pm 0.056$     |
| $\omega(\circ)$                   | $352.18 \pm 1.98$     |
| $\sigma_{\text{VR}}(\text{km/s})$ | 1.5                   |

## 5.2 Variables de velocidad radial detectadas

### 5.2.1 WDS 08314-3904

Está clasificado en el MSC como un sistema triple, en el cual la relación física entre las componentes se ha establecido en base al criterio estadístico de la paralaje dinámica

hipotética. Para las componentes A y B, también se ha considerado la similitud de las distancias estimadas en base al tipo espectral y magnitud aparente. La separación entre A y B es de  $4.47''$  y la primera es aproximadamente 2 magnitudes más brillante que la segunda. Por su parte, A y C están separadas por  $30.8''$  y su diferencia de magnitudes es inferior a -3.

Este sistema se observó en 6 turnos, en los que se obtuvieron 8 espectros de la componente A (HD 72436). En éstos no se detectaron cambios en la simetría de los perfiles de las líneas o variaciones morfológicas que sugirieran la presencia de otra componente. En las mediciones de velocidad radial se empleó un template de tipo espectral B4V convolucionado con un perfil rotacional de  $v \sin i = 150$  km/s. Se obtuvieron picos de correlación simétricos, con alturas que rondaron 0.80 y FWHM de aproximadamente 380 km/s, debido a la alta rotación de los espectros correlacionados. En promedio, el error de medición calculado por la tarea *fxcor* fue de 6.5 km/s.

En el panel izquierdo de la Figura 5.11 se presentan las velocidades medidas para la componente A. Entre algunos turnos, se detectó una variación claramente superior a los errores de medición, lo cual sugiere que esta componente es un subsistema binario. Sin embargo, los datos obtenidos resultaron insuficientes para hallar un período.

Por su parte, la componente B también es una variable de velocidad radial. Se obtuvieron 7 espectros de este objeto, en los cuales se midieron velocidades radiales mediante correlaciones cruzadas con un template observado de tipo espectral B6V. Previamente, éste se convolucionó con un perfil rotacional de  $v \sin i = 150$  km/s. La altura de los picos de correlación rondó 0.75 y el error de medición promedio fue de 6.2 km/s. Como se observa en el panel derecho de la Figura 5.11, en este caso también se detectó un cambio en la velocidad radial medida entre distintos turnos, aunque no se cuenta con suficientes datos para determinar el período de dicha variación.

La componente C es un objeto de muy baja rotación, para el cual se obtuvieron 3 espectros con una base de tiempo de aproximadamente 1 año. La medición de velocidades radiales se realizó mediante correlaciones cruzadas con un template de 7500 K. No se detectaron variaciones de velocidad radial y el valor medio obtenido para esta componente es  $-13.39 \pm 0.24$  km/s.

El promedio de las velocidades radiales medidas para A es  $9.23 \pm 6.46$  km/s y el correspondiente a B es  $15.38 \pm 4.74$  km/s. La proximidad de estos valores es consistente con la existencia de un vínculo físico entre estas componentes. Sin embargo, la velocidad

radial obtenida para la componente C difiere notablemente de dichos resultados. Por otra parte, los movimientos propios dados en SPM4 para el par AB y para C difieren en más de 1 sigma. En conclusión, tanto las velocidades radiales medidas como los movimientos propios catalogados sugieren que la componente C no pertenece a este sistema múltiple. Sin embargo, las variaciones de velocidad radial de A y B señalan la existencia de otras dos componentes no catalogadas, lo cual indica que el sistema es, al menos, cuádruple.

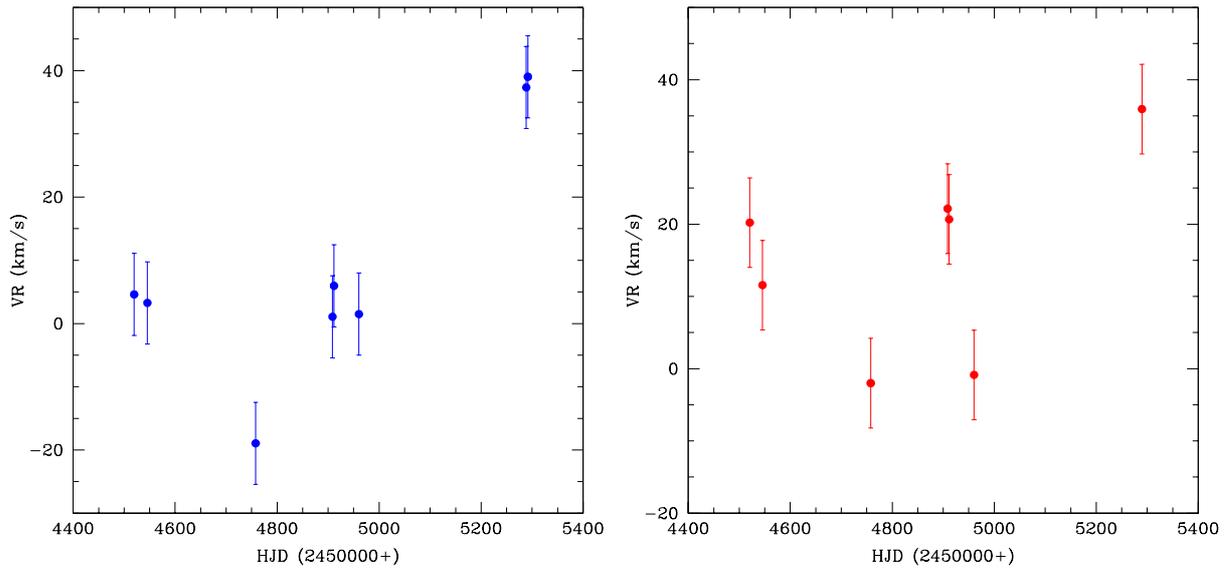


Figura 5.11: Velocidades radiales medidas para WDS 08314-3904 A (izquierda) y B (derecha). En ambos casos se detectaron variaciones superiores a los errores de medición dados por la tarea *fxcor*.

### 5.2.2 WDS 13226-6059

Está clasificado como un sistema triple, en el que las componentes A y B forman un subsistema visual, con una separación de  $0.17''$ . Por otra parte, el subsistema AB (HD 116087) y la componente C (HD 116072) forman un par de movimiento propio y velocidad radial común, con una distancia angular de  $60''$ .

Debido a su pequeña separación en el cielo, las componentes A y B se observaron juntas. Se obtuvieron 5 espectros de este subsistema, entre los cuales no se detectaron variaciones morfológicas. En las correlaciones cruzadas se empleó un template sintético de temperatura  $T=18000$  K, que se convolucionó con un perfil rotacional de  $v \text{ sen } i = 200$  km/s. No se midieron variaciones de velocidad radial mayores a los errores dados por

la tarea *fxcor*, que rondaron un promedio de 9 km/s. El valor medio y la dispersión de las mediciones se presentan en la Tabla 5.13.

Se obtuvieron 9 espectros de la componente C, en los cuales no se detectaron rasgos espectrales que indicaran la presencia de una compañera. Para medir velocidades radiales, se efectuaron correlaciones cruzadas con un template sintético de temperatura  $T = 19000$  K, convolucionado con un perfil rotacional de  $v \sin i = 200$  km/s. Se obtuvieron picos de correlación simétricos con alturas superiores a 0.90, pero también muy anchos debido a la alta rotación de los espectros convolucionados. El error de medición promedio fue de 9.5 km/s y las velocidades radiales medidas presentaron diferencias superiores a este valor.

Se estimó un período de 4.1921 días para las variaciones de velocidad radial detectadas y se realizaron ajustes orbitales tentativos. El mejor ajuste de las velocidades medidas se obtuvo para una órbita con  $e = 0.18$  (panel izquierdo de la Figura 5.12), para la cual la dispersión cuadrática media de los datos fue de 3 km/s. Para una órbita circular con el mismo período (panel derecho de la Figura 5.12), este valor fue de 3.7 km/s. Ambos ajustes conducen a estimar  $V_\gamma = -5$  km/s y  $K = 23$  km/s. La excelente coincidencia de la velocidad de AB y la del baricentro de Cab permite confirmar que ambos subsistemas están ligados físicamente entre sí.

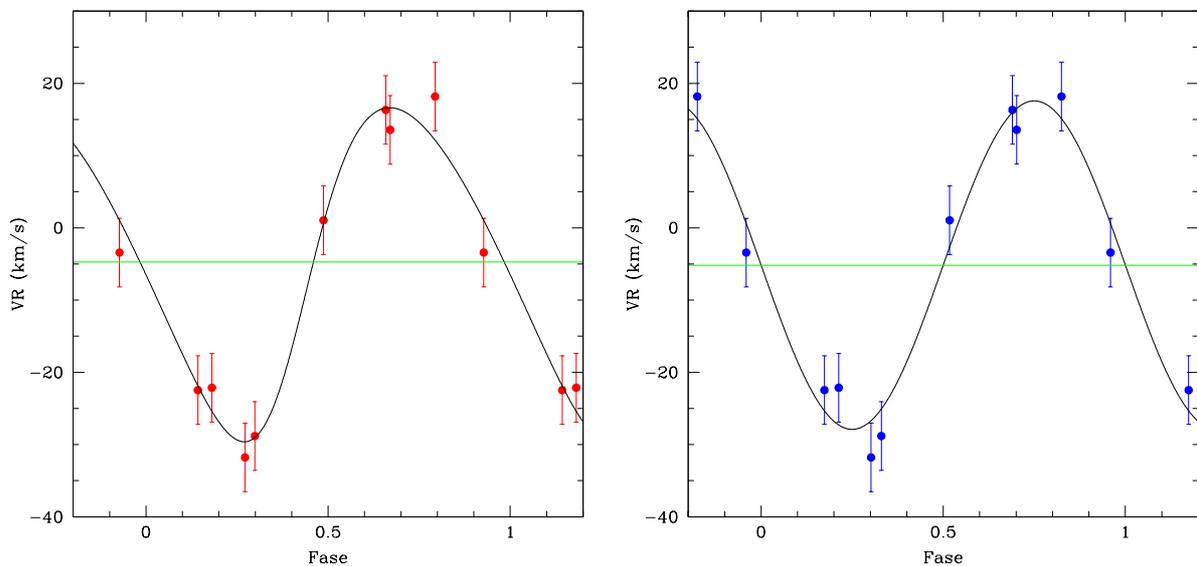


Figura 5.12: Ajustes orbitales tentativos para el subsistema WDS 13226-6059 C. Ambos conducen a  $P=4.1921$  días. *Izquierda*: Órbita con  $e = 0.18$ . *Derecha*: Órbita circular.

### 5.2.3 WDS 15185-4753

Este sistema tiene tres componentes catalogadas en el MSC. A y B forman un par visual con una separación de  $1.1''$ , sin órbita calculada. La tercera componente C se encuentra a  $22.6''$  y forma un sistema de movimiento propio común con AB. En base a observaciones en el infrarrojo, Hubrig et al. (2001) reportaron la existencia de una componente adicional ubicada a  $6.15''$  de A. Teniendo en cuenta la magnitud K obtenida, estimaron que esta cuarta componente es una estrella pre-secuencia principal con una masa aproximada de  $0.05 M_{\odot}$ .

El subsistema AB tiene un tipo espectral publicado B8Ve y cuenta con numerosos estudios espectroscópicos previos. A partir de observaciones con óptica adaptiva de resolución angular alta ( $\sim 0.1''$ ), recientemente Oudmaijer y Parr (2010) reportaron la detección de una compañera visual de la componente A, ubicada a  $0.98''$  con un ángulo de posición de  $305^{\circ}$ . Sin embargo, probablemente ésta sea la compañera B visual catalogada, que de acuerdo con el MSC se encuentra en un ángulo de posición de  $311^{\circ}$ .

Se realizaron observaciones de la componente C (HD 135748), ya que ésta no cuenta con estudios espectroscópicos detallados. Se obtuvieron 11 espectros distribuidos en 5 turnos, con una base de tiempo de 1.5 años. En las correlaciones cruzadas se empleó un template de 8500 K convolucionado con un perfil rotacional de  $v \sin i = 30$  km/s. Los errores de medición de las velocidades rondaron un valor promedio de 0.6 km/s.

Se detectaron diferencias entre las velocidades medidas, que en varios casos fueron superiores a los errores de medición. Estas variaciones no superaron 6 km/s, pero considerando la buena calidad de las correlaciones, se estimó que representaban una variación real en la velocidad radial de este objeto. Mediante el ajuste por mínimos cuadrados de las velocidades medidas, se obtuvo una órbita preliminar de alta excentricidad, con un período de aproximadamente 3 días. Los parámetros obtenidos se listan en la Tabla 5.9 y el ajuste de la curva de velocidad radial se presenta en la Figura 5.13. Como se observa, la curva representa bien los datos, excepto para dos puntos cuyas fases corresponden a la conjunción. Probablemente esto es consecuencia de la contaminación de las velocidades medidas para la componente primaria debido al solapamiento de sus líneas espectrales con las de su compañera débil. En conclusión, los resultados obtenidos indican que C es una binaria espectroscópica de línea simple, aunque es necesario obtener una mayor cantidad de mediciones para verificar los parámetros orbitales obtenidos.

El par AB tiene 4 mediciones de velocidad radial publicadas en SIMBAD, que conducen

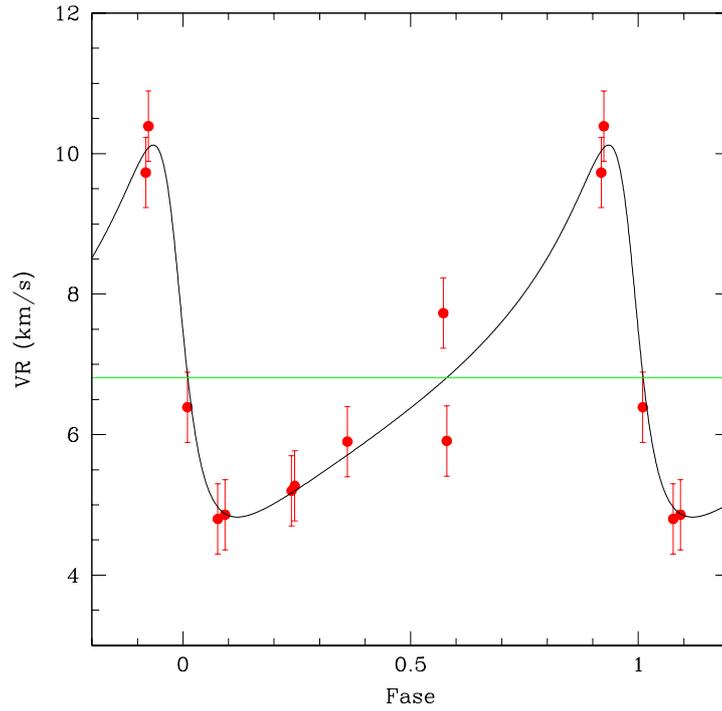


Figura 5.13: Ajuste las velocidades radiales de WDS 15185-4753 Ca.

Tabla 5.9: Parámetros orbitales de WDS 15185-4753 Ca.

|                                   |                         |
|-----------------------------------|-------------------------|
| P(días)                           | $3.003466 \pm 0.000785$ |
| $T_0(\text{HJD}-2450000)$         | $4548.1133 \pm 0.1707$  |
| $V_\gamma(\text{km/s})$           | $6.81 \pm 0.34$         |
| $K_1(\text{km/s})$                | $2.65 \pm 1.22$         |
| e                                 | 0.562 (fija)            |
| $\omega(\circ)$                   | $63.47 \pm 17.39$       |
| $\sigma_{\text{VR}}(\text{km/s})$ | 0.47                    |

a un valor de  $14.9 \pm 0.1$  km/s. Este valor difiere aproximadamente en 8 km/s del obtenido para el centro de masa de C. Por otra parte, tanto en el catálogo Hipparcos como en SPM4 existe una diferencia superior a 2 sigmas entre los movimientos propios publicados para AB y C. Esto sugiere que éstos no constituyen un sistema de movimiento propio común, como se indica en el MSC. Por lo tanto, no hay un vínculo físico entre el par visual y

la binaria espectroscópica, de manera que éstos no formarían un sistema múltiple. Sin embargo, en caso de confirmarse que la fuente infrarroja detectada por Hubrig et al. está ligada al par AB, estos tres objetos sí podrían constituir un nuevo sistema triple.

### 5.3 Nuevas binarias espectroscópicas de doble línea

#### 5.3.1 WDS 08079-6837

Según la clasificación del MSC, éste es un sistema triple en el que las componentes A y B tienen una separación de  $6.1''$ . De acuerdo con el catálogo, la relación física entre éstas se ha verificado en base a la paralaje dinámica hipotética y a la similitud entre las distancias estimadas para ambas componentes. A su vez, la componente A está catalogada como una binaria espectroscópica de línea simple, para la cual existe una órbita publicada por Sanford (1915), con un período de 14.1683 días. Por su parte, Medici y Hubrig (2000) señalaron la detección de la componente secundaria de este subsistema en algunas de sus observaciones y determinaron una razón de masas  $M_1/M_2=1.30$ .

El subsistema A se observó con frecuencia, con el objetivo principal de medir velocidades radiales para la componente secundaria y calcular parámetros orbitales. Se obtuvieron 24 espectros, en los que se midieron las velocidades de la componente primaria mediante correlaciones cruzadas con un template observado de tipo espectral B7V. Las correlaciones fueron muy buenas para esta componente, pero no permitieron detectar un pico de menor altura correspondiente a la compañera más débil. Sin embargo, las velocidades de esta última pudieron medirse en algunos espectros, mediante correlaciones con un template de tipo espectral A1V. En otros casos, la medición de esta componente se tornó un poco más ambigua, debido a que se observaban otros picos espurios de altura similar al de la componente secundaria. Como primer paso se emplearon las velocidades “confiables” de esta última para ajustar la relación lineal  $VR_1$  vs  $VR_2$ , la cual permite hallar la razón de masas y velocidad del centro de masa del sistema. A partir de ésta fue posible estimar la velocidad que debería tener la componente más débil para cada velocidad medida para la primaria e identificar sin ambigüedad el pico de la secundaria. Sin embargo, en todos los casos se trató de un pico de altura menor a 0.2 y los errores dados por la tarea *fxcor* para las mediciones de esta componente fueron, en promedio, de 5 km/s.

En la separación de componentes se emplearon 22 espectros observados. Los espectros

A y B obtenidos permitieron confirmar el tipo espectral B6IV publicado en el MSC para la primaria y estimar un tipo espectral B7V para la secundaria. Para la medición de velocidades con *rvbina*, se seleccionaron templates sintéticos de 15000 K y 13000 K de temperatura. En las correlaciones cruzadas de los espectros de la componente secundaria se obtuvieron picos con alturas en el rango 0.28-0.40, mientras que para la primaria superaron 0.80. En base al ajuste de las velocidades obtenidas, se adoptaron valores de partida para las velocidades de las componentes en los 2 espectros solapados. Para éstos, se efectuaron 10 iteraciones de *rvbina*, hasta alcanzar la convergencia de las velocidades dentro de los 100 m/s.

En la Figura 5.14 se presenta el ajuste orbital para ambas componentes. La dispersión cuadrática media de las velocidades de la componente primaria es de 2 km/s, mientras que para la componente secundaria este valor es de 3 km/s.

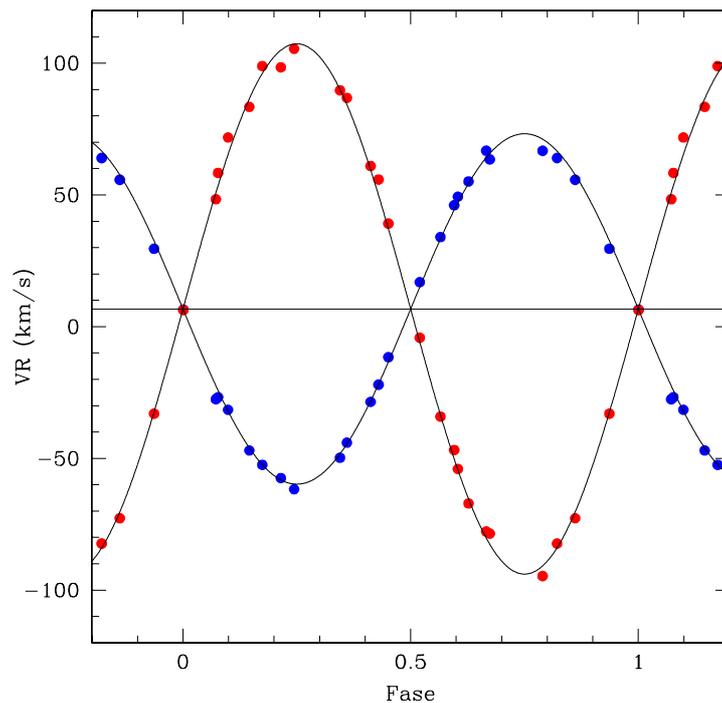


Figura 5.14: Ajuste orbital del subsistema WDS 08079-6837 Aab.

En la Tabla 5.10 se presentan los parámetros orbitales calculados para el subsistema binario. Se obtuvo una razón de masas  $q = 0.66$ , inferior a la obtenida por Medici y Hubrig (2000) ( $q = 0.77$ ) y superior al valor estimado por Sanford (1915) ( $q = 0.23$ ).

Sin embargo, existe una buena similitud entre los parámetros hallados en este trabajo y aquellos calculados por Sanford (1915) para la órbita de la componente primaria.

Tabla 5.10: Parámetros orbitales del subsistema WDS 08079-6837 Aab.

|                                    |                          |
|------------------------------------|--------------------------|
| $T_0(\text{HJD}-2450000)$          | $4514.838954 \pm 0.0350$ |
| P(días)                            | $14.169597 \pm 0.001220$ |
| $V_\gamma(\text{km/s})$            | $6.72 \pm 0.63$          |
| $K_1(\text{km/s})$                 | $66.50 \pm 1.28$         |
| $K_2(\text{km/s})$                 | $100.64 \pm 1.29$        |
| e                                  | 0                        |
| $\sigma_{\text{VR1}}(\text{km/s})$ | 2.0                      |
| $\sigma_{\text{VR2}}(\text{km/s})$ | 3.0                      |

La observación de la componente B del sistema múltiple se vio dificultada por la presencia de su compañera visual cercana, que es aproximadamente 15 veces más brillante. Por ello, sólo se obtuvieron 7 espectros de B, a pesar de que las variaciones morfológicas observadas entre éstos sugirieron que podía tratarse de un subsistema binario. Durante la reducción de estos espectros fue posible extraer sólo la componente B en 4 casos, mientras que en los 3 restantes no fue posible excluir a la componente A en la definición de las aperturas de extracción. En estos 3 casos se intentó restar la contribución de este objeto más brillante escalando y sustrayendo algunos espectros que se habían tomado para ésta inmediatamente antes de observar la estrella B. Como resultado, se obtuvieron espectros de baja S/N.

Se efectuaron correlaciones cruzadas empleando un template observado de tipo espectral A1V. De los 4 espectros en los que había podido extraerse sólo la componente B, en 1 se midieron dos picos de altura similar bien separados, en otro se midieron dos picos solapados y en los dos restantes se ajustó un solo máximo en la función de correlación. Con estos datos fue posible estimar una relación lineal entre las velocidades, lo cual indica que se trata de una binaria espectroscópica de doble línea. Por lo tanto, se ha detectado la existencia de una cuarta componente en el sistema múltiple WDS 08079-6837, clasificado previamente como triple. En la Figura 5.15 se muestra el ajuste realizado, que condujo a estimar una razón de masas  $q = 0.88$  y una velocidad del baricentro  $V_\gamma = 6.9$  km/s. Los 3

espectros en los que se restó la compañera visual no aportaron mucha información. Sólo en 1 de ellos se midieron dos picos solapados y aparentemente los dos restantes se tomaron cerca de la conjunción, ya que sólo se obtuvo un pico en la función de correlación.

En conclusión, se ha detectado que la componente B es un subsistema binario y se han obtenido los parámetros orbitales de Aab, en base al ajuste de las velocidades radiales de sus dos componentes. Por otra parte, existe un excelente acuerdo entre las velocidades obtenidas para los centros de masa de ambos subsistemas, lo cual confirma que están vinculados físicamente entre sí.

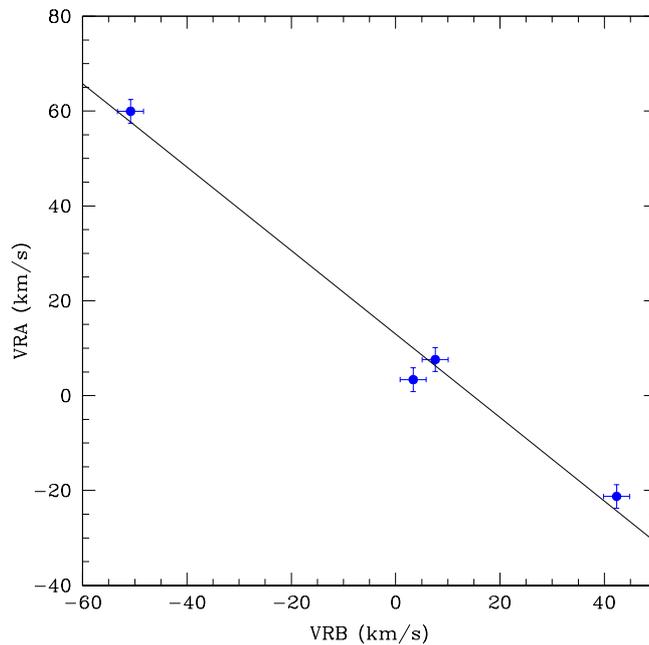


Figura 5.15: Ajuste de la relación lineal entre las velocidades radiales de las componentes de WDS 08079-6837 Bab. Se obtuvo  $VR_A = -0.88 VR_B + 12.97$  km/s, lo cual condujo a  $q = 0.88$  y  $V_\gamma = 6.9$  km/s.

### 5.3.2 WDS 10209-5603

Está clasificado en el MSC como un sistema triple con componentes A, B y C, cuyo vínculo físico se estableció en base a la paralaje dinámica hipotética. La separación entre las componentes A y B es de  $7.19''$  y entre A y C es de  $36.7''$ . La componente A (HD 89890) está clasificada como una estrella de tipo espectral B3IIIe, mientras que no existen tipos espectrales publicados para las dos componentes restantes.

La única detección de rasgos de emisión para la componente A fue realizada por Pickering (1898), quien encontró una emisión en  $H\beta$  en un espectro de este objeto. Este resultado no ha sido confirmado posteriormente por nuevas observaciones. No obstante, Baade (1984) detectó variaciones en los perfiles de algunas líneas espectrales con un período  $P \approx 2.25$  días. Dado que estas variaciones son muy similares a las observadas en estrellas Be, se estima que HD 89890 pertenece a este grupo de objetos, pero está atravesando una larga etapa de quietud (Steffl et al. 2002). Por otra parte, Sterken et al. (1996) midieron variaciones fotométricas para esta estrella, para las cuales encontraron varios períodos posibles alrededor de 4.6 días, siendo el más prominente  $P = 4.656$  días. De acuerdo a sus datos, ellos señalan que un período de aproximadamente 2 días está más allá de sus posibilidades de detección.

Se obtuvieron 8 espectros de la componente A, en los que se detectaron claramente variaciones en la simetría de los perfiles de las líneas en espectros tomados en un mismo turno (Figura 5.16). Se efectuaron correlaciones cruzadas con un template de tipo espectral B3IV convolucionado con un perfil rotacional de  $v \sin i = 50$  km/s. Como se esperaba a partir de las variaciones morfológicas observadas, se obtuvieron picos de correlación asimétricos, cuyo ajuste condujo a distintos valores de velocidad radial. Sin embargo, éstos son consistentes con el período  $P = 2.25 \pm 0.05$  días dado por Baade (1984). El valor medio de las mediciones realizadas es de 10.0 km/s, con una dispersión cuadrática media de 3.1 km/s.

Las observaciones de B se tornaron dificultosas debido a la proximidad en el cielo de la componente A, que es alrededor de 4 magnitudes más brillante. Se obtuvieron 5 espectros de B en las noches de mejor seeing, en las que pudo garantizarse que la ranura estuviera centrada en esta componente durante la observación. Las variaciones morfológicas de los espectros observados indicaron la presencia de dos estrellas que variaban en velocidad radial. Para medir las velocidades de estos objetos se empleó un template de tipo espectral A1V. Se obtuvo una relación lineal entre los pares de velocidades medidos (Figura 5.17), lo cual confirmó que esta componente es una binaria espectroscópica de doble línea. La separación de componentes con los 5 espectros disponibles condujo a estimar tipos espectrales A1V y A9IV para la primaria y secundaria respectivamente. Se emplearon templates correspondientes para medir velocidades radiales con *rvbina*. Mediante el ajuste de la relación lineal entre las velocidades de ambas componentes se determinó una razón de masas  $q = 0.64$  y una velocidad del baricentro  $V_\gamma = 11.0$  km/s para este subsistema.

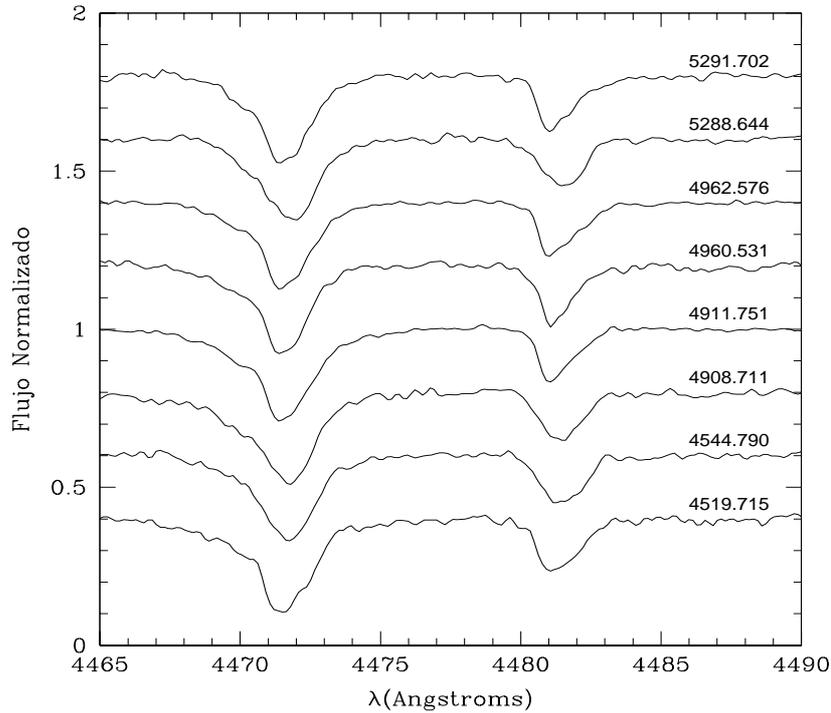


Figura 5.16: Perfiles de las líneas He I  $\lambda 4471 \text{ \AA}$  y Mg II  $\lambda 4481 \text{ \AA}$  en espectros de WDS 10209 – 5603 A tomados en 5 turnos. Se detectaron variaciones en espectros obtenidos con 2 o 3 días de diferencia.

Se obtuvieron 6 espectros de la componente C, entre los cuales no se observaron variaciones morfológicas. La comparación de éstos con las librerías de templates disponibles condujo a estimar un tipo espectral G8V para este objeto, que no cuenta con ninguna clasificación espectral previa. Se empleó un template sintético de temperatura  $T = 5500 \text{ K}$  para medir velocidades radiales mediante correlaciones cruzadas. Se obtuvieron picos de correlación simétricos, de altura superior a 0.90 y el error promedio de las mediciones fue de  $0.6 \text{ km/s}$ . Los valores obtenidos no indicaron variaciones en la velocidad radial de esta componente y condujeron a una velocidad media de  $6.06 \pm 0.61 \text{ km/s}$  (Tabla 5.13).

Las velocidades obtenidas para las componentes son similares entre sí. En particular, la velocidad del baricentro de B y el promedio de las mediciones de A difieren sólo en  $1 \text{ km/s}$ . Esto parecería confirmar la existencia de un vínculo físico entre estos objetos. Sin embargo, se encontró que las tres componentes tienen movimientos propios diferentes en SPM4.

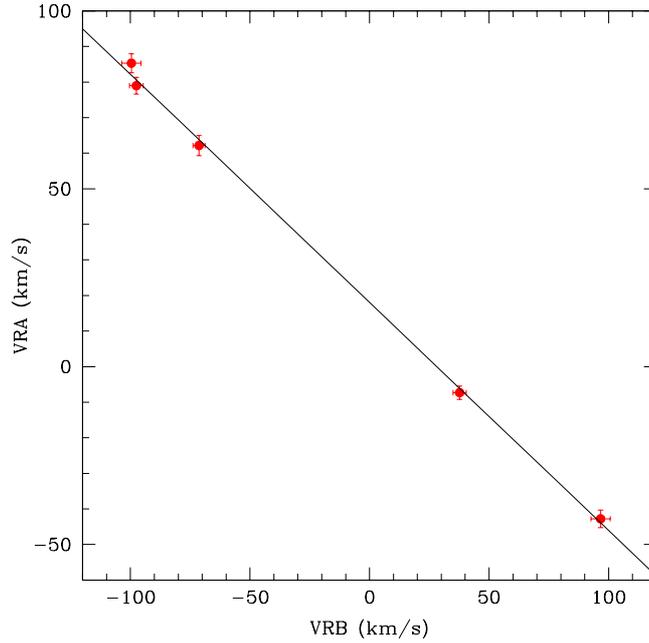


Figura 5.17: Ajuste de la relación lineal entre las velocidades radiales de las componentes de WDS 10209-5603 Bab. Se obtuvo  $VR_A = -0.64 VR_B + 18.06$  km/s, lo cual condujo a  $q = 0.64$  y  $V_\gamma = 11.0$  km/s.

### 5.3.3 WDS 20118-6337

De acuerdo con el MSC, este sistema triple está constituido por un par visual (AB) ligado gravitatoriamente a una tercera componente C. La separación entre A y B es de  $0.3''$  y entre éstas y C hay una distancia angular de  $7.34''$ . El tipo espectral publicado de la componente más brillante es A0V y su magnitud visual es 8.79.

Se obtuvieron 11 espectros del subsistema AB, en los que se detectaron cambios en las posiciones de las líneas espectrales en espectros tomados en el mismo turno. Las correlaciones cruzadas con un template observado de tipo espectral A1V condujeron a detectar dos picos de diferente altura. En dos casos en que estos dos máximos se separaban más, se detectó un tercer pico de menor altura entre ambos, que aparentemente podría permanecer fijo en velocidad radial. Sin embargo, en ningún espectro es posible medir bien la velocidad radial de esta tercer componente, ya que está muy solapada con las otras dos estrellas. En consecuencia, las velocidades medidas para éstas también están contaminadas por la presencia del tercer pico. Aun así, se encontró que las velocidades halladas para las estrellas más brillantes siguen una relación lineal entre sí, indicando

que la componente A visual es un subsistema binario espectroscópico de doble línea. El ajuste por mínimos cuadrados de las velocidades condujo a una órbita preliminar de alta excentricidad y período  $P=5.6825$  días (Figura 5.18).

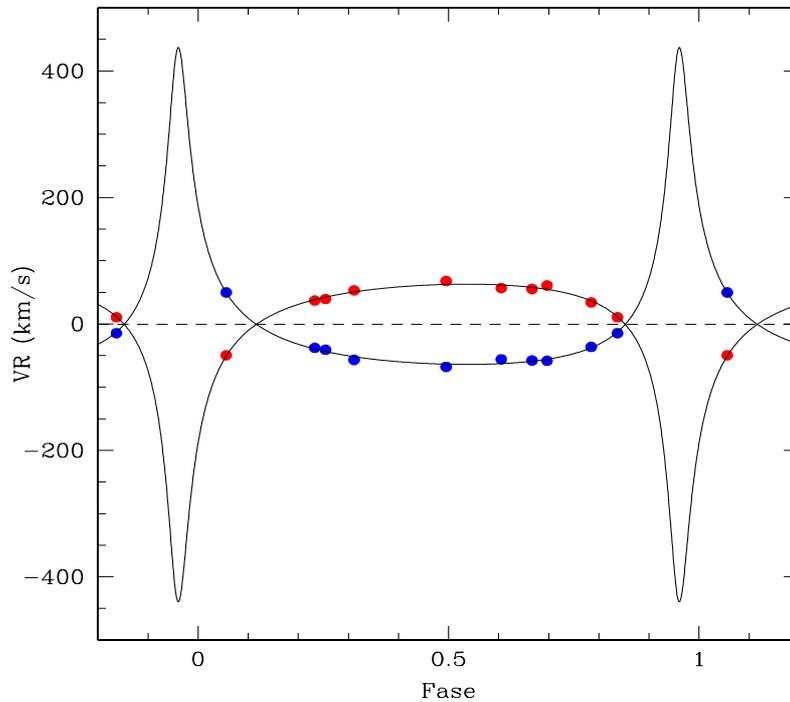


Figura 5.18: Ajuste preliminar para el subsistema espectroscópico WDS 20118-6337 Aab.

Se obtuvieron 6 espectros de la componente C, para la cual no existen mediciones de velocidad radial publicadas en la literatura. En las observaciones obtenidas se identificó claramente una componente brillante de alta velocidad de rotación ( $\sim 130$  km/s), para la que se estimó un tipo espectral A0V. Las correlaciones cruzadas con un template de 9750 K, convolucionado con un perfil rotacional adecuado, condujeron a velocidades radiales entre -1.9 y -14.6 km/s. Un análisis detallado de los espectros obtenidos condujo a detectar la presencia de líneas espectrales finas y muy débiles. Mediante correlaciones cruzadas con un template de 8000 K, en las que se filtraron las bajas frecuencias de los espectros, se verificó que estos rasgos están asociados a tres componentes estelares de baja rotación que varían en velocidad radial. Sin embargo, las velocidades medidas de esta forma son poco precisas, ya que las correlaciones no fueron buenas, tanto debido al bajo brillo de estas componentes como a la superposición de sus líneas espectrales. En la

Figura 5.19 se presentan los máximos de correlación medidos en los dos espectros en que las líneas de las tres componentes estaban más separadas.

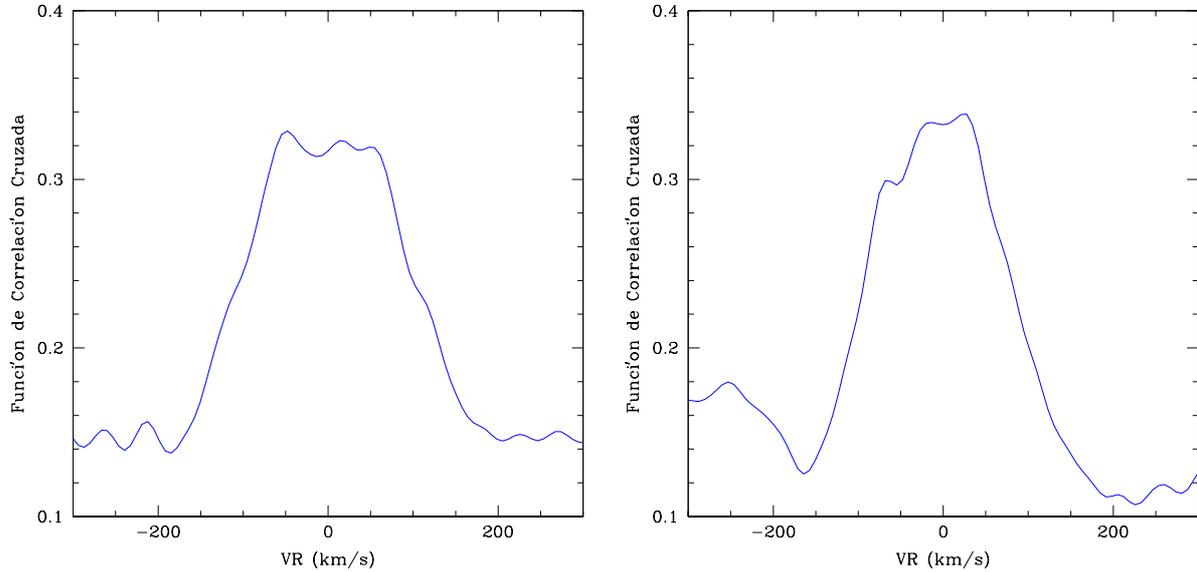


Figura 5.19: Correlaciones cruzadas de dos espectros de WDS 20118-6337 C con un template de 8000 K de temperatura. Se detectó la presencia de tres componentes de baja rotación.

Mediante el análisis de las variaciones de las velocidades radiales se detectó que dos de las componentes de baja rotación forman un subsistema binario. En la Figura 5.20 se presenta la relación lineal hallada entre sus velocidades, a partir de la cual se estimó una razón de masas  $q = 0.57$  y una velocidad del centro de masa  $V_\gamma = -12.15$  km/s. Tres espectros tomados en noches consecutivas conducen al mismo valor de esta velocidad. Sin embargo, se obtienen valores algo diferentes en dos espectros tomados en otros turnos, cuyos puntos son los que más se apartan de la relación lineal de la Figura 5.20. Posiblemente la velocidad del centro de masa de este subsistema sufre una variación de largo período, aunque esto no puede ser confirmado con los pocos datos disponibles. Por otra parte, no se encontró ninguna relación entre las velocidades medidas para la tercer componente de baja rotación y las de la componente más brillante de tipo espectral A0V. En particular, no está claro si la variación de velocidad medida para esta última se debe a la presencia de una compañera binaria o es consecuencia de los cambios en la morfología de sus líneas por la superposición de las tres componentes de baja rotación. En síntesis, se han detectado cuatro componentes en los espectros de C, pero ésta debería ser un sistema cuántuple, considerando a la compañera no detectada de uno de los objetos de

baja rotación.

Finalmente, cabe mencionar que existe un total desacuerdo entre los movimientos propios catalogados en SPM4 para AB y C. Para el par visual se dan  $\mu_\alpha \cos\delta = 0.04 \pm 2.88$  mas/año,  $\mu_\delta = -12.53 \pm 3.02$  mas/año, mientras que los valores correspondientes a C son  $\mu_\alpha \cos\delta = 51.5 \pm 1.32$  mas/año,  $\mu_\delta = 87 \pm 1.41$  mas/año. Por lo tanto, estos datos no permiten confirmar el vínculo físico entre ambos postulado en el MSC. Es posible que AB y C constituyan en realidad dos sistemas múltiples independientes, de multiplicidad tres y cinco respectivamente.

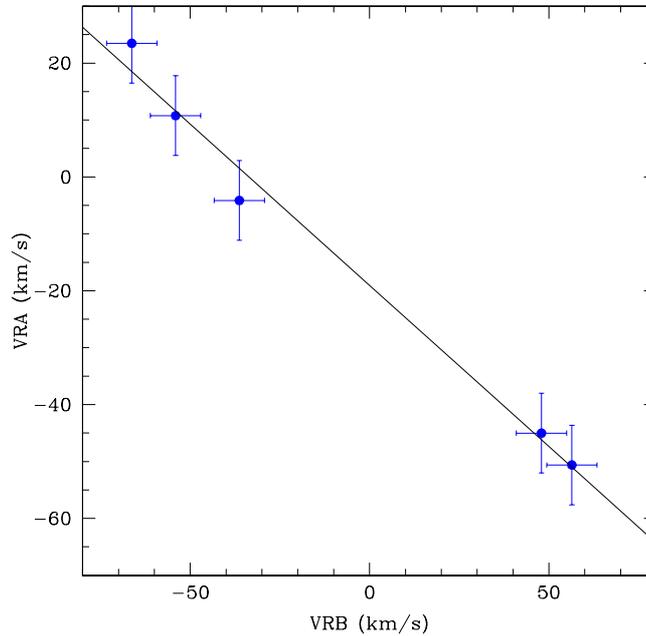


Figura 5.20: Ajuste de la relación lineal entre las velocidades radiales de las componentes de WDS 20118-6337 C. Se obtuvo  $VR_A = -0.57 VR_B - 19.04$  km/s, lo cual condujo a  $q = 0.57$  y  $V_\gamma = -12.15$  km/s.

## 5.4 Detección y análisis de sistemas múltiples espectroscópicos

### 5.4.1 WDS 06214+0216

De acuerdo al MSC, este sistema está formado por tres componentes. El par AB (HD 44333) es un sistema binario visual, cuya órbita tiene un período de 102.34 años (Seymour y Mason 2000). Por su parte, la componente A del sistema visual es un subsistema espec-

troscópico que no cuenta con ningún dato orbital. La clasificación de A como binaria proviene del trabajo de Heintz (1981), quien detectó diferencias de velocidad radial de aproximadamente 30 km/s con respecto a mediciones anteriores y señaló que probablemente HD 44333 es un sistema triple. Recientemente, Royer et al. (2007) atribuyeron un tipo espectral A4.5V (subgrupo A4V-A6V) y una velocidad de rotación  $v \sin i = 191$  km/s a la componente primaria.

Debido a que la separación del par visual es de sólo  $0.4''$ , las componentes A y B se observaron juntas. Se obtuvieron 22 espectros, entre los cuales se detectaron notables variaciones morfológicas para observaciones de un mismo turno. Esto se observa en la Figura 5.21, donde se presentan secciones de los espectros del sistema tomados en siete noches consecutivas de marzo de 2009. Mediante correlaciones cruzadas con un template de líneas finas (tipo espectral A7V) se comprobó que estos cambios se debían a la presencia de las líneas de tres componentes de baja rotación que varían en velocidad radial, superpuestas a la componente A de líneas anchas. Por lo tanto, este sistema se convirtió en un buen candidato para aplicar el método de separación de espectros múltiples, ya que los espectros observados estarían constituidos por cuatro componentes, siendo al menos tres de ellas variables de velocidad radial de corto período. A continuación se describirán en detalle la aplicación de esta técnica y los resultados obtenidos para este sistema múltiple. Las tres componentes de líneas finas se identificarán como C1, C2 y C3, en orden decreciente de brillos, mientras que el objeto de alta rotación se indicará como C4.

### Velocidades radiales preliminares

La componente C1 se pudo identificar sin inconvenientes en las correlaciones de todos los espectros. Sin embargo, C2 y C3 tienen un brillo similar y en varios espectros las líneas de alguna de ellas estaban solapadas con las de la componente más brillante. Por ello, como primer paso se realizaron correlaciones cruzadas para medir las velocidades de estas tres componentes en aquellos espectros en que éstas podían ser identificadas sin ambigüedad (Figura 5.22). Se detectó que las velocidades de C2 siguen una relación lineal con las correspondientes a C1, indicando que ambas forman un subsistema binario. Mediante el ajuste de dicha relación se determinaron aproximadamente la velocidad del centro de masa y razón de masas de este subsistema y se estimó la velocidad que debería tener la secundaria para cada velocidad medida para la componente primaria. Esto permitió iden-

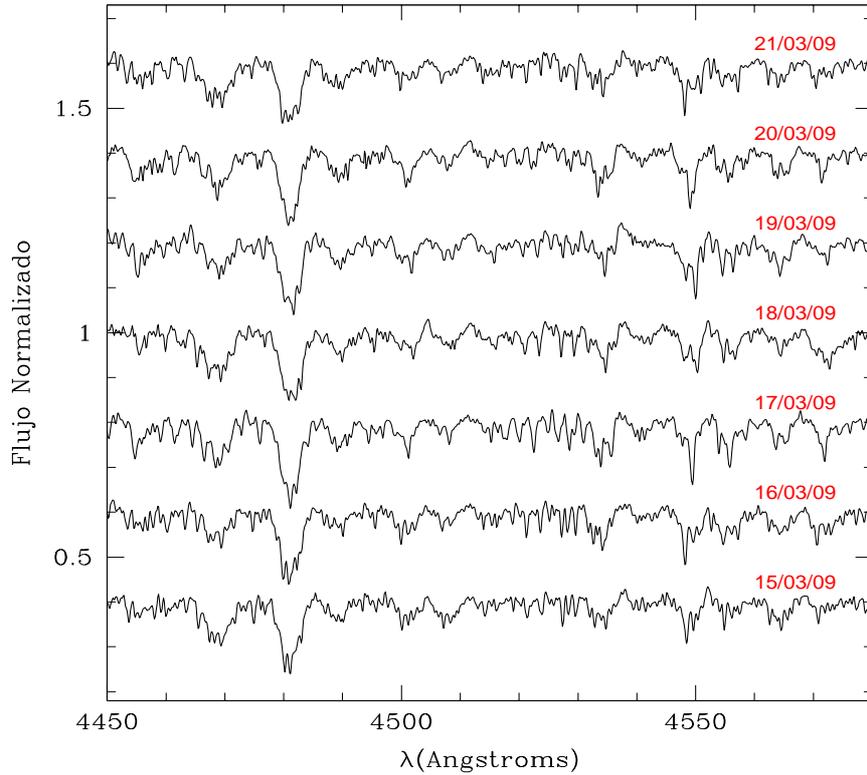


Figura 5.21: Espectros de WDS 06214+0216 tomados entre el 15 y 21 de marzo de 2009.

tificar sin ambigüedad los máximos de menor altura en las correlaciones de los espectros con líneas solapadas.

Empleando las buenas velocidades de C1 medidas con correlaciones cruzadas, se estimó un período orbital  $P=5.565$  días para la SB2. Mediante un ajuste por mínimos cuadrados de las velocidades de C1 y C2 se calcularon parámetros orbitales preliminares. La dispersión cuadrática media de los valores medidos con respecto al ajuste fue de 3 km/s para ambas componentes, sin considerar tres espectros en que se superponían las líneas de las tres componentes y sólo se medía un máximo en la función de correlación.

En varios espectros no pudo medirse bien la velocidad de C3, ya que ésta se superpone con una o ambas componentes de la SB2 (Figura 5.23). Por lo tanto, sólo se contaba con 9 velocidades bien medidas para este objeto más débil, que resultaron insuficientes para determinar un período orbital.

Las velocidades radiales de C4 se midieron mediante correlaciones cruzadas con un template de temperatura  $T=8000$  K, convolucionado con un perfil rotacional de  $v \sin i =$

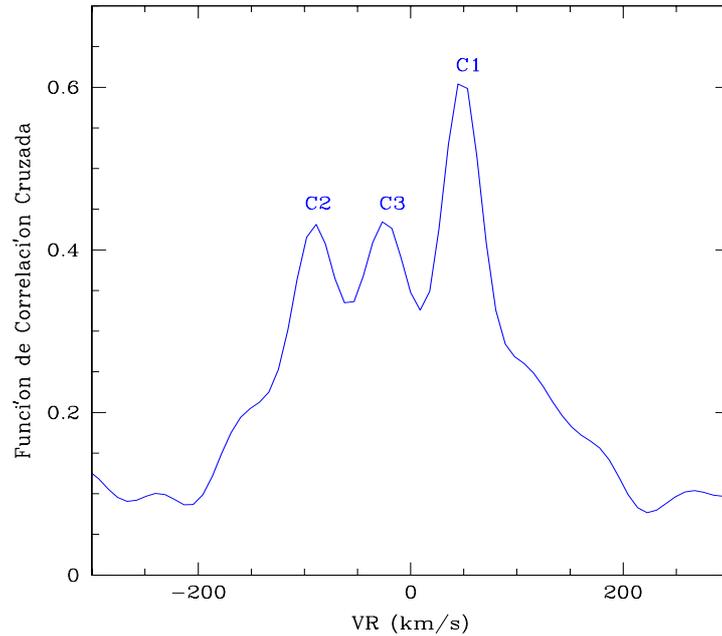


Figura 5.22: Correlaciones cruzadas de un espectro de WDS 06214+0216 en el que se resuelven las líneas de las tres componentes de baja rotación. Se identifican sin inconvenientes los máximos correspondientes a cada una de ellas. También se observa la “envolvente” producida por la componente de líneas anchas.

150 km/s. Se obtuvieron máximos de correlación con una buena altura, pero también muy anchos, debido a la alta rotación de los espectros. Esto limitó la precisión de las velocidades radiales a aproximadamente 9 km/s.

### Separación de espectros

Para ejecutar *spbina\_N* se seleccionó una lista de 10 espectros observados, en los cuales se habían podido medir bien las velocidades de las tres componentes de líneas finas mediante correlaciones cruzadas. Éstas se adoptaron como velocidades de partida y se almacenaron en los headers de los espectros, junto a los valores preliminares medidos para la componente C4. Para esta última se empleó como espectro de entrada el template empleado en las correlaciones cruzadas, multiplicado por un factor de escala 0.60. No se adoptaron espectros de entrada para las restantes componentes.

Se efectuaron 5 iteraciones de *spbina\_N*, las cuales condujeron al primer grupo de espectros  $C_i$  ( $i=1, 2, 3, 4$ ). En base a la comparación de éstos con espectros sintéticos,

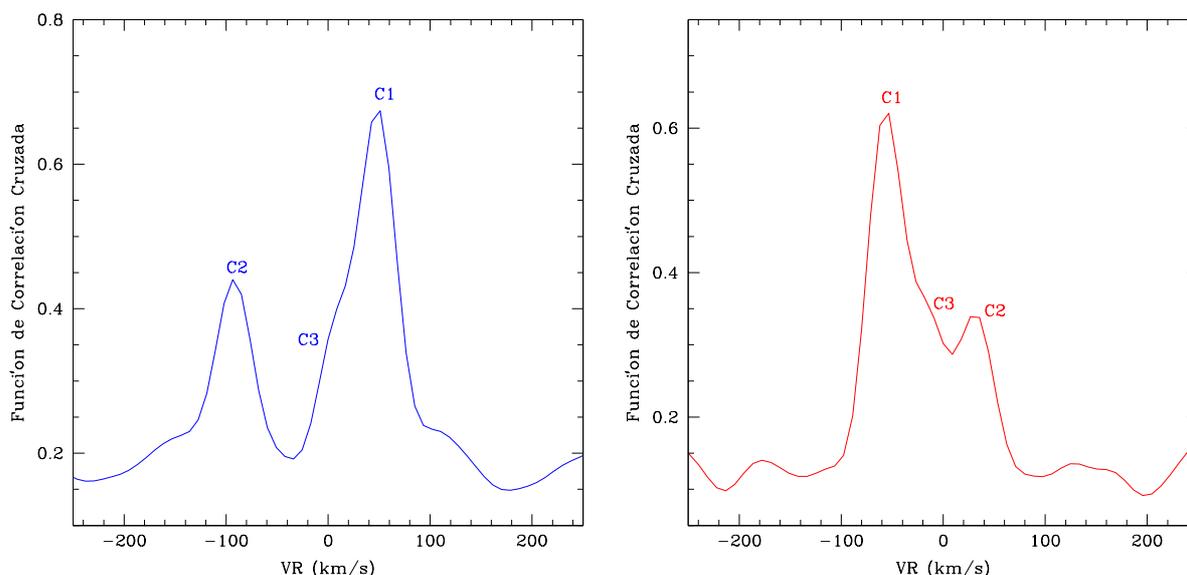


Figura 5.23: Correlaciones cruzadas de dos espectros de WDS 06214+0216 en los cuales las líneas de C3 se superponen con las de C1 (izquierda) y con las de C1 y C2 (derecha). En ambos casos no es posible medir bien la velocidad de la componente más débil.

se seleccionaron templates de temperaturas 6500 K, 6000 K y 5750 K para C1, C2 y C3, respectivamente y se mantuvo el template seleccionado previamente para C4.

Con los templates seleccionados y los espectros  $C_i$  obtenidos se midieron nuevamente las velocidades de las componentes empleando *rubina\_N*. Como es usual, las correlaciones mejoraron en las sucesivas iteraciones. Para todas las componentes se midieron máximos con buena simetría, pero la altura de éstos rondó 0.80 para C1 y C4, mientras que para C2 y C3 no superó 0.5. Para este primer grupo de espectros, las velocidades de las cuatro componentes convergieron dentro de los 100 m/s en la sexta iteración de *rubina\_N*.

El cálculo de los espectros de las componentes con 5 iteraciones de *spbina\_N* y la medición de velocidades radiales con 6 iteraciones de *rubina\_N* se repitieron 3 veces. No se observaron diferencias morfológicas entre el tercer y cuarto grupo de espectros  $C_i$  obtenidos.

Los espectros finales de las componentes se emplearon para medir velocidades radiales en 9 espectros que no habían sido incluidos en la separación, debido al solapamiento de las líneas de dos de las componentes de baja rotación (se excluyeron los 3 espectros en que se superponían todas las componentes de líneas finas). Las velocidades de partida adoptadas para C1 y C2 se obtuvieron del ajuste de órbita preliminar. Para C3 y C4 se

emplearon velocidades medidas por correlaciones cruzadas, aunque para la primera estas estimaciones eran muy poco precisas. Para 8 de estos espectros, se efectuaron entre 10 y 15 iteraciones para alcanzar la convergencia de las velocidades de todas las componentes. Para el restante, ésto ocurrió en la iteración 30.

Con el objeto de reconstruir mejor los espectros de las componentes, en particular C2 y C3, se repitió la separación incluyendo en la lista de entrada los 19 espectros para los que se habían medido nuevas velocidades con *rvbina\_N*. Se efectuaron 5 iteraciones de *spbina\_N*. Los espectros de las componentes de baja rotación obtenidos de esta manera están mejor definidos y presentan menos rasgos espurios (ver C2 y C3 en Figura 5.25). Nuevamente, éstos se compararon con espectros sintéticos y se adoptaron los templates de temperaturas 7000 K, 6500 K y 6250 K para C1, C2 y C3, respectivamente. Se midieron velocidades radiales con *rvbina\_N* empleando los nuevos espectros separados y templates seleccionados. Las correlaciones mejoraron para C2 y C3, con máximos de altura entre 0.6 y 0.7. Las velocidades medidas convergieron en la sexta iteración de *rvbina\_N*. El cálculo de los espectros de las componentes con 5 iteraciones de *spbina\_N* y la medición de velocidades con 6 iteraciones de *rvbina\_N* se repitieron 2 veces más, puesto que no se observaron cambios entre los espectros  $C_i$  obtenidos entre la segunda y tercera iteración.

Los espectros separados finales se emplearon para medir velocidades radiales con *rvbina\_N* en los 3 espectros en que las líneas de las componentes estaban fuertemente solapadas. Para éstos, sólo se había podido medir un máximo en la función de correlación. Nuevamente, las velocidades de partida de C1 y C2 se obtuvieron a partir del ajuste preliminar de su órbita. Para las otras dos componentes, sólo se contaba con las velocidades medidas mediante correlaciones cruzadas con el template correspondiente en cada caso. Se efectuaron 30 iteraciones de *rvbina\_N* hasta alcanzar la convergencia de las velocidades de todas las componentes en los tres espectros.

### Análisis de los resultados

Para evaluar la calidad de los espectros calculados para las componentes, en las Figuras 5.24 y 5.25 éstos se comparan con los templates sintéticos seleccionados para cada una de ellas, escalados de forma apropiada. Los espectros calculados se indican como  $C_{i\_b}$  y los templates se identifican por sus temperaturas. En todos los casos, la comparación da buenos resultados, lo cual indica que la separación de espectros es apropiada y permite estimar el tipo espectral de cada componente del sistema. La similitud es mayor para

la componente C1. Para C2 y C3 se presentan además los espectros separados que se calcularon empleando sólo 10 espectros observados (se indican como  $Ci_a$ ). En particular, es notable la mejora del espectro de la componente C3 cuando se emplean más espectros observados en la separación.

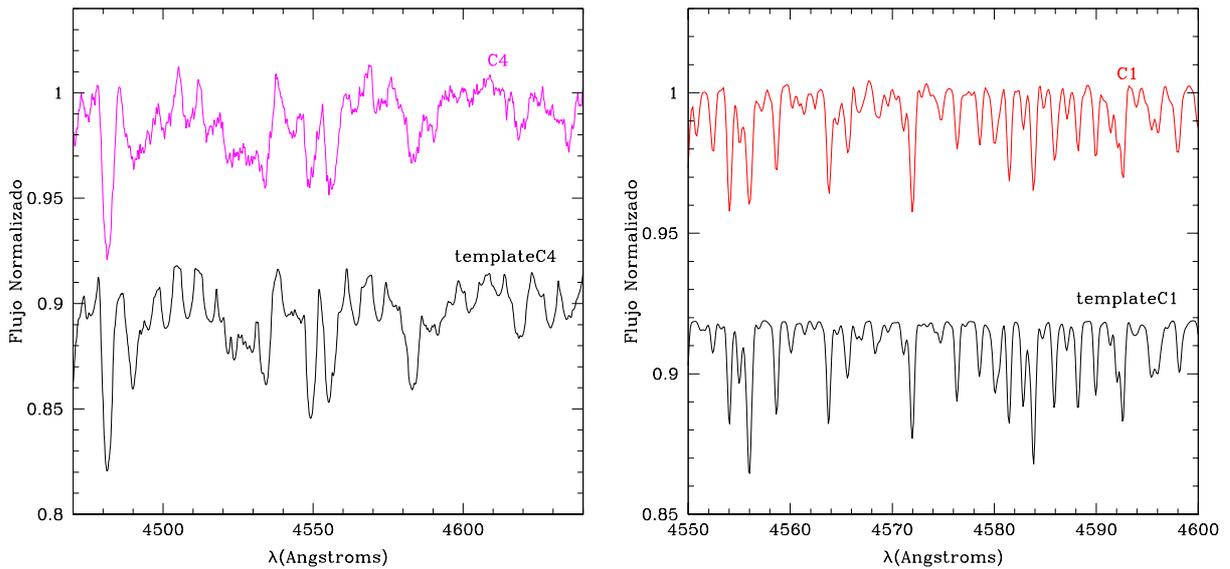


Figura 5.24: Comparación de los espectros calculados para las dos componentes más brillantes (C4.b y C1.b) de WDS 06214+0216 y los templates de distintas temperaturas seleccionados para cada una de ellas.

En la Figura 5.26 se presenta el ajuste obtenido por mínimos cuadrados de las velocidades radiales de C1 y C2. La dispersión cuadrática media de los datos con respecto al ajuste orbital es de 1.6 km/s para ambas componentes, considerando todas las velocidades medidas, incluso en espectros en que se superponen las líneas de las tres estrellas de baja rotación.

Las velocidades medidas para C3 son similares entre sí para espectros tomados en noches consecutivas, pero difieren entre distintos turnos de observación. Esto sugirió un período largo ( $>100$  días) para este segundo subsistema binario de línea simple. Si bien en ciertos turnos existe alguna medición que se aparta de las restantes, esto ocurre para espectros en que la tercer componente está muy solapada con las otras dos de baja rotación. Aunque la separación de espectros mejora mucho las velocidades medidas, en estos casos los valores de partida eran de muy baja precisión, ya que no había sido posible medir esta componente más débil con *fxcor*. Se realizó el ajuste orbital empleando todas

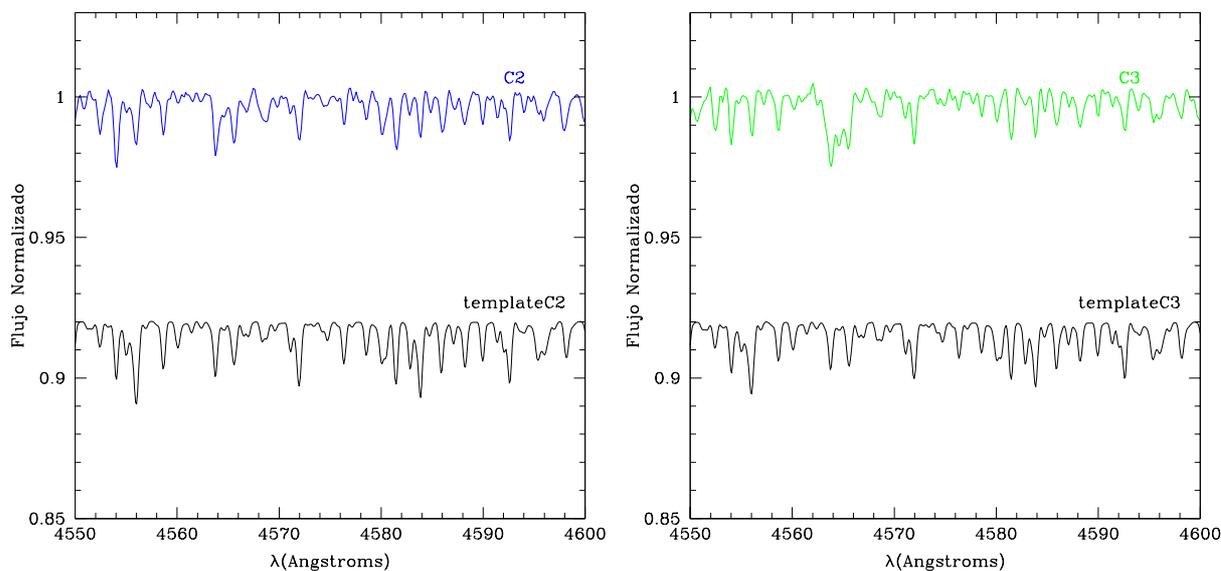


Figura 5.25: Comparación de los espectros calculados para las dos componentes más débiles (C2\_b y C3\_b) de WDS 06214+0216 y los templates de distintas temperaturas seleccionados para cada una de ellas. También se presentan los espectros de menor calidad obtenidos al emplear sólo 10 espectros observados en la separación (C2\_a y C3\_a)

las velocidades obtenidas, pero pesándolas de acuerdo a sus errores. De esta forma, se obtuvo la órbita que se presenta en la Figura 5.27. Los cuatro puntos que se apartan más del ajuste corresponden a espectros fuertemente solapados. Los parámetros orbitales de los dos subsistemas binarios analizados se listan en la Tabla 5.11.

Se detectaron diferencias entre las velocidades medidas para la componente de alta rotación, que podrían sugerir que se trata de una variable de velocidad radial. Sin embargo, la variabilidad de baja amplitud observada también podría ser consecuencia de los grandes errores en la medición de las velocidades radiales ( $\sim 10$  km/s), debidos a la alta rotación de esta componente y a cierta distorsión de sus líneas por la superposición de las componentes de líneas finas. Los valores medidos conducen a una velocidad radial media de  $-40$  km/s con una dispersión cuadrática media de  $9$  km/s.

### Características del sistema

Las observaciones del sistema WDS 06214+0216 han permitido detectar cuatro componentes espectroscópicas. La más brillante de éstas es una estrella de líneas anchas cuya temperatura y velocidad de rotación son consistentes con los valores publicados para la

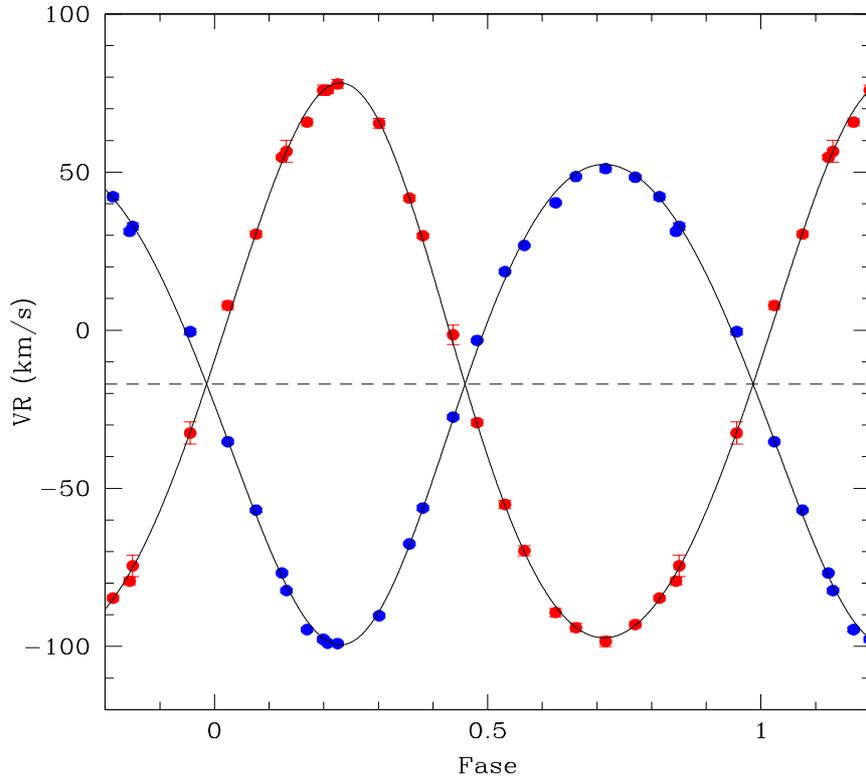


Figura 5.26: Ajuste de las velocidades medidas para las componentes del subsistema SB2 de WDS 06214+0216.

Tabla 5.11: Parámetros orbitales de los subsistemas espectroscópicos de WDS 06214 + 0216.

| Subsistema                | SB2 (C1-C2)              | SB1 (C3)               |
|---------------------------|--------------------------|------------------------|
| P(días)                   | $5.564189 \pm 0.000167$  | $171.798 \pm 0.117$    |
| $T_0(\text{HJD}-2450000)$ | $5083.906016 \pm 0.0170$ | $5123.3424 \pm 0.1962$ |
| $V_\gamma(\text{km/s})$   | $-17.18 \pm 0.43$        | $-10.47 \pm 0.11$      |
| $K_1(\text{km/s})$        | $75.72 \pm 0.82$         | $28.50 \pm 0.12$       |
| $K_2(\text{km/s})$        | $87.86 \pm 0.82$         |                        |
| e                         | $0.090 \pm 0.007$        | $0.359 \pm 0.004$      |
| $\omega(\circ)$           | $197.5 \pm 4.87$         | $359.6 \pm 1.12$       |

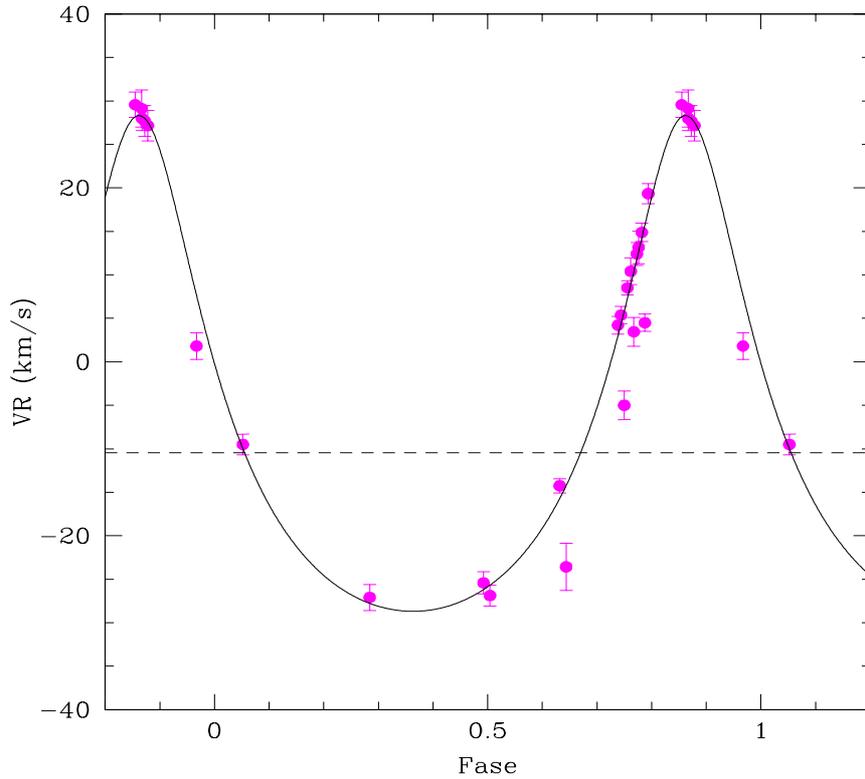


Figura 5.27: Ajuste de las velocidades medidas para el subsistema SB1 de WDS 06214+0216.

componente A del sistema visual. Las otras tres son estrellas de baja rotación. Para éstas se estimaron tipos espectrales F1V, F5V y F8V mediante la comparación de sus espectros separados con templates sintéticos y observados.

Las dos estrellas de líneas finas de mayor temperatura forman un subsistema binario espectroscópico de doble línea. No se ha detectado variación en la velocidad de su centro de masa sobre la base de tiempo de las observaciones ( $\sim 2$  años). Los parámetros orbitales de este subsistema conducen a masas mínimas de  $1.34 M_{\odot}$  y  $1.16 M_{\odot}$  para las componentes primaria y secundaria, respectivamente.

La componente de líneas finas más débil es una binaria espectroscópica de línea simple. La velocidad de su centro de masa no difiere significativamente de la velocidad del bari-centro de la SB2. Esto parecería confirmar la relación física entre ambas y la pertenencia al sistema múltiple de la SB1.

Con los datos disponibles al presente, no resulta clara todavía la configuración del sistema múltiple. Una posibilidad es que se trate de un sistema cuádruple con dos órdenes

de jerarquía, en el cual A esté formada por C3 y C4 y B por C1 y C2. Otra alternativa es que sea un sistema con cinco componentes y tres órdenes de jerarquía. En esta configuración, A correspondería a la componente espectroscópica C4 y B estaría compuesta de dos binarias (C1+C2 y C3), pero no se habría detectado la compañera de C3.

Teniendo en cuenta la diferencia de magnitudes publicada para el par visual (WDS) y las relaciones de brillos entre las componentes estimadas en base a sus espectros, se considera que la primera configuración es más probable. Sin embargo, si éste es el caso, la diferencia de velocidades entre los centros de masa de los subsistemas espectroscópicos y la componente de alta rotación es un resultado llamativo.

#### 5.4.2 WDS 15088-4517

Según la clasificación del MSC, éste es un sistema triple, en el cual las componentes A y B forman un par visual con órbita calculada. Los parámetros publicados en el catálogo corresponden a la órbita de van den Bos (1962), aunque el cálculo más reciente es el de Docobo y Ling (2007), quienes señalan que este subsistema (HD 133955) tiene un período orbital de 73.55 años y una separación de  $0.275''$ . Por otra parte, Jilinski et al. (2006) clasificaron a HD 133955 como una binaria espectroscópica de doble línea, en base a la identificación de las líneas espectrales de dos componentes estelares. El tipo espectral publicado para el sistema es B3V y la velocidad de rotación es 135 km/s (Brown y Verschueren 1997). Tokovinin et al. (1999) detectaron la presencia de un objeto de magnitud  $K=17.37$  ubicado a  $6.64''$  de A. Sin embargo, los autores señalan que existe una alta probabilidad de que se trate de una fuente de fondo y hasta el momento este objeto no ha sido incluido en el MSC como componente de este sistema múltiple.

Debido a la pequeña separación en el cielo entre las componentes visuales, éstas se observaron juntas. En los primeros espectros obtenidos se detectaron variaciones morfológicas que sugirieron la presencia de más de dos componentes cuyas líneas no permanecían fijas en el espectro. Por ello, el sistema se observó con frecuencia en 6 turnos y se obtuvieron 24 espectros. En base a la morfología de las funciones de correlación cruzada se estimó que existían tres componentes que variaban en velocidad radial. Sin embargo, en la mayoría de los espectros no fue posible medir la velocidad de la componente más débil, ya que sus líneas estaban solapadas con las de alguna de las otras dos o con ambas simultáneamente. En un análisis preliminar se detectó que las dos componentes más brillantes forman un subsistema binario espectroscópico con un período menor a 7 días.

Para intentar separar las tres componentes y medir sus velocidades radiales se abordó el método de separación de espectros múltiples. Dado que en muy pocos espectros fue posible obtener velocidades preliminares para la tercera componente, como primer paso se efectuó una separación de espectros dobles. El objetivo de esto era mejorar las velocidades medidas de las dos componentes más brillantes y al mismo tiempo restar estas componentes de los espectros observados, para medir aproximadamente las velocidades del objeto más débil. En nueve casos se obtuvieron resultados aceptables en la medición de velocidades preliminares para la componente más débil. En los restantes, no fue posible medir esta componente sin ambigüedad. Por lo tanto, sólo se emplearon estos 9 espectros en la separación de las tres componentes. Los espectros separados calculados se emplearon para medir velocidades radiales en los espectros que no se habían utilizado en la etapa de separación. Esta técnica no condujo a mejores resultados para las velocidades de las componentes de la SB2 que aquellos que se habían obtenido previamente mediante separación de espectros dobles. Tampoco fue posible determinar el período orbital de la tercer componente. Esto condujo a dudar de la precisión de las velocidades medidas para este objeto, teniendo en cuenta que éste no había podido resolverse bien en ningún espectro observado.

Dado que los dos objetos más brillantes forman la SB2, ésta corresponde a la componente A del par visual. Sus parámetros orbitales se calcularon mediante el ajuste por mínimos cuadrados de las velocidades medidas empleando separación de espectros dobles. En el ajuste se excluyeron 5 espectros en que las líneas de las tres componentes estaban muy solapadas. En la Figura 5.28 se presenta el ajuste orbital y en la Tabla 5.12 se listan los parámetros hallados. Como se observa en la Figura 5.28, las velocidades radiales medidas por Jilinski et al. no concuerdan con los resultados obtenidos en este trabajo, particularmente para la componente más débil de la binaria.

Debido a la presencia de la componente adicional, la separación de espectros dobles no condujo a una óptima reconstrucción de los espectros de las componentes de Aab. Sin embargo, se estimaron tipos espectrales B3V (consistente con el publicado en MSC) y B5V para la primaria y secundaria, respectivamente.

Los resultados obtenidos parecen indicar que la componente B del par visual también es un subsistema binario. Por lo tanto, este sistema sería al menos cuádruple, considerando a la compañera no detectada de Ba.

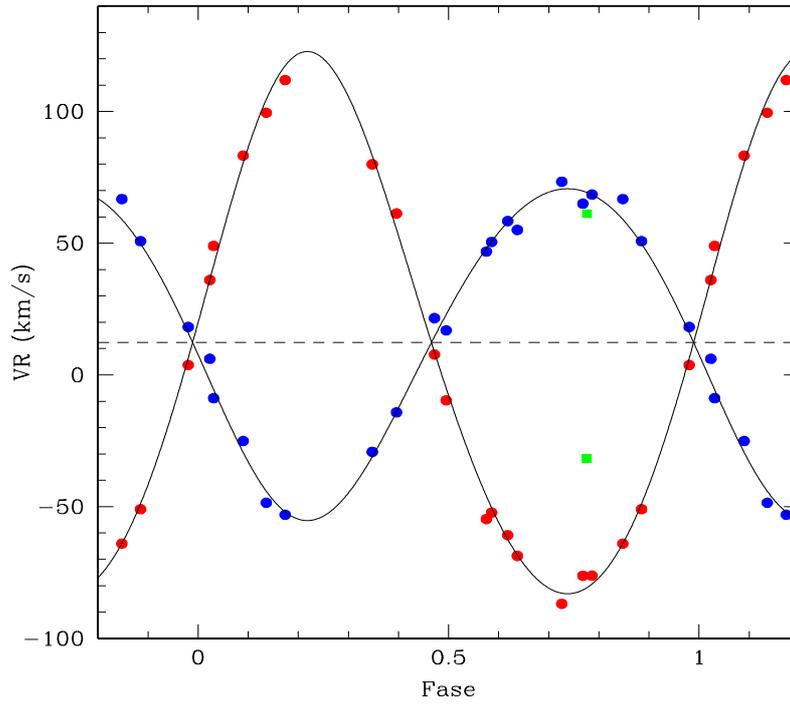


Figura 5.28: Ajuste de las velocidades medidas para el subsistema WDS 15088-4517 Aab. En color verde se presentan las mediciones de Jilinski et al. Particularmente la velocidad correspondiente a la componente secundaria se aparta claramente del ajuste orbital.

Tabla 5.12: Parámetros orbitales del subsistema WDS 15088-4517 Aab.

|                             |                        |
|-----------------------------|------------------------|
| $T_0(\text{HJD}-2450000)$   | $4573.5207 \pm 0.0854$ |
| $P(\text{días})$            | $6.65976 \pm 0.00108$  |
| $V_\gamma(\text{km/s})$     | $12.31 \pm 1.46$       |
| $K_1(\text{km/s})$          | $62.97 \pm 2.87$       |
| $K_2(\text{km/s})$          | $102.90 \pm 3.23$      |
| $e$                         | $0.08 \pm 0.03$        |
| $\omega(^{\circ})$          | $157.4 \pm 25.4$       |
| $\sigma_{VR1}(\text{km/s})$ | 4.3                    |
| $\sigma_{VR2}(\text{km/s})$ | 4.2                    |

### 5.4.3 WDS 17268-4550

De acuerdo al MSC, éste es un sistema triple con componentes A, B y C. A y B forman un par visual con una separación de  $2.11''$ , sin órbita calculada hasta el momento. En el primer orden de jerarquía, AB y C forman un par físico, cuyo vínculo se ha establecido en base al criterio de la paralaje dinámica hipotética y a la similitud entre sus distancias estimadas. La separación entre AB y C es de  $103''$ .

Debido a la separación angular existente entre A y B, se consideró que no se podrían obtener espectros confiables de estas componentes. Por un lado, éstas se encuentran demasiado próximas entre sí como para que puedan observarse por separado, ya que aún en las mejores noches, es usual que el seeing en el telescopio de 2.15 m de CASLEO no sea inferior a  $2''$ - $2.5''$ . Por otra parte, la separación tampoco es lo suficientemente pequeña como para garantizar que ambos objetos estén incluidos en la ranura, o que la contribución de cada estrella al espectro observado sea la misma para distintas observaciones. Espectros obtenidos de esta manera no serían comparables entre sí y por lo tanto no serían útiles para analizar variaciones morfológicas o cambios en velocidad radial.

Las observaciones de este sistema se concentraron en la componente C (HD 157649), la cual se observó en 7 turnos, obteniéndose 16 espectros. En primer lugar, en éstos se detectó una componente de tipo espectral A0V-A1V de alta velocidad de rotación ( $\sim 120$  km/s). Por otra parte, también se observaron otros rasgos de alta frecuencia y notables variaciones morfológicas en los espectros normalizados. Las correlaciones cruzadas con templates más tardíos, filtrando bajas frecuencias, sugirieron la presencia de al menos 3 y posiblemente 4 componentes de baja rotación y menor temperatura. Sin embargo, sólo para un espectro observado pudieron distinguirse cuatro picos en la función de correlación (Figura 5.29).

Como ya se mencionó, la separación de espectros múltiples requiere determinar velocidades preliminares para las componentes. La cantidad de espectros útiles se redujo al excluir aquellos en que la superposición de los picos en la función de correlación no permitió medir sus velocidades por separado.

Por lo tanto, la cantidad de espectros disponibles y velocidades medidas resultó insuficiente para separar las componentes. En conclusión, las observaciones realizadas sugieren que este sistema tiene una multiplicidad mucho mayor que la conocida, siendo al menos séxtuple y probablemente séptuple. Cabe mencionar que los movimientos propios dados en SPM4 para AB y C son coincidentes, dentro de los errores del catálogo. Esto cons-

tituye otro argumento en favor de la existencia de un vínculo físico entre ambos. Para realizar un análisis detallado de este interesante sistema múltiple será necesario llevar a cabo nuevas observaciones, hasta obtener al menos el doble de los espectros disponibles hasta el momento para la componente C. En particular, sería de gran utilidad obtener nuevos espectros de alta resolución, con el objeto de confirmar que los cambios de morfología detectados se deben a la presencia de varias componentes y no son consecuencia de alguna variabilidad intrínseca del objeto observado.

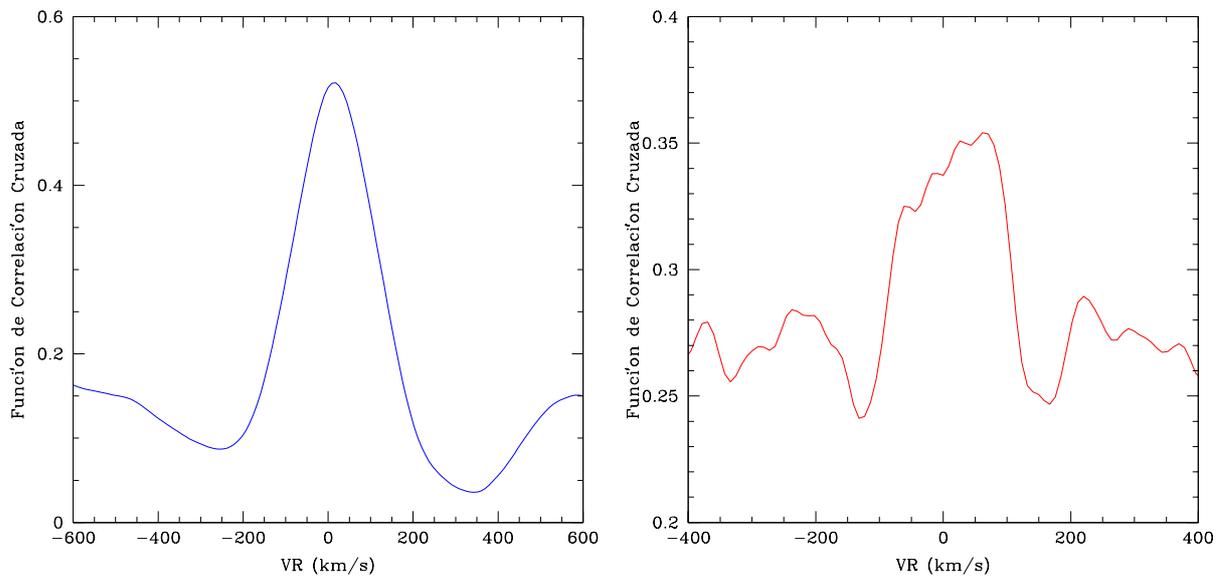


Figura 5.29: *Izquierda:* Correlación cruzada de un espectro de WDS 17268-4550 C con un template de tipo espectral A1V, convolucionado con un perfil rotacional de  $v \text{ sen } i = 120 \text{ km/s}$ . Se mide la componente de alta rotación. *Derecha:* Correlación cruzada del mismo espectro con un template de líneas finas de tipo espectral A7V. Se distingue la presencia de cuatro componentes.

## 5.5 Otros sistemas.

### 5.5.1 Múltiples con componentes de velocidad radial constante.

#### WDS 05355-0555

Está clasificado en el MSC como un sistema cuádruple con tres órdenes de jerarquía. En el primero, AC y B están separadas por  $11.3''$  y en el segundo A y C forman un par visual con una separación de  $0.14''$ . Por su parte, A es un subsistema binario espectroscópico de doble

Tabla 5.13: Velocidades radiales de las componentes de los sistemas múltiples seleccionados del MSC, para las cuales no se han detectado variaciones.

| Sistema<br>(WDS) | Comp | N  | $\langle VR \rangle$<br>(km/s) | $\sigma$<br>(km/s) | VR publicada<br>(km/s) | Referencia                     |
|------------------|------|----|--------------------------------|--------------------|------------------------|--------------------------------|
| 04352-0944       | B    | 6  | 21.33                          | 1.27               |                        |                                |
| 05247-5219       | C    | 6  | -5.33 (Var?)                   | 3.58               | $-8.20 \pm 3.70$       | Nordström y<br>Andersen (1985) |
| 05355-0555       | B    | 6  | 25.24                          | 0.74               | 16                     | Evans (1967)                   |
| 06583-3525       | C    | 4  | 24.51                          | 0.66               |                        |                                |
| 07454-1442       | A    | 4  | 24.91                          | 0.61               | $25.34 \pm 0.68$       | Grenier et al. (1999)          |
| 08326-1502       | A    | 1  | 31.96                          |                    | $27.86 \pm 1.83$       | Grenier et al. (1999)          |
|                  | B    | 1  | 21.65                          |                    |                        |                                |
| 08314-3904       | C    | 3  | -13.39                         | 0.24               |                        |                                |
| 09174-7454       | AB   | 5  | 9.53                           | 0.63               | 11.2                   | Wilson (1953)                  |
|                  | C    | 5  | 11.02                          | 0.32               |                        |                                |
| 10209-5603       | C    | 6  | 6.06                           | 0.61               |                        |                                |
| 10443-7052       | A    | 6  | 15.41                          | 1.38               | $18.31 \pm 0.74$       | Grenier et al. (1999)          |
|                  | Bab  | 4  | 17.10                          | 0.67               | $17.57 \pm 0.61$       | Grenier et al. (1999)          |
| 13152-6753       | B    | 4  | 13.19                          | 0.53               | $12 \pm 1$             | Bakis et al. (2007)            |
| 13226-6059       | AB   | 5  | -4.14                          | 1.74               | $9.4 \pm 3.9$          | Jilinski et al. (2006)         |
| 13518-3300       | A    | 4  | 6.16                           | 0.11               | $7.5 \pm 1.6$          | Kharchenko et al. (2007)       |
| 14255-1958       | A    | 4  | -0.03                          | 1.03               | $-2.90 \pm 1.40$       | Kharchenko et al. (2007)       |
| 16054-1948       | C    | 11 | -7.59 (Var?)                   | 2.16               | $-7.9 \pm 1.0$         | Catanzaro (2010)               |
| 16406+0413       | A    | 4  | -30.35                         | 0.81               | -28                    | Evans (1967)                   |
|                  | B    | 4  | -29.17                         | 0.62               | -28                    | Evans (1967)                   |
| 17082-0105       | AB   | 9  | -26.33                         | 1.07               | 17.8                   | Heintz (1981)                  |
| 17505-5337       | B    | 4  | -9.44                          | 0.69               | $-10.2 \pm 1.2$        | Andersen (1983)                |
| 17592-3656       | B    | 8  | -17.67                         | 1.37               |                        |                                |
| 19233+0931       | A    | 5  | -11.64                         | 0.86               |                        |                                |
|                  | BC   | 3  | -12.88                         | 0.23               |                        |                                |
| 20118-6337       | C    | 6  | 6.06                           | 0.61               |                        |                                |
| 21251+0923       | AB   | 5  | -24.58                         | 0.91               |                        |                                |
|                  | C    | 9  | -22.02                         | 1.71               |                        |                                |

línea, cuyos parámetros orbitales han sido calculado por Marchenko et al. (2000). Dichos autores hallaron una órbita muy excéntrica para la binaria ( $e=0.764$ ) con un período de 29.138 días y calcularon una tasa de movimiento apsidal de  $0.00049^\circ/\text{día}$ . Teniendo en cuenta la alta excentricidad orbital y las evidencias de interacción por mareas en el periastro, probablemente este subsistema esté experimentando la acción combinada de ciclos de Kozai y fricción por mareas. Esto sería consecuencia de la perturbación de la compañera visual C y conduciría a cambios en la excentricidad e inclinación orbital.

Dado que la componente A es más de 4 magnitudes más brillante que C, se consideró que la observación espectroscópica de ambos objetos en forma simultánea no permitiría obtener ninguna información de la componente más débil. Por otra parte, como ya se mencionó, A es un subsistema binario con parámetros orbitales calculados recientemente. Por lo tanto, las observaciones espectroscópicas se concentraron en la componente B, de la cual se obtuvieron 6 espectros con una base de tiempo de 1.2 años. Se realizaron correlaciones cruzadas de estos espectros con un template de 16000 K y no se detectaron variaciones de velocidad radial. El valor medio y la dispersión de las mediciones se indican en la Tabla 5.13.

La velocidad obtenida para la componente B coincide con el promedio entre los dos valores (a partir del ajuste de primaria y secundaria) derivados por Marchenko et al. para el centro de masa de Aab. Esta igualdad de velocidades radiales confirma el vínculo físico entre estas componentes, planteado en el MSC sólo a partir de un criterio estadístico y de la similitud entre las distancias a las componentes. Tales distancias son estimaciones en base a sus tipos espectrales y magnitudes aparentes.

Cabe mencionar que, si bien no se realizó en este trabajo, se planea llevar a cabo un seguimiento espectroscópico de Aab, con el objeto de calcular nuevos parámetros orbitales. Se espera que la comparación de dichos resultados con aquellos obtenidos por Marchenko et al. alrededor de 10 años atrás conduzca a un conocimiento más profundo de los procesos dinámicos que ocurren en el sistema.

### **WDS 07454-1442**

Es un sistema clasificado como triple en el MSC, en el cual las componentes A (HD 62864) y B (HD 62863) forman un par de movimiento propio y velocidad radial común, con una separación de  $16''$ . Por su parte, B es un sistema binario eclipsante y espectroscópico de doble línea, para el cual Vaz y Andersen (1984) determinaron parámetros orbitales

y dimensiones absolutas de las componentes. Estos autores hallaron que dichas componentes son casi idénticas, con masas y radios de 1.5 veces el valor solar y temperaturas de aproximadamente 6920 K. Mediante la comparación de los parámetros obtenidos con modelos teóricos para composición química solar, dichos autores estimaron una edad de  $10^9$  años para la binaria.

Se obtuvieron 4 espectros de la componente A, cuyo tipo espectral publicado en SIMBAD es A2V. La mayor similitud con los espectros observados se encontró para un template de 9750 K de temperatura (consistente con un tipo espectral A0V), convolucionado con un perfil rotacional de  $v \sin i = 70$  km/s. No se detectaron variaciones de velocidad radial y el valor medio obtenido de las mediciones (Tabla 5.13) concuerda con el publicado por Grenier et al. (1999), quienes hallaron una velocidad de  $25.34 \pm 0.68$  km/s para esta componente.

Se obtuvo 1 espectro del subsistema Bab, en el cual se midieron las velocidades radiales de ambas componentes a través de correlaciones con un template de 7000 K, convolucionado con un perfil rotacional de  $v \sin i = 40$  km/s. Las velocidades obtenidas concuerdan muy bien con la órbita calculada por Vaz y Andersen. Estos autores hallaron una velocidad de 30 km/s para el centro de masa de este subsistema y en base a la diferencia entre este valor y la velocidad radial de HD 62864 plantearon que posiblemente no exista un vínculo físico entre ambos. En este sentido, cabe mencionar que los movimientos propios dados en Hipparcos para A y B no coinciden dentro de los errores publicados en el catálogo.

Se realizaron observaciones fotométricas de este sistema en los filtros *UVI*. Adoptando un enrojecimiento nulo, se obtuvo un buen acuerdo de las tres componentes con los modelos LS01 en el diagrama color – color (Figura 5.30). En base a los diagramas color – magnitud  $M_V$  vs  $(U - V)_0$  y  $M_V$  vs  $(V - I)_0$  (Figura 5.31) se determinó una distancia de  $83 \pm 3$  parsecs, en excelente concordancia con el valor hallado por Vaz y Andersen. Sin embargo, la comparación con las isócronas LS01 condujo a una edad menor a  $10^{8.25}$  años, a diferencia del valor hallado por estos autores.

### **WDS 09174-7454**

Está clasificado en el MSC como un sistema triple, compuesto por un subsistema visual AB que forma un par de movimiento propio común con C, con una separación de  $7.15''$ . Dado que la separación entre A y B es de sólo  $0.28''$ , ambas componentes se observaron

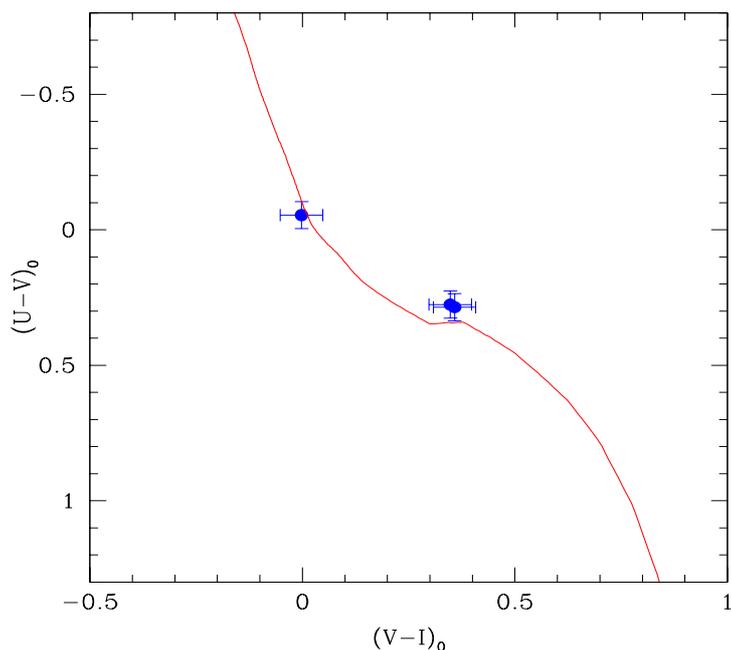


Figura 5.30: Diagrama color – color del sistema WDS 07454-1442, considerando  $E(V - I) = 0$ . En color rojo se presenta la isócrona LS01 correspondiente a  $\log\tau=7.75$ .

juntas tanto en la espectroscopía como en la fotometría.

Se obtuvieron 5 espectros del subsistema AB y otros 5 de la componente C, con una base de tiempo de 2 años. Los espectros de AB presentaban una buena similitud con un template de 9500 K de temperatura, aunque las diferencias en las intensidades de las líneas espectrales evidenciaban la presencia de las dos componentes visuales. Analizando qué combinación de espectros reproducía mejor el espectro observado se estimaron temperaturas de 9250 K - 9500 K y 7750 K - 8000 K para A y B respectivamente. En las correlaciones cruzadas se empleó el template de 9500 K convolucionado con un perfil rotacional de  $v \sin i = 23$  km/s, consistente con el valor correspondiente publicado por Díaz et al (2011). Las mediciones de velocidad radial en los espectros de la componente C se realizaron empleando un template de 7000 K de temperatura, ya que éste presentaba una muy buena similitud con los espectros observados. Tanto para AB como para C, las mediciones condujeron a velocidades radiales constantes sobre la base de tiempo de las observaciones. Los promedios y dispersiones cuadráticas medias de las velocidades medidas se presentan en la Tabla 5.13.

Se realizaron observaciones fotométricas *UVI* del par AB y de la componente C. La

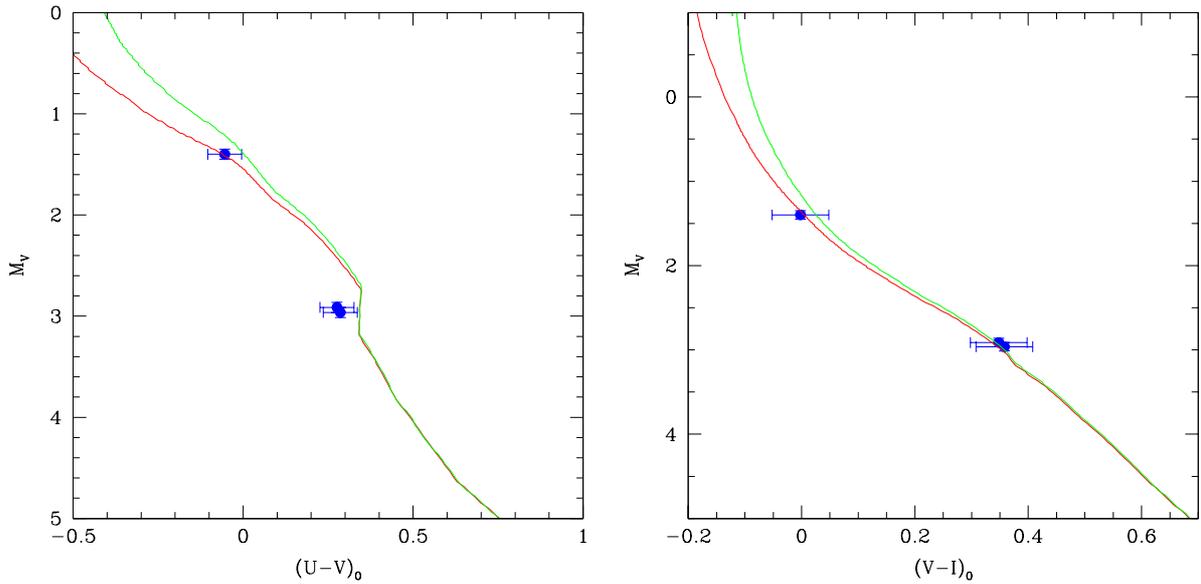


Figura 5.31: Diagramas color – magnitud del sistema WDS 07454-1442, para un enrojecimiento nulo y una distancia de  $83 \pm 3$  parsecs. En colores rojo y verde se presentan la isócronas LS01 correspondientes a  $\log\tau=7.75$  y  $\log\tau=8.25$ . La comparación con estos modelos sugiere una edad menor a  $10^{8.25}$  años para el sistema.

ubicación de esta última en el diagrama color – color condujo a un valor  $E(V - I) = 0.10$ . Adoptando este enrojecimiento y la diferencia de magnitudes visuales publicada en el WDS para el par AB, se buscaron en las isócronas LS01 pares de estrellas cuyos índices de color totales fueran consistentes con los hallados para AB. Sin embargo, no fue posible encontrar pares de objetos cuyas temperaturas fueran acordes con las determinadas de la espectroscopía. Por el contrario, adoptando un enrojecimiento nulo sí se hallaron pares de estrellas consistentes con los tipos espectrales obtenidos, cuyas diferencias de magnitudes  $I$  y  $U$  se emplearon para distribuir en las dos componentes las magnitudes  $I$  y  $U$  totales medidas para el par. De esta forma se obtuvieron los diagramas color – magnitud que se presentan en la Figura 5.32. Como se observa, las componentes A y B presentan un buen acuerdo con la isócrona LS01 correspondiente a  $\log\tau=7$ , pero la componente C se encuentra significativamente a la izquierda de ésta. En síntesis, el acuerdo de la componente C con los modelos teóricos indica un enrojecimiento de 0.10 magnitudes y una distancia de 169 pc, mientras que los resultados obtenidos para las componentes del par AB conducen a un enrojecimiento nulo y una distancia de 76 pc. Esta diferencia condujo a suponer que probablemente no exista un vínculo físico entre el par visual y la estrella

C, por lo que se revisaron los movimientos propios dados en SPM4 para estos objetos. Se encontró que éstos difieren en más de 3 sigmas en ascensión recta, lo cual indica que AB y C no forman un sistema de movimiento propio común, en desacuerdo con la clasificación dada en el MSC. Sin embargo, la similitud entre las velocidades radiales medidas sugiere que estos objetos están ligados gravitatoriamente, por lo cual no se descarta que éstos formen un sistema múltiple físico.

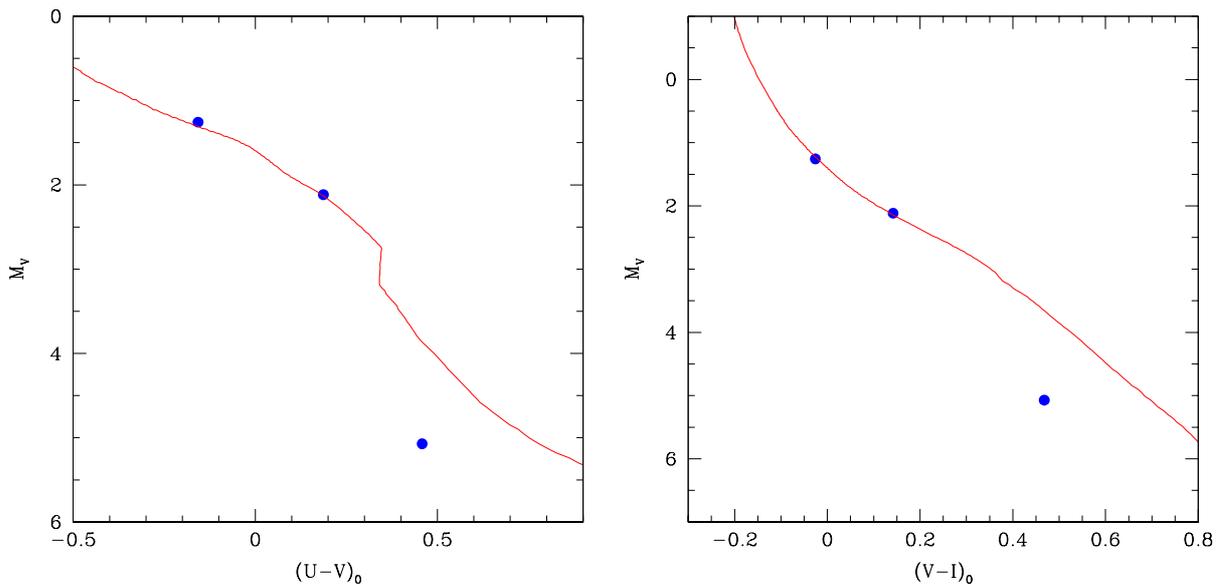


Figura 5.32: Diagramas color – magnitud del sistema WDS 09174-7454, adoptando un enrojecimiento nulo y una distancia de 76 parsecs. Se observa una buena coincidencia de las componentes A y B con la isócrona LS01 correspondiente a  $\log\tau=7$ , mientras que la componente C se ubica a la izquierda de ésta en ambos diagramas.

### WDS 10443-7052

Este sistema está clasificado como triple en el MSC. En el primer orden de jerarquía, está constituido por un par AB de movimiento propio y velocidad radial común, con una separación de  $63''$ . Por otra parte, B es un subsistema visual con una separación de  $0.61''$ .

Se realizaron observaciones espectroscópicas de A y del subsistema Bab. Se obtuvieron 6 espectros de la componente más brillante, con una base de tiempo de aproximadamente 2 años. En las correlaciones cruzadas se empleó un template de 8750 K convolucionado con un perfil rotacional de  $v_{\text{seni}}=140$  km/s. Las velocidades medidas se mantuvieron constantes dentro de los errores de medición. Sin embargo, existe cierta diferencia en-

tre el valor medio obtenido (Tabla 5.13) y la velocidad dada por Grenier et al. (1999) ( $18.31 \pm 0.74$  km/s) para esta componente.

Se obtuvieron 4 espectros del subsistema Bab, con una base de tiempo de 1.2 años. Las velocidades radiales se midieron mediante correlaciones cruzadas con un template de 7750 K, convolucionado con un perfil rotacional de  $v \sin i = 50$  km/s. Tampoco en este caso se detectaron variaciones de velocidad radial. Existe un excelente acuerdo entre el valor medio obtenido de las mediciones (Tabla 5.13) y la velocidad publicada por Grenier et al. (1999) para este subsistema.

Existe una buena coincidencia de las velocidades obtenidas para A y Bab, considerando la dispersión de las mediciones en cada caso. Este resultado, junto con la igualdad de los movimientos propios publicados en SPM4 confirman la existencia de un vínculo físico entre ambos.

#### **WDS 13152-6754**

De acuerdo al MSC, este sistema cuádruple está constituido por un subsistema triple y una cuarta componente (B), que forman un par de movimiento propio común. La separación entre ambos es de  $60''$ . El segundo orden de jerarquía está formado por el par visual AC, con una separación de  $2.7''$  y una diferencia de brillos de 5.5 magnitudes entre sus componentes. La componente C es una estrella pre-secuencia principal de masa baja (Hubrig et al. 2001). Por su parte, la componente A es un subsistema binario espectroscópico-eclipsante formado por dos estrellas de tipo B tardío. Bakis et al. (2007) realizaron un análisis espectroscópico y fotométrico de este subsistema, obteniendo parámetros orbitales y absolutos de las componentes. Dichos autores hallaron una órbita casi circular con un período próximo a 2.396 días y determinaron una velocidad del centro de masa de  $24.55 \pm 1.85$  km/s.

Dado que existía un análisis orbital detallado de Aab y que no sería posible observar la componente C -debido a su proximidad y diferencia de brillos con Aab -, las observaciones espectroscópicas se concentraron sólo en la componente B. Ésta es una estrella peculiar magnética, clasificada como kB8hF0: SrSi por Garrison y Gray (1994). Se obtuvieron 4 espectros de este objeto, con una base de tiempo de 1.2 años. Se midieron velocidades radiales empleando un template de 8000 K, convolucionado con un perfil rotacional de  $v \sin i = 35$  km/s. Éste condujo a las mejores correlaciones, con máximos de altura 0.80. No se detectaron variaciones entre las mediciones, cuyo promedio se presenta en la

Tabla 5.13.

La velocidad obtenida para B coincide con el valor hallado por Bakis et al. para esta componente ( $12 \pm 1$  km/s). Este último fue obtenido en base a dos espectros tomados con 20 días de diferencia. La coincidencia de ambos resultados refuerza el argumento de dichos autores, quienes señalan que el subsistema Aab y la componente B no están ligados gravitatoriamente. Por otra parte, los movimientos propios dados para ambos en SPM4 difieren en más de 3 sigmas. Estas evidencias conducen a concluir que el sistema múltiple analizado no está formado por cuatro componentes, sino que es un sistema triple con una compañera óptica a  $60''$ .

### WDS 14255-1958

Este sistema triple está constituido por un subsistema visual BC, con una separación de  $1''$ , que forma un par de movimiento propio y velocidad radial común con la componente A. La separación entre ésta y BC es de  $35.1''$ .

Se obtuvieron 4 espectros de la componente A, con una base de tiempo de 1.2 años. En éstos no se detectaron variaciones morfológicas que sugirieran la presencia de otra componente. Se obtuvieron muy buenas correlaciones empleando un template de 9000 K, convolucionado con un perfil rotacional de  $v \sin i = 55$  km/s. Esto es consistente con el tipo espectral A2V publicado en el MSC. Las velocidades radiales medidas se mantuvieron constantes dentro de los errores dados por la tarea *fxcor*, los cuales rondaron un promedio de 1.2 km/s. La velocidad radial media calculada y la dispersión de las mediciones se listan en la Tabla 5.13. Este resultado es algo mayor al valor publicado por Kharchenko et al. (2007) ( $-2.90 \pm 1.40$  km/s) para esta componente.

No se obtuvieron espectros de B y C, debido a que la separación “intermedia” entre las componentes no permitió observarlas individualmente ni garantizar que ambas estuvieran centradas en la ranura en una observación conjunta.

La velocidad de B medida por Kharchenko et al. ( $-1.50 \pm 1.30$  km/s) coincide con el valor obtenido en este trabajo para A. Por otra parte, los movimientos propios publicados en Hipparcos son muy próximos, dentro de los errores dados en el catálogo. Ésto no pudo verificarse con los datos de SPM4, ya que la posición de este sistema se encuentra fuera de la región de cielo que comprende el catálogo. Sin embargo, los argumentos anteriores favorecerían la confirmación del vínculo físico entre A y B.

**WDS 17592-3656**

Está clasificado como un sistema triple, en el cual las componentes A y B forman un par de velocidad radial común, con una separación de  $7.55''$ . Por su parte, A es una binaria espectroscópica y eclipsante cuyos parámetros orbitales han sido calculados por Andersen y Giménez (1985, en adelante AG85). Estos autores hallaron una órbita excéntrica ( $e=0.41$ ) para este subsistema, con un período de 3.28 días. Complementando el análisis fotométrico de Clausen et al. (1977) con sus nuevos datos espectroscópicos, AG85 determinaron parámetros absolutos para las componentes. Por otra parte, mediante la determinación de nuevas épocas de mínimos, refinaron el período de movimiento apsidal hallado previamente por Clausen et al.

La componente B no tiene estudios previos, por lo cual las observaciones espectroscópicas de este sistema se concentraron en este objeto. Se obtuvieron 8 espectros con una base de tiempo de 2 años. En éstos se midieron velocidades radiales empleando un template de 7500 K, que condujo a muy buenas correlaciones. La mayor similitud con los espectros observados se obtuvo mediante la convolución del template con un perfil rotacional de 60 km/s, consistente con la velocidad de rotación estimada por AG85 para esta componente. Estos autores hallaron una velocidad radial media de  $-18.5 \pm 1.8$  km/s, a partir de las dos únicas mediciones de velocidad radial publicadas hasta el presente para B. Las velocidades medidas en este trabajo indican que esta componente no presenta variaciones de velocidad radial y el valor medio obtenido (Tabla 5.13) está en buen acuerdo con el publicado por AG85. Por otra parte, esta velocidad es consistente con la hallada por estos autores para el centro de masa de Aab, lo cual confirma la relación física con dicho subsistema.

Por completitud, se obtuvieron dos espectros del subsistema Aab, aunque en éstos no fue posible medir por separado las velocidades de ambas componentes. Sin embargo, para comparar los datos obtenidos con la órbita calculada por AG85 se construyeron dos espectros combinados en base a los parámetros dados por dichos autores y éstos se compararon con las observaciones. Para ello, se emplearon templates sintéticos y se adoptaron las temperaturas, velocidades de rotación, parámetros orbitales y razón de luminosidades dados por estos autores. Los espectros construidos reproducen muy bien las observaciones, lo cual sugiere que existe un buen acuerdo con los parámetros hallados por AG85.

**WDS 19233+0931**

Este sistema triple está formado por un subsistema visual BC, que forma un par de movimiento propio común con la componente A. La separación entre A y BC es de  $8.6''$ . El tipo espectral publicado en el MSC para la componente más brillante (A) es A0 y su magnitud visual es 8.6. En la literatura no hay mediciones de velocidad radial publicadas para ninguna de las componentes.

Se realizaron observaciones espectroscópicas de A y BC con una base de tiempo de 1 año. De esta forma se obtuvieron 5 y 3 espectros respectivamente. La comparación de los espectros de A con templates sintéticos y observados condujo a estimar un tipo espectral A3V/A4V para esta componente. En las correlaciones cruzadas se empleó un template de 8750 K convolucionado con un perfil rotacional de  $v \sin i = 70$  km/s. De esta manera se obtuvieron picos de correlación con una altura de aproximadamente 0.90 y errores formales que rondaron un promedio de 2.0 km/s. Las mediciones condujeron a una velocidad radial constante, cuyo valor se indica en la Tabla 5.13.

La mayor similitud con el template, y por lo tanto las mejores correlaciones cruzadas de los espectros del par BC, se obtuvieron empleando un espectro sintético de 7500 K, convolucionado con un perfil rotacional de  $v \sin i = 80$  km/s. Se estimó un tipo espectral A8V para la componente B. La calidad de las correlaciones fue similar a la obtenida para los espectros de la componente A y también en este caso se obtuvo un valor constante de velocidad radial. El promedio y dispersión de las mediciones obtenidas se presentan en la Tabla 5.13. La proximidad de las velocidades medidas para A y BC permiten confirmar la existencia de un vínculo físico entre ambos.

**WDS 21251+0923**

Este sistema está formado por un subsistema visual AB, el cual forma un par de movimiento propio común con la componente C. La separación entre ambos es de  $26.6''$ . De acuerdo con el MSC, la componente A tiene un tipo espectral A2 y una magnitud visual 8.12. No hay mediciones de velocidad radial publicadas en la literatura para ninguna de las componentes.

Se obtuvieron 5 espectros del par AB, con una base de tiempo de 1 año. Los mejores resultados en las correlaciones cruzadas se obtuvieron empleando un template de 9000 K, convolucionado con un perfil rotacional de  $v \sin i = 120$  km/s. No se detectaron variaciones de velocidad radial. El valor medio obtenido junto con la dispersión de las medi-

ciones se indican en la Tabla 5.13.

La componente C se observó durante 1.4 años, obteniéndose 9 espectros. Mediante la comparación de éstos con templates sintéticos y observados se estimó un tipo espectral A8V/A9V para este objeto. En la medición de velocidades radiales se empleó un template de 7500 K, convolucionado con un perfil rotacional de  $v \sin i = 45$  km/s. De esta forma se obtuvieron picos de correlación simétricos con alturas superiores a 0.90. No se detectó variación de velocidad radial entre los espectros observados y el valor promedio hallado se presenta en la Tabla 5.13.

La coincidencia en las velocidades radiales obtenidas conduce a confirmar la existencia de un vínculo físico entre AB y C.

### 5.5.2 Sistemas con multiplicidad menor que la catalogada: probables sistemas dobles.

#### WDS 06583-3525

De acuerdo con el MSC, la componentes A y B de este sistema triple forman un subsistema visual (HIP 33544) con una separación de  $1.9''$ . Por otra parte, el vínculo físico entre AB y C establecido en dicho catálogo proviene de la similitud entre las distancias a las componentes, estimadas a partir de los tipos espectrales y magnitudes aparentes. La separación entre AB y C es de aproximadamente  $15''$ .

Dado que las dos componentes más brillantes no pudieron resolverse, sólo C se observó espectroscópicamente. Se obtuvieron 4 espectros de esta componente con una base de tiempo superior a un año. Se detectó que es una estrella Ap de tipo CP1. En particular, sus espectros presentan líneas intensas de estroncio (Sr) y cromo (Cr) y rasgos débiles de magnesio (Mg) y calcio (Ca). En las correlaciones cruzadas se empleó un template de 9250 K. No se detectaron variaciones de velocidad radial y el valor promedio obtenido se presenta en la Tabla 5.13.

Se realizaron observaciones de este sistema en los filtros *UVI*. No fue posible medir por separado las magnitudes de las componentes A y B, por lo cual los colores medidos para este par no resultaron útiles para estimar el enrojecimiento del sistema. Sin embargo, se determinó el exceso de color para la componente C y este valor se empleó para hallar los colores intrínsecos del par AB. Para estimar los colores de las componentes A y B por separado se adoptó la diferencia de magnitudes visuales publicada en el WDS y se

emplearon las isócronas LS01 para hallar la diferencia de magnitudes  $I$  y  $U$  correspondiente, asumiendo los colores intrínsecos hallados para el par. No obstante, en ningún caso se logró un buen acuerdo de la componente C con la isócrona empleada para las componentes A y B.

Los movimientos propios publicados en los catálogos Hipparcos y SPM4 para AB y C difieren en más de 1 sigma. En conclusión, tanto los resultados fotométricos como los movimientos propios publicados sugieren que la clasificación de HIP 33453 como compañera física de HIP 33544 podría no ser correcta.

### **WDS 08326-1502**

Las componentes A y B de este sistema forman un par visual con separación de  $0.3''$ . La clasificación como triple dada en el MSC se basa en considerar que A es una binaria espectroscópica sin órbita calculada, de acuerdo a lo señalado por NA85. Estos autores midieron la misma velocidad radial en dos espectros tomados con 18 días de diferencia, pero hallaron una diferencia de velocidad próxima a 15 km/s respecto a un espectro tomado aproximadamente un año después. Sin embargo, la velocidad medida por Grenier et al. (1999) más de 18 años después coincide con los dos valores medidos originalmente por NA85 ( $\approx 28$  km/s).

Dada la pequeña separación entre las componentes del par visual, el espectro obtenido contiene los rasgos de ambas. Sin embargo, es posible distinguirlas debido a que sus velocidades de rotación proyectadas son notablemente diferentes. Para la componente A, se efectuaron correlaciones cruzadas con una librería de templates sintéticos convolucionados con un perfil rotacional de  $v \sin i = 190$  km/s, teniendo en cuenta la velocidad de rotación publicada por Royer et al. (2007). De esta forma se midió la velocidad radial que se presenta en la Tabla 5.13, que concuerda con las dos primeras mediciones de NA y con el valor dado por Grenier et al. Esto parecería indicar que la velocidad de esta componente es constante y que no es correcto afirmar que es un subsistema espectroscópico, teniendo en cuenta que sólo una medición de velocidad radial publicada se aparta de las restantes.

En el espectro obtenido, el patrón de líneas finas de la componente B se superpone a los rasgos espectrales ensanchados de su compañera más brillante. Se efectuaron correlaciones cruzadas empleando templates con temperaturas comprendidas entre 4000 y 8000 K, con intervalos de 250 K. En éstas se filtraron las bajas frecuencias con el objeto de eliminar la contribución del objeto de alta rotación. Los mejores resultados se obtuvieron para un

template de 5000 K, con el que se midió la velocidad de la componente B que se presenta en la Tabla 5.13. Este valor es consistente con la existencia de un vínculo físico entre las componentes del par visual, teniendo en cuenta la incerteza de la velocidad medida para la componente A.

### **WDS 13518-3300**

En el primer orden de jerarquía, este sistema triple está formado por un par AB con una separación de  $7.85''$ . El vínculo físico entre dichas componentes se ha establecido en base al criterio de la paralaje dinámica hipotética y a la similitud entre las distancias estimadas para ambas. Por su parte, B es un subsistema binario espectroscópico de línea simple, cuyos parámetros orbitales han sido calculados por Levato et al. (1987). Dichos autores hallaron un período de 17.428 días y una excentricidad de 0.21.

La componente A tiene una clasificación espectral B5 “He weak” en el catálogo de Renson y Manfroid (2009). Por su parte, Schöller et al. (2010) señalaron que ésta es una estrella de HgMn que pertenece, en particular, al subgrupo de los objetos PGa. Éstos exhiben deficiencias de He y fuertes sobreabundancias de P y Ga. Se obtuvieron 4 espectros de esta componente, con una base de tiempo de 1.2 años. En la medición de velocidades radiales mediante correlaciones cruzadas se empleó un template sintético de  $T=16000$  K y  $\log g=3.0$ . No se detectaron variaciones de velocidad radial y el valor medio obtenido es  $6.16 \pm 0.11$  km/s (Tabla 5.13). Cabe mencionar que Levato et al. clasificaron a esta estrella como posible variable de velocidad radial, en contraposición con los resultados obtenidos en este trabajo. Por otra parte, las 5 mediciones de velocidad radial dadas en SIMBAD para este objeto, varían entre 9 y 13 km/s. No obstante, la velocidad media obtenida en esta investigación está en buen acuerdo con el valor publicado por Kharchenko et al. (2007) ( $7.5 \pm 1.6$  km/s).

Se tomaron algunos espectros de la componente B, con el objetivo principal de medir velocidades radiales para Bb. Sin embargo, no fue posible detectar las líneas espectrales de este objeto. Por otra parte, los espectros obtenidos estaban contaminados por la luz de la compañera visual más brillante y la magnitud de este efecto variaba entre distintas noches de observación. No obstante, sería interesante realizar nuevas mediciones de velocidad radial para Ba y comparar los resultados obtenidos con la órbita calculada más de 20 años atrás por Levato et al.

La velocidad publicada para el centro de masa de Bab ( $-0.3 \pm 0.5$  km/s) no coincide

con la velocidad obtenida en este trabajo para su compañera visual. También existe un claro desacuerdo entre los movimientos propios dados para ambos en SPM4, aunque cabe mencionar que existe una diferencia superior a 4 magnitudes entre la magnitud dada por dicho catálogo para el objeto en la posición de Bab y el valor publicado en el MSC. Esto hace sospechar que no sea correcta la identificación de este subsistema. Aún así, las diferencias en velocidad radial ponen en duda la existencia de un vínculo físico entre A y Bab.

### **WDS 16406+0413**

Está clasificado en el MSC como un sistema triple, cuyo primer orden de jerarquía está formado por un par AB de movimiento propio y velocidad radial común, con una separación de  $69.6''$ . Por su parte, la componente B está catalogada como un subsistema visual con separación de  $0.15''$ , sin órbita calculada. Esta clasificación se basa en las detecciones realizadas por McAlister y Hartkopf (1984), empleando interferometría speckle. Sin embargo, luego de 9 intentos fallidos (con una base de tiempo de casi 6 años) por confirmar la detección de este par visual, dichos autores se retractaron de tal clasificación y señalaron que este objeto no presenta evidencia de duplicidad (McAlister et al. 1993). No obstante, este par espurio aún está incluido en el WDS como CHARA 56 y probablemente por esta razón tampoco ha sido excluido del MSC. En consecuencia, WDS 16406+0413 no debería clasificarse como un sistema múltiple, ya que por el momento no existen evidencias de que incluya una tercera componente. Sin embargo, este sistema forma parte de la muestra seleccionada originalmente del MSC y se observó tanto espectroscópicamente como fotométricamente. A continuación se describen los resultados obtenidos, aunque por el momento éstos no contribuyan a la estadística de sistemas múltiples.

Se obtuvieron 4 espectros para cada componente del par AB con una base de tiempo de 1.2 años. Para medir velocidades radiales en los espectros de la componente A se seleccionó un template de 10000 K de temperatura, convolucionado con un perfil rotacional de 150 km/s. Por otra parte, las mejores correlaciones con los espectros de la componente B se obtuvieron empleando un template de 7750 K y  $v \sin i = 80$  km/s. No se detectaron variaciones de velocidad radial en ninguno de ambos casos y las mediciones concuerdan con las publicadas previamente en la literatura para las dos componentes. Los valores medios y las dispersiones cuadráticas medias de las velocidades medidas se listan en la Tabla 5.13. La coincidencia en las velocidades de A y B confirma el vínculo físico entre

ambas componentes.

Se realizaron observaciones en los filtros *UVI* de este sistema. De esta forma, se construyó el diagrama color – color que se presenta en la Figura 5.33. El acuerdo de ambas componentes con los modelos LS01 condujo a adoptar un enrojecimiento nulo. En base a la comparación de la posición de las componentes con las isócronas teóricas en los diagramas color – magnitud (Figura 5.34), se estimó una distancia de 104 pc y una edad de  $10^{8.35}$  años para el sistema. Adoptando las paralajes Hipparcos para las componentes, se obtiene una distancia de aproximadamente 90 pc y una edad de  $10^{8.15}$  años.

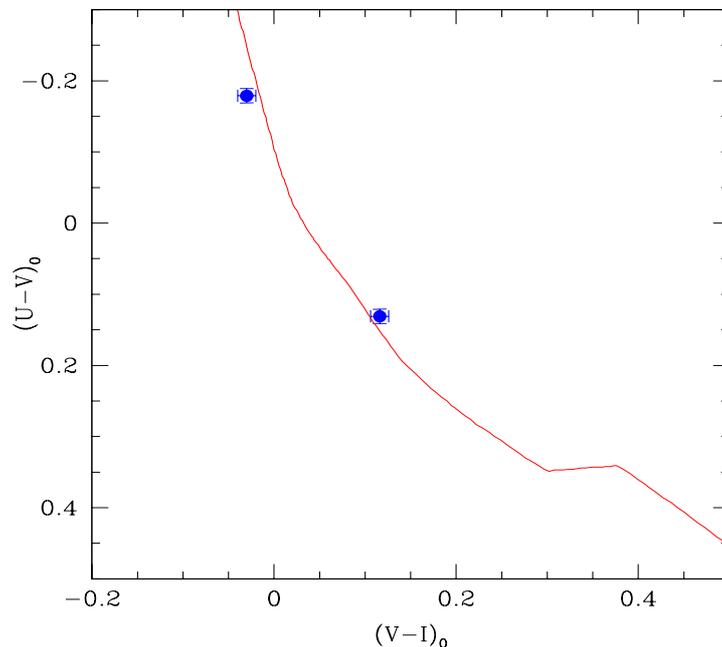


Figura 5.33: Diagrama color – color del sistema WDS 16406+0413, considerando  $E(V-I) = 0$ . En color rojo se presenta la isócrona LS01 correspondiente a  $\log\tau=8.35$ .

### WDS 17082-0105

De acuerdo al MSC, este sistema triple está formado por un par visual AB, en el cual la componente A es un subsistema binario espectroscópico. La separación entre A y B es de  $0.57''$  y el período orbital de este sistema es de 137 años. La clasificación de A como binaria espectroscópica proviene del trabajo de Heintz (1981), quienes obtuvieron una medición de velocidad radial para esta componente. Dichos autores señalan que el valor hallado confirma que A es una binaria espectroscópica con una amplitud de 55 km/s,

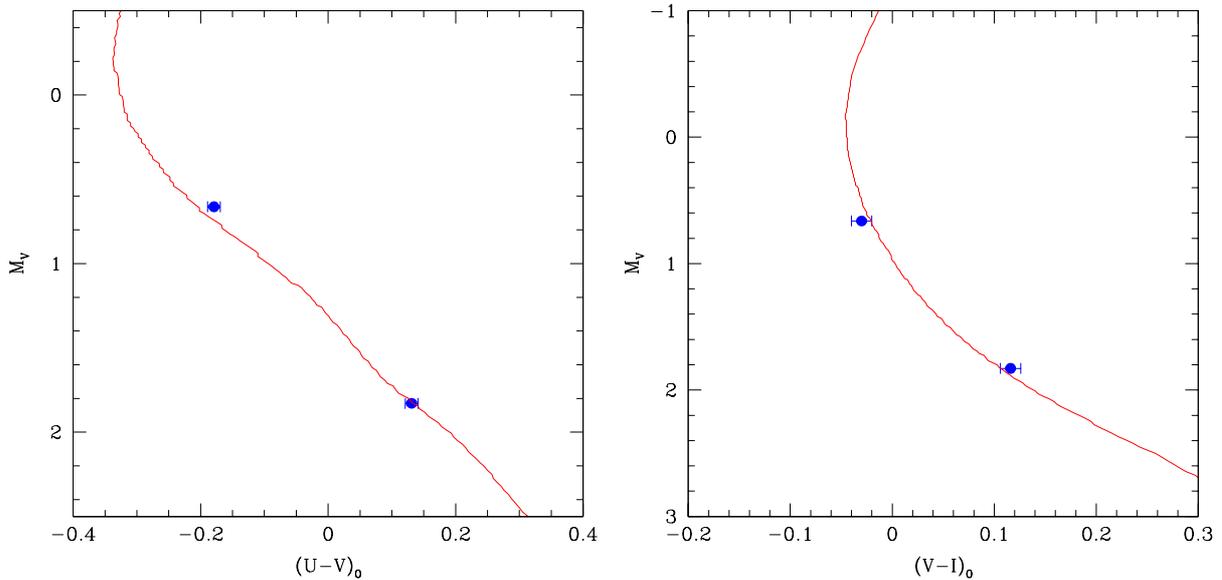


Figura 5.34: Diagramas color – magnitud del sistema WDS 16406+0413, para un enrojecimiento nulo y una distancia de 104 parsecs. Se obtuvo un buen acuerdo de los resultados con la isócrona LS01 correspondiente a  $\log\tau=8.35$  (línea roja).

presumiblemente -aunque no está aclarado en la publicación- considerando la diferencia con una medición publicada 44 años antes por Harper (1937).

Con el objetivo principal de hallar la órbita espectroscópica de Aab, este sistema se observó con frecuencia, principalmente en los primeros turnos. Se obtuvieron 9 espectros con una base de tiempo superior a 1.5 años, entre los cuales no se detectaron cambios morfológicos. Para medir velocidades radiales se seleccionó un template de 9250 K, acorde con el tipo espectral A1V publicado para A. Éste se convolucionó con un perfil rotacional de  $v \sin i = 125$  km/s, considerando la velocidad de rotación publicada por Díaz et al. (2011). No se detectaron variaciones de velocidad radial entre los espectros obtenidos. Las mediciones condujeron al valor medio que se indica en la Tabla 5.13.

Los resultados obtenidos indican que A no es un subsistema binario, dado que su velocidad permanece constante sobre la base de tiempo de las mediciones. Sin embargo, existe una diferencia de aproximadamente 44 km/s con la velocidad medida por Heintz más de 25 años atrás. Es posible que esta componente sea un subsistema binario de largo período, pero en este caso su amplitud de velocidad radial debería ser mucho menor que dicha diferencia de velocidades. La velocidad obtenida en este trabajo difiere en más de 10 km/s del valor publicado por Harper (-37.3 km/s). En conclusión, los resultados

del relevamiento realizado en esta investigación no permiten confirmar que éste sea un subsistema espectroscópico y sugieren que es probable que el sistema no esté formado por tres componentes, sino que se trate sólo de una binaria visual. No obstante, la comparación con los valores publicados señala que posiblemente A varía en velocidad radial, en cuyo caso debería tener un período muy superior a la base de tiempo de las observaciones efectuadas.

### **WDS 17505-5337**

El primer orden de jerarquía de este sistema triple está constituido por el par AB, cuyo vínculo físico se ha establecido en base a la paralaje dinámica y a la coincidencia de velocidades radiales y distancias estimadas a las componentes. La separación entre A y B es de  $12.3''$  y la primera es 3.3 magnitudes más brillante que su compañera. Por otra parte, A es un subsistema binario espectroscópico y eclipsante, cuyas componentes tienen tipos espectrales B3V y B4V.

Los parámetros orbitales del subsistema Aab han sido determinados por Andersen (1983), quien halló una órbita de pequeña excentricidad ( $e = 0.053$ ) con un período de 3.169 días. Clausen (1996) complementó sus resultados fotométricos con los elementos espectroscópicos hallados por Andersen y determinó los parámetros absolutos de las componentes. El análisis más reciente del movimiento apsidal de esta binaria ha sido realizado por Wolf y Zejda (2005). Dichos autores detectaron que, sustrayendo la influencia del movimiento apsidal, los residuos observado – calculado de los mínimos fotométricos estaban afectados por un efecto de tiempo de viaje de luz. A partir de ello, predijeron la existencia de un tercer cuerpo ligado físicamente a este subsistema. Cabe aclarar que este objeto no podría ser la componente B, ya que ésta se encuentra demasiado alejada como para producir el efecto observado.

En base a 2 observaciones, Andersen halló una velocidad radial de  $-10.2 \pm 1.2$  km/s para la componente B visual, mientras que la velocidad del centro de masa de Aab es de  $-4.3 \pm 1.0$  km/s. Dicho autor señaló que esta diferencia es lo suficientemente grande como para poner en duda la existencia de un vínculo físico con el sistema eclipsante, a menos que B también sea un subsistema binario. En esta investigación se obtuvieron 6 espectros de esta componente, pero 2 de ellos fueron de menor calidad. Cabe mencionar que éste es uno de los objetos más débiles observados ( $V = 9.3$ ) y que se encuentra próximo a una compañera visual 20 veces más brillante. Por lo tanto, se midieron velocidades radiales en

4 espectros, con una base de tiempo de 1.2 años. En las correlaciones cruzadas se empleó un template de 9250 K, consistente con el tipo espectral A1V publicado para este objeto. Dicho espectro sintético se convolucionó con un perfil rotacional de  $v \sin i = 80$  km/s. Se obtuvo una velocidad radial constante, cuyo valor se indica en la Tabla 5.13, junto con la dispersión de las mediciones. Por otra parte, la velocidad obtenida coincide con el valor hallado por Andersen más de 25 años atrás. Esto conduce a concluir que esta componente es una estrella simple.

Como ya se mencionó, la diferencia de velocidad entre el centro de masa de Aab y B sugiere que estos objetos podrían no estar ligados gravitatoriamente. Este argumento se ve reforzado por la falta de coincidencia en sus movimientos propios publicados en SPM4, los cuales difieren en más de 1 sigma. Por lo tanto, lo más probable es que la binaria eclipsante y la componente B catalogada no formen un sistema múltiple físico.

---

## CAPITULO 6

# DISCUSIÓN Y CONCLUSIONES

---

### *6.1 Límites de detección de subsistemas espectroscópicos*

Las posibilidades de detección de sistemas binarios en base a observaciones espectroscópicas dependen fundamentalmente de dos factores relacionados. Uno de ellos es la mínima variación de velocidad radial detectable, establecida esencialmente por la precisión de las mediciones. El otro es la base de tiempo de las observaciones, que determinará cuál es el máximo período orbital que es posible detectar. Sin embargo, si el período de una binaria es demasiado largo (varios cientos de años), ésta no podrá ser identificada aún cuando las observaciones cubran una escala de tiempo comparable, ya que la amplitud de velocidad radial estará por debajo del límite de detección.

El relevamiento espectroscópico realizado ha proporcionado varios subsistemas con períodos en el rango entre 3 y 250 días. Sin embargo, resulta interesante evaluar aproximadamente cuáles son los límites de detección de este análisis. Para ello, se considerarán los errores en las mediciones de velocidades radiales y se emplearán algunas ecuaciones asociadas al movimiento orbital en un sistema binario.

La mínima variación de velocidad radial que puede ser detectada para un objeto depende fuertemente de su velocidad de rotación. Esto se debe a que las mediciones de velocidad radial son más imprecisas cuanto más ensanchadas están las líneas espectrales de la estrella por efecto de la rotación. En consecuencia, los errores de medición -y por lo tanto la mínima variación de velocidad detectada- son más altos cuanto mayor es la velocidad de rotación proyectada del objeto. En este trabajo se considera que, aproximadamente, para detectar que un objeto de baja rotación ( $v \text{ sen } i < 100 \text{ km/s}$ ) es un subsistema espectroscópico, éste debe presentar variaciones de velocidad radial mayores a 5 km/s, mientras que para un objeto de alta rotación ( $v \text{ sen } i > 200 \text{ km/s}$ ) éstas deben

superar 20 km/s.

Para obtener una expresión que permita hallar la semiamplitud de la variación de velocidad radial de la componente primaria de un sistema binario en función de las masas de las componentes, en primer lugar se recordarán brevemente algunas ecuaciones asociadas al movimiento orbital.

La semiamplitud de la curva de velocidad radial de la componente primaria de un sistema binario está dada por:

$$K_1 = \frac{2\pi a_1 \sen i}{P\sqrt{1-e^2}} \quad (6.1)$$

donde  $a_1$  es el semieje mayor de la órbita de dicha componente en torno al centro de masa y  $P$ ,  $i$  y  $e$  son el período, la inclinación y la excentricidad orbital, respectivamente.

Por otra parte, los semiejes mayores de las órbitas verdaderas de ambas componentes en torno al centro de masa ( $a_1$  y  $a_2$ ) y el correspondiente a la órbita relativa ( $a$ ) están relacionados por:  $a = a_1 + a_2$ .

De acuerdo con la tercera ley de Kepler:  $M_1 + M_2 = a^3/P^2$  para  $M_1$  y  $M_2$  expresadas en masas solares ( $M_\odot$ ),  $a$  en unidades astronómicas (UA) y  $P$  en años solares medios. Finalmente, si  $q$  es la razón de masas  $M_2/M_1$ , se verifica:  $q = a_1/a_2$ .

Empleando las relaciones anteriores, se obtiene la siguiente expresión para la semiamplitud  $K_1$ :

$$K_1 = 9.5129 \frac{\pi q \sen i}{\sqrt{1-e^2}} \left( \frac{M_1}{P(1+q)^2} \right)^{1/3} \quad (6.2)$$

donde, como es usual, las unidades de  $K_1$  son km/s, para  $P$  en años y  $M_1$  en  $M_\odot$ . Se expresará la ecuación anterior de la forma:

$$K_1 = G(M, P, q) \sen i \quad (6.3)$$

donde

$$G(M, P, q) = 9.5129 \frac{\pi q}{\sqrt{1-e^2}} \left( \frac{M_1}{P(1+q)^2} \right)^{1/3} \quad (6.4)$$

Si  $\Delta$  es el límite de detección establecido de acuerdo con la rotación del objeto observado, será posible detectar las variaciones de velocidad de la componente primaria de un subsistema binario si éstas superan dicho valor, es decir, si  $K_1 > \Delta \equiv G \sin i_0$  o, en otras palabras, si  $\sin i > \frac{\Delta}{G} \equiv \sin i_0$ .

Considerando una distribución aleatoria de inclinaciones, la probabilidad de que un subsistema tenga una inclinación  $i > i_0$  es:

$$P(i > i_0) = \int_{i_0}^{\pi/2} 2\pi \sin i \, di = \int_{i_0}^{\pi/2} \sin i \, di = -\cos i \Big|_{i_0}^{\pi/2} = \cos i_0 \quad (6.5)$$

Luego, la probabilidad de detectar un subsistema será:  $D = \cos i_0 = \sqrt{1 - \left(\frac{\Delta}{G}\right)^2}$ .  
Explícitamente:

$$D = \sqrt{1 - (1 - e^2) \left(\frac{\Delta}{9.5129 \pi q}\right)^2 \left[\frac{P(1+q)^2}{M_1}\right]^{2/3}} \quad (6.6)$$

En las Figuras 6.1 y 6.2 se presentan los resultados de la ecuación anterior para subsistemas binarios con baja y alta rotación respectivamente, considerando diferentes períodos y razones de masa. De acuerdo con los tipos espectrales estimados, el rango de masas de las componentes observadas cubre aproximadamente desde 2 a  $8 M_\odot$ . Para simplificar, en dichas figuras se presentan las probabilidades de detección para una componente primaria con una masa promedio de  $5 M_\odot$ . También se adoptó  $e = 0$ , ya que esto conduce a un límite inferior para  $K_1$ .

Para períodos menores a 10 días, es posible asumir que la rotación de las componentes de la binaria está sincronizada con el movimiento orbital. Esto conduce a velocidades de rotación bajas para subsistemas con períodos comprendidos entre 2 y 10 días. Como se observa en la Figura 6.1, la probabilidad de detección es superior al 90% para binarias con razones de masa superiores a 0.07 y períodos en este rango. Esto permite concluir que el relevamiento realizado es completo en este rango de períodos y por lo tanto permitiría detectar la mayor parte de los subsistemas binarios cerrados. Esta conclusión no es válida para subsistemas con períodos menores a 2 días, ya que en este caso la sincronización de las componentes las conducirá a velocidades de rotación altas.

Para sistemas de baja rotación, la completitud de este análisis se extiende incluso hasta períodos de 100 días, ya que en este caso, la probabilidad de detección es superior al 90% para los subsistemas con razones de masa superiores a 0.16. Por otra parte, en el

caso de binarias de alta rotación, el relevamiento sólo puede considerarse completo para subsistemas con componentes de igual masa ( $q = 1$ ).

El relevamiento no es completo para períodos superiores a 100 días, independientemente de las velocidades de rotación de las componentes. En particular, asumiendo una distribución uniforme de razones de masa, sólo sería posible detectar alrededor de la mitad de las binarias con componentes de baja rotación y períodos entre 2 y 4 años. En este rango de períodos, sólo se detectaría una pequeña fracción de los subsistemas de alta rotación y razones de masa próximas a 1.

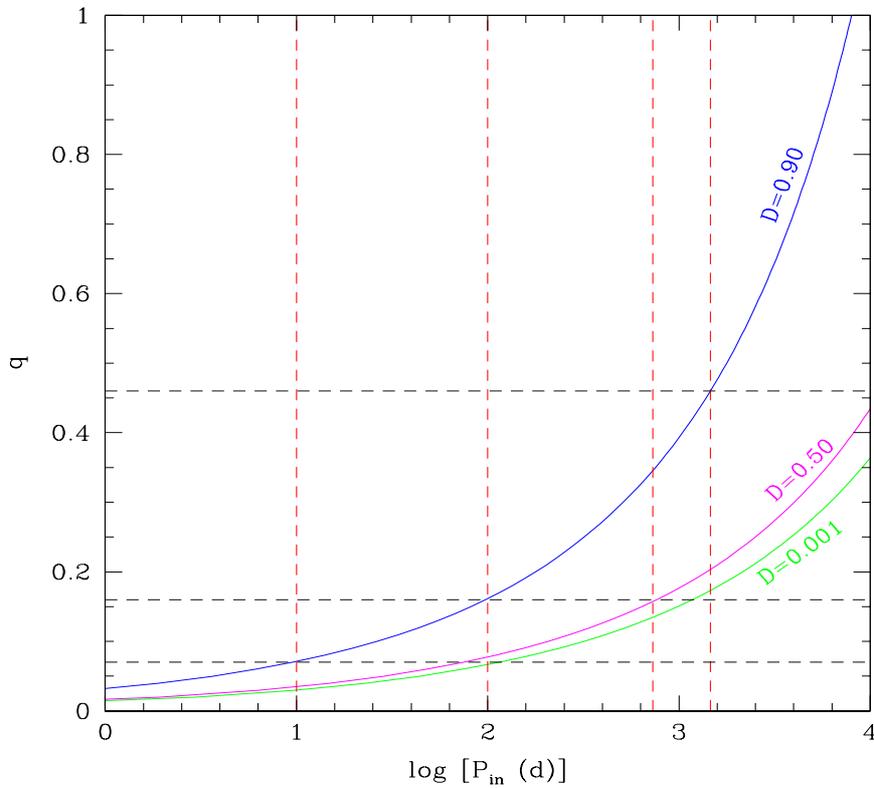


Figura 6.1: Probabilidad de detección de la componente primaria de subsistemas de baja velocidad de rotación proyectada ( $< 100 \text{ km/s}$ ), considerando una masa de  $5 M_{\odot}$  (ver explicación en el texto).

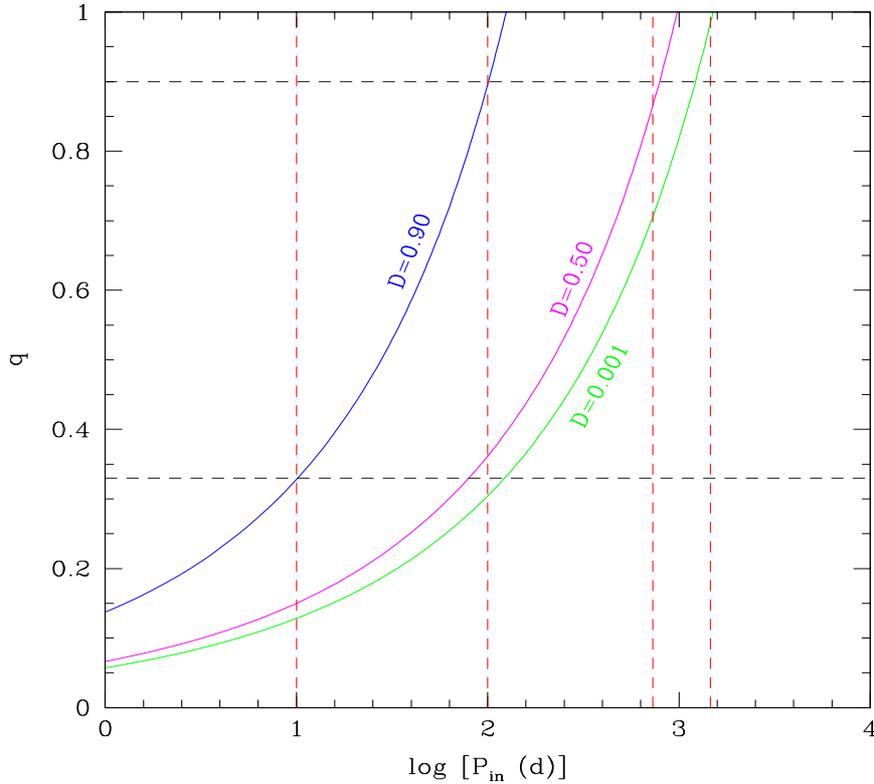


Figura 6.2: Probabilidad de detección de la componente primaria de subsistemas con componentes de alta velocidad de rotación proyectada ( $> 100$  km/s), considerando una masa de  $5 M_{\odot}$  (ver explicación en el texto).

## 6.2 Orden de multiplicidad

Los resultados obtenidos indican que más de la mitad de los sistemas analizados tienen un orden de multiplicidad distinto del catalogado en el MSC. En varios casos, esto se debe a la detección de nuevas componentes, principalmente a través del análisis de los datos espectroscópicos. Sin embargo, también son numerosos aquellos sistemas de la muestra para los cuales se ha estimado un orden de multiplicidad menor que el publicado. En algunos de ellos no ha sido posible confirmar el vínculo físico entre todas las componentes catalogadas. En otros sistemas, se ha considerado que existe una identificación errónea del algún subsistema, a partir de los datos obtenidos y de aquellos disponibles en la literatura. Esto conduce a concluir que parte de los sistemas seleccionados del MSC podrían ser sistemas dobles, clasificados erróneamente como múltiples, teniendo en cuenta la información disponible hasta el momento.

En la Tabla 6.1 se presenta la lista de sistemas para los que se han hallado cambios en la multiplicidad. Para cada uno de ellos se compara el número de componentes catalogadas con el obtenido en este trabajo. Por otra parte, en dicha tabla se indica el par separado para el cual se ha verificado el vínculo físico entre las componentes. Como se describió en el Capítulo 5, esto se realizó principalmente empleando datos de velocidad radial, los cuales se complementaron con información de movimientos propios y/o resultados fotométricos. En las tres últimas columnas se sintetizan los resultados obtenidos por estos distintos métodos en cada caso.

La muestra original seleccionada del MSC está constituida por 30 sistemas, de los cuales 25 están clasificados como triples, 4 como cuádruples y 1 como séxtuple. Es decir, esto representa fracciones del 84%, 13%, 0% y 3% para sistemas de orden 3, 4, 5 y 6, respectivamente. Excluyendo los 7 sistemas cuya clasificación como múltiples es dudosa y teniendo en cuenta que se ha agregado un nuevo sistema (ver WDS 20118-6337 en Tabla 6.1), la muestra final está formada por 24 múltiples.

Las fracciones correspondientes a distintos órdenes de multiplicidad en la muestra final son del 50%, 29%, 12.5% y 8.5% para sistemas de orden 3, 4, 5 y 6, respectivamente. Estos porcentajes son claramente diferentes de los obtenidos para la muestra original, en base a la clasificación del MSC. Estos resultados indican que la fracción de sistemas de orden mayor a tres es comparable a la de sistemas triples, lo cual sugiere que los sistemas múltiples de alto orden son más frecuentes que lo estimado hasta el momento.

Es de esperar que la fracción real de sistemas con multiplicidad mayor que 3 sea superior a la obtenida. Los resultados estadísticos para sistemas múltiples de masa baja cercanos (distancias menores a 50 pc) señalan que, en su formación, la relación entre los períodos de órbitas en niveles jerárquicos adyacentes toma valores entre 5 y  $10^4$  (Tokovinin 2004). El límite inferior está determinado por las condiciones necesarias para la estabilidad del sistema. Sin embargo, pueden existir relaciones superiores a  $10^4$  si se consideran órbitas interiores con períodos menores a 10 días. Éstas podrían ser el resultado de la contracción de una órbita inicial de mayor período, como consecuencia de la acción combinada de ciclos de Kozai y fricción por mareas. Esto sugiere que en aquellos sistemas en que la órbita interior tiene un período mayor a 30 días y la relación entre los períodos de las órbitas exterior e interior supera  $10^4$ , es muy probable que existan otros niveles de jerarquía intermedios no descubiertos.

Tabla 6.1: Resumen de los resultados obtenidos para los sistemas en los que se han detectado cambios en la multiplicidad.

| Sistema<br>(WDS) | Multiplicidad |         | Subsistema | Vínculo físico |              |        |
|------------------|---------------|---------|------------|----------------|--------------|--------|
|                  | Catal.        | Obt.    |            | VR             | Mov. propios | Fotom. |
| 06214+0216       | 3             | 4(+?)   | –          | –              | –            | –      |
| 06583-3525       | 3             | 2 y 1   | AB – C     | –              | No           | No     |
| 08079-6837       | 3             | 5       | A – B      | Sí             | –            | –      |
| 08263-3904       | 4             | 5?(fot) | A – BC     | Sí             | Sí           | Sí     |
| 08314-3904       | 3             | 4 y 1   | AB – C     | No             | No           | –      |
| 08326-1502       | 3             | 2       | A – B      | Sí             | –            | –      |
| 10209-5603       | 3             | 4       | A – B – C  | Sí             | No           | –      |
| 13152-6753       | 4             | 3 y 1   | AC – B     | No             | No           | –      |
| 13226-6059       | 3             | 4       | AB – C     | Sí             | –            | –      |
| 13518-3300       | 3             | 1 y 2?  | A – B      | No             | No           | –      |
| 15088-4517       | 3             | 4       | –          | –              | –            | –      |
| 15185-4753       | 3             | 2 y 2   | AB – C     | No             | No           | –      |
| 16406+0413       | 3             | 2       | A – B      | Sí             | –            | Sí     |
| 17082-0105       | 3             | 2       | –          | –              | –            | –      |
| 17268-4550       | 3             | 6(+?)   | AB – C     | –              | Sí           | –      |
| 17505-5337       | 3             | 2 y 1   | A – B      | No             | No           | –      |
| 20118-6337       | 3             | 3 y 5?  | AB – C     | No?            | No           | –      |

En la Figura 6.3 se grafica, en escala logarítmica, la razón entre los períodos de la órbita exterior e interior en función del período de la órbita interior para cada par de jerarquías adyacentes en los subsistemas de la muestra analizada. Es decir, en los sistemas triples con dos niveles de jerarquía, la órbita exterior (nivel 1) e interior (nivel 2) están definidas unívocamente y sólo existe la relación de períodos  $P_1/P_2$ . Sin embargo, en otros sistemas de mayor multiplicidad existe más de una relación de períodos exterior/interior. Por ejemplo, para los sistemas cuádruples con dos niveles de jerarquía se han calculado  $P_1/P_2$  y  $P_1/P_3$ , mientras que para aquellos con tres niveles de jerarquía consecutivos se han obtenido  $P_1/P_2$  y  $P_2/P_3$ . Cabe aclarar que no ha sido posible incluir todas las jerar-

quías de todos los sistemas de la muestra, ya que para una fracción de ellas no se dispone de determinaciones de período. En la Figura 6.3, todos los puntos que se encuentran por debajo de  $\log(P_{ext}/P_{in}) = 4$  (color azul) representan órbitas cuyas relaciones de períodos se encuentran dentro del rango esperado para niveles de jerarquía adyacentes. Por otra parte, el punto que se ubica por encima de esta relación y a la derecha de la línea correspondiente a  $\log P_{in} = 1.477$  ( $P_{in} = 30$  días) representa al sistema WDS 17301-3343 (color rojo). Por lo explicado anteriormente, se esperaría que en este caso exista alguna órbita de jerarquía intermedia aún no descubierta y que el sistema tenga una multiplicidad mayor que la conocida. Finalmente, aquellos puntos que se encuentran en la región de períodos interiores menores a 30 días y relaciones de períodos entre niveles adyacentes superiores a  $10^4$  (color verde) corresponden a subsistemas interiores que podrían haberse contraído como consecuencia de algún mecanismo de migración. Sin embargo, también en estos casos es posible que existan órbitas intermedias no detectadas hasta el momento. En éstas, la separación entre las componentes estaría típicamente en el rango  $0.05'' - 0.5''$  y por lo tanto habrían sido difíciles de detectar con las técnicas de observación convencionales. Sin embargo, con la aplicación creciente de técnicas de alta resolución angular en imagen directa, es previsible que aumente el número de subsistemas visuales conocidos con separaciones en este rango intermedio, como señalan algunos trabajos recientes para estrellas de masa baja (Tokovinin 2010).

### 6.3 Modelos de formación y evolución de múltiples

Como se mencionó en la sección 6.2, los resultados obtenidos indican que existe una fracción significativa de sistemas múltiples de orden mayor a tres en la muestra analizada. Esto es consistente con los resultados de las simulaciones que combinan acreción de gas y dinámica de  $N$  cuerpos. Delgado-Donate et al. (2004) hallaron un porcentaje elevado de sistemas altamente jerárquicos como consecuencia de la fragmentación del núcleo molecular. Incluso después de la interacción dinámica de dichos fragmentos, que disminuyó la fracción de multiplicidad, la cantidad de sistemas con más de cuatro componentes es más de dos veces superior a la de sistemas triples.

Los modelos de  $N$  cuerpos puros predicen sistemas triples con relaciones entre los períodos exterior e interior próximas al límite de estabilidad ( $P_{ext}/P_{in} \sim 10$ ) y razones de masa exteriores bajas ( $q_{ext} < 0.2$ ). Sin embargo, esto no es consistente con algunos resultados estadísticos obtenidos hasta el momento (Tokovinin 2008). En este sentido,

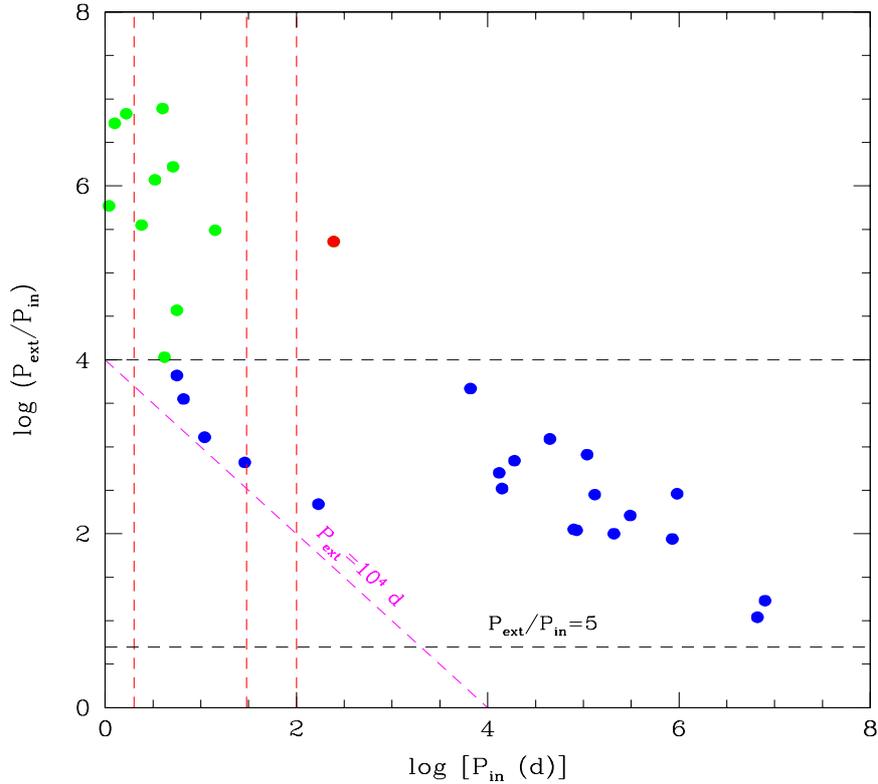


Figura 6.3: Razones de períodos exterior/interior en función de los períodos interiores para órbitas de jerarquías adyacentes en los sistemas analizados. En líneas punteadas de color rojo se destacan  $P_{in} = 2, 30$  y  $100$  días. Los límites  $P_{ext}/P_{in} = 5$  y  $P_{ext}/P_{in} = 10^4$  se indican en líneas punteadas de color negro (ver explicación en el texto).

en la Figura 6.3 se observa que casi todas las relaciones de períodos entre órbitas de jerarquías consecutivas calculadas en este trabajo son mayores que 100. Sólo existen dos excepciones que corresponden a pares muy separados y por lo tanto con estimaciones de períodos muy inciertas en el MSC. Para obtener aproximadamente las razones de masa exterior e interior de los sistemas triples analizados se han estimado las masas de sus componentes en base al tipo espectral, en los casos en que se contaba con esta información. En algunos pares visuales próximos se estimó el tipo espectral de la componente más débil teniendo en cuenta la diferencia de magnitudes con su compañera más brillante. Para las binarias espectroscópicas de línea simple se consideró un rango de masas posibles para la componente no detectada. De esta forma se obtuvo que el 73% de los sistemas triples tienen razones de masa exteriores superiores a 0.40, en contraposición a lo que predicen

las simulaciones dinámicas puras.

Como se explicó anteriormente, la acreción de gas es un factor que influye en los parámetros finales de los subsistemas binarios formados por fragmentación. Sin embargo, si tales parámetros están determinados únicamente por dicho mecanismo se esperaría que todos estos subsistemas tuvieran razones de masa próximas a 1. En esta investigación se han descubierto subsistemas espectroscópicos de corto período en varios de los sistemas múltiples analizados. En otros casos, se han obtenido los parámetros orbitales de sistemas detectados previamente. Esto permite investigar el comportamiento de las razones de masa de las binarias de corto período en sistemas múltiples. En la Figura 6.4 se presentan las razones de masa obtenidas en función del período orbital, para sistemas con períodos menores a 30 días. En el gráfico no se incluyen 3 subsistemas binarios espectroscópicos de línea simple, para los que se estimaron razones de masa menores que las representadas. No se ha detectado ninguna correlación entre las razones de masa y los períodos de los subsistemas interiores cerrados y más de la mitad de éstos tienen razones de masa menores a 0.7. Esto indica que la acreción de gas no puede ser el único mecanismo que condujo al endurecimiento de dichas binarias. Es posible que éstos también hayan experimentado la acción combinada de ciclos de Kozai y fricción por mareas hasta alcanzar las configuraciones actuales.

En la Figura 6.3 se observa que existe un vacío en la región correspondiente a  $P_{ext} < 10^4$  días. Teniendo en cuenta que se ha realizado un relevamiento completo para  $2 \text{ días} < P_{in} < 100$  días, se estima que la ausencia de subsistemas interiores en esa región del diagrama representa una falta real de binarias formadas con estas características. Esto sugiere que todos los subsistemas detectados con períodos menores a 100 días se han originado como consecuencia de la contracción de binarias más amplias. Éstas habrían evolucionado hacia órbitas más pequeñas siguiendo en el diagrama líneas de  $P_{ext}$  constante (paralelas a la línea diagonal de trazos en color magenta). Por lo tanto, si esos sistemas tenían originalmente configuraciones con  $P_{ext}/P_{in} < 10^4$ , los períodos interiores iniciales deberían haber estado en el rango  $10^2 - 10^4$  días, ocupando otra zona despoblada del diagrama. El vacío en el rango de períodos entre 30 y  $10^4$  días también ha sido hallado por Tokovinin (2008) en su análisis estadístico de los sistemas triples y cuádruples del MSC. Sin embargo, dicho autor plantea que éste puede ser un efecto de selección. En base al análisis realizado es posible confirmar que se trata de una deficiencia real de sistemas en la región de períodos menores a 100 días, pero no es posible extender esta conclusión hasta

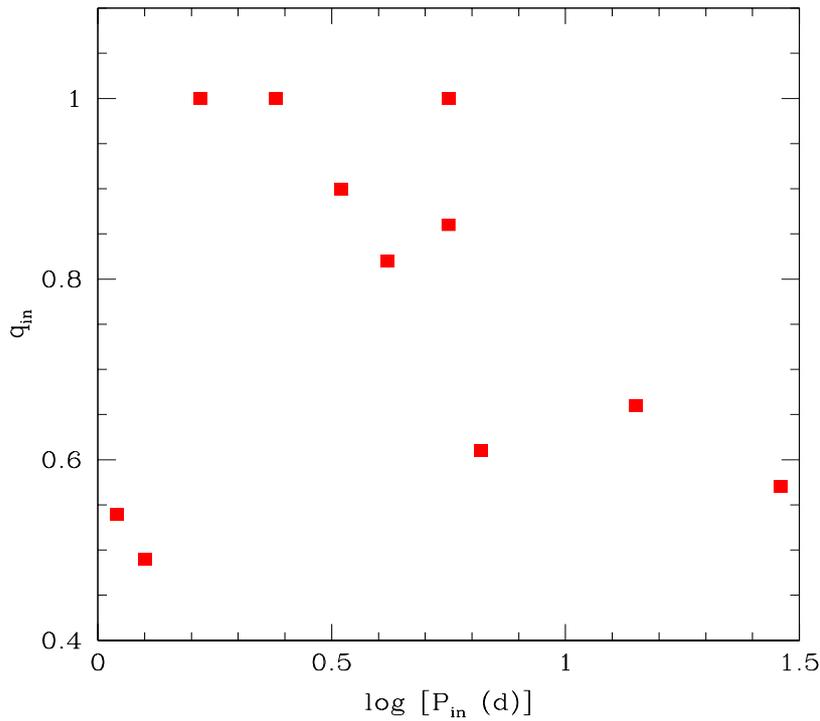


Figura 6.4: Razones de masa de los subsistemas interiores cerrados en función del período orbital, exceptuando tres binarias de línea simple. No se observa ninguna correlación entre ambos parámetros.

períodos de  $10^4$  días.

#### 6.4 Estabilidad

Para todas las órbitas de jerarquías adyacentes que se presentan en la Figura 6.3, las relaciones de períodos superan 10. Este valor mínimo sugiere que los sistemas analizados son jerárquicos, en acuerdo con la clasificación del MSC. Sin embargo, el valor mínimo que debe tener la relación de períodos entre órbitas de jerarquías consecutivas para asegurar la estabilidad del sistema depende tanto de la inclinación relativa entre los planos orbitales exterior e interior, como así también de los parámetros de la órbita exterior. El criterio de estabilidad de Mardling y Aarseth (2001) señala que esta relación debe ser superior a un valor mínimo, obtenido de la ecuación:

$$\left(\frac{P_{ext}}{P_{in}}\right)_{mín}^{2/3} = 2.8 (1 + q_{ext})^{1/5} (1 + e_{ext})^{2/5} (1 - e_{ext})^{-6/5} (1 - 0.3i/180^\circ) \quad (6.7)$$

donde  $i$  es la inclinación relativa de los planos orbitales,  $e_{ext}$  es la excentricidad de la órbita exterior y  $q_{ext}$  es la razón de masas del subsistema exterior. Por ejemplo, si se trata de un sistema triple formado por un subsistema binario espectroscópico  $Aab$ , que forma un par visual con una tercera componente  $B$ ,  $q_{ext} = M_B / (M_{Aa} + M_{Ab})$ .

Considerando valores dados de la excentricidad y la razón de masas del subsistema exterior, una inclinación relativa  $i = 0$  conduce al valor máximo para el límite inferior dado por la ecuación 6.7. Es decir, aquellos sistemas cuyas órbitas exterior e interior están inclinadas mutuamente son más estables que los sistemas progrados coplanares con las mismas razones de masa y excentricidades (Mardling y Aarseth 2001).

Debido a la escasez de elementos orbitales de los subsistemas visuales, sólo fue posible analizar individualmente la estabilidad de cinco pares de jerarquías consecutivas, ya que en los restantes casos no se disponía de los parámetros de la órbita exterior. Éstos se presentan en la Figura 6.5, donde la línea continua representa el límite de estabilidad dado por la ecuación 6.7. Cabe aclarar que este límite se calculó adoptando  $q_{ext} = 2$ , con el objeto de representar los cinco sistemas en un sólo gráfico y considerando que todos ellos tenían razones de masa exteriores menores a ese valor. Dado que la relación crítica dada por la ecuación 2.7 es una función creciente de  $q_{ext}$ , asumiendo el valor máximo para este parámetro se obtiene también un valor máximo para este límite de estabilidad. Como se observa en la Figura 6.5, todos los niveles de jerarquía consecutivos analizados tienen relaciones de períodos superiores al límite que se obtuvo al considerar órbitas coplanares y el máximo valor para la razón de masas exterior. Esto confirma la estabilidad de los sistemas correspondientes.

### 6.5 Ciclos de Kozai y fricción por mareas

En general, es muy difícil determinar si un subsistema interior experimentará ciclos de Kozai, ya que ésto depende fundamentalmente de la inclinación relativa entre los planos orbitales, la cual se conoce sólo para unos pocos sistemas triples. En particular, ésta no se puede obtener para ninguno de los sistemas de la muestra analizada, ya que en los casos en que el subsistema interior es una binaria eclipsante con órbita calculada, no se dispone

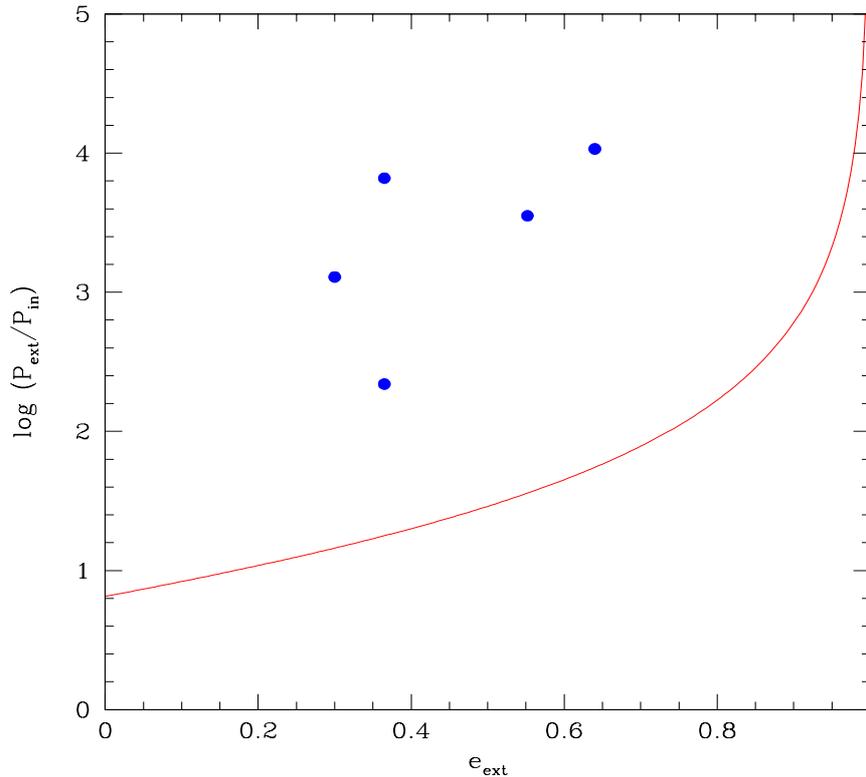


Figura 6.5: Razones de períodos exterior/interior en función de la excentricidad de la órbita exterior para cinco pares de jerarquías consecutivas. En línea continua se presenta el límite inferior dado por el criterio de estabilidad de Mardling y Aarseth (2001), considerando  $q_{ext} = 2$  e  $i = 0$  (ver explicación en el texto). Este gráfico confirma la estabilidad de los sistemas en los que se conocían los parámetros de la órbita exterior.

de la órbita visual. Inversamente, cuando existen parámetros determinados para la órbita exterior, el subsistema interior es una binaria espectroscópica de inclinación indefinida. Sin embargo, en base a las excentricidades de las binarias interiores y a la relación de períodos entre las órbitas exterior e interior, se ha analizado cuáles de estos subsistemas podrían verse afectados por ciclos de Kozai y/o fricción por mareas.

En la Figura 6.6 se grafican las excentricidades de los subsistemas espectroscópicos interiores en función de su período orbital. Como se observa, 9 de estas binarias (56%) tienen excentricidades menores a 0.1. Sin embargo, existen 3 subsistemas con períodos menores a 4 días y excentricidades superiores a 0.1. Éstos se destacan puesto que se esperaría que, en ausencia de perturbaciones externas, las órbitas de estas binarias es-

tuvieran circularizadas por efecto de mareas. Los subsistemas WDS 08263-3904 Aab y WDS 17592 – 3656 Aab son particularmente llamativos, en el primer caso por su corto período ( $P = 1.259$  días) y en el segundo por su alta excentricidad ( $e = 0.41$ ). No obstante, en los tres casos el período de la órbita exterior es ampliamente superior al valor máximo permitido para que se manifiesten los ciclos de Kozai. Por lo tanto, para poder explicar las órbitas excéntricas de los subsistemas de corto período en términos de este mecanismo, es necesario que existan otros niveles de jerarquía intermedios no detectados en los sistemas correspondientes. El punto que representa la mayor excentricidad obtenida ( $e = 0.88$ ) corresponde al subsistema WDS 20118-6337 Aab, para el cual sólo se ha calculado una órbita preliminar. Sin embargo, si se confirman los parámetros hallados, en este caso también se esperaría la existencia de una jerarquía intermedia no descubierta hasta el momento.

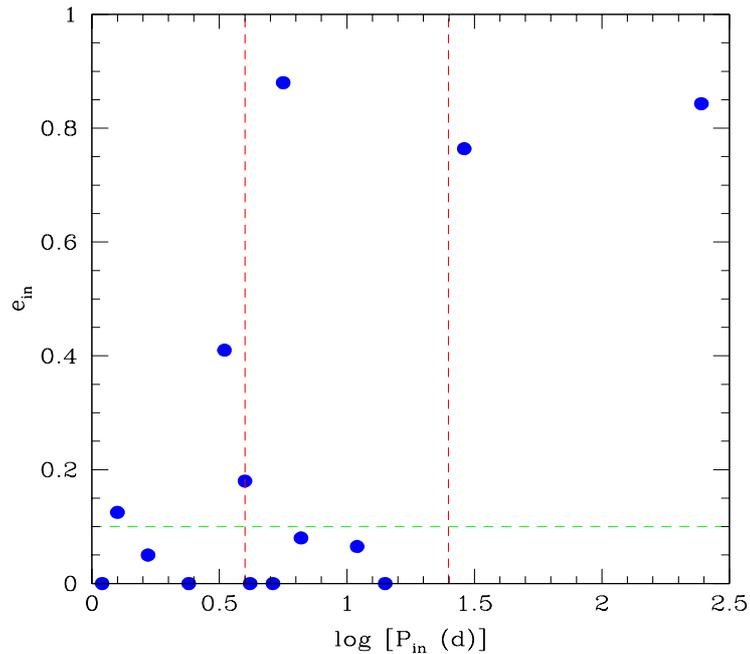


Figura 6.6: Excentricidades de los subsistemas interiores con períodos menores a 1 año en función del período orbital. En líneas punteadas de color rojo se destacan períodos de 4 ( $\log P_{in} = 0.6$ ) y 25 ( $\log P_{in} = 1.4$ ) días y en línea punteada de color verde se indica el límite  $e = 0.1$  (ver explicación en el texto).

El punto con mayor período ( $\sim 245$  días,  $e = 0.843$ ) graficado en la Figura 6.6 corresponde al subsistema WDS 17301-3343 Aa. En este caso, nuevamente el período de la

órbita exterior supera el límite máximo permitido para la ocurrencia de ciclos de Kozai. A diferencia de los casos anteriores, éste es un subsistema de período largo, que podría haberse formado con una alta excentricidad y conservar su órbita primordial. Sin embargo, como se mencionó en la sección 6.2, es probable que el sistema múltiple que contiene esta binaria tenga algún nivel de jerarquía intermedio no descubierto hasta el momento. Si éste es el caso, posiblemente el mecanismo de Kozai haya conducido al subsistema a su órbita excéntrica actual.

Teniendo en cuenta la relación entre los períodos de las órbitas exterior e interior, se esperaría que ocurran ciclos de Kozai en el sistema con  $P = 29$  días y  $e_{in} = 0.764$ . Sin embargo, no es posible predecir cuál sería la amplitud de la oscilación de excentricidad producida por este mecanismo, ya que ésta depende la inclinación relativa de los planos orbitales.

## 6.6 Comentarios finales

En esta investigación se abordó el análisis de estrellas múltiples con componentes de tipos espectrales tempranos, dada la escasez de estudios estadísticos sobre este tipo de sistemas. Los resultados obtenidos confirman la incompletitud de la información disponible actualmente. Este estudio detallado ha conducido a cambios en la multiplicidad en más de la mitad de los sistemas analizados, en algunos casos debido a la identificación de nuevas componentes y en otros por la depuración de componentes no vinculadas físicamente.

Si bien se ha analizado una muestra reducida, se considera que se han obtenido conclusiones generales significativas, principalmente en lo que respecta a subsistemas binarios cerrados, para los cuales el relevamiento es especialmente sensible. En particular, se ha detectado que éstos no se forman con períodos menores a 100 días, sino que se originan en órbitas más amplias y alcanzan sus configuraciones actuales como consecuencia de la evolución dinámica. No está claro cuáles son los mecanismos que intervienen en este proceso. Sin embargo, la presencia de algunas binarias excéntricas de corto período, que se esperaría que estuvieran circularizadas por efecto de mareas, sugiere la existencia de algún mecanismo de inyección de excentricidad. Por lo tanto, se esperaría que la combinación de ciclos de Kozai y fricción por mareas sea uno de los procesos responsables de la contracción de las órbitas interiores.

En este trabajo se han analizado sistemas brillantes, pero es de esperar que la incompletitud de los datos publicados hasta el momento sea aún mayor para sistemas con

componentes más débiles. Por otra parte, se prevee la existencia de niveles de jerarquía intermedios en sistemas múltiples visuales – espectroscópicos en los que la relación de períodos entre órbitas adyacentes supera  $10^4$ .

Por lo tanto, la extensión del relevamiento a sistemas con componentes más débiles y separaciones angulares inferiores a  $1''$  o  $2''$  sería de gran utilidad para mejorar la completitud de la muestra y verificar las conclusiones anteriores. Parte de los subsistemas con separaciones intermedias (entre  $0.1''$  y  $1''$ ) pueden detectarse en imágenes de alta resolución angular obtenidas empleando óptica adaptiva en el infrarrojo cercano (Tokovinin et al. 2010, Ehrenreich et al. 2010). Además de la ventaja de una menor influencia de la turbulencia atmosférica, la observación en esta región espectral facilita la detección de compañeras de baja masa, ya que se reducen las diferencias de brillo con respecto a sus estrellas primarias. No obstante, las órbitas intermedias con períodos de varios años y separaciones angulares entre  $0.002''$  y  $0.050''$  son difíciles de detectar visualmente, ya que sólo pueden resolverse mediante técnicas interferométricas. En este rango, la espectroscopía podría ser de utilidad, ya que un relevamiento de alta resolución con una base de tiempo larga, permitiría medir variaciones de velocidad radial de largo período.

---

# LISTA DE FIGURAS

---

|     |  |    |
|-----|--|----|
| 3.1 | Espectros contruidos empleados para separar los espectros de las componentes. .  | 38 |
| 3.2 | Espectros contruidos que no se emplearon en la separación de las componentes.  | 39 |
| 3.3 | Comparación de los espectros sintéticos originales de las componentes con los obtenidos. . . . .   | 40 |
| 3.4 | Velocidades de las componentes en espectros usados en la separación: subsistema C1–C2. . . . .   | 41 |
| 3.5 | Velocidades de las componentes en espectros usados en la separación: subsistema C3–C4. . . . .   | 41 |
| 3.6 | Velocidades de las componentes en espectros no usados en la separación: subsistema C1–C2. . . . .  | 42 |
| 3.7 | Velocidades de las componentes en espectros no usados en la separación: subsistema C3–C4. . . . .  | 42 |
| 5.1 | Ajuste orbital del subsistema WDS 04352-0944 A . . . . .   | 53 |
| 5.2 | Espectros obtenidos para las componentes de WDS 05247-5219 Aab y templates sintéticos empleados para medir velocidades radiales con <i>rubina</i> . . . . .  | 55 |
| 5.3 | Ajuste orbital del subsistema WDS 05247-5219 Aab. . . . .  | 57 |
| 5.4 | Comparación de las soluciones de WDS 08263-3904 Aab para distintas razones de radio (color azul) con la curva teórica correspondiente a las isócronas LS01 (color rojo). Junto a esta última se indican los valores correspondientes del logaritmo de la edad (años). La proximidad de ambas curvas para $R_2/R_1=0.7$ señala que ésta es la relación más apropiada y que el sistema está comenzando su vida en la ZAMS. . . . . | 59 |
| 5.5 | Ajuste de las velocidades radiales medidas para WDS 08263-3904 Aab. . . . .  | 61 |
| 5.6 | Diagramas color – magnitud del sistema WDS 08263-3904. En color azul se presentan las 4 componentes del sistema y en color rojo se indican otros 2 objetos observados en el campo. La línea continua representa la isócrona LS01 correspondiente a $\log\tau=6.5$ . . . . .  | 62 |
| 5.7 | Ajuste de las velocidades radiales medidas para WDS 08563-5243 Aab. . . . .  | 64 |

|      |  |    |
|------|--|----|
| 5.8  | Diagrama color – magnitud del sistema WDS 08563-5243. En línea roja se presenta la isócrona LS01 correspondiente a $\log\tau=5$ y en línea verde la correspondiente a $\log\tau=7.75$ . . . . .  | 65 |
| 5.9  | Ajuste orbital del subsistema WDS 16054-1948 E. En color rojo se indican las mediciones de Catanzaro, mientras que en color azul se grafican las velocidades radiales medidas en este trabajo. . . . .   | 68 |
| 5.10 | Ajuste preliminar de las velocidades radiales de WDS 17301-3343 Aa. . . . .  | 70 |
| 5.11 | Velocidades radiales medidas para WDS 08314-3904 A (izquierda) y B (derecha). En ambos casos se detectaron variaciones superiores a los errores de medición dados por la tarea <i>fxcor</i> . . . . .  | 72 |
| 5.12 | Ajustes orbitales tentativos para el subsistema WDS 13226-6059 C. Ambos conducen a $P=4.1921$ días. <i>Izquierda</i> : Órbita con $e = 0.18$ . <i>Derecha</i> : Órbita circular. . . . .   | 73 |
| 5.13 | Ajuste las velocidades radiales de WDS 15185-4753 Ca. . . . .  | 75 |
| 5.14 | Ajuste orbital del subsistema WDS 08079-6837 Aab. . . . .  | 77 |
| 5.15 | Ajuste de la relación lineal entre las velocidades radiales de las componentes de WDS 08079-6837 Bab. Se obtuvo $VR_A = -0.88 VR_B + 12.97$ km/s, lo cual condujo a $q = 0.88$ y $V_\gamma = 6.9$ km/s. . . . .  | 79 |
| 5.16 | Perfiles de las líneas He I $\lambda 4471$ Å y Mg II $\lambda 4481$ Å en espectros de WDS 10209 – 5603 A tomados en 5 turnos. Se detectaron variaciones en espectros obtenidos con 2 o 3 días de diferencia. . . . .   | 81 |
| 5.17 | Ajuste de la relación lineal entre las velocidades radiales de las componentes de WDS 10209-5603 Bab. Se obtuvo $VR_A = -0.64 VR_B + 18.06$ km/s, lo cual condujo a $q = 0.64$ y $V_\gamma = 11.0$ km/s. . . . .   | 82 |
| 5.18 | Ajuste preliminar para el subsistema espectroscópico WDS 20118-6337 Aab. . . . .   | 83 |
| 5.19 | Correlaciones cruzadas de dos espectros de WDS 20118-6337 C con un template de 8000 K de temperatura. Se detectó la presencia de tres componentes de baja rotación. . . . .  | 84 |
| 5.20 | Ajuste de la relación lineal entre las velocidades radiales de las componentes de WDS 20118-6337 C. Se obtuvo $VR_A = -0.57 VR_B - 19.04$ km/s, lo cual condujo a $q = 0.57$ y $V_\gamma = -12.15$ km/s. . . . .   | 85 |
| 5.21 | Espectros de WDS 06214+0216 tomados entre el 15 y 21 de marzo de 2009. . . . .   | 87 |
| 5.22 | Correlaciones cruzadas de un espectro de WDS 06214+0216 en el que se resuelven las líneas de las tres componentes de baja rotación. Se identifican sin inconvenientes los máximos correspondientes a cada una de ellas. También se observa la “envolvente” producida por la componente de líneas anchas. . . . . | 88 |

|      |  |     |
|------|--|-----|
| 5.23 | Correlaciones cruzadas de dos espectros de WDS 06214+0216 en los cuales las líneas de C3 se superponen con las de C1 (izquierda) y con las de C1 y C2 (derecha). En ambos casos no es posible medir bien la velocidad de la componente más débil. . . . .  | 89  |
| 5.24 | Comparación de los espectros calculados para las dos componentes más brillantes (C4_b y C1_b) de WDS 06214+0216 y los templates de distintas temperaturas seleccionados para cada una de ellas. . . . .  | 91  |
| 5.25 | Comparación de los espectros calculados para las dos componentes más débiles (C2_b y C3_b) de WDS 06214+0216 y los templates de distintas temperaturas seleccionados para cada una de ellas. También se presentan los espectros de menor calidad obtenidos al emplear sólo 10 espectros observados en la separación (C2_a y C3_a) . . . . .  | 92  |
| 5.26 | Ajuste de las velocidades medidas para las componentes del subsistema SB2 de WDS 06214+0216. . . . .   | 93  |
| 5.27 | Ajuste de las velocidades medidas para el subsistema SB1 de WDS 06214+0216. . . . .  | 94  |
| 5.28 | Ajuste de las velocidades medidas para el subsistema WDS 15088-4517 Aab. En color verde se presentan las mediciones de Jilinski et al. Particularmente la velocidad correspondiente a la componente secundaria se aparta claramente del ajuste orbital. . . . .  | 97  |
| 5.29 | <i>Izquierda:</i> Correlación cruzada de un espectro de WDS 17268-4550 C con un template de tipo espectral A1V, convolucionado con un perfil rotacional de $v \sin i = 120$ km/s. Se mide la componente de alta rotación. <i>Derecha:</i> Correlación cruzada del mismo espectro con un template de líneas finas de tipo espectral A7V. Se distingue la presencia de cuatro componentes. . . . . | 99  |
| 5.30 | Diagrama color – color del sistema WDS 07454-1442, considerando $E(V - I) = 0$ . En color rojo se presenta la isócrona LS01 correspondiente a $\log\tau=7.75$ . . . . .  | 103 |
| 5.31 | Diagramas color – magnitud del sistema WDS 07454-1442, para un enrojecimiento nulo y una distancia de $83 \pm 3$ parsecs. En colores rojo y verde se presentan la isócronas LS01 correspondientes a $\log\tau=7.75$ y $\log\tau=8.25$ . La comparación con estos modelos sugiere una edad menor a $10^{8.25}$ años para el sistema. . . . .  | 104 |
| 5.32 | Diagramas color – magnitud del sistema WDS 09174-7454, adoptando un enrojecimiento nulo y una distancia de 76 parsecs. Se observa una buena coincidencia de las componentes A y B con la isócrona LS01 correspondiente a $\log\tau=7$ , mientras que la componente C se ubica a la izquierda de ésta en ambos diagramas. . . . .   | 105 |

|      |  |     |
|------|--|-----|
| 5.33 | Diagrama color – color del sistema WDS 16406+0413, considerando $E(V-I) = 0$ .<br>En color rojo se presenta la isócrona LS01 correspondiente a $\log\tau=8.35$ . . . . .   | 114 |
| 5.34 | Diagramas color – magnitud del sistema WDS 16406+0413, para un enrojecimiento nulo y una distancia de 104 parsecs. Se obtuvo un buen acuerdo de los resultados con la isócrona LS01 correspondiente a $\log\tau=8.35$ (línea roja). . . . .  | 115 |
| 6.1  | Probabilidad de detección de la componente primaria de subsistemas de baja velocidad de rotación proyectada ( $< 100$ km/s), considerando una masa de $5 M_{\odot}$ (ver explicación en el texto). . . . .   | 121 |
| 6.2  | Probabilidad de detección de la componente primaria de subsistemas con componentes de alta velocidad de rotación proyectada ( $> 100$ km/s), considerando una masa de $5 M_{\odot}$ (ver explicación en el texto). . . . .   | 122 |
| 6.3  | Razones de períodos exterior/interior en función de los períodos interiores para órbitas de jerarquías adyacentes en los sistemas analizados. En líneas punteadas de color rojo se destacan $P_{in} = 2, 30$ y $100$ días. Los límites $P_{ext}/P_{in} = 5$ y $P_{ext}/P_{in} = 10^4$ se indican en líneas punteadas de color negro (ver explicación en el texto). . . . .   | 126 |
| 6.4  | Razones de masa de los subsistemas interiores cerrados en función del período orbital, exceptuando tres binarias de línea simple. No se observa ninguna correlación entre ambos parámetros. . . . .  | 128 |
| 6.5  | Razones de períodos exterior/interior en función de la excentricidad de la órbita exterior para cinco pares de jerarquías consecutivas. En línea continua se presenta el límite inferior dado por el criterio de estabilidad de Mardling y Aarseth (2001), considerando $q_{ext} = 2$ e $i = 0$ (ver explicación en el texto). Este gráfico confirma la estabilidad de los sistemas en los que se conocían los parámetros de la órbita exterior. . . . . | 130 |
| 6.6  | Excentricidades de los subsistemas interiores con períodos menores a 1 año en función del período orbital. En líneas punteadas de color rojo se destacan períodos de 4 ( $\log P_{in} = 0.6$ ) y 25 ( $\log P_{in} = 1.4$ ) días y en línea punteada de color verde se indica el límite $e = 0.1$ (ver explicación en el texto). . . . .   | 131 |

---

# LISTA DE TABLAS

---

|      |  |     |
|------|--|-----|
| 1.1  | Sistemas múltiples del MSC analizados en este trabajo. . . . .   | 15  |
| 1.2  | Datos de los subsistemas que componen las estrellas múltiples analizadas, extraídos del MSC. . . . .   | 16  |
| 1.2  | Continuación . . . . .   | 17  |
| 1.2  | Continuación . . . . .   | 18  |
| 1.3  | Códigos que identifican los distintos tipos de subsistemas y significado del período y la separación dadas en el catálogo, en cada caso (adaptación de la Tabla 1 de Tokovinin (1997)). $P$ representa el período orbital verdadero, $a$ es el semieje mayor aparente, $p$ es la paralaje y $M$ es la suma de las masas. . . . . | 19  |
| 3.1  | Componentes del sistema múltiple modelo . . . . .  | 37  |
| 5.1  | Resumen de los resultados obtenidos en base al análisis de los datos espectroscópicos. . . . .   | 50  |
| 5.1  | Continuación . . . . .   | 51  |
| 5.2  | Parámetros orbitales del subsistema WDS 04352-0944 A. . . . .  | 53  |
| 5.3  | Parámetros orbitales del subsistema WDS 05247-5219 Aab. . . . .  | 56  |
| 5.4  | Parámetros adoptados para WDS 08263-3904 Aab (Grønbech 1976) . . . . .   | 59  |
| 5.5  | Parámetros obtenidos del ajuste de las velocidades de WDS 08263-3904 Aab. . . . .  | 60  |
| 5.6  | Parámetros orbitales del subsistema WDS 08563-5243 Aab. . . . .  | 64  |
| 5.7  | Parámetros orbitales del subsistema WDS 16054-1948 E. . . . .  | 69  |
| 5.8  | Parámetros de la órbita preliminar obtenida para WDS 17301-3343 Aa. . . . .  | 70  |
| 5.9  | Parámetros orbitales de WDS 15185-4753 Ca. . . . .   | 75  |
| 5.10 | Parámetros orbitales del subsistema WDS 08079-6837 Aab. . . . .  | 78  |
| 5.11 | Parámetros orbitales de los subsistemas espectroscópicos de WDS 06214 + 0216. . . . .  | 93  |
| 5.12 | Parámetros orbitales del subsistema WDS 15088-4517 Aab. . . . .  | 97  |
| 5.13 | Velocidades radiales de las componentes de los sistemas múltiples seleccionados del MSC, para las cuales no se han detectado variaciones. . . . .  | 100 |

|     |  |     |
|-----|--|-----|
| 6.1 | Resumen de los resultados obtenidos para los sistemas en los que se han detectado cambios en la multiplicidad. . . . . | 124 |
|-----|--|-----|

---

# BIBLIOGRAFIA

---

- [1] Aarseth, S. J. 2001, en *Dynamics of Star Clusters in the Milky Way*, eds. Deiter, S. et al. (San Francisco, ASP), 228, 111
- [2] Aarseth, S. J. 2004, *RMxAC* 21, 156
- [3] Abhyankar, V. D. 1959, *ApJS* 4, 157
- [4] Andersen, J. 1983, *A&A* 118, 255
- [5] Andersen, J. y Giménez, A. 1985, *A&A* 145, 206
- [6] Argyle, R. W., Alzner, A. y Horch, E. P. 2002, *A&A* 384, 171
- [7] Baade, D. 1984, *A&A* 134, 105
- [8] Bakis, V., Bakis, H., Eker, Z. y Demircan O. 2007, *MNRAS* 382, 2007
- [9] Bagnuolo, W. G. y Gies, D. R. 1991, *ApJ* 376, 266
- [10] Bate, M. R., Bonnell, I. A. y Bromm, V. 2002, *MNRAS* 336, 705
- [11] Bate, M. R. 2009, *MNRAS* 392, 590
- [12] Batten, A. H., Fletcher, J. M. y Mac Carthy, D. G. 1989, *Publ. DAO* 17
- [13] Bergfors, C., Brandner, W., Janson, M. et al. 2010, *A&A* 520, 54
- [14] Bertone, E., Buzzoni, A., Chavez, M. y Rodriguez-Merino, L. H. 2008, *A&A* 485, 823
- [15] Blanco, V. y Tollinchi, E. 1957, *PASP* 69, 354
- [16] Brown, A. G. A. y Verschueren, W. 1997, *A&A* 319, 811
- [17] Catanzaro, G. 2010, *A&A* 509, 21
- [18] Chambliss, C. R. 1992, *PASP* 104, 663
- [19] Clausen, J. V., Gyldenkerne, K. y Grønbech, B. 1977, *A&A* 58, 121

- [20] Clausen, J. V. 1996, A&A 308, 151
- [21] Close, L. M., Siegler N., Freed, M. y Biller, B. 2003, ApJ 587,407
- [22] D'Angelo, C., van Kerkwijk, M. H. y Rucinski, S. M. 2006, AJ 132, 650
- [23] Delfosse, X., Beuzit, J. -L., Marchal, L. et al. 2004, ASPC 318, 166
- [24] Delgado-Donate, E. J., Clarke, C. J., Bate, M. R. y Hodgkin, S. T. 2004, MNRAS 351, 617
- [25] Díaz, C. G., González, J. F., Levato, H. y Grosso, M. 2011, A&A 531, 143
- [26] Docobo, J. A. y Ling J. F. 2007, AJ 133, 1209
- [27] Duchêne, G. 1999, A&A 341, 547
- [28] Duchêne, G., Delgado-Donate, E., Haisch, K. et al. 2007, en *Protostars and Planets V*, ed. B. Reipurth, D. Jewitt y K. Keil (Tucson: Univ. Arizona Press), 379
- [29] Duchêne, G. y Bouvier, J. 2008, en Proceedings of the ESO Workshop: *Multiple Stars across the H-R Diagram*, eds. S. Hubrig, M. Petr-Gotzens y A. Tokovinin, 219
- [30] Duquennoy, A. y Mayor, M. 1991, A&A 248, 485
- [31] Eggleton, P. P. y Kisseleva-Eggleton, L. 2006, Astrophys. Space Sci. 304, 75
- [32] Eggleton, P. y Kisseleva-Eggleton, L. 2008, en Proceedings of the ESO Workshop: *Multiple Stars across the H-R Diagram*, eds. S. Hubrig, M. Petr-Gotzens y A. Tokovinin, 1
- [33] Eggleton. P. P. y Tokovinin, A. A. 2008, MNRAS 389, 869
- [34] ESA 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues (ESA SP-1200) (Noordwijk: ESA)
- [35] Evans, D. S. 1967, IAU Symposium N° 30, 57
- [36] Evans, D. S., Africano, J. L., Fekel, F. C. et al. 1977, AJ 82, 495
- [37] Fabricky, D. y Tremaine, S. 2007, ApJ 669, 1298
- [38] Fekel, F. C. 1981, ApJ 246, 879
- [39] Fiorucci, M. y Munari, U. 2003, A&A 401, 781
- [40] Fischer, D. A. y Marcy, G. W. 1992, ApJ 396, 178
- [41] García, B. y Mermilliod, J.C. 2001, A&A 368, 122

- [42] Garrison, R. F. y Gray, R. O. 1994, AJ 107, 1556
- [43] Giménez, A., Clausen, J.V. y Jensen, K.S. 1986, A&A 159, 157
- [44] Girard, T. M., van Altena, W. F., Zacharias, N. et al. 2011, AJ 142, 15
- [45] Gliese, W. H. y Jahreiss, H. 1991, *Preliminary Version of the Third Catalogue of Nearby Stars*. NASA CD-ROM
- [46] Goodwin, S. P., Whitworth, A. P. y Ward-Thompson, D. 2004, A&A 414, 633
- [47] González, J. F. y Levato, H. 2006, A&A 448, 283
- [48] González, J. F. 2008, comunicación personal
- [49] Grønbech, B. 1976, A&A 50, 79
- [50] Grenier, S., Burnage, R., Faraggiana, R. et al. 1999, A&AS 135, 503
- [51] Hadrava, P. 1995, A&AS 114, 393
- [52] Hadrava, P. 1997, A&AS 122, 581
- [53] Harper, W. E. 1937, Publ. Dominion Astrophys. Obs. 7, 1
- [54] Hartkopf, W. I. y Mason, B. D. 2004, RMxAC 21, 83
- [55] Hartkopf, W. I. 2007, en Proceedings of the IAU Symposium N° 240: *Binary Stars as Critical Tools & Tests in Contemporary Astrophysics*, eds. W. I. Hartkopf, E. F. Guinan y P. Harmanec, 97
- [56] Heintz, W. D. 1981, ApJS 46, 247
- [57] Hoffleit D. y Warren W. H. 1991, *Preliminary Version of the Bright Star Catalogue, 5th Revised Edition*. NASA CD-ROM
- [58] Holmgren, D., Hadrava, P., Harmanec, P. et al. 1997, A&A 322, 565
- [59] Hubrig, S., Le Mignant, D., North, P. y Krautter, J. 2001, A&A 372, 152
- [60] Jilinski, E., Daffon, S., Cunha, K. y de la Reza, R. 2006, A&A 448, 1001
- [61] Jørgensen, B.G. 1972, IBVS N° 641
- [62] Kharchenko, N. V., Scholz, R.-D., Piskunov, A. E. et al. 2007, Astron. Nachr. 328, 889
- [63] Kisseleva, L. G., Eggleton, P. P. y Mikkola, S. 1998, MNRAS 300, 292

- [64] Kozai, Y. 1962, AJ 67, 591
- [65] Landolt, A. U. 1983, AJ 88, 439
- [66] Lejeune, T. y Schaerer, D. 2001, A&A 366, 538
- [67] Levato, H., Malaroda, S., Morrell, N. y Solivella, G. 1987, ApJS 64, 487
- [68] Machida, M. N., Tomisaka, K., Matsumoto, T. e Inutsuka, S. 2008, ApJ 677, 327
- [69] Marchenko, S. V., Rauw, G., Antokhina, E. A. et al. 2000, MNRAS 317, 333
- [70] Mardling, R. A. y Aarseth, S. J. 2001, MNRAS 321, 398
- [71] Mason, B. D., Wycoff, G. L., Hartkopf, W. I. et al. 2001, AJ 122, 3466 (WDS 2001-2012)
- [72] Mason, B. D., Hartkopf, W. I., Gies, D. R. et al. 2009, AJ 137, 3358
- [73] McAlister, H. A. y Hartkopf, W. I. 1984, *Catalog of Interferometric Measurements of Binary Stars*, CHARA Contrib. 1
- [74] McAlister H.A. y Hartkopf W.I. 1988, *Second Catalog of interferometric measurements of binary stars*. CHARA Contrib. 2, Georgia State Univ., Atlanta
- [75] McAlister, H. A., Mason, B. D., Hartkopf, W. I. y Shara, M. M. 1993, AJ 106, 4
- [76] Makarov, V. V. y Eggleton, P. P. 2009, ApJ 703, 1760
- [77] Medici, A. y Hubrig, S. 2000, IBVS 4827, 1
- [78] Neubauer, F. J. 1930, PASP 42, 354
- [79] Nordström, B. y Andersen, J. 1985, A&AS 61, 53
- [80] Oudmaijer, R. D. y Parr, A. M. 2010, MNRAS 405, 2439
- [81] Penny, A. J., Penfold, J. E. & Balona, L. A. 1975, MNRAS 171, 387
- [82] Penny, L., Gies, D., Hartkopf, W. et al. 1993, PASP 105, 588
- [83] Popovic, G. M. 1991, Bull. Obs. Astron. Belgr. 144, 13
- [84] Pourbaix, D., Tokovinin, A. A., Batten, A. H. et al. 2004, A&A 424, 727
- [85] Poveda, A., Herrera, M. A., Allen, C. et al. 1994, RMxAA 28, 43
- [86] Pribulla, T. y Rucinski, S.M. 2008, en Proceedings of the ESO Workshop: *Multiple Stars across the H-R Diagram*, eds. S. Hubrig, M. Petr-Gotzens y A. Tokovinin, 163

- [87] Raboud, R. y Mermilliod, J.C. 1998, A&A 329, 101
- [88] Raghavan, D., McAlister, H. A., Henry, T. J., et al. 2010, ApJS 190, 1
- [89] Reid, I. N. y Gizis, J. E. 1997, AJ 113, 2246
- [90] Reiputh, B. y Aspin, C. 2004, ApJ 608, L65
- [91] Renson, P. y Manfroid, J. 2009, A&A 498, 961
- [92] Royer, F., Zorec, J. y Gómez, A. E. 2007, A&A 463, 671
- [93] Rucinski, S. M., Pribulla, T. y van Kerkwijk, M. H. 2007, AJ 134, 2353
- [94] Russell, H. N. y Moore, C. E. 1940, *Masses of Stars*, Univ. of Chicago
- [95] Sana, H. y Evans, C. J. 2010, en Proceedings of the IAU Simposium N° 272: *Active OB stars*, eds. C. Neiner, G. Wade, G. Meynet y G. Peters, 1
- [96] Sanford, R. F. 1915, LicOb 8, 127
- [97] Schöller, M., Correia, S., Hubrig, S. y Ageorges, N. 2010, A&A 522, 85
- [98] Seymour, D. y Mason, B. D. 2000, IAU Commision 26. (Double Stars) Information Circular 140, 1
- [99] Seymour, M., Mason, D., Hartkopf, W., y Wycoff, G. 2002, AJ 123, 1023
- [100] Simon, K. P. y Sturm, E. 1994, A&A 281, 286
- [101] Stefl, S., Rivinius, Th. y Baade, D. 2002, ASPC 259, 248
- [102] Sterken, C., Vogt, N. y Mennickent, R. E. 1996, A&A 311, 579
- [103] Sterzik, M. F. y Durisen, R. H. 1998, A&A 339, 95
- [104] Sterzik, M. F., Durisen, R. H. y Zinnecker H. 2003, A&A 411, 91
- [105] Tokovinin, A. 1997, A&AS 124, 75
- [106] Tokovinin, A. A., Chalabaev, A., Shatsky, N. I. y Beuzit, J. L. 1999, A&A 346, 481
- [107] Tokovinin, A. y Smekhov, M.G. 2002, A&A 382, 118
- [108] Tokovinin, A. 2004, RMxAC 21, 7
- [109] Tokovinin, A., Thomas, S., Sterzik, M., y Udry, S. 2006, A&A 450, 681

- [110] Tokovinin, A. 2008, MNRAS 389, 925
- [111] Tokovinin, A. 2010, actualización del MSC al 20 de abril de 2010 extraída de página web:  
<http://www.ctio.noao.edu/~atokovin>
- [112] Tokovinin, A., Hartung, M. y Hayward, T. L. 2010, AJ 140, 510
- [113] Tubbs, R. N. 2004, The Observatory 124, 159
- [114] van den Bos, W. H. 1962, Journal des Observateurs 45, 55
- [115] Van Flandern, T. C. y Espenschied, P. 1975, ApJ 200, 61
- [116] Van Leeuwen, F. 2007, A&A 474, 653
- [117] Vaz, L. P. R. y Andersen, J. 1984, A&A 132, 219
- [118] Veramendi, M.E. y González, J.F. 2008, en *Anales de las Primeras Jornadas de Astrofísica Estelar*, Asociación Argentina de Astronomía, 102
- [119] Wilson, R. E. 1953, *General Catalogue of Stellar Radial Velocities*, Carnegie Inst. Washington D.C. Publ. 601
- [120] Wilson, R. E. y Devinney, E. J. 1971, ApJ 166, 605
- [121] Wilson, R. E. 1979, ApJ 234, 1054
- [122] Wilson, R. E. 1990, ApJ 356, 613
- [123] Wolf, M. y Zejda, M. 2005, A&A 437, 545
- [124] Worley, C. E. y Douglas, G. 1984, *The Washington Double Stars Catalog*, U. S. Naval Observatory
- [125] Worley, C. E. y Heintz, W. D. 1983, Publ. U. S. Naval Obs. Sec. Ser. 14, Pt.7
- [126] Zucker, S. y Mazeh, T. 1994, ApJ 420, 806