

Tesis presentada para optar por el grado de Doctor en Astronomía

Seguimiento espectral de sistemas binarios con componentes Wolf–Rayet

Autor: Roberto C. Gamen

Directora: Virpi S. Niemela

marzo de 2004

Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas
U n i v e r s i d a d N a c i o n a l d e L a P l a t a

*A mi familia,
Ani y Benjamín*

Índice General

Índice de Figuras	VI
Índice de Tablas	VII
1 Resumen	1
2 Introducción y motivación	3
2.1 Las estrellas Wolf-Rayet	3
2.1.1 Reseña histórica	3
2.1.2 Parámetros observacionales	5
2.2 El enigmático sistema binario HD 5980	6
3 Metodología	13
3.1 Observaciones	13
3.2 Comparación entre espectros fotográficos y digitales	13
3.3 Determinación de velocidades radiales	15
3.3.1 Errores en la determinación de velocidades radiales	16
3.4 Búsqueda de períodos y determinación de elementos orbitales	17
3.5 Construcción del espectro dinámico	18
4 Análisis de los sistemas binarios escogidos	19
4.1 WR 12	19
4.1.1 Antecedentes	19
4.1.2 El espectro de WR 12	19
4.1.3 Nueva solución orbital de WR 12	21
4.1.4 Variaciones espectrales de WR 12 según la fase orbital	24
4.2 WR 21	27
4.2.1 Antecedentes	27
4.2.2 El espectro de WR 21	28
4.2.3 Nueva solución orbital de WR 21	28
4.2.4 Variaciones espectrales de WR 21 según la fase orbital	32
4.3 WR 22	37
4.3.1 Antecedentes	37
4.3.2 El espectro de WR 22	38
4.3.3 Nueva solución orbital de WR 22	39
4.3.4 Variaciones espectrales de WR 22 según la fase orbital	42
4.4 WR 31	45
4.4.1 Antecedentes	45
4.4.2 El espectro de WR 31	45
4.4.3 Nueva solución orbital de WR 31	46
4.4.4 Variaciones espectrales de WR 31 según la fase orbital	49
4.5 WR 47	53
4.5.1 Antecedentes	53
4.5.2 El espectro de WR 47	54
4.5.3 Nueva solución orbital de WR 47	55

4.5.4	Variaciones espectrales de WR 47 según la fase orbital	57
4.6	WR 97	61
4.6.1	Antecedentes	61
4.6.2	El espectro de WR 97	61
4.6.3	Nueva solución orbital de WR 97	62
4.6.4	Variaciones espectrales de WR 97 según la fase orbital	65
4.7	WR 98	67
4.7.1	Antecedentes	67
4.7.2	El espectro de WR 98	67
4.7.3	Nueva solución orbital de WR 98	68
4.7.4	Variaciones espectrales de WR 98 según la fase orbital	71
5	Discusión y Conclusiones	75
A	Análisis del comportamiento de la línea en absorción NIV 5203 Å en es-	
	trellas con espectro WN y O tempranas.	81
B	WR 29	85
C	Tablas de Velocidades radiales	93
C.1	WR 12	93
C.2	WR 21	95
C.3	WR 22	98
C.4	WR 31	102
C.5	WR 47	105
C.6	WR 97	107
C.7	WR 98	109
	Referencias	113

Índice de Figuras

2.1	Variación del espectro óptico de HD 5980	7
2.2	Variación de las velocidades radiales en HD 5980	9
2.3	Variación del espectro de HD 5980 en función de su fase orbital	10
2.4	Variación del EW de la línea HeII 4686 Å en HD 5980	11
3.1	Velocidades radiales relativas de la estrella patrón en cada turno de observación	16
3.2	Velocidades radiales previas y nuevas en función de la fase orbital publicada de WR 21	17
3.3	Cobertura temporal de espectros de cada sistema	18
4.1	Comparación entre WR 12 y HD 5980	20
4.2	Variaciones de las velocidades radiales en WR 12	22
4.3	Espectro dinámico de WR 12	24
4.4	Espectros fotográficos y digitales de WR 12	25
4.5	Espectro de la componente O de WR 21	28
4.6	Variaciones de las velocidades radiales en WR 21.	30
4.7	Espectro dinámico de WR 21	32
4.8	Espectros de WR 21 en la región de HeI 4471 Å	33
4.9	Variaciones de la velocidad radial de la componente adicional de HeI 4471 Å en el espectro de WR 21	34
4.10	Diagrama del plano orbital del sistema binario V444 Cyg	34
4.11	Variaciones del EW y FWHM de la línea de HeII 4686 Å en función de la fase de WR 21.	35
4.12	Espectros fotográficos y digitales de WR 21	36
4.13	El espectro óptico de WR 22	38
4.14	Variaciones de las velocidades radiales en WR 22	40
4.15	Espectro dinámico de WR 22	42
4.16	Espectros fotográficos y digitales de WR 22	43
4.17	Variaciones de velocidad radial en WR 31 en función de la fase orbital.	47
4.18	Variaciones en el perfil de HeII en WR 31	49
4.19	Espectro dinámico de WR 31	50
4.20	Espectros de WR 31 en la región espectral alrededor de HeI 4471 Å	51
4.21	Espectros fotográficos y digitales de WR 31	52
4.22	Espectro de WR 47 restado por HD 242908	54
4.23	Variaciones de velocidad radial en función de la fase orbital de WR 47.	56
4.24	Espectro dinámico de WR 47.	58
4.25	Variaciones del EW y FWHM de la línea de emisión de HeII 4686 Å en función de la fase orbital de WR 47.	58
4.26	Espectros fotográficos y digitales de WR 47	60
4.27	Variaciones de las velocidades radiales en WR 97	63
4.28	Espectro dinámico de WR 97	64
4.29	Espectros fotográficos y digitales de WR 97	66
4.30	Comparación del espectro de WR 98 con WR 129 y WR 56	68
4.31	Velocidades radiales de NIV, HeII, CIII, NIV, y NV, y H γ y H β	69

4.32	Variaciones en el perfil de $H\beta$ debidas a la absorción de la componente OB en WR 98	71
4.33	Variaciones de las velocidades radiales de las absorciones P-Cyg de dos líneas de HeI	72
4.34	Espectro dinámico de WR 98.	72
4.35	Espectros fotográficos y digitales de WR 98	73
5.1	Velocidad sistémica y semi-amplitud de variación de velocidades radiales Vs. Potencial superior	77
A.1	EW de NIV 5203 Å medidos en estrellas tempranas	81
A.2	Espectros de estrellas Of y WN en ~ 5200 Å	82
A.3	Espectros ópticos de estrellas O comparados con WN9ha	83
A.4	Espectros ópticos de estrellas WN comparados con una O4f	84

Índice de Tablas

3.1	Configuraciones instrumentales de los turnos de observación	14
3.2	Longitudes de onda en reposo utilizadas en este trabajo	15
4.1	Otras identificaciones de WR 12	20
4.2	Resultados de la búsqueda de períodos en las velocidades radiales de las líneas de emisión en el espectro de WR 12.	21
4.3	Elementos orbitales circulares de WR 12	23
4.4	Otras identificaciones de WR 21	27
4.5	Elementos orbitales circulares de WR 21	29
4.6	Otras identificaciones de WR 22	37
4.7	Elementos orbitales de WR 22	41
4.8	Otras identificaciones de WR 31	45
4.9	Elementos orbitales circulares de WR 31	48
4.10	Otras identificaciones de WR 47	53
4.11	Elementos orbitales circulares de WR 47	57
4.12	Otras identificaciones de WR 97	61
4.13	Elementos orbitales de WR 97	62
4.14	Otras identificaciones de WR 98	67
4.15	Elementos orbitales circulares de WR 98	70
5.1	Masas mínimas y empíricas de estrellas WR	78
5.2	Parámetros orbitales de los sistemas binarios WN+OB	78
C.1	Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 12	93
C.2	Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 21	95
C.3	Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 22	98
C.4	Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 31	102
C.5	Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 47	105
C.6	Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 97	108
C.7	Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 98	110

Capítulo 1

Resumen

Luego de la inesperada erupción sin precedentes del tipo Variable Luminosa Azul (LBV) experimentada por HD 5980, un sistema binario (WN+O:) eclipsante en la Nube Menor de Magallanes (Barbá et al., 1995), se han abierto varios interrogantes referentes a la evolución de estrellas de gran masa.

En primer término, nos preguntamos si este tipo de fenómeno es frecuente en sistemas binarios con componentes Wolf-Rayet (WR). Para aportar datos a la comprensión del fenómeno decidimos realizar una campaña de seguimiento espectral de sistemas binarios de este tipo en nuestra Galaxia. A este fin escogimos del Catálogo de estrellas Wolf-Rayet Galácticas (van der Hucht et al., 1981) los 7 sistemas binarios con componente WN conocidos hasta la fecha de inicio de este trabajo. Estos sistemas son WR 12, WR 21, WR 22, WR 31, WR 47, WR 97, y WR 98, visibles desde el hemisferio Sur, y de los cuales disponíamos de espectros fotográficos obtenidos en CTIO (Chile) entre 1970 y 1985.

Obtuvimos espectros digitales de los 7 sistemas binarios durante varios turnos de observación con el telescopio de 2.15-m del CASLEO (San Juan, Argentina), entre los años 1997 y 2003. A fin de comparar los espectros digitales con los fotográficos, digitalizamos mediante el microdensitómetro GRANT los espectros disponibles en placas fotográficas.

El seguimiento espectral nos ha servido como herramienta para abordar otros interrogantes concernientes a las estrellas WR en particular, y a la evolución de estrellas binarias de gran masa en general. En este contexto podemos mencionar lo siguiente:

Hasta ahora, los modelos de estrellas con espectro WR han supuesto que la región de formación de las líneas de emisión tiene simetría esférica. Sin embargo, desde los comienzos de las observaciones de estrellas WR en sistemas binarios, se han detectado distintos tipos de comportamientos de las emisiones indicando posibles apartamientos de la simetría esférica entre las órbitas determinadas por las distintas líneas de emisión, p. ej. desfasajes orbitales, diferencias en la amplitud de las variaciones de las velocidades radiales, etc. Para distinguir estos efectos de errores observacionales, se necesitaban efemérides más precisas que las disponibles para los 7 sistemas binarios. El seguimiento espectral realizado nos ha proporcionado los datos suficientes para obtener las efemérides necesarias.

La cuestión de la simetría esférica repercute en varios aspectos de las determinaciones de parámetros fundamentales en sistemas binarios de gran masa, como por ejemplo la estimación de masas empíricas, tasas de pérdida de masa, modos de interacción de los vientos estelares, etc.

Examinamos los espectros ópticos de los 7 sistemas binarios WN+OB galácticos australes, observados en CTIO y CASLEO entre 1970 y 2003. Para independizar las posibles variaciones temporales de las variaciones espectrales producidas por el movimiento orbital, comparamos los espectros obtenidos durante iguales fases orbitales obteniendo los siguientes resultados:

- a) Comprobamos que los espectros de los 7 sistemas binarios no han sufrido variaciones espectrales notables. Esto significa que erupciones tipo LBV (si las hay) en sistemas binarios WN+OB tienen escalas de tiempo mayores de decenas de años.
- b) Respecto a los efectos observacionales de la asimetría de las regiones de formación de las líneas de emisión, descubrimos lo siguiente:
- En los sistemas binarios WR 21 y WR 47 encontramos una variación del ancho equivalente (EW) y el ancho a potencia mitad (FWHM) de la emisión de HeII 4686 Å según la fase orbital. Notamos que este tipo de variación también se observa en HD 5980.
 - Detectamos una absorción en los espectros de WR 21 y WR 31, y la identificamos como una componente desplazada hacia el azul de HeI 4471 Å. Esta línea no sigue el movimiento de ninguna de las dos componentes en ambos sistemas, y se estaría originando en la región de interacción de vientos.
 - Detectamos un desfase orbital de la emisión de HeII 4686 Å respecto de las otras emisiones en los sistemas binarios WR 21, WR 31, WR 47, WR 97 (en los últimos dos casos, muy pequeño).
 - Detectamos una variación del perfil de HeII 4686 en WR 31 según la fase orbital. Atribuimos esta variación a una componente adicional originada en la zona del choque de vientos.

La considerable mejor relación señal a ruido de los espectros digitales obtenidos en CASLEO ($S/N \geq 100$) nos permitió hacer un análisis espectral exhaustivo de cada uno de los sistemas obteniendo los siguientes resultados:

- En el sistema binario WR 98 detectamos por primera vez las líneas de absorción de la componente OB. El análisis de las órbitas espectroscópicas de las líneas de emisión y de las líneas de absorción, indica masas similares para ambas componentes, $M \sin(i) \sim 28M_{\odot}$. WR 98 es la única binaria WN/C+OB de doble espectro (SB2) conocida hasta el presente.
- Descubrimos líneas de absorción intrínsecas de NIV en el espectro de WR 22. Estas líneas se originan en la componente WN.
- Motivados por este descubrimiento, realizamos un estudio del comportamiento de la línea de absorción de NIV más notable ($\lambda 5203$ Å) en otras estrellas WN y en estrellas O tempranas. Encontramos una progresión suave en la intensidad de la absorción de NIV de estrellas O tempranas a WNh (con contenido de Hidrógeno en su espectro), lo que refuerza la similitud entre estrellas Of y WN7h.
- Durante los turnos de telescopio observamos otras estrellas WR, además de las de nuestro programa. Descubrimos que WR 29 es un sistema binario masivo WN+O con un período orbital de 3.16415 días. La componente WN parece tener mayor masa que la compañera O (masas mínimas $\sim 36M_{\odot}$ y $26 M_{\odot}$ respectivamente). Su espectro en el rango óptico es muy similar al de WR 22.

Capítulo 2

Introducción y motivación

Hasta hace apenas unos 400 años se creía que los cielos eran inalterables y perfectos. El Sol, la Luna, las estrellas y los planetas salían por el Este y se ponían por el Oeste. Todo funcionaba como una gran relojería. Grandes esferas y otras figuras geométricas, centradas en la Tierra, explicaban la armonía de los mundos. Esta armonía sólo era perturbada de vez en cuando por algún cometa (naturalmente nació la idea de que eran precursores de desastres y calamidades para los humanos). Johannes Kepler (1571-1630), uno de los primeros en hacer astronomía observacional moderna, describe el movimiento del sistema solar en su libro Las Armonías del Mundo, como un gran engranaje de relojería. Las observaciones, a través de un telescopio, realizadas por Galileo Galilei (1564-1642) de las manchas solares, los cráteres de la Luna, introdujeron una sospecha sobre la tan mentada inalterabilidad del cielo.

La idea que hoy tenemos del Universo dista mucho de ese mundo armónico. Las estrellas nacen y mueren. Las más masivas terminan sus vidas como supernovas. Gigantescas ondas de choque se propagan a través del espacio. Galaxias que se mueven y colisionan entre sí. Emisiones de rayos gamma atraviesan nuestra Vía Láctea. La Tierra es atravesada por neutrinos originados en supernovas distantes. Etc.

Sin embargo, las escalas de tiempo en que ocurren los fenómenos astronómicos son muy grandes. Nadie podrá ver cómo transcurre el choque entre dos galaxias, o ver la formación y posterior evolución de una estrella. En efecto, la vida de las estrellas excede la vida de los hombres y aún la de toda la humanidad. Según la masa con la que se forma, una estrella vive entre unos pocos millones de años y decenas de miles de millones.

El tiempo de vida útil de un científico es sólo un instante extremadamente corto en la vida del Universo.

Afortunadamente, la naturaleza provee algunos fenómenos observables en nuestra escala de tiempo.

2.1 Las estrellas Wolf-Rayet

2.1.1 Reseña histórica

Las estrellas Wolf-Rayet deben su nombre a sus descubridores, los astrónomos franceses C.J. Wolf y G. Rayet, quienes realizaron observaciones con un espectroscopio visual de algunas estrellas de la constelación de Cygnus, y notaron que tres de ellas, HD 191765 (WR 134), HD 192103 (WR 135) y HD 192641 (WR 137), mostraban bandas de emisión

brillantes y colores amarillos, “amarillo, amarillo naranja y amarillo verdoso” (Wolf & Rayet, 1867).

Durante los años siguientes fueron descubiertas otras estrellas con espectros similares, y determinadas las longitudes de onda de sus bandas de emisión, e.g. Wright (1918) quien además notó que algunos núcleos de nebulosas planetarias tenían espectros similares (actualmente estas estrellas se notan como [WR]), Perrine (1920); Plaskett (1924); Payne (1927), entre otros. Pero es Beals (1929), unos 62 años después del descubrimiento, quien identifica las bandas visibles en los espectros como emisiones atómicas de Helio, Nitrógeno, y Carbono ionizados. Beals concluye que el ensanchamiento de las emisiones (de ~ 10 a 100 \AA) es debido al efecto Doppler y refleja la gran velocidad del material eyectado en la línea de la visual. También propuso otras causas del ensanchamiento de menor importancia como el efecto Stark, el efecto Zeeman, o las altas presiones. Comparó los espectros WR con los de las novae y notó que la mayor concentración de energía en las líneas de emisión sugería que el origen de las emisiones debía ser el mismo para ambos tipos de estrella. Propuso una envoltura en expansión alimentada por la continua eyección de material empujado por la presión de radiación de la estrella central. Esta explicación sigue siendo válida hasta hoy.

Edlen (1932) identifica un gran número de líneas de emisión, hasta entonces de desconocido origen, con átomos altamente ionizados de Oxígeno, Nitrógeno, y Carbono.

Los primeros intentos de construir modelos de las estrellas WR fueron realizados por Gerasimovich (1933) y Chandrasekhar (1934). Este último, en su trabajo, titulado “On the Hypothesis of the Radial Ejection of High-Speed Atoms for the Wolf-Rayet Stars and the Novae”, supuso una envoltura extendida con velocidades de expansión $V \sim 500 - 3000 \text{ km s}^{-1}$. Propuso dos mecanismos para impulsar a las partículas; uno debido a una fuerza repulsiva (que podía incluir la presión de radiación de Milne) y otro, un impulso inicial muy grande, desacelerado luego por fuerzas gravitatorias. Este impulso podía ser generado por una explosión o por un mecanismo sugerido por Plaskett (1924). Chandrasekhar calculó algunos perfiles de líneas de emisión y concluyó que el modelo que contemplaba una fuerza repulsiva ajustaba mejor los perfiles de líneas observados.

Actualmente, siguen las controversias sobre cuáles son los mecanismos físicos que dominan en el viento estelar, además de la presión de radiación.

Beals & Plaskett (1935) desarrollaron el esquema básico de la clasificación de estrellas con espectros tipo WR, el cual fue adoptado por la IAU (Beals, 1938) y aún es utilizado en la actualidad. En él se reconocen dos sub-clases: WN para los espectros dominados por líneas de emisión de Nitrógeno y WC para espectros con líneas de Carbono y Oxígeno. Se creía que la diferencia se debía a las temperaturas de excitación.

34 años más tarde se introduce la sub-clase WO para clasificar estrellas con líneas de emisión de Oxígeno en sus espectros (Barlow & Hummer, 1982). Pero esta subclase sólo tiene 3 ejemplares en nuestra galaxia.

Un aporte importante para el conocimiento de las estrellas Wolf-Rayet (WR) lo constituye el estudio sobre la binaria espectroscópica HD 193576 (V444 Cygni) realizado por Wilson (1940), quien clasificó las componentes del sistema binario como WN5 y B1 y estimó sus masas mínimas en ~ 10 y $25 M_{\odot}$ respectivamente. La estrella WR resultó ser cuatro magnitudes más brillante que la magnitud estimada de la relación masa-luminosidad. Wilson también detectó variaciones en el perfil de la línea de HeII 4686 \AA en función de la fase orbital.

Luego, Gaposchkin (1941) muestra que HD 193576 es un sistema binario eclipsante, y utilizando la órbita espectroscópica de Wilson (1940), estima las dimensiones absolutas de una estrella WR por primera vez: radio $R = 5.8 R_{\odot}$ y masa $M = 10.2 M_{\odot}$.

Roberts (1962) elabora un catálogo de estrellas WR y analiza su distribución en nuestra galaxia. Nota que la distribución de las estrellas WR es similar a la de las estrellas OB, i. e. están localizadas cerca del plano, principalmente en la dirección de los brazos espirales.

Además nota que existe una importante deficiencia en el número de estrellas WR hacia el anti-centro.

Si bien la correlación con las estrellas O estaba establecida entre la comunidad astronómica, el status evolutivo de las estrellas WR era incierto. Sahade (1958) comparando los espectros de las estrellas WR y los de las estrellas Of, notando similitudes con las estrellas T-Tauri, y que las masas de estrellas WR estimadas en binarias era inferior a las estrellas O, sugiere que las estrellas WR son objetos en colapso gravitatorio y progenitores de las estrellas Of.

En contraposición, Paczyński (1967), inducido por el alto porcentaje de binarias descubiertas entre las estrellas WR más brillantes, sugiere que las estrellas WR son el resultado de la transferencia de masa en un sistema binario. Cuando la estrella primaria agota el Hidrógeno en su núcleo, se expande sobrepasando su lóbulo de Roche y produce un rápido intercambio de masa. La componente primaria se vuelve menos masiva (que la secundaria) y comienza a quemar Helio.

Ambas teorías tenían sus adeptos, pero Smith (1973), midiendo el decremento de las líneas de la serie de Pickering, muestra que las estrellas WN son estrellas de Helio y por lo tanto no podrían ser de pre-secuencia.

Paczynski (1973) explica cómo mediante los ciclos de combustión nuclear, CNO y triple- α , se pueden producir estrellas WN y posteriormente WC.

Si bien Beals (1929) había propuesto que las estrellas tempranas eyectan materia, la confirmación debió esperar 47 años hasta las observaciones de espectros UV desde satélites. Snow & Morton (1976), analizando espectros UV de estrellas OB, encontraron que todas las estrellas más luminosas que $M_{bol} \sim -6.0$ pierden masa a través de su propio viento.

Conti (1976) sugirió, entonces, que los fuertes vientos de las estrellas Of podrían remover las capas más externas (ricas en Hidrógeno) y dejar expuestos como estrellas WR los núcleos ricos en Helio. Esta suposición estaba basada en las grandes similitudes que hay entre ambos tipos de estrellas.

2.1.2 Parámetros observacionales

En el presente existe fuerte consenso en que gran parte de las estrellas con espectros tipo Wolf-Rayet (WR) son objetos masivos, luminosos, y con alta temperatura superficial. Son objetos de Población I extrema, i.e. ubicados muy cerca del plano galáctico.

Las estrellas WR tienen vientos estelares muy intensos, densos y calientes con velocidades terminales en el rango de $v_{\infty} = 400\text{--}5000 \text{ km s}^{-1}$ y tasas de pérdida de masa extremadamente elevadas \dot{M} del orden de $10^{-5} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (e.g. Nugis & Lamers, 2000), las más altas entre todas las clases estelares conocidas. Este denso viento estelar es el que le da la forma característica al espectro tipo WR (líneas de emisión intensas y ensanchadas), y donde se origina la radiación libre-libre (en el rango de $\mu\text{m--cm}$).

El propio viento produce un efecto de extinción sobre la luz de las estrellas WR y dificulta enormemente la medición de los parámetros intrínsecos (por ejemplo T_{eff} , g) de estas estrellas, los cuales son necesarios, por ejemplo, para ubicarlas en el diagrama Hertzsprung-Russell (HR) y poder confrontar los modelos de evolución. El exceso de color, el color intrínseco y la magnitud absoluta visual (M_v) pueden ser estimados adoptando distancias y excesos de color calibrados con la observación de estrellas WR pertenecientes a cúmulos y asociaciones de distancia conocida, aunque este método arroja errores considerables debido, principalmente, a la dificultad en decidir si una estrella WR pertenece a un sistema o no. Existen otros métodos empíricos basados en cocientes e intensidades de líneas de emisión, que fueron desarrollados para poder determinar M_v , distancias y enrojecimiento interestelar. También hay otros métodos para calcular estos parámetros, haciendo uso de fotometría IR, aprovechando la propiedad que tiene la radiación infrarroja de ser menos afectada por la extinción que la visual. Las M_v determinadas para las estrellas WR varían entre -2.4 y -7.2, los colores intrínsecos, entre -0.18 y -0.45 (van der Hucht, 2001).

Además, los fuertes vientos estelares modifican la estructura del medio interestelar. Mediante observaciones en el continuo de radio, (e.g. Johnson & Hogg, 1965; Smith, 1967, entre otros) observaron cáscaras (llamadas “nebulosas anillo” en la bibliografía) alrededor de estrellas WR, con radios entre 1 y 30 *parsecs* y velocidades de expansión entre 10 y 25 $km\ s^{-1}$ (Chu, 1991). También fueron descubiertas cáscaras de gas neutro observando en el rango espectral de la línea de 21cm de H I (e.g. Cappa de Nicolau & Niemela, 1984; Cappa de Nicolau et al., 1986; Cappa et al., 2003, y referencias allí citadas).

La pérdida de masa de las estrellas WR contribuye al enriquecimiento del medio interestelar, ya que durante la etapa WR (unos $\sim 5 \times 10^5$ años) emiten una cantidad de materia y energía cinética comparable a la de un evento de tipo supernova. Aunque las WR representan sólo un pequeño porcentaje del número total de estrellas tempranas con vientos estelares (O y supergigantes B y A), Cohen (1991) estima que dentro de un radio de 3 *kpc* a partir del Sol, las WR proveen el 81% de la masa, el 73% del momento y el 38% de la energía cinética del medio interestelar.

Por sus altas luminosidades intrínsecas, las estrellas WR son excelentes trazadores de estructura espiral galáctica. Las WR en nuestra galaxia están concentradas hacia el plano galáctico, principalmente en los brazos espirales, y están casi ausentes en la dirección del anti-centro (e.g. Roberts, 1962; van der Hucht, 2003).

Las estrellas WR también se encuentran formando sistemas binarios y múltiples. Los períodos conocidos para estos sistemas van desde algunas horas hasta varios años. Búsquedas de sistemas de largo período (~ 10 años) son realizados mediante el monitoreo de variaciones de excesos en flujos IR, de rayos-X, formación periódica de polvo y radio-emisión no-térmica producida por colisión de vientos estelares.

En los últimos años, algunas estrellas WR que se creían simples, han revelado ser sistemas binarios. Estos descubrimientos han elevado el porcentaje de binarias a un 38 % (van der Hucht, 2001, lista 86 estrellas como binarias y posibles binarias entre un total de 227 estrellas WR). La importancia de los sistemas dobles en la formación de estrellas WR ha jugado un papel muy importante en el arduo camino del conocimiento de estos objetos.

En los años recientes muchos trabajos intentaron modelar la evolución de las estrellas WR, mediante la inclusión de otros efectos como por ejemplo, grumosidades en el viento estelar (Cherepashchuk (1992) estima que hasta un 80% de la masa eyectada es en forma de grumos), y la rotación estelar (ver cómo afecta a la pérdida de masa y, en consecuencia, a la formación de estrellas WR en el resumen de Maeder & Meynet (2000) y referencias allí citadas, etc.

En la actualidad hay acuerdo en que las estrellas WR resultan del “barrido” de las capas más externas ricas en Hidrógeno de una estrella O, lo cual revela el material procesado por el ciclo CNO (estrellas WN) y el triple- α (estrellas WC), o por procesos de mezcla entre el núcleo convectivo y la envoltura de Hidrógeno debidos a la rotación (Maeder & Zahn, 1998; Maeder, 1999; Maeder & Meynet, 2000). Pero aún hay discusiones sobre cómo es la transición espectral del tipo O a WN. Los posibles canales son: fuertes vientos estelares experimentados durante las fases de estrella O, o super-gigante roja, erupciones tipo LBV (Variable Luminosa Azul), transferencia de masa en binarias a través del lóbulo de Roche, o procesos de mezcla.

En general, los modelos actuales pueden generar estrellas WR, es decir, estrellas con las luminosidades absolutas y temperaturas efectivas que parecen tener las estrellas WR. Pero no pueden explicar algunos fenómenos observados en estrellas pertenecientes a sistemas binarios. Un ejemplo de esto lo constituye HD 5980.

2.2 El enigmático sistema binario HD 5980

HD 5980 (SMC AB 5) es una estrella localizada en la región HII más grande de la Nube Menor de Magallanes (SMC), llamada N66. Es un sistema binario eclipsante tipo WN+OB:

con un período orbital de 19.2655 días y una eccentricidad $e = 0.324$ (e. g. Breysacher, 1997).

Este sistema experimentó una erupción del tipo Variable Luminosa Azul (LBV) sin precedentes en 1994. Barbá et al. (1995) describieron cómo HD 5980 había aumentado su brillo y cambiado drásticamente su tipo espectral de WN a LBV.

Antes de su súbita transformación, HD 5980 había estado cambiando su tipo espectral a lo largo de los últimos 10 años. En efecto, HD 5980 había sido clasificada originalmente por varios autores como de tipo WN3-4 porque las intensidades de las líneas de NIV y NV eran similares y no se observaba NIII. Ocasionalmente también se habían observado algunas líneas en absorción en su espectro. Hacia 1991 la estrella se había vuelto más fría, mostrando un espectro del tipo WN6 (Koenigsberger et al., 1994), y en noviembre de 1993 cambió extraordinariamente, presentando un espectro de tipo WN8, es decir con NIII mucho más intenso que NIV. Sin embargo, dos meses más tarde volvió al tipo espectral anterior WN6 (Barbá & Niemela, 1994).

A mediados de 1994, HD 5980 había aumentado su brillo a una magnitud visual $V=9.4$, convirtiéndose en la estrella más brillante de la SMC. Entonces presentaba un espectro tipo LBV, pero luego de pocos meses volvió a su anterior tipo espectral WN7-8. La Figura 2.1, publicada por Niemela et al. (1999), muestra algunos de los espectros de HD 5980, obtenidos en CASLEO, para ilustrar los cambios espectrales descriptos.

En un estudio de las velocidades radiales de las líneas de emisión previo a la erupción, Niemela (1988) encontró que las líneas de NIV 4058 y NV 4603 presentaban variaciones de velocidad radial correspondientes a un movimiento orbital en anti-fase. Esto se interpretó como un sistema binario con dos componentes WNE, en una de las cuales predominaban las emisiones de NIV y en la otra las de NV. Además, las líneas de absorción que se habían detectado, no mostraban variaciones de velocidad radial por lo que se supuso que eran debidas a otra estrella ubicada en la línea de la visual.

Hacia el comienzo de 1985, dejaron de observarse las líneas de absorción y las variaciones de la velocidad radial de la línea de NIV (Ver segundo panel de la izquierda de la Fig. 2.1). En 1992, en el espectro de HD 5980 apareció NIII 4634-40 en emisión. Esta emisión seguía el movimiento orbital de la estrella, llamada componente A, que está al frente durante el eclipse primario. Luego de la erupción de tipo LBV, las variaciones de velocidad radial de NIV reaparecieron (Barbá et al., 1996; Niemela et al., 1997). Pero ahora, tanto la emisión de NIV como las de NIII siguen el movimiento de la componente A, y no se detectaron líneas que representen el movimiento de la componente B.

La Figura 2.2 ilustra el comportamiento de las velocidades radiales (medidas en este trabajo) de las emisiones de NIV 4058 Å y HeII 4686 Å en función de la fase orbital durante los diferentes intervalos de tiempo indicados.

Las emisiones muy intensas de HeI, comparadas con las emisiones de Balmer de HI, indican que esta estrella está en un avanzado estado de evolución. Su posición en el diagrama HR, en el borde azul del límite de Eddington correspondiente a la SMC, es mucho más extrema que la de otras LBV como η Car, AG Car, R127 o S Dor (Barbá et al., 1995).

La línea de emisión HeII 4686 Å manifiesta un comportamiento curioso: Su ancho equivalente (EW) y su ancho a mitad de potencia (FWHM) varían en función de la fase orbital, presentando mínimos durante fases cercanas a ambos eclipses del sistema (Ver Figura 2.4). Un comportamiento similar manifiestan las emisiones de H δ +NIII, HeII 4200, H γ +HeII, HeII 4541, y HeII 5411 Å (Ver Figura 2.3). Además, la variación de sus velocidades radiales no sigue la órbita de ninguna de las dos componentes del sistema (Ver Figura 2.2).

La pregunta obvia, después de observar el comportamiento de HD 5980, es: **¿ Ocurren erupciones tipo LBV en otros sistemas binarios WR+OB?, De ser así: ¿ Con qué frecuencia?**

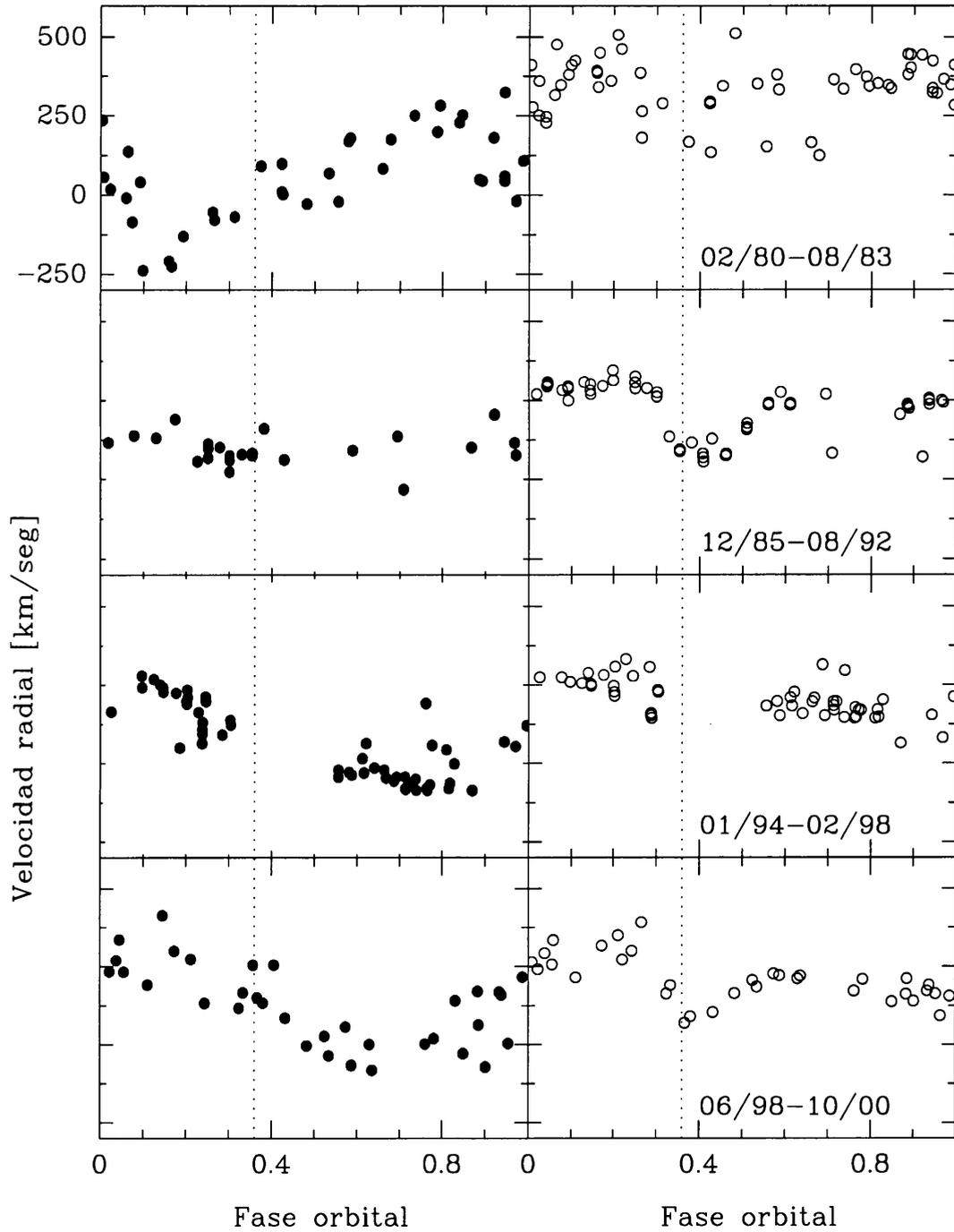


Figura 2.2: Velocidades radiales de las emisiones de NIV (izquierda) y HeII (derecha) medidas en los espectros de HD 5980 observados durante los períodos indicados. Las líneas de puntos verticales indican el momento de eclipse secundario.

Con el propósito de buscar alguna respuesta a estos interrogantes, decidimos realizar observaciones espectrales de otros sistemas binarios galácticos con componentes WN. Se escogieron los sistemas binarios WN+OB visibles desde el hemisferio Sur, y de los cuales se disponían espectros fotográficos obtenidos anteriormente. Los objetos seleccionados son los 7 sistemas binarios WN+OB conocidos hasta la fecha de comienzo de este trabajo. Son (según nomenclatura de van der Hucht et al., 1981):

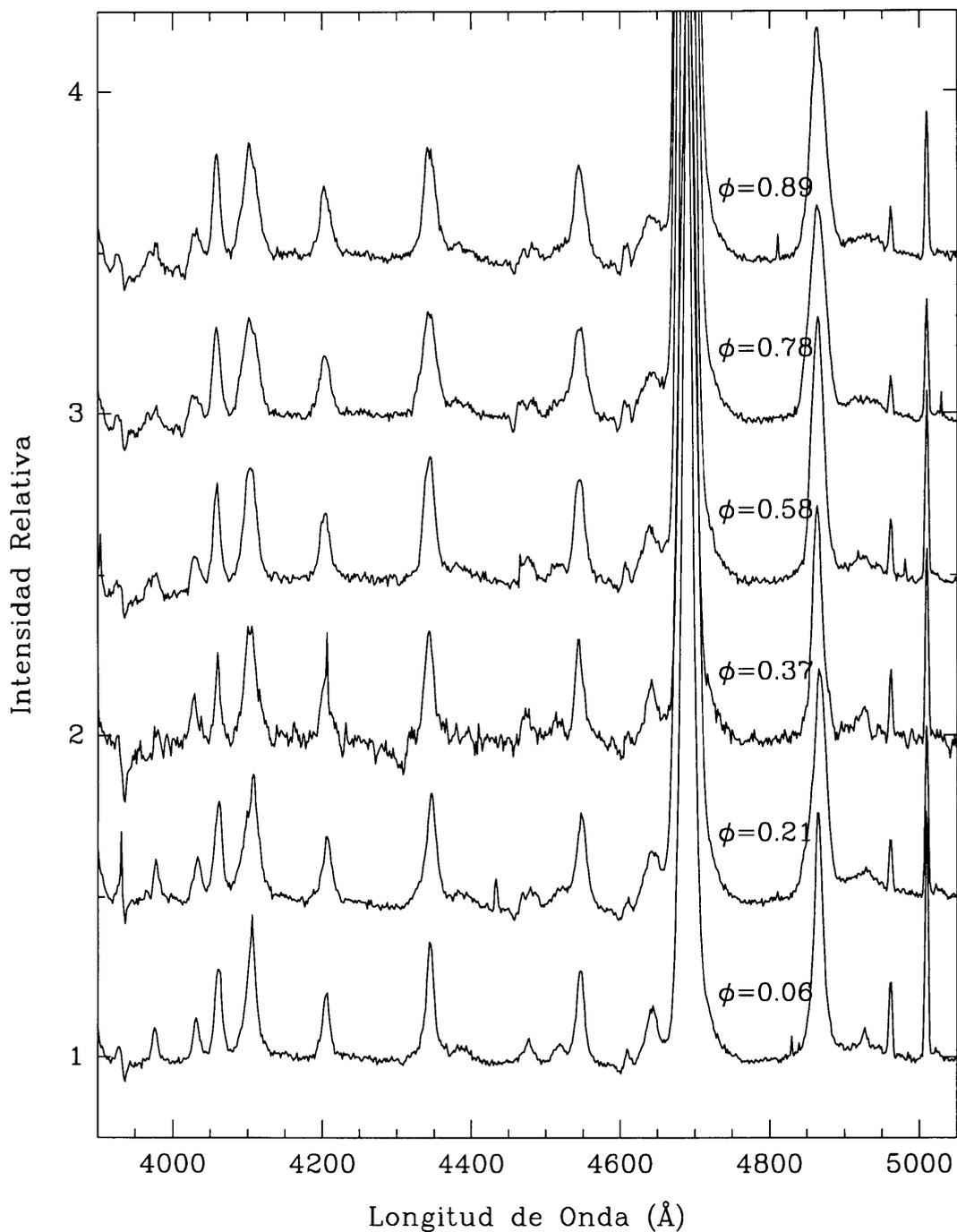


Figura 2.3: Variación del espectro de HD 5980 en función de su fase orbital ϕ indicada. Los 6 espectros fueron tomados entre el 16 de enero y el 1 de febrero de 2000 en CASLEO. Note cómo varían los anchos de las líneas y cómo aparecen y desaparecen las absorciones (P-Cygni) de HeI 4026 Å y HeI 4471 Å.

WR 12, WR 21, WR 22, WR 31, WR 47, WR 97, y WR 98

El seguimiento espectral realizado nos ha servido de herramienta para abordar otras cuestiones concernientes a los sistemas binarios WR+OB, como los distintos tipos de comportamientos de las emisiones que indican posibles apartamientos de la simetría esférica

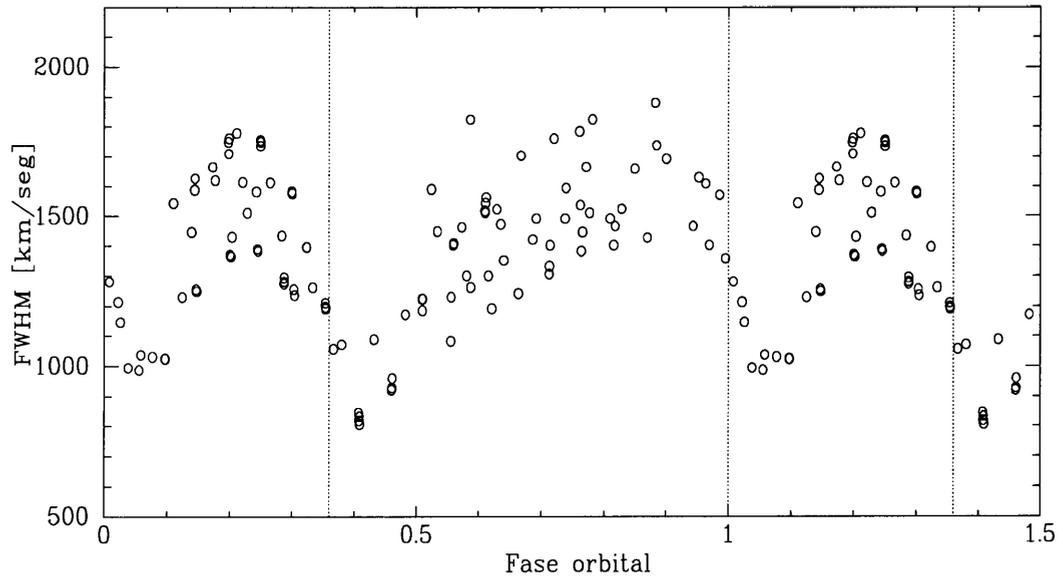


Figura 2.4: Variación del EW de la línea HeII 4686 Å en el espectro de HD 5980. Las líneas de puntos verticales indican los momentos de eclipses primario y secundario.

de las regiones de formación de las líneas correspondientes, e.g. desfasajes, diferencias de amplitud de las variaciones de las velocidades radiales, etc., entre las órbitas determinadas por distintas emisiones. Para esto ha sido muy importante la posibilidad de mejorar las efemérides de los 7 sistemas.

En este trabajo se analizan los resultados obtenidos de la campaña observacional.

Capítulo 3

Metodología

3.1 Observaciones

Los espectros disponibles en placas fotográficas fueron obtenidos por VN entre los años 1971 y 1982, en el Observatorio Inter-americano Cerro Tololo, Chile. Especificaciones sobre las configuraciones instrumentales empleadas en su obtención fueron publicadas en, por ejemplo, Niemela & Moffat (1982), y Niemela et al. (1980). La mayoría de las observaciones fueron realizadas con el telescopio Yale de 1-m (CTIO). Se utilizó un espectrógrafo Cassegrain con tubo de imágenes. Los espectros fueron registrados sobre placas fotográficas (emulsión Kodak IIIa-J) usando una dispersión recíproca de 45 \AA mm^{-1} .

Algunas de las primeras observaciones de espectros fotográficos se realizaron con el telescopio reflector de 1.5-m (CTIO). Se empleó un espectrógrafo Cassegrain (sin tubo de imágenes) y una emulsión Kodak IIa-O. La dispersión recíproca que se usó fue de 38 \AA mm^{-1} .

Las nuevas observaciones de imágenes espectrales digitales fueron realizadas con el telescopio Ritchey-Chretien de 2.15m sito en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO), San Juan, Argentina, entre 1997 y 2003, durante turnos de observación solicitados oportunamente para esta campaña. Las observaciones realizadas entre los años 1997 y 1998 fueron hechas con el espectrógrafo Cassegrain Boller & Chivens y registradas en un detector de carga acoplada (CCD) PM 512x512. Se utilizó una red de difracción de 600 l mm^{-1} , resultando una dispersión recíproca de $\sim 2.3 \text{ \AA pixel}^{-1}$ (equivalente a 119 \AA mm^{-1}). La cobertura espectral observada es de $\lambda\lambda 3850 - 4850 \text{ \AA}$.

A partir de 1999 en CASLEO se utilizó el espectrógrafo REOSC en su modo de dispersión simple usando como detector un CCD TEK de 1024×1024 pixeles de $24\mu\text{m}$ cada uno. Con una red de 600 l mm^{-1} se obtuvo una dispersión recíproca de $\sim 1.8 \text{ \AA pixel}^{-1}$ (ó 75 \AA mm^{-1}) y una cobertura espectral de $\lambda\lambda 3850 - 5450 \text{ \AA}$.

Las observaciones en el turno de abril de 2003 fueron realizadas con el espectrógrafo REOSC en su modo echelle. Se utilizó el CCD TEK 1024x1024 con un dispersor cruzado compuesto por dos redes, 280 l/mm y 400 l/mm . Se obtuvo una dispersión recíproca de $\sim 0.3 \text{ \AA pixel}^{-1}$ y una cobertura espectral de $\lambda\lambda 3800 - 5900 \text{ \AA}$.

La Tabla 3.1 muestra las fechas, configuración instrumental, y la cantidad de espectros obtenidos de cada uno de los sistemas WN+OB del programa.

Los tiempos de integración fueron determinados para obtener espectros con relación señal a ruido $S/N \geq 100$.

3.2 Comparación entre espectros fotográficos y digitales

Con el objeto de comparar los espectros fotográficos y digitales, digitalizamos algunos de los espectros disponibles en placas fotográficas. Utilizamos el microdensitómetro GRANT

Tabla 3.1: Turnos de observación donde se obtuvieron los espectros nuevos utilizados en este trabajo

Fecha	Obs. ¹	Configuración instrumental	Espectros por estrella						
			WR Nro.						
			12	21	22	31	47	97	98
13-18/05/95	GB	Reosc DS+TEK 1024	9	6					
23-31/01/97	NM	B&C+PM 512	4			1	2		
29/03-04/04/97	VN+RG	B&C+PM 512	8	8	5	8	8	7	7
27/01-07/02/98	NM	Reosc DS+TEK 1024		3			4		
09-16/02/98	NM+RG	B&C+PM 512	6	12	8	7	6	4	2
18-24/02/98	VN	B&C+PM 512	2	3		3	1		
04-07/05/99	RG	Reosc DS+TEK 1024	3	4		3	3	3	5
19/01-01/02/00	RG	Reosc DS+TEK 1024	2	10	6	8	8	3	3
15-21/04/00	RG	Reosc DS+TEK 1024	3	4	3	4	5	4	2
18-22/09/00	VN	Reosc DS+TEK 1024						2	2
05-14/04/01	RG	Reosc DS+TEK 1024	7	20	8	8	8	4	3
09-12/10/01	VN	Reosc DS+TEK 1024							4
24-28/01/02	RG	Reosc DS+TEK 1024	5	8	5	5	5		
19-23/04/02	VN	Reosc DS+TEK 1024	1	1	2		1	1	
05-09/04/03	RG	Reosc DC+TEK 1024	4	6	5	5	5	6	
totales:			41	92	48	52	53	34	28

¹: Observadores: NM: Nidia Morrell; RG: Roberto Gamen; GB: Guillermo Bosch; VN: Virpi Niemela.

disponible en la Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas (FCAyG), UNLP (Argentina). Los espectros digitalizados fueron calibrados en longitud de onda respecto a los arcos de comparación (superior e inferior) respectivos con las tareas IDENTIFY y REFSPECTRA de IRAF.

Todos los espectros, tanto los fotográficos digitalizados como los nuevos digitales, fueron normalizados al continuo. Definimos un mismo continuo para todos los espectros de cada sistema binario.

Con el fin de detectar variaciones espectrales en cada uno de los sistemas binarios, comparamos las intensidades relativas entre las diferentes líneas en los espectros. Dos efectos debieron ser tenidos en cuenta:

- Los espectros de los sistemas binarios donde son visibles líneas de ambas componentes suelen presentar variaciones debidas al movimiento orbital cuando las absorciones de la componente OB se desplazan sobre las líneas de emisión de la componente WN, modificando su forma aparente. Este efecto es bien notable en el espectro de WR 21 (figura 4.12), WR 31 (figura 4.21), WR 47 (figura 4.26) y WR 97 (figura 4.29), cuyas compañeras OB tienen magnitudes comparables a la de la componente WN.
- Las respuestas a la exposición de la luz de las placas fotográficas y los CCDs son diferentes (los primeros no son lineales). Además, las sensibilidades a diferentes longitudes de onda son distintas para ambos detectores.

Para minimizar estos dos efectos, comparamos los espectros correspondientes a una misma fase orbital y las intensidades de las líneas de emisión próximas en longitud de onda entre sí.

Tabla 3.2: Longitudes de onda en reposo utilizadas en este trabajo

λ_0 ^a [Å]	Identificación
3797.900	H10
3835.386	H9
3889.051	H8
3933.664	CaII (K)
3968.470	CaII (H)
3970.074	He ϵ
4026.189	HeI
4057.758	NIV
4101.737	H δ
4120.812	HeI
4143.759	HeI
4199.870	HeII
4340.468	H γ
4387.929	HeI
4471.479	HeI
4514.890	NIII
4541.590	HeII
4603.730	NV
4619.980	NV
4634.165	NIII
4640.640	NIII
4647.420	CIII
4650.250	CIII
4685.682	HeII
4861.332	H β
4921.931	HeI
4944.560	NV
5015.678	HeI
5200.410	NIV
5204.290	NIV
5205.150	NIV
5226.690	NIV
5245.610	NIV
5411.524	HeII

a: Striganov & Sventitskii (1968)

3.3 Determinación de velocidades radiales

La velocidad radial de las líneas espectrales se determina midiendo el corrimiento por efecto Doppler de sus posiciones con respecto a las longitudes de onda (λ_0) de laboratorio. La relación usada es:

$$v = \frac{\lambda_{med} - \lambda_0}{\lambda_0} \times c$$

donde c es la velocidad de la luz en el vacío, λ_{med} es la longitud de onda medida, y λ_0 es la longitud de onda en reposo. Utilizamos las longitudes de onda en reposo publicadas en Striganov & Sventitskii (1968). En la Tabla 3.2 se indican los λ_0 de las líneas espectrales medidas en este trabajo.

La longitud de onda medida (λ_{med}) de una línea espectral se obtuvo ajustando un perfil

gaussiano a la línea, utilizando la tarea SPLIT de IRAF. El máximo de la función gaussiana se corresponde con la posición media de la línea.

Para obtener velocidades heliocéntricas, a la velocidad obtenida (v) debe restarse la componente de la velocidad del observatorio respecto del Sol en la dirección de la estrella, llamada corrección heliocéntrica. Dicha corrección se calcula con la tarea RVCORRECT del paquete ASTUTIL de IRAF (Los parámetros del movimiento solar respecto del LSR son: velocidad 20 km seg^{-1} , ascensión recta 18 h , declinación 30° , y época de las coordenadas solares año 1900).

3.3.1 Errores en la determinación de velocidades radiales

La resolución obtenida en los diferentes turnos de observación es de 2.3 \AA pix^{-1} y 1.8 \AA pix^{-1} según la configuración instrumental utilizada, B&C o REOSC DS, con lo que podemos estimar el mínimo error teórico en la determinación de la velocidad radial como la décima parte del elemento de resolución el cual resulta entre ~ 30 y 20 km seg^{-1} respectivamente.

Durante los turnos de observación 1997-2003 hemos obtenido espectros de objetos cuyas velocidades heliocéntricas son conocidas y no varían en el tiempo, e.g. la nebulosa planetaria IC 418 (Duflot et al., 1995), la estrella del tipo O 9.5V HR 1996 (Evans, 1967), y la estrella B5V HD 202753 (Wielen et al., 2000). Medimos las velocidades radiales de las líneas en cada uno de los espectros de los objetos patrón para detectar diferencias entre los turnos. En la figura 3.1 se ilustra el comportamiento de la velocidad radial medida respecto de la velocidad publicada, en función de las fechas de observación.

Si bien encontramos diferencias de velocidad radial entre los turnos de telescopio, éstas no exceden (en promedio) los 20 km seg^{-1} , excepto en el turno de 1997 donde la velocidad radial medida en el espectro de HR 1996 es de unos 30 km seg^{-1} más negativa que la publicada. En este último caso las diferencias pueden ser debidas a errores de guiado ya que, por ser HR 1996 una estrella muy brillante, los tiempos de integración no superan los 10 segundos. En los otros turnos de observación donde se usó IC 418 como patrón, las diferencias

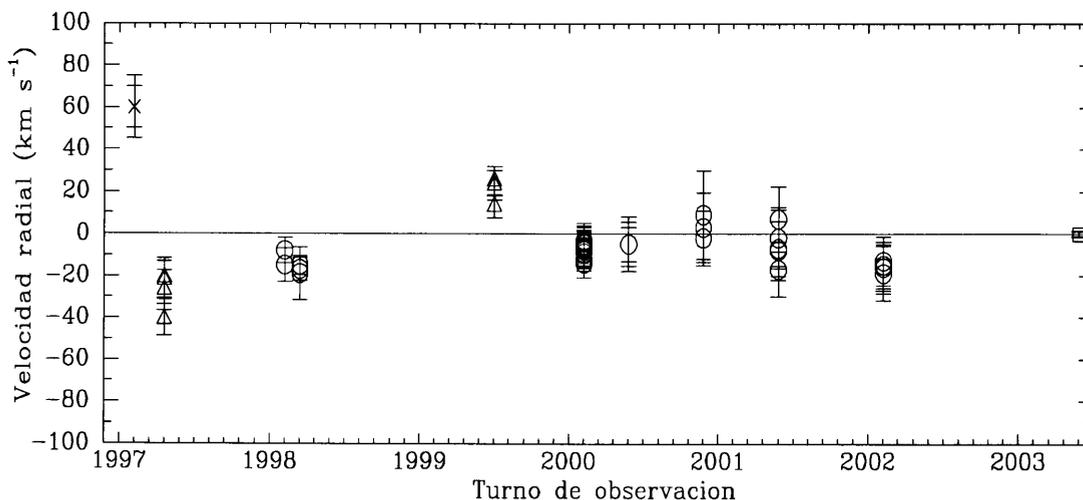


Figura 3.1: Diferencias de las velocidades radiales del objeto patrón en cada turno de observación respecto de la velocidad radial publicada. Cada símbolo representa el promedio de las velocidades radiales de diferentes líneas en cada espectro, junto a la desviación standard del promedio. Los triángulos representan las velocidades radiales de HR 1996 y HD 202753, los círculos, las de IC 418, y los cuadrados, las de IC 418 pero medidas en espectros echelle de alta resolución de abril 2003. En el borde superior izquierdo se muestran los errores estimados de la resolución espectral.

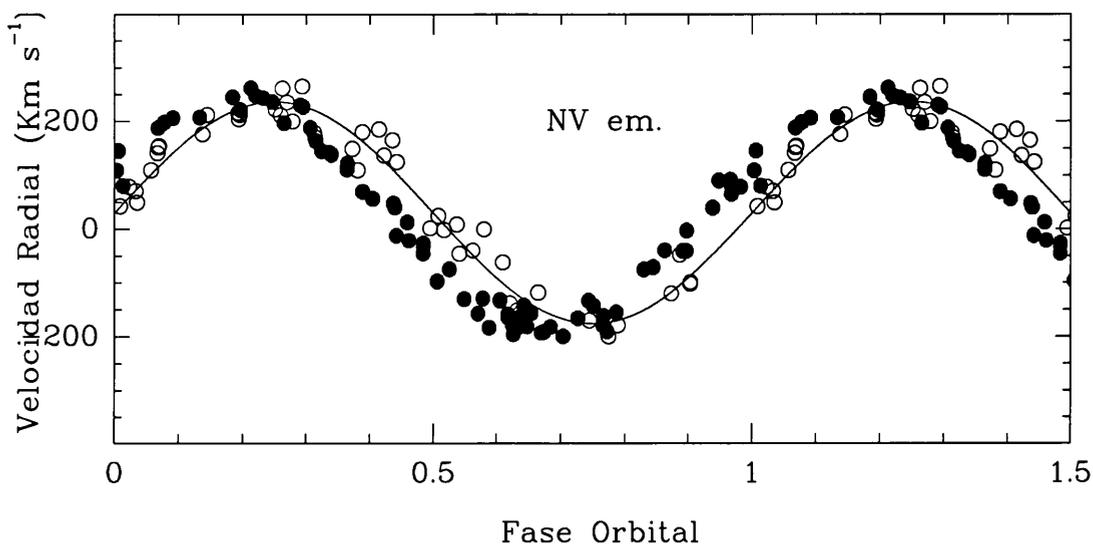


Figura 3.2: Velocidades radiales previas y nuevas en función de la fase orbital publicada de la línea de emisión de NV en el espectro de WR 21. Los círculos llenos representan los datos nuevos, los vacíos, los datos previos y la curva continua, la solución publicada Niemela & Moffat (1982). Comparar con el nuevo ajuste mostrado en la Figura 4.6.

encontradas son del orden de los errores subjetivos que se cometen en la determinación de las velocidades radiales de las anchas líneas de emisión de las estrellas tipo WR. Por lo tanto decidimos no corregir nuestros datos por estos errores instrumentales. La estabilidad del espectrógrafo REOSC en su modo de dispersión cruzada ha sido estudiada por González (2000), quien estima que los errores no superan 1 km seg^{-1} . Las velocidades radiales de las líneas de IC 418 en nuestros 5 espectros echelle de abril de 2003 dan $62 \pm 2 \text{ km seg}^{-1}$.

Por otro lado, notamos que las velocidades radiales determinadas para una misma línea espectral durante un turno de observación son muy estables, e.g. en el turno de enero 2000 la desviación standard de 12 medidas de las diferentes líneas de emisión en el espectro de IC 418, no supera los 9 km seg^{-1} .

3.4 Búsqueda de períodos y determinación de elementos orbitales

Debido a que en los sistemas binarios observados los nuevos datos de velocidad radial, puestos en fase según la efemérides publicada de cada sistema, aparecen desplazadas en fase con los datos previos (Ver Figura 3.2 donde se ilustra el caso de WR 21) debimos actualizar las efemérides de los 7 sistemas binarios.

Para actualizar los períodos orbitales de cada una de las estrellas medimos las velocidades radiales de las líneas que tenían datos publicados. Así ampliamos la base de tiempo en unos 10 años en la mayoría de los casos. En la Figura 3.3 se indican los momentos en los que disponemos espectros de cada sistema.

A los datos de velocidad radial de cada una de las líneas medidas les aplicamos el algoritmo de búsqueda de períodos descrito por Marraco & Muzzio (1980)¹. Los períodos obtenidos con este algoritmo fueron utilizados como valores iniciales para ajustar los datos

¹Este algoritmo divide las observaciones en un número de intervalos de fases orbitales definidas por el usuario, y calcula la varianza a la mejor recta ajustada a las observaciones del intervalo. Esto es realizado para diferentes valores de período determinados, también, por el usuario.

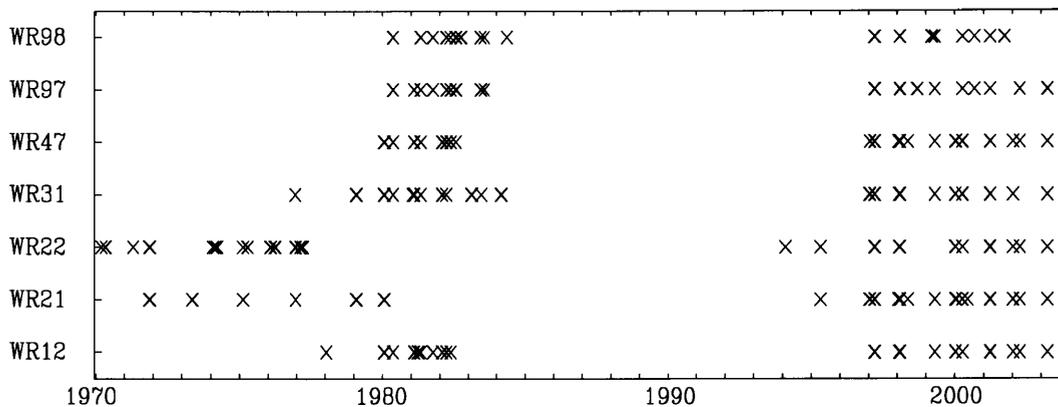


Figura 3.3: Cobertura temporal de espectros de cada uno de los sistemas observados entre los años 1970 y 2003.

de velocidad radial con el programa de cálculo de elementos orbitales para órbitas de velocidades radiales de sistemas binarios espectroscópicos denominado “GBART”, disponible en FCAGLP. Este programa permite ajustar simultáneamente los parámetros orbitales: período, excentricidad, semi-amplitud de la variación de velocidad radial, velocidad sistémica, y tiempo de máxima velocidad radial. GBART está basado en el método descrito por Bertiau & Grobber (1968)², y fue modificado últimamente por Federico Bareilles para que tenga una interfase con el usuario más interactiva. Los errores calculados por este programa pueden considerarse como cotas inferiores ya que no tiene en cuenta el error en la determinación de la velocidad radial.

3.5 Construcción del espectro dinámico

Para poder visualizar mejor las características más débiles del espectro de cada sistema binario, y su comportamiento según la fase orbital, construimos espectros dinámicos de cada sistema binario los cuales se ilustran en las Figuras 4.3, 4.7, 4.15, 4.19, 4.24, 4.28, y 4.34.

El espectro dinámico de una estrella consiste en una imagen bidimensional cuyos ejes cartesianos son la longitud de onda (abscisa) y la fase orbital (ordenada). Se pueden construir mediante la tarea IMSTACK de IRAF, la cual “pega” los espectros según sus fases orbitales. Previamente todos los espectros deben estar normalizados y puestos en escala a una misma dispersión en longitud de onda (de forma que todos tengan el mismo número de pixels). Además deben ser desplazados en velocidad según su corrección heliocéntrica.

²El algoritmo calcula una primera aproximación con el método de Lehmann-Filhés (1894), y luego determina las correcciones a todos los elementos orbitales (que se decidieron ajustar) mediante un ajuste de cuadrados mínimos. Las ecuaciones utilizadas están dadas por Bertiau & Grobber (1968).

Capítulo 4

Análisis de los sistemas binarios escogidos

4.1 WR 12

4.1.1 Antecedentes

WR 12 (van der Hucht et al. (1981), ver Tabla 4.1 para otras identificaciones) es una estrella localizada en la región de Vela. Fue descubierta por Cannon (1923), y clasificada como O, aunque había sido detectada “una banda de emisión en 4686 Å”. Munch (1954) la clasificó como tipo WR y posiblemente de secuencia de nitrógeno. Velghe (1957) la clasifica como WN8 y así la incluye Roberts (1962) en su Catálogo de estrellas WR.

Niemela (1982) encontró que las velocidades radiales de varias líneas de emisión del espectro de WR 12 variaban con una periodicidad de 23.9 días y por lo tanto se trataba de un sistema binario. Rauw et al. (1996) mejoraron el período de la binaria usando nuevas observaciones espectroscópicas obtenidas en 1987, 1995, y 1996.

Algunas de las características más importantes de WR 12 son las siguientes:

Coord _{ecuatoriales} 2000.0	$\alpha = 08^h 43^m 05^s .6$	$\delta = -45^\circ 47' 57''$
Coord _{galácticas}	b = 265.20	l = -1.97
Clasificación espectral	WN8h+?	Smith et al. (1996)
Período	23.923 d.	Rauw et al. (1996)
m_v en el sistema de Smith (1968)	10.99	Torres-Dodgen & Massey (1988)
$b - v$	0.42	Torres-Dodgen & Massey (1988)

4.1.2 El espectro de WR 12

El espectro óptico de WR 12 está dominado por líneas de emisión de HeII, NIII, H, NIV, HeI, y NV, cuyas relaciones de intensidad corresponden a un espectro del tipo WN8h (Smith et al., 1996). Todas las líneas de HeI (en el rango espectral de nuestros espectros) presentan un perfil P-Cygni, al igual que HeII 4686 y 5411Å, y NV 4604 (Ver Figuras 4.1 y 4.4).

En el espectro de WR 12 observamos, además, líneas en absorción originadas en el medio interestelar, CaII H y K, y las bandas en 4428, 4726, y 4760-63Å. Medimos las velocidades radiales de CaII H y K en los espectros echelle de alta resolución (Ver Tabla 3.1) de WR 12 y obtuvimos 27 ± 2 y $33 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$ respectivamente. El perfil de estas líneas aparece simple, es decir no se detectaron otras componentes.

Tabla 4.1: Otras identificaciones de WR 12

Identificación	Fuente
WR 12	van der Hucht et al. (1981)
CD-45° 4482	Cordoba Durchmusterung (CD, Thome 1892-1932)
CPD-45° 2957	Cape Photographic Durchmusterung (Gill+ 1895-1900)
GSC 08151-04295	The HST Guide Star Catalog, Version 1.2 (Lasker+ 1996)
LS 1145	Luminous Stars in the Southern Milky Way (Stephenson+ 1971)
MR 13	Roberts (1962)
Hen 3-200	Henize (1976)

No hemos detectado líneas en absorción, en nuestros espectros de alta S/N, que pudieran pertenecer a la compañera de la estrella WN8.

El espectro de WR 12 en el rango óptico es semejante al espectro que presentó HD 5980 posteriormente a la erupción, entre agosto de 1996 y hasta principios de 1998 (Ver Capítulo 2). Sólo se notan diferencias en las intensidades de las líneas de nitrógeno, posiblemente debidas a la menor metalicidad de la Nube Menor de Magallanes. La figura 4.1 presenta el espectro de WR 12 con el espectro de HD 5980 observado en febrero de 1998, donde identificamos las emisiones más intensas. Se nota la menor intensidad de las emisiones de NIII en el espectro de HD 5980.

Una comparación visual entre espectros fotográficos (de los años 1980-1982) y digitales (1997-2002) de WR 12, observados en fases orbitales similares (utilizando la nueva efemérides calculada, ver más adelante), indica que no hay cambios espectrales seculares notables en el espectro (Ver figura 4.4), i.e. el espectro de WR 12 ha permanecido constante al menos

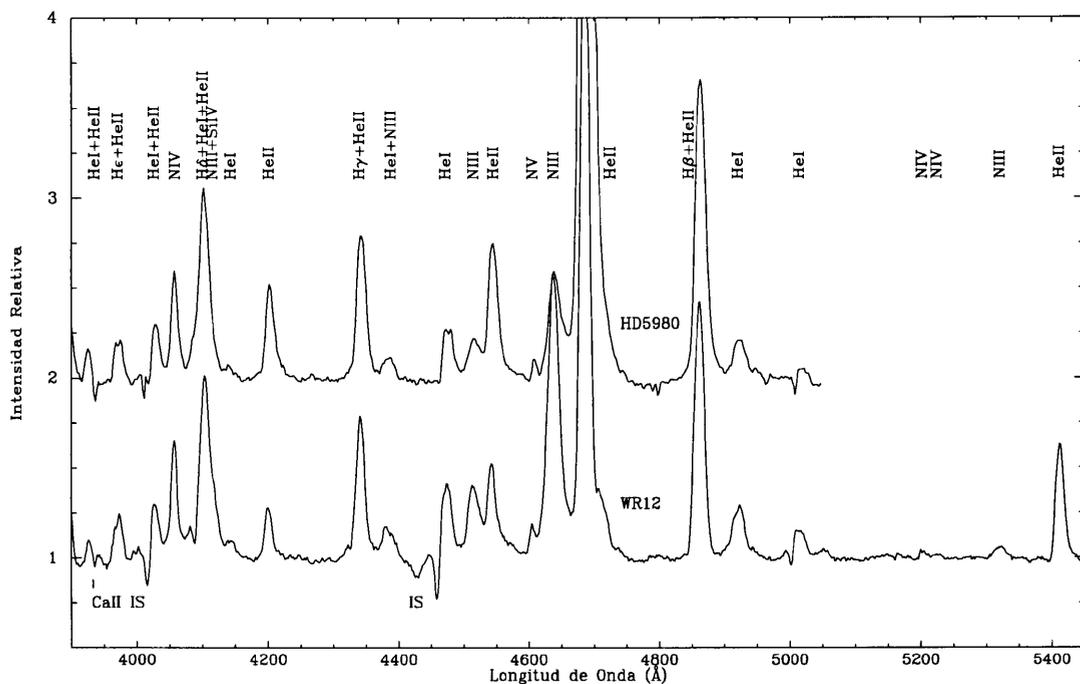


Figura 4.1: Espectros ópticos de WR 12 (abajo) y HD 5980 (arriba) observados en el año 2000 y 1998, respectivamente. Se identifican las líneas de emisión más intensas. Los espectros están normalizados y desplazados para una mejor visualización.

entre 1980 y 2002.

4.1.3 Nueva solución orbital de WR 12

Teniendo en cuenta que contamos con observaciones abarcando una base de tiempo de 22 años, hicimos un nuevo estudio de la órbita de WR 12.

Para esto medimos las velocidades radiales de las líneas de emisión de NIII 4641, NIV 4058, NV 4603, y HeII 4686 Å de las cuales, además, teníamos medidas previas de los espectros fotográficos (ver capítulo 3.1). Las líneas de emisión no presentan asimetrías importantes, por lo tanto fueron medidas ajustando funciones gaussianas a los perfiles, mediante la tarea SPLOT de IRAF. Tablas de velocidades radiales de las cuatro líneas se incluyen en el apéndice C.1.

A cada conjunto de medidas independientes, constituidos por 82 valores de velocidad radial cada uno, le aplicamos un programa de búsqueda de períodos (Marraco & Muzzio, 1980). Los resultados fueron similares a los valores anteriormente publicados, y se detallan en la Tabla 4.2. Usando 23.92 días como valor inicial, ajustamos órbitas a cada uno de los cuatro conjuntos de datos, mediante el programa GBART, con todos los parámetros libres. Notando que ninguna emisión parece tener una órbita excéntrica, decidimos fijar la excentricidad $e=0$. Los resultados varían según la línea utilizada.

Adoptamos como período más probable el promedio pesado por la inversa de la dispersión obtenida en cada ajuste:

$$P = 23.923 \pm 0.001 \text{ d.}$$

Este período es igual al encontrado por Rauw et al. (1996).

Dejando fijo el nuevo período y la excentricidad, determinamos los parámetros orbitales de las cuatro líneas de emisión utilizadas en la estimación del período, con el programa GBART. Los resultados obtenidos se muestran en la Tabla 4.3. En la Figura 4.2 se ilustran las variaciones de la velocidad radial de las cuatro líneas de emisión en función de la fase orbital del sistema binario.

Como se ve en Tabla 4.3, las semi-amplitudes, K , de las cuatro emisiones son parecidas entre sí. Los tiempos de máxima velocidad radial, T_0 , de las cuatro emisiones son similares, dentro de los errores, por lo que se determinó como tiempo de conjunción del sistema, cuando la componente WN se encuentra delante:

$$T_0 = 2449811.3 \text{ días}$$

calculado del promedio de los tiempos de máxima velocidad radial de las cuatro emisiones (NIII, NIV, HeII, y NV) y HeII 4200, 4541, y 5411 Å y HeI 4921 y 5015 Å . Estas últimas 5 líneas fueron medidas en los espectros nuevos. El tiempo de conjunción del sistema es coincidente con el valor derivado del análisis de la curva de luz (Lamontagne et al., 1996).

Cuando comparamos las velocidades sistémicas de cada una de las líneas de emisión entre sí, encontramos una progresión entre ellas y la energía del nivel superior de la transición correspondiente (Ver Figura 5.1). Sólo las líneas de HeI no siguen esta relación debido a que

Tabla 4.2: Resultados de la búsqueda de períodos en las velocidades radiales de las líneas de emisión en el espectro de WR 12.

línea	período \pm error	dispersión
NIV	23.9218 \pm 0.0004 d	13.5
HeII	23.9221 \pm 0.0003 d	9.3
NV	23.9231 \pm 0.0006 d	19.1
NIII	23.9236 \pm 0.0004 d	11.9

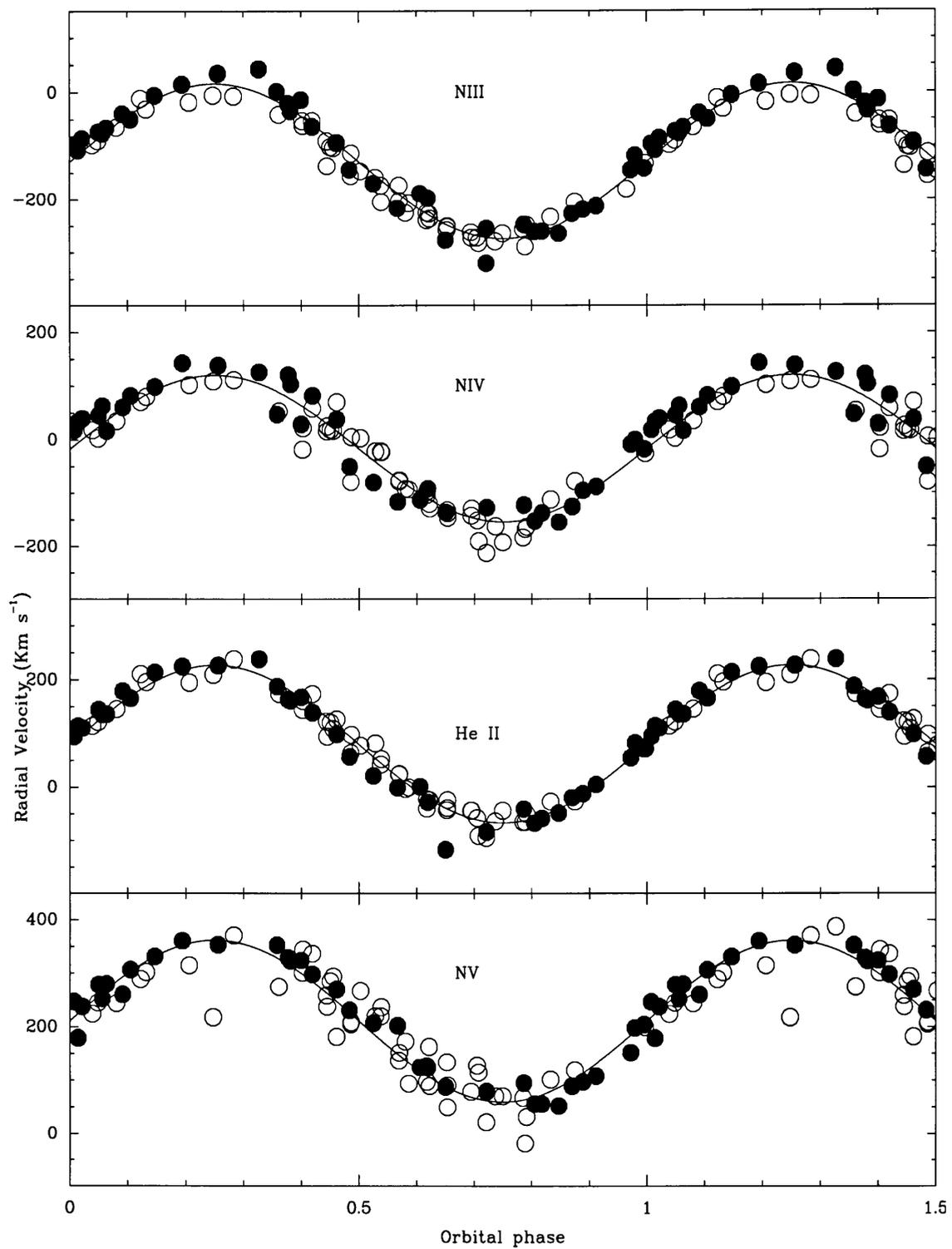


Figura 4.2: Velocidades radiales de las emisiones de NIII, NIV, HeII, y NV medidas en los espectros fotográficos (círculos vacíos) y digitales (círculos llenos) en función de la fase orbital de la binaria. Las curvas continuas representan la solución orbital de la Tabla 4.3.

Tabla 4.3: Elementos orbitales circulares de WR 12

Parametros	NIV 4058	NV 4603	NIII 4641	HeII 4686
P [d]		23.923 ± 0.001		
V_0 [km s ⁻¹]	-17 ± 2	211 ± 2	-129 ± 2	80 ± 1
K [km s ⁻¹]	137 ± 3	151 ± 4	145 ± 3	147 ± 2
T_{VRmax} [HJD] ^(*)	16.98 ± 0.06	17.59 ± 0.07	17.00 ± 0.05	17.04 ± 0.04
$a \sin i$ [R _⊙]	64.8 ± 1.4	71.4 ± 1.9	68.5 ± 1.4	69.5 ± 0.9
$\mathcal{F}(m)$ [\mathcal{M}_\odot]	6.3 ± 0.4	8.5 ± 0.7	7.5 ± 0.5	7.8 ± 0.3
σ [km s ⁻¹]	13.3	19.2	11.9	11.4
Comparación con los últimos resultados publicados (Rauw et al., 1996).				
P [d]		23.923 ± 0.008		
V_0 [km s ⁻¹]	-25 ± 2			
K [km s ⁻¹]	138.8 ± 3			

son afectadas por la absorción P-Cygni. Además, encontramos que las órbitas de velocidades radiales de las dos emisiones de HeI 4921 y 5015 Å medidas tienen una mayor semi-amplitud (de $213 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$), y muestran un desfase orbital de casi dos días respecto de las demás líneas. Estas líneas de emisión podrían estar formándose en las capas más externas de la envoltura de la WN y entonces estar siendo afectadas por el viento de la compañera.

WR 12 tiene una función de masa elevada. Conociendo el valor de la función de masa y considerando diferentes inclinaciones orbitales podemos hacer un análisis del comportamiento de la masa de la compañera (m_2):

$$\mathcal{F}(m) = \frac{m_2 \times \sin^3 i}{\left(\frac{m_{WR}}{m_2} + 1\right)^2}$$

definiendo q como el cociente entre la masa de la WR y la compañera, reemplazando en la ecuación anterior, y despejando m_2 nos queda:

$$m_2 = \frac{\mathcal{F}(m) \times (q + 1)^2}{\sin^3 i}$$

Se cree que las estrellas WN8 son descendientes de las LBV, llegando a esta etapa evolutiva con masas entre 10 y 25 M_\odot (Crowther et al., 1995). Usando 8 como el valor de la función de masa, y las posibles configuraciones con M_{WN} entre 10–25 M_\odot resulta que no hay configuraciones posibles donde m_{WR} sea mayor que m_2 . Según los valores que se adopten para la inclinación (i) y m_{WR} , la m_2 puede variar entre 18 (para $i=90$ y $m_{WR}=9$) y 51 (para $i=45$ y $m_{WR}=25.5$).

Si tomamos la inclinación orbital de 79° calculada por Lamontagne et al. (1996), los posibles valores de m_2 varían entre 19 y 29 M_\odot . Estas masas podrían corresponder a una estrella O8-O9V (Schmidt-Kaler, 1982).

Si tenemos en cuenta que WR 12 es miembro del cúmulo Bo 7 (Lundström & Stenholm, 1984a), cuyo módulo de distancia estimado es $13.4 \pm 0.1 \text{ mag}$ ($d = 4.8 \pm 0.2 \text{ kpc}$, Sung et al., 1999), la magnitud visual absoluta de WR 12 resulta $M_V = -5.55$ (adoptando $A_V = 2.87$ (Sung et al., 1999)). La M_V de una estrella O8-9 varía entre -4.5 y -4.9 (Schmidt-Kaler, 1982). Sin embargo, no es posible identificar ninguna línea en el espectro óptico de WR 12 que pueda pertenecer a una posible compañera. Esta estrella debe ser más de dos magnitudes más débil que la WN, lo cual parece ser confirmado mediante la comparación de los anchos equivalentes (EW) de las emisiones de WR 12 con las de otra estrella WN8h

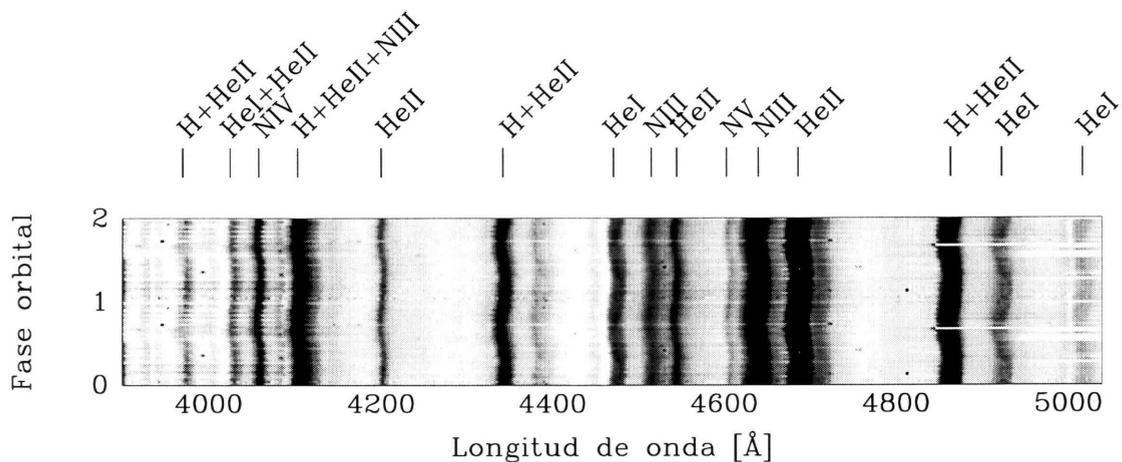


Figura 4.3: Espectro dinámico de WR 12 en escala de grises (mayor intensidad más oscuro).

supuesta simple, WR 40. Es decir, no se detecta que las emisiones de WR 12 estén diluidas por el continuo de otra estrella.

Las posibles soluciones a este problema son que WR 12 esté más lejos, y sea más luminosa que $M_V = -5.55$, o que la compañera de la WN8 sea una estrella más tardía, cuya M_V sea menor que -3.2 . Pero entonces la masa de la componente WN8 debería ser menor a $4.1 M_\odot$, con lo que la pérdida de masa habría sido muy importante.

4.1.4 Variaciones espectrales de WR 12 según la fase orbital

Analizamos las variaciones espectrales de WR 12 mediante una inspección de su espectro dinámico. No hemos detectado líneas que puedan estar originadas en la compañera, o en una posible zona de choque de vientos estelares. Inspecciones visuales de los espectros observados en la fase $\phi = 0.50$ y con mejor señal-ruido tampoco indican la presencia de la compañera.

Medimos los anchos equivalentes (EW) y anchos a potencia mitad (FWHM) de la línea de emisión de HeII 4686 \AA y analizamos los resultados en función de la fase orbital. Las medidas presentan una gran dispersión en cada fase. Esto puede ser debido a la dificultad en definir el ala roja de la emisión de HeII $\lambda 4686 \text{ \AA}$ que se superpone con la línea de HeI 4714 \AA , o también ser intrínsecas debido a la variabilidad del viento estelar. Parece haber un mínimo en el EW en la fase $\phi = 0.50$, sin embargo debe ser confirmado con más observaciones.

No hemos detectado variaciones espectrales notables durante el ciclo orbital de WR 12, fuera de los esperados desplazamientos Doppler de las líneas.

4.2 WR 21

4.2.1 Antecedentes

WR 21 = HD 90657 (ver otras identificaciones en Tabla 4.4), ubicado en el brazo espiral de Carina en el hemisferio Sur, es un sistema binario espectroscópico de dos espectros. También muestra variaciones de luz (Kukarkin et al., 1971).

WR 21 fue descubierta como estrella WN por Smith (1955), quien identificó en el espectro de esta estrella líneas en emisión de Nitrógeno y de Carbono como así también líneas en absorción del tipo OB. Smith (1968) clasificó el espectro de WR 21 como WN4-C+OB. Niemela (1972) encontró que las velocidades radiales de las emisiones y las absorciones variaban en anti-fase indicando que WR 21 era un sistema binario, pero no encontró evidencia de la presencia de líneas de C en el espectro.

Una órbita espectroscópica preliminar de WR 21 ha sido publicada por Niemela (1976). Niemela & Moffat (1982) mejoraron los parámetros orbitales y presentaron datos fotométricos con variaciones según la fase orbital.

Lamontagne et al. (1996) estimaron un valor para la inclinación orbital del sistema $i = 49^\circ.6 \pm 3.7$, usando datos fotométricos (en B de Johnson) publicados por Balona et al. (1989). Con este valor de i y las masas mínimas publicadas por Niemela & Moffat (1982) resultan masas de $M_{WR} = 19M_\odot$ y $M_O = 37M_\odot$.

Koenigsberger & Auer (1987) encontraron variaciones rápidas en espectros ultravioletas de WR 21 obtenidos con el satélite IUE. Ellos atribuyeron estos cambios a posibles inestabilidades en el viento de la componente WN del sistema binario.

Algunas de las características más importantes de WR 21 son las siguientes:

Coord _{ecuatoriales} 2000.0	$\alpha = 10^h 26^m 30^s .7$	$\delta = -58^\circ 38' 26''$
Coord _{galácticas}	$b = 285.02$	$l = -0.90$
Clasificación espectral	WN5 ₀ +O4-6	Smith et al. (1996)
Período	$P = 8.255$ d.	Niemela & Moffat (1982)
m_v , sistema de Smith (1968)	9.76	Torres-Dodgen & Massey (1988)
$b - v$	0.27	Torres-Dodgen & Massey (1988)

Tabla 4.4: Otras identificaciones de WR 21

Identificación	Fuente
HD 90657	Henry Draper Catalogue and Extension (Cannon+ 1918-1924)
CD-58° 3269	Cordoba Durchmusterung (CD, Thome 1892-1932)
CPD-58° 2205	Cape Photographic Durchmusterung (Gill+ 1895-1900)
MR 13	Roberts (1962)
LS 1568	Luminous Stars in the Southern Milky Way (Stephenson+ 1971)
Hen 3-200	Henize (1976)
WR 21	van der Hucht et al. (1981)
GSC 08612-00404	The HST Guide Star Catalog, Version 1.2 (Lasker+ 1996)
HIP 51109	The Hipparcos and Tycho Catalogues (ESA 1997)
V 398 Car	Combined General Catalogue of Variable Stars (Kholopov+ 1998)
TYC 8612- 404-1	The Tycho-2 Catalogue (Hog+ 2000)

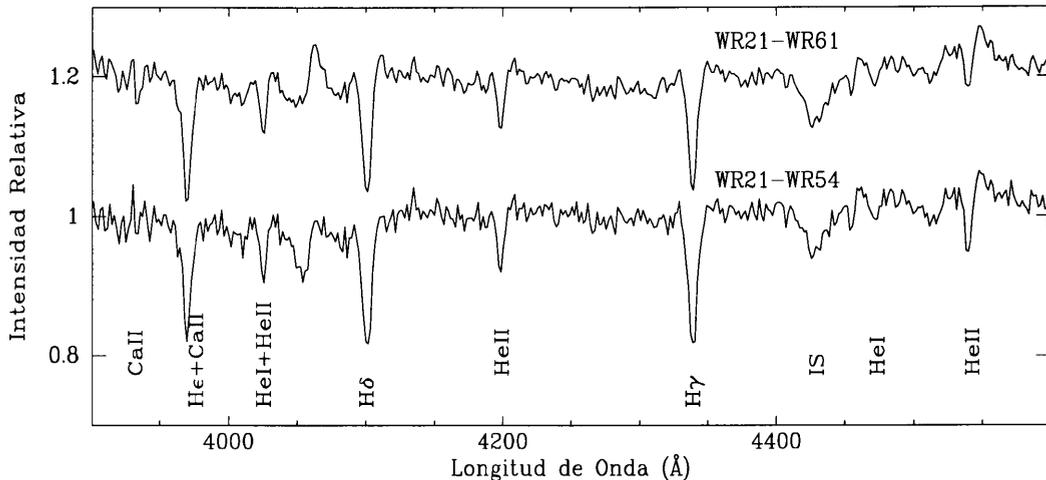


Figura 4.5: Espectros normalizados de la componente O de la binaria WN+O resultantes de la resta entre el espectro de WR 21 (en fase $\phi \sim 0.50$) y WR 54 (abajo) y WR 61 (arriba). Se indican las líneas de la estrella O. Note que las líneas de absorción de HeI aparecen más débiles que las de HeII.

4.2.2 El espectro de WR 21

Una descripción previa del espectro óptico de WR 21 ha sido realizado por Niemela (1976), donde además se muestra un espectro fotográfico. El espectro de WR 21 ha sido clasificado como WN5o+O4-6 (Smith et al., 1996). Es decir que se ven líneas de una compañera O superpuestas a un espectro WN5, cuya abundancia de Hidrógeno no es significativa (o). El espectro óptico de WR 21 está dominado por emisiones de HeII, NIV, y NV, y líneas en absorción de H. Además presenta emisiones de HeI, y NIII más débiles. Las intensidades relativas de las emisiones en nuestros espectros de WR 21 confirman el tipo espectral WN5o publicado.

El movimiento relativo de las líneas de absorción de la compañera O con respecto a las emisiones de la WN modifican fuertemente el aspecto general del espectro de WR 21 a lo largo de un ciclo orbital. Para una determinación más precisa del tipo espectral de la compañera O, restamos un espectro tipo WN5o de estrellas supuestamente simples, puesto en una escala de intensidad y desplazado en velocidad radial convenientemente, a varios espectros de WR 21 obtenidos en diferentes fases orbitales. Utilizamos espectros de las estrellas WR 54 y WR 61 clasificadas como WN5o por Smith et al. (1996). Los espectros resultantes fueron clasificados según el criterio cuantitativo de Conti & Alschuler (1971). Según los valores obtenidos para los anchos equivalentes de HeI 4471Å y HeII 4541Å, el tipo espectral de la componente O de WR 21 es O5.5-6 (Ver Fig. 4.5). Si bien el ancho equivalente de HeI 4471Å parece variar según la fase orbital (Ver Fig. 4.7), hemos realizado las medidas durante la fase 0.50 cuando la componente está delante del sistema y su espectro O es menos influenciado por la estrella WN.

Una comparación visual entre espectros fotográficos (de los años 1980-1982) y digitales (1999-2002), obtenidos en fases orbitales similares, indica que no hubo cambios espectrales seculares notables en WR 21 (Ver figura 4.12).

4.2.3 Nueva solución orbital de WR 21

Como la última determinación del período de este sistema data de 1982 (Niemela & Moffat, 1982), decidimos agregar los nuevos datos a los existentes, ampliando la base de tiempo a unos 31 años. A fin de una nueva determinación de las efemérides, medimos las velocidades radiales de las mismas líneas utilizadas en el cálculo realizado por Niemela & Moffat (1982).

Tabla 4.5: Elementos orbitales circulares de WR 21

Parámetros	NIV 4058 em.	NV 4603 em.	HeII 4686 em.	< abs >
$P^{(a)}$ [d]			8.25442	
V_0 [km s ⁻¹]	-29 ± 2	28 ± 2	62 ± 2	-19 ± 2
K [km s ⁻¹]	214 ± 3	207 ± 2	256 ± 3	122 ± 2
$T_{VRmax}^{(b)}$ [d]	9.38 ± 0.02	9.38 ± 0.01	8.59 ± 0.02	5.06 ± 0.03
$a \sin i$ [R _⊙]	34.9 ± 0.5	33.8 ± 0.3	41.7 ± 0.5	19.9 ± 0.3
$\mathcal{M}_{WN} \sin^3 i$ [M _⊙]	12.0 ± 0.7	11.5 ± 0.6	22.6 ± 0.8	
$\mathcal{M}_{OB} \sin^3 i$ [M _⊙]	21.0 ± 0.9	19.5 ± 0.7	31.8 ± 1.2	
σ [km s ⁻¹]	23	15	22	20
Comparación con los últimos resultados publicados (Niemela & Moffat, 1982)				
$P^{(a)}$ [d]			8.255	
V_0 [km s ⁻¹]	-33 ± 6	43 ± 4	20 ± 5	-35 ± 2
K [km s ⁻¹]	221 ± 9	202 ± 7	246 ± 7	104 ± 2

(a) Período fijo.

(b) Tiempo de máxima velocidad radial. DJH 2,443,900+

Las velocidades radiales de las diferentes líneas de emisión y absorción fueron medidas con la tarea SPLIT de IRAF, mediante el algoritmo de ajuste de funciones gaussianas al perfil de la línea a medir.

En la tabla C.2 se muestran los valores de las velocidades radiales, según la fecha de observación, de las líneas de emisión de NIV $\lambda 4057$, NV $\lambda 4603$ y HeII $\lambda 4686$, previamente publicadas Niemela (1976); Niemela & Moffat (1982) y las mediciones de las velocidades radiales de las mismas emisiones para los nuevos datos obtenidos en CASLEO.

En la Tabla C.2, también se muestran las velocidades radiales medias de las líneas de absorción de la compañera O. Este valor es un promedio lineal calculado entre todas las velocidades de las absorciones de la estrella O que pudieron ser identificadas y medidas en cada espectro. Las fases orbitales referidas en estas tablas corresponden a las efemérides nuevas calculadas en este trabajo.

Utilizamos un algoritmo de búsqueda de períodos (Marraco & Muzzio, 1980) con los datos de velocidades radiales de la Tabla C.2 independientemente para cada una de las tres líneas de emisión de la componente WN y de las absorciones de la compañera O. Los resultados son muy parecidos entre sí. Usando el período encontrado como valor inicial en el programa GBART, calculamos los elementos orbitales. Como no encontramos una excentricidad significativa, decidimos considerar sólo órbitas circulares. Así, encontramos los siguientes valores del período orbital para cada una de las líneas:

$$\begin{array}{ll}
 \text{N IV } 4058 & 8.25445 \pm 4 \times 10^{-5} d \\
 \text{N V } 4604 & 8.25440 \pm 3 \times 10^{-5} d \\
 \text{HeII } 4686 & 8.25459 \pm 3 \times 10^{-5} d \\
 < \text{abs} > & 8.25440 \pm 6 \times 10^{-5} d
 \end{array}$$

Como mostraremos más adelante, HeII 4686 Å presenta un desfase orbital respecto de las emisiones de nitrógeno, por lo que no es tomado en cuenta en la determinación del período.

Viendo la gran similitud entre los períodos obtenidos con los restantes tres conjuntos de datos, adoptamos como nuevo período más probable al promedio lineal de los tres:

$$P = 8.25442 \pm 6 \times 10^{-5} \text{ días}$$

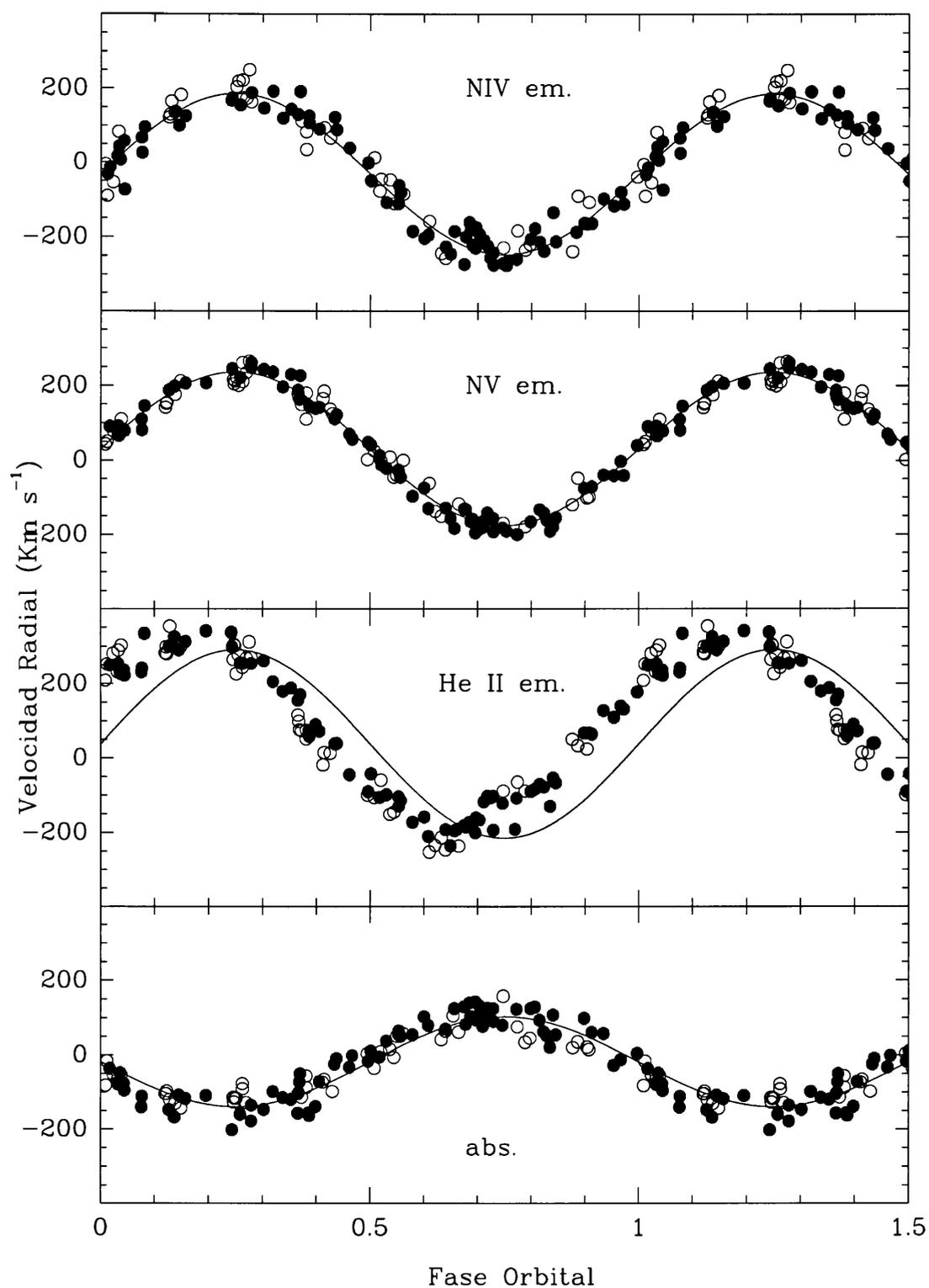


Figura 4.6: Variaciones de la velocidad radial de las emisiones de NIV 4058, NV 4604, y HeII 4686, y del promedio de las líneas de absorción de la compañera O en función de la fase orbital. Los círculos llenos representan los datos nuevos, los vacíos, los datos previos y las curvas continuas, las soluciones orbitales de la Tabla 4.5. Las fases fueron calculadas según $T_0 = 2,443,907.12 + 8.25442E$ días. Nótese el desfase en las velocidades radiales de la línea de emisión de HeII respecto de las líneas de N.

Con todos los valores de velocidad radial disponibles y con el nuevo período, determinamos los elementos orbitales de cada una de las tres líneas de emisión y el promedio de las absorciones de la estrella O. Utilizamos el programa de ajuste de órbitas GBART. Los resultados obtenidos pueden verse en la Tabla 4.5. Además reproducimos los últimos elementos orbitales publicados (Niemela & Moffat, 1982) para su comparación. En la Figura 4.6 se ilustran las variaciones de velocidad radial observadas, junto a las soluciones orbitales presentadas en la Tabla 4.5.

En la Tabla 4.5 se ve que el movimiento orbital de las líneas de emisión de NV 4058 Å y NV 4603 Å tiene una semiamplitud menor a la del HeII. Además se midieron las emisiones de NV, 4619 y 4945 Å, y dan semi-amplitudes $K = 193 \pm 3$ y $207 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$ respectivamente (comparables a las de las dos líneas de Nitrógeno de la Tabla 4.5). El mayor valor de la semi-amplitud de la órbita de HeII puede deberse a la contribución de la absorción de HeII 4686 Å de la componente O5.5-6V en anti-fase con la emisión.

Las semi-amplitudes calculadas son comparables a los valores publicados, dentro de los $\pm 20 \text{ km seg}^{-1}$ esperables teniendo en cuenta las diferencias de configuraciones instrumentales y la cantidad de datos.

De los resultados de la Tabla 4.5 vemos que las velocidades sistémicas V_0 de cada una de las líneas de emisión son diferentes entre sí. Esto es común entre las binarias WN+OB. Encontramos que la velocidad sistémica de la órbita de la emisión de HeII parece algo diferente del valor publicado en Niemela & Moffat (1982). Sin embargo, notamos que el gráfico de las variaciones de las velocidades radiales publicado tiene una gran dispersión, y esta línea suele estar cerca de saturación en los espectros fotográficos, lo que dificulta la medición de su posición.

Los tiempos de velocidad máxima de las líneas de Nitrógeno son semejantes entre sí pero diferentes al de HeII 4686. Las absorciones de la componente O están en anti-fase ($\Delta\phi \sim 0.523$) con las emisiones de nitrógeno pero no con HeII 4686 ($\Delta\phi \sim 0.429$). Por lo que se desprende que la emisión de HeII sigue una órbita desfasada respecto de las demás emisiones.

De los tiempos de máxima velocidad radial de las emisiones de nitrógeno y el nuevo período obtenido podemos determinar el tiempo de conjunción del sistema (cuando la componente WR está delante):

$$T_0 = 2,443,909.38 - 0.25 \times P = 2,443,907.32 \pm 0.02 \text{ días}$$

de igual forma podemos calcularlo utilizando el tiempo de máxima velocidad radial de las absorciones de la componente O:

$$T_0 = 2,443,905.06 + 0.25 \times P = 2,443,907.12 \pm 0.03 \text{ días}$$

La pequeña diferencia si es real, probablemente es debida a que la órbita de la componente WN derivada de sus líneas espectrales, está afectada por fenómenos como la expansión de la atmósfera y los vientos estelares, etc. Por estos motivos, y para minimizar el posible error que resulta de suponer que estas líneas representan el movimiento orbital de la estrella WN, adoptamos como tiempo de conjunción del sistema el obtenido de la órbita de la componente O:

$$T_0 = 2,443,907.12 \text{ días}$$

Suponiendo que la inclinación calculada analizando las variaciones fotométricas (Lamontagne et al., 1996) es correcta, $i = 49.6 \pm 3.7$, y que la línea de NV 4603 Å representa la órbita "verdadera" de la componente WN del sistema, la masa absoluta de la componente WN5 resulta $26 M_\odot$, y la masa de la componente O5.5-6V, $44 M_\odot$. La masa de la estrella O determinada de esta forma, es un poco elevada cuando se la compara con las masas estimadas para estrellas O5.5V y O6V por Vacca et al. (1996, i.e. 35 y $33 M_\odot$ resp.) o las masas calculadas para las componentes del sistema binario O5.5V+O6.5V DH Cephei (Hilditch et al., 1996, i.e. 33 y $30 M_\odot$ resp.). La inclinación podría estar subestimada, pero son necesarias más observaciones fotométricas para mejorar la curva de luz de WR 21.

4.2.4 Variaciones espectrales de WR 21 según la fase orbital

Para analizar las variaciones espectrales de WR 21 durante un ciclo orbital, construimos el espectro dinámico. En una inspección del espectro dinámico de WR 21 notamos una línea de absorción en $\sim 4465 \text{ \AA}$, la que presenta variaciones de velocidad radial que no siguen el movimiento de ninguna de las dos componentes del sistema. La intensidad de esta línea es variable a lo largo de un ciclo orbital. Se intensifica abruptamente entre las fases ϕ 0.33-0.44 y 0.72-0.76. Está ausente o muy débil entre las fases $\phi \sim 0.8$ y 0.2. En las restantes fases se presenta débil, y algunas veces, doble.

Identificamos a esta absorción como una componente adicional de HeI 4471 \AA desplazada en longitud de onda hacia el azul. Notamos un comportamiento similar, pero más débil, en otra línea de absorción de HeI 4026 \AA .

En la figura 4.7 mostramos el espectro dinámico de WR 21 en esta región de interés, donde se puede ver como varía la velocidad radial de esta componente respecto de HeI 4471 \AA , y el notable incremento en intensidad en las fases $\phi \sim 0.40$ y 0.72. En la figura 4.8 mostramos el comportamiento peculiar de esta componente adicional de HeI 4471 \AA . Los espectros han sido elegidos para ilustrar el fenómeno en aquellas fases donde se producen cambios significativos. Todos los espectros están normalizados y ordenados según la nueva efemérides.

Este comportamiento de la componente adicional en absorción de HeI 4471 \AA se ha observado también en el sistema binario V444 Cyg (WN5+O6III-V) muy similar a WR 21. Marchenko et al. (1994) lo interpretan como una absorción originada en la parte más densa

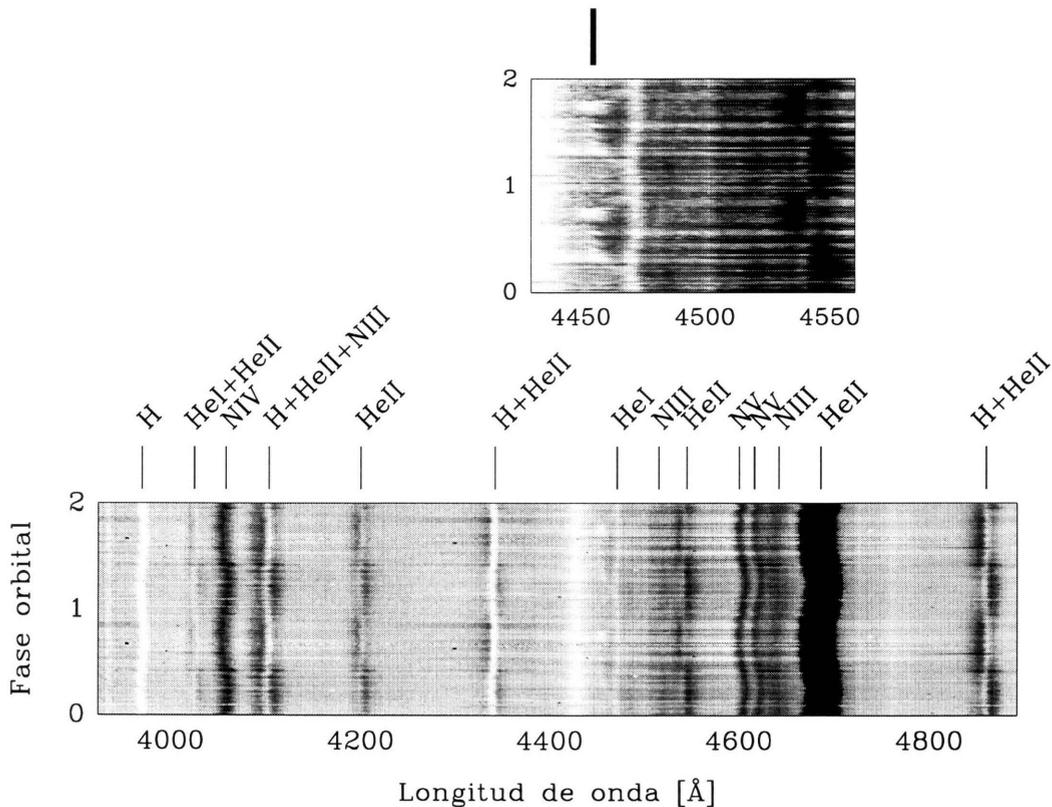


Figura 4.7: El espectro dinámico de WR 21 en escala de grises (mayor intensidad más oscuro). Arriba se amplía la región alrededor de 4471 \AA . Notar cómo se intensifica la componente adicional en fases $\phi \sim 0.40$ y 0.72.

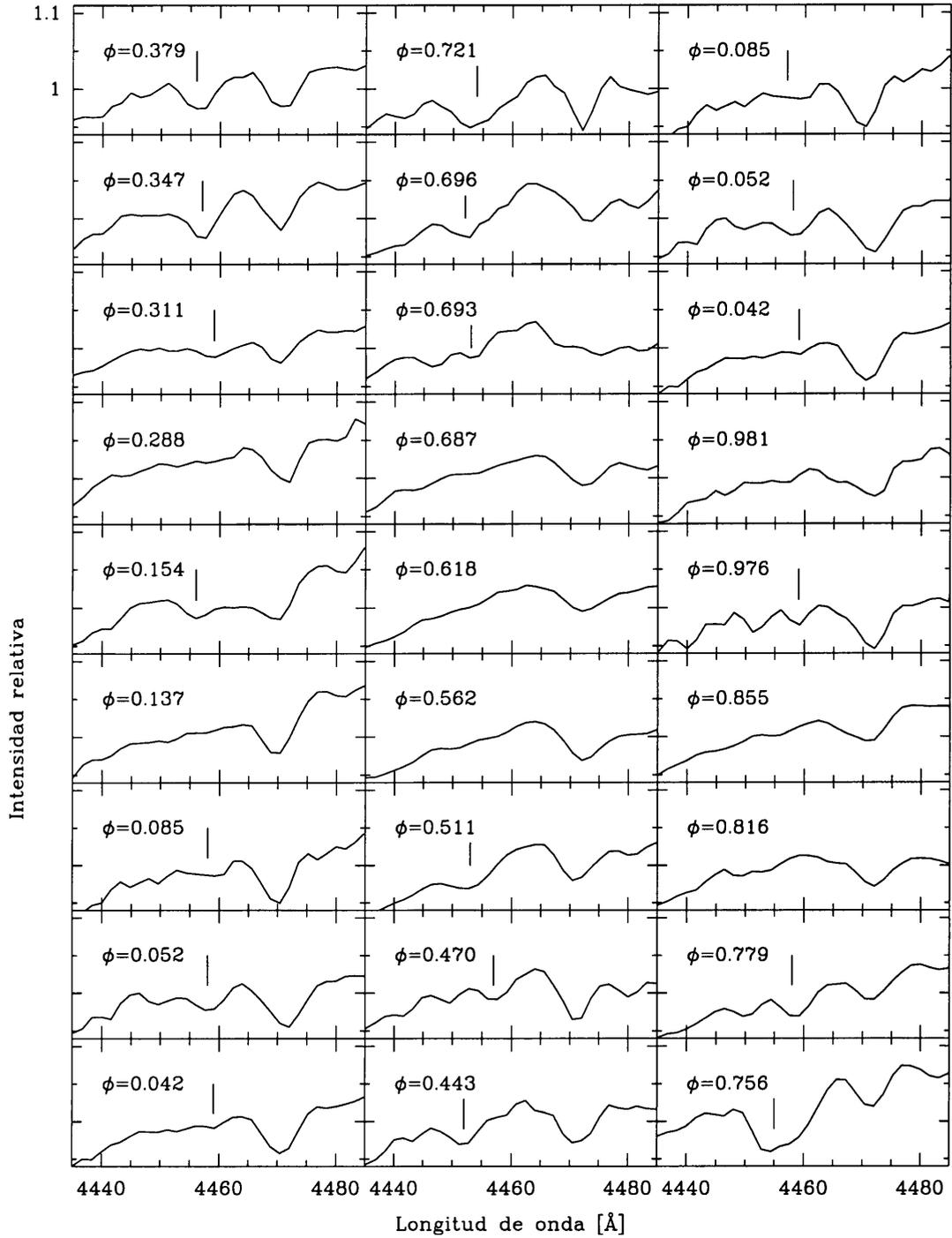


Figura 4.8: Espectros de WR 21 normalizados al continuo en la región de He I 4471 Å ordenados por la fase orbital indicada. La componente desplazada al azul está señalada donde es notable.

de los lados del cono generado por el choque de vientos de las dos estrellas, que es enfriado rápidamente. Un resultado observacional curioso es que los momentos en que se intensifica la absorción no son simétricos respecto del tiempo de conjunción. Esto indica que los brazos del cono resultante del choque de vientos no son equidistantes de la línea que une los baricentros de las dos estrellas (Ver Figura 4.10 para una visualización de la geometría del

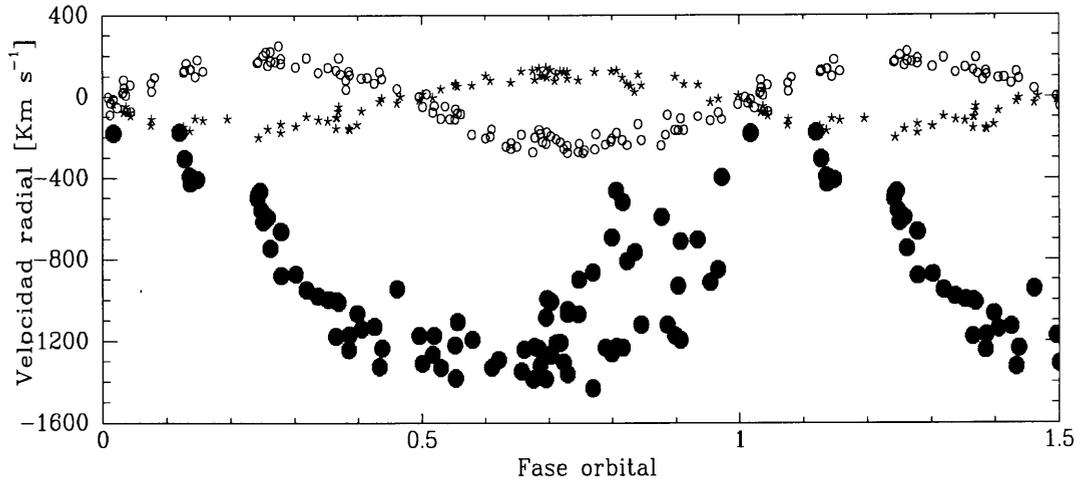


Figura 4.9: Variaciones de la velocidad radial de la componente adicional de He I 4471 Å en el espectro de WR 21.

sistema V444 Cyg, igualmente aplicable a WR 21).

También medimos el ancho equivalente (EW) y el ancho a potencia mitad (FWHM) de las emisiones de N IV 4058 Å y He II 4686 Å. Las medidas fueron hechas con la tarea SPLOT

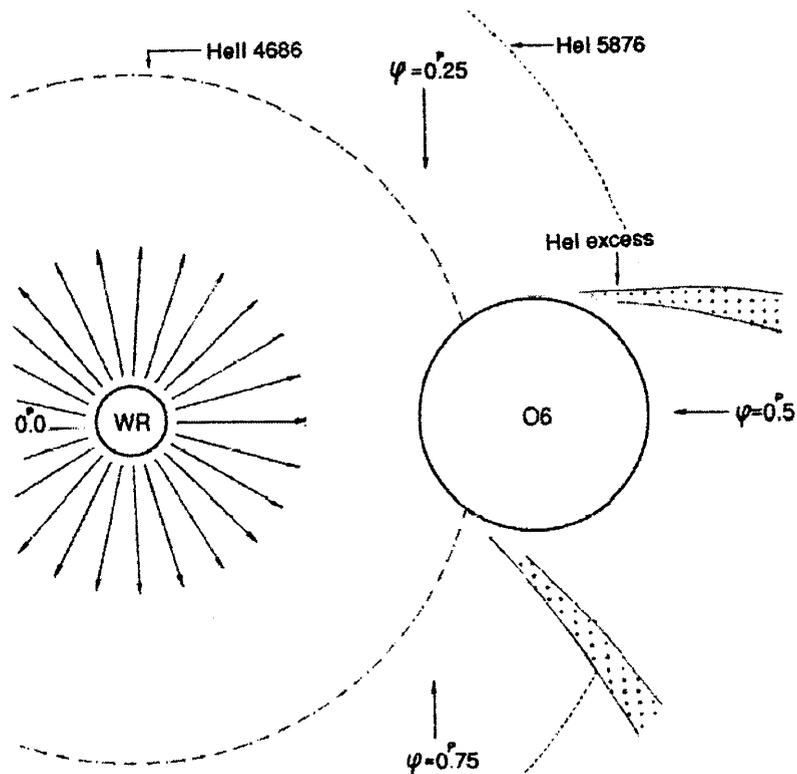


Figura 4.10: Diagrama del plano orbital del sistema binario V444 Cyg. Se muestra esquemáticamente la estructura de ionización del viento de la WR y el cono de choque de He I alrededor de la estrella O (Marchenko et al., 1994). Esta representación es aplicable también al sistema binario WR 21.

de IRAF. Notamos variaciones en función de la fase orbital en la línea de HeII (se ilustran en Figura 4.11), pero no parece haber variaciones en la línea de NIV. La dispersión que muestran los valores de EW y FWHM en cada fase son debidas a los errores en la definición del continuo y posiblemente a variaciones intrínsecas. Sin embargo, podemos notar que tanto el EW como el FWHM alcanzan mínimos en fase muy cercana a $\phi = 0.0$. Menos claro, se nota otro mínimo del FWHM en $\phi \sim 0.50$, pero esto debería ser confirmado con más observaciones.

Una disminución del ancho (FWHM) de la emisión de HeII 4686 es también observada en el sistema binario HD 5980. En este caso, el ancho disminuye en cada eclipse del sistema. Breysacher et al. (1982) interpretan que la emisión de HeII 4686 es generada en el viento de la WN, en el viento de la compañera, y en una región más brillante del propio viento de la WR (en el hemisferio que mira a la compañera). Durante los eclipses, la componente de la emisión de HeII originada en la región más brillante del viento de la WN no es visible, y las componentes que se generan en el viento de ambas estrellas se superponen formando un perfil más angosto. Moffat et al. (1998) proponen que es un fenómeno producido por la colisión de los vientos estelares de ambas componentes del sistema binario, donde las variaciones son producidas por la proyección del cono de choque de vientos en diferentes fases orbitales.

En el caso de WR 21, esta última explicación parece aplicarse bien ya que hemos descrito otros fenómenos que parecen indicar la existencia del cono de choque de vientos entre las componentes del sistema WR 21.

En la Figura 4.12 mostramos espectros fotográficos y digitales de WR 21 obtenidos en fases orbitales similares, donde se ve que no hay cambios espectrales seculares notables. El espectro de WR 21 se ha mantenido invariable en los últimos 31 años.

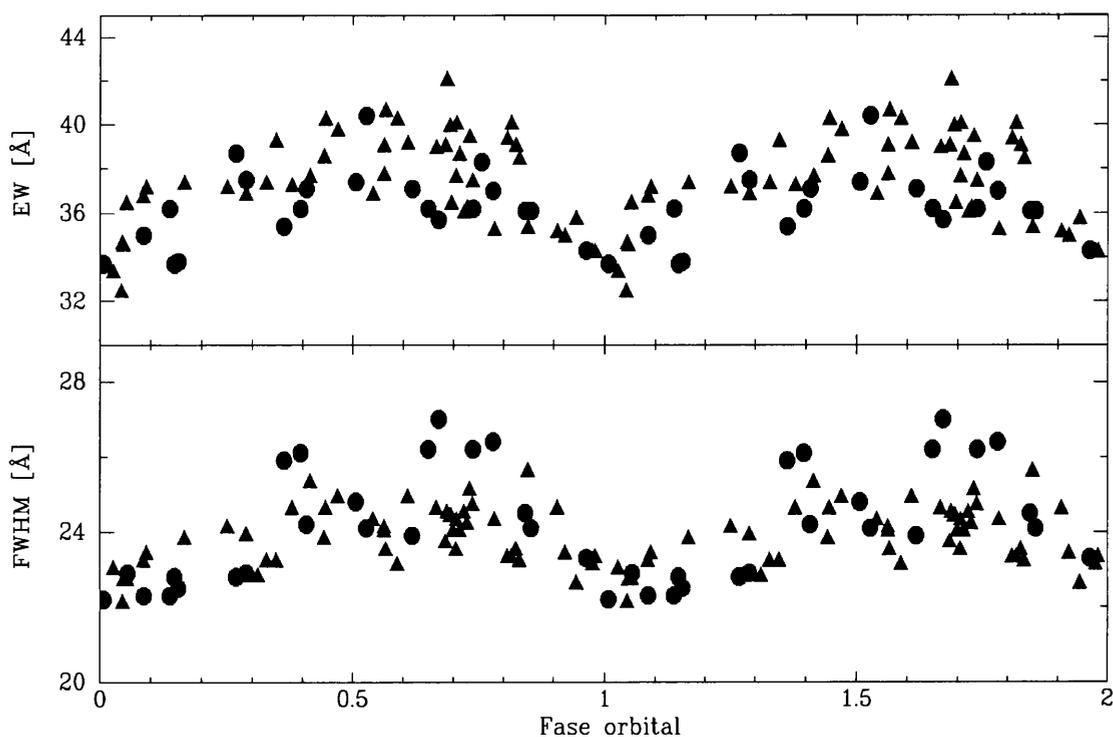


Figura 4.11: Variaciones del EW y FWHM de la línea de emisión HeII 4686 Å en función de la fase orbital de WR 21. Los círculos corresponden a los valores medidos en los espectros B&C y los triángulos a los valores REOSC en su modo simple. Se grafican los valores absolutos del EW para una mejor visualización.

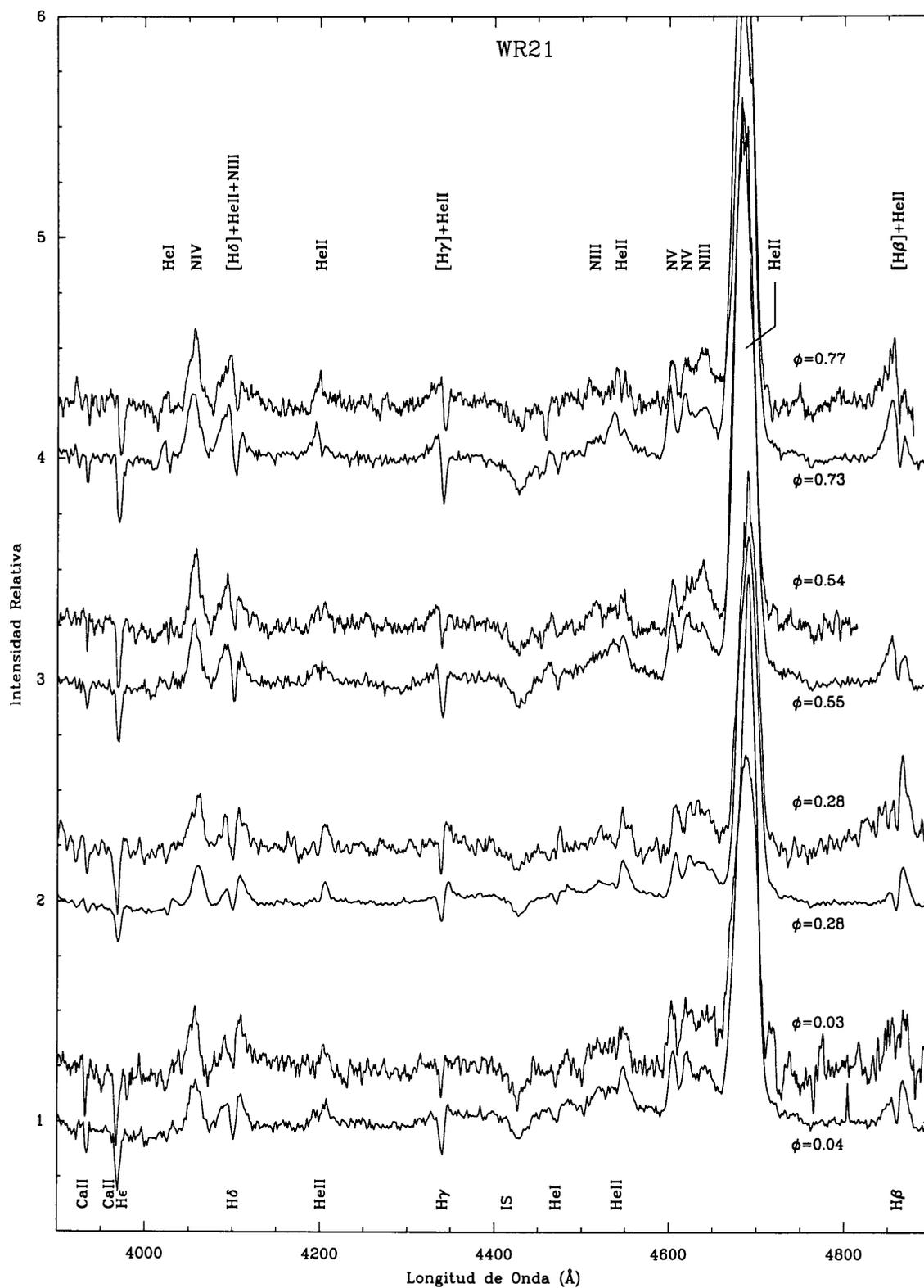


Figura 4.12: Espectros fotográficos (arriba) y digitales (abajo) de WR 21 durante cuatro fases orbitales (ϕ). Se identifican las líneas de emisión de la componente WN arriba, y las absorciones de la O, debajo del espectro. Los espectros están normalizados al continuo y desplazados de a pares para una mejor visualización.

4.3 WR 22

4.3.1 Antecedentes

WR 22 = HD 92740 (ver Tabla 4.6 para otras identificaciones) es una de las estrellas WR más brillantes del cielo. Se la considera miembro de la asociación Carina OB1 a la distancia de 3.24pc (Lundström & Stenholm, 1984b) y es también una de las más brillantes intrínsecamente.

Por mucho tiempo ha sido conocida por presentar emisiones y absorciones (serie de Balmer desde H7 a H12) en su espectro. Por ello había sido clasificada como WN+O (Smith, 1968). Si bien, un estudio de velocidad radial llevado a cabo por Niemela (1979) demuestra que WR 22 es un sistema binario donde las absorciones se mueven en fase con las emisiones, por lo tanto son intrínsecas de la estrella WR, detecta otras líneas de absorción muy débiles que pertenecen a la estrella O.

Otros trabajos y nuevas observaciones espectroscópicas mejoraron el período y los elementos orbitales. En el trabajo más reciente, Schweickhardt et al. (1999) estiman un $P=80.336$ días y determinan la órbita de la estrella O con líneas de absorción de HeI. Las semi-amplitudes de las órbitas de ambas componentes permitieron estimar las masas mínimas, siendo de 55.3 y 20.6 M_{\odot} para las componentes WN y O respectivamente. La componente WN de WR 22 tiene la mayor masa determinada mediante un análisis orbital de un sistema binario en nuestra galaxia, hasta el presente. Cabe agregar, que WR 22 es uno de los pocos sistemas WN+OB con una relación de masa ($q = M_{WR}/M_{OB}$) mayor que uno.

Algunas de las características más importantes de WR 22 son las siguientes:

Coord _{ecuatoriales} 2000.0	$\alpha = 10^h 41^m 17^s.6$	$\delta = -59^{\circ} 40' 36''$
Coord _{galácticas}	b = 287.17	l = -0.85
Clasificación espectral	WN7h+O9III-V	Schweickhardt et al. (1999)
Período	80.336 d.	Schweickhardt et al. (1999)
m_v , sistema de Smith (1968)	6.44	van der Hucht et al. (1981)
$b - v$	0.03	van der Hucht et al. (1981)

La curva de luz de WR 22 presenta eclipses sólo cuando la estrella WR está al frente del sistema (Balona et al., 1989; Gosset et al., 1991). La variación de luz durante los eclipses

Tabla 4.6: Otras identificaciones de WR 22

Identificación	Fuente
CD-59° 3221	Cordoba Durchmusterung (CD, Thome 1892-1932)
CPD-59° 2450	Cape Photographic Durchmusterung (Gill+ 1895-1900)
MR 25	Roberts (1962)
Hen 3-470	Henize (1976)
LS 1761	Luminous Stars in the Southern Milky Way (Stephenson+ 1971)
WR 22	van der Hucht et al. (1981)
HD 92740	Henry Draper Catalogue and Extension (Cannon+ 1918-1924)
HR 4188	Bright Star Catalogue, 5th Revised Ed. (Hoffleit+, 1991)
HIC 52308	The Hipparcos and Tycho Catalogues (ESA 1997)
V429 Car	Combined General Catalogue of Variable Stars (Kholopov+ 1998)
TYC 8626- 2024-1	The Tycho-2 Catalogue (Hog+ 2000)

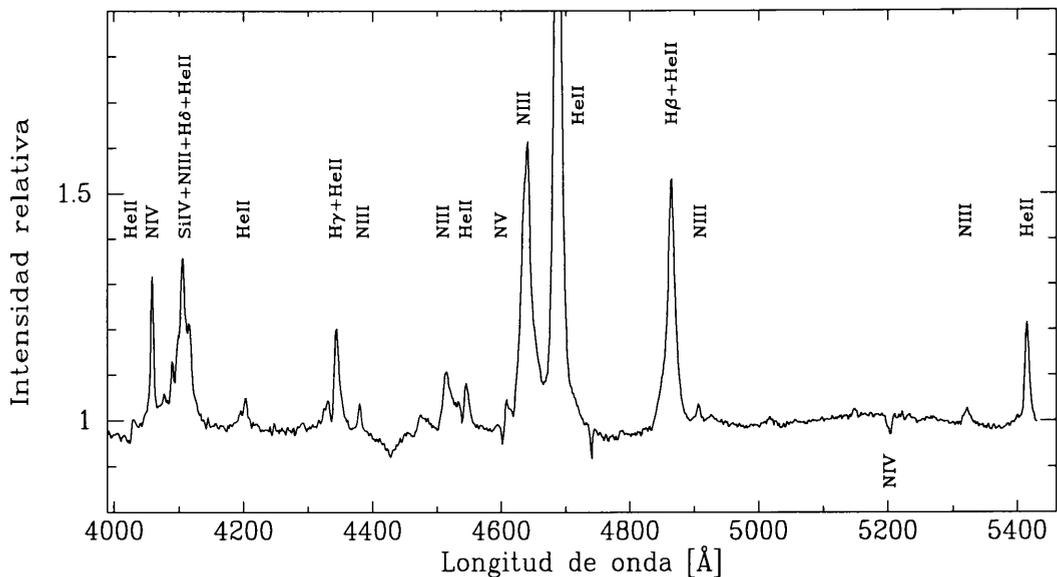


Figura 4.13: El espectro óptico de WR 22. Se indican las líneas de emisión por arriba y de absorción por debajo del espectro.

($\Delta m \sim 0.1$ mag) y la separación orbital indican una inclinación cercana a 90° (Schweickhardt et al., 1999).

4.3.2 El espectro de WR 22

El espectro óptico de WR 22 está dominado por líneas en emisión de HeII, NIII, NIV, NV (más débil), y H α . La intensidad de estas últimas indican una considerable abundancia de Hidrógeno. Además, se observan líneas de absorción de la serie superior de Balmer algo desplazadas hacia el azul. Las intensidades relativas de las diferentes emisiones en nuestros espectros sugieren una clasificación WN7h coincidente con Smith et al. (1996).

En nuestros espectros ópticos de WR 22 se observan también las líneas interestelares, CaII $\lambda\lambda$ 3933 y 3968 Å y NaI $\lambda\lambda$ 5890 y 5896 Å, cuyas velocidades radiales medidas (1, 4, -5, -4 $km s^{-1}$ respectivamente) son similares a las encontradas por Walborn (1982) para las líneas D1 y D2 del Sodio en el espectro de esta misma estrella (1.1 y 1.2 $km s^{-1}$ resp.).

El espectro de WR 22 (en el rango óptico) es similar al espectro de WR 29, otro sistema binario en la región del brazo de Carina. Niemela & Gamen (2000) identificaron una línea de NIV de **absorción** pura en el espectro de WR 29. Esta línea se mueve en fase con las emisiones de la componente WN, es decir que pertenece a la estrella WN. Este hallazgo motivó que analicemos nuestros espectros de WR 22 en esa región espectral. Detectamos las líneas en absorción en el rango espectral 5200-5250 Å. Identificamos estas líneas como NIV $\lambda\lambda$ 5200.41, 5204.29, 5205.15, 5226.69, y 5245.61 Å (Striganov & Sventitskii, 1968). Las primeras tres no se separan entre sí claramente en nuestros espectros. Como se verá más adelante, estas cinco líneas en absorción pertenecen a la componente WN y no muestran un corrimiento hacia el azul (como suelen hacerlo las líneas originadas en el viento estelar). Se trata de líneas de absorción intrínsecas de la estrella WN. Estas líneas de NIV en absorción se identifican aquí en el espectro de una estrella WR por primera vez. Este descubrimiento a su vez motivó un estudio más detallado de estas líneas en otras estrellas WR y O tempranas, el que se describe en el Anexo B.

Niemela (1979) descubrió líneas de absorción provenientes de la componente secundaria, cuya velocidad radial indicaba relación de masas $M_{WN}/M_{OB} > 1$. Esto fue confirmado por

Schweickhardt et al. (1999) quienes midieron las velocidades radiales de algunas líneas en absorción de HeI pertenecientes a la compañera OB, clasificada como O9III-V. En nuestros espectros, no ha sido posible identificar estas líneas para determinar su movimiento orbital.

4.3.3 Nueva solución orbital de WR 22

Si bien la última determinación del período orbital es moderna (Schweickhardt et al., 1999), fue realizada con observaciones hechas entre 1971 y 1996. Decidimos agregar los datos de velocidad radial propios, que suman 7 años más a los 26 de la base de tiempo. Los datos consisten en medidas de las velocidades radiales de las emisiones HeII 4686 Å y NIV 4058 Å publicadas en Niemela (1973); Moffat & Seggewiss (1978); Conti et al. (1979); Rauw et al. (1996). Todos los valores de las velocidades radiales de ambas emisiones están tabulados en la Tabla C.3, y ordenados por la fecha juliana de observación. En dicha tabla se indican, además, la fase orbital correspondiente a cada medida, calculada según la nueva efemérides.

Aplicamos el algoritmo de búsquedas de períodos descrito por Marraco & Muzzio (1980) a los casi 33 años de datos de velocidad radial de NIV (189 medidas) y HeII (132) independientemente. Obtuvimos los mismos resultados (dentro de los errores) para ambos conjuntos de datos. Estos valores de P fueron usados como valores iniciales en el cálculo de parámetros orbitales, y convergieron a órbitas con:

$$e=0.71\pm 0.02 \text{ y } P=80.3378 \pm 0.0014 \text{ días para el HeII}$$

$$e=0.61\pm 0.02 \text{ y } P=80.3342\pm 0.0022 \text{ días para el NIV}$$

No pudiendo decidir cual período es el que mejor aproxima al real, adoptamos como período más probable del sistema al promedio:

$$P=80.3360 \pm 0.0018 \text{ días}$$

que es coincidente con el valor encontrado por Schweickhardt et al. (1999).

Fijando el valor del nuevo período del sistema, calculamos nuevamente los elementos orbitales de ambas líneas. Los resultados obtenidos se muestran en la Tabla 4.7, donde también se indican los elementos orbitales determinados por Schweickhardt et al. (1999).

No detectamos ningún desfase orbital entre las líneas de emisión de NIV y HeII. Los tiempos de pasaje por el periastro son similares a los valores encontrados por Schweickhardt et al. (1999). Para el cálculo de las efemérides decidimos utilizar el valor del tiempo inicial del sistema obtenido por Schweickhardt et al. (1999), basado en seis líneas de Nitrógeno, correspondiente al momento en que la componente WN está delante de la O:

$$T_0 = 2,450,127.55 \text{ días}$$

Las semi-amplitudes y velocidades sistémicas de las órbitas de velocidad radial de ambas emisiones son diferentes entre sí. Esto es común en los sistemas WR+OB, y es causado por la expansión atmosférica de la componente WR. Notamos que la semi-amplitud aquí estimada para la órbita de la emisión de HeII es ligeramente mayor a la encontrada por Schweickhardt et al. (1999). Cuando analizamos las variaciones de la velocidad radial, notamos una gran dispersión en aquellas fases que determinan este parámetro (Ver Figura 4.14).

Determinamos las velocidades radiales de una de las absorciones de NIV identificadas en nuestros espectros REOSC y ECHELLE de WR 22. Esta línea es una superposición formada por las tres absorciones de NIV $\lambda\lambda$ 5200.41, 5204.29, 5205.15 Å, las cuales no se separan en nuestros espectros y dan lugar a una línea más intensa. Utilizamos como $\lambda_0=5203.2$, el promedio pesado (por las intensidades dadas en Striganov & Sventitskii (1968)) de las tres longitudes de onda en reposo.

Ajustamos soluciones orbitales a los datos de velocidad radial de la absorción de NIV, fijando el período y dejando todos los demás elementos libres. Comprobamos que esta línea se mueve en forma similar a las emisiones, es decir pertenece a la componente WN del sistema. En la Tabla 4.7 también se muestran los elementos orbitales encontrados para NIV 5203Å. En la Figura 4.14 se ilustra el comportamiento orbital de esta línea.

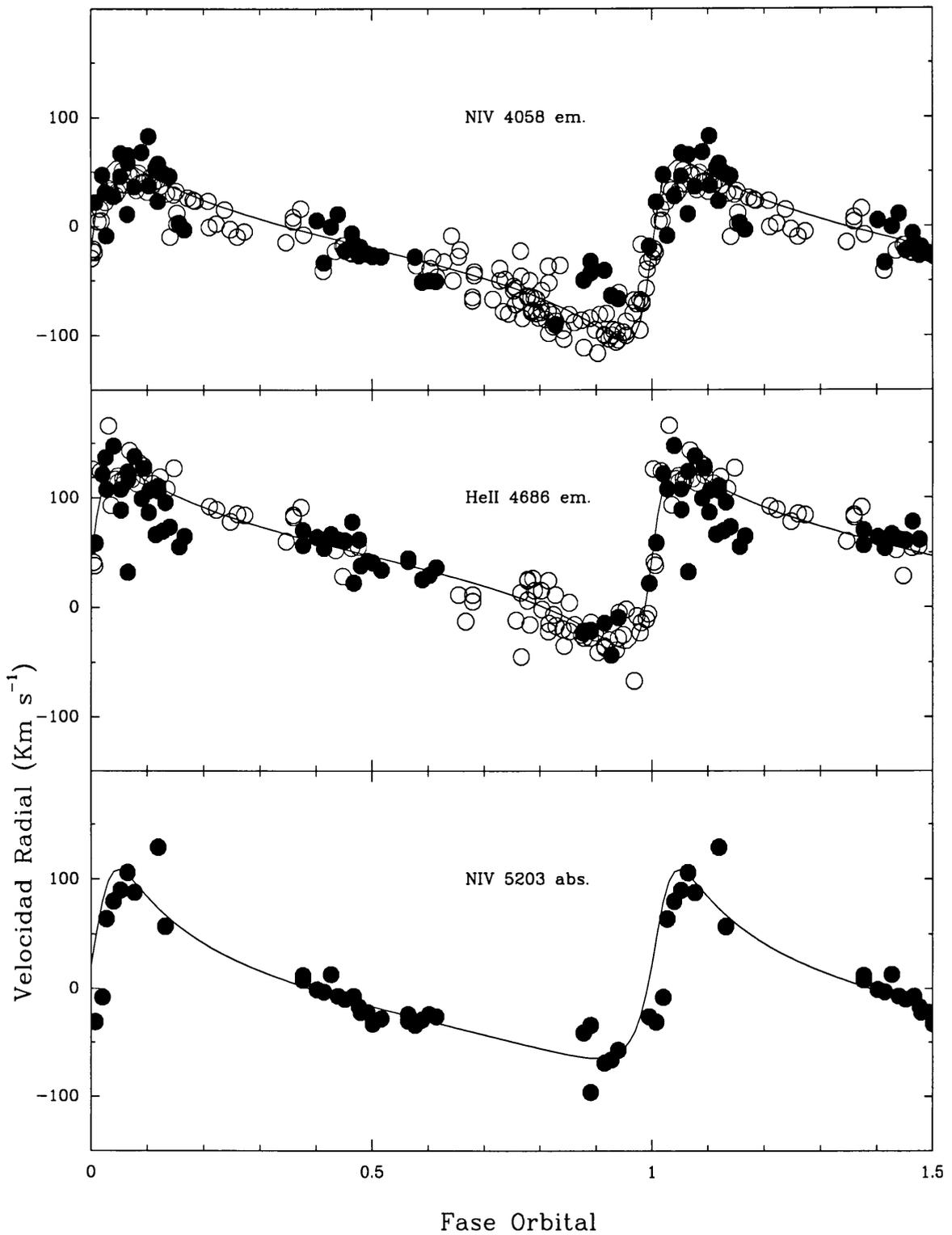


Figura 4.14: Variaciones de las velocidades radiales de las emisiones de NIV 4058 Å , HeII 4686 Å , y de la absorción de NIV 5203 Å en el sistema binario WR 22 en función de la fase orbital. Las fases están calculadas según la efemérides: 2450127.55+80.336E. Los círculos vacíos representan los datos publicados, los llenos los datos nuevos, y las curvas, las soluciones orbitales de Tabla 4.7. Note que las tres líneas siguen un mismo movimiento orbital.

Tabla 4.7: Elementos orbitales de WR 22

Parámetros	NIV 4058 em.	HeII 4686 em.	NIV 5203 abs.	< abs >
P^a [d]		80.336		
V_0 [km s^{-1}]	-24 ± 1	45 ± 1	-5 ± 2	
K [km s^{-1}]	68 ± 1	82 ± 2	87 ± 4	
e	0.61 ± 0.02	0.71 ± 0.01	0.63 ± 0.03	
w [$^\circ$]	275 ± 3	270 ± 2	300 ± 4	
$T_{\text{Periastro}}$ [d](*)	127.91 ± 0.21	127.59 ± 0.15	130.5 ± 0.4	
$T_{V\text{Rmax}}$ [d](*)	132.82 ± 0.21	131.21 ± 0.15	133.2 ± 0.4	
$T_{W\text{Radelante}}$ [d](*)	127.94 ± 0.21	127.62 ± 0.15	130.6 ± 0.4	
$a \sin i$ [R_\odot]	86 ± 2	92 ± 3	107 ± 6	
$\mathcal{M}_{WN} \sin^3 i$ [\mathcal{M}_\odot]	52 ± 4	42 ± 4	56 ± 8	
$\mathcal{M}_{OB} \sin^3 i$ [\mathcal{M}_\odot]	18 ± 3	18 ± 3	26 ± 7	
Comparación con los últimos resultados publicados (Schweickhardt et al., 1999) [†]				
P^a [d]		80.336		
V_0 [km s^{-1}]	-27	56		0 ± 15
K [km s^{-1}]	71	74		190 ± 10
e	0.6	0.6		
$T_{\text{Periastro}}$ [d](*)	127.41	127.38		

^a: P fijo.

*: Días julianos: 2,450,000+.

†: Schweickhardt et al. (1999) no publica los errores.

La velocidad sistémica de NIV 5203Å es comparable a la velocidad del sistema determinada por Schweickhardt et al. (1999, $\gamma = 0 \pm 15 \text{ km s}^{-1}$). Esto puede interpretarse como que esta línea se está originando muy cerca de la superficie de la estrella, por lo tanto los elementos orbitales deducidos de esta línea deben de representar mejor el movimiento de la estrella WN.

La semi-amplitud de la órbita de la línea de absorción de NIV es un poco superior a la encontrada para las dos emisiones, pero la eccentricidad e es similar. Además, se nota un desfase orbital de casi tres días, respecto de las emisiones. Sin embargo, son necesarios más datos para confirmar los elementos orbitales obtenidos de la absorción de NIV.

Mediante un análisis detallado del espectro dinámico de WR 22 confirmamos que las otras líneas en absorción de NIV, 5227 y 5246 Å, se mueven como las emisiones, es decir, también se originan en la componente WN. Debido a que estas absorciones son muy débiles, sumamos varios espectros obtenidos a iguales fases orbitales, $\phi \sim 0.08, 0.12, 0.93,$ y 0.89 (cerca de las cuadraturas del sistema), y medimos las velocidades radiales en dichos espectros. Obtuvimos semi-amplitudes $K \sim 81$ y 84 km s^{-1} para NIV 5227 y 5246 Å respectivamente, parecidas a la de NIV 5203 Å y las emisiones (ver Tabla 4.7).

Las masas mínimas calculadas con la semi-amplitud de la órbita de NIV 5203 y de las absorciones de la estrella O (Schweickhardt et al., 1999) resultan 56 y 26 M_\odot para la WN y O respectivamente. Suponiendo una inclinación orbital muy cercana a 90° , la masa de la estrella O9V-III es consistente con los valores tabulados por Andersen (1991) para estrellas de este mismo tipo espectral en otros sistemas binarios.

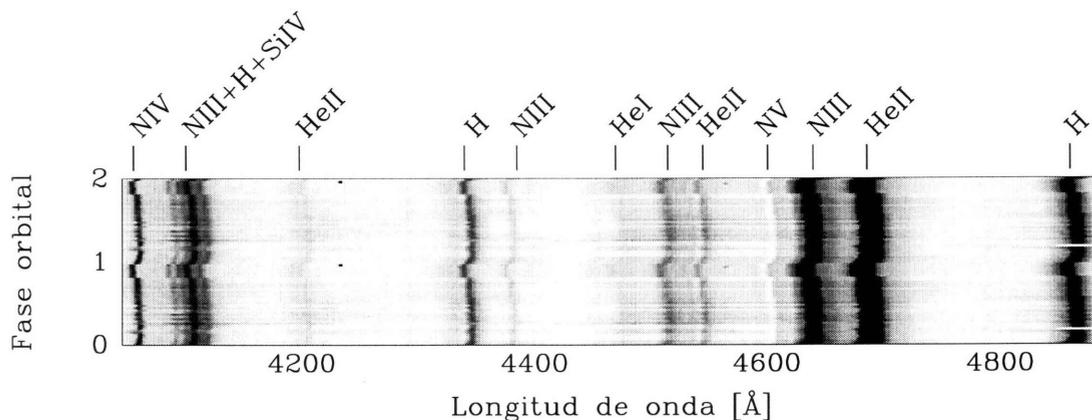


Figura 4.15: Espectro dinámico de WR 22. Los movimientos han sido amplificados restando el movimiento de la componente O calculado por Schweickhardt et al. (1999).

4.3.4 Variaciones espectrales de WR 22 según la fase orbital

En un análisis del espectro dinámico de WR 22 (Figura 4.15) no hemos detectado variaciones espectrales notables durante el ciclo orbital, que no sean los desplazamientos en longitud de onda propios del movimiento orbital. Sin embargo, cuando analizamos la emisión de HeII 4686 Å en función de la fase orbital detectamos variaciones en su EW ($\Delta_{EW} \sim 1 \text{ \AA}$), y en el FWHM ($\Delta_{FWHM} \sim 1 \text{ \AA}$), pero no parecen ser un fenómeno orbital. Las variaciones podrían ser debidas a errores en la medición (ajuste del perfil, y definición de un continuo apropiado en todos los espectros) o intrínsecos.

Comparamos espectros fotográficos con digitales obtenidos a fases orbitales similares. No notamos diferencias importantes entre los espectros. WR 22 parece no haber sufrido variaciones espectrales seculares en los últimos 30 años. En la Figura 4.16 mostramos espectros fotográficos y digitales obtenidos en fases orbitales $\phi \sim 0.00$ (conjunción), 0.050 (tiempo de pasaje por el periastro), y 0.08 (tiempo de máxima velocidad radial de la estrella WN).

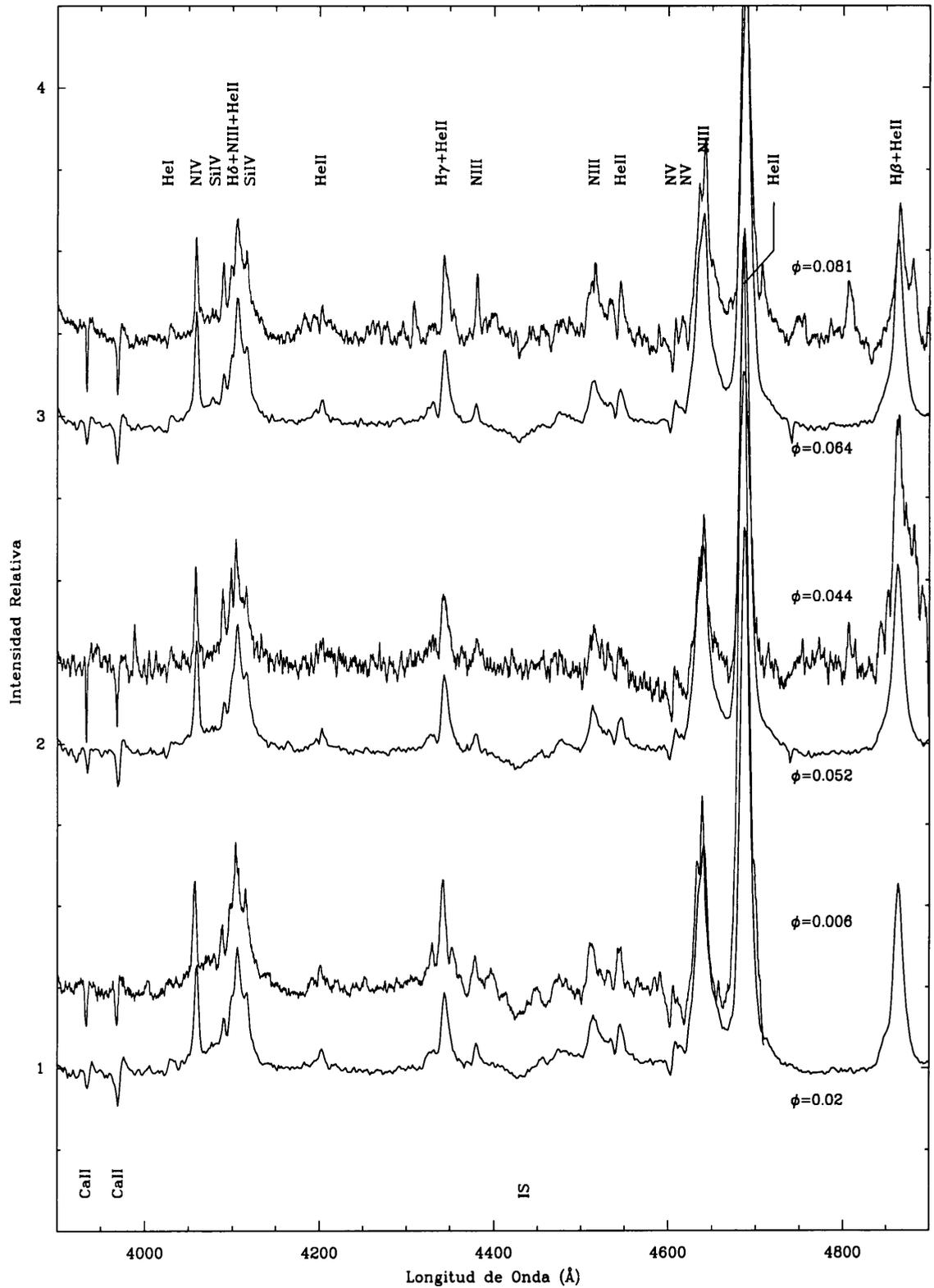


Figura 4.16: Espectros fotográficos (arriba) y digitales (abajo) de WR 22 durante tres fases orbitales (conjunción, tiempo de pasaje por el periastro, y tiempo de máxima velocidad radial de la estrella WN). Se identifican las líneas de emisión de la componente WN. Los espectros están normalizados al continuo y desplazados de a pares para una mejor visualización.

4.4 WR 31

4.4.1 Antecedentes

HD 94546 (ver otras identificaciones en Tabla 4.8), la estrella número 31 en el Catálogo de Estrellas Wolf-Rayet galácticas (van der Hucht, 2001), es una binaria espectroscópica de doble espectro (Niemela, 1980) que también muestra variaciones de luz (Lamontagne et al., 1996). Está localizada en el brazo espiral de Carina. Una órbita previa de WR 31 ha sido publicada por Niemela et al. (1985).

En el VII Catálogo de estrellas WR (van der Hucht, 2001) se encuentran los siguientes datos para WR 31:

Coord _{ecuatoriales} 2000.0	$\alpha = 10^h 53^m 44^s .83$	$\delta = -59^\circ 30' 46'' .7$
Coord _{galácticas}	b = 288.50	l = +0.02
Clasificación espectral	WN4o+O8V	Smith et al. (1996)
Período	4.831 d.	Niemela et al. (1985)
m_v , sistema de Smith (1968)	10.69	Smith (1968)
$b - v$	0.28	Smith (1968)

4.4.2 El espectro de WR 31

El espectro óptico de WR 31 está dominado por líneas de emisión de HeII, NV, NIV, y NIII débil. La contribución de hidrógeno en emisión en el espectro es despreciable. Las intensidades relativas de las líneas de nitrógeno en nuestros espectros indican un tipo espectral WN4, el cual coincide con el determinado por Smith et al. (1996).

En el espectro óptico de WR 31 se ven, además, líneas de absorción de la componente OB del sistema, principalmente de H α y HeI. En algunos de nuestros espectros, pudimos identificar las líneas de HeII $\lambda\lambda$ 4200, 4541 y 4686 Å. Intentamos aislar el espectro de la estrella OB restando el espectro de otra WN4 al de la WR 31. Sin embargo, fue muy difícil obtener un buen “representante” del espectro WN4 puro de WR 31. Ninguno de nuestros espectros de otras estrellas WN4 pudo ser apropiadamente ajustado al espectro de WR 31 (como sí se pudo hacer en WR 21).

En cuanto a las líneas interestelares hemos podido identificar CaII, H y K, y las bandas difusas en $\lambda\lambda$ 4428, 4501.7, 4726.4, 4760-4762.7, y 4780 Å (Herbig, 1995).

Tabla 4.8: Otras identificaciones de WR 31

Identificación	Fuente
CPD-58° 2845	Cape Photographic Durchmusterung (Gill+ 1895-1900)
HD 94546	Henry Draper Catalogue and Extension (Cannon+ 1918-1924)
LS 2010	Luminous Stars in the Southern Milky Way (Stephenson+ 1971)
MR 31	Roberts (1962)
Hen 3-517	Henize (1976)
WR 31	van der Hucht et al. (1981)
GSC 08627-00257	The HST Guide Star Catalog, Version 1.2 (Lasker+ 1996)
HIP 53274	The Hipparcos and Tycho Catalogues (ESA 1997)
V428 Car	Combined General Catalogue of Variable Stars (Kholopov+ 1998)
TYC 8627- 257-1	The Tycho-2 Catalogue (Hog+ 2000)

Medimos las líneas interestelares H y K de CaII y D1 y D2 de NaI en nuestros 5 espectros echelle y obtuvimos una velocidad heliocéntrica $v_{Helio} = -2.6 \pm 1.3 \text{ km s}^{-1}$, que corresponde a una velocidad LSR $v_{LSR} = -13.8 \text{ km s}^{-1}$. Observamos sólo una componente en las 4 líneas interestelares.

4.4.3 Nueva solución orbital de WR 31

La órbita más moderna publicada para esta binaria, data del año 1985 (Niemela et al., 1985, desde ahora NMM85). Al igual que en el caso de WR 21, cuando graficamos las velocidades radiales en función de la fase orbital, los nuevos datos mostraron un desfase con los datos anteriores. Esto es debido a la inexactitud del período.

A fin de actualizar el período, determinamos las velocidades radiales de las mismas líneas medidas por NMM85, es decir las líneas de emisión de HeII 4686, NV 4603 y NV 4619 Å y de algunas líneas de absorción de la compañera O. La curva de variaciones de velocidad radial de NIV 4058 Å publicada en NMM85 muestra una gran dispersión por lo que no utilizamos esta línea en el cálculo.

La determinación de las velocidades radiales se realizó ajustando perfiles gaussianos a las líneas, excepto en HeII 4686 Å. Para evitar las asimetrías que presenta esta línea en diferentes fases orbitales, determinamos la velocidad radial ajustando su baricentro. Todas las mediciones fueron realizadas mediante la tarea SPLOT de IRAF. En la Tabla C.4 se muestran todas las medidas de velocidades radiales, publicadas y nuevas, para NV $\lambda\lambda$ 4603+4619, HeII 4686 Å, y las velocidades radiales medias de las líneas de absorción.

Para estimar el período orbital de WR 31, introdujimos todos los datos disponibles de velocidades radiales del promedio de las líneas de NV, y de las líneas de absorción de la componente O, en el programa de búsqueda de períodos (Marraco & Muzzio, 1980). No utilizamos HeII en este cálculo porque esta emisión suele estar contaminada por otros efectos orbitales y como se demostrará más adelante presenta un desfase orbital.

Obtuvimos períodos entre 4.83054–4.83064 días para las absorciones, y entre 4.83060–4.83068 días para NV. Usando 4.8306 días como valor inicial, utilizamos el programa GBART con todos los parámetros libres para refinar el valor del período. Obtuvimos 4.83062 ± 0.00002 días y 4.83065 ± 0.00001 días para el promedio de las absorciones y NV respectivamente. Siendo ambos resultados semejantes, adoptamos como período más probable el promedio lineal:

$$P = 4.83063 \pm 0.00003 \text{ días}$$

Con el nuevo período obtenido, y suponiendo una órbita circular (dejando eccentricidad libre, se obtienen órbitas cuasi-circulares con $e \sim 0.035 \pm 0.025$), determinamos los elementos orbitales de cada uno de los conjuntos de datos de la Tabla C.4. También utilizamos los datos nuevos de la emisión de NV 4945 Å. Los resultados obtenidos se presentan en la Tabla 4.9, y en la Figura 4.17 se ilustran las variaciones de las velocidades radiales en función de la fase.

Para el cálculo de la efemérides de WR 31, analizamos los tiempos de velocidad radial máxima en cada uno de los conjuntos de datos. Notamos que las absorciones están en anti-fase respecto de las líneas de Nitrógeno ($\phi \sim 0.521 \pm 0.002$), pero tienen un desfase de $\phi \sim 0.440$ con respecto a la línea de HeII 4686. Es decir, existe un desfase orbital entre las líneas de NV y HeII de 0.38 días (~ 0.08 de fase), similar al observado en el sistema WR 21 (Ver Sección 4.2).

Determinamos el tiempo de conjunción del sistema, cuando la componente WR está delante, a través de la órbita de las absorciones:

$$T_0 = 2445382.457 + 0.25 \times 4.83063 = 2445383.66$$

La nueva efemérides del sistema binario WR 31 queda:

$$T_o = 2,445,383.66 + 4.83063E$$

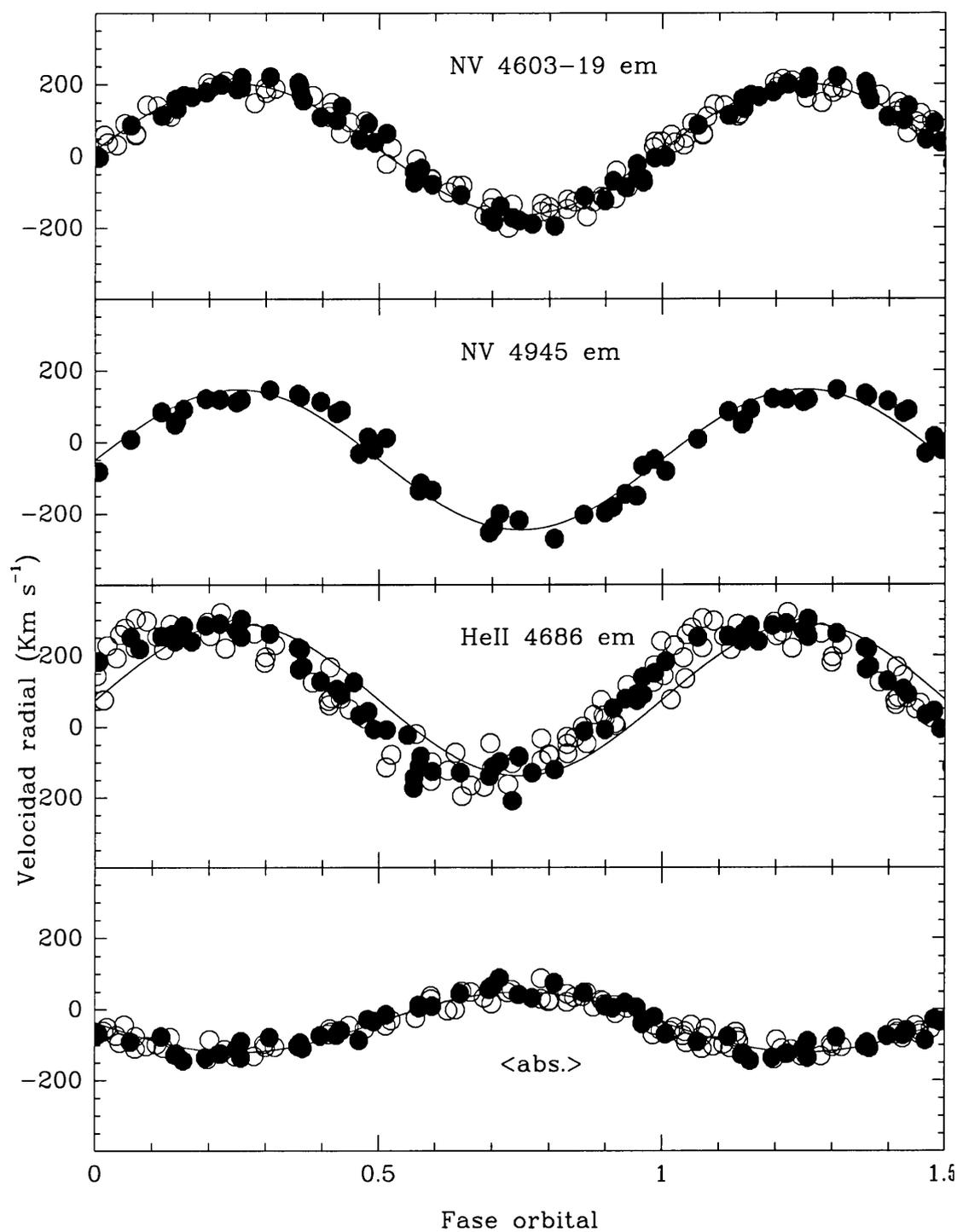


Figura 4.17: Variaciones de velocidad radial en función de la fase orbital de las absorciones de la estrella O, y las emisiones de NV 4603+19, NV 4945, y HeII 4686 Å de la componente WN en el sistema binario WN4+O8V (WR 31). Los círculos vacíos corresponden a los datos anteriormente publicados y los llenos a los nuevos. Las curvas continuas representan las soluciones orbitales de la Tabla 4.9, donde las fases han sido calculadas con la nueva efemérides.

Tabla 4.9: Elementos orbitales circulares de WR 31

Parametros	NV 4603+19	HeII 4686	<abs>	NV 4945 ^a
P [dj]		4.83063		
V_0 [km s ⁻¹]	19 ± 2	76 ± 2	-36 ± 1	-49 ± 3
K [km s ⁻¹]	183 ± 2	214 ± 3	85 ± 2	196 ± 5
T_{VRmax} [HJD] ^b	80.15 ± 0.01	79.77 ± 0.01	82.45 ± 0.01	80.19 ± 0.02
$a \sin i$ [R _⊙]	17.5 ± 0.2	20.4 ± 0.3	8.1 ± 0.2	18.7 ± 0.5
$\mathcal{M}_{WN} \sin^3 i$ [M _⊙]	3.1 ± 0.2	3.9 ± 0.3		3.4 ± 0.3
$\mathcal{M}_{OB} \sin^3 i$ [M _⊙]	6.7 ± 0.3	9.7 ± 0.5		7.9 ± 0.6
σ [km s ⁻¹]	16	23	13	17
Comparación con los últimos resultados publicados (Niemela et al., 1985).				
P [dj]		4.831		
V_0 [km s ⁻¹]	21 ± 5	17 ± 6	-41 ± 3	
K [km s ⁻¹]	181 ± 7	215 ± 9	80 ± 4	

Notas:

(a) Sólo con datos nuevos.

(b) Tiempo de máxima velocidad radial 2,445,300+

En la Tabla 4.9 se ve que las amplitudes y velocidades sistémicas obtenidas para cada una de las líneas son diferentes. Este fenómeno es muy común en otros sistemas binarios del tipo WN+OB.

La comparación entre los elementos orbitales publicados y los determinados en este trabajo muestra un buen acuerdo, excepto en la velocidad sistémica de la órbita de la emisión de HeII, donde hay una diferencia de 59 km seg^{-1} . Esto se debe a que corregimos los datos de velocidad radial previos por un valor similar, ya que encontramos una diferencia sistemática entre ambos conjuntos de datos. Medimos los espectros digitalizados y comprobamos que dichas medidas se correlacionaban bien con los datos nuevos. Concluimos que la diferencia se debe a las diferentes formas de medir el perfil de la emisión de HeII con el microdensitómetro GRANT o con IRAF.

Tomando como órbita “verdadera” a la solución orbital de NV 4603+19, y adoptando como inclinación de la órbita, aquella determinada fotométricamente (Lamontagne et al., 1996, $i=61.6^\circ$), se obtienen masas absolutas $\mathcal{M}_{WR} = 5\mathcal{M}_\odot$ y $\mathcal{M}_O = 10\mathcal{M}_\odot$. Es de notar, que se obtiene una masa de la componente O8V del sistema muy inferior a la que correspondería a su tipo espectral ($\sim 22\mathcal{M}_\odot$, Andersen, 1991).

En la estimación de la masa absoluta de las componentes de un sistema binario se utilizan tres parámetros, P , K , e i . En este caso el error en P no es significativo, pero sí lo pueden ser los errores en los otros dos parámetros. La semi-amplitud del movimiento de la WN podría estar subestimada por considerar una emisión como representativa del movimiento real. Por esta razón, medimos la emisión de NV 4945Å en los espectros donde el rango espectral lo permitía, ya que si existe un gradiente de temperatura negativo hacia afuera, esta línea se debe originar en capas más internas de la envoltura. De las variaciones de la velocidad radial de esta emisión se obtuvo una semi-amplitud de 196 km s^{-1} , que si bien aumenta un poco el valor de las masas estelares absolutas, no resuelve el problema.

El otro parámetro que introduce un fuerte error en el cálculo de las masas absolutas, i , fue determinado por Lamontagne et al. (1996). De la figura 4 de dicho trabajo se ve que el error en el ajuste del modelo es grande. Una inclinación de $\sim 45^\circ$, junto a la semi-amplitud de las variaciones de velocidad radial que presenta NV 4944 Å, daría $\mathcal{M}_{WR} = 15\mathcal{M}_\odot$ y $\mathcal{M}_O = 22\mathcal{M}_\odot$.

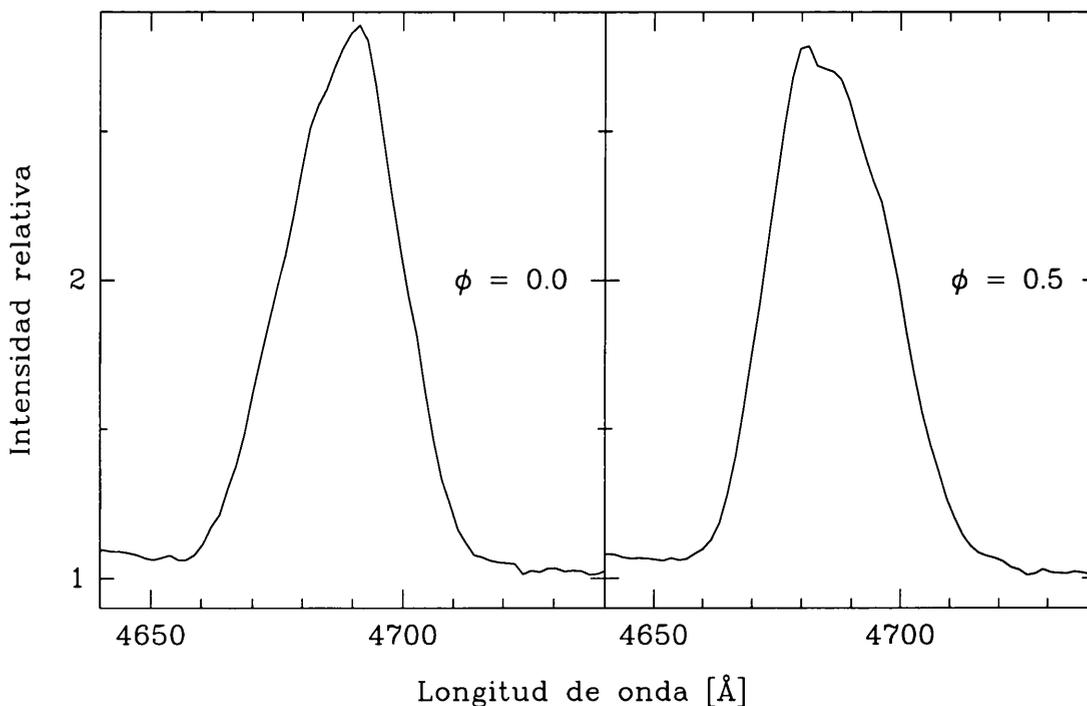


Figura 4.18: Variaciones en el perfil de HeII durante dos fases orbitales diferentes del sistema WR 31

4.4.4 Variaciones espectrales de WR 31 según la fase orbital

Cuando analizamos individualmente nuestros espectros de WR 31, encontramos que los perfiles de la línea de HeII 4686Å observados durante conjunciones muestran una emisión adicional hacia el azul cuando la estrella O está adelante y una contribución más evidente hacia el rojo cuando la estrella O está detrás del sistema (Ver Figura 4.18). Estas emisiones adicionales no se observan en cuadraturas. Este fenómeno se puede explicar suponiendo que la emisión adicional es producida en la región de interacción de los vientos de las dos componentes del sistema, denominada cono de choque, el cual “rodea” a la estrella O y lo vemos “acercándose” a nosotros cuando la O está delante del sistema.

Medimos el EW y el FWHM de la línea de emisión de HeII 4686Å. No detectamos variaciones notables en función de la fase orbital. Es decir, estas emisiones “adicionales” originadas entre las dos estrellas también estarían presentes en las otras fases orbitales pero con velocidades que no permiten distinguirlas de la línea principal (generada en el viento de la estrella WN).

Construimos el espectro dinámico de WR 31 para analizar el comportamiento orbital de las líneas espectrales. Detectamos una línea de absorción en $\sim 4451\text{Å}$ que es visible sólo durante determinadas fases orbitales, y no sigue el movimiento de ninguna de las dos componentes del sistema. Al igual que en WR 21, hemos identificado esta línea como una componente desplazada en longitud de onda de HeI 4471Å. Sin embargo, a diferencia de lo que ocurre en WR 21, esta línea se intensifica abruptamente entre las fases 0.65–0.72, pero no notamos un aumento de intensidad en fases cercanas a 0.40. En las figuras 4.19 y 4.20 ilustramos las variaciones experimentadas por esta peculiar línea espectral. Una explicación de esta asimetría, podría ser que el cono de choque de vientos sea deformado.

Notamos que las líneas de absorción de HeI $\lambda\lambda$ 4026, 4471, y 4921 Å se mueven con una amplitud menor que las líneas de H, H β , H γ , y H δ y de HeII 4200 Å. Las líneas de HeI podrían tener una componente adicional (que no logramos identificar en nuestros espectros

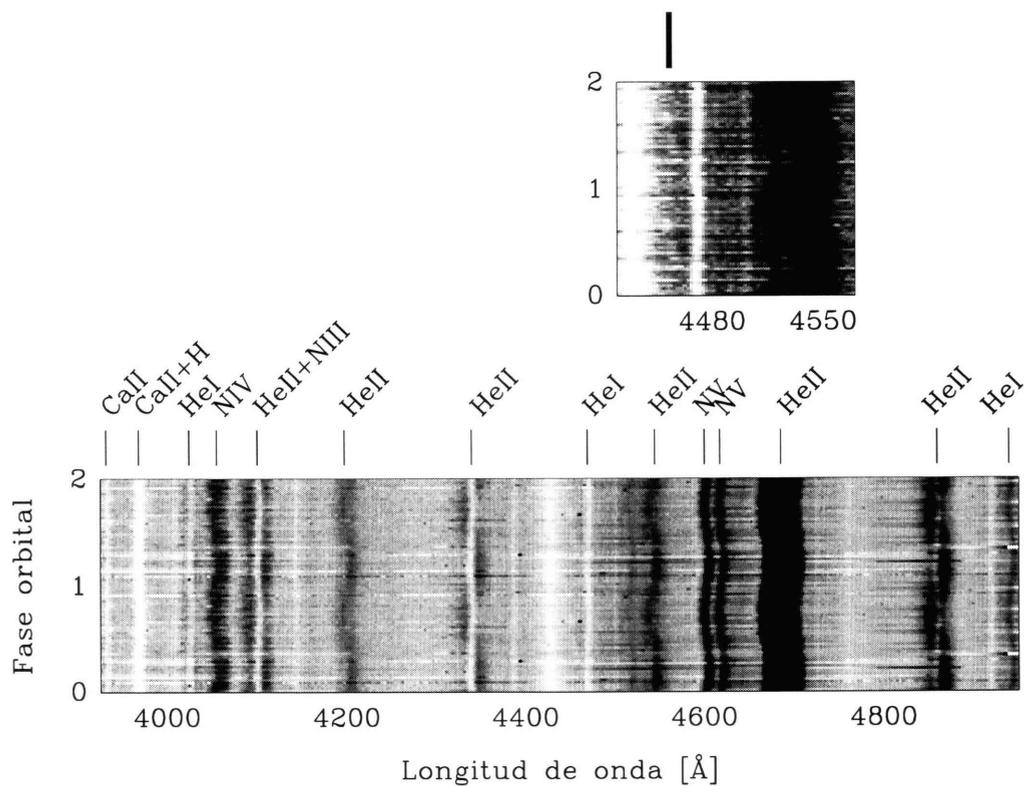


Figura 4.19: Espectro dinámico de WR 31. La imagen superior es una ampliación de la región espectral alrededor de HeI 4471 Å . Notar como se intensifica la componente adicional en absorción desplazada al violeta en las fases $\phi \sim 0.7$.

echelle debido a su baja S/N) originada en una envoltura común a ambas estrellas.

En la Figura 4.21 mostramos espectros fotográficos y digitales de WR 31 obtenidos en fases orbitales similares, donde se ve que no hay cambios espectrales seculares notables. El espectro de WR 31 se ha mantenido invariable en los últimos 26 años.

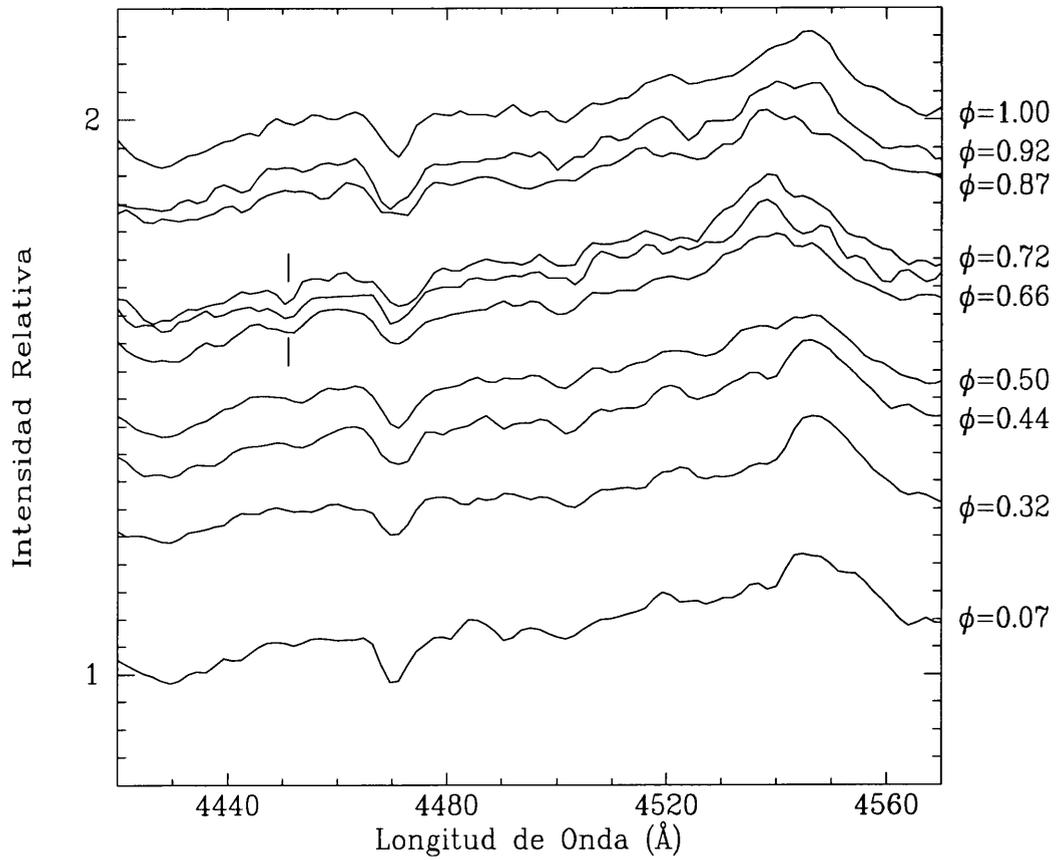


Figura 4.20: Espectros de WR 31 en la región espectral alrededor de He I 4471 Å . Se indica la componente desplazada hacia el azul de la línea de He I. Notar cómo se intensifica en fase $\phi \sim 0.7$. Los espectros están normalizados al continuo y su ubicación vertical corresponde a la fase indicada a la derecha.

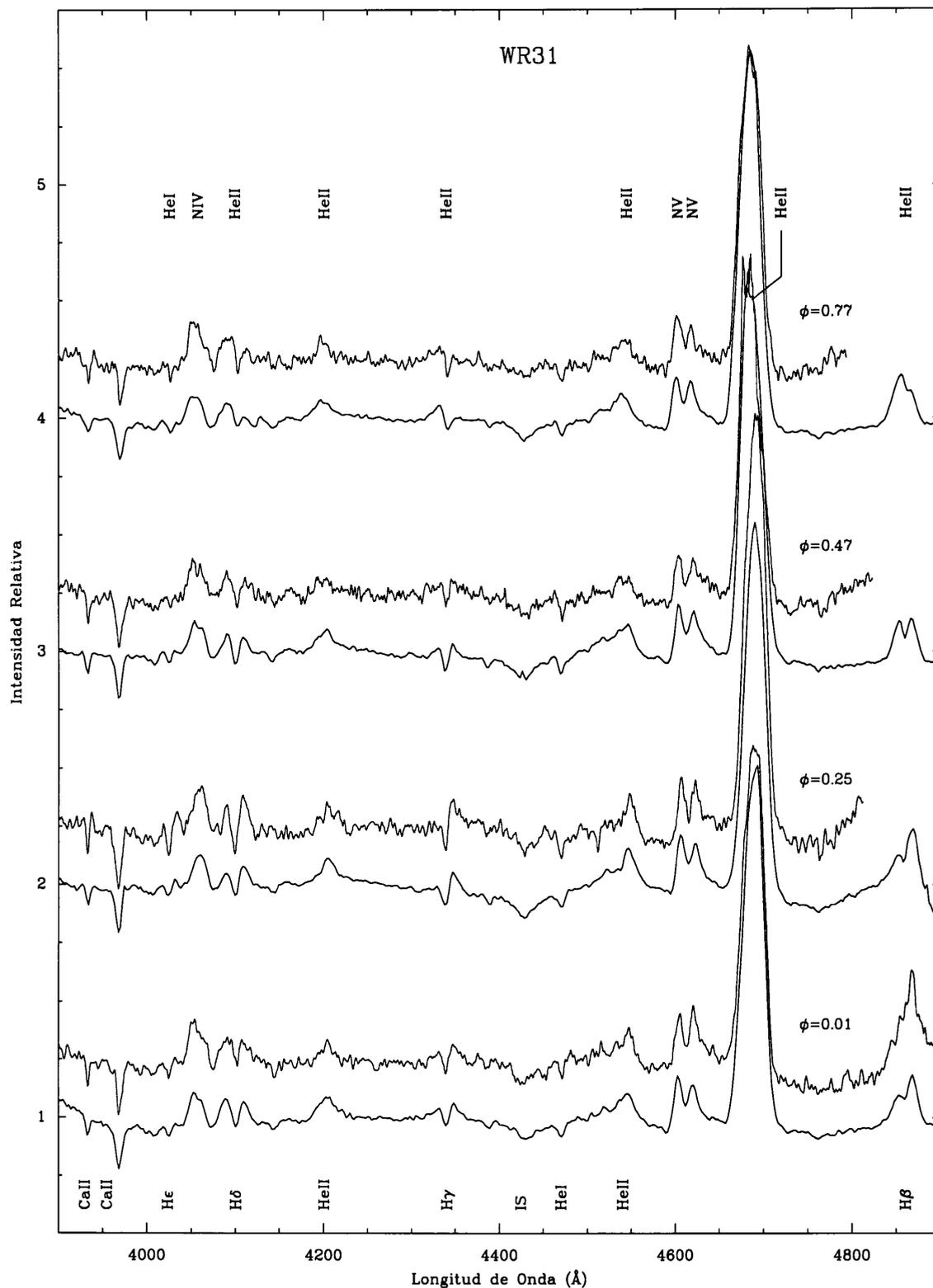


Figura 4.21: Espectros fotográficos (arriba) y digitales (abajo) de WR 31 durante cuatro fases orbitales (ϕ). Se identifican las líneas de emisión de la componente WN por arriba, y las absorciones de la componente O, por debajo del espectro. Los espectros están normalizados al continuo y desplazados de a pares para una mejor visualización.

4.5 WR 47

4.5.1 Antecedentes

HDE 311884 (Ver otras identificaciones en Tabla 4.10) es una estrella binaria espectroscópica que presenta variaciones de luz. Recibe el número 47 en el Catálogo de Estrellas Wolf-Rayet Galácticas (van der Hucht et al., 1981). Esta estrella ha sido asociada con Hogg 15 (Moffat, 1974; Mandrini, 1983), un cúmulo abierto ubicado en el brazo espiral -II de nuestra galaxia, detrás de la nube oscura conocida como “Saco de Carbón”. Sin embargo recientemente Piatti et al. (2002) han ubicado WR 47 a 5.2 kpc del Sol, unos 2 kpc más lejos que Hogg 15, sugiriendo que no estarían físicamente asociadas.

WR 47 fue descubierta como binaria en 1978, cuando se detectaron en su espectro líneas de absorción desplazadas al rojo respecto de las emisiones. Debido a que no se conocen perfiles P-Cygni inversos en estrellas WR, estas líneas revelaron que se trata de un sistema binario espectroscópico con líneas dobles (Niemela et al., 1980, desde ahora NCM80).

Algunas de las características más importantes de WR 47 son:

Coord _{ecuatoriales2000.0}	$\alpha = 12^h 43^m 50^s .6$	$\delta = -63^\circ 05' 16''$
Coord _{galácticas}	b = 302.07	l = -0.23
Clasificación espectral	WN6o+O5V	Smith et al. (1996)
Período fotométrico	6.2399 d.	Moffat et al. (1990)
Período espectroscópico	6.239 d.	Mandrini (1983)
m_v sistema de Smith (1968)	11.08	Torres-Dodgen & Massey (1988)
$b - v$	0.76	Torres-Dodgen & Massey (1988)

La curva de luz de WR 47 (Cerruti, 1984; Lamontagne & Moffat, 1987) es muy ruidosa y presenta un mínimo ($\Delta v \sim 0.1$) cerca de la fase cero (cuando la estrella WR está delante del sistema). Este mínimo de luz es producido cuando el viento de la WR eclipsa a la compañera. Moffat et al. (1990) derivan una inclinación $i = 70^\circ \pm 4^\circ$, basados en un modelo de dispersión de la luz de la estrella O por los electrones del viento de la estrella WR. De otra determinación realizada por Lamontagne et al. (1996), basados en un modelo similar, resulta $i = 67.1^\circ \pm 1.9^\circ$.

Con estos valores de la inclinación introducidos en los valores de las masas mínimas de la solución de la órbita espectroscópica (NCM80), se obtienen masas absolutas $\mathcal{M}_{WR} = 51\mathcal{M}_\odot$ y $\mathcal{M}_O = 60\mathcal{M}_\odot$. Entonces, la componente O del sistema WR 47 resultaría ser la estrella más

Tabla 4.10: Otras identificaciones de WR 47

Identificación	Fuente
HDE 311884	Henry Draper Catalogue and Extension (Cannon+ 1918-1924)
LS 2745	Luminous Stars in the Southern Milky Way (Stephenson+ 1971)
MR 42	Roberts (1962)
Hen 3-813	Henize (1976)
WR 47	van der Hucht et al. (1981)
GSC 08992-00468	The HST Guide Star Catalog, Version 1.2 (Lasker+ 1996)
HIP 62115	The Hipparcos and Tycho Catalogues (ESA 1997)
V CD Cru	Combined General Catalogue of Variable Stars (Kholopov+ 1998)
TYC 8992- 468-1	The Tycho-2 Catalogue (Hog+ 2000)

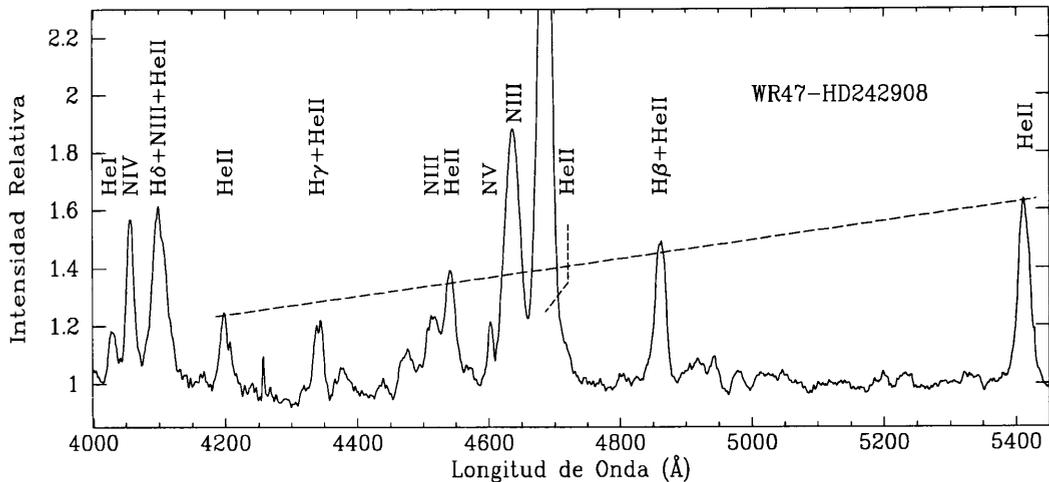


Figura 4.22: Espectro normalizado resultante de la resta entre el espectro de WR 47 (en fase $\phi \sim 0.0$) y HD 242908. La línea de trazos indica que la presencia de H en el espectro es marginal, ya que el decremento de las líneas de Pickering de HeII es \sim suave.

masiva relativamente bien conocida en nuestra galaxia. Si bien el “título” de estrella más masiva lo ostenta actualmente la componente WN en WR 22, la órbita derivada de las líneas de absorción por Schweickhardt et al. (1999) no está muy bien definida. La componente O del sistema binario WR 47 es un buen competidor por el “título”.

4.5.2 El espectro de WR 47

El espectro óptico de WR 47 está dominado por líneas de emisión (ver Figura 4.22). En nuestros espectros las más importantes, en orden de intensidad son: HeII 4686, NIII 4640, NIV 4058, H δ +NIII 4100, HeII 4541, NIII 4514, y HeII 4200 Å. Más débiles identificamos: NV 4604, NIV 5203, NIII 4379, NV 4945, y los HeI 4026, 4471, 4921, 5015. Las líneas de emisión de H+HeII cambian su forma e intensidad aparentes con la fase orbital debido a las absorciones de la compañera O superpuestas a estas emisiones. En nuestros espectros observamos las líneas de absorción de la serie superior de Balmer, HeI 4026 Å, y 4471 Å, y más débil, HeII 4541 Å observable sólo en algunos espectros. Niemela et al. (1980) clasifican a la componente OB como O5V

Las intensidades relativas de las diferentes emisiones de Nitrógeno en nuestros espectros están de acuerdo con el tipo espectral WN6 asignado por Smith et al. (1996). Si bien Niemela (1983) había demostrado que WR 47 tiene Hidrógeno en su espectro óptico (analizando las velocidades radiales de las líneas de la serie de Pickering), Smith et al. (1996) basados en un espectro de la base de datos de Torres-Dodgen & Massey (1988) la clasifican como WN6o, es decir sin contenido de H. Pero esta determinación de la abundancia de H está fuertemente afectada por el espectro de la estrella OB. Intentamos minimizar la contribución de la compañera O, restando el espectro de HD 242908 (O5V, Jacoby et al., 1984) a un espectro de WR 47 obtenido en fase $\phi \sim 0.0$. El espectro WN6 “puro” obtenido se muestra en la Figura 4.22, donde se ve que el contenido de H en el espectro de WR 47 es marginal. Es muy difícil determinar la abundancia de H en estrellas binarias WN.

Además, en nuestros espectros de WR 47 se observan las líneas interestelares H y K de CaII y las bandas difusas en $\lambda\lambda$ 4427, 4726, 4762 Å.

Comparando los espectros fotográficos y digitales de WR 47 no notamos diferencias significativas. El espectro óptico de WR 47 parece no haber sufrido cambios seculares en los últimos 24 años.

4.5.3 Nueva solución orbital de WR 47

La primera determinación de los elementos orbitales para este sistema se debe a NCM80, y fue realizada con espectros obtenidos durante febrero de 1979. Posteriormente, la órbita fue mejorada por Mandrini (1983) con espectros fotográficos obtenidos por VSN entre febrero de 1980 y agosto de 1983.

NCM80 publicaron medidas de velocidad radial individual de las líneas de emisión de NIV 4058 y NV 4603, y velocidades radiales promediadas de dos grupos de líneas de emisión y las líneas de absorción de la componente O. Mandrini (1983), presentó medidas individuales de las emisiones de NIV 4058, HeI+II 4026, HeII 4199, HeII 4338, NIII 4514, HeII 4541, NV 4603, NIII 4640, HeII 4686 y HeII 4859, y promedio de las absorciones. En la Tabla C.5 se reproducen las velocidades radiales publicadas de las cuatro líneas de emisión NIV, NV, HeII y NIII, y las velocidades radiales promediadas de las absorciones, así como los valores nuevos de los espectros digitales.

Al igual que para los sistemas anteriores, se graficaron los datos previos y nuevos en función de la última efemérides publicada (Mandrini, 1983). Se observó un desfase entre las observaciones previas y las nuevas. Esto es debido a que el período no es lo suficientemente preciso.

Para mejorar el período, medimos las velocidades radiales de las líneas que tenían datos previos y presentan una menor dispersión cuando se las grafica en función de la fase orbital, es decir, NIV 4058, NV 4604, NIII 4640, HeII 4686, y las absorciones de la componente O. En todos los casos, estimamos la velocidad radial ajustando funciones gaussianas a los perfiles mediante la tarea SPLOT de IRAF.

Con todos los datos de velocidad radial de cada una de las líneas, que abarcan una base de tiempo de casi 23 años, se estimaron períodos orbitales. Los resultados obtenidos son los siguientes:

NIII 4640	$6.23940 \pm 0.00004 d$
NIV 4058	$6.23932 \pm 0.00002 d$
NV 4604	$6.23932 \pm 0.00002 d$
HeII 4686	$6.23928 \pm 0.00002 d$
<abs>	$6.23954 \pm 0.00005 d$

Si bien los resultados obtenidos para los diferentes conjuntos de datos son parecidos entre sí decidimos adoptar como período más probable al promedio, pesado por los errores. En este promedio excluimos el resultado de las absorciones de la componente O, ya que presenta una gran dispersión. El período más probable de WR 47 basado en las variaciones de velocidad radial de las líneas de emisión, es entonces:

$$P=6.23932 \pm 0.00004 \text{ días}$$

En este período las líneas espectrales de WR 47 describen órbitas circulares. Fijando el valor del nuevo período obtenido, y con todos los datos de velocidades radiales, se determinaron los elementos orbitales para cada una de las líneas de emisión y las absorciones. Los resultados están en la Tabla 4.11 y se ilustran en la Figura 4.23.

Como se puede ver en Tabla 4.11, las velocidades medias de cada una de las líneas de emisión son distintas entre sí y ninguna coincide con la de las absorciones. La emisión de NIII 4640 Å está formada por varias componentes, en consecuencia la longitud de onda en reposo λ_0 utilizada en las mediciones es incierta.

Las semiamplitudes de las variaciones de velocidad radial resultantes para las diferentes líneas de emisión son también diferentes entre sí. Este fenómeno es observado en otros sistemas binarios WR+OB, y se debe a que las emisiones se forman en diferentes regiones de una envoltura en expansión. La amplitud calculada para la emisión de HeII no parece estar afectada por la absorción de la componente O (en cuyo caso debería dar una semiamplitud mayor).

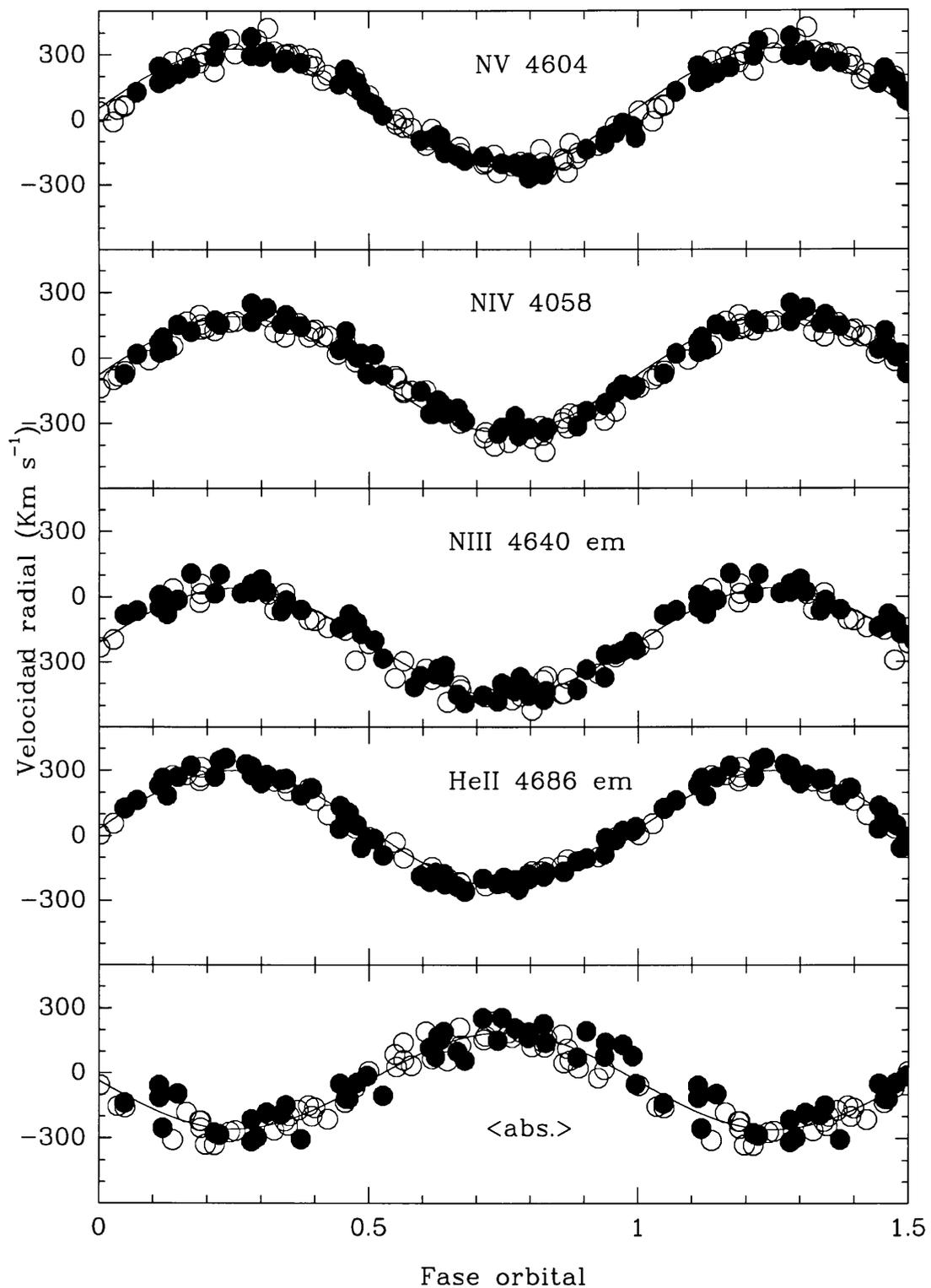


Figura 4.23: Variaciones de velocidad radial en función de la fase orbital de las emisiones de Nv 4603, Niv 4058, Niii 4640, y Heii 4686, y las absorciones de la estrella O en el espectro de WR 47. Los círculos vacíos corresponden a los datos anteriormente publicados y los llenos a los nuevos. Las curvas continuas representan las soluciones orbitales de la Tabla 4.11, donde las fases han sido calculadas con la efemérides $T_0 = 2443918.52 + 6.23932E$ días.

Tabla 4.11: Elementos orbitales circulares de WR 47

líneas:	NIII	NIV	NV	HeII	<abs>
Parámetro	4640.64Å	4057.76Å	4603.73Å	4685.68Å	
P [DJ]	6.23932				
V_0 [km s ⁻¹]	-209 ± 3	-76 ± 2	53 ± 2	32 ± 2	-36 ± 4
K [km s ⁻¹]	249 ± 5	265 ± 3	274 ± 3	268 ± 3	223 ± 5
T_{VRmax}^a [DJ] ^(*)	3.80 ± 0.02	4.03 ± 0.01	4.01 ± 0.01	3.72 ± 0.01	6.96 ± 0.03
$a \sin i$ [R _⊙]	30.7 ± 0.6	32.7 ± 0.4	33.8 ± 0.4	33.0 ± 0.4	27.5 ± 0.6
$\mathcal{M}_{WN} \sin^3 i$ [M _⊙]	32.7 ± 2.2	34.9 ± 2.1	36.2 ± 2.1	35.3 ± 2.1	
$\mathcal{M}_{OB} \sin^3 i$ [M _⊙]	36.5 ± 2.3	41.5 ± 1.9	44.5 ± 1.9	42.5 ± 1.9	
σ [km s ⁻¹]	30	21	21	19	
Comparación con los últimos resultados publicados (Mandrini, 1983)					
P [DJ]	6.239				
V_0 [km s ⁻¹]	-230 ± 9	-86 ± 3	56 ± 4	7 ± 2	-55 ± 5
K [km s ⁻¹]	235 ± 12	267 ± 4	274 ± 5	258 ± 3	229 ± 7

Notas:

(a) Tiempo de máxima velocidad radial: 2,443,910+

Los resultados publicados y los nuevos son comparables entre sí, dentro de los errores.

Analizando los tiempos de máxima velocidad radial de las diferentes emisiones y de las absorciones, notamos que sólo NIII está en anti-fase ($\Delta_\phi = 0.494 \pm 0.005$) con las absorciones. Como esperamos que las medidas de las velocidades radiales de las absorciones estén menos afectadas por fenómenos orbitales que modifican la simetría de las regiones de formación de las líneas, adoptamos como tiempo inicial, el tiempo de conjunción del sistema (cuando la WR está adelante):

$$DJ\ 2,443,918.52$$

Usando este tiempo inicial, las emisiones de NIII, NIV, NV, y HeII alcanzan las velocidades radiales máximas a fases orbitales $\phi = 0.244, 0.280, 0.277,$ y $0.231,$ respectivamente (los errores en la determinación del T_{VRmax} son ~ 0.005 de fase). Si bien estas diferencias son pequeñas, probablemente indican que las regiones de formación de las líneas de emisión son asimétricas.

Al igual que NCM80, podemos adoptar que NIV representa el movimiento orbital de la componente WN, y suponiendo la inclinación calculada por Lamontagne et al. (1996), determinar las masas absolutas. Estas resultan 45 y 53 M_\odot para las componentes WN6 y O5V respectivamente. La masa obtenida para la estrella O5V está dentro de los valores esperados para este tipo espectral, sin embargo la masa de la componente WN parece muy elevada para una estrella WN6o (sin Hidrógeno).

4.5.4 Variaciones espectrales de WR 47 según la fase orbital

A fin de estudiar posibles variaciones de las líneas espectrales en función de la fase orbital construimos y analizamos el espectro dinámico de WR 47 (Figura 4.24). En nuestros espectros (y en los fotográficos) notamos que las intensidades de las emisiones de HeII 4541, y 4200, y HeII+H β , HeII+H γ , y HeII+H δ +NIII varían según la fase orbital, siendo mínimas durante las conjunciones. Esto se debe a que la absorción de la estrella O5V se mueve en anti-fase sobre la emisión. Este fenómeno es notable en la Figura 4.26. No notamos ninguna característica propia del fenómeno de choque de vientos, como las notadas en WR 21 y WR 31 (Ver 4.2 y 4.4).

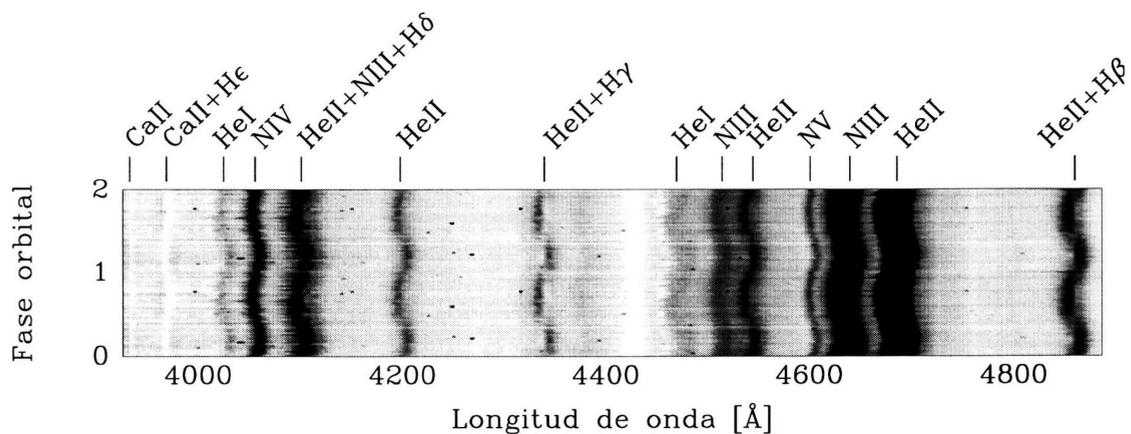


Figura 4.24: Espectro dinámico de WR 47.

La forma del perfil de HeII 4686 Å en nuestros espectros digitales no muestra variaciones significativas. Sin embargo, cuando medimos el ancho equivalente (EW) y el ancho a potencia mitad (FWHM) notamos que varía según la fase orbital. Este comportamiento se ilustra en la Figura 4.25. La dispersión que muestran los valores en cada fase es debida a los errores en la definición del continuo y posiblemente a variaciones intrínsecas. Sin embargo, podemos notar que tanto el EW como el FWHM alcanzan mínimos en fases muy cercanas a $\phi = 0.1$.

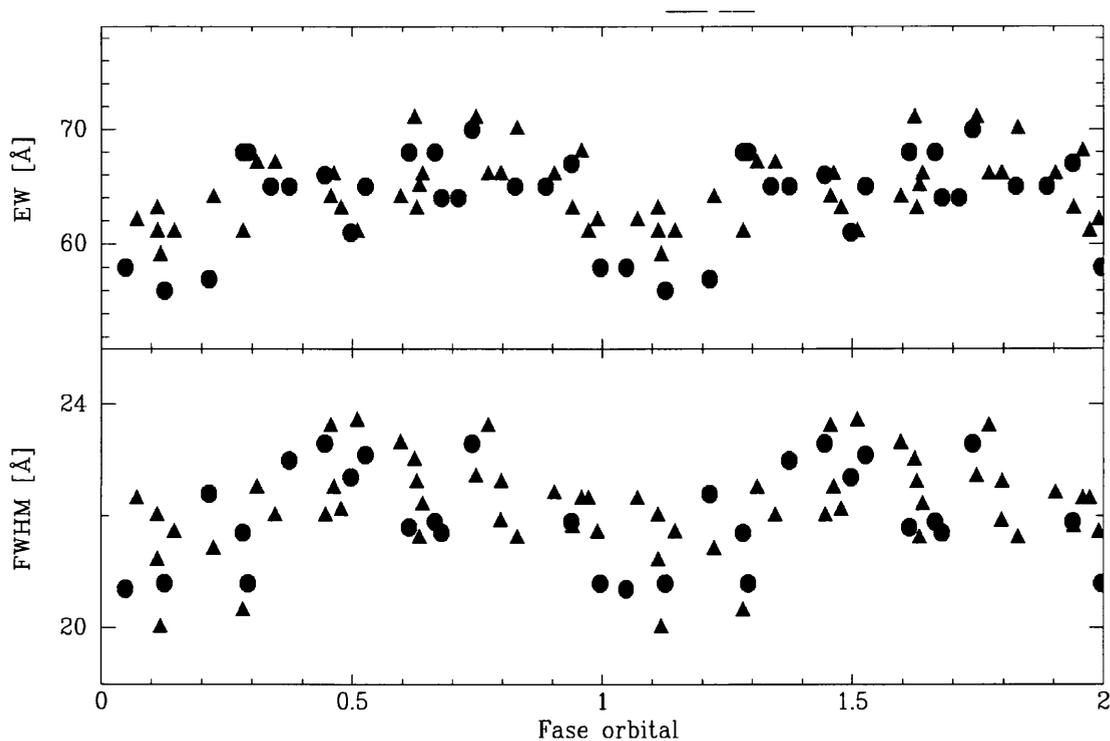


Figura 4.25: Variaciones del EW y FWHM de la línea de emisión de HeII 4686 Å en función de la fase orbital de WR 47. Los círculos corresponden a los valores medidos en los espectros observados con el espectrógrafo B&C y los triángulos a los valores obtenidos con el REOSC en su modo de dispersión simple. Se grafican los valores absolutos del EW para una mejor visualización.

Una disminución del EW y el FWHM de la emisión de HeII 4686 es también experimentada por el sistema binario HD 5980, durante cada eclipse (Breysacher et al., 1982; Moffat et al., 1998). Siguiendo los razonamientos vertidos en estas publicaciones una componente de HeII 4686 Å en el espectro de WR 47 se estaría generando en una región que es eclipsada sólo por el propio disco de la componente WN.

Comparamos los espectros fotográficos y los digitales a iguales fases orbitales para detectar posibles cambios espectrales seculares. No notamos cambios en las intensidades relativas de las diferentes líneas de emisión según nuestros datos. El espectro de WR 47 se ha mantenido invariable en los últimos 23 años.

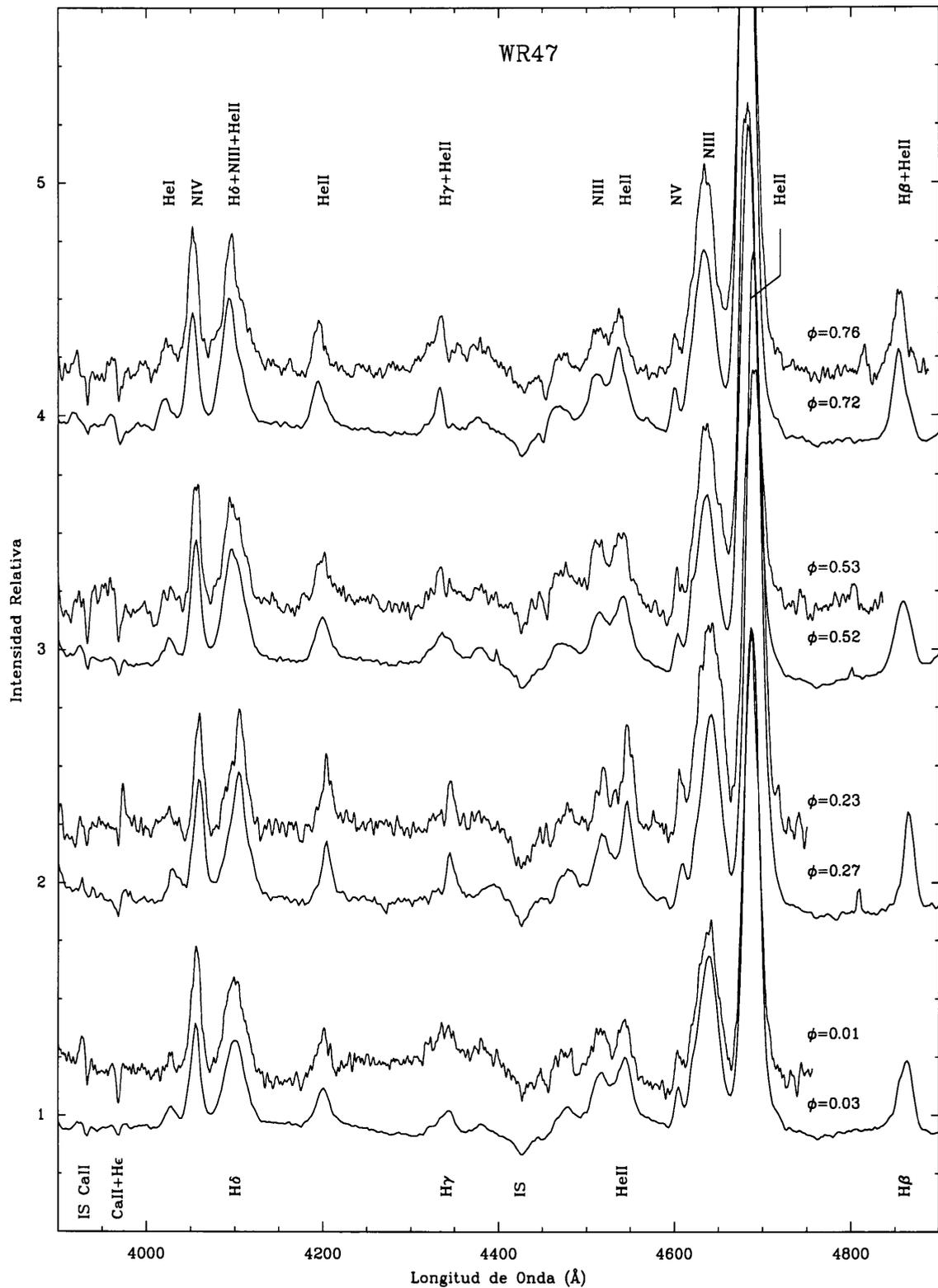


Figura 4.26: Espectros fotográficos y digitales de WR 47 durante las cuatro fases orbitales (ϕ) indicadas. Se identifican las líneas de emisión de la componente WN por arriba, y las líneas de absorción de la O, por debajo del espectro. Los espectros están normalizados al continuo y desplazados de a pares para una mejor visualización.

4.6 WR 97

4.6.1 Antecedentes

HDE 320102 (Ver otras identificaciones en Tabla 4.12), es un sistema binario de dos espectros. Fue descubierta como estrella WR por Mayall (1951). Ha sido clasificada por Torres-Dodgen & Massey (1988) como WN3+abs y luego reclasificada como WN5b+O7 por Smith et al. (1996). La naturaleza de sistema binario de WR 97 fue descubierta por Niemela (1982). Una órbita preliminar de WR 97 fue publicada por Niemela (1995). Los últimos parámetros de la órbita de las dos componentes estelares de WR 97 han sido determinados por Niemela et al. (1995).

Los parámetros más relevantes de WR 97 son:

Coord _{ecuatoriales} 2000.0	$\alpha = 17^h 33^m 34^s .7$	$\delta = -34^\circ 00' 43''$
Coord _{galácticas}	$b = 354.68$	$l = -1.12$
Clasificación espectral	WN5b+O7	Smith et al. (1996)
Período	12.595 d.	Niemela et al. (1995)
m_v sistema de Smith (1968)	11.14	Torres-Dodgen & Massey (1988)
$b - v$	0.68	Torres-Dodgen & Massey (1988)

Observaciones fotométricas de WR 97 no revelan la existencia de eclipses (Lamontagne et al., 1996).

4.6.2 El espectro de WR 97

El espectro de WR 97 ha sido clasificado diferente por diversos autores. van der Hucht et al. (1981) lo clasifican como WN3. Niemela et al. (1995), teniendo en cuenta que NIV λ 4058 y NV $\lambda\lambda$ 4603-19 son similares, sugieren un tipo espectral WN4. Smith et al. (1996) la reclasifican como WN5b, porque NIV 4057 no es muy intenso, pero CIV 5808 sí lo es.

En nuestros espectros ópticos digitales de WR 97 se destacan la emisión de HeII 4686, y en menor medida las emisiones de NV 4603-19 y 4945, NIV 4058, y NIII 4640 Å. Superpuestas, se notan las absorciones correspondientes al espectro de una estrella de tipo espectral O. Las líneas de absorción de la serie superior de Balmer son bien visibles, como así también notamos absorciones de HeII 4200, 4541, 4686, y 5411 Å, y HeI 4026, 4471, 4921, y 5015 Å. El tipo espectral O6 sugerido por Niemela et al. (1995) parece apropiado.

Además, identificamos absorciones originadas en el medio interestelar: las líneas de CaII H y K, y las bandas difusas en λ 4428 Å, λ 4502 Å, λ 4726 Å, y λ 4760-63 Å.

Tabla 4.12: Otras identificaciones de WR 97

Identificación	Fuente
HD 320102	Henry Draper Catalogue and Extension (Cannon+ 1918-1924)
CD-33 12259	Cordoba Durchmusterung (Thome 1892-1932)
CPD-33 4477	Cape Photographic Durchmusterung (Gill+ 1895-1900)
LS 4275	Luminous Stars in the Southern Milky Way (Stephenson+ 1971)
MR 75	Roberts (1962)
Hen 3-1439	Henize (1976)
WR 97	van der Hucht et al. (1981)
HIP 86197	The Hipparcos and Tycho Catalogues (ESA 1997)

Tabla 4.13: Elementos orbitales de WR 97

Parametros	Nv 4603+19	HeII 4686	Nv 4944	<abs>
P [d]		12.5863		
V_0 [km s ⁻¹]	6 ± 3	104 ± 3	-50 ± 4	-51 ± 2
K [km s ⁻¹]	123 ± 4	117 ± 3	114 ± 6	58 ± 2
e	0.10 ± 0.03	0.09 ± 0.03	0.1 ± 0.04	0.09 ± 0.03
T_{VRmax} [d] ^(*)	415.7 ± 0.5	415.2 ± 0.7	415.5 ± 0.9	422.0 ± 0.7
$a \sin i$ [R _⊙]	30.6 ± 1.0	29.1 ± 0.7	28.3 ± 1.5	14.4 ± 0.5
$\mathcal{M}_{WN} \sin^3 i$ [M _⊙]	2.5 ± 0.3	2.4 ± 0.3	2.3 ± 0.3	
$\mathcal{M}_{OB} \sin^3 i$ [M _⊙]	5.3 ± 0.5	4.8 ± 0.4	4.5 ± 0.7	
e=0				
T_{VRmax} [d] ^(*)	416.00 ± 0.05	414.92 ± 0.07	415.86 ± 0.09	421.90 ± 0.06
Comparación con los últimos resultados publicados (Niemela et al., 1995)				
P [d]		12.595		
V_0 [km s ⁻¹]	11 ± 4	-10 ± 4		-48 ± 2
K [km s ⁻¹]	110 ± 6	110 ± 6		60 ± 2
e		0		

*: Tiempo de máxima velocidad radial: 2,444,000+

4.6.3 Nueva solución orbital de WR 97

El último período publicado del sistema binario WR 97 data del año 1995 (Niemela et al., 1995). Cuando comparamos las velocidades radiales medidas en nuestros espectros y las publicadas (Niemela et al., 1995), encontramos que era necesario un ajuste en el valor del período orbital.

Aplicamos algoritmos de búsqueda de períodos independientemente a cada conjunto de datos de velocidad radial (HeII 4686 Å, Nv 4603+19 Å, y el promedio de las absorciones). Obtuvimos resultados similares suponiendo órbitas circulares o excéntricas, pero diferentes para cada línea:

$$\begin{aligned}
 \text{HeII 4686:} & \quad 12.5872 \pm 0.0002 \text{ días} \\
 \text{Nv 4603+19:} & \quad 12.5868 \pm 0.0002 \text{ días} \\
 \text{<abs>} & \quad 12.5863 \pm 0.0002 \text{ días}
 \end{aligned}$$

Adoptamos como período más probable al resultado encontrado con el promedio de las líneas de absorción:

$$P = 12.5863 \pm 0.0002 \text{ días}$$

Determinamos los nuevos elementos orbitales para cada uno de los conjuntos de datos. Cuando ajustamos órbitas dejando todos los parámetros libres obtuvimos excentricidades no despreciables en los tres conjuntos de datos. Durante el turno de observación de abril de 2003 obtuvimos 6 espectros de alta dispersión pero no son suficientes para confirmar la excentricidad del movimiento de la compañera O. Por esta razón en Tabla 4.13 mostramos ambos resultados, pero en el caso de órbitas circulares se muestran sólo aquellos parámetros que dan resultados diferentes.

Como en la mayoría de los sistemas WN+OB, las velocidades sistémicas de las emisiones son diferentes entre sí, sólo la del Nv 4944 es comparable a la de las absorciones aunque esto está basado en menos datos. Cuando comparamos las soluciones obtenidas con los datos

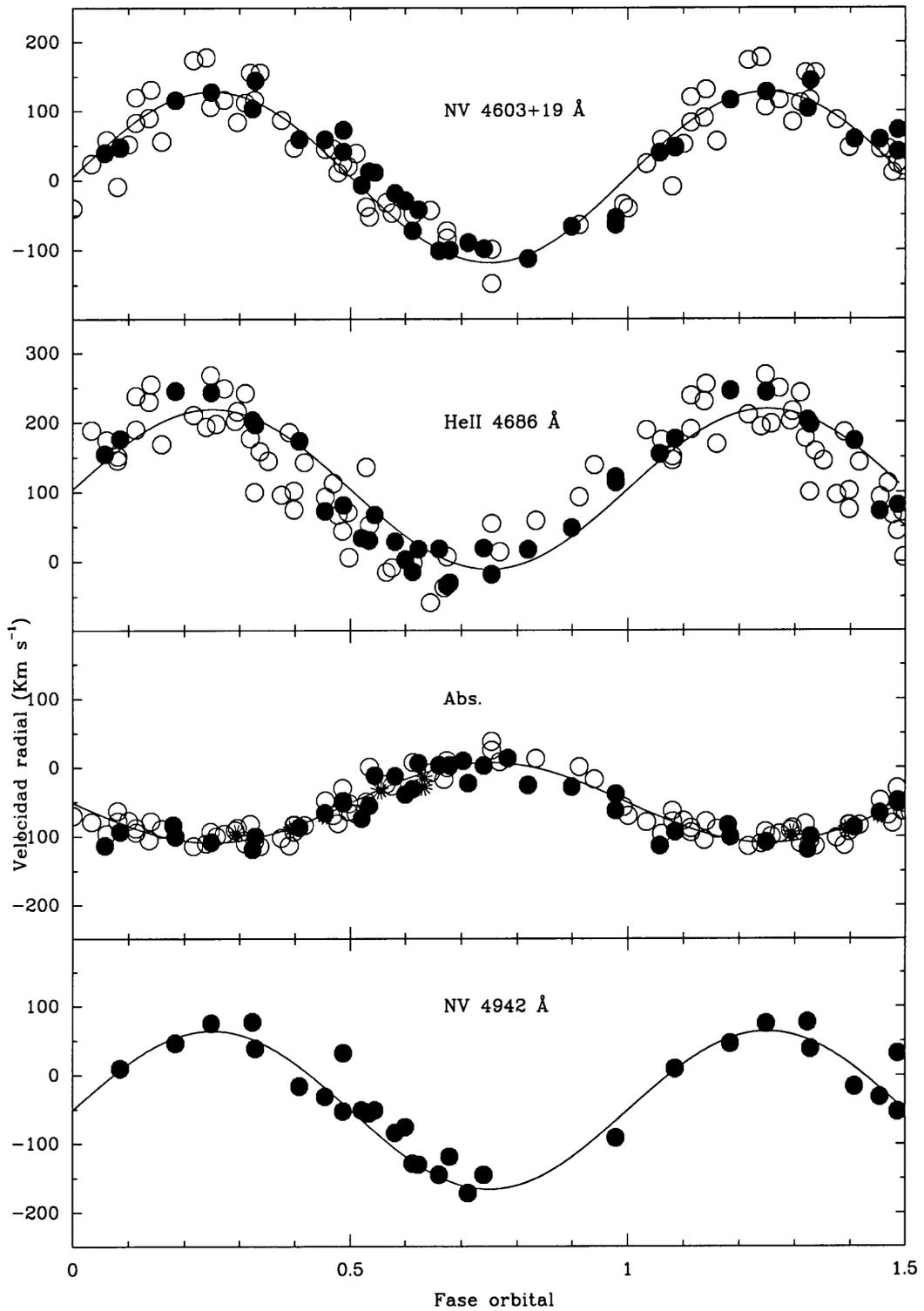


Figura 4.27: Velocidades radiales en función de la fase orbital de las emisiones de NV, HeII, y absorciones en el sistema binario WR 97 medidas en los espectros fotográficos (círculos vacíos) y digitales (círculos llenos). Las curvas continuas representan la solución orbital de la Tabla 4.13.

nuevos y los previos, notamos una diferencia de 117 km seg^{-1} en la velocidad sistémica de la órbita de la línea de emisión de HeII 4686 Å. Medimos algunos espectros fotográficos digitalizados y notamos que los valores de velocidad radial obtenidos son comparables a los nuevos. Supusimos que la diferencia se debe a las diferentes formas de medir con IRAF y con el GRANT. Decidimos corregir las velocidades radiales publicadas de HeII 4686 Å por dicho valor.

Las semi-amplitudes de las órbitas de las líneas de emisión son similares dentro de los errores, a pesar de que se esperaría que la semi-amplitud del HeII sea mayor, porque su perfil es modificado por la absorción de la compañera O. Los resultados obtenidos son comparables con los publicados.

Para el cálculo del tiempo de conjunción del sistema, es decir cuando la estrella WR se encuentra delante del sistema, se utilizó el T_0 del promedio de las absorciones (que además resulta similar si consideramos una órbita excéntrica). La nueva efemérides del sistema WR 97 resulta:

$$T_0 = 2444412.56 + 12.5863E$$

Con esta nueva efemérides, los tiempos de máxima velocidad radial ocurren en $\phi = 0.210$, 0.249 , y 0.234 para el HeII, NV 4603+19, y 4942, respectivamente, cuando se consideran orbitas excéntricas. Las fases de máxima velocidad radial adoptando órbitas circulares son: $\phi = 0.188$, 0.273 , y 0.262 para las mismas líneas. Es decir, existe un desfase orbital entre la emisión de HeII y las de NV. Este desfase se hace más notable cuando se ajustan órbitas circulares. En la figura 4.27 se ilustran los resultados obtenidos. Las fases fueron calculadas con la nueva efemérides.

Las masas mínimas obtenidas son muy bajas y podrían estar indicando una pequeña inclinación orbital. Hay dos trabajos publicados donde se intentó estimar el valor de i . En el primero Lamontagne et al. (1996) no pudo aplicar un modelo para calcular inclinaciones a partir de datos fotométricos, por no detectar mínimos de luz en fase cero. La fotometría del satélite Hipparcos tampoco muestra variaciones importantes en fases 0.0 y 0.5. En el segundo intento de determinar el valor de i (Niemela et al., 1996), se realizó un análisis de las variaciones en la polarización de WR 97 y se obtuvo una inclinación de 80° , considerada improbable.

Si se supone una masa de $30 M_\odot$ para una estrella O6V, la inclinación debería ser de 33.4° . Esto explicaría por qué no se ven variaciones de luz, pero estaría en desacuerdo con la polarimetría. El modelo de polarización en sistemas binarios podría no ser aplicable al sistema binario WR 97.

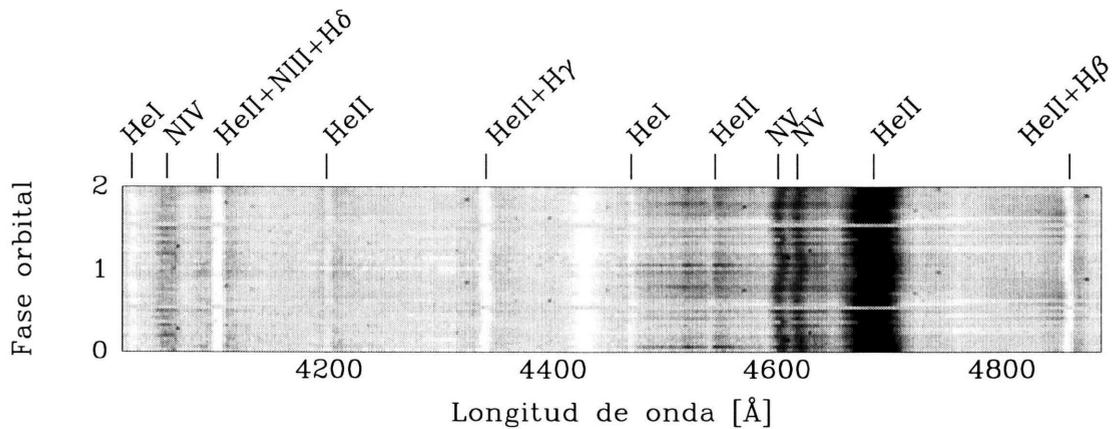


Figura 4.28: Espectro dinámico de WR 97. Note cómo el espectro de la estrella O6 domina en algunas regiones del espectro.

4.6.4 Variaciones espectrales de WR 97 según la fase orbital

Construimos el espectro dinámico con todos los espectros digitales de WR 97 (Figura 4.28). En una inspección visual de este espectro no detectamos líneas que pudieran estar originadas en la zona donde chocan los vientos de ambas estrellas, ni ninguna otra peculiaridad.

Teniendo en cuenta la nueva efemérides obtenida, comparamos los espectros fotográficos (digitalizados) y digitales, obtenidos durante la misma fase orbital. Esto se ilustra en la figura 4.29. No encontramos variaciones espectrales seculares entre los espectros obtenidos durante el período 1982–2003.

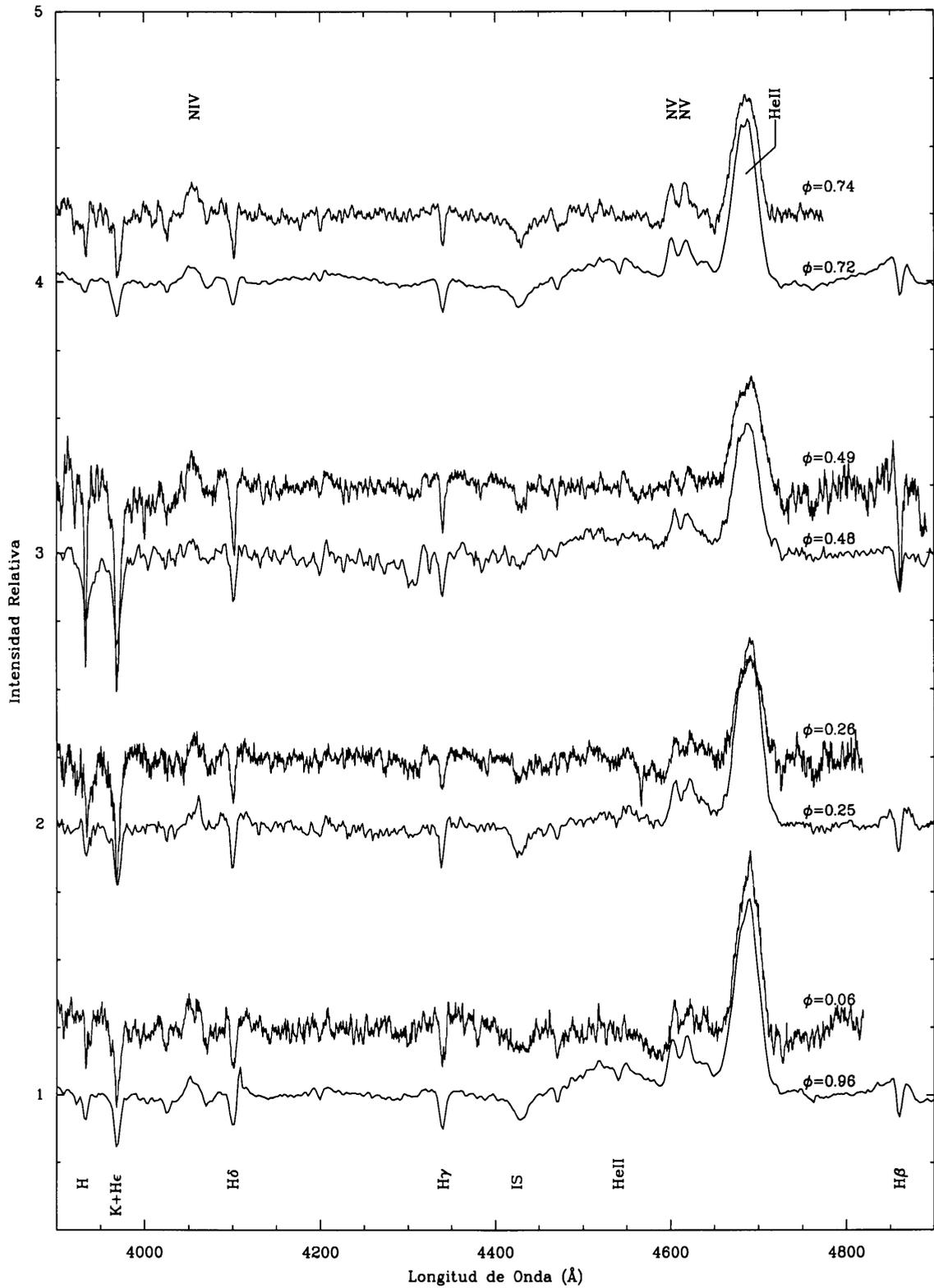


Figura 4.29: Espectros fotográficos (arriba) y digitales (abajo) de WR 97 durante las cuatro fases orbitales indicadas (ϕ). Se identifican las líneas de emisión de la componente WN por arriba, y de la O, por debajo del espectro. Los espectros están normalizados y desplazados de a pares para una mejor visualización.

4.7 WR 98

4.7.1 Antecedentes

HDE 318016 (Ver Tabla 4.14 para otras identificaciones) fue descubierta como estrella WR por Cannon & Mayall (1938). Debido a que aparecían líneas en emisión de Nitrógeno y Carbono en su espectro fue clasificada como WC7-N6 por Smith (1968). Fue incluida en el “Sexto Catálogo de Estrellas Wolf-Rayet Galácticas” (van der Hucht et al., 1981) como WR 98 y clasificada como WN7+WC7. Sin embargo, Niemela (1991) encontró que las emisiones de N y C se movían en fase con un período orbital de 47.8 días.

Conti & Massey (1989) propusieron la nomenclatura WN/WC para WR 98 sugiriendo que esta estrella, además de otras con similar espectro, tenía un espectro intermedio entre las subclases WN y WC.

Los parámetros más relevantes de WR 98 son:

Coord _{ecuatoriales} 2000.0	$\alpha = 17^h 37^m 13^s .6$	$\delta = -33^\circ 27' 55''$
Coord _{galácticas}	$b = 355.21$	$l = -0.87$
Clasificación espectral	WN8/WC7	Smith et al. (1996)
Período	47.8 d.	Niemela (1991)
m_v sistema de Smith (1968)	11.14	Torres-Dodgen & Massey (1988)
$b - v$	0.68	Torres-Dodgen & Massey (1988)

WR 98 también exhibe una variación fotométrica de una décima de magnitud en el filtro V de Johnson, pero no se le encontró ningún período a estas fluctuaciones (Marchenko et al., 1998).

4.7.2 El espectro de WR 98

El espectro óptico de WR 98 ha sido descrito por Lundström & Stenholm (1984b). Smith et al. (1996) clasifican a WR 98 como WN8_o/C7, usando un nuevo esquema tridimensional, donde “o” significa que no se observa Hidrógeno en su espectro.

Uno de nuestros espectros de WR 98 es ilustrado en la figura 4.30 conjuntamente con otras dos estrellas WN, con identificaciones para las líneas principales. Como se ve en dicha figura, el espectro está dominado por emisiones de NIII, NIV, HeII, HeI, y CIII, consistente con su clasificación WN/WC. Todas las emisiones de HeI en nuestros espectros presentan un perfil P-Cygni, al igual que HeII 5411Å y NIV 5203Å (Ver Fig. 4.30).

Comparamos el espectro WN de WR 98 con otros de estrellas WN7_o y WN8_o, WR 55 y WR 123 (Ver figura 4.30), para las cuales disponemos de espectros observados con la

Tabla 4.14: Otras identificaciones de WR 98

Identificación	Fuente
HDE 318016	Henry Draper Catalogue and Extension (Cannon+ 1918-1924)
LS 4282	Luminous Stars in the Southern Milky Way (Stephenson+ 1971)
MR 76	Roberts (1962)
Hen 3-1441	Henize (1976)
WR 98	van der Hucht et al. (1981)
GSC 07380-00192	The HST Guide Star Catalog, Version 1.2 (Lasker+ 1996)

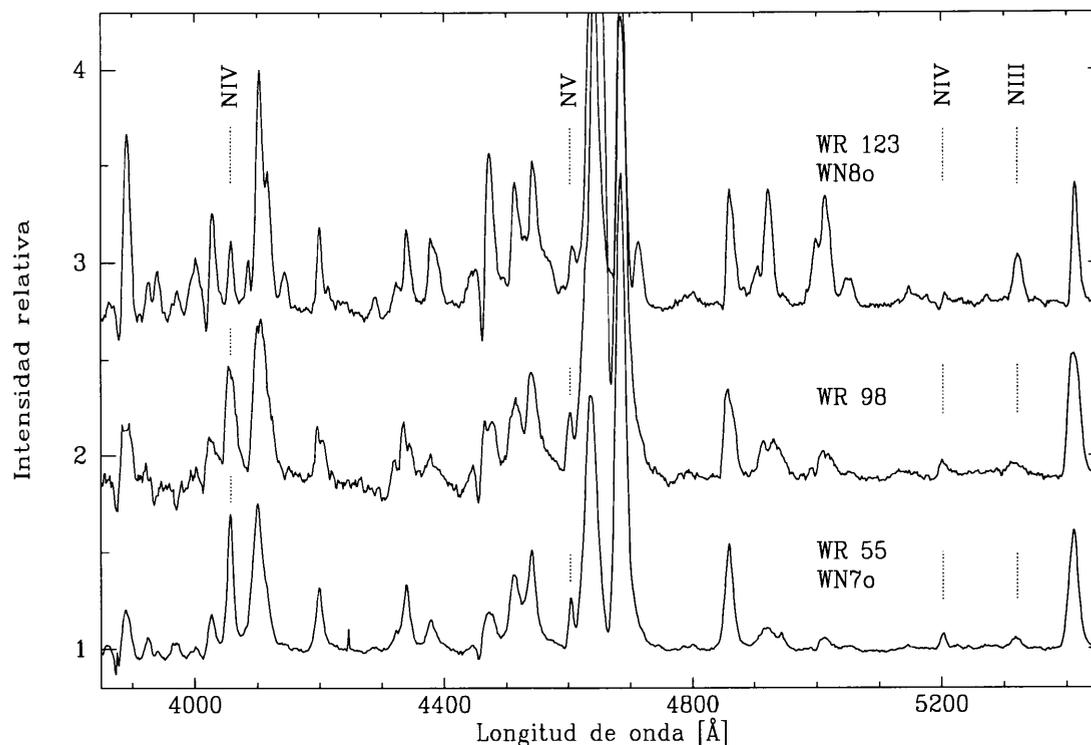


Figura 4.30: Espectro óptico de WR 98, comparado con WR 129 (arriba) y WR 55 (abajo). Se identifican las líneas de emisión de NIV y NV. Los espectros han sido normalizados y desplazados en vertical para una mejor visualización.

misma configuración instrumental. Esta comparación indica que WR 98 tiene un grado de ionización mayor al de la estrella WN8o, porque NIV es más intenso y NIII más débil. El espectro de WR 98 es más parecido al de WR 55, clasificado como WN7o.

Detectamos en nuestros espectros algunas líneas en absorción sobre las emisiones. Estas absorciones son $H\gamma$ y $H\beta$, HeI $\lambda\lambda$ 4026, 4471, y 5015 Å y HeII $\lambda\lambda$ 4200, y 4540Å. Como mostraremos más adelante, estas líneas pertenecen a la componente OB del sistema. Debido a que las absorciones de HeII aparecen más débiles que las de HeI, el espectro de la componente OB podría ser tipo O8-9. La clase de luminosidad no es posible de determinar en estos espectros.

4.7.3 Nueva solución orbital de WR 98

Sabiendo que la última estimación del período data de 1991, decidimos actualizarlo buscando periodicidades en las velocidades radiales de las emisiones de HeII λ 4686Å y CIII λ 4648Å. El período más probable obtenido, para los dos conjuntos de datos, es 47.8 días, coincidente con la determinación anterior.

Usando este período como valor inicial, calculamos soluciones orbitales para ambos conjuntos de datos dejando todos los parámetros libres. Encontramos que las soluciones tienden a órbitas circulares, con un período más probable de 47.825 ± 0.005 días, aunque, otros períodos no deben ser descartados.

Determinamos los elementos orbitales para cada línea de emisión y para las absorciones $H\gamma$ y $H\beta$, ahora dejando fijo el período obtenido. Las soluciones resultantes tienen excentricidades despreciables, por lo que decidimos ajustar órbitas circulares. Los elementos orbitales circulares de WR 98 están enumerados en la Tabla 4.15. Las variaciones en velocidad radial se ilustran en la Figura 4.31.

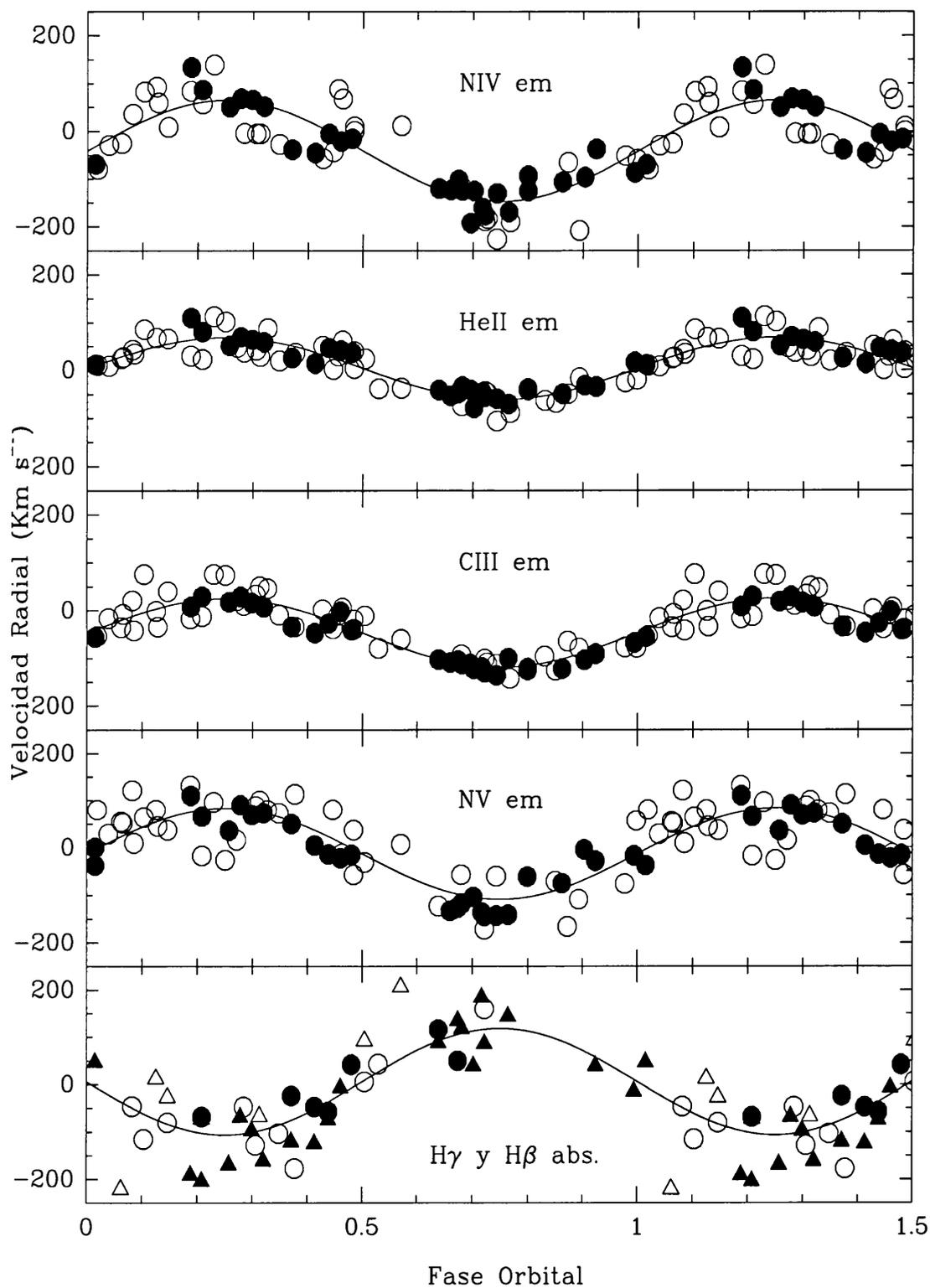


Figura 4.31: Variaciones de las velocidades radiales de las emisiones de NIV, HeII, CIII, y NV, y de las absorciones de H γ (círculos) and H β (triángulos), en función de la fase orbital 2,445,676.4+47.825E. Los círculos abiertos representan los datos fotográficos, y los llenos, los digitales. Las curvas representan las soluciones orbitales mostradas en la Tabla 4.15.

Tabla 4.15: Elementos orbitales circulares de WR 98

Parámetros	WN/C				OB
	N IV em	N V em	C III em	He II em	<H β + H γ >
P [d]	47.825 \pm 0.005				
V_0 [km s $^{-1}$]	-41 \pm 4	-15 \pm 3	-47 \pm 2	4 \pm 2	6 \pm 15
K [km s $^{-1}$]	106 \pm 6	109 \pm 5	72 \pm 3	65 \pm 3	112 \pm 16
T_{VRmax} [d] ^(*)	8.4 \pm 0.5	7.1 \pm 0.4	8.5 \pm 0.3	8.2 \pm 0.3	
$a \sin i$ [R $_{\odot}$]	100 \pm 5	103 \pm 5	68 \pm 3	61 \pm 3	106 \pm 15
$\mathcal{M}_{WN} \sin^3 i$ [M $_{\odot}$]	27 \pm 10	28 \pm 10	19 \pm 8	18 \pm 7	
$\mathcal{M}_{OB} \sin^3 i$ [M $_{\odot}$]	25 \pm 7	27 \pm 7	12 \pm 3	10 \pm 3	
q	1.06	1.03	1.56	1.72	
Comparación con los últimos resultados publicados (Niemela, 1991)					
P [d]	47.8				
V_0 [km s $^{-1}$]	-50	0	50	0	
K [km s $^{-1}$]	78	107	72	68	

*: Tiempo de máxima velocidad radial 2,445,680+

De la Tabla 4.15 notamos que las emisiones de N IV, N V, C III, y He II se mueven en fase. Sólo N V parece estar un poco desfasado respecto de las demás emisiones, pero los errores son aún muy altos y esto debe ser confirmado con más observaciones.

Como las variaciones de las velocidades radiales de tres de las emisiones medidas dan igual valor de T_{VRmax} (dentro de los errores), podemos promediarlas linealmente y adoptar como tiempo de conjunción del sistema:

$$T_0 = \langle T_{VRmax} \rangle - 0.25 \times P$$

es decir cuando la componente WR está delante del sistema. La nueva efemérides de WR 98 es entonces:

$$T_0 = 2,445,676.4 + 47.825E$$

Las semi-amplitudes de las órbitas resultantes de las líneas de Nitrógeno son mayores a las del He II y el C III. Esto podría estar indicando que ambas líneas se están formando en regiones del viento más cercanas al centro de masa del sistema binario. Los resultados obtenidos son similares a los publicados (Niemela, 1991), excepto que la semi-amplitud de la emisión de N IV es mayor en 28 km s $^{-1}$. La discrepancia seguramente es debida a errores de medición.

No todas las emisiones presentan velocidades sistémicas similares. Este fenómeno ocurre en la mayoría de los sistemas binarios WN+OB, e indica que las líneas se originan en regiones diferentes de la envoltura en expansión. La comparación de los elementos orbitales obtenidos con los datos publicados muestra diferencias sólo en la velocidad sistémica de la emisión de C III, pero es debida a que Niemela (1991) utiliza como λ_0 4647.42 Å y en este trabajo utilizamos el promedio entre C III 4647.42 y 4650.25 Å.

Medimos las líneas de absorción H γ y H β en todos los espectros donde era posible. Cuando graficamos las velocidades radiales en función de la nueva efemérides notamos que se mueven en anti-fase con las emisiones. Esto demuestra que pertenecen a la componente OB del sistema WR 98. La Fig. 4.32 ilustra el comportamiento de la línea de absorción H β superpuesta a la emisión He II 4859 Å durante cuatro fases orbitales diferentes, mostrando su movimiento en anti-fase. Los elementos circulares para las líneas de absorción están incluidos en la Tabla 4.15, e ilustrados en la Fig. 4.31.

Usando la semi-amplitud orbital de las líneas N IV, N V, He II, y C III se obtienen valores para el cociente de masas ($\mathcal{M}_{WR}/\mathcal{M}_O = q$) entre 1 y 1.8. Si existe un gradiente de temperatura en la envoltura de la estrella WR, se espera que N V represente mejor el movimiento

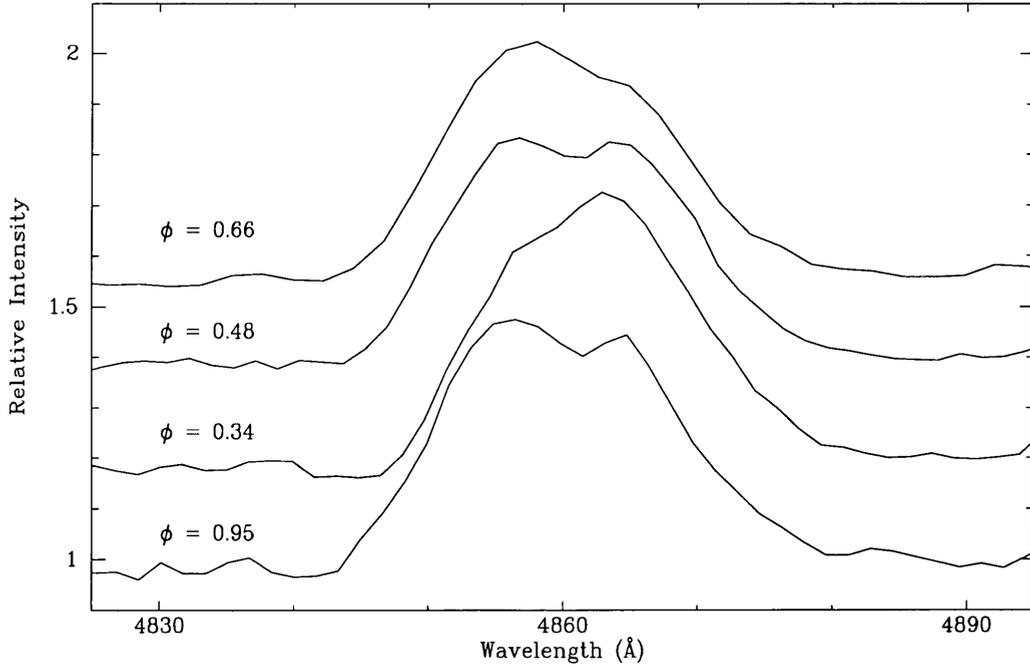


Figura 4.32: Espectro rectificado en la región de la emisión de HeII 4859Å con la absorción de H β de la componente OB de WR 98. Note el movimiento en anti-fase de ambas líneas. Los espectros fueron desplazados en intensidad para una mejor visualización.

orbital de la estrella, así se obtiene un $q \sim 1$. Los valores de las masas mínimas para ambas componentes y su cociente q están tabulados en la Tabla 4.15.

Calculamos los radios críticos de los lóbulos de Roche de cada una de las estrellas, usando la expresión dada por Paczynski (1971), los cuales resultaron en $r_{RL} \sin i = 79.5 R_{\odot}$ para ambas componentes. Cada componente parece estar bien dentro de su radio crítico.

También analizamos las velocidades radiales de las dos absorciones más intensas de los perfiles P-Cygni de las líneas HeI 3888Å, y 4471Å. En el caso de HeI 3888Å medimos el baricentro de la línea, ya que el perfil es muy asimétrico. Las dos líneas se mueven en fase con las emisiones como se ilustra en la Figura 4.33. Ajustando soluciones circulares, se obtienen velocidades sistémicas muy parecidas en las dos líneas: $v_0 \sim -1130 \pm 15 \text{ km s}^{-1}$. Las velocidades sistémicas pueden ser consideradas como velocidades terminales del viento de la estrella WN/C. Este resultado es similar al encontrado por Eenens & Williams (1994), quienes midiendo la línea de HeI en $1.083 \mu\text{m}$ obtuvieron 1200 km s^{-1} . Las semi-amplitudes parecen algo diferentes, 65 y 104 km s^{-1} para HeI $\lambda\lambda$ 3888, y 4471 Å respectivamente. La semi-amplitud del movimiento orbital de HeI 3888Å podría estar indicando la existencia de otra componente, originada en la envoltura común a las dos estrellas, la cual no es posible separar en nuestros espectros.

Los resultados obtenidos del análisis espectroscópico de WR 98, han sido publicados en *New Astronomy* (Gamen & Niemela, 2002).

4.7.4 Variaciones espectrales de WR 98 según la fase orbital

Para analizar el comportamiento del espectro de WR 98 según su fase orbital construimos el espectro dinámico (Figura 4.34). Buscamos líneas que no siguieran el movimiento orbital de ninguna de las dos componentes, pero no encontramos características de este tipo. Debemos notar aquí, que las líneas de absorción pertenecientes a la componente OB fueron detectadas en el espectro dinámico de WR 98.

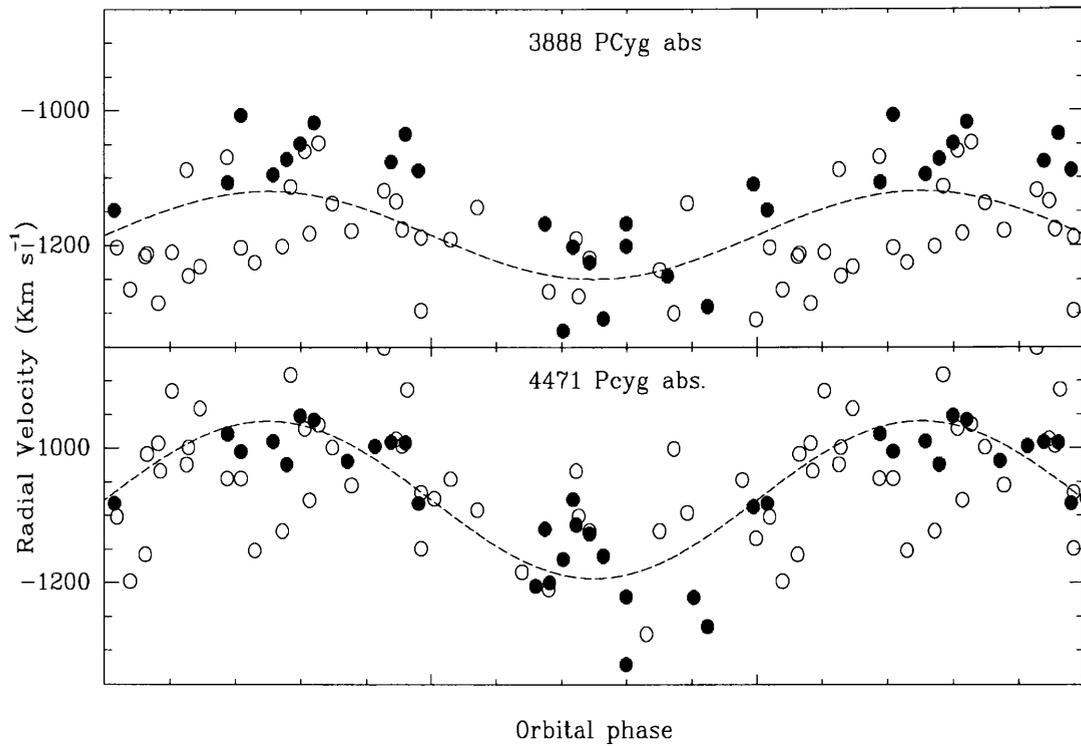


Figura 4.33: Variaciones de las velocidades radiales de las absorciones P-Cyg de dos líneas de HeII $\lambda\lambda$ 3888, y 4471 Å. Los símbolos tienen el mismo significado descrito en la figura 4.31.

Comparando espectros fotográficos y digitales, obtenidos en fases orbitales similares, no observamos cambios seculares notables en el tipo espectral. El espectro de WR 98 parece no haber sufrido cambios durante los últimos años.

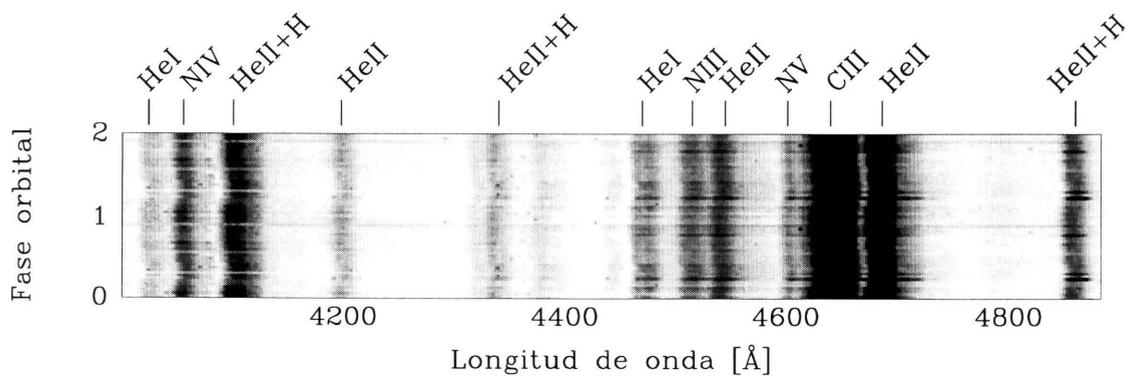


Figura 4.34: Espectro dinámico de WR 98.

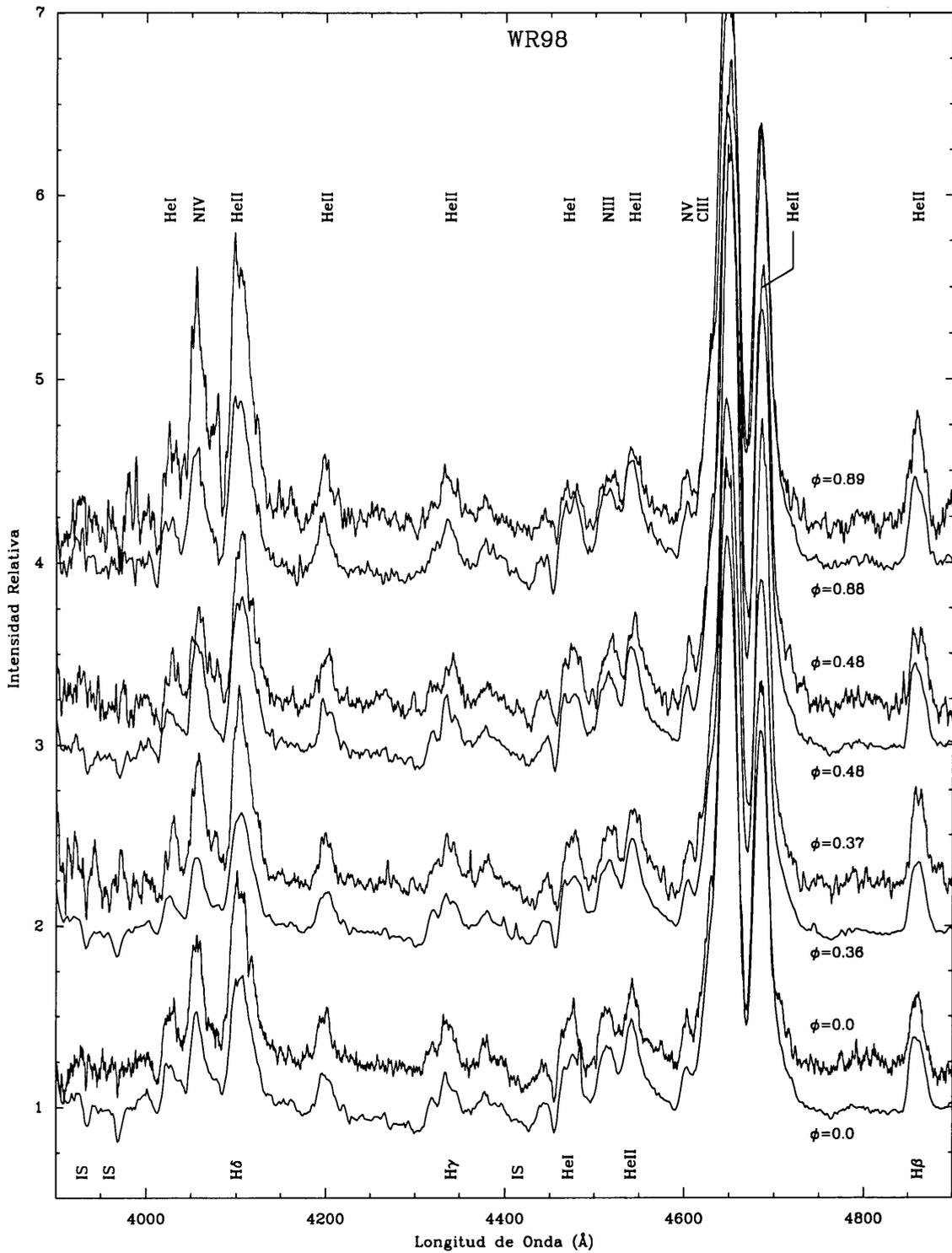


Figura 4.35: Espectros fotográficos y digitales de WR 98 durante cuatro fases orbitales (ϕ). Se identifican las líneas de emisión de la componente WN arriba, y las absorciones de la O, debajo del espectro. Los espectros están normalizados al continuo y desplazados de a pares (digitales abajo y fotográficos arriba) para una mejor visualización. Las intensidades de las emisiones en el rango espectral 4000-4100 Å en los espectros digitales están algo contaminadas por luz de Luna.

Capítulo 5

Discusión y Conclusiones

Con el propósito de estudiar si hay variaciones espectrales similares a las experimentadas por HD 5980 en sistemas binarios WN+OB galácticos, hemos realizado una campaña de seguimiento espectral desde el CASLEO. Observamos los sistemas WR 12, WR 21, WR 22, WR 31, WR 47, WR 97, y WR 98, de los cuales disponemos de espectros fotográficos obtenidos en CTIO entre los años 1971 y 1982. Analizamos los espectros, digitales y fotográficos digitalizados, de los 7 sistemas binarios, obtenidos durante los últimos 25 años. Para detectar variaciones en las intensidades de las diferentes líneas de emisión, comparamos líneas próximas entre sí, y en espectros obtenidos durante la misma fase orbital (Ver Sección 3.1).

Como resultado del análisis espectral, comprobamos que los espectros ópticos de los 7 sistemas binarios no presentan variaciones espectrales notables durante el período de tiempo abarcado por nuestras observaciones. Esto se ilustra en las figuras 4.4, 4.12, 4.21, 4.26, 4.29, y 4.35. De esto se desprende que el fenómeno eruptivo experimentado por HD 5980 (si se produce) tiene una frecuencia menor a 1 cada 30 años en sistemas binarios WN+OB galácticos. Esto es similar a la escala de tiempo de las erupciones de las LBVs, de decenas de años (Humphreys & Davidson, 1994).

Sin embargo, si bien no encontramos en los 7 sistemas binarios estudiados variaciones espectrales similares a gran escala a las experimentadas por HD 5980, detectamos que el EW y el FWHM de la línea de emisión de HeII 4686 Å en los sistemas binarios WR 21 y WR 47 varían con la fase orbital, i.e. presentan mínimos durante la fase de conjunción cuando la estrella WN está delante del sistema. Esto también ocurre en HD 5980 (Ver Sección 2.2).

Viendo los lapsos de tiempo (mayores de 10 años) en que se sucedieron las variaciones espectrales experimentadas por HD 5980, y que encontramos una cierta similitud en el comportamiento de líneas de emisión entre algunos sistemas y HD 5980, es posible que eventos de este tipo hayan ocurrido en el pasado, o sucedan en el futuro. La continuación de la observación espectroscópica sistemática de estos sistemas binarios, y de otros sistemas WN+OB recientemente descubiertos, e. g. WR 29 (Niemela & Gamen, 2000), resulta de suma importancia.

El seguimiento espectral nos ha servido como herramienta para abordar otros interrogantes concernientes a las estrellas WR en particular, y a la evolución de estrellas binarias de gran masa en general. En este contexto podemos mencionar lo siguiente:

Hasta ahora, los modelos de estrellas con espectro WR han supuesto que la región de formación de las líneas de emisión tiene simetría esférica. Sin embargo, desde los comienzos de las observaciones de estrellas WR en sistemas binarios (CQ Cep = WR 155, Hiltner, 1944), se han detectado distintos tipos de comportamientos de las emisiones. Las órbitas determinadas por las distintas líneas de emisión muestran desfases orbitales, diferencias en la amplitud y la velocidad sistémica de las variaciones de las velocidades radiales, etc. Esto repercute en varios aspectos de las determinaciones de parámetros en sistemas binarios

de gran masa, como por ejemplo las tasas de pérdida de masa, modos de interacción de los vientos estelares, etc, y fundamentalmente en la determinación de masas empíricas.

Algunas explicaciones posibles a estos comportamientos son que las líneas de emisión presentes en los espectros WR se forman en distintas regiones de la atmósfera, la cual a su vez está en fuerte expansión (Kuhi, 1973, basado en el comportamiento de la línea de CIII $\lambda 5696$, argumenta que la temperatura en la envoltura de una estrella WR debe disminuir hacia afuera), perturbaciones en la atmósfera de la estrella WR por la estrella secundaria (Hiltner, 1944), incertezas en la elección de la longitud de onda en reposo cuando la línea es una combinación de varias líneas espectrales, perfiles P-Cygni, etc.

Para distinguir los distintos tipos de comportamientos de las emisiones de los errores observacionales, necesitábamos efemérides más precisas que las disponibles para los 7 sistemas binarios. El seguimiento espectral realizado nos ha proporcionado los datos de velocidad radial suficientes para mejorar las efemérides de los 7 sistemas binarios.

Analizamos el comportamiento de las velocidades sistémicas calculadas para cada línea espectral de los 7 sistemas binarios, en función del potencial de excitación del nivel superior de la transición que origina la línea respectiva (Figura 5.1 izquierda). Notamos que en los sistemas binarios cuya componente OB parece no contribuir significativamente al espectro de la binaria, i. e. WR 12, WR 98, y en menor medida, WR 47, las velocidades sistémicas y los potenciales siguen una relación lineal que implicaría una estratificación de temperaturas. Es decir, a menor potencial la línea se forma en una región más externa y por lo tanto, con velocidad sistémica menor (porque por la expansión de la atmósfera las regiones externas se *acercan* más rápido a nosotros). En los otros sistemas binarios, en los que la contribución de la componente del tipo O en el espectro es mayor, el modelo de estratificación implicaría un aumento de temperatura hacia afuera, por lo que otros efectos deben estar modificando fuertemente a las regiones de formación de las líneas, alterando su simetría esférica. No hay modelos, en la bibliografía consultada, que puedan explicar estos comportamientos.

Las semi-amplitudes de las variaciones de velocidad radial de las diferentes líneas de los sistemas binarios, son diferentes entre sí. Excepto en WR 21, todas las estrellas admiten una relación lineal con el potencial de excitación del nivel superior de la línea, lo que podría interpretarse en términos de la distancia de la región de formación al centro de masa del sistema.

Detectamos un desfase orbital de la emisión de HeII 4686 Å respecto de las otras líneas de emisión en 4 sistemas binarios: WR 21, WR 31, WR 47, WR 97 (en los últimos dos casos, muy pequeño). En las Figuras 4.6, 4.17, 4.23, y 4.27 se ilustra este comportamiento. Este desfase no puede ser explicado con los modelos convencionales de estrellas WR, y estaría indicando una asimetría en la región de formación de esta línea. Este comportamiento también se observa en otros sistemas WR+OB como WR 155 (Hiltner, 1944), WR 48 (Moffat & Seggewiss, 1977), WR 148 (Moffat & Seggewiss, 1978), y WR 11 (Schmutz et al., 1997).

La considerablemente mejor señal a ruido ($S/N \geq 100$) de los espectros digitales ha proporcionado 2 descubrimientos de importancia:

- a) nos permitió detectar por primera vez las líneas de absorción de la compañera OB de WR 98. Determinamos la órbita de la estrella OB usando las líneas de absorción $H\gamma$ y $H\beta$. El análisis de las órbitas espectroscópicas de ambas componentes indica masas similares, $m \sin(i) \sim 28M_{\odot}$, aunque la órbita de la componente OB debe ser determinada con espectros de mejor resolución. WR 98 se convirtió en la única binaria de dos espectros con una de las componentes en un estado evolutivo intermedio entre las fases WN y WC.
- b) Descubrimos líneas en absorción en los espectros digitales de WR 22 en el rango de longitudes de onda 5200-5250 Å. Identificamos estas líneas como NIV 5200.41, 5204.29,

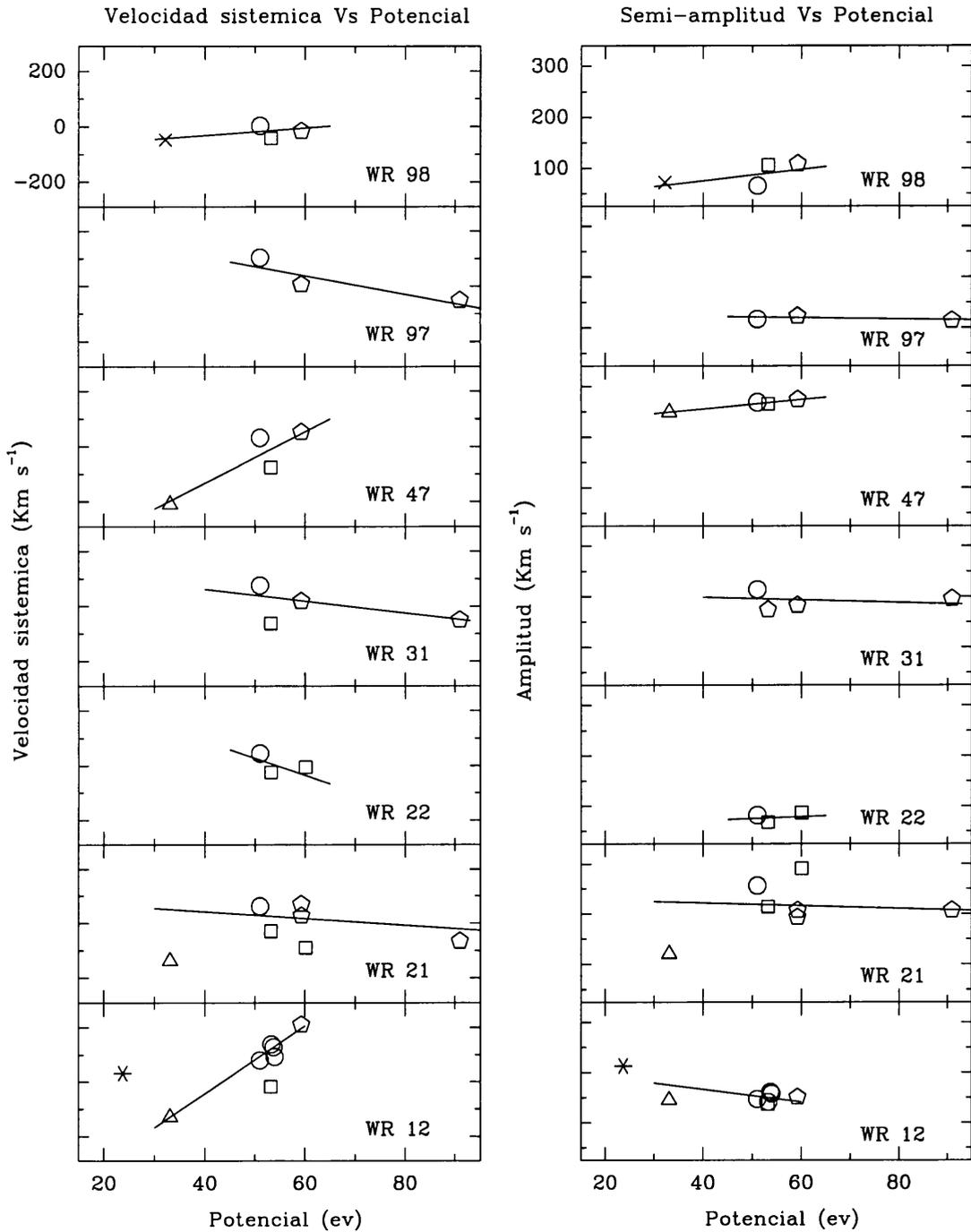


Figura 5.1: Velocidad sistémica (izquierda) y semi-amplitud de la variación de velocidades radiales (derecha) de cada línea de emisión en función del potencial de excitación del nivel superior de la transición correspondiente. Las rectas representan un ajuste por cuadrados mínimos. Los círculos representan las emisiones de He II, los triángulos N III, los cuadrados N IV, los pentágonos N V, las cruces He I, y los asteriscos, C III. En WR 12 las líneas de He I y N IV presentan un perfil P-Cygni.

5205.15, 5226.69, y 5245.61 $\lambda\lambda$ Å (Striganov & Sventitskii, 1968). Estudiamos el comportamiento orbital de estas líneas y comprobamos que siguen el movimiento de

Tabla 5.1: Masas mínimas y empíricas de estrellas WR

Estrella	$M_{WR} \sin^3(i)$ [M_{\odot}]	$M_{OB} \sin^3(i)$ [M_{\odot}]	TE^a	M_{TE}^b [M_{\odot}]	i^c [$^{\circ}$]	M_{WR} [M_{\odot}]
WR 21	12	21	WN5+O5.5-6V	37–60	56–45	21–34
WR 22	56	26	WN7h+O9III-V	20	90 ^d	56
WR 31	3.4	8	WN4+O8V	23	45	10
WR 47	35	42	WN6+O5V	60	62	50
WR 97	2.5	5.3	WN5+O6V	37	31	17
WR 98	27	25	WN8/WC7+O8-9	23–19	90 ^d	27

a: Tipo espectral publicado por van der Hucht (2001)

b: Masa según tipo espectral (Schmidt-Kaler, 1982)

c: Inclínación estimada según la masa de la componente OB

d: Inclínación adoptada.

las emisiones (ver Figura 4.14). Es decir, se originan en la componente WN. Las velocidades sistémicas de las órbitas de estas líneas indican que se originan cerca del núcleo estelar (es decir que no están desplazadas hacia el azul como otras líneas que son asociadas al viento). Esto nos indujo a extender el estudio del comportamiento de estas líneas en otras estrellas del tipo WR y O tempranas. Medimos el EW de la superposición de las líneas de NIV en $\sim 5203\text{\AA}$, las que no se separan entre sí en nuestros espectros, en 16 estrellas O tempranas y 61 estrellas WR del tipo WN. Los resultados están graficados en la figura A.1. En general, encontramos que NIV 5203 \AA es observada en absorción en estrellas del tipo O tempranas y WN con hidrógeno (WNh). En estrellas con hidrógeno marginal, WN(h), y en algunas sin contenido de hidrógeno se observa con perfiles P-Cygni o en emisión (Ver detalles en el Anexo A).

Es importante notar, que en el futuro, las órbitas de estrellas WNh determinadas a partir de estas líneas darán una estimación más realista de las masas mínimas de las componentes de un sistema binario.

Hemos estimado las masas de las estrellas WR observadas (excepto WR 12 donde no identificamos líneas de absorción de la componente OB) a partir del tipo espectral de la estrella OB y su masa teórica (ver Tabla 5.1). Las masas mínimas de WR 98 han sido calculadas por primera vez. En WR 22 hemos utilizado la semi-amplitud de la línea de

Tabla 5.2: Parámetros orbitales de los sistemas binarios WN+OB

Estrella	Período [días]	e	q m_{WR}/m_{OB}	$a \sin(i)^{\dagger}$ [R_{\odot}]	$R_{LR}^{WR} \sin(i)^{\ddagger}$ [R_{\odot}]	$R_{LR}^{OB} \sin(i)^{\ddagger}$ [R_{\odot}]
WR 12	23.923	0				
WR 21	8.25442	0	0.57	55	18	40
WR 22	80.336	0.6	2.15	347	155	109
WR 31	4.83063	0	0.50	26	8	11.5
WR 47	6.23932	0	0.84	60	22	24
WR 97	12.5863	0.1	0.49	44	14	19.5
WR 98	47.825	0	1.03	209	80	79

\dagger : $a \sin(i) = a_{WR} \sin(i) + a_{OB} \sin(i)$

\ddagger : Radio crítico del lóbulo de Roche, de la componente WR y OB.

absorción NIV 5203 Å y la semi-amplitud de las absorciones de la estrella O publicada por Schweickhardt et al. (1999).

Las inclinaciones estimadas parecen consistentes con el hecho que sólo WR 21, WR 22, y WR 47 presentan mínimos de luz detectables (Lamontagne et al., 1996; Rauw et al., 1996). En el caso de WR 98, la masa mínima calculada para la estrella OB es mayor que la masa esperada según su tipo espectral, por lo que las masas mínimas podrían estar sobre-estimadas o el tipo espectral de la secundaria debería ser más temprano.

Encontramos que las masas de las estrellas WR varían entre 10 y 56 M_{\odot} , el rango parece ser mayor que el de las estrellas O. Aunque sabemos que las masas calculadas de esta forma tienen grandes incertezas, las masas mínimas también son inciertas principalmente debido a la suposición de que las variaciones de la velocidad radial de una línea de emisión pueden representar la órbita de la estrella. Sobre este último punto, las órbitas calculadas con las líneas de absorción de NIV mejorarán notablemente la estimación de masas en, al menos, los sistemas WNh+OB. Conocer las masas con mayor precisión es una de las claves para entender el lugar de las estrellas WR en la evolución estelar.

Hemos confirmado que los sistemas binarios de corto período ($P < 10 d.$), i. e. WR 21, WR 31, y WR 47, tienen excentricidad nula tanto en las órbitas calculadas con las líneas de absorción como con las emisiones. Determinamos una excentricidad $e \sim 0.1$ en el sistema binario WR 97 de $P \sim 12.5 d.$, y confirmamos la excentricidad $e \sim 0.6$ de WR 22 publicada anteriormente. En el sistema WN/C+OB WR 98 no detectamos una excentricidad significativa a pesar de tener casi 50 días de período. Pero si tenemos en cuenta que sus masas mínimas son elevadas, y que su espectro supone un estado evolutivo avanzado, es decir, procede de un progenitor de muy alta masa ($M \sim 80 M_{\odot}$, Massey et al., 2001), es de esperar que la órbita haya sido circularizada. Los períodos y las excentricidades se muestran en la Tabla 5.2, junto a la relación de masas y la separación orbital mínima.

Calculamos los radios críticos de los lóbulos de Roche según las ecuaciones dadas por Paczynski (1971) en 6 de los sistemas binarios. En todos los casos las estrellas parecen estar bien dentro de sus radios críticos (Ver Tabla 5.2).

Otros resultados particulares obtenidos en el seguimiento espectral:

- Identificamos una componente adicional de la emisión de HeII 4686 Å en el espectro de WR 31. Esta componente se puede observar sólo en los espectros obtenidos durante conjunciones. En las demás fases el perfil es casi gaussiano. Medimos el EW y el FWHM de esta línea y notamos que no varía con la fase, por lo que la región de formación de esta componente adicional no es eclipsada nunca. Se estaría generando en la zona de choque de vientos.
- En los espectros de las binarias WR 21 y WR 31 se identificó una línea en absorción, en ~ 4450 Å, cuyos parámetros orbitales son diferentes a los de la componente WN y a la estrella O. En verdad, su órbita puede ser explicada si esta línea fuera originada en el material acumulado en el cono de choque de vientos de las dos estrellas. Además esta línea manifiesta un abrupto cambio de intensidad en determinadas fases orbitales (Ver con más detalle en secciones 4.2 y 4.4).

Durante los turnos de observación obtenidos para este proyecto, obtuvimos más de 1500 espectros de otras estrellas tipo WR. Durante el turno de telescopio de marzo-abril de 1997, una rápida inspección de dos espectros de WR 29 obtenidos en dos noches consecutivas reveló una gran variación en las velocidades radiales de las líneas de emisión. Continuamos con la observación intensiva de WR 29 que resultó en un total de 54 espectros entre los años 1997 y 2000. Con todos los espectros realizamos un análisis detallado de este nuevo sistema binario y estimamos los elementos orbitales de ambas componentes.

Apéndice A

Análisis del comportamiento de la línea en absorción NIV 5203 Å en estrellas con espectro WN y O tempranas.

La detección de las líneas en absorción de NIV en el rango de longitudes de onda 5200-5250 Å en el espectro de los sistemas binarios WN+O WR 22 y WR 29, nos motivó a estudiar su comportamiento en los espectros de las otras estrellas WN de la región de Carina, WR 24 (WN6ha), y WR 25 (WN6ha). Detectamos las líneas de NIV 5200-5205 Å en los tres objetos. Estas líneas, excepto en Niemela & Gamen (2000), no han sido reportadas nunca antes en estrellas WN, pero sí en estrellas del tipo O. En particular en dos estrellas O4f: HD 14947 (Underhill & Gilroy, 1990) y ζ Puppis (Baschek & Scholz, 1971). Esto nos indujo a extender el estudio del comportamiento de estas líneas a otras estrellas del tipo WR y O tempranas.

A este fin analizamos espectros de 17 estrellas O tempranas y 60 estrellas WR del tipo

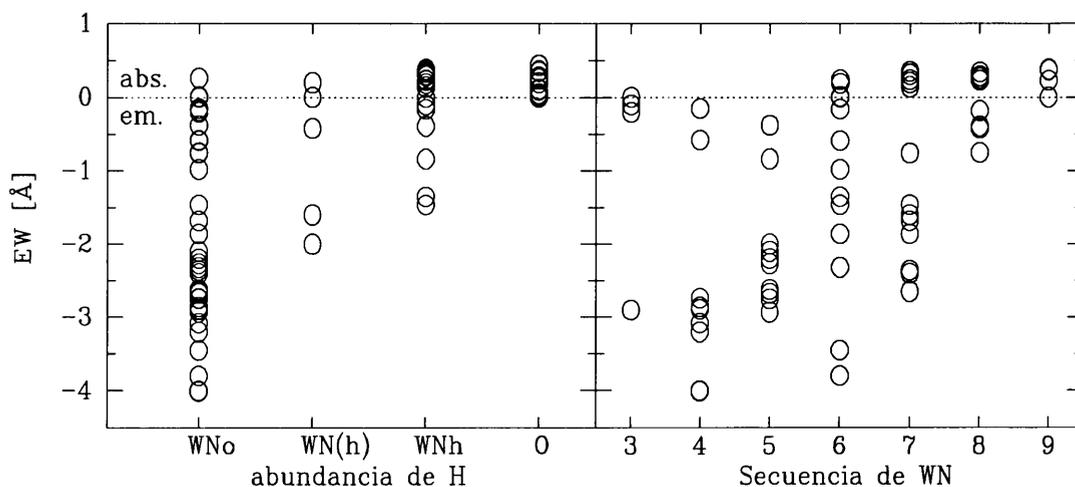


Figura A.1: Anchos equivalentes (EW) de NIV 5203 Å medidos en estrellas tempranas. Las estrellas con espectro WN están ordenadas según su abundancia de H (izquierda) y según su estado de ionización (derecha).

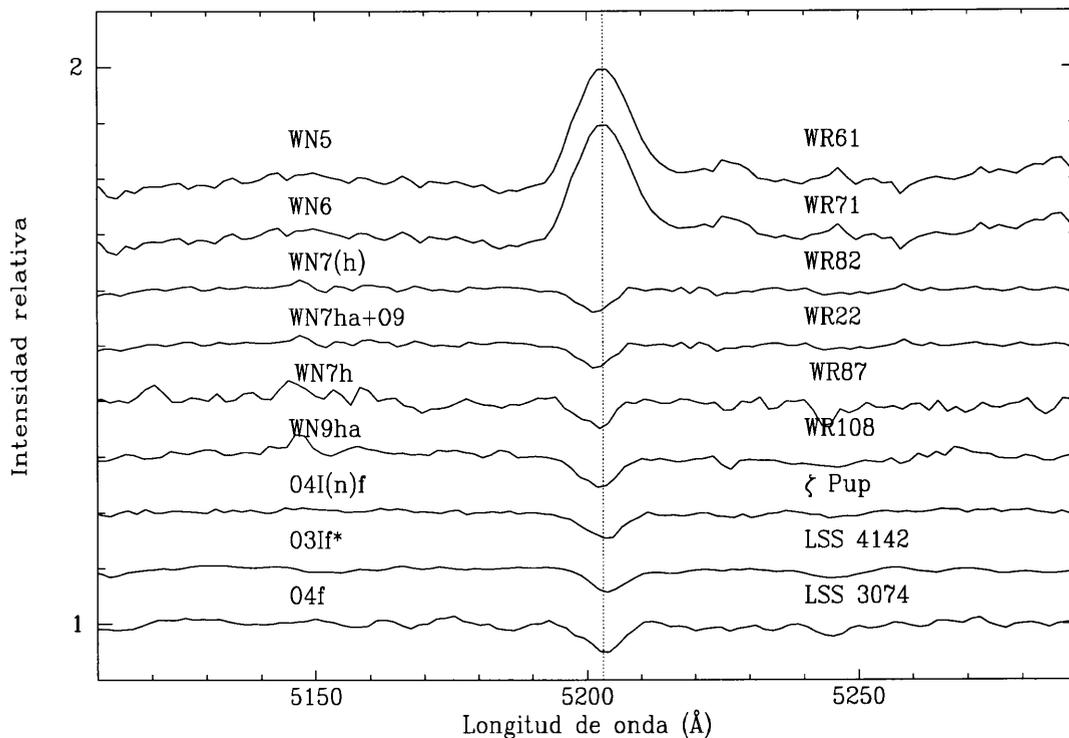


Figura A.2: Espectros de estrellas Of y WN en ~ 5200 Å. Los espectros han sido rectificadas al continuo y desplazados en intensidad para una mejor visualización. Se indican los tipos espectrales y a qué estrella pertenecen.

WN. Todos los espectros fueron observados con la misma configuración instrumental (Ver sección 3.1). Medimos los anchos equivalentes de la línea NIV 5203 Å (ver en sección 4.3 como definimos el λ_0) en todos los espectros disponibles. En algunas estrellas, cuando disponíamos de más de un espectro, utilizamos el promedio lineal de las medidas.

Los resultados están graficados en la figura A.1, donde se muestra el comportamiento de los EW de NIV 5203 Å medidos en función de la abundancia de hidrógeno en estrellas WN y estrellas O (izquierda) y del estado de ionización en estrellas WN (derecha).

En general, encontramos que NIV 5203 Å es observada en absorción en estrellas del tipo O tempranas (hasta O5) y WN con hidrógeno (WNh). En estrellas con hidrógeno marginal, WN(h), y en algunas sin contenido de hidrógeno se observa con perfiles P-Cygni o en emisión.

En una muestra de estrellas O y WN, se observa una suave progresión en el ancho equivalente (EW) de esta línea desde absorción pura en estrellas O a emisión en estrellas WNo. Esto se muestra en la figura A.2, donde se eligieron algunos espectros representativos de cada tipo espectral donde es visible esta línea. En la figuras A.3 y A.4 se muestran espectros ópticos (en un rango espectral más amplio que el de la figura A.2) de algunas estrellas más, donde se muestra que esta línea no es visible en estrellas O tardías, y la similitud entre espectros Of y WN9ha.

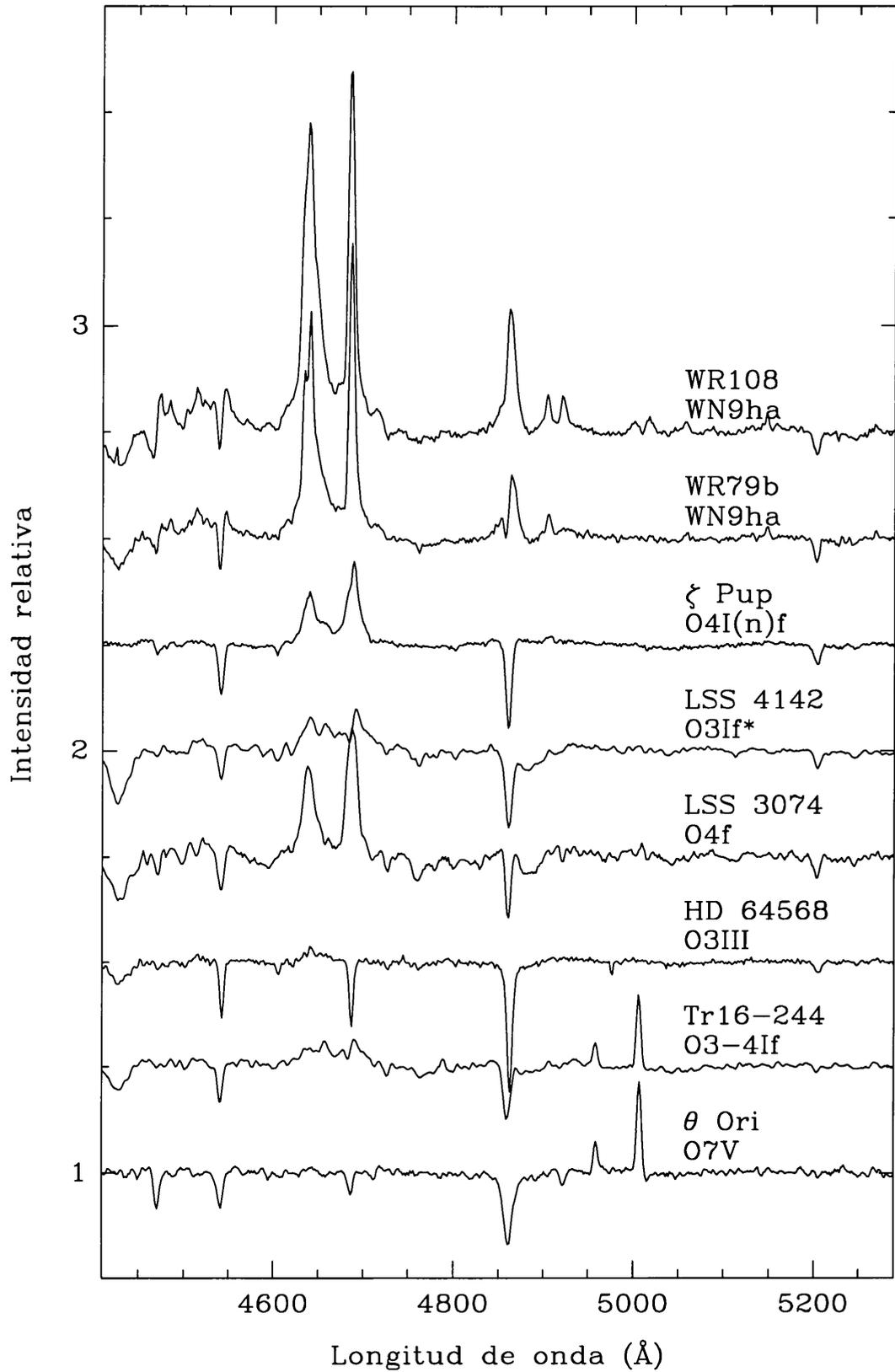


Figura A.3: Espectros de varias estrellas O comparados con WN9ha en los que la absorción de NIV 5203 Å es detectada. Los espectros han sido rectificadas y desplazados en intensidad para una mejor visualización. Se indican los tipos espectrales y a qué estrella pertenecen.

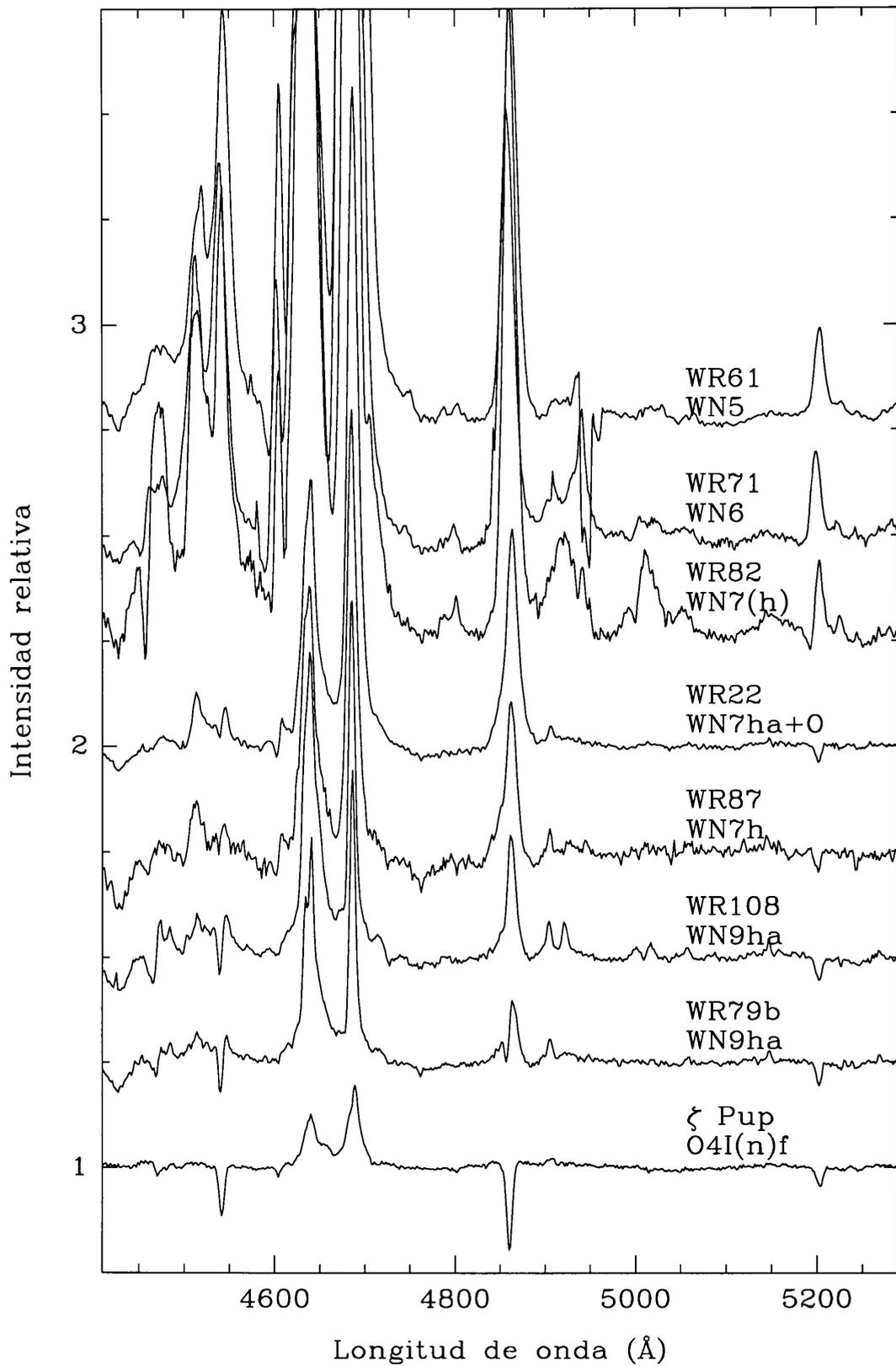


Figura A.4: Espectros de varias estrellas WN comparados con una O4f. Los espectros han sido rectificadoss y desplazados en intensidad para una mejor visualización. Se indican los tipos espectrales y a qué estrella pertenecen.

Apéndice B

WR 29

Durante el turno de observación de marzo-abril de 1997, una rápida inspección de dos espectros de WR 29 obtenidos en dos noches consecutivas reveló una gran variación en las velocidades radiales de las líneas de emisión. Continuamos con la observación intensiva de WR 29 que resultó en 13 espectros al final del turno con los que hicimos una determinación preliminar de los elementos de la órbita de la componente WN (Niemela & Gamen, 1999).

Seguimos observando WR 29, y entre los años 1997 y 2000 y obtuvimos un total de 54 espectros ópticos. Con todos los espectros realizamos un análisis detallado de este nuevo sistema binario y estimamos los elementos orbitales de ambas componentes. Las semi-amplitudes de los movimientos orbitales de las estrellas indican masas mínimas muy altas $M_{WR} \sim 36M_{\odot}$ y $M_{OB} \sim 26$, es decir, una relación de masas (M_{WR}/M_{OB}) $q \sim 1.4$.

Este trabajo fue publicado en *Astronomy & Astrophysics* (Niemela & Gamen, 2000) y una copia se adjunta a continuación.

The massive Wolf-Rayet binary LSS 1964 (= WR 29)

V.S. Niemela* and R.C. Gamen**

Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, U.N. La Plata, Paseo del bosque s/n, 1900 La Plata, Argentina

Received 4 July 2000 / Accepted 14 September 2000

Abstract. We present a radial velocity study of LSS 1964 (= WR 29) based on digital spectral images obtained with the 2.15-m telescope at CASLEO, San Juan, Argentina, between 1997 and 2000. We find this star to be a double-lined WN + O binary with a period of 3.16415 days. The WN component appears to be more massive than the O type component. NIV absorption at $\sim \lambda 5203 \text{ \AA}$ is found to belong to the WN7 star.

Key words: stars: binaries: spectroscopic – stars: individual: WR 29 – stars: Wolf-Rayet

1. Introduction

LSS 1964 (Stephenson & Sanduleak, 1971) is one of the nine faint Wolf – Rayet (WR) stars discovered by MacConnell & Sanduleak (1970) (their star # 3) in the Carina region. This star was then included as star #29 in the Sixth Catalogue of Galactic Wolf-Rayet Stars (van der Hucht et al., 1981). WR 29 ($\alpha_{2000} 10h50m46^s.3$; $\delta_{2000} - 60^\circ 28' 41'' 6$; $v=12.65$; $b-v=0.64$) was classified as WN7h+abs by Smith et al. (1996) (hereafter SSM96), which means that also absorption lines of unknown origin are seen in the otherwise emission line spectrum of WN type. These absorption lines could be either intrinsic to the WN star, i.e. blueshifted P Cyg absorptions, or come from an OB companion, or both. SSM96 also found WR 29 to display a diluted HeII $\lambda 5411$ emission. They attributed this dilution effect (compared to the expected line strength) to the continuum light of a putative OB companion.

Because no further information about the binary status of WR 29 was found in the literature, we included this star in our spectroscopic observing list of candidate WR binary systems. In 1997, March, we obtained several spectra of WR 29 during consecutive nights finding it to be a short period binary (Niemela & Gamen, 1999).

In this paper we present the first orbital analysis of both components of WR 29 based on 54 digital spectra. Preliminary results based on part of this material have been shown by Niemela & Gamen (1999) and Niemela et al. (1999).

Send offprint requests to: rgamen@fcaglp.fcaglp.unlp.edu.ar

* Member of Carrera del Investigador, CIC, Provincia de Buenos Aires, Argentina

** Fellow of CONICET, Argentina

2. Observations

We have obtained blue spectral images of WR 29 with the Cassegrain Boller & Chivens (B&C) and REOSC spectrographs attached to the 2.15-m telescope at Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO)¹ in San Juan, Argentina. A total of 54 spectra were obtained between 1997 and 2000, 28 of these were secured with the B&C spectrograph, in 1997, March, and 1998, February and May. A PM 512×512 pixels CCD, with pixel size of $20 \mu\text{m}$, was used as detector. The reciprocal dispersion was $\sim 2.3 \text{ \AA pixel}^{-1}$, and the wavelength region observed was about $\lambda\lambda 3900\text{--}4900 \text{ \AA}$.

Twenty six spectra were obtained with the REOSC spectrograph, in 1999, January, May and December, and 2000, January and April. For the REOSC spectra a TEK 1024×1024 pixels CCD, with pixel size of $24 \mu\text{m}$, was used as detector, the reciprocal dispersion was $\sim 1.8 \text{ \AA pixel}^{-1}$, and the observed wavelength region was $\lambda\lambda 3850\text{--}5450 \text{ \AA}$.

We used a slit width of 2 arcsecs for all our spectra. Typical exposure times for the stellar images were between 30 and 40 minutes, resulting in spectra of signal-to-noise ratio $S/N \sim 50\text{--}100$.

He-Ar (or Cu-Ar with REOSC spectrograph) comparison arc images were observed at the same telescope position as the stellar images immediately after or before the stellar exposures. Also bias and flat-field frames were obtained each night, as well as flux and radial velocity standard stars.

All spectra were processed with IRAF routines at La Plata Observatory. Radial velocities were determined fitting Gaussian profiles to the spectral lines.

Radial velocities of CaII K $\lambda 3933 \text{ \AA}$ interstellar absorption line were also measured in the spectra of WR 29. For this line we find a mean velocity of $32 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$.

3. Results and their discussion

3.1. The spectrum of WR 29

Interstellar lines are prominent in the spectrum of this reddened WN star, nebular lines of H β and [OIII] $\lambda 5006$ and 4964 \AA from the foreground Carina giant H II region are also faintly seen in the spectrum.

¹ Operated under agreement between CONICET, SeCyT, and the Universities of La Plata, Córdoba and San Juan, Argentina

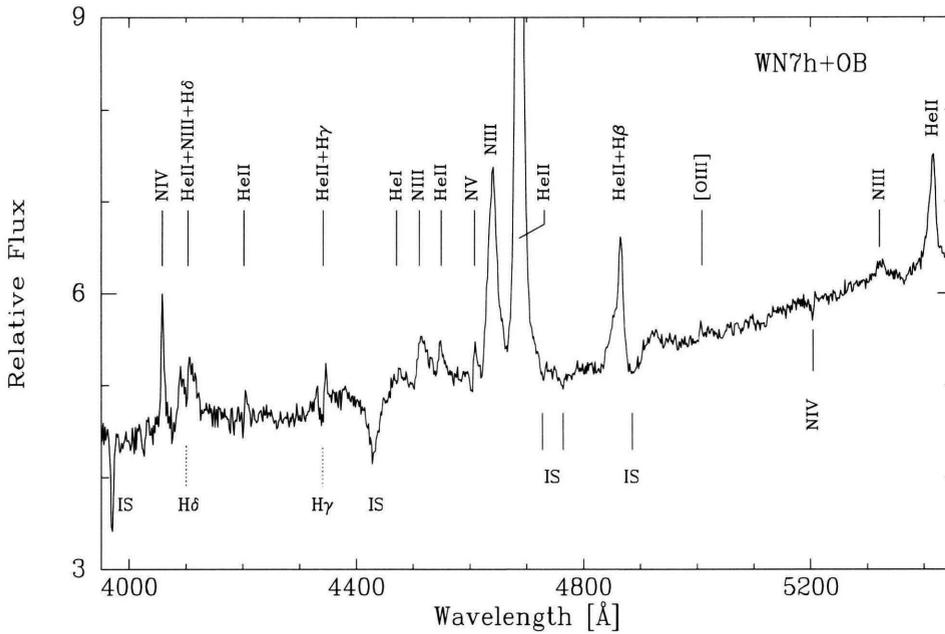


Fig. 1. Flux calibrated (in units of $10E-14 \text{ erg cm}^{-2} \text{ sec}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$) spectrum of WR 29 obtained at CASLEO in 2000, January.

3.1.1. The WN7 component

Our spectra of WR 29 show emission lines of N III, N IV and N V, as well as He II corresponding to a WN7 type spectrum. Faint He I emission is also present. P Cyg type profiles are observed in most lines of He and N v, but they are not apparent in the N III $\lambda 4634-40$, nor in N IV $\lambda 4058$ emission lines.

In Fig. 1, we show a flux calibrated spectrum of WR 29, where we notice that the overlapping H+He II Balmer and Pickering series emission lines exceed pure He II Pickering emissions only marginally. The spectrum shown in Fig. 1 confirms the classification of the WN type of WR 29 as WN7h. We also note that the determination of H/He ratio in a composite WR+OB spectrum as is WR 29 (see below) is uncertain due to the superimposed absorptions from the companion.

We identify a faint absorption line observed in the spectrum of WR 29 at $\sim \lambda 5203 \text{ \AA}$ as due to N IV. This line is observed as a faint emission in the spectra of several WN stars in the atlas of WN type spectra (Hamann et al., 1995). However, in the spectra of the Carina OB1 association WN stars, namely WR 22, WR 24 and WR 25 of spectral types WN7ha+O9, WN6ha and WN6ha, respectively (cf. SSM96), the line appears in absorption. This N IV line has also been observed as an absorption in the spectra of two O4f stars, namely HD 14947 (Underhill & Gilroy, 1990) and ζ Puppis (Baschek & Scholz, 1971). As shown below, the N IV absorption in the spectrum of WR 29 follows the same orbital motion as the emission lines, thus it originates in the atmosphere of the WN7 star. We do not observe in our spectra any emission component at $\sim \lambda 5203 \text{ \AA}$. We have used as rest wavelength of the N IV absorption in our spectra $\lambda = 5203.2 \text{ \AA}$ corresponding to the weighted mean wavelength of the N IV lines observed in laboratory (Striganov & Sventitskii, 1968).

3.1.2. The OB component

Upper Balmer absorption lines could be identified in some spectra, but due to the high reddening of WR 29 they appear noisy, and their origin as coming from the OB component is confused by blending with P Cyg absorptions of the WN emissions. Spectral lines of the OB component are best observed as rather wide H δ and H γ absorptions superimposed to the WN emissions. Absorption lines of He, other than the blueshifted P Cyg components in the spectrum of the WN7 star, are faintly detected in our spectra for He II at $\lambda\lambda 4200, 4541$ and 5411 \AA , and marginally for He I at $\lambda 4471 \text{ \AA}$. Thus the OB component certainly seems to be an O type star. Our spectra are not suitable for a more accurate classification of the OB component.

On the other hand, if the absolute visual magnitude of the WN7 component in the WR 29 binary system is similar to the WN7 stars in the η Car region, which have $M_v \sim -6.6$ (cf. van der Hucht et al. (1988)), the mere detection of the OB companion in the spectrum implies that it must have a luminosity of an O type star. Moreover, most WR binaries have companions of spectral type O, and WR 29 appears as another WN+O type system.

3.2. The radial velocity orbit

Radial velocities were determined for all observed lines in our spectra of WR 29 fitting Gaussian profiles. Absorption lines and N IV emission appear fairly gaussian in shape. We note that the He II $\lambda 4686 \text{ \AA}$ emission sometimes appears with a shallow red wing, detected in the spectra with highest S/N. However, fittings of He II emission with different functions give same results (within errors).

In Table 1 we list the heliocentric radial velocities of the least blended and best defined lines in the WN spectrum, namely N IV $\lambda 4058 \text{ \AA}$ and He II $\lambda 4686 \text{ \AA}$ emission lines, and the

N V λ 4604 Å P Cyg absorption line. The radial velocities of the N IV λ 5203 Å absorption, when this line was observed, are also included in this table, although these values have rather large errors ($\sim 50 \text{ km s}^{-1}$) because the line appears faint and noisy in our spectra. In the last column of Table 1 we give also the mean of the radial velocities of H γ and H δ absorptions of the O type component observed in several spectra during the maximum separation of the spectral lines. The velocities are tabulated according the heliocentric julian dates (HJD) of observations.

As is evident from Table 1, the radial velocities of the emission lines in the spectrum of WR 29 show large variations from one night to the other, while radial velocities obtained during the same night do not show very large differences, implying a binary period of a few days. Two period search algorithms (Marraco & Muzzio, 1980; Cincotta et al., 1995) were applied independently to the radial velocities of each line separately. The results of both algorithms were coincident. We find periods of $P=3.16414 \pm 0.00005$ days for N IV λ 4058 Å, $P=3.16416 \pm 0.00004$ for He II λ 4686 Å, and $P=3.1642 \pm 0.0005$ days for N V λ 4604 Å. As all these periods coincide within the errors, and no alias periods with similar probabilities were found, we have adopted as the most probable value of the orbital period of WR 29 $P=3.16415 \pm 0.00005$ days. In this period, the orbit of WR 29 appears essentially circular, as expected in a massive short period binary system. Therefore we have determined orbital parameters fitting a circular orbit to the radial velocity data of Table 1. All data were considered of equal weight.

Orbital elements found for different spectral lines are listed in Table 2 with their corresponding standard errors. The radial velocity orbits for different lines are illustrated in Fig. 2 It is evident, from this figure and Table 2, that the radial velocity variations of the emission lines and the P Cyg absorption of N V λ 4604 Å as well as the N IV λ 5203 Å absorption show an alike orbital motion, corresponding to the WN component of the binary. The amplitude of the orbital motion of the N IV absorption appears somewhat larger than the other lines of the WN spectrum.

The amplitudes of the orbital motion of the emission of N IV λ 4058 Å and that of the P Cyg absorption of N V λ 4604 Å are similar within the errors. However, the emission of He II λ 4686 Å shows an orbital motion of reduced amplitude. This could be explained if this emission line is preferentially formed nearer the center of mass of the system, i.e. in the hemisphere of the WN component facing the O type component.

The mean of the radial velocities of the H δ and H γ absorptions observed on top of the respective emissions during quadrature phases exhibit an orbital motion which is antiphased with respect to the orbital motion of the spectral lines of the WN7 star, indicating that these absorptions belong to the O type component of the binary. We also notice, that the amplitude of the radial velocity variations of the O star absorptions appears to be considerably larger than that of the lines corresponding to the WN7 component, implying that the WN7 component is more massive than the O type component of the system. This is also the case for the WN7+O9 binary system WR 22 (=HD 92740) (e.g.

Table 1. Observed heliocentric radial velocities (in km s^{-1}) of WR 29

HJD	Phase ¹	N IV em. λ_0 4057.76	N IV abs. λ_0 5203.21	N V abs. λ_0 4603.73	He II em. λ_0 4685.68	H abs. ²
2 450 000+						
537.63	0.21	227		103	252	-258
538.63	0.53	4		-181	63	
539.71	0.87	-145		-228	-92	
540.53	0.13	160			162	
540.63	0.16	234		-49	202	-400
540.75	0.19	275			238	-328
541.51	0.44	106			114	
541.59	0.46	86		-146	98	
541.68	0.49	42		-219	86	
541.78	0.52	30		-196	71	
542.49	0.75	-204			-114	300
542.59	0.78	-223		-370	-102	238
542.70	0.81	-188		-442	-87	351
542.78	0.84	-152		-200	-69	334
854.65	0.40	67		0	146	
854.75	0.43	139		-58	162	
858.69	0.68	-210		-371	-107	147
858.83	0.72	-206		-335	-67	276
859.63	0.97	-47		-204	-27	
860.59	0.28	224		75	217	-342
860.87	0.37	234		24	206	
861.69	0.62	-163		-285	-61	
862.82	0.98	-18		-178	36	
868.67	0.83	-164		-357	-82	332
868.82	0.88	-107		-272	-33	
963.48	0.79	-225		-387	-89	284
964.46	0.10	161		-54	154	
965.47	0.42	164		-166	161	
1243.76	0.37	207	69	57	200	
1244.69	0.67		-234	-272	-76	275
1246.71	0.30	230	223	134	277	
1303.55	0.27	243	119		259	
1303.64	0.30	228	140	71	242	-330
1304.53	0.58	-95	-81	-274	13	
1304.68	0.63	-198		-389	-68	
1305.52	0.89	-121	-208	-254	-26	
1305.66	0.93	-80	-200	-190	-21	
1546.81	0.15	273	167	10	215	
1547.80	0.46	84	-114	-113	104	
1563.71	0.49	58	-110	-121	121	
1564.83	0.84	-155	-426	-274	-52	185
1566.83	0.47	75	-28	-98	122	
1567.83	0.79	-239	-391	-286	-88	311
1570.75	0.71	-204	-427	-311	-64	380
1571.80	0.04	90	-14	-17	136	
1572.83	0.37	193	72	-1	207	
1573.84	0.69	-210	-326	-380	-45	
1574.82	0.00	41	-30	-85	86	
1575.80	0.31	234	101	87	262	-372
1649.68	0.66	-209	-371	-354	-57	348
1653.56	0.88	-104	192	-361	-22	
1654.58	0.20	282	192	154	273	-184
1655.55	0.51	1	-42	-170	91	
1655.69	0.56	-76		-317	10	

¹ Phases were computed according to $T_0 = 2,450,540.13 + 3.16415E$

² Mean of H δ and H γ

Table 2. Circular orbital elements of WR 29

Parameter		N IV 4058 em.		N IV 5203 abs.		N V 4604 P Cyg abs.		He II 4686 em.		< H δ + H γ > abs.	
V_0	[km s $^{-1}$]	24	\pm 3	-91	\pm 10	-145	\pm 5	74	\pm 2	-26	\pm 30
K	[km s $^{-1}$]	240	\pm 3	274	\pm 13	229	\pm 8	172	\pm 3	326	\pm 15
T_0	[HJD] ¹	0.13	\pm 0.03	0.14	\pm 0.03	0.10	\pm 0.03	0.16	\pm 0.03	1.76	\pm 0.06
$a \sin i$	[R $_{\odot}$]	15.0	\pm 0.2	17.1	\pm 0.8	14.3	\pm 0.5	10.8	\pm 0.2	20.6	\pm 0.9
$M_{WN} \sin^3 i$	[M_{\odot}]	36	\pm 4	40	\pm 6	34	\pm 4	28	\pm 3		
$M_{OB} \sin^3 i$	[M_{\odot}]	26	\pm 2	33	\pm 5	24	\pm 3	14	\pm 2		
σ	[km s $^{-1}$]	15		41		33		15			29

¹ Time of conjunction when the WN star is in front of the system: HJD 2,450,540+.

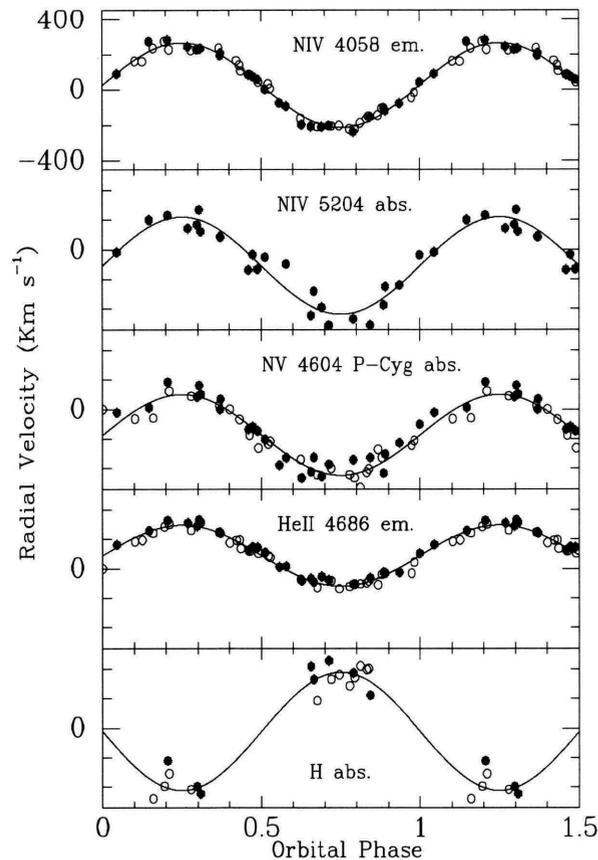


Fig. 2. Radial velocities of N IV λ 4058 Å emission, N IV λ 5203 Å absorption, N V λ 4604 Å P Cyg absorption, He II λ 4686 Å emission, and mean of H δ and H γ absorption lines in the spectrum of WR 29, phased with the period of 3.16415 days. Filled and empty circles represent radial velocities measured in spectra observed with the REOSC and B&C spectrographs, respectively. Continuous curves represent the orbital solutions from Table 2. Phase 0.0 corresponds to the time when the WN7 component is in front of the system.

Schweickhardt et al. (1999)). Indeed, the spectrum of WR 29 closely resembles that of WR 22.

Assuming that the radial velocity variations of N IV λ 4058 Å emission represent the true orbital motion of the WN component, and the H δ and H γ absorptions that of the O type component, the minimum masses of the WN7 and O type components

of WR 29 binary system would be $36M_{\odot}$ and $26M_{\odot}$, respectively. These seem to be rather high values, suggesting a high orbital inclination. Therefore light variations could be expected for the WR 29 binary system.

A mass ratio $q = M_{WN}/M_O = 1.4$ for the components of WR 29 is indicated from our orbital analysis. This is fairly lower than the mass ratio found for the WR 22 system by Schweickhardt et al. (1999), namely $q = M_{WN}/M_O = 2.7$, and indicates that the O type component in the WR 29 binary system may be of earlier spectral type than the one in WR 22.

The high mass of the WN7 component in the WR 29 binary system, as well as that of WR 22, implies that these components, which still show some hydrogen at their surface, are probably near the end, but still in the H-burning phase. The recent evolutionary models including rotation (Meynet & Maeder, 2000) indeed predict that stars initially more massive than about $40M_{\odot}$ and rotating at velocities over $\sim 20\%$ of the break-up velocity, will be overluminous with respect to their masses and have significant surface He- and N- enhancements at “early age”. This is also consistent with the finding of WN6-7h/Of type spectra for the most luminous stars in the cores of massive young star clusters, such as e.g. the central cluster of 30 Dor in the Large Magellanic Cloud (Massey & Hunter, 1998), and NGC 3603 in our Galaxy (Drissen et al., 1995). WR 22 is one of the most luminous stars in Carina OB1. Also WR 29 may well be the most luminous star in a yet undetected galactic OB association, which a photometric and spectroscopic study of the surrounding stellar field could unveil.

4. Conclusions

A radial velocity study of the spectral lines of WR 29 shows that it is a WN7+O spectroscopic binary with an orbital period of 3.16415 days. The orbital motion of the O type component appears to be larger than that of the WN7 component of the binary, indicating that WR 29 probably is another massive binary system similar to WR 22, the WN7 component being the more massive one. Also, the minimum masses that we obtain for the binary components of WR 29 are high, $26M_{\odot}$ and $36M_{\odot}$ for the O type and WN7 components, respectively. These high values suggest a high orbital inclination, therefore a search for light variations for WR 29 seems indicated.

Higher resolution spectra with better S/N are needed to determine the spectral type and the orbital motion of the O type component in WR 29 binary more accurately.

We have also identified an intrinsic N IV $\lambda 5203$ Å absorption line in the spectrum of the WN7 component of the binary. This absorption is also observed in the spectra of some Of stars and the WN stars in the great Carina nebula, enhancing the similarity between Of and WN7 type stars (Walborn, 1971).

Acknowledgements. We are indebted to Nidia Morrell for kindly obtaining 8 spectra for us. We thank the Director and staff of CASLEO for the use of their facilities, and acknowledge the use, at CASLEO, of the CCD and data acquisition system supported under US NSF grant AST-90-15827 to R.M. Rich. R.C.G. wishes to thank FOMEC, Argentina, for financial support. We thank an anonymous referee for useful remarks.

References

- Baschek, B., Scholz, M., 1971, A&A 15, 285
 Cincotta, P. M., Mendez, M., Nuñez, J. A., 1995, ApJ 449, 231
 Drissen, L., Moffat, A. F. J., Walborn, N. R., Shara, M. M., 1995, AJ 110, 2235
 Hamann, W., Koesterke, L., Wessolowski, U., 1995, A&AS 113, 459
 MacConnell, D. J., Sanduleak, N., 1970, PASP 82, 80
 Marraco, H. G., Muzzio, J. C., 1980, PASP 92, 700
 Massey, P., Hunter, D., 1998, ApJ 493, 180
 Meynet, G., Maeder, A., 2000, A&A in press
 Niemela, V. S., Gamen, R., 1999, Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series, Vol. 8, pp. 59–61
 Niemela, V. S., Gamen, R., Morrell, N. I., Giménez Benítez, S., 1999, in IAU Symp. 193: Wolf-Rayet Phenomena in Massive Stars and Starburst Galaxies, van der Hucht K., Koenigsberger G., Eenens P.R.J. (eds.) San Francisco: ASP, p. 26
 Schweickhardt, J., Schmutz, W., Stahl, O., Szeifert, T., Wolf, B., 1999, A&A 347, 127
 Smith, L. F., Shara, M. M., Moffat, A. F. J., 1996, MNRAS 281, 163
 Stephenson, C. B., Sanduleak, N., 1971, Publications of the Warner & Swasey Observatory 1, 1
 Striganov, A., Sventitskii, N., 1968, Tables of Spectral Lines of Neutral and Ionized Atoms, New York:Plenum
 Underhill, A. B., Gilroy, K. K., 1990, ApJ 364, 626
 van der Hucht, K., Conti, P., Lundstrom, I., and Stenholm, B., 1981, Space Sci. Rev. 28, 227
 van der Hucht, K. A., Hidayat, B., Admiranto, A. G., Supelli, K. R., Doom, C., 1988, A&A 199, 217
 Walborn, N. R., 1971, ApJ 167, L31

Apéndice C

Tablas de Velocidades radiales

C.1 WR 12

Tabla C.1: Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 12

DJH	Fase ^a	NIV 4057	NV 4603	NIII 4641	HeII 4686
2444269.736	0.358	53	275	-41	174
2444270.719	0.399	22	345	-61	161
2444271.721	0.441	25	238	-137	95
2444272.661	0.481	5	209	-113	98
2444273.742	0.526	-22	220	-159	82
2444274.736	0.567	-76	152	-203	25
2444276.667	0.648	-138	91	-252	-24
2444277.739	0.693	-129		-272	-44
2444387.517	0.282	111	371	-7	238
2444391.517	0.449	19	285	-101	121
2444653.584	0.403	-18	301	-53	145
2444654.604	0.446	16	259	-90	123
2444655.555	0.486	-79	206	-156	64
2444656.632	0.531	-22	220	-174	43
2444657.580	0.570	-78	137	-174	24
2444658.626	0.614	-120	163	-227	-24
2444659.595	0.655	-132	134	-258	-43
2444660.563	0.695	-142	79	-262	-44
2444660.699	0.701	-151	128	-272	-58
2444661.585	0.738	-162	71	-279	-64
2444662.675	0.783	-167	-18	-289	-65
2444706.516	0.616	-97	127	-225	-22
2444710.589	0.786	-183	68	-256	-65
2444739.504	0.995	-26	200	-132	72
2444740.503	0.037	18	224	-97	115
2444741.501	0.078	35	244	-64	146
2444742.502	0.120	71	289	-11	211
2444744.499	0.204	102	315	-18	195
2444745.502	0.246	109	218	-5	210
2444893.885	0.448	17	294	-103	109
2444895.886	0.532	-23	237	-205	53

continúa en la página siguiente

Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 12 (continuación)

DJH	Fase ^a	NIV 4057	NV 4603	NIII 4641	HeII 4686
2444896.882	0.574	-92	173	-225	-3
2444897.877	0.615	-129	90	-236	-24
2444898.857	0.656	-146	50	-250	-39
2445012.680	0.414	58	337	-53	174
2445013.680	0.456	70	182	-93	127
2445014.692	0.498	3	267	-147	78
2445016.720	0.583	-93	94	-207	0
2445017.590	0.619	-103	98	-239	-40
2445067.548	0.707	-190	115	-282	-91
2445068.594	0.751	-192	71	-264	-44
2445069.597	0.793	-163	32	-248	-50
2445070.588	0.835	-112	102	-233	-27
2445071.585	0.876	-78	119	-205	-27
2445123.500	0.046	3	245	-89	122
2445125.500	0.130	80	302	-31	196
2443536.700	0.717	-212	22	-320	-95
2450536.704	0.322	126	388	43	238
2450537.571	0.359	47	353	2	188
2450538.569	0.400	29	324	-14	168
2450540.573	0.484	-50	231	-144	57
2450541.551	0.525	-80	207	-170	22
2450542.537	0.566	-116	203	-216	-1
2450854.681	0.614	-92	125	-198	-28
2450855.593	0.652	-136	88	-277	-117
2450858.645	0.780	-122	96	-247	-41
2450859.616	0.820	-137	56	-260	-59
2450860.671	0.865	-125	90	-226	-20
2450861.646	0.905	-88	108	-213	5
2450863.660	0.989	-18	205	-142	72
2450868.625	0.197	143	361	15	225
2451303.502	0.375	121	329	-20	164
2451304.509	0.417	82	298	-63	140
2451305.540	0.460	38	270	-93	99
2451563.809	0.256	138	354	35	227
2451566.771	0.380	104	324	-34	162
2451653.503	0.006	18	247	-95	95
2451654.493	0.047	46	279	-73	145
2451655.497	0.089	60	260	-39	179
2452005.550	0.721	-127	80	-255	-84
2452007.524	0.804	-152	56	-261	-67
2452008.536	0.846	-154	53	-264	-48
2452009.544	0.888	-95	98	-219	-12
2452011.571	0.973	-9	152	-144	55
2452012.547	0.014	33	179	-107	114
2452013.546	0.056	63	253	-76	136
2452298.708	0.976	-0	198	-117	83
2452299.678	0.016	40	238	-85	111
2452300.681	0.058	17	280	-65	137
2452301.652	0.099	82	306	-50	166

continúa en la página siguiente

Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 12 (continuación)

DJH	Fase ^a	NIV 4057	NV 4603	NIII 4641	HeII 4686
2452302.647	0.140	99	332	-5	214
2452385.507	0.604	-113	125	-189	1
2452735.615	0.239	102	342		228
2452737.522	0.318	100			216
2452738.488	0.359	104			182
2452739.581	0.404	79			145

Notas:

(a): Fase calculada según la nueva efemérides: 2449811.3+23.923E días.

Las velocidades radiales entre los días julianos 2444269 y 2443536 fueron medidas por VN.

C.2 WR 21

Tabla C.2: Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 21

DJH ^b	Fase ^a	NIV 4057	NV 4603	HeII 4686	< abs >
2441285.8252	0.437		165	-18	-73
2441287.8330	0.681				106
2441290.7810	0.038	-90.0	50	253	-16
2441291.7610	0.157	165.0			-72
2441292.7910	0.281	220.0	200	278	-92
2441823.5987	0.587	-85.0	0		58
2441827.5370	0.064		110	303	-54
2441829.4870	0.301	250.0	265	312	-76
2442473.6840	0.343	315			-90
2442474.6040	0.455	210	125		-98
2442475.5940	0.575		-40		51
2442477.6440	0.823	-220.0			46
2443142.8120	0.406	35.0	180	76	-87
2443910.7423	0.439	94.0	185	15	-65
2443911.7541	0.561	-47.0	9	-151	16
2443912.6090	0.665	-257.0		-246	64
2443912.8140	0.690		-118	-236	62
2443913.7160	0.799	-184.0	-200	-64	76
2443913.8350	0.814	-235.0	-179	-88	35
2443914.6397	0.911	-90.0	-48	34	36
2443914.7834	0.928	-165.0	-102	25	22
2443915.6543	0.034	-5.0	43	209	-82
2443915.7689	0.048	-54.0	79	281	-51
2443915.8530	0.058	83.0	71	290	-55
2443916.6360	0.153	130.0		353	-120
2443916.7150	0.162	137.0	176		-131
2443917.6520	0.276	204.0	222	227	-116
2443917.7450	0.287	222.0	261	244	-77
2443917.8040	0.294	173.0	235	269	-128
2443918.6520	0.397	112.0	149	74	-113
2443918.7240	0.406	83.0	110	52	-56

continúa en la página siguiente

Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 21 (continuación)

DJH ^b	Fase ^a	NIV 4057	NV 4604	HeII 4686	< abs >
2443919.6660	0.520		2	-99	4
2443919.7710	0.533	13.0	25	-106	-35
2443920.6120	0.635	-159.0	-62	-252	-9
2443920.7053	0.646		-138	-234	-8
2443920.8011	0.657	-244.0	-151	-213	42
2444265.7750	0.450	66.0	137	14	-133
2444266.7550	0.569	-111.0	-46	-145	-6
2444269.7500	0.932	-107.0	-99	68	15
2444270.7796	0.056	17.0		232	-67
2444271.7415	0.173	182.0	212	300	-143
2444272.6887	0.288	175.0	211	255	-91
2444274.8070	0.544	-45.0	-1	-59	9
2444276.6868	0.772	-229.0	-170	-88	158
2444277.7563	0.902	-239.0	-120	51	21
2449851.4783	0.142		142	283	-104
2449851.4871	0.144		152	299	-104
2449851.4958	0.145		154	280	-97
2449852.5146	0.268		216	265	-114
2449852.5244	0.269		204	305	-127
2449852.5342	0.270		212	302	-117
2449853.5049	0.388		179	116	-104
2449853.5171	0.389		170	99	-101
2449853.5291	0.391		163	77	-72
2450471.8620	0.300	164.0	248	271	-177
2450472.8530	0.420		139	90	-138
2450473.8340	0.539	-77.0	13	-105	-5
2450477.7980	0.019	-38.0	40	178	5
2450478.8650	0.149	122.0	188	300	-147
2450536.7250	0.158	135.0	198	325	-167
2450537.6079	0.265	174.0	245	299	-201
2450538.6170	0.387	130.0	188	156	-156
2450539.6942	0.518	-1.0	48	-90	-16
2450540.6191	0.630	-195.0	-130	-210	80
2450541.6182	0.751	-275.0	-193	-193	91
2450542.5770	0.867	-213.0	-155	-66	55
2450844.8629	0.488		57		-1
2450846.8680	0.731		-181		78
2450847.8526	0.850		-161		53
2450850.8775	0.217		207	341	-109
2450857.8869	0.066	-73.0	79	223	-95
2450858.7162	0.167	100.0		291	-108
2450859.6536	0.280	155.0	221	256	-159
2450860.7017	0.407	126.0	145	74	-155
2450860.7101	0.408	107.0		59	-162
2450861.6610	0.523	-49.0	41	-42	11
2450862.8075	0.662	-227.0	-129	-192	70
2450863.6791	0.768	-271.0	-182	-121	81
2450868.6891	0.375	144.0	230	189	-119
2450963.4638	0.856		-191	-129	22
2450964.4481	0.976	-117.0	-41	110	-27

continúa en la página siguiente

Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 21 (continuación)

DJH ^b	Fase ^a	NIV 4057	NV 4604	HeII 4686	< abs >
2450965.4604	0.098	26.0	81	242	-111
2451303.5260	0.054	20.9	92	254	-79
2451303.5398	0.056	43.1	66	242	-73
2451304.5538	0.179	125.6	206	313	-117
2451305.5599	0.300	188.2	262	255	-135
2451563.7023	0.574	-110.7	-26	-104	56
2451564.8119	0.708	-181.9	-164	-177	104
2451566.6767	0.934	-164.1	-71	65	61
2451567.6990	0.058	7.3	80	228	-48
2451570.7438	0.427	90.5	142	73	-71
2451571.7751	0.552	-107.7	-21	-98	38
2451572.8215	0.678	-185.5	-183	-195	125
2451573.7732	0.794	-259.5	-200	-107	123
2451574.8110	0.919	-163.5	-75	68	99
2451575.7918	0.038	-13.5	91	250	-36
2451649.6666	0.988	-79.6	-3	140	-12
2451653.5206	0.455	122.2	111	39	-24
2451654.5087	0.575	-62.1	-31	-128	65
2451655.5125	0.696	-273.1	-132	-181	130
2451655.6817	0.717	-229.7	-196	-200	143
2451718.4697	0.323	146.9	243	262	-146
2452005.5077	0.097	67.2	110	232	-140
2452007.5157	0.340	192.4	236	206	-98
2452007.6670	0.359	119.8	197	180	-114
2452008.4872	0.458	88.7	122	40	-9
2452008.6883	0.482	38.8	70	-44	-32
2452009.4731	0.578	-81.6	-45	-114	51
2452009.6578	0.600	-185.4	-97	-172	55
2452010.4749	0.699	-200.2	-133	-185	83
2452010.5293	0.705	-161.8	-158	-172	140
2452010.5787	0.711	-222.5	-177	-172	103
2452010.6320	0.718	-175.3	-185	-160	95
2452010.6840	0.724	-193.1		-166	133
2452011.4757	0.820	-206.3	-166	-89	125
2452011.5375	0.828	-178.3		-83	129
2452011.6144	0.837	-213.9	-133	-70	94
2452011.6740	0.844	-237.7	-142	-77	63
2452012.5958	0.956	-97.4	-40	128	58
2452013.4908	0.064	57.7	81	237	-77
2452296.8354	0.391	191.7	227	171	-50
2452298.7376	0.621	-203.8	-75	-158	103
2452299.6580	0.733	-209.0	-164	-117	110
2452299.7128	0.739	-223.8	-142	-102	126
2452299.7556	0.744	-255.6	-159	-107	123
2452299.8025	0.750	-241.8	-157	-102	125
2452300.7208	0.861	-134.6	-179	-53	108
2452301.8090	0.993	-111.7	-41	132	-6
2452302.7124	0.103	95.3	146	334	-57
2452386.5804	0.263	167.8		337	-104

continúa en la página siguiente

Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 21 (continuación)

DJH ^b	Fase ^a	NIV 4057	NV 4604	HeII 4686	< abs >
2452735.5657	0.542		-12		7
2452736.6303	0.671	-245.5	-157	-235	62
2452737.4846	0.774	-276.5	-191	-139	59
2452737.5085	0.777	-264.4	-190	-138	74
2452738.5581	0.904	-187.1	-161	-44	45
2452739.6296	0.034	-31.5	44	232	-44

Notas:

(a) Fase calculada según la nueva efemérides: 2443907.12+8.25442E días.

Las VRs entre los días julianos 2441285 y 2442477 fueron publicadas por Niemela (1976).

Las VRs entre los días julianos 2443142 y 2449853 fueron publicadas por Niemela & Moffat (1982).

C.3 WR 22

Tabla C.3: Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 22

DJH	Fase ^a	NIV 4058 em.	HeII 4686 em.	NIV 5203 abs.
2440723.600	0.942	-61.00	-5.00	
2440724.570	0.954	-100.00	-2.00	
2440726.620	0.980	-95.00	-23.00	
2440728.460	0.003	-21.00	41.00	
2440729.510	0.016	16.00	124.00	
2441079.480	0.372	16.00	91.00	
2441285.850	0.941	-104.00	-28.00	
2441289.850	0.991	-57.00	-11.00	
2441290.870	0.003	-23.00	126.00	
2441292.880	0.029	35.00	166.00	
2441462.500	0.140	-10.00		
2441463.450	0.152	12.00		
2441463.530	0.153	2.00		
2441666.750	0.682	-42.00		
2442025.800	0.152	32.00		
2442091.780	0.973	-71.00	-8.00	
2442107.670	0.171	26.00		
2442108.610	0.182	24.00		
2442108.860	0.186	23.00		
2442112.900	0.236	15.00		
2442121.750	0.346	-15.00	60.00	
2442145.610	0.643	-9.00		
2442146.500	0.654	-28.00	11.00	
2442147.530	0.667		-13.00	
2442148.500	0.679	-68.00	11.00	
2442148.580	0.680	-65.00	5.00	
2442148.770	0.682	-45.00		
2442166.640	0.905	-81.00		
2442167.640	0.917	-80.00		
2442168.630	0.930	-95.00		
2442383.820	0.608	-29.00		
2442386.770	0.645	-50.00		

continúa en la página siguiente

Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 22 (continuación)

DJH	Fase ^a	NIV 4058 em.	HeII 4686 em.	NIV 5203 abs.
2442387.800	0.658	-22.00		
2442461.800	0.579	-36.00		
2442562.810	0.836	-36.00		
2442463.820	0.604	-39.00		
2442464.790	0.616	-47.00		
2442465.790	0.629	-33.00		
2442472.810	0.716	-67.00		
2442473.630	0.726	-39.00		
2442473.830	0.729	-50.00		
2442474.580	0.738	-49.00		
2442475.640	0.751	-55.00		
2442475.710	0.752	-59.00		
2442476.660	0.764	-23.00		
2442477.680	0.777	-65.00	25.00	
2442528.650	0.411	-41.00	60.00	
2442530.520	0.434	-23.00	52.00	
2442531.580	0.447	-18.00	28.00	
2442531.670	0.449	-18.00		
2442532.580	0.460	-24.00		
2442532.660	0.461	-25.00	54.00	
2442533.660	0.473	-25.00	55.00	
2442877.740	0.756	-57.00	-12.00	
2442878.620	0.767	-46.00	-45.00	
2442879.700	0.781	-50.00	-16.00	
2442880.680	0.793	-67.00		
2442881.600	0.804	-59.00	-2.00	
2442882.520	0.816	-98.00	-15.00	
2442882.600	0.817	-52.00		
2442883.500	0.828	-87.00	-17.00	
2442884.550	0.841	-95.00	-20.00	
2442887.530	0.878	-111.00	-28.00	
2442888.540	0.891		-14.00	
2442889.520	0.903	-116.00	-41.00	
2442890.550	0.916	-100.00	-37.00	
2443135.790	0.969	-68.00	-67.00	
2443136.840	0.982	-17.00	-14.00	
2443137.790	0.993	-33.00	-6.00	
2443138.810	0.006	-24.00	38.00	
2443139.810	0.019	5.00		
2443141.850	0.044	29.00	117.00	
2443142.700	0.055	51.00	112.00	
2443142.760	0.055	39.00	117.00	
2443143.830	0.069	48.00	143.00	
2443144.850	0.081	33.00	113.00	
2443145.790	0.093	41.00	129.00	
2443146.820	0.106	45.00		
2443147.820	0.118	42.00		
2443200.800	0.778	-64.00	24.00	
2443201.670	0.789	-66.00	15.00	
2443202.670	0.801	-79.00	15.00	
2443203.690	0.814	-37.00	-22.00	

continúa en la página siguiente

Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 22 (continuación)

DJH	Fase ^a	NIV 4058 em.	HeII 4686 em.	NIV 5203 abs.
2443204.760	0.827		11.00	
2443206.760	0.852		4.00	
2443208.680	0.876		-23.00	
2443212.590	0.925	-103.00	-30.00	
2443213.550	0.936	-106.00	-39.00	
2443214.550	0.949	-97.00	-25.00	
2443235.530	0.210	-1.00	92.00	
2443236.540	0.223	2.00	89.00	
2443238.470	0.247	-3.00	78.00	
2443239.500	0.259	-10.00	85.00	
2443240.530	0.272	-5.00	84.00	
2440676.747	0.359	4.00	84.00	
2440676.789	0.360	8.00	82.00	
2442819.657	0.033	33.00	93.00	
2442820.836	0.048	32.00	114.00	
2442821.701	0.059	38.00	117.00	
2442822.737	0.072	46.00	117.00	
2442823.814	0.085	49.00	132.00	
2442824.605	0.095	40.00	120.00	
2442825.638	0.108	38.00	113.00	
2442826.788	0.122	36.00	119.00	
2442827.753	0.134	30.00	108.00	
2442828.786	0.147	29.00	127.00	
2443199.832	0.766	-68.00	13.00	
2443200.831	0.778	-64.00	6.00	
2443201.612	0.788	-77.00	26.00	
2443202.650	0.801	-76.00	15.00	
2443203.825	0.815	-78.00	24.00	
2443204.578	0.825	-92.00	-7.00	
2443205.910	0.841	-103.00	-35.00	
2443206.824	0.853	-81.00	-22.00	
2443207.603	0.862	-88.00	-16.00	
2443208.623	0.875	-86.00	-25.00	
2443209.634	0.888	-84.00	-28.00	
2443210.621	0.900	-95.00	-23.00	
2443211.848	0.915	-99.00	-35.00	
2446575.480	0.785	-78.70		
2446576.506	0.798	-83.60		
2446577.493	0.810	-85.20		
2446578.474	0.822	-81.30		
2446892.670	0.733	-78.10		
2446893.603	0.745	-80.10		
2446894.616	0.757	-71.60		
2446895.624	0.770	-84.00		
2446896.672	0.783	-65.40		
2446897.616	0.795	-79.70		
2447233.991	0.982	-70.74		
2447234.011	0.982	-69.01		
2447952.781	0.929	-99.78		
2447953.569	0.939	-95.60		
2447954.758	0.954	-87.24		

continúa en la página siguiente

Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 22 (continuación)

DJH	Fase ^a	Niv 4058 em.	HeII 4686 em.	Niv 5203 abs.
2447955.788	0.967	-79.52		
2447956.806	0.979	-67.55		
2447957.805	0.992	-39.67		
2448055.482	0.207	23.12		
2448390.515	0.378	-8.03		
2448400.477	0.502	-27.32		
2448681.608	0.001	-29.47		
2448682.583	0.013	4.42		
2448683.582	0.026	21.93		
2448688.564	0.088	39.93		
2448689.559	0.100	31.46		
2448690.558	0.113	40.98		
2448691.556	0.125	37.38		
2449471.074	0.828	-90.10		
2449406.618	0.026	31.30	136.72	
2449409.710	0.065	58.39	116.51	
2449851.509	0.564	-169.64	44.37	-24
2449851.518	0.564	-170.36	41.81	-30
2449852.473	0.576	-28.37		-34
2449853.456	0.588	-51.18	25.16	-29
2449854.446	0.600	-49.86	29.01	-24
2449855.446	0.613	-50.51	36.05	-26
2450536.737	0.093	97.92	126.96	
2450537.621	0.104	37.21	106.39	
2450538.630	0.117	22.89	110.60	
2450541.632	0.154	2.88	55.38	
2450542.614	0.167	-3.28	64.75	
2450854.738	0.052	67.00	88.90	
2450855.629	0.063	65.52	31.92	
2450857.809	0.090	67.95	99.26	
2450858.663	0.101	82.79	86.50	
2450859.680	0.113	53.04	66.48	
2450860.717	0.126	49.14	69.48	
2450861.671	0.138	46.08	73.22	
2451563.827	0.878	-49.48	-21.62	-41
2451564.825	0.891	-42.83	-21.62	-96
2451564.827	0.891	-32.48	-20.98	-34
2451566.821	0.916	-40.61	-14.58	-69
2451567.824	0.928	-63.53	-43.39	-66
2451568.795	0.940	-66.48	-9.46	-57
2451653.553	0.995	-18.65	21.56	-26
2451654.543	0.008	22.01	58.70	-31
2451655.573	0.020	47.15	121.44	-8
2452005.568	0.377	50.40	56.61	12
2452005.571	0.377	48.92	70.06	8
2452007.569	0.402	5.05	63.77	-1
2452008.565	0.414	-33.65	53.91	-3
2452009.598	0.427	-0.69	66.41	13
2452010.569	0.439	10.92	61.70	-7

continúa en la página siguiente

Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 22 (continuación)

DJH	Fase ^a	NIV 4058 em.	HeII 4686 em.	NIV 5203 abs.
2452011.624	0.452	-22.70	60.71	-10
2452012.609	0.465	-6.67	77.76	
2452013.585	0.477	-26.86	61.53	-17
2452298.772	0.027	-8.82	107.71	64
2452299.735	0.039	27.41	147.40	80
2452300.731	0.051	45.89	107.71	90
2452301.695	0.063	11.15	123.71	106
2452302.721	0.076	36.28	137.80	88
2452386.533	0.119	57.54	106.30	129
2452387.624	0.133	88.94	95.66	57
2452735.644	0.465	-15.24	22.06	-7
2452736.656	0.477	-19.21	37.78	-22
2452737.643	0.490	-25.37	42.02	-22
2452738.574	0.501	-27.75	40.58	-33
2452739.647	0.515	-28.12	33.80	-28

Notas:

(a) Valor calculado según la nueva efemérides: $T_0 = 2,450,127.55+80.336E$

Las VRs entre los días julianos 2440723 y 2449855 fueron publicadas por Niemela (1973), Moffat & Seggewiss (1978), Conti et al. (1979), y Rauw et al. (1996).

C.4 WR 31

Tabla C.4: Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 31

DJH	Fase ^c	NV 4603+19 em.	HeII 4686 em.	<abs>
2443141.777	0.903	-113	75	27
2443911.808	0.308	190	181	-97
2443913.734	0.707	-144	-46	60
2443914.694	0.906	-117	32	24
2443914.795	0.927	-118	9	12
2443915.783	0.131	115	217	-108
2443916.650	0.311	178	196	-105
2443917.675	0.523	-21	-114	-45
2443918.713	0.738	-200	-162	48
2443919.734	0.949	-87	117	4
2443920.667	0.142	112	287	-78
2444265.764	0.582	-42	-110	12
2444265.868	0.603	-65	-153	38
2444266.801	0.796	-155	-95	30
2444267.830	0.009	40	240	-59
2444269.682	0.393	169	125	-155
2444269.826	0.423	123	62	-126
2444270.701	0.604	-63	-99	29
2444271.695	0.810	-143	-78	23
2444271.857	0.843		-75	44
2444272.677	0.013	2	144	32

continúa en la página siguiente

Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 31 (continuación)

DJH	Fase ^a	NV 4603+19 em.	HeII 4686 em.	<abs>
2444272.770	0.032	38	228	-51
2444272.846	0.048	32	194	-73
2444273.767	0.238	209	221	-113
2444274.751	0.442	65	80	-59
2444274.827	0.458	95	50	-45
2444275.793	0.658	-82	-196	51
2444276.679	0.841	-148	-29	-24
2444276.745	0.855	-127	-31	34
2444276.818	0.870	-121	1	37
2444277.748	0.063	91	278	-44
2444277.839	0.081	63	304	-76
2444387.565	0.796	-133	-33	88
2444388.536	0.997	40	172	-44
2444390.587	0.422	111	74	-70
2444642.801	0.633	-101	-123	-3
2444643.663	0.811	-161	-81	25
2444644.699	0.026	59	77	-61
2444645.690	0.231	200	320	-124
2444646.633	0.426	149	82	-64
2444653.701	0.889	-127	34	7
2444654.721	0.101	143	297	-103
2444655.638	0.290	149	262	-131
2444656.583	0.486	98	24	-54
2444657.666	0.710	-117	-117	17
2444657.835	0.745	-136	-103	55
2444658.722	0.929	-40	3	-11
2444659.642	0.119	141	253	-98
2444660.645	0.327	189	230	-105
2444661.638	0.533	24	-78	-30
2444739.608	0.673		-166	49
2444740.590	0.877	-169	-47	48
2444741.577	0.081	60	222	-110
2444744.549	0.696	-165	-169	33
2444745.577	0.909		23	15
2445012.728	0.213	192	255	-85
2445013.751	0.424		168	-55
2445014.826	0.647	-83	-73	-1
2445015.770	0.842	-122	-49	21
2445016.792	0.054		259	-93
2445017.773	0.257	194	277	-132
2445067.620	0.576	-8	-20	-24
2445069.645	0.995	25	126	-71
2445070.673	0.208	204	293	-140
2445384.730	0.222	213	265	-110
2445385.763	0.435	133	144	-80
2445386.773	0.644	-130	-91	52
2445387.752	0.847	-134	-61	-36
2445388.738	0.051	50	136	-62
2445389.767	0.264	162	266	-129
2445390.742	0.466	85	66	-61

continúa en la página siguiente

Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 31 (continuación)

DJH	Fase ^a	NV 4603+19 em.	HeII 4686 em.	<abs>
2445391.746	0.674	-164	-174	19
2445392.751	0.882	-118	-109	-37
2445393.751	0.089	110	219	-53
2445511.507	0.466	118	126	-70
2445770.789	0.140			-64
2445772.820	0.561	-39	-23	-78
2445773.764	0.756	-124	-83	42
2445775.646	0.146	118	259	-89
2450473.758	0.713	-183	-111	67
2450479.858	0.976	-63	139	-40
2450536.770	0.757	-180	-84	42
2450537.679	0.946	-87	79	19
2450538.684	0.153	133	262	-124
2450539.757	0.376	156	169	-108
2450540.708	0.573	-73	-142	-48
2450541.710	0.780	-189	-129	33
2450542.659	0.976	-72	91	-28
2450854.742	0.581	-61	-113	6
2450858.730	0.407	110	128	-74
2450859.686	0.605	-79	-126	9
2450860.721	0.819	-195	-120	75
2450861.676	0.017	-2	184	-69
2450862.845	0.259	188	270	-111
2450863.701	0.436	101	106	-72
2450868.722	0.475	47	34	-86
2451303.606	0.502	39	-6	-34
2451304.591	0.706	-172	-139	57
2451305.574	0.909	-124	-8	10
2451563.833	0.372	173	218	-94
2451564.859	0.584	-34	-82	7
2451566.851	0.997	-4	151	-21
2451567.854	0.204	179	285	-136
2451649.713	0.150	159	240	-128
2451653.653	0.966	-22	92	6
2451654.617	0.166	170	284	-144
2451655.595	0.368	204	222	-103
2452007.560	0.229	201	290	-125
2452007.740	0.266	192	253	-135
2452008.596	0.444	139	92	-60
2452009.616	0.655	-108	-128	44
2452010.664	0.872	-112	-13	47
2452011.639	0.073	87	251	-91
2452012.574	0.267	219	302	-90
2452013.658	0.491	92	44	-28
2452298.820	0.523	64	-8	-15
2452299.791	0.724	-140	-98	88
2452300.753	0.924	-69	52	4
2452301.734	0.127	114	255	-76

continúa en la página siguiente

Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 31 (continuación)

DJH	Fase ^a	NV 4603+19 em.	HeII 4686 em.	<abs>
2452302.657	0.318	221	262	-78
2452735.715	0.966	-54	75	-56
2452736.748	0.180	166	240	-100
2452737.666	0.370	195	162	-82
2452738.640	0.572	-42	-172	-36
2452739.479	0.745	-172	-209	66

Notas:

(a) Fases según nuevas efemérides: 2,445,383.66 + 4.83063E días.

Las VRs entre los días julianos 2443141 y 2445775 fueron publicadas por Niemela et al. (1985).

C.5 WR 47

Tabla C.5: Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 47

DJH ^b	Fase ^a	NIV 4058 e.	NV 4603 e.	NIII 4640 e.	HeII 4686 e.	<abs>
2443536.840	0.827	-429				120
2443908.790	0.441	18				
2443910.780	0.759	-388				187
2443911.890	0.937	-286				17
2443912.860	0.093	-10				
2443913.790	0.242	163	371			-273
2443913.850	0.252	168	304			-266
2443914.740	0.394	122	283			-200
2443914.860	0.413	96	181			
2443915.720	0.551	-95	-22			28
2443915.800	0.564	-151	-37			60
2443915.890	0.578	-152	-39			34
2443916.730	0.713	-365	-205			155
2443916.850	0.732	-404	-163			238
2443917.730	0.873	-256	-111			59
2443917.830	0.889	-261	-154			23
2443918.740	0.035	-82	48			-154
2443918.820	0.048	-61	67			-159
2443919.750	0.197	138	305			-329
2443919.850	0.213	125	222			-331
2443920.720	0.353	154	305			-198
2443920.820	0.369	159	298			-171
2444269.870	0.312	188	422	11	273	-190
2444272.800	0.782	-333	-196	-457	-218	190
2444276.800	0.423	101	206	-141	97	-213
2444387.650	0.189	154	294	15	314	-222
2444388.650	0.350	182	297		207	-242
2444390.640	0.669	-298	-127	-408	-213	210
2444391.650	0.830	-321	-232	-366	-145	160

continúa en la página siguiente

Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 47 (continuación)

DJH ^b	Fase ^a	NIV 4058 e.	NV 4603 e.	NIII 4640 e.	HeII 4686 e.	<abs>
2444653.880	0.859	-297	-180	-446	-137	178
2444654.770	0.002	-138	38	-232	6	-56
2444655.770	0.162	166	286		279	-182
2444656.780	0.324	119	315	-60	252	-264
2444657.720	0.474	-18	195	-293	36	-67
2444658.790	0.646	-253	-148	-484	-195	56
2444659.770	0.803	-368	-257	-521	-164	122
2444660.740	0.958	-245	-30	-277	-8	
2444739.650	0.606	-150	-119	-331	-172	191
2444740.650	0.766	-308	-214	-474	-220	165
2444741.650	0.926	-241	-120	-355	-97	-22
2444744.600	0.399	129	246	-109	162	-161
2444745.630	0.564	-160	7	-296	-103	141
2445012.820	0.388	97	253	-104	216	-150
2445013.820	0.548	-84	0	-375	-30	86
2445014.870	0.716	-341	-196	-460	-231	171
2445015.820	0.869	-321	-244	-376	-108	114
2445016.810	0.027	-99	-9	-196	56	
2445017.800	0.186	196	262	-26	253	-221
2445067.730	0.188	130	293	58	271	-254
2445068.700	0.344	96	300	17	243	-222
2445069.670	0.499	-23	112	-215	-6	7
2445070.740	0.671	-273	-155	-427	-219	128
2445071.690	0.823	-355	-199	-384	-164	144
2445121.580	0.819	-313	-138		-164	
2445123.560	0.136	54	269	37	278	-308
2445125.550	0.455	77	227	-152	89	-136
2445126.560	0.617	-255	-43	-380	-144	65
2445190.480	0.862	-277	-188	-444	-165	48
2450477.869	0.292	211	370	17	282	-295
2450479.869	0.613	-255	-95	-414	-211	118
2450536.810	0.739	-346	-243	-480	-220	152
2450537.730	0.886	-312	-179	-427	-117	73
2450538.734	0.047	-74	62	-82	127	-138
2450539.772	0.214	172	292	16	273	-276
2450540.769	0.374	143	261	-60	188	-304
2450541.720	0.526	-78	21	-283	-89	-104
2450542.669	0.678	-290	-187	-487	-256	59
2450845.860	0.272				327	
2450848.848	0.751				-194	
2450851.862	0.234				356	
2450852.855	0.393				218	
2450854.843	0.711		-171	-455	-198	254
2450858.747	0.337	158	263	-64	258	-191
2450859.741	0.496	-73	85		-16	-13
2450860.787	0.664	-233	-166	-450	-235	99
2450861.789	0.825	-336	-252	-472	-187	227
2450862.855	0.996	-132	-83	-242	41	-50
2450868.733	0.938	-216	-110	-371	-84	78

continúa en la página siguiente

Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 47 (continuación)

DJH ^b	Fase ^a	NIV 4058 e.	NV 4603 e.	NIII 4640 e.	HeII 4686 e.	<abs>
2450963.495	0.126	38	188	-77	185	
2450964.470	0.282	167	296	23	280	-314
2450965.484	0.444	38	163	-140	34	
2451303.624	0.639	-225	-132	-367	-176.8	190.7
2451304.608	0.797	-322	-268	-454	-199.2	188.9
2451305.613	0.958	-157	-62	-265	-17.4	
2451563.844	0.346	197	279	-17	261.2	-149.1
2451564.866	0.510	17	68	-201	-13.5	
2451566.861	0.829	-322	-215	-434	-169.7	142.2
2451567.864	0.990	-145	-32	-208	24.3	80.2
2451570.812	0.462	38	202	-81	104.7	-117.6
2451571.843	0.628	-195	-73	-331	-191.1	169.6
2451573.789	0.940	-209	-77	-267	-9.9	141.7
2451574.859	0.111	71	244	6	230.8	-57.7
2451649.732	0.111	27	171	-48	232.5	-112.6
2451652.753	0.596	-154	-95	-365	-185.9	
2451653.697	0.747	-319	-202	-400	-216.7	256.0
2451654.675	0.903	-245	-137	-335	-102.7	193.9
2451655.717	0.070	19	128	-63	163.9	
2452007.656	0.477	3	173	-119	50.1	-45.3
2452008.628	0.633	-210	-80	-350	-183.6	154.9
2452009.644	0.796	-325	-199	-408	-177.2	165.1
2452010.743	0.972	-124	-17	-248	22.9	131.8
2452011.654	0.118	93	240	2	264.9	-253.2
2452012.675	0.282	250	380	59	317.4	-213.7
2452013.698	0.446				136.2	-49.4
2452298.831	0.145	152	212	-14	271.1	-95.3
2452299.861	0.310	229	314	24	279.5	-182.7
2452300.772	0.456	122	232	-124	92.5	-117.4
2452301.817	0.624	-213	-82	-356	-170.6	75.9
2452302.740	0.771	-268	-204	-433	-203.9	208.2
2452386.669	0.223	154	360	104	344.5	-283.9
2452735.740	0.170	121	239	107	321.3	
2452736.548	0.300	215	293	80	243.8	
2452737.706	0.485	19	131	-169	-54.4	
2452738.680	0.641	-256	-153	-318	-223.7	
2452739.530	0.777	-357	-216	-393	-246.2	
2452739.551	0.781	-346		-370	-229.6	

Notas:

(a) Fase según la nueva efemérides: 2,443,918.52 + 6.23932E días.

Las VRs entre los días julianos 2443536 y 2443920 fueron publicadas por Niemela et al. (1980).

Las VRs entre los días julianos 2444269 y 2445190 fueron publicadas por Mandrini (1983).

C.6 WR 97

Tabla C.6: Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 97

DJH ^b	Fase ^a	NV 4603+19 em.	HeII 4686 em.	NV 4942 em.	<abs>
2444387.804	0.033	24	189		-79
2444388.689	0.103	83	190		-94
2444388.865	0.117	120	238		-88
2444390.756	0.268	116	249		-96
2444390.911	0.280		202		-91
2444391.794	0.350		145		
2444654.869	0.252	106	268		-93
2444655.871	0.331	116	100		-107
2444657.862	0.490	24	44		-30
2444658.863	0.569	-32	-15		-24
2444659.866	0.649	-43	-59		-8
2444739.854	0.004	-40			-70
2444740.745	0.075	-9	146		-63
2444740.898	0.087	52			-77
2444741.779	0.157	56	169		-89
2444744.730	0.391	47	75		-93
2444744.854	0.401		102		-83
2444745.733	0.471	11	67		-81
2444745.877	0.483		6		-52
2444892.497	0.132	90	230		-105
2444893.514	0.213	174	211		-114
2444894.490	0.290	84	216		-88
2444895.509	0.371	87	96		-102
2444896.498	0.450	45	93		-48
2444897.506	0.530	-52	53		1
2444898.543	0.612	-48	-2		7
2445067.813	0.061	58	175		-96
2445067.897	0.067		152		-78
2445068.867	0.145	131	255		-78
2445069.893	0.226	178	194		-110
2445070.900	0.306	156	178		-82
2445071.904	0.386		50		-84
2445123.825	0.511	39			-67
2445125.808	0.669		-37		-17
2445126.878	0.754		14		8
2445184.612	0.341	156	159		-114
2445186.533	0.493	20	71		-64
2445187.584	0.577	-47	-9		-27
2445188.631	0.660	-83	7		0
2445189.669	0.742	-148	55		25
2445190.672	0.822		59		13
2445191.688	0.903	-64	93		1
2445192.660	0.980	-34			-57
2445196.667	0.298	112	242		-110
2445197.645	0.376		186		-113
2445198.667	0.457	45	113		-69
2445199.606	0.532	-38	136		-50
2445506.787	0.938		139		-17

continúa en la página siguiente

Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 97 (continuación)

DJH ^b	Fase ^a	NV 4603+19 em.	HeII 4686 em.	NV 4942 em.	<abs>
2445510.858	0.261		198		-100
2445512.751	0.412		143		-84
2445553.720	0.667	-72	-34		10
2445554.652	0.741	-99	-18		38
2450536.863	0.585	-19	29	-84	-13
2450537.867	0.665	-101	18	-145	3
2450538.852	0.743	-98	19	-145	3
2450539.867	0.824	-112	17		-25
2450540.857	0.902	-66	49		-28
2450541.861	0.982	-63	121		-62
2450542.856	0.061	40	155		-113
2450857.865	0.089	47	177	10	-93
2450858.879	0.169	116	245	46	-100
2450860.826	0.324	103	203	77	-119
2450868.884	0.964	-54	114	-91	-38
2451079.540	0.701				10
2451080.570	0.783				14
2451085.530	0.177				-84
2451303.744	0.515	-6	34	-51	-74
2451304.799	0.598	-29	3	-76	-39
2451305.795	0.678	-100	-30	-119	3
2451652.866	0.253	128	243	76	-108
2451653.808	0.328	144	197	39	-100
2451654.824	0.408	59	174	-16	-87
2451655.774	0.484	72	81	32	-51
2451807.507	0.539	11	67	-51	-12
2451808.577	0.624	-42	18	-130	6
2452007.870	0.459	59	73	-31	-66
2452008.874	0.538	13	31	-56	-55
2452009.850	0.616	-72	-14	-129	-31
2452010.882	0.698	-89	-16	-171	-23
2452385.800	0.486	42	91	-52	-48
2452735.779	0.292				-96
2452736.876	0.379				-89
2452737.855	0.457				-69
2452738.883	0.539				-33
2452739.880	0.618				-15
2452739.902	0.620				-28

Notas:

(a) Fase según la nueva efemérides: 2,444,412.56+12.5863E días.

Las VRs entre los días julianos 2444387 y 2445554 fueron publicadas por Niemela et al. (1995).

C.7 WR 98

Tabla C.7: Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 98

HJD	Fase ^a	N IV em. λ_0 4057.76	N V em. λ_0 4603.73	C III em. λ_0 4648.83	He II em. λ_0 4685.68	H γ abs. λ_0 4340.47	H β abs. λ_0 4861.33
2 400 000+							
44387.850	0.057		52	-7	27		
44388.780	0.076		10	-42	35		
44390.875	0.120	60	45	-34			
44739.900	0.418	-57		2	51		
44740.830	0.438	-43	80	-38	2		
44744.820	0.521			-79	-38	43	
44895.510	0.672	-118	-57	-93	-74		
44897.520	0.714	-188	-171	-102	-44	160	
44898.520	0.735	-226	-60	-113	-106		
45067.880	0.276	-4		11	38	-47	
45068.890	0.297	-5	87	33	42	-128	
45069.910	0.319		79	46	88		
45070.910	0.339	-27	73	-9	20	-103	
45123.840	0.446	88		-10	30		
45184.640	0.718	-183		-110	-47		
45186.590	0.758	-190		-142	-88		
45196.630	0.968	-51	-76	-77	-24		
45197.670	0.990	-59	57	-78	-19		
45198.640	0.010	-79	80	-53	11		
45199.630	0.031	-29	29	-16	9		
45248.520	0.053	-25	55	-35	25		-221:
45249.520	0.074	36	121	21	43	-46	
45250.510	0.095	83	64	76	86	-115	
45251.540	0.116	93	80	-1	68		12
45252.540	0.137	9	37	40	66	-80	-27
45254.530	0.179	84	131	-17	30		
45255.530	0.200	58	-17	-12	23		-72
45256.530	0.221	139	96	76	113		
45257.540	0.242		-26	74	102		
45258.530	0.263		16	21	48		
45260.530	0.304	-5	99	50	29		-67
45502.750	0.369		113	-34	36		
45506.840	0.455	68	-13	5	62		
45507.830	0.475	0	37	-19	40		
45508.780	0.495		-31	-11	24	6	92
45555.670	0.476	10	-57	-39	4		
45846.750	0.562	12	7	-61	-37		206:
50536.880	0.631	-120	-51	-103	-41	116	88
50537.883	0.652	-123	-133	-109	-53		
50538.872	0.672	-124	-118	-112	-34		118
50539.886	0.693	-125	-104	-122	-78		39
50540.878	0.714	-176	-144	-130	-55		86
50541.882	0.735	-130	-143	-136	-59		
50542.877	0.756	-169	-141	-100	-70		144
50858.851	0.363	-38	50	-34	26	-24	-120
50860.844	0.404	-45	5	-47	15	-47	-124

continúa en la página siguiente

Velocidades radiales de las líneas en el espectro de WR 98 (continuación)

HJD	Fase ^a	N IV em. λ_0 4057.76	N V em. λ_0 4603.73	C III em. λ_0 4648.83	He II em. λ_0 4685.68	H γ abs. λ_0 4340.47	H β abs. λ_0 4861.33
2 400 000+							
51261.900	0.790	-93	-61	-121	-41		
51261.913	0.791	-125		-125	-38		
51264.909	0.853	-106	-75	-122	-49		
51266.907	0.895	-96	-4	-104	-31		
51267.901	0.916	-37	-28	-91	-34		39
51303.768	0.666	-102	-126	-105	-47	50	135
51304.820	0.688	-192		-112	-41		
51305.814	0.709	-160	-136	-119	-46		184
51653.819	0.985	-86	-17	-68	17		-15
51654.833	0.006	-69	-37	-56	12		47
51806.573	0.179	134	110	8	110		-191
51807.534	0.199	87	66	29	81	-68	-189
52009.863	0.430	-5	-14	-27	47	-57	-74
52010.898	0.452	-21	-22	-2	42		-7
52011.880	0.472	-15	-15	-41	37	42	
52192.503	0.249	51	36	18	52		-169
52193.496	0.270	69	90	29	83		-68
52194.503	0.291	66	69	16	64		-97
52195.501	0.312	52	73	7	59		-161

Notas:

(a) Fase calculada según la nueva efemérides: 2,445,676.4+47.825E días.

Las VRs entre los días julianos 2444387 y 2445846 fueron medidas por VN.

Bibliografía

- Andersen, J. 1991, *A&ARv*, 3, 91
- Balona, L. A., Egan, J., & Marang, F. 1989, *MNRAS*, 240, 103
- Barbá, R., Morrell, N., Niemela, V., Bosch, G., González, J., Lapasset, L., Ferrer, O., Brandi, E., Cellone, S., García, B., Malaroda, S., Levato, O., Donzelli, C., Feinstein, C., & Rich, M. 1996, *RevMexAA (Serie conferencias)*, 5, 85
- Barbá, R. & Niemela, V. 1994, *Simposio 163 de la IAU, WR stars: Binaries, Colliding Winds and Evolution*, (eds) K. van der Hucht & P. Williams, 254
- Barbá, R., Niemela, V., Baume, G., & Vázquez, R. 1995, *ApJ*, 446, L23
- Barlow, M. J. & Hummer, D. G. 1982, in *IAU Symp. 99: Wolf-Rayet Stars: Observations, Physics, Evolution*, 387–392
- Baschek, B. & Scholz, M. 1971, *A&A*, 15, 285
- Beals, C. 1929, *M.N.*, 90, 202
- . 1938, *Trans. IAU*, 6, 248
- Beals, C. & Plaskett, J. 1935, *Trans. IAU*, 5, 184
- Bertiau, F. & Grobben, J. 1968, *Ric. Astr. Spec. Vat.*, 8, 1
- Breysacher, J. 1997, *Luminous Blue Variables: Massive Stars in Transition*, ASP Conference Series, (eds) A. Nota & H. Lamers, 120, 227
- Breysacher, J., Moffat, A. F. J., & Niemela, V. S. 1982, *ApJ*, 257, 116
- Cannon, A. J. 1923, *Harvard College Observatory Bulletin*, 781, 1
- Cannon, A. J. & Mayall, M. W. 1938, *Harvard Observatory Bulletin*, 908, 20
- Cappa, C. E., Arnal, E. M., Cichowolski, S., Goss, W. M., & Pineault, S. 2003, in *IAU Symposium 212*, 596
- Cappa de Nicolau, C. & Niemela, V. S. 1984, *AJ*, 89, 1398
- Cappa de Nicolau, C. E., Niemela, V. S., & Arnal, E. M. 1986, *AJ*, 92, 1414
- Cerruti, M. G. 1984, *Informational Bulletin on Variable Stars*, 2637, 1
- Chandrasekhar, S. 1934, *M.N.*, 94, 522
- Cherepashchuk, A. M. 1992, in *IAU Symp. 151: Evolutionary Processes in Interacting Binary Stars*, 123
- Chu, Y. H. 1991, in *IAU Symp. 143: Wolf-Rayet Stars and Interrelations with Other Massive Stars in Galaxies*, 349
- Cohen, M. 1991, in *IAU Symp. 143: Wolf-Rayet Stars and Interrelations with Other Massive Stars in Galaxies*, 323
- Conti, P. S. 1976, *Mem. Soc. R. Sci. Liege*, 6 Ser., 6, 193
- Conti, P. S. & Alschuler, W. R. 1971, *ApJ*, 170, 325
- Conti, P. S. & Massey, P. 1989, *ApJ*, 337, 251
- Conti, P. S., Niemela, V. S., & Walborn, N. R. 1979, *ApJ*, 228, 206

- Crowther, P., Hillier, D., & Smith, L. 1995, *A&A*, 293, 172
- Duflot, M., Figon, P., & Meyssonier, N. 1995, *A&ASS*, 114, 269
- Edlen, B. 1932, *The Observatory*, 55, 115
- Eenens, P. R. J. & Williams, P. M. 1994, *MNRAS*, 269, 1082
- Evans, D. S. 1967, in *IAU Symp. 30: Determination of Radial Velocities and their Applications*, 57
- Gamen, R. C. & Niemela, V. S. 2002, *New Astronomy*, 7, 511
- Gaposchkin, S. 1941, *ApJ*, 93, 202
- Gerasimovich, B. 1933, *Z.F.Ap.*, 7, 335
- González, F. 2000, Master's thesis, Universidad de Córdoba
- Gosset, E., Remy, M., Manfroid, J., Vreux, J.-M., Balona, L. A., Sterken, C., & Franco, G. A. P. 1991, *Informational Bulletin on Variable Stars*, 3571, 1
- Henize, K. G. 1976, *ApJS*, 30, 491
- Herbig, G. H. 1995, *ARA&A*, 33, 19
- Hilditch, R. W., Harries, T. J., & Bell, S. A. 1996, *A&A*, 314, 165
- Hiltner, W. A. 1944, *ApJ*, 99, 273
- Humphreys, R. M. & Davidson, K. 1994, *PASP*, 106, 1025
- Jacoby, G. H., Hunter, D. A., & Christian, C. A. 1984, *ApJS*, 56, 257
- Johnson, H. M. & Hogg, D. E. 1965, *ApJ*, 142, 1033
- Koenigsberger, G. & Auer, L. H. 1987, *PASP*, 99, 1080
- Koenigsberger, G., Moffat, A., St. Louis, N., Auer, L., Drissen, L., & Seggewiss, W. 1994, *ApJ*, 436, 301
- Kuhi, L. V. 1973, *ApJ*, 180, 783
- Kukarkin, B., Kholopov, P., Pskovsky, Y. P., Efremov, Y., Kukarkina, N., Kurochkin, N., & Medvedeva, G. 1971, in *General Catalogue of Variable Stars*, 3rd ed. (1971), 1
- Lamontagne, R., Moffat, A., Drissen, L., Robert, C., & Matthews, J. 1996, *AJ*, 112, 2227
- Lamontagne, R. & Moffat, A. F. J. 1987, *AJ*, 94, 1008
- Lehmann-Filhés, R. 1894, *Astronomische Nachrichten*, 136, 17
- Lundström, I. & Stenholm, B. 1984a, *A&ASS*, 58, 163
- . 1984b, *A&ASS*, 56, 43
- Maeder, A. 1999, in *IAU Symp. 193: Wolf-Rayet Phenomena in Massive Stars and Starburst Galaxies*, 177
- Maeder, A. & Meynet, G. 2000, *ARA&A*, 38, 143
- Maeder, A. & Zahn, J. 1998, *A&A*, 334, 1000
- Mandrini, C. 1983, Master's thesis, Universidad de Buenos Aires
- Marchenko, S. V., Moffat, A. F. J., Eversberg, T., Morel, T., Hill, G. M., Tovmassian, G. H., & Seggewiss, W. 1998, *MNRAS*, 294, 642
- Marchenko, S. V., Moffat, A. F. J., & Koenigsberger, G. 1994, *ApJ*, 422, 810
- Marraco, H. & Muzzio, J. 1980, *PASP*, 92, 700
- Massey, P., DeGioia-Eastwood, K., & Waterhouse, E. 2001, *AJ*, 121, 1050
- Mayall, M. W. 1951, *Harvard College Observatory Bulletin*, 920, 32
- Moffat, A. 1974, *Astr. Ap.*, 34, 29

- Moffat, A., Drissen, C., Robert, C., Lamontagne, R., Coziol, R., Mousseau, N., Niemela, V., Cerruti, M., Seggewiss, W., & van Weeren, N. 1990, *ApJ.*, 350, 767
- Moffat, A. F. J., Marchenko, S. V., Bartzakos, P., Niemela, V. S., Cerruti, M. A., Magalhaes, A. M., Balona, L., St-Louis, N., Seggewiss, W., & Lamontagne, R. 1998, *ApJ*, 497, 896
- Moffat, A. F. J. & Seggewiss, W. 1977, *A&A*, 54, 607
- 1978, *A&A*, 70, 69
- Munch, L. 1954, *Boletin de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya*, 9, 29
- Niemela, V. S. 1972, *PASP*, 84, 450
- 1973, *PASP*, 85, 220
- Niemela, V. S. 1976, *Ap.Space Sci*, 45, 191
- Niemela, V. S. 1979, in *IAU Symp. 83: Mass Loss and Evolution of O-Type Stars*, 291–293
- Niemela, V. S. 1980, in *IAU Symp. 88: Close Binary Stars: Observations and Interpretation*, 177
- Niemela, V. S. 1982, in *IAU Symp. 99: Wolf-Rayet Stars: Observations, Physics, Evolution*, 299–302
- Niemela, V. S. 1983, in *Workshop on Wolf-Rayet Stars: Progenitors of Supernovae?*, III.3
- 1988, *Progress and Opportunities in Southern Hemisphere Optical Astronomy*, ed. V.M. Blanco & M.M. Phillips, *ASP Conf Ser* 1, 381
- Niemela, V. S. 1991, in *IAU Symp. 143: Wolf-Rayet Stars and Interrelations with Other Massive Stars in Galaxies*, Vol. 143, 201
- Niemela, V. S. 1995, in *IAU Symposium 163: Wolf-Rayet Stars: binaries, colliding winds, evolution*, 223
- Niemela, V. S., Barbá, R., Morrell, N., & Corti, M. 1997, *Luminous Blue Variables: Massive Stars in Transition*, *ASP Conference Series*, (eds) A. Nota & H. Lamers, 120, 222
- Niemela, V. S., Barba, R. H., & Morrell, N. I. 1999, *New Astronomy Review*, 43, 475
- Niemela, V. S., Cabanne, M. L., & Bassino, L. P. 1995, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 31, 45
- Niemela, V. S., Conti, P., & Massey, P. 1980, *ApJ*, 241, 1050
- Niemela, V. S. & Gamen, R. 1999, in *Rev. Mex. Astron. Astrofis. Conference Series*, Vol. 8, 59
- Niemela, V. S. & Gamen, R. 2000, *A&A*, 362, 973
- Niemela, V. S., Mandrini, C., & Méndez, R. 1985, *RevMexAA*, 11, 143
- Niemela, V. S. & Moffat, A. 1982, *Ap.J.*, 259, 213
- Niemela, V. S., Rovero, A. C., & Cerruti, M. A. 1996, in *Workshop on Colliding Winds in Binary Stars to Honor Jorge Sahade*, vol. 5, p. 126, 126
- Nugis, T. & Lamers, H. J. G. L. M. 2000, *A&A*, 360, 227
- Paczynski, B. 1967, *Acta Astronomica*, 17, 355
- Paczynski, B. 1971, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 9, 183
- Paczynski, B. 1973, in *IAU Symp. 49: Wolf-Rayet and High-Temperature Stars*, 143
- Payne, C. 1927, *Harvard Bulletin*, 842,843
- Perrine, C. 1920, *Ap.J.*, 52, 39
- Piatti, A. E., Bica, E., Santos, J. F. C., & Clariá, J. J. 2002, *A&A*, 387, 108
- Plaskett, J. 1924, *Pub.D.A.O.*, 2, 16
- Rauw, G., Vreux, J.-M., Gosset, E., Manfroid, J., & Niemela, V. S. 1996, in *Wolf-Rayet stars in the framework of stellar evolution*, 303
- Roberts, M. S. 1962, *AJ*, 67, 79

- Sahade, J. 1958, *The Observatory*, 78, 79
- Schmidt-Kaler, T. 1982, in *Landolt-Börnstein, New Series*, ed. K. Shaifers & H.H. Voigt, Group VI, Vol. 2/b
- Schmutz, W., Schweickhardt, J., Stahl, O., Wolf, B., Dumm, T., Gang, T., Jankovics, I., Kaufer, A., Lehmann, H., Mandel, H., Peitz, J., & Rivinius, T. 1997, *A&A*, 328, 219
- Schweickhardt, J., Schmutz, W., Stahl, O., Szeifert, T., & Wolf, B. 1999, *A&A*, 347, 127
- Smith, H. 1955, Ph.D. Thesis, Harvard University
- Smith, L. 1968, *MNRAS*, 138, 109
- Smith, L., Shara, M., & Moffat, A. 1996, *MNRAS*, 281, 163
- Smith, L. F. 1967, *AJ*, 72, 829
- Smith, L. F. 1973, in *IAU Symp. 49: Wolf-Rayet and High-Temperature Stars*, 15
- Snow, T. P. & Morton, D. C. 1976, *ApJS*, 32, 429
- Striganov, A. & Sventitskii, N. 1968, *Tables of Spectral Lines of Neutral and Ionized Atoms*. (New York:Plenum)
- Sung, H., Bessell, M. S., Park, B.-G., & Kang, Y. H. 1999, *Journal of Korean Astronomical Society*, 32, 109
- Torres-Dodgen, A. V. & Massey, P. 1988, *AJ*, 96, 1076
- Underhill, A. B. & Gilroy, K. K. 1990, *ApJ*, 364, 626
- Vacca, W. D., Garmany, C. D., & Shull, J. M. 1996, *ApJ*, 460, 914
- van der Hucht, K. 2001, *New Astronomy Reviews*, XX, XXX
- van der Hucht, K., Conti, P., Lundström, I., & stenholm, B. 1981, *Space Sci.Rev.*, 28, 227
- van der Hucht, K. A. 2003, in *IAU Symposium*, 441
- Velghe, A. G. 1957, *ApJ*, 126, 302
- Walborn, N. R. 1982, *ApJS*, 48, 145
- Wielen, R., Schwan, H., Dettbarn, C., Lenhardt, H., Jahreiß, H., Jährling, R., & Khalisi, E. 2000, *Veröffentlichungen des Astronomischen Rechen-Instituts Heidelberg*, 37, 1
- Wilson, O. C. 1940, *ApJ*, 91, 379
- Wolf, C. & Rayet, G. 1867, *Comptes Rendus*, 65, 292
- Wright, W. H. 1918, *Lick Pub.*, 13, 224

Agradecimientos

Deseo agradecer a la Dra. Virpi Niemela por su valiosa dedicación y aportes a este trabajo, y al Staff y Director del CASLEO por facilitar los recursos observacionales.

Además agradezco los comentarios de los miembros del Jurado, Dras. Cristina Cappa, Cristina Mandrini, y Nidia Morrell, que mejoraron la presentación de esta versión final.