



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA  
DE MÉXICO**

---

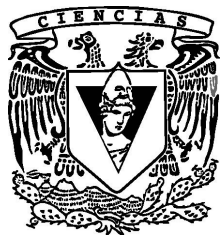
---

**FACULTAD DE CIENCIAS**

**ESTUDIO ESPECTROSCÓPICO  
DEL SISTEMA ESTELAR V1016**

**T E S I S**  
**QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:**  
**FÍSICO**  
**P R E S E N T A:**

**Jesús Alejandro Valle Lira**



**DIRECTOR DE TESIS:**  
**M. en C. Rafael Costero Gracia**  
**2011**



Universidad Nacional  
Autónoma de México



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

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

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

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

## Hoja de datos del jurado

### 1. Datos del alumno

Valle

Lira

Jesús Alejandro

50194034

Universidad Nacional Autónoma de México

Facultad de Ciencias

Física

401045411

### 2. Datos del tutor

M en C.

Rafael

Costero

Gracia

### 3. Datos del sinodal 1

Dr.

Manuel

Peimbert

Sierra

### 4. Datos del sinodal 2

Dra

Gloria Suzanne

Koenigsberger

Horowitz

### 5. Datos del sinodal 3

Dr

Juan Manuel

Echeverría

Román

### 6. Datos del sinodal 4

Fis

René

Ortega

Alvarado

### 7 Datos del trabajo escrito

Estudio espectroscópico del sistema estelar V 1016 Ori

59 p

2011

# Indice

Página

## Capítulo 1

### Introducción

1.1	Cúmulos estelares jóvenes.....	03
1.2	El cúmulo y la Nebulosa de Orión.....	03
1.3	$\Theta^1$ Ori A : Antecedentes y parámetros físicos.....	06
1.3.1	Estudios fotométricos y espectroscópicos.....	07
1.3.2	Características físicas de las componentes primaria y secundaria .....	10
1.4.	Tercera componente.....	10
1.5.	Objetivos de la tesis.....	10

## Capítulo 2

### Técnicas y datos de observación

2.1	Espectroscopia Echelle.....	11
2.2	Las observaciones.....	14

## Capítulo 3

### Identificación de líneas espectroscópicas

3.1	Identificación de líneas de la estrella primaria.....	16
3.2	Identificación de líneas de la estrella secundaria.....	17

## Capítulo 4

### Medición de velocidades radiales

4.1	Medición de velocidades radiales de la componente primaria.....	19
4.1.1	Medición de la velocidad radial usando muchas líneas en un espectro.....	19
4.1.2	Medición de la velocidad radial usando las mismas líneas en todos los espectros....	20
4.1.3	Medición de la velocidad radial mediante el método de correlación cruzada.....	21
4.2	Velocidad radial de la estrella secundaria.....	24
4.3	Calculo del cociente de masas de las componentes .....	25

## Capítulo 5

### Temperatura de componente secundaria

5.1	Aspectos iniciales.....	26
5.2	Espectros sintéticos.....	27
5.3	Temperatura efectiva de la estrella secundaria.....	28

## Capítulo 6

### Inclinación entre los ejes de rotación y traslación (oblicuidad de la órbita)

6.1	El efecto Rossiter-McLaughlin.....	36
6.2	El efecto RM en $\Theta^1$ Ori A.....	40
6.3	Las simulaciones del efecto RM.....	41
6.3.1	Parámetros y procedimiento empleados en las simulaciones.....	42
6.3.2	Comparación con las observaciones.....	44
	Discusión y conclusiones.....	48
	Apéndice.....	49

# Capítulo 1

## Introducción

### 1.1 Cúmulos estelares jóvenes

Las estrellas masivas juegan un papel importante en la evolución del universo, ya que son la principal fuente de elementos pesados y de radiación ultravioleta. La combinación de vientos, flujos masivos, expansiones de regiones HII y explosiones de supernovas del tipo II, proveen una importante fuente de elementos pesados, de mecanismos para su mezcla y turbulencia en el medio interestelar.

La formación de estrellas comienza con el colapso de gas condensado dentro de una nube molecular. Durante su evolución, las estrellas en su interior, procesan elementos ligeros, transformándolos en otros más pesados. Una ventana fascinante a la evolución estelar y a la nucleosíntesis es provista por la composición química de las estrellas en asociaciones OB. Ese proceso físico toma lugar en ciertas asociaciones que pueden aportar pistas importantes para entender otros problemas astrofísicos, tales como la formación de estrellas, el origen de los rayos cósmicos e incluso el origen de sistemas planetarios.

### 1.2 El cúmulo y la Nebulosa de Orión

El cúmulo de la Nebulosa de Orión (Figura 1), inmerso en esta región de gas ionizado (M42 = NGC 1976), a su vez localizada frente a una nube molecular gigante (Orión A), es el sitio de formación estelar masiva más cercano a nosotros y el mejor estudiado. Aún siendo así, las estrellas que lo constituyen están llenas de sorpresas. El cúmulo estelar, distribuido en un volumen de 3 pc de radio está situado a  $414 \pm 7$  pc (Menten et al, 2007), del sol, y contiene aproximadamente 2500 estrellas; es de hecho el cúmulo estelar joven más denso conocido en nuestra galaxia. La mayoría de las estrellas del cúmulo (  $\approx 80$  %)

tienen una edad media de  $3 \times 10^5$  años (Petr et al, 1998).

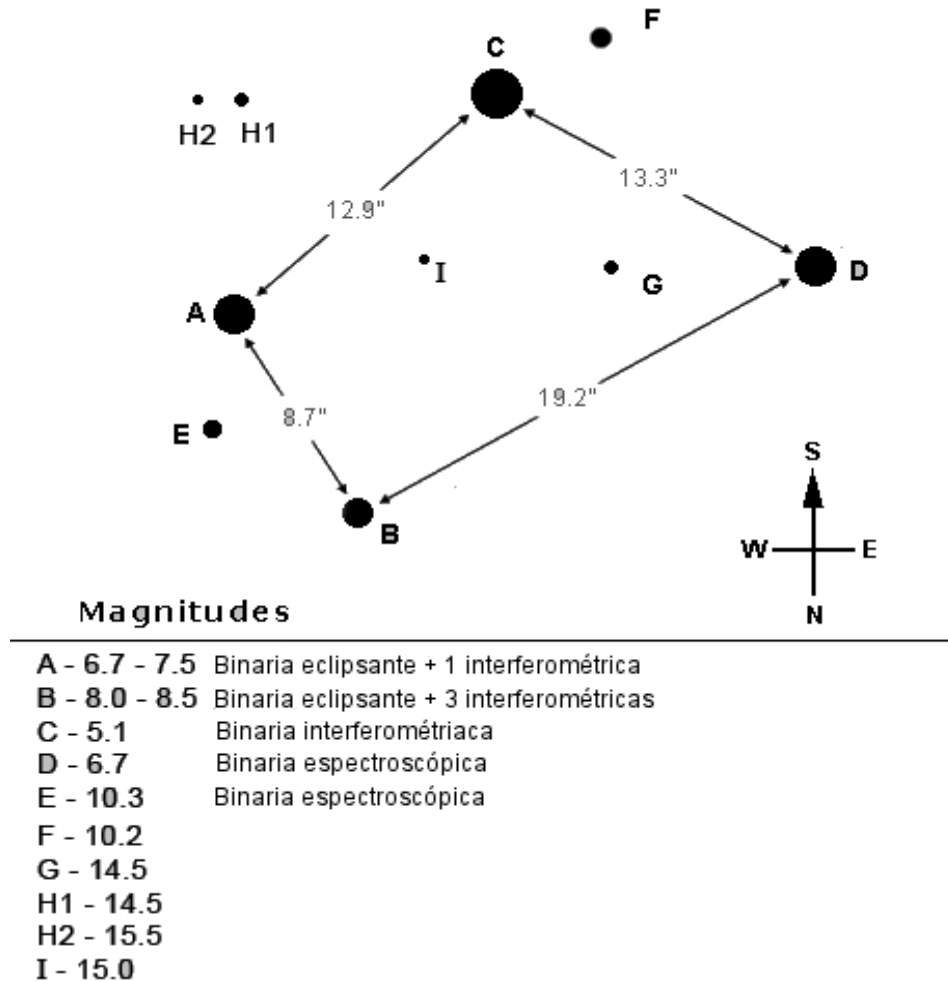


**Figura 1.1.** *Cúmulo del Trapecio de Orión. El norte está hacia abajo y el este hacia la derecha*

En el centro de la nebulosa de Orión, se encuentra un grupo de estrellas OB, llamado Trapecio de Orión,  $\Theta^1$  Ori ABCD, consistente en cuatro estrellas masivas y luminosas, del tipo O y B tempranas. Cada una de ellas es un sistema binario o múltiple cuyos integrantes (al menos 12) aún no se han comprendido del todo. Otras estrellas del trapecio, más débiles, pueden o no estar físicamente ligadas a ese sistema estelar (véase la Figura 2).

La parte central del cúmulo de la nebulosa de Orión, a la que suele llamarse el cúmulo del Trapecio de Orión, tiene una densidad estelar de aproximadamente  $4.7 \times 10^4$  estrellas/ $\text{pc}^3$ , (McCaughrean, 1994). La gran mayoría de estas estrellas están ocultas por polvo o en la luz de la misma nebulosa, pero son visibles en el infrarrojo, del que se deriva la densidad estelar de este cúmulo. Estas propiedades hacen que el cúmulo de Orión sea un buen

lugar para estudiar los efectos del ambiente sobre la fracción de estrellas binarias en cúmulos masivos y sobre el proceso de formación y destrucción de sistemas estelares múltiples.



**Figura 1.2** El Trapecio de Orión. La pequeña separación angular entre las estrellas del trapecio ha dificultado su estudio y, más aún, el de las estrellas débiles cercanas a ellas.

Esta tesis es sobre el estudio espectroscópico de la componente A del trapecio de Orión, por lo que en la siguiente sección se hace un resumen de los resultados que sobre esta estrella han obtenido diversos autores en el pasado.



### 1.3. $\Theta^1$ Ori A : Antecedentes y parámetros físicos

$\Theta^1$  Ori A (V1016 Ori, HD 37020), es una de las 4 estrellas brillantes del trapecio de Orión.

Es un sistema binario eclipsante con periodo de 65.4 días. La magnitud de la estrella primaria es  $V = 6.73$  y su tipo espectral es B0.5V. Su relativamente reciente descubrimiento como binaria eclipsante fue accidental: Intentando usarla como estrella de comparación para estudiar BM Ori ( $\Theta^1$  Ori B), Lohsen (1975), notó que su magnitud observada se había reducido notablemente, por aproximadamente una magnitud durante parte de una noche de observación, lo cual lo llevó a establecer la naturaleza eclipsante de la estrella, así como a estimar que la duración del eclipse era de aproximadamente 24 horas. Posteriormente, Lohsen (1976b) construyó la primera curva de velocidad radial de la binaria, determinó tentativamente un periodo orbital de 130.864 días, y estimó la duración del eclipse en  $20 \pm 2$  h. Es interesante notar que, a pesar de que el cúmulo de Orión había sido ampliamente observado y estudiado por mucho tiempo, no se hubiese descubierto antes que esta estrella fuese binaria eclipsante y espectroscópica.

Pasó algún tiempo sin que se estableciera mayor detalle sobre los eclipses, debido sobre todo a lo inusualmente largo del periodo para un sistema eclipsante y a la duración misma del eclipse primario, que es excesiva para ser observado desde un sólo sitio, pero muy corta comparada con el periodo orbital. El eclipse secundario aún no se ha registrado de manera confiable, no sólo porque debe ser muy poco profundo y de periodo muy largo, sino porque se ha buscado en fases orbitales erróneas.

### 1.3.1 Estudios fotométricos y espectroscópicos

El periodo orbital deducido del eclipse fue tema de discusión pues, originalmente, Lohsen (1975) propuso un valor de 392.594 días, modificándolo posteriormente a 196.2969 días (Lohsen, 1976a). Pero es Baldwin (1976) quien se da cuenta que el periodo es una fracción de los estimados anteriormente, encontrándolo igual a 64.43233 días, con el cual Lohsen (1976b) logra elaborar las efemérides adecuadas para el eclipse primario.

Bondar et al (2000) y Lloyd y Stickland (1999) determinaron una mejor curva de luz a partir de la observaciones de otros autores (y algunos propias de los primeros autores). Las efemérides del eclipse obtenidas por ellos son:

$$\text{HJD}_{\min} = 2441966.820(1) + 65.4331(2) E \quad [1]$$

$$\text{HJD}_{\min} = 2442752.022(4) + 65.43280(8) E \quad [2]$$

Donde [1] corresponde a la estimada por Bondar et al (2000) y [2] a la estimada por Lloyd y Stickland (1999), y los números en paréntesis son los errores citados por los autores, aplicables a la última cifra significativa.

Bossi (1989) y Vitrichenko y Plachinda (2001) han hecho modelos del sistema, pero con una curva de luz incompleta y sin datos adecuados que revelen el eclipse secundario, los resultados son muy inciertos. Estos autores analizaron todas las observaciones fotométricas disponibles hasta la fecha y solo algunos propios, por lo que sus resultados son muy parecidos entre sí, aunque Bondar et al, elabora una curva de luz más completa, y estiman teóricamente el mínimo secundario, sin contar con indicios claros de la existencia de éste. Así, estiman que el brillo de la estrella durante este eclipse caería sólo  $\approx 0^m.03$  con duración de alrededor de 20h, lo cual es muy difícil de observar en una zona de tan alta densidad estelar y brillo nebuloso. Aunque resulta convincente la estimación de este valor, nadie lo ha corroborado con observaciones, hasta el momento.

Se ha estimado tanto fotométrica como espectroscópicamente que la componente secundaria del sistema  $\Theta^1$  Ori A es de tipo espectral entre B8 y A7 (Lloyd y Stickland, 1999; Bondar et al, 2000; Vitrichenko y Plachinda, 2001), aunque existen espectros que muestran indicios de la estrella secundaria, ninguno la revela claramente, debido en parte, a la gran diferencia de magnitudes entre las dos componentes, es difícil registrar el espectro de la componente secundaria.

La geometría del eclipse ha sido tema de discusión. Algunos observadores han considerado que el eclipse es total, mientras que otros han calculado que es parcial. Bondar et al, (2000) concluye que el sistema se trata de una estrella pequeña (secundaria) que pasa frente a la estrella primaria poco más grande y más caliente. Por su parte Lloyd y Stickland (1999) concluyen que la componente secundaria claramente no es de secuencia principal, si no que más bien se trata de una estrella de presecuencia principal.

Simón-Díaz *et al* (2006) realiza un estudio espectroscópico muy completo de las estrellas del trapecio y al estudiar la estrella primaria de  $\Theta^1$  Ori A, y no detectar líneas espectrales de la componente secundaria, sugieren que ésta se trata de una estrella mas pequeña, fría y por lo tanto, mucho menos luminosa que la primaria.

### 1.3.2 Características físicas de las componentes primaria y secundaria

La Tabla 1.1 muestra los parámetros físicos de la componente primaria del sistema  $\Theta^1$  Ori A, deducidos por los autores que en la misma se listan.

Autor	Tipo espectral	mag	$T_{\text{eff}}$ K	$v \sin(i)$ km/s	R ( $R_{\odot}$ )	M ( $M_{\odot}$ )
Lohsen (1976)	B0	6.7			3	7.3
Ismailov (1988)	B1V		26500			
Bossi (1989)	B3 II-IV		20000		3.9 – 4.3	8.5
Cunha y Lambert (1994)	B0.5V		29970			
Stickland y Lloyd (2000)	BIV		26000	42	6.6	12
Bondar et al. (2000)	B0V	6.75	29700			
Vitrichenko et al. (2000)	B0(1)	6.75	30000	30	3.7	21
Simon-Díaz et al. (2010)	B0.5V	6.73	30000	55	6.3	14

**Tabla 1.1** Parámetros físicos de la componente primaria del sistema  $\Theta^1$  Ori A

La Tabla 1.2 muestra los parámetros físicos de la componente secundaria del sistema  $\Theta^1$  Ori A, la mayoría de ellos obtenidos en observaciones fotométricas, solo el caso de Vitrichenko et al (2001), los valores se basan, en el espectro de la secundaria.

Finalmente la Tabla 1.3 muestra los parámetros orbitales del sistema por varios autores.

Autor	Tipo espectral	R ( $R_{\odot}$ )	M ( $M_{\odot}$ )
Lohsen (1976)			2,3
Bossi (1989)		6.4	2.5 – 2.7
Bondar et al. (2000)	B8(2) V		
Stickland y Lloyd (2000)	A0	5.2	3
Vitrichenko et al. (2001)	A7	3.6	3.9

**Tabla 1.2** Parámetros físicos de la componente secundaria del sistema  $\Theta^1$  Ori A

Autor	P (días)	$\gamma$ (km/s)	$K_1$ (km/s)	$\omega$ (grados)	e
Bossi et al (1989)	65.4325	$28.3 \pm 1.0$	$40 \pm 3$	$175 \pm 5$	$0.73 \pm 0.03$
Vitichenko et al (1998)		$30 \pm 1$	$32.7 \pm 1.5$	$178 \pm 3$	$0.66 \pm 0.03$
Stickland & Lloyd (2000)	65.4314	$28 \pm 1.0$	$33.2 \pm 1.9$	$183.3 \pm 0.03$	$0.626 \pm 0.03$

**Tabla 1.3** Parámetros orbitales del sistema  $\Theta^1$  Ori A

## **1.4 La tercera componente**

Un hecho interesante es que el sistema probablemente incluye una tercera componente, descubierta mediante interferometría de motas (*speckle*) en la banda K por Petr et al (2008). Esta estrella está situada a 0.2" al norte de la binaria y hasta el momento se sabe poco de ella. Ha sido identificada con la fuente de radiofrecuencias compacta ( $< 4 \text{ mas}$ ) con una temperatura extremadamente alta ( $> 4 \times 10^7 \text{ K}$ ), descubierta previamente por Felli et al (1989). Estos autores encuentran que la emisión en radio es variable y sugieren que ésta puede estar ligada al periodo orbital de 65 días, con un máximo justo después del periastro. Sin embargo, las observaciones posteriores han descartado dicha correlación y han mostrado que esta variabilidad es probablemente intrínseca a la estrella.

## **1.5 Objetivos de la tesis**

El objetivo inicial de este trabajo era obtener más información sobre la estrella secundaria de  $\Theta^1 \text{ Ori A}$ . Estimar su temperatura y mediante la medición de su velocidad radial de la primaria, determinar el cociente de masas de las componentes. Como ya se mencionó, se había estimado que la componente secundaria del sistema  $\Theta^1 \text{ Ori A}$  es de tipo espectral entre B8 y A7 (Lloyd y Stickland, 1999; Bondar et al, 2000; Vitrichenko y Plachinda, 2001), además Stickland y Lloyd (2000) consideran que la temperatura de esta estrella está entre 9000 K y 6000 K. Tal incertidumbre impide conocer la naturaleza de la componente secundaria y por ello consideramos importante determinar con mayor precisión su temperatura y, de ser posible, el cociente de masas de la binaria.

Sin embargo, durante el desarrollo de la tesis se notó una clara anomalía en la velocidad radial durante el eclipse, la cual ofrece la oportunidad de medir la oblicuidad de la órbita respecto al ecuador de la primaria lo cual es resultado bastante sorprendente y novedoso como se explica en el capítulo 5.

## Capítulo 2

### Técnicas y datos de Observación

#### 2.1 Espectroscopia Echelle

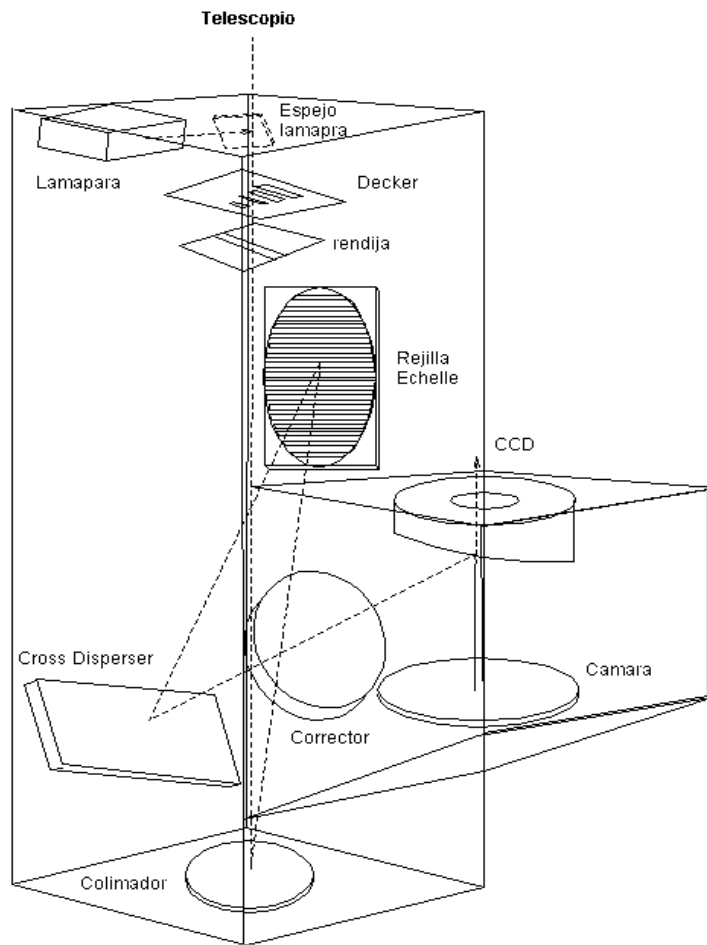
En un espectrógrafo “tradicional”, el elemento de dispersión de la luz es una rejilla de difracción, un prisma o un grisma, con el que se obtiene el espectro de una fuente de luz. Esto resulta en un espectro simple que, normalmente, cubre un intervalo de longitudes de onda amplio a baja resolución espectral, o un intervalo pequeño con resolución más alta, todo lo cual depende, entre otros factores, de la distancia focal de la cámara empleada para tomar la imagen espectral y de las dimensiones del detector. Para lograr simultáneamente una cobertura espectral amplia y de alta resolución espectral se han concebido espectrógrafos que utilizaran el área útil de los detectores bidimensionales, como son la placa fotográfica, o el CCD. Uno de ellos es el espectrógrafo Echelle, que se basa en un tipo de rejilla de difracción caracterizada por presentar una densidad de ranuras relativamente baja, generadas de forma que la eficiencia ocurra en altos órdenes de difracción. Los espectrógrafos Echelle para observación astronómica están diseñados de tal manera que el cubrimiento en longitud de onda en cada orden de dispersión, se separe de los órdenes adyacentes, mediante un segundo elemento de dispersión que actúa en la dirección perpendicular a la de la rejilla Echelle.

Así pues, en un espectro Echelle se forman una serie de imágenes, que, en principio, son similares a la de un solo orden, pero en los Echelle la información obtenida se encuentra repartida en varios órdenes de difracción, obteniéndose de esa manera mayor resolución e intervalo espectral en una sola imagen.

La rejilla Echelle está formada por una serie de ranuras hechas con un cierto ángulo respecto a la normal a la superficie reflejante plana. Esta estructura permite que la luz de cada longitud de onda sea difractada hacia la posición correspondiente al orden cero cuando su incidencia sea normal al plano de difracción de la rejilla; mientras que los órdenes mayores serán difractados con ángulos específicos definidos por la densidad de la rejilla, para cada orden de difracción. El ángulo con el que se generan las ranuras define la dirección en la que la difracción ocurre con la máxima eficiencia.

La separación angular entre distintos órdenes, a una misma longitud de onda, decrece monótonamente conforme aumenta el número de orden, por lo que, para órdenes superiores, la separación entre los mismos es cada vez menor. Para eliminar la sobreposición o solapamiento de órdenes, se utiliza un elemento de dispersión cruzada (*cross-dispersion*) la cual produce la separación de órdenes.

El espectrógrafo Echelle del telescopio de 2.1 m del Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir (**OAN-SPM**), se muestra en la Figura 2.1. Tiene una resolución espectral de 18000 a 5000 Å (con muestreo de 2 pixeles de 15 µm por lado). Esto se traduce en resolución en velocidad de 17 km/s. La rejilla Echelle es de 254mm×128mm y tiene 79 líneas/mm, con ángulo de *blaze* (máxima eficiencia), de 63°.433 y ángulo de incidencia de 71°. La rejilla de dispersión cruzada empleada para la obtención de los datos usados en esta tesis es de 300 líneas/mm. Esta rejilla permite separar ampliamente los órdenes de difracción del Echelle, aún para el caso de líneas telúricas en el extremo azul del intervalo observado (3600 – 7000 Å), siendo que la máscara empleada para limitar la longitud de la rendija es menor que 1 mm.



**Figura 2.1.** Diagrama esquemático de los componentes del espectrógrafo Echelle del OAN-SPM.



## 2.2 Las observaciones

Los espectros del sistema estelar  $\Theta^1$  Ori A, utilizados en esta tesis, fueron obtenidos con el espectrógrafo Echelle en el telescopio de 2.1 m del Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir, Baja California. Se utilizó el detector CCD, SITe3 (1024 x 1024 pixeles de 24  $\mu\text{m}$ ), excepto en la temporada de observación de enero de 2006, cuando se empleó el CCD Thomson TH7398M (2048 x 2048 pixeles de 15  $\mu\text{m}$ ), vease en la Tabla C del apéndice. En todas las temporadas de observación con el CCD SITe3, la rendija del espectrógrafo se abrió a 200  $\mu\text{m}$ ; en la noche que se empleó el CCD Thompson, se utilizó la rendija abierta a 150  $\mu\text{m}$ , buscando mejor resolución espectral y menor contaminación nebular. La longitud de la rendija siempre estuvo limitada por una máscara de 1 mm (13" en el cielo). Los espectros de calibración se obtuvieron antes de iniciar y al terminar de tomar series de tres espectros del objeto.

Los tiempos de exposición de las imágenes espectrales del objeto fueron de entre 5 y 15 minutos, dependiendo del ancho de la rendija (o sea, del detector) y de si el objeto estaba o no en eclipse.

Los espectrogramas fueron reducidos mediante la paquetería de programas IRAF. Las imágenes espectrales fueron corregidas por *bias*, los espectros se extrajeron empleando la aplicación "*apextract*" y la calibración de éstos en longitud de onda se hizo mediante (usando el paquete "*specal*" de IRAF) espectros de una lámpara de Torio-Argón, obtenidos a lo largo de cada noche de observación, a los que se les aplicaron los paquetes "*ecreidentify*" e "*identify*" de IRAF.

Los datos de las observaciones se listan en la Tabla C del apéndice.

Las observaciones fueron hechas entre Octubre de 2004 y Febrero de 2009. Debido a la inusual duración del eclipse ( $\approx 20h$ ) y el largo periodo orbital del sistema ( $\approx 65.4$  días), el eclipse solo se puede observar 2 ó 3 veces en un año, y sólo parcialmente en cada ocasión.

En esta tesis se emplearon, esencialmente, los espectros obtenidos durante o cerca de los eclipses; esto es, los correspondientes a las temporadas de observación en octubre y diciembre de 2004, y enero de 2006.

## Capítulo 3

### Identificación de líneas espectroscópicas

#### 3.1 Identificación de líneas de la estrella primaria

Para identificar las líneas de la componente primaria de  $\Theta^1$  Ori A, se utilizó el espectro promediado de todos los obtenidos durante las temporadas en las que la binaria estuviera fuera de eclipse, cada uno desplazado en longitud de onda, de tal manera que su velocidad radial observada fuese cero, en éste espectro promediado se midieron todas las líneas espectrales que estuvieran poco contaminadas por otras; esto es, aquellas para las que resultase posible asignar un valor de longitud de onda en reposo, razonablemente preciso. Casi todas las líneas espectrales están contaminadas con otras, solapándose entre si (blend). Sin embargo para algunos blends es posible asignarles una longitud de onda en reposo calculado mediante el promedio de las longitudes de onda de las dos o tres componentes de la blenda, pesada por los anchos equivalentes predichos teóricamente para cada componente solapada. Los anchos equivalentes teóricos se obtuvieron de espectros sintéticos de estrellas con temperatura efectiva ( $T_{\text{eff}}$ ), luminosidad y abundancia similares a las de la componente primaria de  $\Theta^1$  Ori A. Con este propósito hemos empleado los espectros sintéticos hechos por Christoph Gummersbach y Andreas Kaufer (<http://www.lsw.uni-heidelberg.de/cgi-bin/websynspec.cgi>) con  $T_{\text{eff}} = 30000$  K y  $25000$  K,  $\log g = 4.5$  y abundancias solares.

Para medir las líneas del objeto en el espectro promediado se empleó la opción “k” del paquete “*splot*” de IRAF, que ajusta una Gaussiana a la línea deseada y calcula la posición en longitud de onda del centro de esa Gaussiana, su ancho a media altura y el ancho equivalente de la línea a partir de dos puntos, escogidos por el usuario, para determinar el

nivel del continuo cercano a la línea. La identificación de éstas líneas se encuentra en la Tabla C del Apéndice.

### **3.2 Identificación de líneas de la estrella secundaria**

Debido a que en el visible el brillo de la componente secundaria del sistema  $\Theta^1$  Ori A es aproximadamente, cuatro magnitudes más débil que el de la primaria, el espectro de aquella es muy difícil de distinguir del de la más brillante, aún durante el máximo del eclipse, aproximadamente 6% de la señal corresponde a la estrella secundaria.

En la identificación de líneas de ésta, se usaron dos espectros promedios listados en la tabla 3.1. Uno es el promedio de 16 espectros obtenidos durante el eclipse de 8 de Octubre de 2004 entre fases 0.0013 y 0.0027, equivalente a un lapso de aproximadamente 2.4h y correspondiente a un cambio de velocidad radial de la secundaria de aproximadamente 3 km/s. El otro es el promedio de 6 espectrogramas obtenidos la noche del 9 de Enero de 2006, justo alrededor del máximo del eclipse. Con este último promedio se busca obtener el espectro de la segunda componente con la mínima contribución de la primaria, con buen cociente de señal a ruido (S/R), y con el menor ensanchamiento de las líneas debido al movimiento orbital de la secundaria en el tiempo transcurrido durante la obtención de los seis espectros promediados ( $\approx 1.9$ h, pues el tiempo de lectura del CCD Thomson es de  $\approx 4$  min). El cambio de velocidad radial de la secundaria en este tiempo es menor a 3 km/s.

Fue posible identificar un número importante de líneas de la secundaria. Para ello se emplearon la identificación de los espectros sintéticos y la tabla de identificación del NIST (<http://www.nist.gov/pml/data/asd.cfm>), En ella se listan aquellas cuya identificación es certera, por ser las más intensas. Sin embargo, cabe mencionar que otras muchas, más

débiles, están probablemente presentes en los espectros promediados, aunque sus intensidades son comparables al ruido, por lo que es poca su utilidad práctica y su identificación es incierta.

<b>Espectro</b>	<b>HJD 2400000 +</b>	<b>Fase</b>
03026	53286,81	0,0013
03027	53286,82	0,0014
03029	53286,82	0,0015
03031	53286,83	0,0016
03032	53286,83	0,0016
03033	53286,84	0,0017
03036	53286,85	0,0019
03037	53286,85	0,0019
03038	53286,86	0,0020
03040	53286,86	0,0021
03041	53286,87	0,0022
03042	53286,87	0,0022
03046	53286,90	0,0026
03047	53286,90	0,0026
03048	53286,90	0,0027
13017	53744,72	0,9994
13018	53744,73	0,9996
13019	53744,74	0,9997

**Tabla 3.1** Espectros utilizados en las observaciones en eclipse de  $\Theta^1$  Ori A en los eclipses primarios de octubre de 2004 (serie 03) y enero de 2006 (serie 13)

En la tabla 3.1 se listan los datos de los espectros usados para obtener los dos espectros promedio. En ella, la fase cero corresponde al máximo del eclipse (esto es, al mínimo brillo). Como ya se mencionó, el espectro de la estrella primaria contamina de manera predominante al de la secundaria, aún en pleno eclipse. Por ello se recurrió a hacer la comparación entre los espectros en eclipse y el promedio de 21 espectrogramas de  $\Theta^1$  Ori A fuera de eclipse también todos ellos tomados con el CCD Thomson por tener éstos mejor resolución espectral. Previamente cada uno de estos espectros fue desplazado a velocidad radial cero en el sistema de referencia del observador. Esto permitió determinar cuáles de las líneas espectrales muy débiles pertenecen a la estrella primaria y cuales a la

secundaria.

Para hacer la comparación de espectros dentro y fuera de eclipse, se normalizaron los espectros promediados a intensidad uno del continuo, mediante la opción “*t*” del paquete “*splot*” de IRAF y sin unir los órdenes adyacentes del Echelle.

## Capítulo 4

### Medición de velocidades radiales

#### 4.1 Medición de velocidades radiales de la componente primaria.

Con objeto de analizar la precisión que permiten las diferentes maneras de medirla, se determinó la velocidad radial de la componente primaria de la estrella  $\Theta^1$  Ori A empleando tres métodos diferentes, que a continuación se describen.

##### 4.1.1 Medición de la velocidad radial usando muchas líneas en un espectro

Utilizando el espectro resultante del promedio de los tres obtenidos en la primera noche asegurada a este proyecto, se midieron las líneas espectrales que estuvieran poco contaminadas por otras (como se menciona en el inciso 3.1 del capítulo 3). A las longitud de onda de laboratorio así asignada, se le restó la longitud de onda medida en el espectro mediante la opción “*k*” del paquete *splot* de IRAF. La velocidad radial calculada a partir de esa diferencia se muestra en la Tabla C del Apéndice. Esta dispersión es mucho mayor que el error resultante de los métodos para medir la velocidad radial que se describe en las dos subsecciones siguientes, Sin embargo, es posible emplear las velocidades calculadas a partir de líneas individuales para estudiar el efecto que el viento estelar puede tener sobre la medición de la velocidad radial de la estrella primaria. Para ello obtuvimos el promedio

de las velocidades calculadas con todas las líneas de un mismo ión, para cada elemento y con tres o más líneas en el espectro.

Las diferencias de velocidades así obtenidas resultaron comparables entre sí. Por ello, se concluyó que, en la componente primaria de  $\Theta^1$  Ori A, el efecto del viento estelar en la medición de la velocidad radial es pequeño, comparado con los errores de medición a partir de líneas individuales. También encontramos que la velocidad medida en las líneas de He I débiles es similar a la obtenida con líneas de los demás elementos. No se intentó medir las líneas fuertes de He I ni las de Hidrógeno, ya que no sólo son muy anchas, sino que están fuertemente afectadas por las líneas nebulares en emisión.

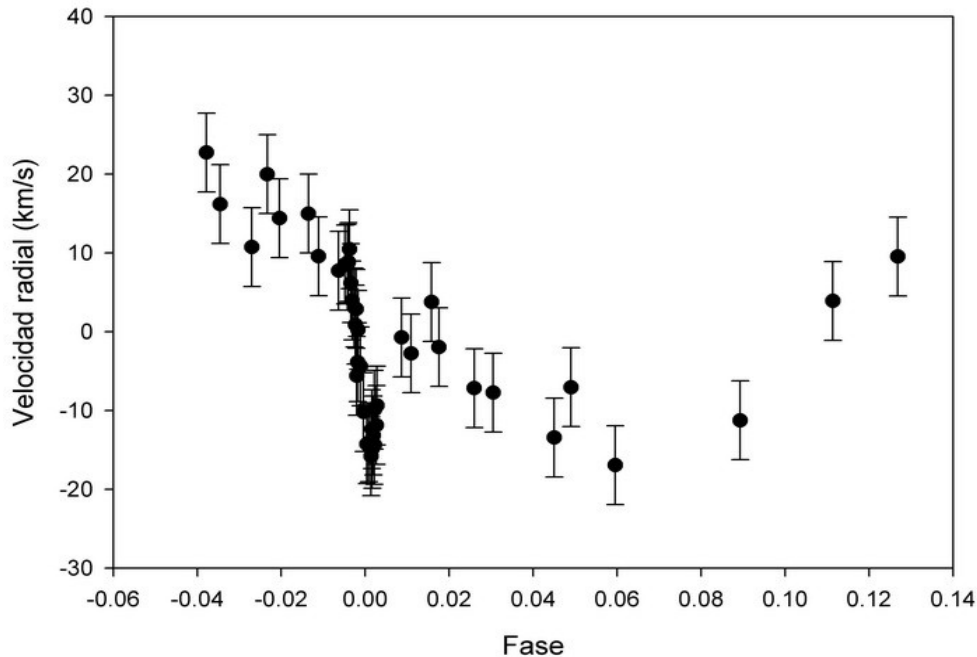
#### **4.1.2 Medición de la velocidad radial usando las mismas líneas en todos los espectros**

Se escogieron 3 líneas espectrales con intensidades intermedias, carentes de contaminación apreciable por otras líneas y situadas en la zona cercana a la parte central de máxima eficiencia del orden Echelle en el que se encuentran.

Las líneas elegidas fueron: Si III (4567.83, 5739.73) y O II 4661.63, estas tres líneas se midieron en todos los espectros obtenidos. Al igual que con el método anterior encontramos que el error, aunque más pequeño, es aún considerable, con dispersión promedio igual a 5 km/s.

Fue durante el desarrollo de éste ejercicio que se notó una clara anomalía en la velocidad radial de la primaria a lo largo del eclipse como se muestra en la figura 4.1, en donde la fase de cada observación ha sido determinada con los elementos calculados por Stickland y Lloyd (2000) y Bondar et al (2000), excepto la fase cero, la cual se determinó usando el mínimo del eclipse observado por R. Michel, como se describe en el capítulo 5. En esa figura se puede apreciar además de una parte de la curva de velocidad radial debida al

movimiento orbital, la anomalía alrededor de la fase cero (eclipse). Las barras de error en las velocidades son el valor de la dispersión promedio mencionada arriba.



**Figura 4.1.** Curva de velocidad radial obtenida por el promedio de la medición individual de Si III 4568, 5740 y O II 4662 en todos los espectros. Donde el eje de las abscisas es la fase orbital

### 4.1.3 Medición de la velocidad radial mediante el método de correlación cruzada.

El paquete *fxcor* (Compute Radial Velocities via Fourier Cross-Correlation), es una aplicación de la paquetería IRAF el cual usa el método de correlación cruzada en el espacio de Fourier. Éste método involucra la correlación del espectro del objeto con velocidad radial desconocida, con el de una estrella “patrón” con tipo espectral similar al del objeto a medir y con velocidad radial conocida.

De esta manera se obtiene el valor de la velocidad radial (heliocéntrica) del espectro a medir, a partir de la posición del máximo de la Gaussiana ajustada al pico mayor de la

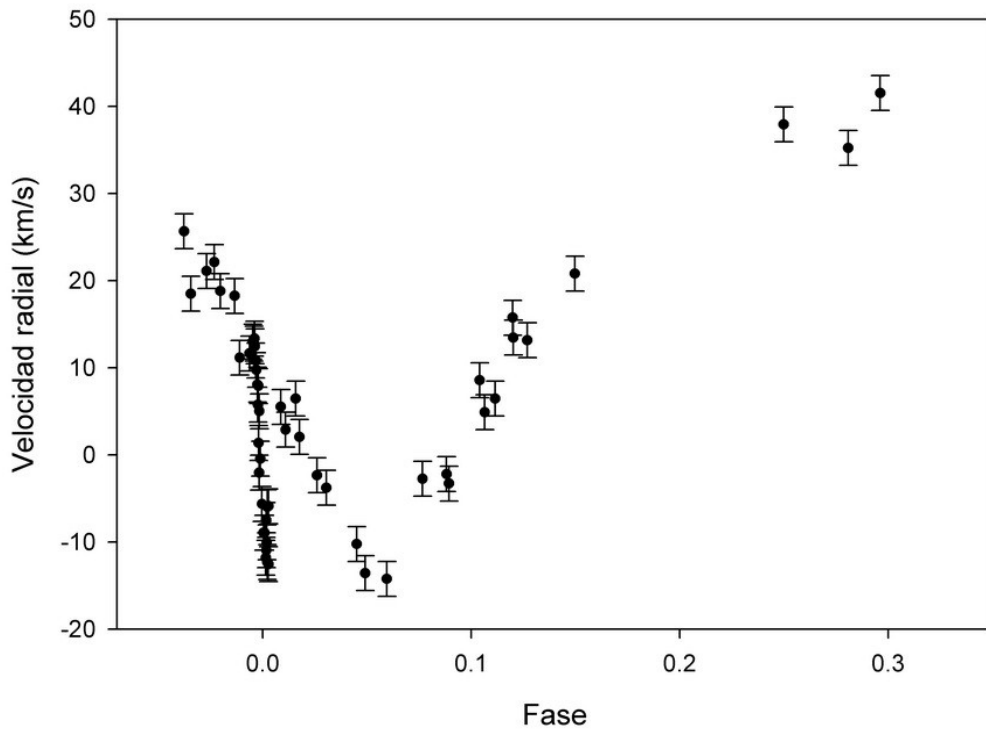


correlación, y de los datos relevantes a la corrección solar. El programa también calcula la velocidad radial observada, el ancho total a media altura (FWHM o *full width at half maximum*) de la Gaussiana, el error de la velocidad radial y una función de mérito (TDR) de la velocidad media.

En la medición de la velocidad radial de la estrella primaria se utilizó como estrella de referencia a  $\tau$  Scorpi que es una estrella de tipo espectral B0.2V, cuya velocidad radial publicada es  $2.0 \pm 0.8$  km/s. La correlación se hizo en 5 órdenes contiguos del espectro Echelle, que abarcan desde 4100 Å hasta 4750 Å, con huecos suficientemente grandes para evitar líneas nebulares (en particular H $\gamma$ , He I en 4471, etc). Los resultados obtenidos mediante este método son de mucha mayor precisión que los derivados de los métodos anteriores. El error nominal de la velocidad radial para un sólo espectro es alrededor de 3 km/s. Como los espectros se tomaron casi siempre en grupos de tres y la velocidad radial del objeto casi no cambia en ese lapso, se calculó la velocidad promedio de cada grupo. Los resultados se encuentran en la Tabla C del apéndice.

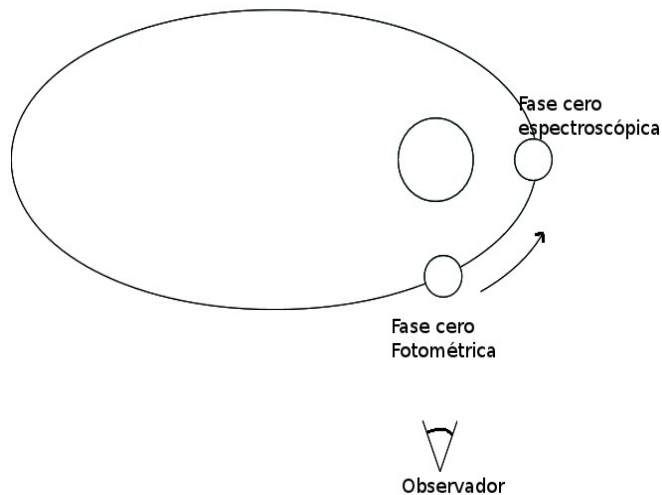
Como resultado de este ejercicio obtuvimos la curva de velocidad radial mostrada en la Figura 4.2. La precisión que se logra en el trazado de esa curva es mucho mejor que las curvas de velocidad radial publicadas (Vitrichenko et al 1998 y Stickland y Lloyd 2000), sin embargo, el intervalo de fases orbitales cubierto por nuestras observaciones es suficiente para el cálculo confiable de parámetros orbitales.

En la Figura 4.2 se observa con mayor claridad la anomalía que se presenta durante el eclipse y que será estudiada más adelante en esta tesis.



**Figura 4.2** Curva de velocidad radial de la componente primaria del sistema  $\Theta^1$  Ori A. Las velocidades fueron medidas con el paquete fxcor de IRAF. La rápida caída cerca de fase cero (mínimo del eclipse), es la anomalía debida al efecto Rossiter–McLaughlin.

Conviene aclarar que la fase cero del eclipse, se determinó a partir de las observaciones fotométricas (esto es, en el momento de mínima luz del eclipse), que es distinta a la fase cero espectroscópica que se define como el momento del periastro del sistema. Esto se explica por la excentricidad de la órbita ( $\approx 0.65$ ) y la orientación de la órbita como se muestra en el esquema siguiente:



## 4.2 Velocidad radial de la estrella secundaria

Inicialmente intentamos determinar la velocidad radial de la componente secundaria a partir de la medición de la longitud de onda observada en algunas líneas espectrales de esa componente, poco contaminadas por otras y durante el eclipse, pero los resultados fueron desechados debido a que ninguna de esas líneas está realmente libre de solapamiento con otras y, a que el cociente de señal a ruido en el espectro de la secundaria es muy pobre. Por ello se decidió medir las velocidades mediante el paquete `fxcor` de IRAF, ya no sólo se obtienen resultados confiables, si no que, para nuestra sorpresa, es posible “ver” la secundaria en la correlación cruzada en casi todos los espectros de  $\Theta^1$  Ori A, aún fuera de eclipse. Para ello, se empleó a  $\beta$  Virginis como estrella estándar de velocidad radial, la cual es de tipo espectral F9V, con velocidad radial heliocéntrica igual a  $4.6 \pm 0.8$  km/s. La correlación cruzada se hizo en el intervalo espectral comprendido entre 5150 Å y 5570 Å (órdenes 40 a 44 del espectro Echelle), dejando pequeños huecos para evitar la inclusión de líneas nebulares y estelares así como líneas de la componente primaria que, aunque en ese intervalo son pocas y débiles, podrían afectar el resultado.

De manera similar a lo hecho para la componente primaria se promediaron las velocidades heliocéntricas medidas en cada grupo de tres espectros, pues el cambio de velocidad de la secundaria en el lapso transcurrido (aunque cuatro veces mayor que el cambio en la primaria), sigue siendo menor que el error de medición en cada espectro ( $\approx 5$  km/s). El resultado se lista en la tabla C del Apéndice.

### 4.3 Cálculo del cociente de masas de las componentes

A partir de las velocidades radiales de ambas componentes, obtenidas, es posible calcular el cociente de masas  $q$  de las componentes del sistema mediante:

$$q = \frac{M_1}{M_2} = \frac{|V_2 - \gamma|}{|V_1 - \gamma|}$$

donde  $M_1$ ,  $M_2$ ,  $V_1$  y  $V_2$  son las masas y las velocidades radiales de las componentes primaria y secundaria, respectivamente y  $\gamma$  es la velocidad simultánea de la binaria. Como puede verse en la Tabla 1.3 el valor de  $\gamma$  es cercano a 28 km/s (Vitrichenko et al 1998, Stickland & Lloyd (2000)). Al emplear este valor para calcular el valor de  $q$  para cada par de velocidades que obtuvimos para las componentes de  $\Theta^1$  Ori A, se notó que probablemente ese valor de  $\gamma$  es algo pequeño. Esto es posible debido a que los datos empleados por esos autores son muy parecidos y también porque es posible que el sistema de referencia que nos proporciona  $\tau$  Scorpi es incierto debido a que no existe determinación adecuada de velocidades radiales absolutas para estrellas más tempranas que F0.

En consecuencia, utilizamos algunos valores de  $\gamma$  mayores que 28 km/s y buscando medir la dispersión de los resultados calculadas para el cociente de masas.

El mayor valor encontrado de esas manera es  $\gamma = 32.0$  km/s. Los cocientes de masas calculados se muestran en la tabla D de Apéndice. Para su comparación, en esa tabla se listan los valores de  $q$  para  $\gamma = 28, 32$  y  $36$  km/s.

## Capítulo 5

### Temperatura de la componente secundaria

#### 5.1 Aspectos iniciales

De acuerdo a la curva de luz en varios filtros hecha por Lloyd y Stickland (1999), la temperatura de la estrella secundaria de  $\Theta^1$  Ori A se encuentra entre 6000 K y 9000 K. Por su parte, Vitrichenko y Plachinda (2001) estiman, espectralmente, que la temperatura de la estrella secundaria es  $\geq 9000$  K. Cabe hacer notar que estos últimos autores observaron el objeto en la fase inicial del eclipse únicamente, por lo que la señal que ellos obtienen de la secundaria es muy pobre.

Para determinar la temperatura de la componente nosotros supusimos que la temperatura de la estrella secundaria debe ser menor a 10000 K y mayor que 5000 K. Para ello se utilizaron los espectros promedio normalizados obtenidos durante los eclipses observados en octubre de 2004 y de enero de 2006, como se describe en el Capítulo 3. El análisis de las líneas espectrales de la secundaria se hizo en el intervalo comprendido entre 5040 Å y 5900 Å, por ser éste en el que la respuesta instrumental es máxima, y hay un buen número de líneas espectrales fuertes de la componente secundaria y pocas de la primaria, además de haber pocas líneas fuertes de la Nebulosa de Orión y escasas líneas telúricas.

Con objeto de eliminar las líneas de la primaria al espectro promedio en eclipse, se le restó el promedio de los espectros fuera de eclipse, sin embargo, el resultado no fue satisfactorio debido a la aparición de perfiles P Cygni invertidos en los lugares correspondientes a las líneas de absorción de la primaria. Esto se debe al efecto Rossiter–McLaughlin que se describe en el capítulo 6. En consecuencia el espectro en eclipse promediado y normalizado, se comparó visualmente con los de estrellas estándar de clasificación espectral obtenidos con el mismo espectrógrafo, sin embargo, esta comparación resulta

inadecuada debido a las muy diferentes velocidades de rotación ( $v_{\text{sini}}$ ) de las estándares que, a resolución 15000, hace inadecuada la clasificación espectral mediante la simple comparación visual del espectro.

Así pues, se procedió a hacer la comparación de los espectros de la secundaria con espectros sintéticos, como se describe en la sección siguiente.

## 5.2 Espectros sintéticos

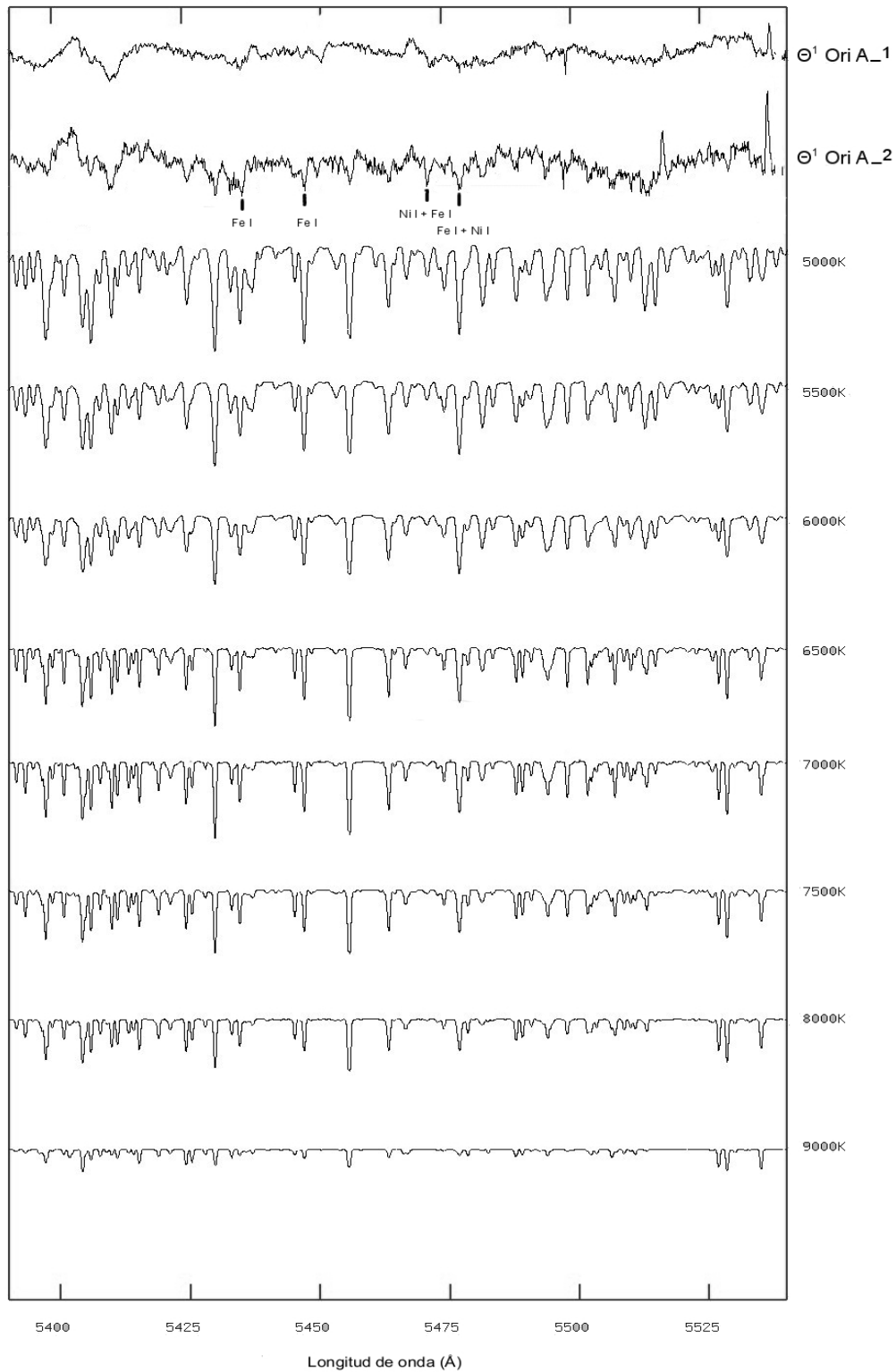
Se crearon una serie de espectros sintéticos, estos espectrogramas fueron elaborados por el Dr. Leonid N. Georgiev, utilizando los modelos de atmósferas estelares "Atlas9" hechos por Castelli y Kurucz (2004). Éstos forman una matriz de modelos (grid) que contienen 4300 modelos de atmósferas estelares, que incluyen abundancias  $[M/H] = 0.0, -0.5, -1.0, -1.5, -2.0, -2.5, +0.5, +0.2$  cubren el intervalo de gravedad entre  $\log(g) = 0.0$  hasta  $+ 5.0$  en intervalos de 0.5, y temperaturas efectivas entre 3500 K y 50000 K. A partir de estos modelos el Dr. Georgiev calculó los espectros emitidos usando el programa SYNTHE de Kurucz, empleando temperaturas entre 9000 K y 5000 K, en pasos de 250 K, con abundancias solares  $\log g = 3.5$ , velocidad de rotación proyectada  $v_{\text{sini}}$  de 30 km/s, y en el intervalo espectral entre 5000 Å y 6000 Å. Además se degradó la resolución de los espectros sintéticos 15 km/s para que corresponda a los espectros Echelle observados. Se adoptaron abundancias solares basándonos en el trabajo de Simon-Diaz et al (2006). El valor de  $\log(g) = 3.5$  se adoptó con base en las estimaciones de la masa de la secundaria ( $M_2 = 3.9M_{\odot}$ ) hechas por Vitrichenko (2001), y radio de la secundaria ( $R_2 = 0.8R_1 = 5.2R_{\odot}$ ) en base a las estimadas por Stickland y Lloyd (1999).

### 5.3 Temperatura efectiva de la estrella secundaria

Se hizo una comparación visual entre las intensidades de las líneas del objeto y las de los espectros sintéticos, con objeto de identificar aquellas que más rápidamente crecen o decrecen con la temperatura, lo cual permitió reducir el intervalo de temperatura plausible para la secundaria de  $\Theta^1$  Ori A entre 5000 K y 7000 K, pues algunas líneas claramente presentes en el espectro del objeto prácticamente desaparecen a temperaturas más altas que 7000 K, como es el caso de Fe I en 5247 Å, la cual es indetectable en los espectros sintéticos con temperaturas mayores a 7000 K, y que sin embargo aparece claramente en los espectros  $\Theta^1$  Ori A en eclipse.

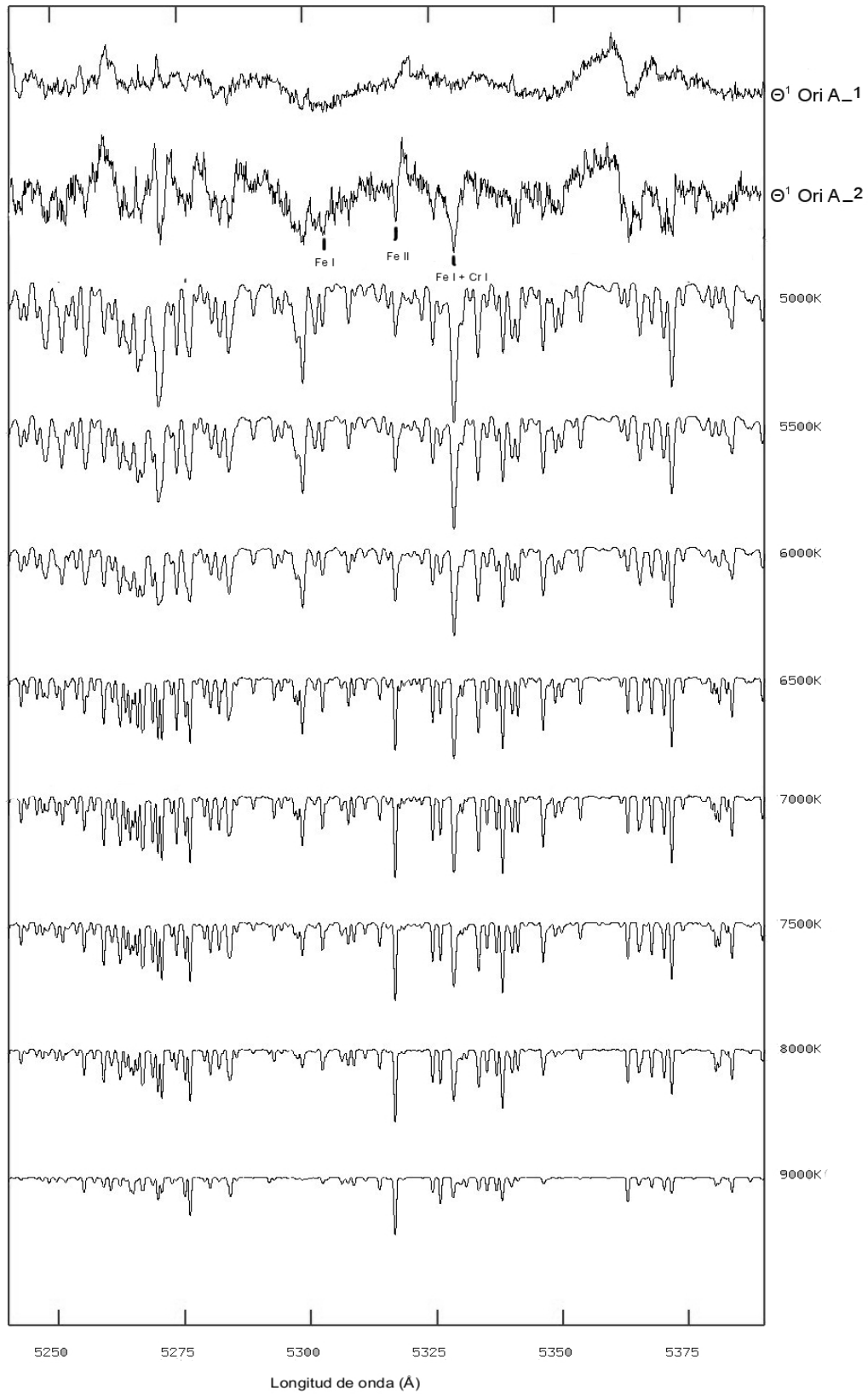
En las figuras 5.1, 5.2 y 5.3 se muestran los espectros de  $\Theta^1$  Ori A y los sintéticos en los intervalos que correspondiente a los órdenes de dispersión 41, 42 y 43 del espectrógrafo Echelle. En la parte superior de cada una, se tienen los espectros de  $\Theta^1$  Ori A fuera y dentro de eclipse, todos ellos obtenidos durante la temporada de observación de enero de 2005, debajo de éstos se encuentran los espectros sintéticos con temperaturas entre 5000 K y 7000 K obtenidos como se describe en la sección 5.2. Para su comparación hubo la necesidad de escalar los espectros en eclipse de  $\Theta^1$  Ori A por un factor de 16 con objeto de lograr la profundidad de las líneas espectrales, esto debido a que el continuo de la componente de  $\Theta^1$  Ori A está fuertemente contaminado por la luz de la primaria.

Nótese en la figura 5.3, que las líneas de la primaria se hacen delgadas y algo asimétricas en el espectro promedio obtenido durante el eclipse

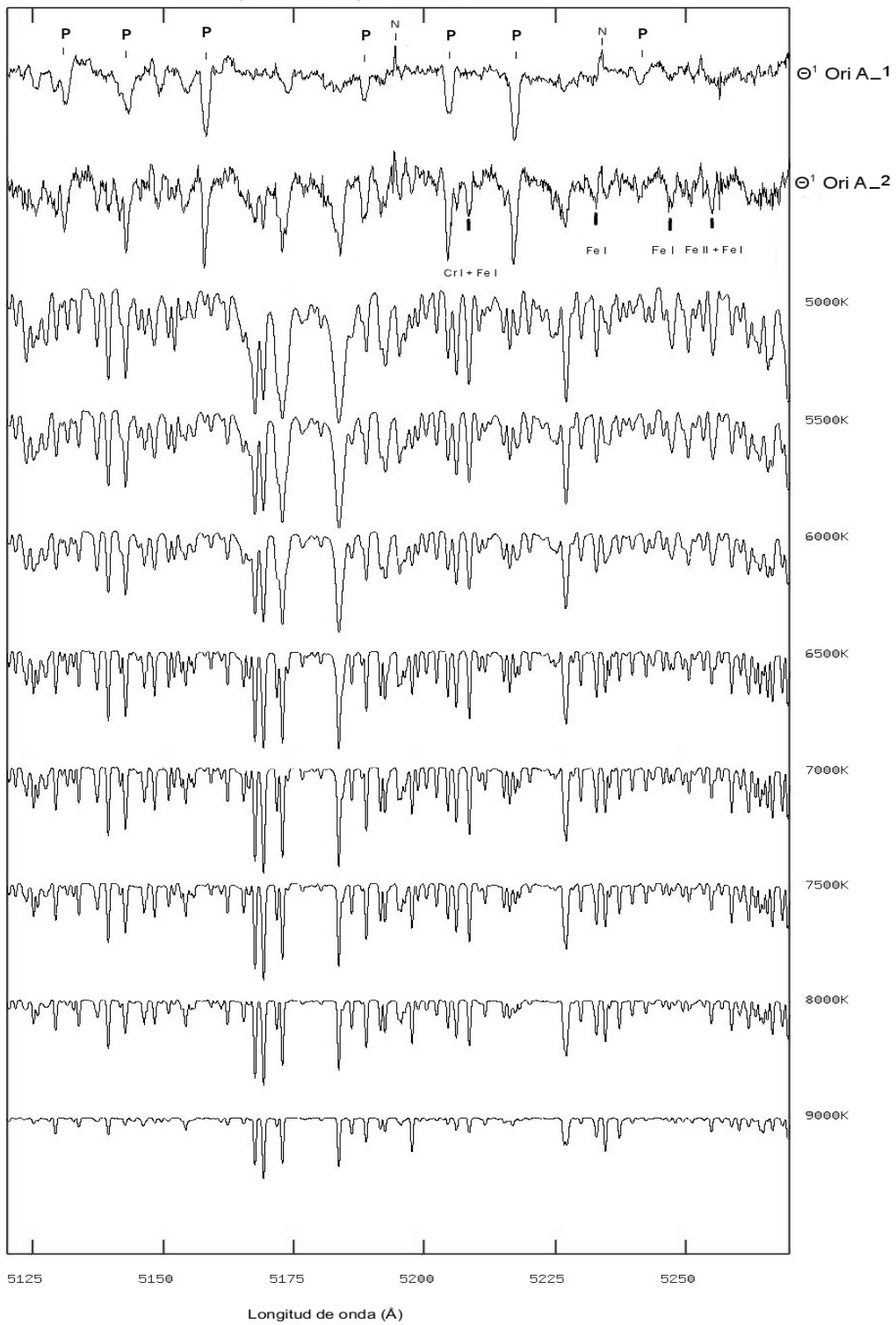


**Figura 5.1** Comparación del espectro observado de  $\Theta^1$  Ori A con los espectros sintéticos. De arriba hacia abajo los primeros espectros corresponden a  $\Theta^1$  Ori A fuera de eclipse ( $\Theta^1$  Ori A\_1), y el segundo ( $\Theta^1$  Ori A\_2) en eclipse. Ambos han sido amplificados en la dirección vertical por un factor de 16 para facilitar su comparación con los sintético. El intervalo espectral corresponde al orden de dispersión 41 de espectro Echelle.





**Figura 5.2** Lo mismo que la Figura 4.1, pero para el orden 42 del espectro Echelle.



**Figura 5.3** Lo mismo que la Figura 4.1, pero para el orden 43 del espectro Echelle. Las letras **P** se refieren a las líneas espectrales de la estrella primaria y la **N** a las líneas nebulares

Mediante la inspección visual de los espectros sintéticos, se seleccionaron pares de líneas, vecinas entre sí, cuyo cociente mostrara alta dependencia con la temperatura.

Sólo se consideraron las líneas fuertes del espectro de la estrella secundaria, pues las débiles, aunque en algunos casos se logran ver, el error es grande y comparable al valor del ancho equivalente. Cuando se tiene contaminación notable de alguna línea de la estrella primaria sobre una de la secundaria, aunque esta última sea intensa y susceptible al cambio de temperatura, el cociente involucrado fue eliminado de nuestro análisis.

En la Tabla 5.2 se presenta la identificación de las líneas espectrales usadas en los cocientes empleados para la estimación de la temperatura de la componente secundaria de  $\Theta^1$  Ori A, así como la temperatura deducida de cada uno de ellos al ser aplicadas a los dos promedios de espectros. Varias de esas líneas son la mezcla (blend) de dos o tres líneas fuertes, como se indica en esta tabla.

Cociente	Elemento – identificación		Temperatura (K)	
	$\lambda$	$\lambda$	Enero 2006	Octubre 2004
1	Fe I 5624 / Ni I + Fe I + Ca I	5598	6000	5790
2	Fe I + Co I 5483 / Fe I + Ni I	5476	6220	6210
3	Ni I + Fe I 5463 / Fe I + Ni I	5476	6120	5610
4	Fe I 5446 / Fe I	5429	6570	4000
5	Fe I 5302 / Cr I	5300	5520	5790
6	Fe II 5316 / Fe I + Cr I	5328	5880	5590
7	Fe II + Fe I 5255 / Cr I + Fe I	5208	5730	6570
8	Fe I + Cr I 5247 / Fe I	5232	5570	6230
9	Fe I 5064 / Fe I	5079	5770	5480
<b>Promedio</b>			<b>5931</b>	<b>5697</b>
<b><math>\sigma</math></b>			<b>336</b>	<b>731</b>

**Tabla 5.2** Temperatura de la componente secundaria de  $\Theta^1$  Ori A deducida del cociente de líneas. La primera columna es el número con el que se identifica el cociente, en las Figuras 5.4; la columna siguiente muestra al cociente de las líneas espectrales y su respectiva identificación, del que se deducen las temperaturas que están en las últimas dos columnas.

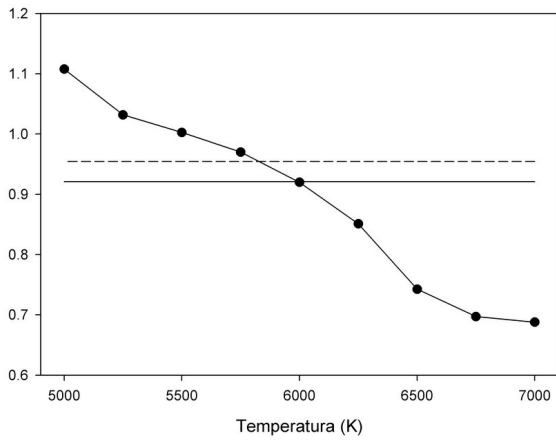
Para estimar la temperatura de la componente secundaria se graficaron los cocientes de los anchos equivalentes medidos en las líneas de los espectros sintéticos en el intervalo de temperaturas entre 5000 y 7000 K (Figura 5.4). Además, en cada gráfica se trazaron dos líneas horizontales que corresponden a los cocientes medidos en los espectros promedio del objeto en eclipse; la línea sólida corresponde al de las observaciones de enero de 2006 y la línea punteada a las observaciones de octubre de 2004.

El promedio de las temperaturas es de 5860 K, la desviación estándar entre ellas es  $\sigma = 270$  K. Este resultado es congruente con el límite inferior de 6000 K, estimado por Stickland y Lloyd (2000).

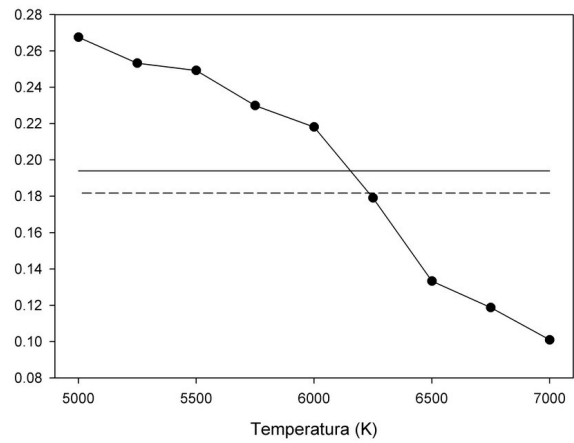
Cabe hacer notar que los dos pares de cocientes en que están involucradas líneas de Fe II con intensidad significativa (cocientes 6 y 7 de la tabla 5.2), pueden estar contaminados por emisión en la línea misma. De hecho, en algunos espectros aparecen estas líneas con perfil P-Cygni. El efecto de semejante posibilidad es la obtención de temperaturas menores a la real. Sin embargo, al eliminar del promedio éstos (los cocientes que involucran líneas de Fe II), el resultado cambia muy poco con respecto al obtenido al incluirlos. También es notable que la dispersión de las temperaturas obtenidas del espectro correspondiente a octubre de 2004 es más del doble que la obtenida de las temperaturas deducidas de los cocientes calculados para el eclipse de enero de 2006, lo cual es explicable porque estos últimos fueron obtenidos a mayor cercanía del mínimo de luz del eclipse y por la mejor resolución espectral que éstos tienen.

Así pues, es razonable concluir que la temperatura efectiva de la componente secundaria de  $\Theta^1$  Ori A es  $5850 \text{ K} \pm 250 \text{ K}$ , lo cual ubica a esta estrella alrededor del tipo espectral G0. Probablemente su clase de luminosidad se encuentre entre IV y III pues, como veremos en el capítulo 6, su radio es aproximadamente 5 veces mayor que el de una estrella G0 de secuencia principal.

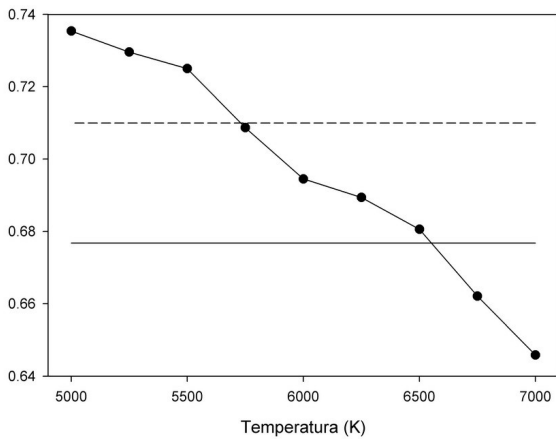
**Figura 5.4** Cocientes de los anchos equivalentes de espectros sintéticos entre 7000 K y 5000 K. Las líneas horizontales corresponden a los cocientes, medidos en los espectros promedio de los eclipses de enero de 2006 (línea continua) y de octubre de 2004 (línea punteada). El número de cociente se refiere al número que tienen en la tabla 5.2.



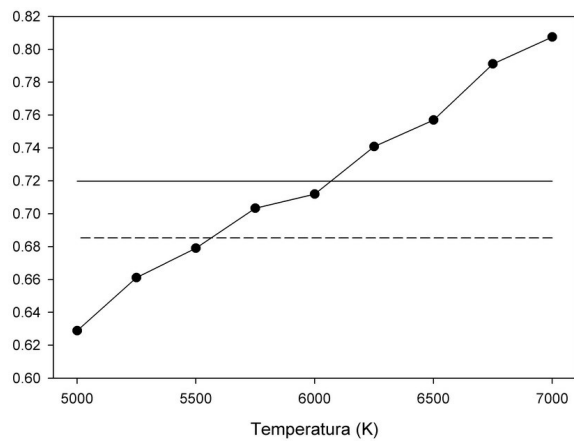
**Cociente 1.** Fe I / Ni I



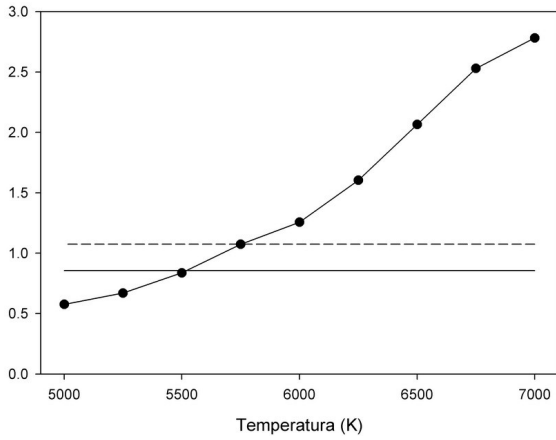
**Cociente 2.** (Fe I + Co I) / (Fe I + Ni I)



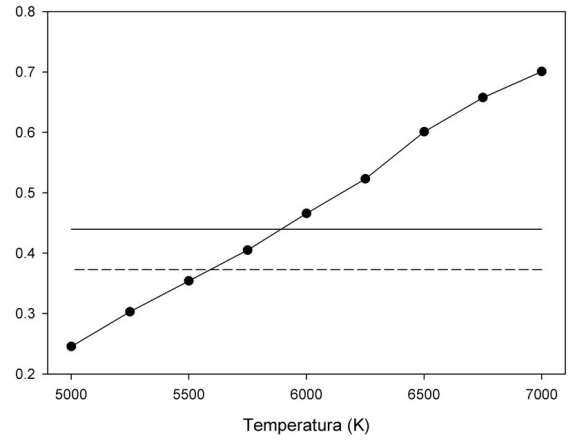
**Cociente 3.** Ni I + Fe I / Fe I + Ni I



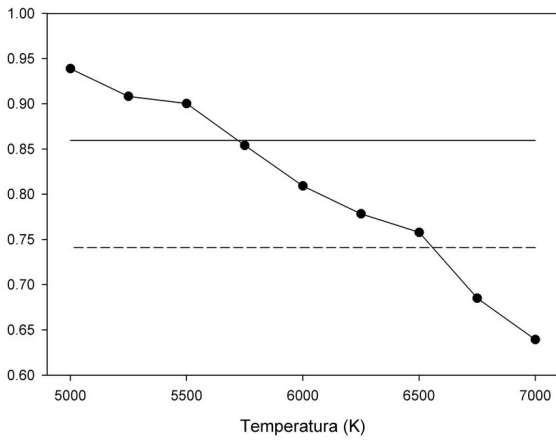
**Cociente 4.** Fe I / Fe I



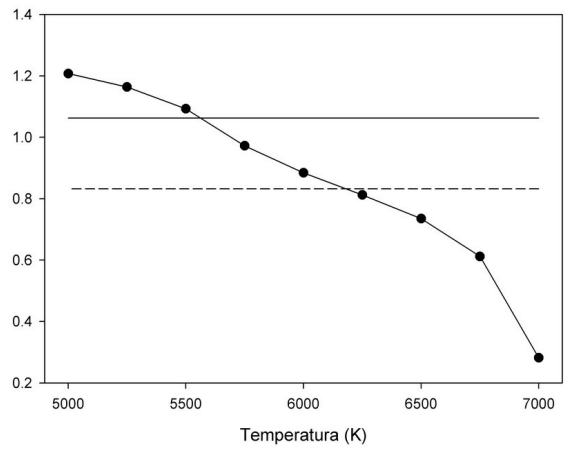
**Cociente 5. Fe I / Cr I**



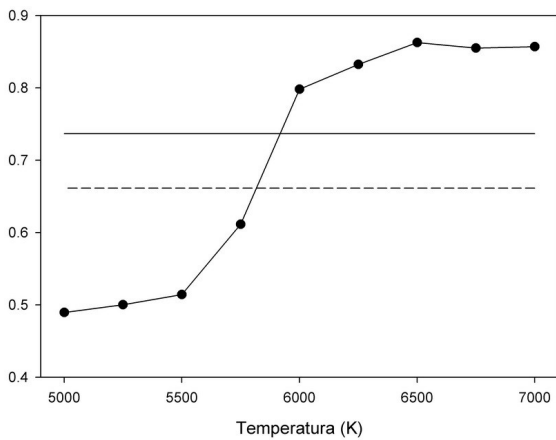
**Cociente 6. Fe II / Fe I + Cr I**



**Cociente 7. Fe II + Fe I / Cr I + Fe I**



**Cociente 8. Fe I + Cr I / Fe I**



**Cociente 9. Fe I / Fe I**

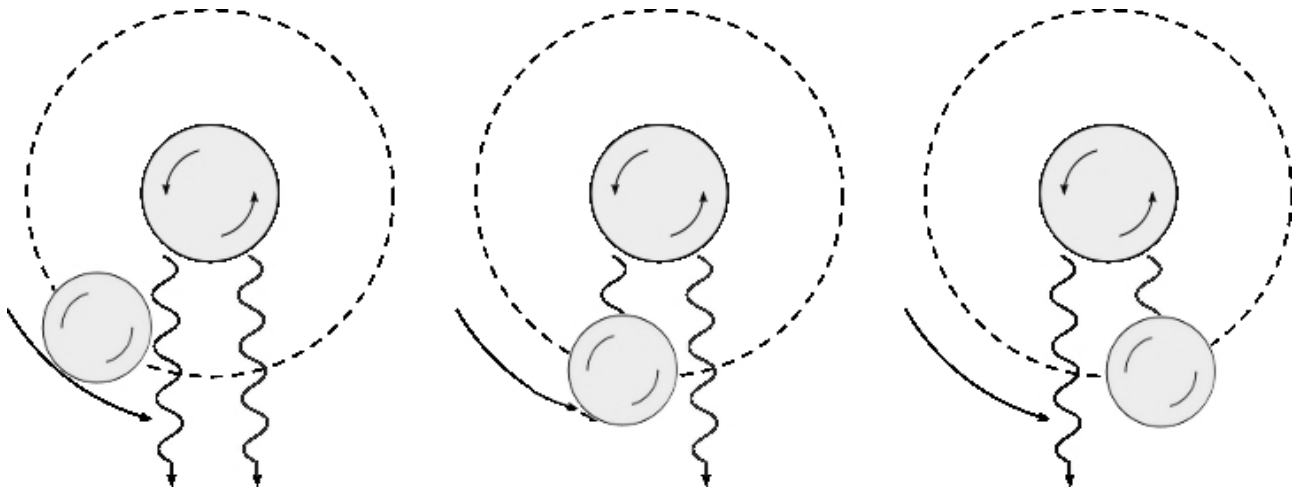
## Capítulo 6

### Inclinación entre los ejes de rotación y traslación (oblicuidad de la órbita)

#### 6.1 El efecto Rossiter-McLaughlin

El efecto Rossiter–McLaughlin (*RM*) es una anomalía observada en la velocidad radial de sistemas eclipsantes, originalmente llamado “Efecto de Rotación” por Rossiter (1924) y McLaughlin (1924). Las líneas espectrales de una estrella son ensanchadas simétricamente debido a la rotación de ésta; el limbo que se aleja de nosotros y el que se acerca al observador, producen, respectivamente, el incremento y el decremento de la longitud de onda de la radiación originada en esas partes de la estrella. El efecto resultante en ambas direcciones es el ensanchamiento de las líneas espectrales, llamado ensanchamiento por rotación. Esta suele ser la principal causa de ensanchamiento de líneas espectrales de elementos diferentes al Hidrógeno y el Helio, que no son resonantes ni originada desde niveles metaestables.

Cuando una estrella es eclipsada, un lado de ella es cubierto gradualmente por la estrella eclipsante. En consecuencia, las líneas espectrales de la estrella eclipsada son principalmente ensanchadas hacia un lado únicamente, el correspondiente al lado no oculto. Cuando estas líneas son medidas para determinar la velocidad radial mediante el ajuste de su perfil a una Gaussiana, el centro del ajuste estará corrido hacia ese lado no oculto, alejándose del centro real de simetría observado cuando toda la superficie de la estrella es visible .



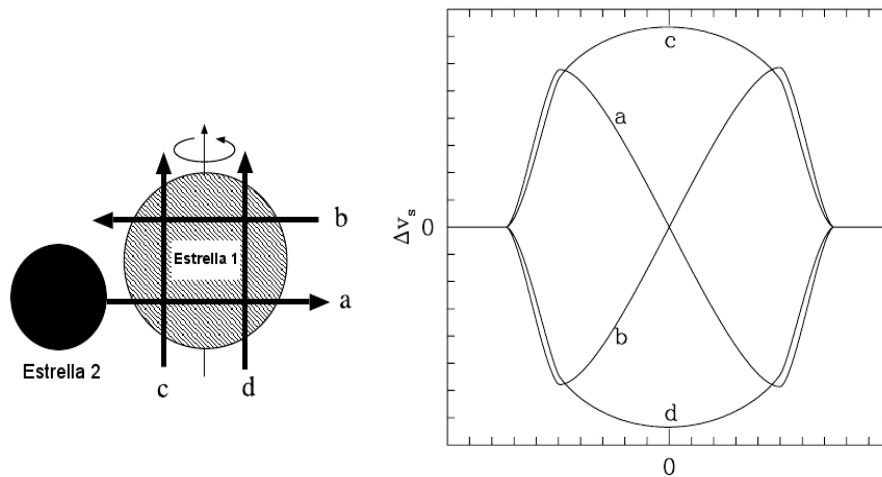
**Figura 6.1** Ilustración del efecto RM. En una estrella que rota, la longitud de onda de la luz proveniente del lado izquierdo de ella está desplazada al azul y la del derecho hacia el rojo. Al pasar un objeto frente a la estrella, bloquea sucesivamente la emisión en cada parte causando un cambio en la velocidad radial observada en la estrella eclipsada. El observador se encuentra hacia abajo de la figura.

Normalmente, el plano orbital de un sistema binario estelar está muy cerca de los planos ecuatoriales de ambas componentes; además, los dos movimientos el de traslación y el de rotación, ocurren en el mismo sentido, esto es, los vectores de traslación y de rotación son esencialmente paralelos entre sí. Esto se espera que sea así por el mecanismo de formación simultánea de ambas componentes en sistemas estelares binarios y porque, secularmente, las fuerzas de marea obligan al sistema a la eventual circularización de la órbita, a la sincronización de los periodos de rotación y traslación, y a la paralelización de los ejes de éstos movimientos. Cuando éste es el caso, durante el inicio de un eclipse el limbo que se aleja del observador es visible y el que se acerca es cubierto. Entonces el centro de las líneas espectrales de la componente eclipsada es desplazado hacia longitudes de onda más largas. A medio eclipse (si éste es parcial), las líneas espectrales son de nuevo simétricas. Cuando la estrella está emergiendo del eclipse, el lado que se aleja es cubierto y el opuesto es visible; en consecuencia, el centro de las líneas es desplazado hacia longitudes de onda más cortas. Así pues la velocidad radial de la estrella



eclipsada medida mediante el desplazamiento de sus líneas espectrales, se ve afectado primero hacia valores por arriba de la velocidad real y, después, hacia valores por debajo de sus verdadero valor.

En contraste, en el caso extremo en el que plano orbital del sistema binario estuviese inclinado  $90^\circ$  respecto al plano ecuatorial de la estrella eclipsada (y el eclipse fuese parcial), la estrella eclipsante ocultaría principal o únicamente uno de los lados del ecuador de la eclipsada, por lo que el desplazamiento de las líneas espectrales de ésta ocurrirá sólo hacia un lado y el cambio de velocidad radial observada sucedería en sólo una dirección. En la figura 6.2 se muestran gráficamente los dos casos mencionados y en el que la órbita y el ecuador son coplanares, pero con movimiento orbital retrógrado respecto al de rotación de la estrella eclipsada.



**Figura 6.2** Efecto Rossiter–McLaughlin en la curva de *velocidad radial*, para inclinaciones entre el ecuador y el plano orbital de  $0^\circ$ ,  $90^\circ$  y  $180^\circ$ .

Cabe destacar la poca información que hay sobre el efecto RM para sistemas estelares eclipsantes (p.e. Kopal 1959; Hosokawa 1953; Hube & Couch 1982; and Worek 1996). Esto probablemente es debido a que las observaciones de éste efecto en binarias eclipsantes han arrojado siempre resultados “normales”. Sin embargo, el interés por el efecto RM ha resurgido recientemente debido al descubrimiento de planetas extrasolares mediante el método del tránsito de éstos frente a sus estrellas, pues la medición del ángulo rotación-traslación arroja resultados muy variados e interesantes (Ohta et al. 2005; Giménez 2006).

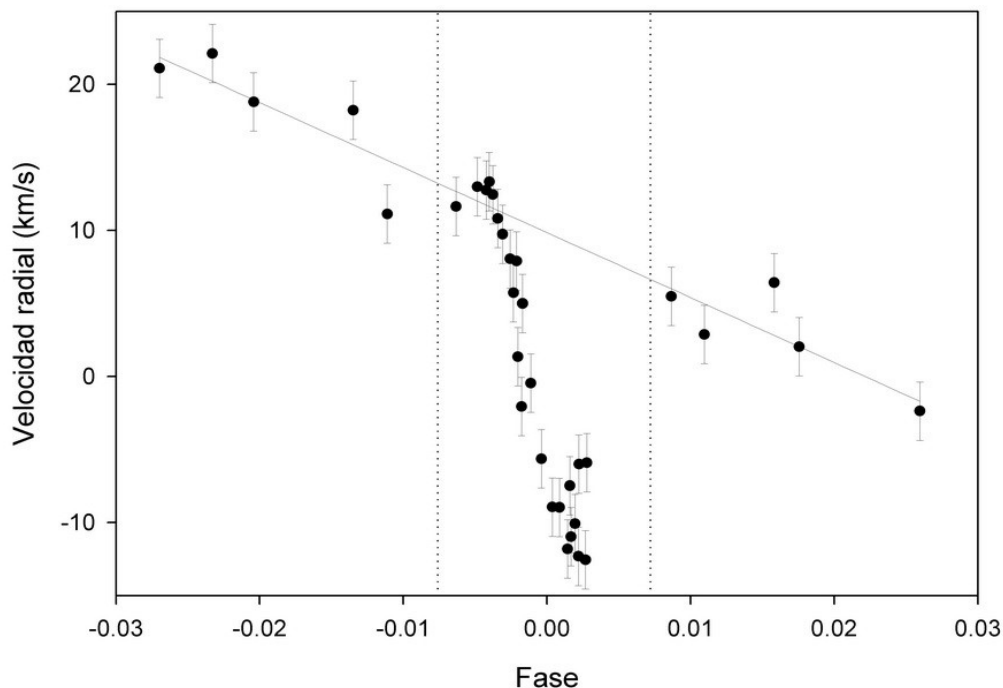
No obstante Albrecht et al (2009) encuentran este efecto en el sistema DI Her (HD 175227) se traslada con un ángulo de  $72^\circ \pm 4^\circ$  respecto al plano ecuatorial de la componente primaria y de  $84^\circ \pm 8^\circ$  respecto al de la secundaria. Este es el único caso hasta donde se sabe (Albrecht et al (2011)), la oblicuidad de la órbita de una estrella binaria es claramente diferente a  $0^\circ$ , a excepción de  $\Theta^1$  Ori A como se describe en la sección siguiente.

## 6.2 El efecto RM en $\Theta^1$ Ori A

Al analizar la curva de velocidad radial del sistema  $\Theta^1$  Ori A en eclipse, encontramos claros indicios de que el efecto RM no es simétrico (Figuras 4.1 y 4.2), como lo sería en el caso en un sistema eclipsante “normal”, cuando el plano de la órbita del sistema estuviera cercano al plano ecuatorial de la primaria. La asimetría es tan grande que la órbita podría estar perpendicular al ecuador de la estrella ocultada, de acuerdo al análisis siguiente:

En la figura 6.3 se muestra la curva de velocidad radial alrededor del eclipse (fase cero).

Cada punto es el promedio de una serie de tres espectros tomados consecutivamente y calibrándolos en longitud de onda con espectros de Torio-Argón tomados justo antes y después de cada serie. Las barras de error representan la desviación estandar promedio ( $\pm 2$  km/s) de esos promedios.



**Figura 6.3.** Curva de velocidad radial de la componente primaria de  $\Theta^1$  Ori A alrededor de fase cero (eclipse), con velocidades radiales obtenidas por correlación cruzada, al igual que en la Figura 4.2. Las líneas verticales se refieren al inicio y al final del eclipse asumiendo que su duración es de 21 h. La línea diagonal es la ajustada, por mínimos cuadrados a los puntos fuera de eclipse y representa un buena aproximación del movimiento orbital de la componente primaria.

Un aspecto importante para la interpretación de nuestros datos en relación al efecto RM, es el pequeño aumento en la velocidad radial medida al inicio del eclipse, que son los siete primeros puntos después de iniciado el eclipse, que corresponden a los datos tomados de la temporada de observación de diciembre de 2004. Ésto nos indica un aumento y posterior disminución de la velocidad radial observada, aunque la amplitud del incremento es comparable al error de las medidas. Como veremos en la sección siguiente este aumento en velocidad radial es real, y la oblicuidad de la órbita respecto al ecuador de la primaria, debe ser menor a  $90^\circ$ . En el resto de esta tesis supondremos que el aumento observado es real.

### **6.3 Simulaciones del efecto RM**

Con objeto de estimar el ángulo entre el plano del ecuador de la componente primaria de  $\Theta^1$  Ori A y el plano de la órbita del sistema binario, utilizamos el programa hecho por el Dr. Alan M. Watson, a quien agradezco su generosidad al permitirnos el uso del mismo para esta Tesis. La simulación consiste en representar con discos uniformemente iluminados a la estrella primaria y con otro, totalmente opaco y sin brillo, a la secundaria. El disco de la primaria es la proyección en el cielo de una esfera de radio igual a uno centrada en el origen de coordenadas, y que gira en sentido directo alrededor del eje y como cuerpo sólido, con velocidad ecuatorial proyectada,  $v \sin i$ , y el brillo integrado igual a uno. El radio de la secundaria es una fracción del de la primaria  $r = R_2/R_1$ , y es uno de los parámetros libres del programa. El otro dato que debe darse es la posición  $(x,y)$  del centro del disco de la secundaria en cada posición de la secundaria.

El programa consiste en el cálculo del brillo de la parte no oculta de la primaria y de la velocidad radial que resulta de ésta parte debido a la rotación de la estrella primaria.

La integración numérica se hace duplicando el número de elementos (o sea, disminuyendo el tamaño de éstos) hasta que el resultado difiera del anterior por menos de el error que el usuario fija previamente .

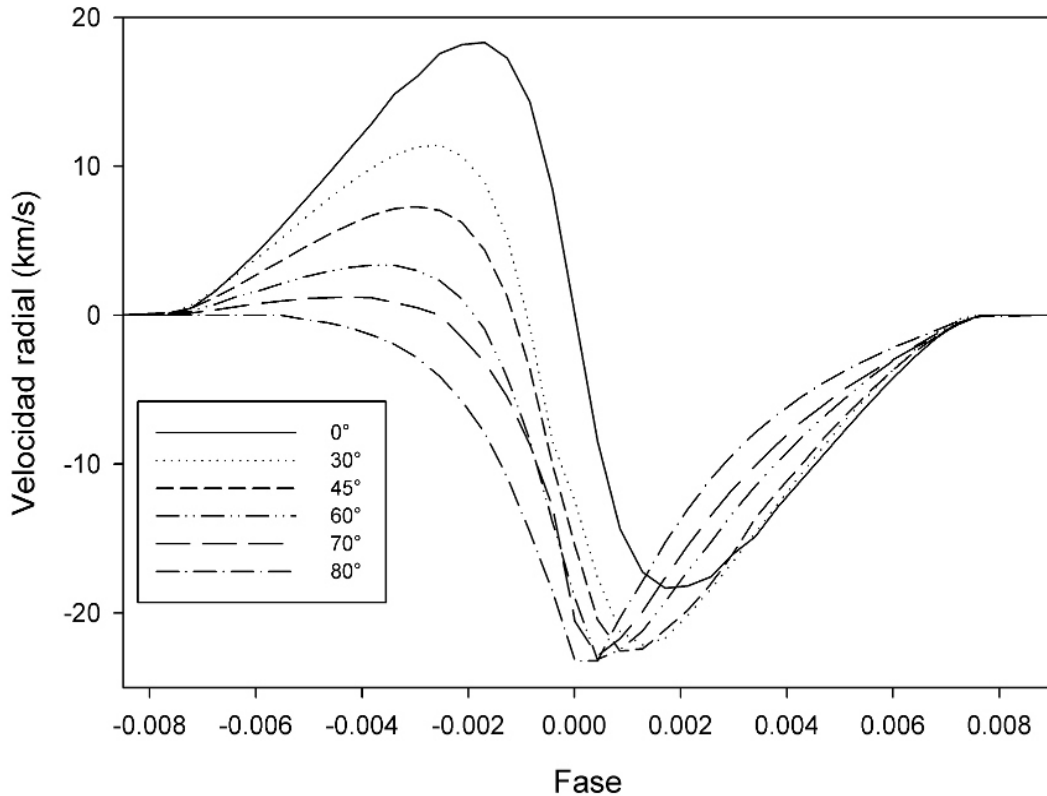
La ausencia de brillo de la secundaria en la simulación es una buena aproximación en el caso de  $\Theta^1$  Ori A, ya que la componente secundaria es alrededor de 40 veces más débil que la primaria en el visible, por lo que es válido despreciar su contribución al brillo total del sistema, aun durante el eclipse.

### **6.3.1 Parámetros y procedimiento empleados en las simulaciones**

Los parámetros libres utilizados en las simulaciones fueron: 1) La oblicuidad de la órbita (esto es, el ángulo de inclinación rotación-traslación) con valores  $\phi = 0^\circ, 30^\circ, 45^\circ, 60^\circ, 70^\circ, 80^\circ, \text{ y } 90^\circ$ , 2) El radio de la secundaria relativo al de la primaria. Para el cual se utilizó  $r = 0.7, 0.8, 0.9, 1.2 \text{ y } 1.6$ . Para valores de  $r$  menores que 0.7 la profundidad del eclipse simulado es menor que la observada (una magnitud). Estos valores del radio son congruentes con los resultados que obtuvieron Bondar et al (1999) y Lloyd y Stickland (1999), para la componente secundaria del sistema  $\Theta^1$  Ori A Tabla 1.2 . Bondar et al ajustan sus observaciones con dos modelos del sistema, en los que el cociente de radios es de  $r = 1.6$  en un caso y  $r = 0.9$  en el otro; por su parte Stickland y Lloyd (1999) consideran que  $r = 0.8$ .

Cada simulación corresponde a una posición de la secundaria en su movimiento orbital. A cada una de ellas se le asignó una fase orbital del sistema, de manera que el centro del segmento que recorre el centro del disco de la secundaria durante el eclipse fuese la fase cero y la duración total del eclipse fuese de 21 horas. Para ello, el periodo orbital usado fue de 65.4330 d, que es el promedio de los valores (para el periodo) obtenidos fotométricamente por Bondar et al (1999) y Lloyd y Stickland (1999).

La trayectoria y las coordenadas del centro de la estrella secundaria durante el eclipse simulado fueron calculadas de manera independiente, para cada valor de  $r = R_2/R_1$  y cada ángulo entre la trayectoria (la órbita) y el eje x (el ecuador de la primaria), elegidos para la simulación. Para ello se supuso que el centro del disco de la componente secundaria se mueve en un segmento de línea recta que inicia y termina cuando los limbos de las estrellas son tangentes entre sí. El centro de ese segmento es el lugar donde los centros de las estrellas se encuentran a separación mínima (y es el momento de mínima luz del eclipse). Para determinar las coordenadas de éste punto se empleó el radio de la componente secundaria y el ángulo de inclinación seleccionado. Para cada segmento se hicieron 21 simulaciones a intervalos de tiempo correspondientes a una hora de movimiento orbital, centrándolo en el máximo del eclipse. Como ejemplo los resultados para  $r = 0.8$  se muestran en la Figura 6.4.



**Figura 6.4** Cambio de la velocidad radial debido al efecto RM, para  $r = 0.8$  y valores de  $\phi$  diferentes.

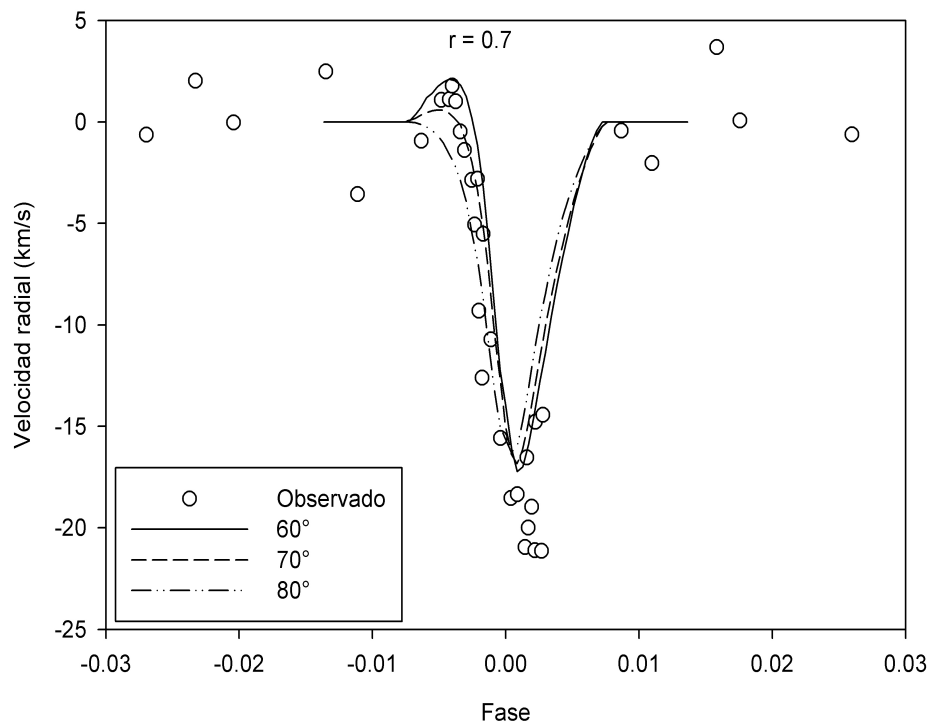
### 6.3.2 Comparación con las observaciones

Para generar las simulaciones con la curva de velocidad observada, se multiplicó el resultado obtenido para la velocidad radial, por la velocidad rotación proyectada de la componente primaria del sistema  $\Theta^1$  Ori A reportada por Simon-Díaz et al (2010),  $v \sin i = 55 \text{ km/s}$ .

Las fases orbitales asignadas a nuestras observaciones, listadas en la Tabla C del apéndice, se calcularon a partir del periodo fotométrico mencionado en la sección anterior y empleando el momento de mínima luz observado por el Dr Raúl Michel en enero de 2006 (simultáneamente a nuestras observaciones espectroscópicas), en el telescopio de 1.5m del Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir.

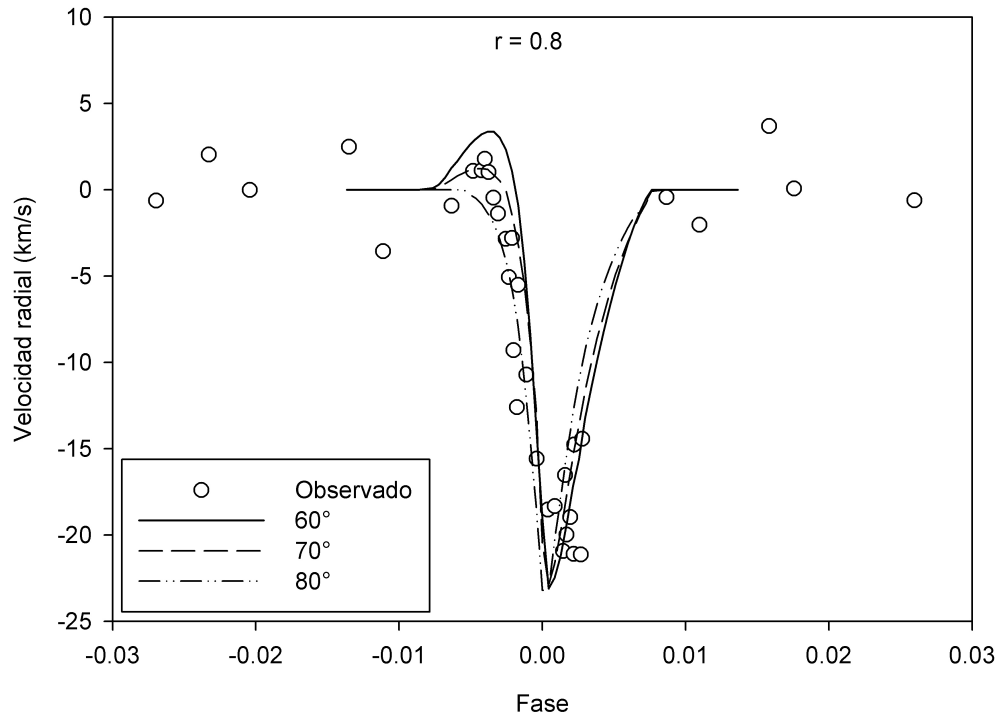
Al comparar visualmente las gráficas de las diferentes simulaciones con el efecto observado, se notó que para ángulos de inclinación menores a  $45^\circ$ , la curva del efecto RM se vuelve inaceptablemente simétrica y que para ángulos mayores a  $80^\circ$  aumenta excesivamente su profundidad del efecto y desaparece la parte positiva de la anomalía, como se observa en la Figura 6.4.

Para compararlas con las simulaciones, a las velocidades radiales observadas se les restaron la velocidad radial orbital, calculada como se describe en la sección 6.2, en cada fase. Encontramos así que los dos modelos que mejor se ajustan a la curva de velocidad observada son los calculados con  $r = 0.7$  y  $0.8$ , mostrada en las Figuras 6.5 y 6.6. En consecuencia, se realizó una simulación más con  $r = 0.75$  que se muestra en la Figura 6.7.

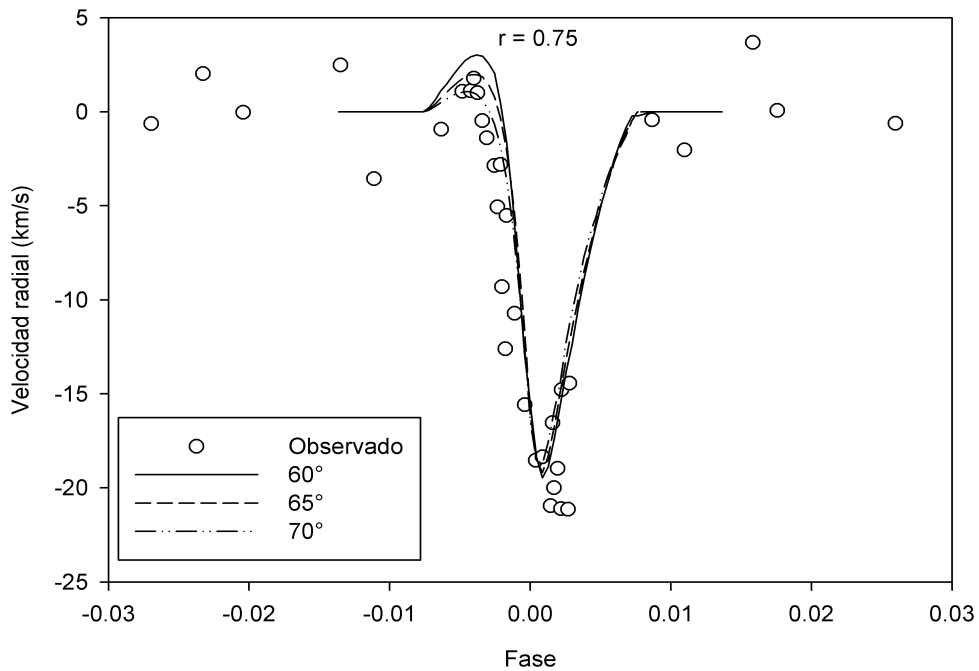


**Figura 6.5** Comparación entre la curva de velocidad radial observada previamente normalizada y los modelos generados por las simulaciones del efecto RM para un cociente de radios de  $r = 0.7$ , las líneas pertenecen a los resultados de las simulaciones y los círculos a los datos de las observaciones.





**Figura 6.6** Comparación entre la curva de velocidad radial observada y los modelos generados por las simulaciones del efecto RM para un cociente de radios de  $r = 0.8$ , las líneas pertenecen a los modelos de las simulaciones



**Figura 6.7** Comparación entre la curva de velocidad radial observada y los modelos generados por las simulaciones del efecto RM para un cociente de radios de  $r = 0.75$ , las líneas punteadas pertenecen a los modelos de las simulaciones.

De acuerdo a estas comparaciones estimamos que el mejor ajuste, que ocurre con radio  $r = 0.75 \pm 0.05$  sucede a valores  $\varphi = 70^\circ \pm 10^\circ$  y separación mínima de los centros de las estrellas cuando  $r = 0.75$  resulta ser de  $0.25R_1$  para que el eclipse sea de una magnitud, si el brillo de la secundaria es despreciable.

Este resultado nos lleva a pensar que la estrella secundaria fue atrapada, o más probablemente, la órbita del sistema ha sido perturbada por la tercera componente del sistema, lo cual sería de esperarse si se trata de un sistema estelar inestable.

Albrecht et al (2011) encuentra que el sistema DI Her tiene una oblicuidad orbital grande ( $72^\circ \pm 4^\circ$ ), lo cual resulta interesante ya que se trata de un sistema binario al que no se le observa una tercera componente que sea la causante de este fenómeno, como la descrita en la Sección 1.4.

## Discusión y conclusiones

Hemos determinado que la temperatura de la estrella secundaria de  $\Theta^1$  Ori A es de  $5850 \text{ K} \pm 250 \text{ K}$ . Aunque la incertidumbre es alta, este resultado es mucho más confiable que los valores estimados por otros autores ( $9000 \text{ K}$  y  $6000 \text{ K}$  por Lloyd y Stickland 1999, Vitrichenko y Plachinda 2001 la clasifican A7) y más aún cuando claramente se observan líneas espectrales que sólo se aprecian fácilmente a temperaturas menores que  $7000 \text{ K}$ .

Estimamos que la oblicuidad de la órbita del sistema  $\Theta^1$  Ori A, el ángulo entre el eje de rotación de la estrella primaria y el de traslación del sistema binario, es de entre  $60^\circ$  y  $80^\circ$ . El cociente de radios estelares encontrado en este trabajo es coherente con el deducido por Lloyd y Stickland (2000) y por Bondar et al (2000) y muestra que el sistema  $\Theta^1$  Ori A ha sido recientemente perturbado, probablemente por una tercera componente. Este es el segundo sistema conocido que muestre una anomalía tan pronunciada, siendo el primero el encontrado por Albretch et al (2011) en DI Her.

Este resultado también muestra que la estrella secundaria tiene que ser más pequeña que la primaria ( $R_2 = 0.8R_1$ ), pues de no serlo la anomalía en la curva de la velocidad radial debida al efecto RM sería más profunda si se conserva la profundidad del mínimo en la curva de luz observada.

Los datos y resultados aquí encontrados no dejan ninguna conclusión sobre la tercera componente del sistema, aunque algunas de las correlaciones cruzadas de  $\Theta^1$  Ori A con  $\beta$ Vir (F9 V), mostraron un segundo máximo que correspondería a una componente a velocidad radial similar a la sistémica de la binaria, Vitrichenko y Plachinda (2001) también ven ese máximo secundario en la correlación cruzada y la adjudican a esta tercera componente.

## APENDICE

**Tabla A,** Identificación de las líneas espectrales de la componente primaria

ION	$\lambda$ (Å)	Eqw mA	Fwhm Å	Vel rad ( km/s )	ION	$\lambda$ (Å)	Eqw mA	Fwhm Å	Vel rad ( km/s )
O II	3911,99	88	1,05	-10,58	Mg II	4481,21	103	1,26	-6,22
O II	3945,04	64	1,16	-10,49	O II	4491,23	30	1,18	-5,01
O II	3945,04	56	0,92	-1,37	Si III	4552,62	120	1,19	-8,03
O II	3954,36	84	1,06	-10,01	Si III	4567,83	116	1,26	-10,50
O II	3954,36	90	1,09	3,64	Si III	4574,76	83	1,23	-6,36
N II	3995,00	67	1,05	-13,28	O II	4590,97	96	1,17	-6,14
He I	4009,27	280	2,45	-4,49	O II	4596,14	103	1,28	-5,67
O II	4041,29	34	0,97	-7,34	Si IV	4654,32	39	1,09	-9,02
N II	4041,30	17	0,75	-9,64	N II	4654,53	17	0,74	-21,32
O II	4060,80	60	1,04	-8,56	O II	4661,63	95	1,20	-7,23
Si IV	4116,10	84	0,97	-6,05	O II	4676,24	92	1,39	-7,05
O II	4132,80	62	1,02	-8,73	He II	4685,68	173	1,76	-8,32
He I	4143,76	507	2,67	-4,27	O II	4699,12	105	1,23	-5,10
C III	4152,51	104	1,46	49,53	O II	4699,12	102	1,11	-2,55
+O II	4153,30	41	0,97	-4,16	O II	4705,35	33	0,82	-6,75
C III	4156,50	33	0,91	-10,39	O II	4705,35	80	1,09	0,25
O II	4156,53	14	0,62	-12,28	O II	4710,01	49	1,12	-1,27
Fe III	4164,76	33	1,07	-17,28	O II	4710,01	47	1,13	-10,18
Fe III	4164,76	12	0,63	-17,28	He I	4713,20	215	1,30	-8,40
O II	4185,45	42	0,87	-19,98	He I	4713,20	214	1,29	-2,67
O II	4185,45	59	1,06	-14,97	Si III	4819,72	32	1,30	5,60
C III	4186,90	24	0,66	-6,44	Si III	4819,72	38	1,34	-6,84
C III	4186,90	43	1,06	-7,16	Si III	4828,97	32 !!!	1,24	-4,35
O II	4189,77	79	1,06	-2,08	O II	4890,86	34	1,79	-9,56
O II	4189,77	79	1,03	-5,01	O II	4906,83	44	1,34	-11,61
Si IV	4212,41	21	0,85	-5,41	O II	4906,83	38	1,17	-5,50
C II	4267,14	85	0,94	-8,43	O II	4941,07	49	1,31	-13,47
C II	4267,14	87	1,05	-3,51	O II	4943,01	67	1,31	-3,94
O II	4294,81	49	1,05	-6,21	N II	5001,33	71	1,52	-8,09
O II	4319,65	89	1,06	-3,47	N II	5045,10	24	1,30	-10,64
O II	4319,66	79	1,02	-12,91	He I	5047,74	130	1,30	-4,66
O II	4366,88	93	1,17	-10,92	C II	5133,13	30	1,26	-7,30
He I	4387,93	592	2,28	-6,77	C II	5133,13	24	1,44	-18,98
+C III	4388,02	213	1,16	-12,84	O II +	5159,94	56	1,21	2,85
O II	4414,90	115	1,11	-12,83	O II	5206,65	59	1,67	-11,00
O II	4414,90	128	1,13	-0,61	S III?	5219,31	53	1,51	-13,04
O II	4416,98	108	1,11	-9,16	He II	5411,52	68	2,86	-8,53
O II	4416,98	107	1,13	-1,02	N II	5679,56	55	1,42	-0,53
He I	4437,55	61	1,03	-2,90	Si III	5739,73	77	1,56	-4,18
He I	4437,55	82	1,15	1,15	O II	6721,39	61	1,72	-6,16
O II	4452,38	53	1,19	-1,89					

**Tabla B** identificación de las líneas espectrales de la estrella secundaria

$\lambda$ (Å)	eqw	Fwhm	Elementos	$\lambda$ (Å)	eqw	Fwhm	Elemento
5018,28	0,0226	1,6870	Ni I + Fe II	5316,62	0,0142	0,7703	Fe II
5030,63	0,0042	0,6184	Sc II	5324,18	0,0123	0,6658	Fe I + Fe II
5035,36	0,0212	1,7040	Ti I + Ni I	5328,04	0,0323	1,7700	Fe I + Cr I
5041,01	0,0088	0,9793	Fe I + Ca I	5332,90	0,0079	0,6864	Fe I + Si I
5065,02	0,0063	0,4911	Fe I	5337,73	0,0027	0,4052	Fe II + Cr II + Si I
5079,22	0,0069	0,8431	Fe I	5339,59	0,0070	0,6620	Fe II + Fe I
5083,34	0,0033	0,4793	Fe I + Ni I	5341,02	0,0089	0,8415	Fe I + Mn I
5097,00	0,0047	0,5980	Fe I	5345,80	0,0128	1,0830	Cr I + Si I
5098,57	0,0050	1,2000	Fe I	5369,36	0,0194	1,4350	Fe I
5125,12	0,0187	1,0150	Fe I + Ni I + Fe I	5371,33	0,2260	1,8350	Fe I
5137,07	0,0116	0,8728	Ni I + Fe I	5424,07	0,0153	1,0710	Fe I + Fe II
5139,25	0,0106	0,6515	Fe I	5429,84	0,0198	1,0800	Fe I
5142,93	0,0254	0,7332	Ni I + Fe I	5446,58	0,0134	0,8023	Fe I
5167,32	0,0190	1,2740	Mg I + Fe I	5455,45	0,0197	1,4840	Fe I
5168,66	0,0141	0,6777	Ni I + Fe I + Fe II	5462,49	0,0111	0,9388	Ni I + Fe I + Fe I
5172,68	0,0662	2,0750	Mg I	5476,29	0,0144	1,1310	Fe I + Fe I + Ni I
5183,60	0,0596	1,7260	Mg I	5510,00	0,0198	1,5250	Ni I + Cr II
5204,51	0,0447	1,0500	Cr I + Fe I	5512,52	0,0730	0,7898	Ti I + Ca I
5206,04	0,0078	0,6325	Cr I + Ti I	5528,41	0,0509	4,1500	Mg I + Fe II
5208,43	0,0213	1,0390	Cr I + Fe I	5532,75	0,0064	0,9072	Fe I + Fe I
5215,18	0,0060	0,6410	Fe I	5554,89	0,0051	0,6779	Fe I
5227,15	0,0133	0,9023	Fe I + Fe I	5569,62	0,0103	0,7262	Fe I
5232,50	0,0205	1,5940	Cr II + Fe I	5598,29	0,0076	0,8230	Fe I + Ca I
5234,19	0,0283	1,8980	Fe II	5600,01	0,0512	4,6330	Ni I + Fe I + Ca I
5247,05	0,0243	1,6420	Fe I + Cr I	5602,81	0,0074	0,8220	Fe I + Ca I
5254,93	0,0210	1,0860	Fe II + Fe I	5615,64	0,0611	2,4840	Fe I
5262,14	0,0137	1,0940	Ti II + Ca I + Fe I	5624,02	0,0071	0,8006	Fe I + Fe I +
5264,15	0,0226	1,6110	Cr I + Fe II + Ca I	5895,92	0,0057	0,7696	Ca I + Fe I
5302,30	0,0081	0,8871	Fe I				

**Tabla C.** Promedio de las velocidades radiales promediadas de las estrellas primaria y secundaria medidas mediante la aplicación “fxcor”

Fecha Img No 6/10/04	HJD - 2400000	Fase	Vrad prom	Vrad Secund <Vrw>	Fecha Img No 12/12/04	HJD - 2400000	Fase	Vrad prom	Sec <Vrw>
01030	53284,9570	0,9730			07055	53351,7395	0,9936		
01031	53284,9607	0,9730			07056	53351,7430	0,9936		
01032	53284,9636	0,9731	21,10	78,83	07057	53351,7465	0,9937	11,64	113,62
<b>7/10/04</b>					07070	53351,8374	0,9951		
02049	53285,9929	0,9888			07071	53351,8409	0,9951		
02050	53285,9956	0,9888			07072	53351,8445	0,9952	12,99	117,52
02051	53285,9991	0,9889			07077	53351,8770	0,9957		
02052	53286,0026	0,9889	8,28	96,93	07078	53351,8805	0,9957		
<b>8/10/04</b>					07079	53351,8840	0,9958	12,75	120,47
03026	53286,8133	0,0013			07081	53351,8912	0,9959		
03027	53286,8175	0,0014			07082	53351,8953	0,9960		
03029	53286,8226	0,0015	-11,82	121,56	07083	53351,8988	0,9960	13,32	119,27
03031	53286,8295	0,0016			07086	53351,9082	0,9962		
03032	53286,8337	0,0016			07087	53351,9118	0,9962		
03033	53286,8379	0,0017	-10,98	123,25	07088	53351,9153	0,9963	12,45	120,35
03036	53286,8474	0,0019			07090	53351,9232	0,9964		
03037	53286,8516	0,0019			07092	53351,9325	0,9965		
03038	53286,8559	0,0020	-10,08	122,12	07093	53351,9367	0,9966		
03040	53286,8630	0,0021			07094	53351,9410	0,9967	10,81	119,59
03041	53286,8677	0,0022			07098	53351,9511	0,9968		
03042	53286,8719	0,0022	-12,32	116,72	07099	53351,9553	0,9969		
03046	53286,8951	0,0026			07100	53351,9595	0,9970	9,74	119,38
03047	53286,8993	0,0026			07103	53351,9851	0,9973		
03048	53286,9036	0,0027	-12,56	115,71	07104	53351,9893	0,9974		
<b>9/10/04</b>					07105	53351,9935	0,9975	8,04	121,17
04044	53287,8701	0,0175			07107	53352,0004	0,9976		
04045	53287,8736	0,0175			07108	53352,0046	0,9976		
04046	53287,8772	0,0176	-4,01	168,25	07109	53352,0088	0,9977	5,73	121,84
<b>11/10/04</b>					07112	53352,0184	0,9979		
04682	53289,9284	0,0489			07113	53352,0244	0,9979		
04683	53289,9337	0,0490			07114	53352,0303	0,9980	7,89	120,57
04684	53289,9370	0,0491			07116	53352,0392	0,9982		
04685	53289,9416	0,0491	-24,20	268,39	07117	53352,0434	0,9982	-2,07	121,55
<b>11/12/04</b>					07118	53352,0476	0,9983		124,89
06044	53350,8183	0,9795							
06045	53350,8218	0,9796							
06046	53350,8253	0,9796	18,80	80,51					

Fecha Img No	HJD - 2400000	Fase	Vrad prom	Sec <Vrw>	Fecha Img No	HJD - 2400000	Fase	Vrad Helio prom	Vrad Secund <Vrw>
<b>13/12/04</b>					<b>10/01/06</b>				
08031	53352,7209	0,0086			14011	53745,6957	0,0144		
08032	53352,7244	0,0086			14019	53745,7719	0,0155		
08033	53352,7279	0,0087	5,48	142,9	14025	53745,8194	0,0162		
08060	53352,8709	0,0109			14030	53745,8667	0,0170	6,43	162,32
08061	53352,8744	0,0109			<b>12/01/06</b>				
08062	53352,8779	0,0110	2,87	152,24	16006	53747,6331	0,0440		
<b>14/12/04</b>					16010	53747,6740	0,0446		
09077	53353,8529	0,0259			16023	53747,7885	0,0463	-10,26	260,07
09078	53353,8564	0,0259			<b>13/01/06</b>				
09079	53353,8599	0,0260	-9,30	195,74	17009	53748,6477	0,0595	-14,26	277,87
<b>9/01/06</b>					<b>15/01/06</b>				
13002	53744,6099	0,9978			18136	53750,6003	0,0893	-3,30	-
13003	53744,6161	0,9979			<b>16/01/06</b>				
13004	53744,6223	0,9979	7,89	118,63	18272	53751,5934	0,1045		-
13006	53744,6323	0,9981			18295	53751,8465	0,1084		-
13007	53744,6419	0,9982			18336	53752,5974	0,1198	15,74	78,63
13008	53744,6516	0,9984	4,99	120,58	18357	53752,8593	0,1238		
13011	53744,6698	0,9987			<b>25/02/06</b>				
13012	53744,6794	0,9988			18506	53791,6102	0,7161		-
13013	53744,6891	0,9990	-0,47	119,15	18507	53791,6145	0,7161		-
13017	53744,7179	0,9994			<b>13/03/06</b>				
13018	53744,7275	0,9996			19105	53807,7146	0,9622	25,65	69,9
13019	53744,7372	0,9997	-5,65	122,76	<b>14/03/06</b>				
13022	53744,7679	0,0002			19234	53808,6659	0,9767	22,12	89,58
13023	53744,7776	0,0003			<b>7/12/06</b>				
13024	53744,7873	0,0005	-8,95	122,84	20004	54076,7838	0,0743		
13026	53744,8007	0,0007			20021	54076,9804	0,0773		
13027	53744,8104	0,0008			20022	54076,9843	0,0774		
13028	53744,8201	0,0010	-8,98	124,26	20023	54076,9878	0,0774	-5,31	102,65
13032	53744,8478	0,0014			<b>8/12/06</b>				
13033	53744,8574	0,0015			21018	54077,6896	0,0882	-5,66	125,86
13034	53744,8671	0,0017	-7,48	126,3					
13037	53744,8870	0,0020							
13038	53744,9034	0,0022							
13039	53744,9063	0,0023	-6,01	121,21					
13042	53744,9253	0,0026							
13043	53744,9350	0,0027							
13044	53744,9446	0,0029	-5,91	127,91					

Fecha Img No	HJD - 2400000	Fase	Vrad Helio prom	Vrad Secund <Vrw>	Fecha Img No	HJD - 2400000	Fase	Vrad Secund <Vrw>
<b>9/12/06</b>					<b>9/12/08</b>			
22012	54078,7223	0,1039			41004	54809,8022	0,2769	8,63
22013	54078,7277	0,1040			41005	54809,8101	0,2770	2,71
22036	54079,0175	0,1084	8,56	29,41	41011	54809,9800	0,2796	-
<b>10/12/06</b>					<b>10/12/08</b>			
23034	54079,7766	0,1200			42004	54810,7665	0,2916	3,83
23035	54079,7846	0,1202			42005	54810,7757	0,2918	5,98
23036	54079,7902	0,1203	13,46	32,63	<b>9/09/09</b>			
<b>11/12/06</b>					44012	54871,6182	0,2216	27,59
24035	54080,8528	0,1365		45,19	<b>11/09/09</b>			
<b>12/12/06</b>					45012	54873,6273	0,2523	23,23
25010	54081,7128	0,1496			<b>13/09/09</b>			
25012	54081,7261	0,1498	20,79	18,15	46013	54875,6139	0,2827	7,73
<b>6/09/07</b>					<b>14/09/09</b>			
26104	54350,0004	0,2498		18,16	47012	54876,6094	0,2979	6,89
<b>8/09/07</b>					<b>16/09/09</b>			
28118	54352,0222	0,2807		-4,67	48021	54878,6469	0,3290	1,55
<b>12/09/07</b>					49629	55143,8663	0,3823	-
29100	54353,0284	0,2961		-	49630	55143,8697	0,3824	-
					49631	55143,8732	0,3824	-
31033	54426,8800	0,4248		-	49833	55145,9075	0,4135	-
32023	54427,8100	0,4390		-	49834	55145,9113	0,4136	-
32029	54427,8800	0,4401		-				



**Tabla D**, cociente de masas

Cada columna corresponde a un valor de  $y$  esta encabezada por el promedio para  $q$  y su correspondiente desviación estándar. Notece que esta última es mínima para  $y = 32$  km/s.

		$M_1/M_2$					$M_1/M_2$				
		Promedio					Promedio				
		$y$ (km/s) =	28	32	36			$y$ (km/s) =	28	32	36
		Prom.	6,3522	4,81028	3,833			Prom.	6,352	4,8103	3,83
		St.Dev	0,7145	0,26569	0,349			St.Dev	0,714	0,2657	0,35
Imagen	HJD				Imagen	HJD					
01030	3284,9580				06046	3350,8267	9,613	5,1235	3,3		
01031	3284,9618				07055	3351,7409					
01032	3284,9647	16,013	6,52268	3,831	07056	3351,7444					
02049	3285,9936				07057	3351,7479	6,586	4,801	3,7		
02050	3285,9970				07070	3351,8388					
02051	3286,0005				07071	3351,8423					
02052	3286,0040	5,0319	3,66838	2,808	07072	3351,8458	6,631	4,8871	3,79		
03026	3286,8150				07077	3351,8784					
03027	3286,8192				07078	3351,8819					
03029	3286,8244	5,6703	4,36874	3,492	07079	3351,8854	6,605	4,915	3,84		
03031	3286,8312				07081	3351,8926					
03032	3286,8354				07082	3351,8967					
03033	3286,8397	5,7725	4,45102	3,561	07083	3351,9002	6,519	4,8484	3,79		
03036	3286,8492				07086	3351,9096					
03037	3286,8534				07087	3351,9131					
03038	3286,8576	5,704	4,39588	3,515	07088	3351,9167	6,596	4,9082	3,83		
03040	3286,8647				07090	3351,9249					
03041	3286,8694				07092	3351,9343					
03042	3286,8736	5,377	4,13274	3,295	07093	3351,9385					
03046	3286,8969				07094	3351,9427	6,542	4,8659	3,8		
03047	3286,9011				07098	3351,9528					
03048	3286,9053	5,3158	4,08348	3,254	07099	3351,9570					
04044	3287,8715				07100	3351,9612	6,302	4,723	3,71		
04045	3287,8750				07103	3351,9868					
04046	3287,8785	6,3478	5,22142	4,394	07104	3351,9910					
04682	3289,9298				07105	3351,9952	6,426	4,8201	3,79		
04683	3289,9344				07107	3352,0022					
04684	3289,9384				07108	3352,0064					
04685	3289,9418	6,2893	5,59867	5,028	07109	3352,0106	6,472	4,8564	3,82		
05035	3349,8952				07112	3352,0210					

		$M_1/M_2$		
		Promedio		
$\gamma$ (km/s) =		28	32	36
Prom.		6,352	4,81	3,833
St.Dev		0,714	0,266	0,349
Imagen	HJD			
07118	3352,0493	6,311	4,78	3,763
08031	3352,7223			
08032	3352,7258			
08033	3352,7293	6,052	4,825	3,961
08060	3352,8723			
08061	3352,8758			
08062	3352,8793	5,795	4,726	3,948
09077	3353,8543			
09078	3353,8578			
09079	3353,8613	6,201	5,274	4,558
12006	3743,8167			
12015	3743,8816			
12020	3743,9219	7,351	4,785	3,431
13002	3744,6116			
13003	3744,6178			
13004	3744,6241	6,474	4,813	3,756
13006	3744,6357			
13007	3744,6454			
13008	3744,6551	6,385	4,788	3,759
13011	3744,6732			
13012	3744,6829			
13013	3744,6926	6,286	4,711	3,695
13017	3744,7213			
13018	3744,7310			
13019	3744,7407	6,318	4,777	3,772
13022	3744,7714			
13023	3744,7811			
13024	3744,7908	6,323	4,781	3,776
13026	3744,8042			
13027	3744,8139			

		$M_1/M_2$		
		Promedio		
$\gamma$ (km/s) =		28	32	36
Prom.		6,35	4,81	3,83
St.Dev		0,71	0,27	0,35
Imagen	HJD			
13037	3744,8905			
13038	3744,9069			
13039	3744,9098	6,01	4,64	3,72
13042	3744,9288			
13043	3744,9384			
13044	3744,9481	5,99	4,63	3,71
14011	3745,6985			
14019	3745,7754			
14025	3745,8228			
14030	3745,8701	6,03	4,96	4,17
15006	3746,6277			
15012	3746,6824			
15038	3746,9497	5,77	5,01	4,4
16006	3747,6365			
16010	3747,6774			
16023	3747,7920	6,21	5,51	4,94

## **Bibliografia**

Albrecht, S; Reffert, Sabine; Snellen, I. A. G; Winn, J. N, Nature, 461, Issue 7262, pp. 373-376 (2009)

Albrecht, S; Winn, J. N.; Carter, J. A.; Snellen, I. A. G.; de Mooij, E. W. The Astrophysical Journal, 726, 2, (2011).

Bossi. M, A. Gaspani, M. Scardia, and M. Tadini, Astron. Astrophys. 222, 117 (1989).

Bondar, N. I.; Vitrichenko, É. A.; Zakirov, M. M. Astronomy Letters, vol. 26, p. 452-459 (2000).

Baldwin, M. E. J. Am. Assoc. Variable Star Obs., Vol. 5, p. 93. (1976).

Cunha, K; Lambert, D. L. Astrophysical Journal, Part 1, vol. 426, no. 1, p. 170-191, (1994).

Cunha, K, Lambert D. L, The Astronomical Journal, 426, 170, (1994)

Felli, M. Massi, M. Churchwell, E. Astron. Astro-phys. 217, 179 (1989).

Ismailov N. Z, Sov. Astron. Lett. 14, 138 (1988).

Lohsen. E, Inf. Bull. Var. Stars, No. 988 (1975).

Lohsen. E, Inf. Bull. Var. Stars, No. 1211 (1976).

Lohsen. E, Inf. Bull. Var. Stars, No. 1129 (1976).

Lloyd, C.; Stickland, D. J. Information Bulletin on Variable Stars, 4809, 1, (1999).

McCaughrean, M. J.; Stauffer, J. R. The Astronomical Journal, vol. 108, no. 4, p. 1382-1397, (1994).

McLaughlin, D. B. Astrophys, J., 60, 22-31, (1924).

Menten, K. M.; Reid, M. J.; Forbrich, J.; Brunthaler, A. Astronomy and Astrophysics, Volume 474, Issue 2, November I (2007)

Petr, M. G, Conde du Foresto, C, The Astrophysical Journal, 500-825, june 20, (1998).

Petr M. G, Conde du Foresto, S. V. W. Beckwith, et al., Astrophys. J. 500, 825 (1998).

Petr-Gotzens, M. G.; Massi, M, ESO Astrophysics Symposia, p. 281, (2008).

Robberto M, S. V. W. Beckwith, N. Panagia, The Astronomical Journal, 129:1534–1563, (2005).

- Rossiter, R. A. *Popular Astronomy*, Vol. 32, p.21, (1924).
- Scott, G; Winn, J, *The Astrophysical Journal*, 655:550-563, January 20, (2007).
- Simón-Díaz, S.; Herrero, A.; Esteban, C.; Najarro, F. *Astronomy and Astrophysics*, 448, 1, pp.351-366. (2006).
- Simón-Díaz, S.; Nieva, M. F.; Przybilla, N.; Stasińska, G. *Société Royale des Sciences de Liège, Bulletin*, vol. 80, p. 255-259, (2010).
- Stickland, D. J.; Lloyd, C, *The Observatory*, Vol. 120, p. 141-149 (2000).
- Vitrichenko, E. A, Klochkova, V. G, Plachinda, S. I, [*Pis'ma Astron. Zh.* 24, 352 (1998)], *Astron. Lett.* 24, 295, (1998).
- Vitrichenko, E. A, [*Pis'ma Astron. Zh.* 25, 220 (1999)], *Astron. Lett.* 25, 179 (1999)
- Vitrichenko, E. A, *Astron. Lett.* 24, 611, (1998).
- Vitrichenko, E. A, *Astronomy Letters*, 25, 3, (1999).
- Vitrichenko, E. A, *Astronomy Letters*, 24, 5, (1998).
- Vitrichenko, E. A; Klochkova, V. G. *Astronomy Letters*, vol. 26, p. 104-115 (2000).
- Vitrichenko, E. A, *Astronomy Letters*, 27, 12, pp.809-815, (2001).
- Vitrichenko, E. I.; Plachinda, S. I. *Astronomy Letters*, vol. 27, p. 581 (2001).
- Vitrichenko É. A. and V. G. Klochkova, [*Pis'ma Astron. Zh.* 26, 133 (2000)], *Astron. Lett.* 26, 104 (2000).
- Zakirov. M. M, *Perem. Zvezdy, Byull.*, Tom 21, p. 223 – 226, (1979).
- Synthetic Spectra of B Main-Sequence Stars from 3000 - 10000 Å Christoph Gumannsbach & Andreas Kaufer  
<http://www.lsw.uni-heidelberg.de/cgi-bin/websynspec.cgi>
- Moore, Ch., 1972, *Table of Multiplets*, Washington: Nat. Stand. Ref. Data Series., National Bureau of Standards
- Ralchenko, Yu., Kramida, A.E., Reader, J. and [NIST ASD Team](#) (2010). *NIST Atomic Spectra Database* (version 4.0), [Online]. Available: <http://physics.nist.gov/asd> . National Institute of Standards and Technology, Gaithersburg, MD.