



21/19

Universidad Nacional Autónoma de México

FACULTAD DE CIENCIAS

TRATAMIENTO POR MEDIO DE MICRODENSITOMETRIA  
Y COMPUTACION DE IMAGENES BIDIMENSIONALES  
FOTOGRAFICAS OBTENIDAS EN TELESCOPIO.  
APLICACION AL ESTUDIO DE COCIENTES DE LI-  
NEAS PROHIBIDAS EN NEBULOSAS ALREDEDOR  
DE ESTRELLAS WOLF - RAYET.

T E S I S  
QUE PARA OBTENER EL TITULO DE  
F I S I C O  
P R E S E N T A  
JAVIER DESIDERIO GONZALEZ GALINDO

MEXICO, D. F.

1983



Universidad Nacional  
Autónoma de México



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

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

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

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

# I N D I C E

	Página
Introducción	1
I. Estrellas Wolf-Rayet y sus nebulosas Asociadas	1
a) Las estrellas de tipo Wolf-Rayet	
b) Nebulosas Asociadas a estrellas WR	
II. Mecanismos de excitación en el medio <u>in</u> terestelar relacionados con las <u>estrel</u> las WR.	12
a) Nebulosas formadas por vientos <u>este</u> lares	
b) Nebulosas difusas (Regiones HII).	
c) Características espectrales de las Nebulosas	
III. Estrellas <u>as</u> ociadas a Nebulosas.	27
a) Clasificación	
b) Revisión	
c) Selección de la nebulosa a observar	
IV. Instrumentación, observaciones y <u>reduc</u> ciones	63
a) Instrumentación	
b) Observaciones	
c) Reducciones	
V. <u>Discu</u> sión y conclusiones	87
a) Las nebulosas de Anillo asociadas a WR25 y WR113	

- b) Estrellas WR definitivamente asocia  
das a Nebulosas
- c) Estrellas WR con probable asociación  
a Nebulosas
- d) Correlaciones
- e) Conclusiones

Referencias:

104

## I N T R O D U C C I O N

El estudio de nebulosas gaseosas ha permitido conocer más sobre el origen y evolución del Universo. En el caso particular de nebulosas asociadas a estrellas de tipo Wolf-Rayet su estudio permitirá además, entender más esta clase de objetos cuyo estudio es reciente en la Astrofísica.

La característica fundamental de las nebulosas asociadas a estrellas de tipo Wolf-Rayet es que los mecanismos de excitación pueden involucrar uno o los dos mecanismos que caracterizan particularmente a otras nebulosas; la fotoionización, característica de las regiones HI y de las nebulosas planetarias, o las ondas de choque, característica de los remanentes de supernova y de los objetos Herbig-Haro.

Después de dar en el capítulo I, un breve repaso sobre las características más generales de lo que hasta ahora se conoce de las estrellas de tipo Wolf-Rayet y de sus nebulosas asociadas, pasaremos a discutir brevemente en el capítulo II los mecanismos de excitación involucrados en esta clase de nebulosas.

En el capítulo III se hará, con todo el material fotográfico y literatura disponible, una clasificación y revisión de todas las nebulosas con asociación definitiva o probable a estrellas Wolf-Rayet, con el fin de seleccionar una estrella Wolf-Rayet muy probablemente asociada a una nebulosa y elaborar una lista de todas las estrellas de este tipo asociadas definitivamente a nebulosas.

En el capítulo IV describiremos las observaciones consistentes en la obtención de fotografías monocromáticas (en  $H_{\alpha}$ , [SII] y [OIII]) de la nebulosa muy probablemente asociada a la estrella seleccionada. En este capítulo también se discutirá el método de reducción empleado para obtener los cocientes de líneas en toda la nebulosa o sea, una espectroscopía bidimensional.

Las observaciones realizadas nos permitirán saber si la estrella de tipo Wolf-Rayet tiene realmente asociada una nebulosa. En el capítulo V, con la reducción de las observaciones obtendremos la mayor información posible sobre la estructura, morfología y características físicas de esta nebulosa, que junto con las nebulosas definitivamente asociadas a este tipo de estrellas nos permitirá hacer una breve discusión general sobre esta clase de nebulosas.

## CAPITULO I

### ESTRELLAS WOLF-RAYET Y SUS NEBULOSAS ASOCIADAS

En este primer capítulo se resumen las características más importantes de las estrellas de tipo Wolf-Rayet y de las nebulosas asociadas a este tipo de estrellas. En nuestro trabajo, por razones prácticas, nos hemos restringido a estrellas tipo Wolf-Rayet de población I y localizadas en nuestra Galaxia. Sin embargo, discutiremos brevemente en los siguientes incisos las estrellas de tipo Wolf-Rayet de población II y los casos de estrellas de tipo Wolf-Rayet de población I asociadas a nebulosas en las Nubes de Magallanes.

#### a) Las estrellas de tipo Wolf-Rayet.

Las estrellas de tipo Wolf-Rayet de población I (de aquí en adelante estrellas WR), son una clase de estrellas muy luminosas y muy calientes cuyo espectro tiene líneas de emisión anchas (principalmente HeI y HeII), las cuales probablemente se originan en material eyectado por las estrellas a muy altas velocidades,  $\sim 2000 \text{ km s}^{-1}$  (Hopkins, 1976). Por las líneas en emisión que aparecen en el espectro de las estrellas WR a éstas se les divide en dos grupos: WC y WN. En la tabla I.a.1 se muestran las líneas de emisión características de las WC y de las WN. Por el grado de excitación que muestran en su espectro se subclasifican (Beals, 1938) las WN desde WN3 hasta WN8 y las WC desde WC4 hasta WC9 (en

orden decreciente en su excitación). Además, las estrellas de tipo WN de alta excitación (de WN3 a WN6), se denominan estrellas WN tempranas o estrellas WNE y a las WN de baja excitación (WN7 y WN8), estrellas WN tardías o estrellas WNL (Vanbeveren y Conti, 1980). El rango de temperaturas efectivas de las estrellas WN es de 25,000 a 50,000°K (Morton, 1973), aunque estas temperaturas son altamente controvertidas.

TABLA I.a.1  
Clasificación espectral de las estrellas WR

Tipo	Líneas características
WC	He <sup>+</sup> , He, H, C <sup>+++</sup> , C <sup>++</sup> , O <sup>++++</sup> , O <sup>++</sup>
WN	He <sup>+</sup> , He, H, N <sup>++++</sup> , N <sup>+++</sup> , N <sup>++</sup>

Las magnitudes visuales absolutas (M<sub>v</sub>) para los diferentes tipos de estrellas WR se muestran en la Tabla I.a.2 según la calibración de Smith (1973) o de Crampton y Georgelin (1975). La calibración de Crampton y Georgelin (1975) está basada en el trabajo de Crampton (1971) en el cual se usan distancias cinemáticas de nebulosas galácticas, a diferencia de Smith (1968), que establece las magnitudes absolutas de las estrellas WR en la Nube Grande de Magallanes para la cual el módulo de distancia es conocido



por medio de otros objetos. En el presente trabajo adoptaremos la calibración de Crampton y Georgelin (1975) por ser la más reciente y haberse calibrado en la Galaxia.

TABLA I.a.2  
Magnitudes Absolutas de las Estrellas Wolf-Rayet

Tipo	(Mv) Smith	(Mv) Crampton y Georgelin
WN3	-4.5	-3.7
WN4	-3.9	-3.9
WN5	-4.3	-3.7
WN6	-4.8	-4.4
WN7	-6.8	-6.3
WN8	-6.2	-5.0
WC5	-4.4	-3.2
WC6	-4.4	-3.2
WC7	-4.4	-4.4
WC8	-6.2	-4.8
WC9	-6.2	-4.8

La masa promedio de una estrella WR, determinada por estudios espectroscópicos de estrellas WR binarias (Massey, 1981), es de alrededor de 20 masas solares ( $M_{\odot}$ ). Las masas de las estrellas tipo WC no son diferentes a las masas de las estrellas tipo WN. No parece haber una conexión sistemática entre las masas y los subtipos (Massey, 1981).

Las distribuciones galácticas de las estrellas ti

po WNE, WNL y WC, muestran que los dos últimos tienden a estar cerca del centro galáctico (Firmani, 1981).

Observaciones de los espectros de estrellas calientes muy luminosas, particularmente las estrellas tipo Of y WR, muestran que estas deben de perder material en forma de un flujo continuo desde su superficie. Esta pérdida de masa generalmente se le conoce como viento estelar. El mecanismo físico por el cual es lanzado el viento no está completamente establecido, el más aceptado en el caso de estrellas tempranas, es el debido a la presión radiante; conversión de momento del campo de radiación de la estrella en momento del gas estelar, vía algunos procesos de absorción.

Los datos de radio e infrarrojo muestran que la tasa de pérdida de masa de una estrella Wolf-Rayet típica es de  $\sim 4 \times 10^{-5} M_{\odot}$  por año para estrellas WC y  $\sim 3 \times 10^{-5} M_{\odot}$  por año para estrellas WN (Barlow, Smith y Willis, 1981), las cuales son un factor de 10 más grandes que la pérdida de una estrella tipo O. Los espectros ultravioleta y visible de las estrellas WR presentan perfiles de líneas consistentes con vientos estelares de alta velocidad, de 1 a  $3 \times 10^3 \text{ km s}^{-1}$  (Barlow, Smith y Willis, 1981). Semejantes vientos estelares podrían interactuar con el medio interestelar circundante y formar un frente de choque o una burbuja interestelar (Weaver et al. 1977).

Las estrellas WR son estados avanzados de la evolu

ción estelar. Es más, las estrellas WR muestran una evidencia de pérdida de masa en etapas previas a la fase WR (Firmani, 1981). Tanto los modelos teóricos de evolución estelar como el análisis estadístico de la distribución de este tipo de estrellas coinciden en identificar a las WR con estrellas masivas (de Loore et al., 1977; Chiosi et al., 1978 y Firmani, 1981), que probablemente se encuentran en su fase evolutiva de prendido del helio (Firmani, 1981). Sin embargo es difícil establecer cuál sería la masa límite a partir de la cual una estrella evolucionaría pasando por la etapa de WR. Esto depende esencialmente del mecanismo de pérdida de masa el cual puede ser debido a vientos estelares en el caso de una estrella solitaria o bien debido a la transferencia de masa de una compañera en el caso en que la WR forme parte de un sistema binario. Los modelos evolutivos son pues de dos tipos; el primero, al considerar la pre-WR como estrella solitaria, predice una masa límite inicial superior a  $20 M_{\odot}$  (Chiosi et al., 1978) en tanto que el segundo tipo de modelo predeciría masas límites iniciales menores (Kuhi, 1973 y Paczynski, 1973). Por otro lado, el hecho de que las WR estén perdiendo masa, al menos durante esa etapa, hace que la duración de esta fase se reduzca a aproximadamente  $10^5$  años (Chiosi et al., 1978).

Algunas nebulosas planetarias (N.P.) tienen estrellas centrales que presentan las características espectrales de las estrellas tipo WR de población I. Estas estrellas

asociadas a N.P. son conocidas como estrellas tipo WR de población II. A diferencia de las de población I, son estrellas más viejas, pequeñas, menos luminosas y menos masivas. Según los modelos evolutivos de N.P. (Osterbrok, 1974), sus estrellas progenitoras tienen masas entre 1 y 4  $M_{\odot}$ , masas pequeñas si las comparamos con la masa promedio de las estrellas tipo WR de población I.

b) Nebulosas asociadas a estrellas WR.

Las estrellas WR se encuentran, en algunos casos, rodeadas por nebulosas anulares, definidas "vagamente" (Chu, 1981) por Smith (1968), como: "Arcos de nebulosidad centrados en la estrella Wolf-Rayet e ionizados por ella".

Y.H. Chu (1981) define una nebulosa anular de Wolf-Rayet, como; una pequeña nebulosa cuyo tamaño angular no es mayor que unos cuantos grados para la Galaxia y que unos cuantos minutos de arco para las Nubes de Magallanes, alrededor de una estrella WR, y que satisface dos criterios:

- 1) La estrella WR, que no es excluida como posible causante de la formación de la nebulosa, esta localizada en una posición preferente adentro de los límites de la nebulosa.
- 2) La estrella WR es la única o la más importante fuente de excitación de la nebulosa.

Con estos criterios de selección Y.H. Chu identifica en total 15 nebulosas de anillo en la Galaxia, nueve en la Nube Grande de Magallanes y ninguna en la Nube Chica de Magallanes.

Por otro lado, Heckathorn et al. (1982), utilizan un criterio de selección menos restrictivo, incluyendo nebulosas anulares que tengan estrellas WR dentro de los límites del anillo proyectado, independientemente del hecho que la WR esté en una posición preferencial o no, o bien de que existan otras fuentes de excitación. De esta forma estos autores reportan 15 nebulosas definitivamente asociadas con la WR de las cuales 11 coinciden con las reportadas por Chu (1981). Además reportan 30 nebulosas calificadas como "posiblemente" asociadas a la WR.

Chu (1981) clasifica a las nebulosas de anillo al rededor de estrellas WR, de acuerdo al modo dominante de interacción de la estrella WR con el medio interestelar, en tres categorías: De fotoionización, denominadas tipo R, que a su vez se subdivide en dos subtipos:  $R_a$ ; Regiones HII amorfas, y  $R_s$ ; Regiones HII con estructura de cascarón. De eyección estelar, denominadas tipo E y de viento estelar, denominadas tipo W. Los datos observacionales de cada una de las nebulosas, comparadas con resultados teóricos y características morfológicas del modo de interacción dominante, permiten llevar a cabo dicha clasificación. Encuentra

una correlación entre la clasificación de las nebulosas de anillo y el espectro de sus estrellas WR asociadas. Así, aparentemente las nebulosas de tipo  $R_a$  están preferentemente asociadas con las estrellas WN de tipo tardías, las nebulosas de tipo  $R_s$  con las estrellas WC, las nebulosas de tipo E con las estrellas WN8, y las nebulosas del tipo W con las estrellas WNE.

Antes de 1978 se pensaba que solo las estrellas WN podían estar asociadas a una nebulosa de anillo (Underhill, 1968 y Crampton, 1971) y que, en estos casos, las estrellas WN no eran binarias (Smith, 1968). Sin embargo últimamente se han encontrado ejemplos de estrellas WN en sistemas binarios y de estrellas WC asociadas a nebulosas de anillo (por ejemplo la binaria HD 50896 (Firmani et al., 1978) y la WC HD 57504 (Lortet et al., 1980), con lo cual se ha cambiado la opinión anterior a tal grado que recientemente Heckathorn et al., (1982) concluyen que: "El mecanismo de formación de nebulosas puede incluir la posibilidad de todo tipo de estrellas Wolf-Rayet. Estrellas WN, WC, binarias o no, pueden estar asociadas a nebulosas de anillo".

Como mencionamos al inicio de este capítulo, en este trabajo estudiaremos con más detalle las Wolf-Rayet asociadas a nebulosas en la Galaxia. Para el caso de estrellas WR asociadas a nebulosas de anillo en la Nube Grande de Magallanes sólo haremos una breve discusión. En la Ta-

bla I.b.1 se listan las nueve nebulosas de anillo identificadas por Y.H. Chu como definitivamente asociadas a estrellas WR. Se da en ésta, el nombre de la estrella y el tipo espectral, el nombre de la nebulosa asociada, su clase (según la clasificación de Y.H. Chu) y su radio (en parsec). En esta tabla destaca la proporción de WN a WC (8 a 1), de WNE a WNL (7 a 1), el gran tamaño de las nebulosas (un promedio de 100 pc). En la tabla I del trabajo de Rosado et al. (1981), sobre la emisión óptica de nebulosas en forma de anillo en la Nube Grande de Magallanes, se muestran las características generales de algunas de estas nebulosas (diez) con estrellas WR en su interior, de las cuales la mitad son de las consideradas por Y.H. Chu como definitivamente asociadas a WR, pero de cualquier forma en esta tabla también destacan las características de gran tamaño de las nebulosas y la proporción mayor de WN a WC (8 a 2) y de WNE a WNL (7 a 1).

Con respecto al tamaño de las nebulosas puede haber un efecto de selección, pues nebulosas con tamaños de 5 a 10 pc. le corresponderían tamaños de solo 20" a 40", pequeños para la resolución de los catálogos y material fotográfico que actualmente se tienen de las Nubes de Magallanes (Chu, 1981).

TABLA I.b.1

Estrellas Wolf-Rayet en la Nube Grande de Magallanes  
con Nebulosas Asociadas, clasificadas por Chu (1981)

Nombre Estrella	Tipo <sup>1</sup>	Región	Clase <sup>3</sup>	Tamaño <sup>3</sup>
HD32402	WC5	DEM39	W	30
HDE268847	WN3-5	DEM45	R	100
FD22	WN3-5	DEM137	Rs	200
HD36063	WN7	DEM165	R	100
HDE269485	WN3-5	DEM174	Ra	64
FD33	WN3-5/3+0B <sup>2</sup>	DEM208	Rs	200
HDE269748	WN3-5	DEM231	Rs/W	32
HV5947	WN3-4/+0 <sup>3</sup>	DEM240	?	30
HDE270149	WN3-5	DEM325	W	26

<sup>1</sup> Fehrenbach et al., (1976),

<sup>2</sup> Rosado et al., (1981).

<sup>3</sup> Chu., (1981).

Se han identificado 42 nebulosas planetarias cuya estrella central es una tipo Wolf-Rayet (Tabla VI.I, van der Hucht et al., 1981), 12 de las cuales son WC y las demás no están claramente identificadas. A gran escala, todas las nebulosas planetarias con estrellas excitadoras o centrales tipo WC (siempre WC6, WC7 y WC8) presentan una estructura in-



distinguible de una nebulosa planetaria típica, pero a mayores resoluciones espaciales, cuatro de ellas muestran una estructura interna que las distingue y que supone la existencia de una fuerte turbulencia interna (Hromov and Kohoutek, 1968). Desgraciadamente el resto de las N.P. con núcleo WC tienen dimensiones angulares muy pequeñas para ser estudiada su estructura interna. Hay razones teóricas para esperar que estas estrellas centrales sean ricas en carbono, más que en nitrógeno (Wood and Faulkner, 1973).

En el transcurso evolutivo de una N.P. la masa eyectada de la estrella central es grande en comparación de su masa original, una estrella de  $1.5 M_{\odot}$  produce un cascarón de  $0.7 M_{\odot}$  y una de  $3.0 M_{\odot}$  un cascarón de  $1.8 M_{\odot}$ . La masa eyectada se concentra en un cascarón con un diámetro promedio de solo 0.4 parsec (Osterbrock, 1974).

Por último, con respecto a la morfología de las N.P. hay dos características muy generales (Hromov y Kohoutek, 1968): 1) Una uniforme o casi uniforme distribución de brillo, y 2) Un borde exterior bien definido.

CAPITULO II  
MECANISMOS DE EXCITACIÓN EN EL MEDIO INTERESTELAR  
RELACIONADOS CON LAS ESTRELLAS WOLF-RAYET

De los mecanismos de excitación en el medio interestelar existen dos muy relacionados con las estrellas Wolf-Rayet; los debidos a las ondas de choque producidas por vientos estelares supersónicos en el medio interestelar y los debidos a la fotoionización del medio por estrellas calientes. En el primer caso se forman nebulosas anulares, y en el segundo nebulosas difusas o también llamadas regiones HII. A continuación describiremos brevemente estos dos tipos de nebulosas y sus emisiones características.

a) Nebulosas formadas por vientos estelares.

De estudios de la interacción de vientos estelares supersónicos con el gas interestelar que los rodea se muestra que el viento estelar barre el material interestelar formando un cascarón denso circunestelar (Dyson, 1973). El viento (velocidad  $V_* \approx 2000 \text{ km s}^{-1}$ ) empuja el gas interestelar (cuya velocidad del sonido es  $C_s \approx 10 \text{ km s}^{-1}$ ) a una velocidad que es altamente supersónica. Actúa como un pistón y una onda de choque debe de aparecer inmediatamente en el gas interestelar. La evolución de un cascarón de este tipo se estudia en forma análoga a la de un cascarón formado por una explosión de Supernova (Woltjer, 1972). La fase inicial corresponde a una expansión libre del viento estelar; esta fase tiene una duración de varias centenas de años. Después le sigue una fase de ex

pansión adiabática que dura unos cuantos miles de años. Posteriormente una fase en la cual el gas interestelar barrido se colapsa en un cascarón delgado y frío. Este colapso es el resultado del enfriamiento radiativo del material chocado (Cox, 1972). Finalmente se llega a una fase en la cual el cascarón se disipa en el medio interestelar.

En este trabajo sólo se describirá la fase en la cual existe el cascarón frío pues es la fase que ocupa la mayor parte de la evolución de la nebulosa. Durante esta fase la interacción del viento estelar con el medio interestelar presenta una estructura de cuatro zonas (ver figura II.a.1):

i) La más interna con el viento estelar supersónico entrando al choque S1 siendo la densidad del viento igual a  $\rho_w(r) = \dot{M}/4\pi r^2 V_*$  (donde  $r < R_a$ ),

ii) En seguida una zona extendida y caliente con una presión interna  $p$ , que contiene viento estelar chocado mezclado con gas interestelar que se ha evaporado del cascarón frío.

iii) Un cascarón denso y frío, de radio  $R_c$ , delgado (es decir, su grueso  $\Delta R \ll R_c$ ) y expandiéndose con una -

velocidad  $\dot{R}_c$ . Es este cascarón frío el que contiene a la mayor parte del material interestelar que ha sido barrido por el choque S2. Las zonas (ii) y (iii) están separadas por una superficie de discontinuidad marcada como C en la figura. A través de esta superficie no existe flujo de masa y por consiguiente los dos choques no se mezclan.

iv) Por último, tenemos una zona con gas interestelar ambiente de densidad  $\rho_0$ .

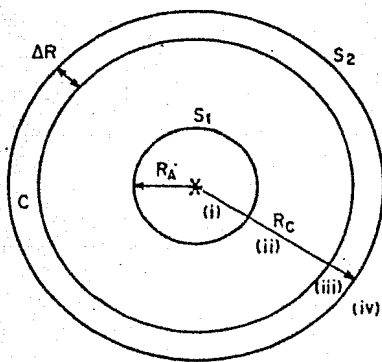


Fig. II.a.1. Interacción del viento estelar supersónico con el gas interestelar.

Mientras que en el cascarón (iii) el enfriamiento radiativo es muy eficiente, en la zona (ii) el tiempo de enfriamiento radiativo es tan largo que puede ser ignorado. El viento estelar da energía a la zona (ii) a través del choque S1, a una razón de  $\dot{E}_* = (\frac{1}{2})\dot{M} V_*^2$ . La energía perdida en (ii) es trabajo hecho contra el cascarón (iii), así

que la energía total en la zona (ii) obedece la ecuación:

$$\dot{E}_b = \dot{E}_* - P \frac{d}{dt}(4/3\pi R_c^3),$$

donde el último término es la rapidez de cambio del trabajo hecho sobre el cascarón. Además,  $E_b$  es igual a  $3/2(4/3\pi R_c^3)P$  que es la energía de un gas monoatómico. La ecuación de la energía total la podemos escribir como:

$$\frac{d}{dt}[4/3\pi R_c^3(3/2P)] = \dot{E}_* - P \frac{d}{dt}(4/3\pi R_c^3) \quad (2.a.1)$$

El movimiento del cascarón (iii) vendrá dado por:

$$\frac{d}{dt}[M_c(t)\dot{R}_c(t)] = 4\pi R_c^2 P \text{ donde } M_c(t) \text{ es la masa del cascarón igual a } 4/3\pi\rho_0 R_c^3.$$

Otra forma de escribir esta ecuación es;

$$P = \rho_0 \dot{R}_c^2 + 1/3\rho_0 \ddot{R}_c R_c \quad (2.a.2)$$

usando (2.a.1) y (2.a.2) llegamos a la ecuación

$$R_c^4 \ddot{\ddot{R}}_c + 12R_c^3 R_c^2 \ddot{\ddot{R}}_c + 15R_c^2 \dot{R}_c^3 = 3\dot{E}_*/2\pi\rho_0, \text{ considerando constante } \dot{E}_* \text{ la solución de esta ecuación será (Dyson y Williams, 1980):}$$

$$R_c = \left(\frac{125}{154\pi}\right)^{1/5} \left(\frac{\dot{E}_*}{\rho_0}\right)^{1/5} t^{3/5} \quad (2.a.3)$$

y

$$\dot{R}_c = 3/5 \left(\frac{125}{154\pi}\right)^{1/5} \left(\frac{\dot{E}_*}{\rho_0}\right)^{1/5} t^{-2/5} \quad (2.a.4)$$

donde  $R_c$  y  $\dot{R}_c$  están relacionadas de la siguiente forma:

$$R_c = 5/3 \dot{R}_c t \quad (2.a.5)$$

Los valores típicos de  $\dot{M}$  y  $V_*$  para estrellas de tipo WR son de  $3 \times 10^{-5}$  masas solares por año y  $2 \times 10^3$  kilómetros por segundo respectivamente, de estos valores tendremos que  $\dot{E}_* = 10^{37}$  ergs por segundo. Usando este valor, una densidad de hidrógeno neutro  $n_0 = 1/\text{cm}^3$ , típica del medio interestelar y un tiempo estandar de  $5 \times 10^4$  años (del orden de la mitad del tiempo de vida en la fase WR), obtendremos con las ecuaciones (2.a.3) y (2.a.4) valores de  $R_c \approx 10$  pc y de  $\dot{R}_c \approx 100$  km/s para un cascarón formado por el viento de una estrella de este tipo. Como el choque S2 es isotérmico, el factor de compresión estaría dado aproximadamente por  $n = (R_c/C_s)^2$  con lo cual la densidad del cascarón  $n_c$ , tendrá un valor de alrededor de  $100 \text{ cm}^{-3}$ , y el espesor del cascarón  $\Delta R$ , un valor de  $\sim 1/30$  pc.

b) Nebulosas difusas (Regiones HII).

Son regiones de gas interestelar que contiene una o varias estrellas excitadoras de tipo espectral O o B temprano. Las densidades de partículas, típicas de la parte ionizada de una nebulosa, son del orden de  $10$  ó  $10^2 \text{ cm}^{-3}$ . La fuente de excitación de las regiones HII es la radiación ultravioleta de la estrella o estrellas tempranas que están dentro de la nebulosa, estrellas calientes con temperaturas efectivas  $T_* \sim 3 \times 10^4 \text{ }^\circ\text{K}$ . Los fotones ultravioleta que estas estrellas emiten transfieren energía a la nebulosa por fotoionización. En las nebulosas y prácticamente en todos los objetos astronómicos, el hidrógeno es el elemento más abundante y la fotoionización del hidrógeno es el mecanismo energético dominante de la nebulosa. Los fotones con energía igual o mayor que  $13.6 \text{ eV}$  (el potencial de ionización del hidrógeno), son absorbidos en este proceso y su exceso de energía aparece como energía cinética de los fotoelectrones liberados. Las colisiones entre los electrones y los iones, distribuyen esta energía en el gas y mantienen una distribución de velocidades Maxwelliana, con temperaturas en el rango  $5,000 \text{ }^\circ\text{K}$  a  $20,000 \text{ }^\circ\text{K}$  para una nebulosa típica.

Cuando el flujo de fotones ionizantes sobre pasa a la tasa de recombinación de las partículas ionizadas, la re -

gión ionizada crece. Eventualmente, el volumen de material ionizado es tal que la tasa de recombinación iguala al flujo de fotones ionizantes y se establece un equilibrio. Así, si la región tiene un radio  $R_S$ , la condición de balance de ionización para la región como un todo es:

$$4/3\pi R_S^3 (n_e n_i) \beta = S_* \quad (2.b.1)$$

Donde  $\beta$  es el coeficiente de recombinación,  $S_*$  es el número de fotones ionizantes emitidos por la estrella,  $n_e$  la densidad electrónica y  $n_i$  la densidad iónica. En las nebulosas donde el principal elemento es el hidrógeno  $n_e = n_i$ . Así, el radio de la región ionizada sería igual a:

$$R_S = (3S_*/4\pi n_e^2 \beta)^{1/3} \quad (2.b.2)$$

Este radio es llamado radio de Strömgren, y la esfera de gas ionizado es llamada esfera de Strömgren.

c) Características espectrales de las nebulosas.

Estos dos tipos de nebulosas presentan en común un espectro dominado por líneas de Balmer en emisión y por líneas prohibidas de iones de elementos pesados. Las colisiones entre iones y electrones termalizados excitan los  $n_i$



veles de energía bajos y metaestables de los iones. Aunque estos niveles excitados tienen muy pequeñas probabilidades de transición, a las bajas densidades de una nebulosa típica ( $n_e \leq 10^4 \text{ cm}^{-3}$ ) la desexcitación colisional es muy poco probable, así que en la mayoría de los casos el ion decae de su nivel excitado por la emisión espontánea de un fotón y la nebulosa emite básicamente un espectro de líneas prohibidas. Además, las nebulosas tienen un continuo débil debido a la reflexión de la luz estelar por polvo y a las emisiones por transiciones libre-ligado, principalmente en el continuo Paschen de HI a  $\lambda > 3648 \text{ \AA}$  y en el continuo de Balmer a  $\lambda < 3648 \text{ \AA}$ . Las nebulosas emiten con una intensidad razonablemente fuerte en la región espectral de las radio frecuencias. Este espectro, continuo, es debido principalmente a la emisión libre-libre de electrones térmicos acelerados en colisiones con protones. También se observan, superpuestas a este continuo, líneas de emisión de hidrógeno, débiles. Estas corresponden a transiciones ligado-ligado de niveles con altos números cuánticos (como por ejemplo el  $109\alpha$  cuya longitud de onda es de 6 cm). También están presentes en esta región espectral las líneas de recombinación de otros elementos.

Las intensidades relativas de las líneas que resultan de las transiciones entre los niveles  $^4S$ ,  $^2D$  y  $^2P$  de los iones, en la configuración  $np^3$ , son sensitivas tanto a

la temperatura electrónica,  $T_e$ , como a la densidad electrónica  $n_e$ . En particular, el cociente de intensidad,

$$I(^2D_{5/2} \rightarrow ^4S) / I(^2D_{3/2} \rightarrow ^4S)$$

es usado para determinar las densidades en nebulosas debido a su débil dependencia de la temperatura electrónica. Seaton y Osterbrock (1957) fueron los primeros en usar un cociente de este tipo, el  $[OII](I(3729\lambda)/(3726\lambda))$ , para estimar las densidades electrónicas en nebulosas. Posteriormente, Saraph y Seaton (1970) usaron el cociente  $[SII](I(6717\lambda)/I(6731\lambda))$ . Las líneas de  $[SII]$ , a diferencia de las líneas de  $[OII]$ , son emitidas, en promedio, a bajas  $T_e$  y a altas  $n_e$ .

Por otro lado, algunos iones, de los cuales  $[OIII]$  y  $[NII]$  son los principales ejemplos tienen estructuras de niveles de energía, tales que producen líneas de emisión, de dos niveles superiores diferentes con una diferencia considerable en su energía de excitación. Por ejemplo, en el caso de  $[OIII]$  la línea  $4363\lambda$  es debida al nivel  $^1S$  y las líneas  $4959\lambda$  y  $5007\lambda$  al nivel  $^1D$ . La proporción relativa de excitación de estos niveles depende muy fuertemente de la temperatura y por consiguiente el cociente  $4363\lambda/(4959\lambda+5007\lambda)$  puede ser usado para medir la temperatura electrónica en nebulosas.

El espectro de las regiones HII, como son llamadas porque ellas contienen principalmente  $H^+$ , es rico en líneas de recombinación de hidrógeno y líneas de excitación colisional como las de [NII], [OII], [SII], etc. En particular, la intensidad de las líneas de [OIII] y [NIII] varía de objeto a objeto, siendo más fuertes en nebulosas excitadas por estrellas centrales de alta temperatura efectiva, pues los potenciales de ionización de estos iones son los más elevados. El elemento más abundante después del hidrógeno, en estas regiones, es el helio, cuya abundancia relativa por número es del orden de 10 por ciento. El potencial de ionización del helio neutro  $HeI$  es de 24.6 eV, mientras que el potencial de ionización del helio una vez ionizado es de 54.4 eV. Dado que ninguna de las estrellas calientes de tipo espectral O emite fotones con  $h\nu > 54.4$  eV, es improbable observar helio dos veces ionizado en una región HII ordinaria. En las nebulosas planetarias se presenta un caso diferente; muchas de las estrellas centrales son mucho más calientes que las estrellas O y B más calientes y radian fotones muy energéticos que producen zonas centrales de  $He^{++}$ . Los elementos pesados más abundantes, (del orden de  $10^{-3}$  a  $10^{-4}$ ), con respecto al hidrógeno en una nebulosa HII son: oxígeno, neón, carbono, nitrógeno, hierro y silicio.

En la figura II.c.1 se presentan esquemáticamente la

estratificación de los grados de ionización en una región HII, resultado de la manera diferente en que los fotones de varias energías son absorbidos a medida que se propagan hacia afuera de la estrella.

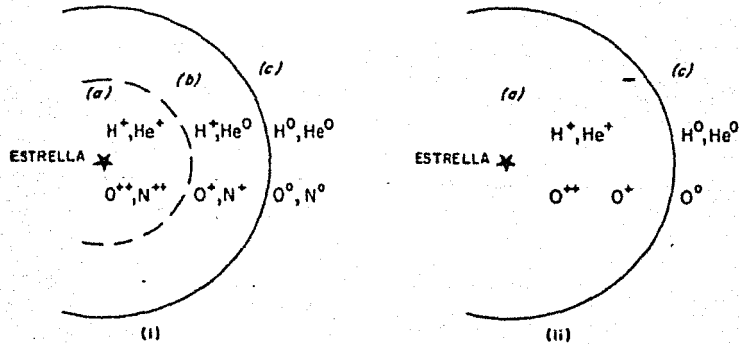


Fig. II.c.1 Estratificación de los grados de ionización en una región HII. (i) Estrella de baja temperatura ( $T_{\star} \leq 40,000 \text{ K}$ ), (ii) estrella de alta temperatura ( $T_{\star} \geq 40,000 \text{ K}$ ).

Respecto a las ondas de choque en el medio interestelar, existen hasta ahora tres conjuntos de modelos de radiación, estos son los de Dopita (1977), Raymond (1979) y los de Shully McKee (1979). Todos ellos son mejoras del primer modelo dado por Cox (1972). Los modelos de Raymond (1979) se extienden a altas velocidades abarcando un rango de  $50 \text{ km s}^{-1}$  a  $200 \text{ km s}^{-1}$ , con 36 diferentes modelos, densidades prechoque que van de  $n_0 = 1 \text{ cm}^{-3}$  a  $n_0 = 350 \text{ cm}^{-3}$  y valores para el campo magnético  $B_0$  de  $0.01 \mu\text{G}$  a  $1 \mu\text{G}$ . Considera con detalle los efectos de los fotones ionizantes (generados en el gas postchoque), en la zona de recombinación. Esto lo hace dejando la preionización como parámetro libre. Incluye conjuntos de abundancias que consideran el removimiento de elementos pesados del medio interestelar debido a la formación de granos ("depletion"). Por otro lado Shull y McKee (1979) resuelven el problema de la preionización (para velocidades de choque mayores o iguales a  $110 \text{ km s}^{-1}$  el choque genera suficiente radiación UV como para preionizar completamente el hidrógeno y el helio), y dan modelos autoconsistentes en los cuales la preionización es establecida por los fotones ionizantes generados en la zona de enfriamiento. El rango de velocidad del choque de los modelos de Shull y McKee va de  $40 \text{ km s}^{-1}$  a  $130 \text{ km s}^{-1}$ . Son diez diferentes modelos, en 7 de ellos mantienen un mismo campo magnético  $B_0 = 1 \mu\text{G}$ , una

abundancia "cósmica" y una densidad prechoque igual a  $10 \text{ cm}^{-3}$ . En los tres restantes, mantiene una misma velocidad de choque de  $100 \text{ km s}^{-1}$  variando individualmente (en cada uno de estos tres), la densidad prechoque ( $n_0=100 \text{ cm}^3$ ), el campo magnético ( $B_0=10 \mu\text{G}$ ) y la abundancia, usando en este último una abundancia que considera el remo-vimiento de elementos del medio interestelar por la formación de granos. La preionización del hidrógeno y del helio es fijada, en ausencia de una fuente de ionización externa, por la radiación UV emergente y puede ser muy pequeña para  $V_s \leq 90 \text{ km s}^{-1}$ , a diferencia de los modelos de Raymond (1976), donde se supone una preionización. Los modelos de Shull y McKee son particularmente usados para bajas velocidades. Ambos conjuntos de modelos muestran que el cociente  $[OIII]$  ( $4959\lambda+5007\lambda$ )/ $H\alpha$ , es una función sensible a la velocidad de choque, siendo muy pequeño a bajas velocidades.

Las diferencias entre la emisión óptica de los choques radiativos (RSN y H-H) y las nebulosas fotoionizadas (HII y N.P.) son tales que para el caso de emisión de material chocado, existe un aumento en la intensidad de las líneas emitidas por iones de baja excitación tales como OI, OII, NI, NII, SII y CII y de los cocientes sensibles a la temperatura (McKee y Hollenbach, 1980). En la tabla II.c.1 se muestran los valores del cociente  $[OIII] 4363\lambda/(4959\lambda+5007\lambda)$ , sensible a la tempe

peratura, y del cociente  $[SII](6717+6731)/H\alpha$  para nebulosas típicas, fotoionizadas y con ondas de choque. En esta tabla se puede observar la gran diferencia de intensidades para ambos tipos de nebulosas.

TABLA II.c.1  
Emisión óptica en nebulosas.

Líneas*	$[OIII](4367\lambda/(4959\lambda+5007\lambda))$	$[SII]/H\alpha(6717\lambda+6731\lambda/6563\lambda)$
Nebulosas fotoionizadas		
n Car (HII)	0.004	0.08
Ori (HII)	0.004	0.09
NGC7662 (N.P.)	0.01	0.004
Nebulosas con ondas de choque		
N49 (RSN)	0.05	1.22
Cyg. Loop (RSN)	0.06	0.92
HH43S (H-H)	-	1.72

\* Valores tomados de la Tabla 2 de McKee y Hollanbach (1980).

McKee y Hollanbach dan una explicación cualitativa a esta diferencia; en las nebulosas fotoionizadas la línea de  $H\alpha$  es producida principalmente en la región totalmente ionizada, mientras que las líneas de los iones de baja excitación son producidas

en diferentes zonas de ionización (mucho más pequeñas que toda la región), de las nebulosas (ver figura II.c.1). En contraste, en las nebulosas con ondas de choque tanto la línea de H $\alpha$  como las líneas de los iones de baja excitación son producidas solamente en la región de recombinación. Con respecto a los altos cocientes sensibles a la temperatura son, obviamente indicadores de las altas temperaturas producidas por el choque en el gas interestelar, comparadas con la temperatura típica ( $\leq 10^4$ °K) de una nebulosa fotoionizada. Algunas de estas características de las nebulosas con ondas de choque han sido usadas para la identificación de remanentes de supernova en la Galaxia y galaxias cercanas (D'Odóricó, 1978).



### CAPITULO III

#### ESTRELLAS WR ASOCIADAS A NEBULOSAS

De las 159 estrellas WR registradas en "El Sexto Catálogo de Estrellas Wolf-Rayet" (Van der Hucht et al, 1981), 78 han sido reportadas como asociadas y/o probablemente asociadas a nebulosas en el catálogo de Van der Hucht et al. (1981), los trabajos de Chu (1981), y de Heckathorn et al (1981), (de aquí en adelante abreviados HCLS, CHU y HBG respectivamente). En este capítulo haremos una clasificación y revisión de estos 78 casos con los siguientes propósitos:

- 1) Seleccionar una nebulosa aparentemente asociada con una WR, para observación fotográfica, con el objeto de discernir si realmente esta asociada. Obtener su espectroscopía y estudiar su estructura con el material fotográfico obtenido.
- 2) Obtener una lista de estrellas WR definitivamente asociadas a nebulosas, sobre la cual haremos los posibles estudios espectroscópicos, morfológicos, etc.
- 3) Y por último, con los restantes hacer una lista de aquellas WR con muy probable asociación a nebulosas que ameritan fuertemente ser observadas. La selección se tratará en el último inciso de este capítulo. En el capítulo

V se darán las dos listas y se discutirán los resultados de las observaciones obtenidas, en el capítulo IV, de la nebulosa seleccionada.

a) Clasificación.

Clasificamos las 78 estrellas WR en seis grupos, en función de la correlación con nebulosas asociadas (HCLS, CHU y HBG). El primero contiene todas aquellas WR definitivamente asociadas a una nebulosa según CHU y "credibilidad" 5 ó 4 en el rango que va de 5 a 1 establecido por HBG (correspondiendo el 5 a una definitiva asociación y el 1 a una posible).

Al segundo grupo corresponden toda estrella WR que a pesar de tener una asociación segura con la nebulosa según CHU, su asociación es puesta en duda por HBG al considerarlas probablemente asociadas a nebulosas (credibilidad igual a 3). En este grupo también estará M1-67, nebulosa considerada por CHU como definitivamente asociada a una WR pero que HBG ni siquiera incluye en su trabajo por su tamaño angular pequeño y por la baja resolución del catálogo fotográfico empleado ("An emission-line Survey of the Milky Way", R. Parker et al, NASA SP-434, 1979; de ahora en adelante catálogo PGK).

En el tercer grupo están las nebulosas definitivamente asociadas a estrellas WR agregadas recientemente por el trabajo de HBG, no discutidas por CHU. Un cuarto grupo se compone de aquellas nebulosas consideradas por HBG como nebulosas probablemente asociadas a estrellas WR. (credibilidad 3). El quinto grupo contendrá todas aquellas WR que HBG les asigna una credibilidad de 2 ó 1.

Por último tenemos un sexto grupo de estrellas WR, que, a pesar de tener una supuesta correlación con regiones HII (según HCLS), no han sido consideradas por CHU ni por HBG.

b) Revisión.

A continuación trataremos cada grupo, haciendo notar brevemente las características morfológicas y peculiaridades generales de cada caso. Para esto utilizaremos fundamentalmente los catálogos de HCLS y de PGK, los trabajos de CHU y HBG, las placas de Monte Palomar (POSS), el Córdoba, la extensión sur del POSS, los registros estelares Henry-Draper (HD) y Smithsonian Astrophysical Observatory (SAO) y el catálogo general (CGO) de estrellas O (Cruz-González et al, 1974).

Grupo I: Todas las nebulosas de éste grupo son discutidas con detalle por CHU. En la tabla I se muestran

los parámetros más importantes de las WR de este grupo y de sus nebulosas asociadas. En la columna (1) se muestra el número del catálogo Henry Draper (HD) o del catálogo de estrellas luminosas de la parte sur de la vfa láctea de Stephenson y Sanduleak, 1971 (LSS) del objeto. El tipo es pectral de las estrellas es el dado por HCLS. En la colu na (3) se da el nombre más común de la nebulosa. La colu na (4) indica la temperatura efectiva de la WR en grados Kelvin, la (5) la magnitud absoluta de la WR según Crampton (1971), la columna (6) se da la pérdida de masa en la WR en unidades de masas solares por año. En la co lumna (7) la densidad electrónica de la nebulosa asociada; en la (8) el radio de ésta en parsecs, en la (9) su veloci dad de expansión, en la (10) la masa de la nebulosa en uni dades solares, en la (11) la clasificación de la nebulosa según CHU., y en la (12) la edad de la nebulosa. En la ta bla, las WR están acomodadas en orden decreciente de su lu minosidad.

A continuación, en la discusión breve de cada caso de este grupo, se pondrá primero el número de la WR en el catálogo de HCLS, en seguida su número HD, entre paréntesis su tipo espectral y posteriormente el nombre de la nebulosa asociada.

WR40, HD96548(WN8), RCW58: Una nebulosa de anillo

bien definida y pequeña, como de 7 minutos de arco de diámetro, con la estrella WR concéntrica a la nebulosa, no hay más estrellas, aparte de la WR, dentro de ésta. Por sus características estructurales Chu et al. (1982c) la consideran una nebulosa con eyección estelar. Junto con M1-67 (que trataremos en el grupo II) son las dos únicas del tipo de eyección en la clasificación de CHU.

WR55, HD117688 (WN8), RCW78: Al igual que la anterior, es una nebulosa en forma de anillo con la WR bien centrada. Aparte del anillo externo de aproximadamente 35 minutos de diámetro, la principal característica de esta nebulosa es que otro pequeño e intenso anillo central de  $\approx 6'$  de diámetro, predomina en las fotografías tomadas con el filtro  $\lambda = 5010 \text{ \AA}$  del catálogo PGK, donde no se detecta el externo de 35'. De hecho HBG le asignan a esta nebulosa dos tamaños, 39' el anillo externo y 6' el interno. Hay divergencias entre distintos autores en cuanto a la distancia al objeto. Y.M. Georgelin et al., 1973, le asignan una distancia cinemática de  $2.7 \pm 0.6$  Kpc, diferente a la distancia cinemática reportada por CHU de 7.6 Kpc, que coincide con la distancia a la WR obtenida por L. Smith (1968c) de 7.59 Kpc. Hay la presencia de dos estrellas dentro de los contornos de RCW78 de tipos espectrales B9(HD1175440) y B2(HD117704), pero ambas, según CHU más cercanas que

RCW78. HBG advierten la presencia de estrellas O dentro de RCW78. De una revisión del catálogo Henry-Draper se ve que en el campo hay una estrella tipo O8F (HD117797, CG0350), de magnitud visual 9.19 dentro de los bordes del anillo externo, como a 7' de la WR. También en los bordes de RCW78 encontramos a HD117297, estrella WC8, cuya distancia es de 6 Kpc (Smith, 1968). La discutiremos con detalle en el grupo VI. La posición central de la WN8 a la nebulosa y la forma de ésta nos indican que esta WR es la única estrella asociada a la nebulosa.

WR136, HD192163 (WN6), NGC6888: Nebulosa en forma de elipse ampliamente estudiada su cinemática por Courtes (1960), Georgelin y Monnet (1969) y Lozinskaya (1970); su espectroscopía por Kwitter (1979) y Parker (1978); y en radio, a varias frecuencias, por Wendker et al. (1975). Esta nebulosa esta dentro del complejo filamentario de 18° de diámetro S109 (Sharpless, 1959), en el cual se encuentran 9 estrellas WR más. Pero a diferencia de las nebulosas asociadas o posiblemente asociadas a estas estrellas WR (que discutiremos en su respectivo grupo) la nebulosa asociada a HD192163, por su morfología destaca como algo aparte del resto de los filamentos que forman el complejo S109. HBG hacen notar que no hay estrellas O dentro de NGC6888.

WR134, HD191765 (WN6), S109: Estrella WR dentro

del complejo S109. Tanto CHU, como HBG hacen notar que las imágenes fotográficas en  $H\alpha$  y [OIII] de la nebulosa asociada no coinciden en tamaño y en estructura; en  $H\alpha$  se observa un arco amorfo al sureste de la estrella, en [OIII] hay un arco filamentario en la parte norte (Chu, et al., 1982c). La estructura de anillo vista en la placa [OIII] es una estructura de choque (HBG), en eso basa su identificación HBG. Inicialmente identificó Crampton (1971) la estructura que se observa en el POSS, en donde el filamento se confunde fácilmente con otros tantos pertenecientes al complejo S109. La estrella que está inmediatamente al norte de la WR, casi a 1', es SAO 069539, la cual parece estar mas centrada al arco filamentario observado en cualquiera de las imágenes (POSS,  $H\alpha$  u [OIII]), su tipo espectral es B9. La magnitud visual de la WN6, es 8.3 (HCLS). HBG indican que no hay estrellas O que puedan contribuir de igual manera que la estrella WR.

WR6, HD5089 (WN5), S308: Nebulosa en forma de anillo, extremadamente débil en las fotografías del POSS; en la placa roja solo se logra distinguir una pequeñas nubes a 15' al Oeste de la estrella WR. No se encuentra en el catálogo PGK (su latitud galáctica es aproximadamente igual a  $-10^\circ$ ), pero se han obtenido recientemente muy buenas fotografías en  $H\alpha$  [OIII] ( $\lambda 5007\text{\AA}$ ) y [SII] ( $\lambda 6717\text{\AA}$ ) en los trabajos recientes de extensión del catálogo PGK de T. Gull y

Y.H. Chu (Chu et al., 1982b). En una de sus placas centradas en  $l=235^\circ$  y  $b=-10^\circ$  aparece S308 muy bien definida, intensa en [OIII], con emisiones débiles  $H\alpha$  + [NII], y en [SII] (Chu et al., 1982b). Se tienen buenos espectros de esta nebulosa (Kwitter, 1979). Lo altamente concéntrico de la nebulosa de anillo a la WR y lo muy débil de las estrellas de campo dentro de la nebulosa hacen suponer que es solo la estrella WR la causante del anillo, como HBG lo indica. Sharpless (1959) también solo asocia HD50896 a esta nebulosa. Cabe hacer notar que se han dado fuertes evidencias observacionales en favor de la naturaleza binaria de HD50896 (Firmani et al., 1978).

WR18, HD89358 (WN5), NGC3199: Aparte de las fotografías de NGC3199 que se tienen en el catálogo PGK (que es de baja resolución), se presentan magníficas fotografías de esta nebulosa en  $H\alpha$  y [NII] en el trabajo Deharveng y Maucherat (1974) donde se hace un estudio morfológico y cinemático de la nebulosa. La distancia obtenida a la WR por Smith (1968) de 3.6 Kpc, la obtenida por CHU de 3.3 Kpc, son comparables a las distancias cinemáticas obtenidas por Bigay et al. (1972) de  $4.3 \pm 1$  Kpc o la de Georgelin et al. (1973) de  $4.3 \pm 0.8$  para NGC 3199 (también conocida como RCW48). Deharveng y Maucherat dan una estimación del cociente  $H\alpha/[NII]$  de los filamentos de NGC3199, de  $\sim 9.0$ . HBG advierten la presencia de estrellas O que pueden estar igual



mente asociadas a la nebulosa. De una revisión en el catálogo Henry-Draper se puede ver que no hay ninguna estrella azul igual o más brillante que la WR dentro de la nebulosa. Además la estrella WR está centrada en la nebulosa de anillo, lo que hace más plausible la suposición que la estrella WR es la única estrella asociada a la nebulosa.

WR7, HD56925 (WN4), NGC2359: Nebulosa muy estudiada: su cinemática por Lozinskaya (1973), y por Pismis et al. (1977), su espectroscopía por Peimbert et al. (1978), Talent y Dufour (1979), y Kwitter (1979) y en radio por Jhonson y Hogg (1965), Nebulosa peculiar, pues aparte de su forma anular con la estrella WR en el centro, tiene una componente nebular más exterior a la estrella en forma de "U". HBG le asocian dos tamaños, 26.8' para su emisión en  $H\alpha$  y [SII] y 12.2' para la emisión en [OIII]. Aparte de la WR no hay estrellas O (HBG). En la fotografía en  $H\alpha$  de Pismis et al. (1977), se nota la estrella desplazada ligeramente, como 30", al Noroeste de la parte central del anillo.

WR75, HD147419 (WN4), RCW104: La nebulosa de anillo asociada a esta estrella WR es una pequeña porción de una región HII amorfa grande (de aproximadamente 3°). Su tamaño y la escala del catálogo PGK, hacen difícil su identificación; se observa como anillo incompleto (pues no hay

emisión apreciable en la parte Norte), y la parte sur se confunde con el resto de la región HII. La estrella WR es el objeto brillante dentro del semiarco, desplazado ligeramente de tal forma que esta en el borde sur del semiarco. Georgelin et al. (1973) obtienen una distancia cinemática de esta región de 3.4 Kpc muy similar a la distancia cinemática (3.3 Kpc) y estelar (3 Kpc) reportadas por CHU. En el pequeño campo estelar dentro del semiarco no hay ninguna estrella azul. HBG indican la ausencia de estrellas tipo O en este campo.

WR23, HD92809 (WC6), Anónima: Es una de las cuatro estrellas Wolf-Rayet dentro del complejo de Carina. Lortet et al. (1980) y HBG coinciden que no hay estrellas O en la nebulosa. La estrella WR se localiza exactamente en el centro del semicirculo que forma la nebulosa. (la parte Este no es detectable). Según CHU esta nebulosa es la única estrella WC que tiene una nebulosa de anillo tipo W (viento), y es la más vieja de la Galaxia, de este tipo.

WR48, HD113904 (WC6 + O9.51), Anónima: La principal característica de esta nebulosa es que es la única de este grupo cuya forma no es de arco o anillo, sino una nebulosidad alargada y ondulada que se extiende de Este a Oeste como 40' al sur de la estrella WR. CHU propone que

la WR no es causante de la morfología de la nebulosa, esta solo excita radiativamente a la nebulosa. No hay estrellas O en el campo que también puedan estar asociadas a esta nebulosa (HBG), aunque HD113904 (O Mus) es aparentemente miembro de Cen OB1 (HCLS). Esta y S308 son las únicas de este grupo I y del II (o sea todas las estudiadas por CHU), que están asociadas a WR reportadas como binarias.

WR102, LSS4368 (WC4), G2.4 + 1.4: Nebulosa de morfología complicada, aunque en la fotografía de Palomar aparezca como un anillo de 5 minutos de diámetro ubicado en la parte sur de una nebulosa más extensa. Fotografías de la nebulosa en H $\alpha$ , [OIII] y [SII] muestran su compleja morfología. Chu et al., (1982a) la clasifican como una nebulosa tipo R<sub>s</sub>, porque es posiblemente un remanente de supernova iluminada por LSS4368. No hay estrellas O en el campo (HBG).

Grupo II. Los parámetros más importantes de las WR y de sus nebulosas asociadas pertenecientes a este grupo se presentan en la Tabla II, cuyas columnas se dan el mismo orden que la Tabla I. A continuación discutiremos brevemente cada miembro de este grupo.

WR124, 209 BAC (WN8), M1-67: Una nebulosa de anillo muy peculiar por su tamaño tan pequeño (del orden de 110 segundos de arco), factor que impide a HBG incluirla

en su estudio debido a la baja resolución del PGK, el cual sirvió de base para su trabajo. Nebulosa ampliamente estudiada, pues por mucho tiempo se le consideró como una nebulosa planetaria (Perek y Kohoutek, 1967). Fuertes argumentos favorecen el hecho de que ésta no sea una nebulosa planetaria, como lo son la alta velocidad de la misma, el bajo grado de excitación (Bertola, 1964), su morfología (Hromor y Kohoutek, 1968), los datos obtenidos en radio, infrarrojo y óptico (Cohen y Barlow, 1975), y la cinemática (Pismis y Recillas, 1979). La evidencia observacional hace que sea catalogada como una nebulosa de anillo asociada a una WR, clasificada como una nebulosa de clase E, que junto con RCW58 son las dos únicas de tipo de eyección de materia (CHU). La WN8 es la única estrella azul asociada a M1-67.

WR131, MR97 (WN7), L69.8 + 1.7: Estrella Wolf-Rayet dentro del complejo S109. La nebulosa igual que las dos restantes de este grupo, no es considerada por HBG como una nebulosa asociada definitivamente a la WR, sino probablemente asociada (credibilidad 3). Al igual que la nebulosa anónima de  $\theta$  Mus, en el grupo I, ésta carece de una forma de anillo o arco bien definido, compuesta, en la placa E de palomar, de un filamento al Suroeste largo (como de 26') y ondulado. Brillante en su parte más próxima a la WR, pero a diferencia de la nebulosa asociada a  $\theta$  Mus, ésta

tiene pequeñas nebulosas concéntricas en el Norte y Este de la WR, como a 5'. La nebulosa asociada a WR131, al igual que la mayoría de las WR dentro del complejo filamentario S109, se confunde con los filamentos de este complejo, inclusive el filamento Suroeste tiene la misma orientación y forma que el resto de S109 inmediatamente al Norte de la WR (30' aproximadamente). En el catálogo PGK se observa mejor una estructura de anillo, al verse un poco más intensa que en POSS sus nubes concéntricas del Norte y Este. Seguramente, cuando menos su filamento suroeste, igual que la nebulosa asociada a  $\theta$  Mus (HBG), no este influenciada su morfología por la WR, y sólo sea excitada por la estrella. Una revisión en el campo coincide con HBG, no hay estrellas O dentro del campo y tampoco hay ninguna estrella azul.

WR85, HD155 603B (WN6), RCW118: Nebulosa anular elíptica, (la parte sureste no se detecta). La estrella WR de magnitud visual 10.6 se localiza en el centro del anillo (la estrella brillante que se ve en el centro del anillo no es la WR sino HD155603, estrella tipo G y magnitud visual 6.4, que está a solo 15" de la WR). Aunque HBG no menciona la presencia de estrellas O dentro de la nebulosa, Chu et al, (1982) hacen notar la existencia de dos estrellas OB (LSS3981 de magnitud 10.2 y LSS3986 de magnitud 11.1), a solo 4' de HD155603 (Moffat y FitzGerald, 1977), que junto con la estrella WR, forman éstas un cúmulo (Moffat y

FitzGerald, 1977). Este hecho hace controversial la inclusión de este objeto como una nebulosa de anillo formada por WR (Chu et al., 1982), argumento no incluido por HBG por haberla considerado solo como probable nebulosa de anillo. Cabe hacer notar que la distancia cinemática a la nebulosa concuerda bien con la distancia fotométrica a la WR (Chu et al. 1982) o a la distancia obtenida para el grupo de estrellas (Moffat y FitzGerald, 1977).

WR52, HD115473 (WC5), Anónima: Nebulosa en forma de arco al Este de la estrella WR concéntrica a la misma y embebida en una región H II extensa ténue (POSS, placa E) CHU hace notar que no hay estrellas azules dentro de la nebulosa, en concordancia con HBG. Según CHU la distancia fotométrica a la WR es de 2 Kpc y la cinemática es de 4 Kpc.

Grupo III. De este grupo se pueden ver excelentes fotografías y una breve discusión de cada caso en HBG. En la Tabla III se presentan los parámetros más importantes de las estrellas WR y sus nebulosas asociadas de este grupo en el mismo orden que las dos tablas anteriores salvo por que no se dan las últimas cuatro columnas, pues para este grupo, no se tiene esa información.

WR22, HD92740 (WN7+abs), NGC3372: Es una de las cuatro Wolf-Rayet pertenecientes al complejo de Carina.

Su magnitud visual es 6.4. El término "abs" indica que las líneas de absorción observadas en su espectro son de la estrella WR o que su naturaleza binaria no está bien establecida. La nebulosa asociada se observa bastante bien en la excelente fotografía de Malin (1977). La estrella WR se encuentra desplazada del centro del aro hacia el Noroeste por aproximadamente 6 minutos. El semiarco tiene un diámetro aparente de 30 minutos (no se observa la parte Este) y presenta estructura filamentaria. Walborn (1973) hace notar que esta WR y que la nebulosa de Carina coinciden en su distancia heliocéntrica.

WR153, HD211853 (WN6+0), S132: WR153 junto con HD211564 (también de este grupo) están embebidas dentro de la nebulosa S132 de 90' de diámetro (Sharpless, 1959). Georgelin et al., (1973) encuentran una distancia cinemática de  $4.8 \pm 0.4$  Kpc y una estelar de 3.8 Kpc. La parte Norte de S132 (donde está embebida HD24853) es mucho más intensa que la parte sur, donde se localiza HD21164. Aunque las dos estrellas WR están embebidas en una misma región, a cada una le corresponde claramente un cascarón dentro de S132, como lo hacen ver HBG, quienes también hacen notar la presencia de estrellas O dentro del cascarón asociado a HD211853 y muy cerca de los bordes. Una revisión en el Henry-Draper hacen ver la presencia de estrellas azules en la región, como HD211604, HD211643 y HD211445, que muy

probablemente estén contribuyendo a la excitación de la parte Norte de S132. Massey (1981) demuestra que esta WR no es miembro del cúmulo Cep. OB2, como se creía anteriormente. Además el módulo de distancia determinado por él concuerda con el módulo de distancia de 4.95 Kpc para S132 determinado por Crampton (1971). Este valor concuerda con la distancia obtenida por Georgelin et al. (1973) pero todas estas distancias a la estrella WR difieren a la obtenida por Smith (1968), 6.3 Kpc. Cabe hacer notar que esta WR junto con  $\theta$  Mus (WR48), son las dos únicas binarias (con compañera azul) dentro de los tres primeros grupos.

WR128, HD187282 (WN4), Anónima: Georgelin et al. (1973) señalan a esta WR como la excitadora de la nebulosa S84, para la cual obtienen dos distancias cinemáticas de 2.13 Kpc y 9.11 Kpc y una distancia estelar de 5.50 Kpc. S84 se observa en la placa E del POSS como una pequeña nebulosa amorfa de aproximadamente 15' de diámetro, como a 15' al norte de la estrella WR. Aparte de S84, en el catálogo PGK se observa (en la placa [OIII]) una nebulosa de 50', difusa y sin forma. Al borde de esta nebulosa difusa y al sur de S84 se observa un filamento de forma parabólica en cuyo foco se encuentra la estrella WR. En la figura 4 de HBG, (excelente amplificación de la placa [OIII] del catálogo PGK). se aprecia muy bien este filamento parabólico definitivamente asociado a la WR (HBG) que sólo se observa



en [OIII] y cuyo tamaño es de  $\sim 20$  minutos de arco.

WR152, HD211564 (WN3), S132: Esta estrella WR al igual que HD211853 están contenidos en la región S132, pero en la parte sur, parte menos intensa de S132. De una inspección del Henry-Draper se concluye que no se encuentran estrellas azules cercanas, en coincidencia con HBG, quienes indican la ausencia de estrellas O. Además HBG encuentran que el cascarón asociado a esta WR en S132 tiene realmente dos componentes, uno externo de 36' y uno interno de 17', se aprecian muy bien en la placa [OIII] del PGK (ver figura 3 de HBG). Aunque la WR se localiza en el centro de estas estructuras de cascarón dentro de S132, sería interesante obtener la espectroscopía de estrellas menos brillantes ( $m_V \lesssim 12^m$ ) dentro de los cascarones y cercanas ( $\sim 5'$ ) a la WR.

Grupo IV: Siguiendo el mismo orden establecido en las Tablas I, II y III, este grupo se presenta en la Tabla IV. De este grupo en adelante no se han hecho estudios en detalle de cada caso. Aunque el catálogo PGK no tiene resolución suficiente y las fotografías del POSS no dan mucha información, utilizamos este material y la literatura existente para obtener la mayor información posible sobre la morfología y emisión de cada una de las nebulosas probablemente asociadas a las estrellas WR. Señalamos cuán

do amerita ser observada la estrellas WR, de qué tamaño se esperaría la nebulosa asociada, y en qué filtro sería conveniente obtener una fotografía de la nebulosa.

WR24, HD93131 (WN7+abs), NGC3372: Es otra de las cuatro estrellas WR dentro del complejo Carina. El contenido filamentario complejo y el rico contenido estelar de la región hacen difícil asociarle una nebulosa de anillo a esta estrella WR. Walborn (1973) encuentran que la distancia de esta WR y Carina coinciden. HBG advierten la presencia de estrellas O que pueden igualmente estar asociadas a la nebulosa. La región de Carina se estudia continuamente, las fotografías obtenidas en diferentes filtros por diversos autores pueden contribuir para hacer un buen estudio del campo estelar y filamentario cercano a la estrella WR.

WR130, LS16 (WN6), S98: En la placa E del POSS se observa a la nebulosa S98 de 15' de diámetro (Sharpless 1959) al sur de la WR ( $\sim 3'$ ), no circunestelar, difusa, y amorfa. En el catálogo PGK solo en fotografías tomadas en  $\lambda 6570 \text{ \AA}$  se observa a S98. Probablemente la WR no influya sobre la morfología de S98 y sólo la excite. No hay información sobre la distancia a S98. HBG señala que no hay estrellas O en el campo que puedan contribuir significativamente a la excitación de S98 igual que la WR.

Sharpless (1959) le asocia a HD331626 la nebulosa S98. Esta estrella es de tipo espectral B9 y magnitud visual  $\sim 11$  (extensión del Henry-Draper). Pero esta estrella está más lejos (como 4') de la nebulosa que la WR (magnitud visual 12.3). Además, hay que señalar que la WR no fué incluida en el Henry-Draper y sus extensiones (catálogo en el que se basó Sharpless (1959) para buscar estrellas jóvenes asociadas a nebulosas). Aquí se amerita tomar una fotografía centrada en la WR ( $\sim 15'$  de campo) en  $H\alpha$ .

WR139, HD193576 (WN5+06), S109: Otra estrella WR dentro del complejo S109. En las fotografías del POSS sólo se ve una gran nube como de  $1^\circ$  a  $0.5^\circ$  al Norte de la estrella WR y sin ninguna asociación aparente. En el catálogo PGK, sobre todo en la fotografía tomada en  $\lambda 6570 \text{ \AA}$ , se observa una nebulosa como de  $1^\circ$ , irregular en estructura, circular, donde la estrella WR está contenida pero no en el centro. Además de la estrella WR dentro de esta nebulosa se observa un gran número de estrellas azules, entre ellas SAO 069842, estrella de décima magnitud visual y tipo espectral B2, que inclusive está localizada más al centro de la gran nube de  $1^\circ$  que la misma WR. HBG mencionan que no hay estrellas O dentro de la nebulosa y le asignan un tamaño aparente de  $50'$ . En fotografías en  $\lambda 6570 \text{ \AA}$  parece observarse una pequeña estructura circunestelar a la WR, como de  $12'$  de diámetro, estando SAO 069842 y otras estrellas azules

fuera de ésta. Es muy deseable tomar una fotografía en  $H\alpha$  con un campo mayor de  $12'$  y centrada en la estrella WR.

WR157, HD219460 (WN4.5+B0), S157: S157 es una nebulosa de  $90'$  (Sharpless, 1959), compleja tanto en su morfología como en su contenido. Hay una gran cantidad de estrellas azules asociadas a esta nebulosa (Sharpless, 1959., Chopinet y Hortet-Zuckermann, 1976). HBG advierten la presencia de estrellas O. Esta nebulosa tiene hacia el Sur una condensación muy peculiar pequeña y brillante (Sharpless, 1959), estudiada en detalle por Chopinet y Hóltet-Zuckermann (1976). La WR está asociada al cúmulo compacto Makarian 50. Situado casi en el centro de la nebulosa, desplazado hacia el Noroeste y como a  $5'$  de la estrella WR. En el catálogo PGK aparece la imagen de la nebulosa muy parecida a la de la misma imagen en la placa E del POSS, pero la fotografía en  $\lambda 6570 \text{ \AA}$  se nota una pequeña nube circunestelar al cúmulo Makarian 50, de aproximadamente  $15'$  de diámetro, la cual también aparece en fotografías tomadas en  $\lambda 5010 \text{ \AA}$ . Aquí se amerita tomar una fotografía en  $H\alpha$  de la región de  $15'$  de campo centrado en la estrella WR. A la nebulosa que le asocian HBG a la estrella WR le dan un tamaño de  $30' \times 50'$ , probablemente corresponda a toda S157 excluyendo su parte sur. La distancia que obtiene Crampton (1971) para la estrella WR es de 2.6 Kpc y la distancia cinemática para S157 dada por Georgelin et al (1973) es de 3.10 Kpc.

WR127, HD186943 (WN4+09), S92: En la placa E de POSS se observa a S92 como una nebulosa de 50' (Sharpless 1959); dentro de ella se distingue un delgado cascarón se micircular (solo se detecta su parte sureste) concéntrico a la WR, de un diámetro aproximado de 22'. HBG señalan que no hay estrellas O en esta nebulosa, pero aparentemente sí hay estrellas azules asociadas a la misma (Sharpless 1954); HD332737, HD332755 y HD332757, tipos espectrales B5, B0, y B5, respectivamente (Henry-Draper). Pero ninguna de éstas estrellas azules está ubicada en el centro del cascarón. En las fotografías del catálogo PGK, S92 se ve con brillo superficial intenso y no se distingue el cascarón. Georgelin et al. (1973) consideran a HD186943 como excitadora de S92, obtienen una distancia cinemática de  $4.37 \pm 1.67$  Kpc, comparable con la distancia obtenida por Smith (1968) de 4.16 Kpc para la estrella WR.

WR11, HD68273 (WC8+09I), Nebulosa de Gum: Nebulosa compleja y de gran tamaño. HBG le asignan dos probables tamaños, pequeños en comparación con el tamaño de toda la nebulosa de Gum, con diferentes credibilidades para cada uno, de 400' (credibilidad 1) y de 176' (credibilidad 3), respectivamente. o sea que esta estrella WR estará en los grupos IV y V por su grado de credibilidad. Tanto lo que se observa en el catálogo PGK como en la extensión sur del POSS son sólo una pequeña parte de lo que Gum (1955) define

como una extensa región HII de 1200' x 720'. Actualmente, el diámetro asignado a la nebulosa de Gum es de 36° (Sivan, 1974 y Reynolds, 1976a) que a la distancia de 400 pc (Brandt et al. 1971, Gott y Ostriker, 1971) le corresponde un diámetro lineal intrínseco de 250 pc, lo que la hace una de las más grandes regiones HII de la Galaxia. Desde su descubrimiento por Colin Gum (1955), ha habido controversias acerca de su origen y de sus fuentes de ionización. Algunos (Beuermann, 1973, y Gum 1955) han sugerido que la nebulosa de Gum es una región HII extendida, ionizada por la radiación ultravioleta de las estrellas calientes localizadas dentro de la nube, entre ellas la Wolf-Rayet HD68273 (conocida como  $\gamma^2$ Vel) y su compañera (tipo O9) y  $\xi$  Pup (una estrella tipo O5). Otros (Brandt et al. 1974 y Alexander et al, 1971) han sugerido que la radiación ultravioleta de estas estrellas no es suficiente para producir la ionización observada. Ellos sugieren que la nebulosa Gum es una esfera de Strömgren "fósil" caliente y altamente ionizada, la cual fue inicialmente ionizada y calentada por una explosión de supernova y que está actualmente en un proceso de enfriamiento y recombinación. Reynolds (1976 a y b) aporta pruebas decisivas a favor de la primera interpretación y concluye de sus observaciones espectroscópicas que los fotones ultravioletas emitidos por las estrellas  $\gamma^2$ Pup y  $\xi$  Vel son suficientes en número como para ionizar enteramente a la nebulosa. Pero para poder explicar el origen de la estruc

tura de la nebulosa de Gum y los valores elevados de su velocidad de expansión (20 km/s ), en desacuerdo con las predicciones de los modelos de Regiones HII de Lasker (1966), Reynolds (1976 b) muestra, a partir de los modelos de evolución de restos de supernova de Chevalier (1974), que la nebulosa puede ser considerada como un resto de Supernova actualmente calentado por las estrellas  $\xi$  Pup y  $\gamma^2$  Vel. Como hemos visto, la estrella Wolf-Rayet ( $\gamma^2$  Vel) ha sido asociada por muchos autores con toda la nebulosa Gum. Además, los filamentos que se observan en el catálogo PGK y la extensión sur POSS cercanos a  $\gamma^2$  Vel (que son sólo una pequeña parte de la gran estructura de la nebulosa Gum) no favorecen mucho la existencia de pequeñas estructuras circunestelares a  $\gamma^2$  Vel dentro de esta nebulosa de  $36^\circ$ , al menos con los campos fotográficos que se tienen. Ameritaría mucho tener un mosaico de fotografías de buena resolución, de toda la nebulosa en distintos filtros como  $H\alpha$ ,  $\lambda 5010$ , etc., para poder estudiar con mayor detalle su estructura en general y sus posibles sub-estructuras y relacionar éstas con el campo estelar presente.

WR140, HD193793 (WC7+abs), S109: Al igual que el caso anterior de este grupo, HBG le asignan dos tamaños, y dos credibilidades; un tamaño de  $73'$  con grado de credibilidad 3 y un tamaño de  $7.3'$  con credibilidad 1. HD193793 es una de las diez estrellas que se encuentran dentro del

complejo S109, en la parte más filamentaria del complejo. De hecho esta estrella WR cae dentro de los filamentos ópticos asociados con el remanente de Supernova W63 (Rosado y González, 1981). Aunque la distancia a W63 de 1.6 Kpc obtenida por Rosado y González coincide con la distancia a la WR de 1.7 Kpc obtenida por Smith (1968), ninguno de los filamentos próximos a la estrella WR presentan forma circular simétrica a la misma, pareciendo más bien estar asociados a W63 por su morfología similar al resto de éste remanente.

WR93, HD157504 (WC6), NGC6357: La nebulosa NGC6357, cuya forma casi circular es bien visible en la placa fotográfica en  $\lambda 6736 \text{ \AA}$  del catálogo de PGK, contiene en su interior, aparte de la WR binaria, un cúmulo abierto el cúmulo Pismis No. 24 (Pismis, 1959). La estrella más brillante del cúmulo (No. 35 en Neckel, 1978) es de tipo espectral O6 (Lortet et al, 1981). Pero tanto la estrella WR como el cúmulo galáctico están desplazados del centro de NGC6357, cuya forma circular es casi completa, pues la parte Noreste no es detectable. De hecho, la WR está en el borde Sureste de la nebulosa. La estrella No. 56 de Neckel (1978) está ubicada en el centro semicircular de NGC6357. Estrella de tipo espectral A2Ib, magnitud visual 9.5 y a 1.4 Kpc. La distancia cinemática a esta nebulosa tiene un gran error,  $1.0 \pm 2.4 \text{ kpc}$  (Wilson et al, 1970), debido a su posición ( $\varrho=0^\circ$ ), que impide compararla



con la distancia a la WR de 1.58 Kpc (Smith, 1968). Pero la obtenida por Neckel (1978) de 1.74 Kpc  $\pm$  0.3, con datos UB<sub>V</sub>, VRI y H $\alpha$  de estrellas tempranas en el campo, es comparable con la distancia de la WR (Neckel obtiene una distancia para la WR de 1.62 Kpc, comparable con la de Smith, 1968). Estando también el cúmulo Pismis No. 24 en el mismo plano (Neckel, 1978).

Lortet et al. (1981) consideran a esta nebulosa definitivamente asociada a la Wolf-Rayet aunque no dan argumentos para su consideración. Se puede asociar esta nebulosa (NGC6357), mas que a la WR, a todo el complejo estelar que esta contiene.

WR91, StSa 1 (WR peculiar), RCW122: Esta Wolf-Rayet es muy débil (magnitud visual 15), lo cual impide localizarla en el catálogo PGK, pero de cualquier forma esta embebida en una nebulosa de forma irregular como de 1° de diámetro. HBG le asignan dos tamaños con igual credibilidad. Uno de 27' y otra de 7.3'. Señalan la ausencia de estrellas 0 en el campo. Cabe notar que el tamaño de RCW122 en el catálogo RCW (Rodgers et al. 1960) es de solo 2'.

Grupo V: Este grupo se presentará en la Tabla V, donde hemos acomodado a las WR en orden creciente de su nú

mero en el catálogo HCLS. De una revisión del catálogo PGK se puede ver que la mayoría de estas WR tienen una muy du dosa asociación con nebulosas, principalmente porque éstas últimas no presentan evidencias de una morfología o excita ción relacionada con la WR.

Aunque en algunos casos es recomendable tomar foto graffias en diferentes filtros, pues de la revisión en el PGK se observan algunos detalles o en ocasiones la sobre saturación del catálogo PGK y del POSS, no permiten obser- var algunos posibles detalles.

En la Tabla V, se da el número del catálogo HCLS, el nombre de la estrella, su tipo espectral entre parénte sis, el nombre de la nebulosa a la que podría estar asocia da según HBG, el tamaño del campo, y el filtro que podría ser el más conveniente usar en los casos recomendables. Al fi nal de la tabla se dan algunas notas para algunos casos.

Grupo VI: Los miembros de este grupo los presenta mos en la Tabla VI, del mismo modo que al grupo anterior en la tabla V. Al final de la tabla, se dan notas para algu- nos casos. Como mencionamos al principio de este capítulo este grupo contendrá todas las estrellas WR que teniendo co rrelación aparente con Regiones HII (HCLS), no han sido con sideradas por HBG o CHU .

TABLA I

## Nebulosas Asociadas a estrellas WR del Grupo I

WR	T.esp. <sup>a</sup>	Nombre <sup>a</sup>	T <sup>o</sup> K <sup>b</sup> (10 <sup>3</sup> )	M <sup>v</sup> <sup>e</sup>	$\dot{M}^f$ (10 <sup>-5</sup> M <sub>⊙</sub> )	n (cm <sup>-3</sup> )	R <sup>a,d</sup> (Pc)	V <sup>exp</sup> <sup>a</sup> (km/s)	M <sub>s</sub> <sup>a</sup> (M <sub>⊙</sub> )	Clas. <sup>a</sup>	Edad <sup>a</sup> (10 <sup>3</sup> años)
HD96548	WN8	RCW58	25.0	-5.0		200 <sup>g</sup>	3.5	30	3.2	E	100.0
HD117688	WN8	RCW78	23.0	-5.0			37.5			Ra	
HD192163	WN6	NGC6888	30.8	-4.4	2.3	17-400 <sup>g,h</sup>	2.5	75	4.6	W	22.0
HD191765	WN6	S109	40-29 <sup>c</sup>	-4.4	3.3		5.0	50		W	50.0
HD50896	WN5	S308	29.5	-3.7	3.3	50-100 <sup>i,j</sup>	7.2	60	40	W	73.0
HD89358	WN5	NGC3199	54.2	-3.7		240 <sup>g</sup>	8.0	20		W	240.0
HD56925	WN4	NGC2359	53.6	-3.7		15-156 <sup>g,k</sup>	3.8	18	16	W	130.0
HD147419	WN4	RCW104	42.0	-3.7		190 <sup>g</sup>	2.6	25		W	~100.0
HD92809	WC6	Anónima	15-65 <sup>c</sup>	-3.2		500 <sup>l</sup>	9.0	15-30		W	180-360
HD113904	WC6+O9.5I	Anónima	15-65 <sup>c</sup>	-3.2	3.4		11-25	7		Rs	<1000
LSS4368	WC4p	G2.4+1.4		-6a-5		300-3000 <sup>m</sup>	5	20		Rs	

TABLA II  
Nebulosas Asociadas a estrellas WR del Grupo II

WR	T.esp. <sup>a</sup>	Nombre <sup>a</sup> Nebulosa	T°K <sup>b</sup> (10 <sup>3</sup> )	Mv <sup>e</sup>	$\dot{M}^f$ (10 <sup>-5</sup> M <sub>⊙</sub> )	n <sub>e</sub> (cm <sup>-3</sup> )	R <sup>a,d</sup> (Pc)	v <sub>exp</sub> <sup>a</sup> (km/s)	M <sub>s</sub> <sup>a</sup> (M <sub>⊙</sub> )	Clas. <sup>a</sup>	Edad <sup>a</sup> (10 <sup>3</sup> años)
209 Bac	WN8	M1-67	23.0	-5.0	2.0	3,200 <sup>n</sup>	0.6	30	0.5	E	20
MR97	WN7	L69.8+1.7	11-100 <sup>c</sup>	-6.3			2.0			Ra	
HD155603B	WN6	RCW118	29-40	-4.4			9.5	10		Rs	570.0
HD115473	WC5	Anónima	15-65	-3.2			22	12		Rs	>1000

TABLA III  
Nebulosas Asociadas a estrellas WR del Grupo III

WR	T.esp. <sup>d</sup>	Nombre <sup>d</sup> Nebulosa	T°K <sup>b</sup> (10 <sup>3</sup> )	Mv <sup>e</sup>	$\dot{M}^f$ (10 <sup>-5</sup> M <sub>⊙</sub> )	n <sub>e</sub> (10 <sup>8</sup> - <sup>3</sup> )	R <sup>d</sup> (Pc)
HD92740	WN7+abs	NGC3372	11-100 <sup>c</sup>	-6.3	3.8		20
HD211853	WN6+0	S132	28.6	-4.4	0.5	33-36 <sup>o,p</sup>	36
HD187282	WN4	Anónima	46.0	-3.7			97x78
HD211564	WN3	S132		-3.7			20y43

TABLA IV  
Nebulosas Asociadas a estrellas WR del Grupo IV

WR	T.esp. <sup>d</sup>	Nombre <sup>d</sup> Nebulosa	T <sup>o</sup> K <sup>c</sup> (10 <sup>3</sup> )	M <sup>v</sup> <sup>e</sup>	$\dot{M}^f$ (10 <sup>-5</sup> M <sub>o</sub> )	n <sub>e</sub> (cm <sup>-3</sup> )	R <sup>d</sup> (Pc)
HD93131	WN7+abs	NGC3372	11-100	-6.3	3.4		40x50
LS16	WN7	S98	11-100	-6.3			8.5
HD193576	WN5+06	S109	48 <sup>b</sup>	-3.7	1.8		
HD219460	WN4.5+B0	S157	46-54	-3.7		28 <sup>p</sup>	
HD186943	WN4+09	S92	46 <sup>b</sup>	-3.7			
HD68273	WC8+09I	Gum	15-65	-4.8		~0.1 <sup>q</sup> 0.2	25a56
HD193793	WC7+abs	S109	15-65	-4.4			
HD157504	WC6	NGC6357	15-65	-3.2		58a220 <sup>q</sup>	9
StSa1	WR <sub>p</sub>	RCW122					

Referencias Tablas I, II, III y IV.

- a) Chu, (1981)
- b) Morton, (1973)
- c) van der Hucht et al. (1981)
- d) Heckathorn et al. (1982)
- e) Crampton y Georgelin, (1975)
- f) Barlow, et al. (1981)
- g) Smith y Batchelor, (1970)
- h) Israel y Felli, (1976)
- i) Kwitter, (1979)
- j) Johnson, (1971)
- k) Malov et al. (1975)
- l) Lortet et al. (1981)
- m) Johnson, (1975)
- n) Barker, (1978)
- o) Harten et al. (1978)
- p) Gershberg y Myetik, (1960)
- q) Reynolds, (1976b)

TABLA V

Estrellas Wolf-Rayet del Grupo V

- 
1. WR2, HD6327 (WN2), Anónima.
  2. WR11, HD68273 (WC8+09I), Gum.
  3. WR14, HD76536 (WC6), Gum 21, 5', H $\alpha$ .
  4. WR15, HD79573 (WC6), Anon.
  5. WR17, HD88500 (WC5), Anon.
  6. WR32, M55 (WC5), Anon, 1°, H $\alpha$ .
  7. WR36, LS6 (WN4), Anon, 1°, H $\alpha$ .
  8. WR42, HD97152 (WC7+05.7), Anon.
  9. WR45, LSS2423 (WC6), Anon.
  10. WR50, MR44 (WC6+abs), PCW75.
  11. WR51, MR45 (WN4), RCW75.
  12. WR67, MR55 (WN6), BBW28802, 10', 6570.
  13. WR78, HD151932 (WN7), RCW113.
  14. WR79, HD152270 (WC7+05-8), RCW113.
  15. WR90, HD156385 (WC7), RCW114.
  16. WR92, HD157451 (WC9), RCW114.
  17. WR95, MR74 (WC9), Anon.
  18. WR113, HD168206 (WC8+08-9), S54, 12', H $\alpha$ .
  19. WR117, MR88 (WC8), Anon.
  20. WR132, HD190002 (WC6), Anon.
  21. WR140, HD193793 (WC7+abs), S109.
  22. WR145, MR111 (WN+WC), S108.

NOTAS A LA TABLA V.

1. No correlación con Región HII en HCLS.
2. Ampliamente discutida en el grupo IV.
4. No correlación con Región HII en HCLS.
5. No correlación con Región HII en HCLS.
- 6 y 7. WR's muy cercanas (como 1°) al complejo Carina.
8. HBG le asignan un diámetro muy pequeño a la nebulosa anónima, 2.5 minutos.

cont. Tabla V.

- 10 y 11. Ambas WR sin aparente relación morfológica con RCW75, cuya distancia es 2kpc (Georgelin et al, 1973), diferente a la obtenida por Smith (1968) de 6kpc para MR44. No hay dato de distancia para MR45.
  - 13 y 14. Estrellas WR dentro de RCW113, que es una intensa región HII que tiene embebida un tupido cúmulo de estrellas. HBG advierten la presencia de estrellas O.
  - 15 y 16. Región extendida (como 2°) y filamentaria, los filamentos cercanos a las dos WR con una morfología y orientación similar a la del resto de los filamentos del campo.
  18. WR con aparente correlación con la compleja Región S54.
  21. Caso estudiado con detalle en el grupo IV.
-

TABLA VI

Estrellas Wolf-Rayet del Grupo VI

1. WR8, HD62910 (WN6+WN4), L247.26-3.88, 6',  $\lambda 5010 \text{ \AA}$  [OIII].
2. WR9, HD63009 (WC5+abs), Anon, 10',  $\lambda 5010 \text{ \AA}$  [OIII].
3. WR16, HD86161 (WN8), L282.2-2.0, 8',  $\lambda 6570 \text{ \AA}$  [NII].
4. WR25, HD93162 (WN7+abs), NGC3372, 1', H $\alpha$ .
5. WR43, HD97460 (OB+WN), NGC3603 .
6. WR53, HD117297 (WC8), RCW78.
7. WR60, HD121194 (WC8), Anon.
8. WR66, HD134677 (WN8), BBW28802, 10',  $\lambda 6570 \text{ \AA}$  [NII].
9. WR76, LSS3693 (WR), G338.9+0.6, 30', H $\alpha$ .
10. WR77, LSS3703 (WC8.5), Anon.
11. WR86, HD156327 (WC7+abs), RCW130.
12. WR87, LSS406 (WN7), RCW122, 123.
13. WR98, MR76 (WN6+WC7), Anon, 10',  $\lambda 6570 \text{ \AA}$  [NII].
14. WR104, MR80 (WC9), S28, 8',  $\lambda 6736 \text{ \AA}$  [SII].
15. WR111, HD165763 (WC5), S34 ó RCW149.
16. WR115, MR87 (WN6), S50.
17. WR116, ST1 (WN8), Anon, 8',  $\lambda 6570 \text{ \AA}$  [NII].
18. WR121, MR90 (WC9), Anon.
19. WR146, MR112 (WC4), DWB140.
20. WR158, MR122 (WN7), S165.

NOTAS A LA TABLA VI

1. Aunque en POSS, en placa E y O, no se observa nada cerca a la WR, en el catálogo PGK en  $\lambda 5010 \text{ \AA}$  ([OIII]) parece verse un arco concéntrico como de 3' de radio y además en  $\lambda 6736 \text{ \AA}$  ([SII]) se ve una delgada, alargada y ténue nube que atraviesa a la WR.
2. En el catálogo PGK, en 6570 se observa una gran nebulosa (como de 3 $^{\circ}$ ) no muy intensa, que abarca toda la parte sur de este campo y la WR embebida en su borde ténue. En 6736 la misma nebulosa que en 6570 pero más



Cont. Tabla VI.

- ténue y  $\lambda 5010 \text{ \AA}$  no se ve a la gran nube pero se observa una pequeña y difusa nube circular y centrada en la WR, como de 10' de diámetro.
3. Aunque de este campo sólo existen dos fotografías, en  $\lambda 6570 \text{ \AA}$  se observa muy bien un aro ténue como de 8' concéntrico a la WR y en  $\lambda 6736 \text{ \AA}$  nada en especial.
  4. Esta WR y otras tres que ya hemos discutido en otros grupos (HD92809 del grupo I, HD92740 del grupo III y HD93131 del grupo IV), pertenecen al complejo Carina.

Aunque esta WR está en una región muy compleja de Carina, y las fotografías del catálogo PGK o de la extensión sur del POSS están saturadas o no muestran mucho detalle, existen excelentes fotografías de la Región en  $H\alpha$ , [OIII] y [SII].

(Deharveng y Maucherat, 1975, Walborn, 1975).

En la figura 2 de Deharveng y Maucherat (1975), se muestra una fotografía en  $H\alpha$  de la región, se observa muy bien a la WR y las nubes cercanas a ella. Destaca claramente un arco en la parte sur de la WR, bien céntrico a ella y con un diámetro como de

1'. Muy probablemente sea una nebulosa de Anillo asociada a esta WR, no reportada anteriormente en la literatura. Esta nebulosa, por su forma filamentaria y curvada alrededor de la WR (CHU), muy probablemente es del tipo W (viento). En la imagen [SII] de la misma región, obtenida por Walborn (1975), no se observa nada en particular alrededor de la WR, y en la imagen [OIII], del mismo autor, se observan nubes ténues y extendidas cercanas a la WR, pero sin aparente relación. Para ambos casos es necesario mayor tiempo de exposición para obtener la probable contra

Cont. Tabla VI.

- parte en [OIII] y [SII] de la nebulosa visible en  $H\alpha$ . La WR está aparentemente asociada a Carina (Walborn, 1973), con una distancia común promedio de 2.55 kpc (Walborn, 1973 y Faulkner, 1963). Con un diámetro aparente de 1' y uno real de 0.75 pc, esta nebulosa de anillo vendría a ser la más pequeña de todas las reportadas hasta ahora.
5. Está dentro de la región compleja y saturada.
  6. Aunque esta WR está en el borde de RCW78, la cual está asociada definitivamente a una WR (HD117688, grupo I), el hecho de no estar concéntrica a esta nebulosa de anillo como lo es HD117688, y de que su distancia (Smith 1968, Crampton, 1975) difiere en más de un kiloparsec a la distancia cinemática obtenida para RCW78 (Chu et al, 1982c), hacen pensar en que ésta WR no tenga relación alguna con RCW78.
  8. Una imagen de semiarco concéntrico de 10' de diámetro a la WR, parece notarse en  $\lambda 5010 \text{ \AA}$  y  $\lambda 6570 \text{ \AA}$  del catálogo PGK, pero no es nada seguro.
  9. Aunque no se observa algún detalle en particular, por el hecho de estar sumergida la WR en una región HII grande (como de  $3^\circ$ ), ameritaría una fotografía.
  10. WR en la parte saturada en  $H\alpha$  de la región [HII] - grande anterior, pero en las imágenes ténues [OIII] y [SII] de la misma región, no se distingue nada en particular.
  13. En los bordes de una nube irregular como de  $2^\circ$ . En  $\lambda 6570 \text{ \AA}$  parece verse un cascarón no muy filamentario - como de 10', muy tenue en  $\lambda 6736 \text{ \AA}$ .

Cont. Tabla VI.

14. WR cerca de una nube del complejo S28, pero sin aparente relación morfológica con ésta. En  $\lambda 5010 \text{ \AA}$  una nube circular difusa alrededor de WR como de 8' de diámetro,  $\lambda 6736 \text{ \AA}$  se ve un poco más intensa.
  15. WR embebida en S34, pequeñas nubes pertenecientes a esta nebulosa con probable correlación con la WR.
  16. Muy cerca a S50, pero no se ve nada en particular alrededor de la WR.
  17. En  $\lambda 6570 \text{ \AA}$  parece haber un aro irregular como de 8', pero no se ve nada en  $\lambda 5010 \text{ \AA}$  y  $\lambda 6736 \text{ \AA}$ .
  19. Una de las WR dentro del complejo S109, pero como muchas otras WR dentro de este complejo, filamentos cercanos a la WR con la morfología general de los filamentos del campo.
-

c) Selección de la nebulosa a observar.

La selección se hizo en base a los siguientes criterios:

- 1) Que las coordenadas de la estrella WR fueran favorables a la temporada de observación asignada al proyecto, y a la posición geográfica del telescopio usado.
- 2) Que fuera una WR considerada como no definitivamente asociada a una nebulosa por CHU y HBG, pero que según nuestra revisión aquí discutida, su asociación a la estrella WR fuese muy probable.
- 3) Por último, el tamaño esperado de la nebulosa fuera apropiado el campo del telescopio usado ( $\sim 30'$ ).

Con el segundo criterio de selección, aparte de tener la posibilidad de aplicar un método para obtener espectroscopía bidimensional (el cual se describirá más adelante), tendremos la oportunidad de verificar si hay nebulosa asociada a la WR.

La estrella WR que cumplía con los tres criterios señalados arriba fue únicamente la estrella número 113 del catálogo HCLS.

## CAPITULO IV

### INSTRUMENTACION, OBSERVACIONES Y REDUCCIONES

Del capítulo anterior se puede concluir que aún falta por hacer en el problema de nebulosas asociadas a estrellas WR en la Galaxia, siendo necesario realizar trabajos fotográficos de regiones para posible identificación de nebulosas no reportadas con definitiva o ni siquiera con probable asociación. Complementando con trabajos más elaborados sobre su cinemática, sus estructuras en diferentes emisiones o la obtención de la intensidad de cocientes de líneas, nos permitirá entender mejor este problema. En particular, las fotografías con filtros de banda angosta permiten conocer algunas propiedades físicas de los diferentes filamentos que puedan estar asociados a las estrellas WR. Este tipo de trabajo, complementado con un trabajo espectroscópico más preciso pero también más limitado pues no es bidimensional nos permite conocer las dimensiones, diferencias en abundancias, grados de ionización, etc. de los filamentos o nebulosidades asociados a estas estrellas.

En este trabajo describimos la implementación hecha a un método elaborado recientemente en el Laboratorio de Astronomía Espacial (LAS) en Marsella para obtener la intensidad de cocientes de líneas de nebulosas, de imágenes bidimensionales fotográficas digitalizadas. (Llebarra et al.

1980). El método fundamentalmente consiste en; después de haber obtenido con el telescopio imágenes fotográficas de una nebulosa con diferentes filtros de interferencia; digitalizar estas imágenes, filtrarlas para eliminar las estrellas de campo y por último, habiendo obtenido la relación entre densidad e intensidad por medio de la curva característica de la placa fotográfica usada, empalmar imágenes para obtener intensidades de cocientes de líneas en una forma bidimensional. Todos los programas de computación necesarios para las reducciones fueron elaborados por Luis Salas C. y manejados en la Nova 1200 del Laboratorio de Astronomía del Instituto de Astronomía (U.N.A.M.).

El equipo periférico de la Nova 1200 utilizado fue una unidad de cinta magnética, una unidad de discos removibles, una impresora Versatec, una impresora alfanumérica, y una terminal de pantalla fluorescente.

A continuación describiremos la instrumentación utilizada en las observaciones, posteriormente hablaremos de las observaciones realizadas, por último explicaremos con detalle el método para obtención de cocientes de líneas y su aplicación a las observaciones.

a) Instrumentación.

Se utilizó el telescopio de 82.5 cm. de diámetro y

f/13.5 del Observatorio Astronómico Nacional en la Sierra de San Pedro Mártir, Baja California. Se usaron placas fotográficas Kodak con una emulsión tipo 103a y sensibilidad espectral clase G, placa espectroscópica para tiempos largos de exposición, de contraste medio, grano moderadamente grueso, con un poder de resolución medio (70 a 80 puntos por milímetro) y de alta sensibilidad propia para exposiciones a bajas intensidades de luz, con tiempos largos de exposición sin falla de reciprocidad. De las placas espectroscópicas Kodak, ésta es una placa de alta velocidad. Para el revelado se usó revelador D-19, en un tiempo de 5 minutos y a una temperatura de 20°C (Kodak pub., 1973). Para reducir el tiempo de exposición se utilizó un tubo de imagen, dispositivo electrónico capaz de reproducir sobre una pantalla fluorescente una imagen intensificada de cualquier irradiación, comprendida entre el espectro ultravioleta y el infrarrojo cercano, enfocada sobre la superficie fotosensible del tubo. En la figura IV.a.1 se presenta un esquema simplificado del tubo de imagen.

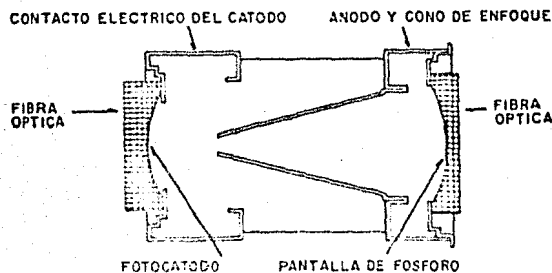


Fig. IV.a. 1. Esquema simplificado del tubo de imagen.

El principio de funcionamiento de un tubo de imagen es; la luz de un objeto o escena se enfoca ópticamente sobre el fotocátodo del intensificador. En el fotocátodo se convierte la imagen óptica en una imagen electrónica, la cual es enfocada sobre una pantalla de fósforo. Esta, al ser bombardeada electrónicamente genera una imagen óptica intensificada de la escena original. La utilización de fibras ópticas permite acoplar fácilmente una imagen plana a una imagen curvada para adaptarse al fotocátodo. El tubo de imagen usado es un tubo de enfoque tipo electrostático, de primera generación cuyas ventanas de entrada y salida son de fibra óptica. La respuesta espectral del fotocátodo es del tipo S-20, sensible del ultravioleta (300 nanometros) al infrarrojo (900 nanometros). El fósforo usado en la pantalla fosforescente es del tipo P20, cuyo máximo de energía radiante es ta a  $\lambda = 5600 \text{ \AA}$ .

Se utilizó un reductor focal con el cual se logra un campo grande, una razón focal de alrededor de  $f/2$  y un trayecto tal de los rayos luminosos que permite el uso de filtros de interferencia, de tamaños técnicamente realizables.

En la figura IV.a.2 se muestra el esquema simplificado de un filtro de interferencia típico, el cual es un interferómetro Fabry-Perot sólido y compacto hecho de una capa delgada no absorbente (dieléctrico) encerrada entre dos sis



temas de películas delgadas (I y II) fuertemente reflejantes (metálicas).

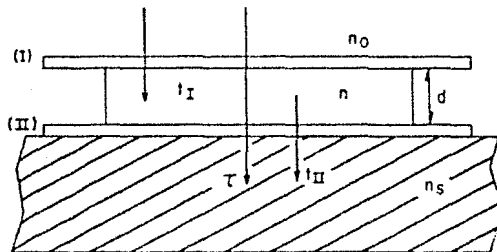


Fig. IV.a.2 Esquema simplificado del filtro de interferencia

La transmitancia  $T_I$  está limitada por los medios cuyo índice de refracción son  $n_0$  y  $n$ , y la transmitancia  $T_{II}$  por los medios cuyo índice de refracción son  $n$  y  $n_s$ . La transmitancia  $\tau$  del filtro está dada por

$$\tau(\lambda) = \frac{T^2}{1 - 2R \cos Y + R^2}$$

o

$$\tau(\lambda) = \left( \frac{T}{1-R} \right)^2 \left| 1 + \frac{4R}{(1-R)^2} \sin^2 (Y/2) \right|^{-1}$$

donde  $R$  es la reflectancia promedio de las capas I y II,  $R = R_I R_{II}$ ,  $T = T_I T_{II}$ ,  $Y = \frac{4\pi n d \cos \phi}{\lambda} - (\delta_I + \delta_{II})$ ,  $\phi$  es el ángulo de transmisión,  $d$  el espesor de la capa delgada no absorbente,  $\delta_I$  y  $\delta_{II}$  los corrimientos de fase debidos a las películas delgadas metálicas. El valor de  $\tau(\lambda)$  llega a un máximo a la longitud de onda  $\lambda_m$  para la cual  $Y$  es cero o un múltiplo par de  $\pi$ .

$$Y = (m-1) 2\pi \quad (m = 1, 2, 3, \dots)$$

y a un mínimo a la longitud de onda  $\lambda_{m+\frac{1}{2}}$  para la cual  $Y = (2m-1)\pi$ .

Las características generales de un filtro de interferencia son:

1. El valor  $\lambda_m$ .
2. El valor del máximo de su transmitancia,

$$\tau_{\max} = \tau(\lambda_m) = \left[ \frac{T(\lambda_m)^2}{1-R(\lambda_m)} \right]^2$$

la cual es llamada luminosidad del filtro.

3. El factor de contraste, definido como el cociente de la máxima y la mínima transmitancia.

$$F = \frac{\tau_{\max}}{\tau_{\min}} = \frac{\tau(\lambda_m)}{\tau(\lambda_{m+\frac{1}{2}})} = \left[ \frac{T(\lambda_m)}{T(\lambda_{m+\frac{1}{2}})} \frac{1+R(\lambda_{m+\frac{1}{2}})}{1+R(\lambda_m)} \right]^2$$

4. El ancho de banda  $W$  definido como

$$\tau(\lambda_m \pm \frac{1}{2} W) = \frac{1}{2} \tau(\lambda_m)$$

En este trabajo se utilizaron 3 filtros cuyas características se dan en la tabla IV.a.1

Tabla IV.a.1

Características de los filtros de interferencia usados.

Filtro	$\lambda_m$	$\tau_{max}$	W
H $\alpha$	6563 Å	0.75 *	10 Å
[SII]	6719 Å	0.75	16 Å
[OIII]	5018 Å	0.75	9.7 Å

\* El valor de  $\tau_{max}$  de este filtro no es conocido con precisión. Se uso este valor que es típico.

b) Observaciones.

Las observaciones fueron hechas el 8 y 10 de junio de 1981 en el Observatorio de San Pedro Mártir, B.C.N., por Margarita Rosado, Celso Valle y Javier González. Se observó con un campo de aproximadamente 30' centrado en la estrella WR seleccionada en el capítulo III, WR113 (HD 168206). En la tabla IV.b.1 se muestran las características más importantes de las observaciones.

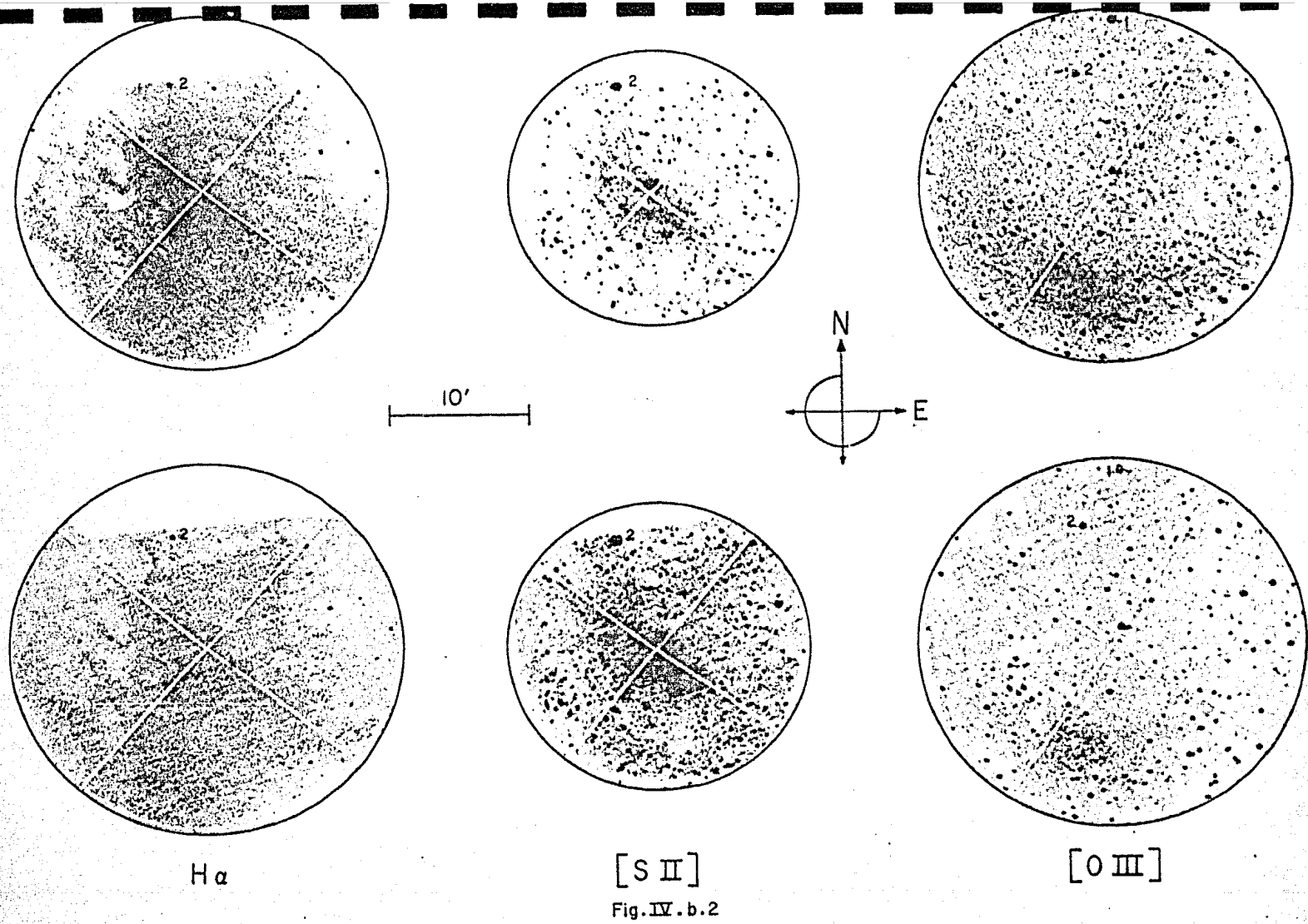
Tabla IV.b.1  
Características de las observaciones .

Placa	Región	$\alpha(1950)$	$\delta(1950)$	fecha	filtro	tiempo Universal	tiempo de Exposición
SN211	S54	18 <sup>h</sup> 16 <sup>m</sup> 19 <sup>s</sup>	-11°39'16"	8/VI/81	H $\alpha$	7hs11m	30 min
SN212	S54	18 <sup>h</sup> 16 <sup>m</sup> 19 <sup>s</sup>	-11°39'16"	8/VI/81	[SII]	8hs18m	30 min
SN221	S54	18 <sup>h</sup> 16 <sup>m</sup> 19 <sup>s</sup>	-11°39'16"	10/VI/81	[OIII]	10hs48m	40 min

En la parte superior de la figura IV.b.2 se muestran las tres imágenes fotográficas del campo centrado en WR113 con el filtro de H $\alpha$ , [SII] y [OIII] respectivamente. Las 3 imágenes tienen la misma escala y orientación y en éstas se marcan dos estrellas brillantes en el campo para fines de orientación, con un 1 y un 2 (la estrella 1 es SA0161324). Los cambios en el tamaño del campo en estas tres imágenes son debidos a los diferentes diámetros de los filtros usados, siendo el de [SII] el más pequeño.

c) Reducciones.

Obtenidas las imágenes fotográficas. Éstas se digitalizaron por medio de un microdensitómetro PDS1010A con una resolución de 35 puntos por milímetro equipado con una mini-computadora PDP11/20, con la cual se grabó la información en cinta magnética. Esto fue realizado por M. Rosado en el La-

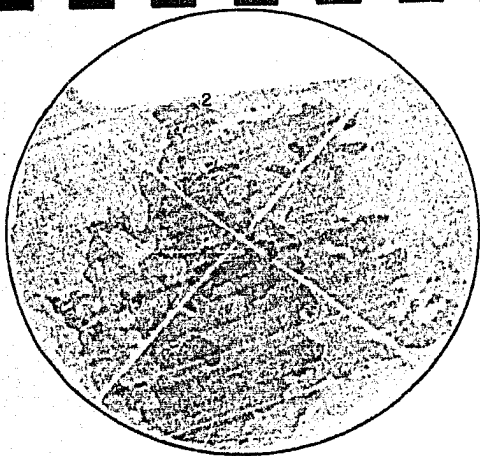


H $\alpha$

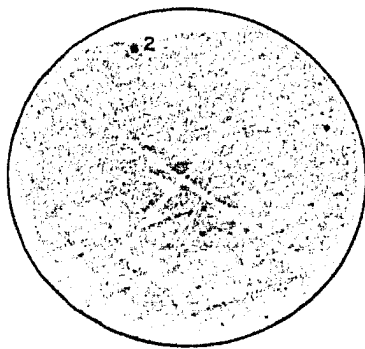
[S II]

[O III]

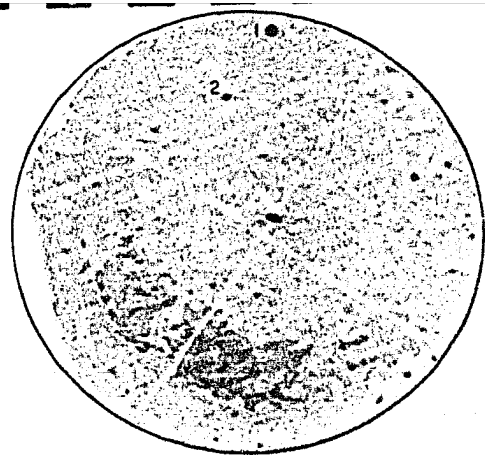
Fig. IV. b. 2



H $\alpha$

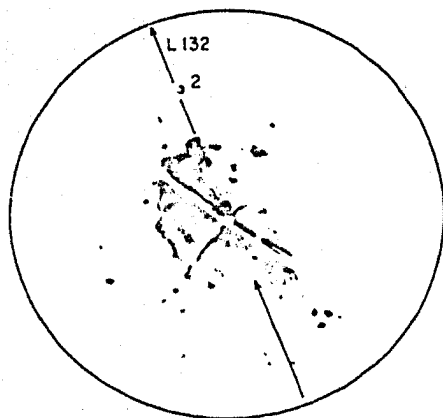


S II

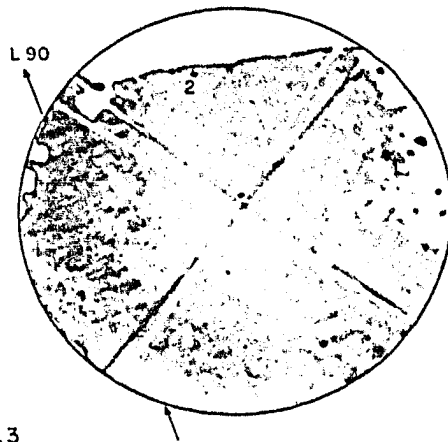


O III

10'



[S II]  
H $\alpha$



[O III]  
H $\alpha$

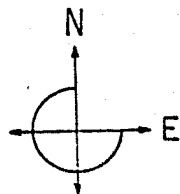


Fig. IV. b. 3

boratorio de Astronomía Espacial en Marsella.

Por medio de una técnica llamada filtrado por media na, desarrollada por Tuke (1959) y basándose en un algoritmo desarrollado por A. Llevarría (Llevarría et al. 1981), se elaboró un programa para filtrar las imágenes grabadas en cinta ("Filtmed"). La técnica consiste en un procesado de señales no lineales, usado para suprimir el ruido en imágenes y es mucho más efectivo en reducir el efecto de impulsos discretos de ruido que ruidos suaves, ventaja por la cual A. Llevarría lo usa para desarrollar un algoritmo que elimine estrellas, sin eliminar filamentos en imágenes fotográficas astronómicas digitalizadas. El algoritmo consiste fundamentalmente en que el valor de densidad ( $D$ ) de un punto central en una ventana de determinado ancho es reemplazado por la media na de los valores de densidad de los puntos dentro de la ventana.

Antes de poder pasar al empalme de las imágenes tomadadas con diferentes filtros de interferencia para obtener coeficientes de líneas, debemos de convertir los valores de densidad de las imágenes, ya digitalizadas y filtradas a valores de intensidad. Esto se logra por medio de la curva caracte rística de la película fotográfica usada. (ver p. ej. figura IV.c.1). En seguida se describe con detalle el procedi miento.

Desde la publicación de Hurter y Driffield (1890), donde se menciona por primera vez la existencia de una curva característica para cualquier película fotográfica (también llamada curva H-D en honor a Hurter y Driffield), se han publicado varias representaciones analíticas de esta curva. La relación de Baker de Vacouleurs (1968), que fue una de las primeras mejores representaciones, es

$$\log E = c + n \log \omega$$

donde E es la exposición (igual a la intensidad por el tiempo,  $E = It$ ), c y n constantes,  $\omega = 10^{D-DF-1}$ , D la densidad (igual al logaritmo de la opacidad) y DF la densidad de pie de la curva o de fondo. Esta curva no puede ser usada en la parte de saturación. Posteriores generalizaciones de esta relación han sido obtenidas por A. Green y R. McPeters (1975), por A. Biajoui (1978) y la propuesta por T. Tsubaki y O. Engvold (1975) con 7 parámetros. Todas estas representaciones no son satisfactorias por las siguientes razones: 1) su limitada exactitud 2) un número muy largo de pasos de calibración y 3) la dificultad para obtener los parámetros requeridos por un ajuste de mínimos cuadrados con exactitud (A. Llebarria y P. Figon, 1980).

La forma de la curva H-D y de sus derivadas sugirió a Llebarria y Figon (1980) el uso de una relación bilogaritmica mucho mas satisfactoria que las primeras, la



cual puede ser ajustada tanto al umbral de la curva como a la saturación. Esta fórmula analítica general es una relación bilogarítmica con 5 parámetros:

$$\log E = A \log (D-DF) + B \log (DS-D)+C \quad (4.c.1)$$

Donde E es la exposición, D la densidad, A, B y C parámetros lineales desconocidos. DF y DS la densidad del pie de la curva característica y la densidad de la parte de saturación de la curva, respectivamente.

Podemos obtener valores promedio de DS y DF por medio de una imagen fotográfica digitalizada de una placa densitométrica (Kodak), al igual que valores de una serie de puntos  $(D_i, \log E_i)$ , pues la placa densitométrica está calibrada de tal forma que la exposición entre cada paso es constante,  $\log (E_{j+1}/E_j = 0.15)$ . La imagen fotográfica de la placa densitométrica debe ser obtenida con el mismo tipo de placa usada para las observaciones (103a-G), inclusive de la misma caja (misma vejez), revelada con el mismo revelador (Kodak D19), un mismo tiempo (5 minutos) y temperatura (20°C) de revelado. Con estos datos y aplicando el método de mínimos cuadrados, obtenemos el valor de los parámetros A, B y C.

El valor promedio obtenido de DF fué: 0.83 y el

de DS: 3.62. El valor de los puntos  $(D_i, \log E_i)$  o  $(X_i, Y_i)$  fueron:

$i$	$X_i(D_i)$	$Y_i(\log E_i)$
1	3.44	0.90
2	3.18	0.75
3	3.09	0.60
4	2.97	0.45
5	2.73	0.30
6	2.51	0.15
7	2.30	0.00

A continuación detallaremos la obtención de A, B y C por medio del método de mínimos cuadrados utilizando los valores anteriores.

Sean:

$$F(X) = Y = \log E, \quad X = D, \quad a_0 = A, \quad a_1 = B \quad y$$

$$a_2 = C, \quad \text{tenemos:}$$

$$F(X) = a_0 \log (X-DF) + a_1 \log (DS-X) + a_2$$

o

$$F(X) = a_0 f_0(X) + a_1 f_1(X) + a_2 f_2(X)$$

donde

$$f_0(X) = \log(X-DF) \quad y \quad f_1(X) = \log (DS-X) \quad y$$

$$f_2(X) = 1$$

La condición de mínimos cuadrados implica que:

$$a_0 \sum_i f_k(X_i) f_0(X_i) + a_1 \sum_i f_k(X_i) f_1(X_i) + a_2 \sum_i f_k(X_i) f_2(X_i) =$$

$$= \sum_i f_k(X_i) Y_i \quad (4.c.2)$$

$$\text{donde } f_k(X_i) = \frac{\partial F(X_i)}{\partial a_k} \quad \begin{array}{l} k = 0, 1 \text{ y } 2 \\ i = \# \text{ de datos } (X_i, Y_i) \end{array}$$

Resolviendo (4.c.2) obtenemos

$$A = 2.533 \pm 0.581, \quad B = 0.362 \pm 0.174 \quad \text{y} \quad C = -0.398 \pm 0.146$$

o sea que:

$$\log E = 2.533 \log (D-0.83) - 0.362 \log (3.62-D) - 0.398$$

con una desviación estandar del ajuste, igual a 0.03. En la figura IV.c.1 se presenta la gráfica de esta fórmula analítica o sea la curva H-D para la placa fotográfica usada (103a-G Kodak), ajustada con los puntos  $(D_i, \log E_i)$  que se muestran en la grafica.

Después de haber filtrado las imágenes por un lado y por otro haber obtenido la relación analítica de densidad y exposición, se procede a empalmar imágenes. Para cada imagen tendremos que:

$$\log E = \log I_t = A \log (D-DF) + B \log (DS-D) + C - \log \tau_{\max}$$

ó

$$I_t = (D-DF)^A (DS-D)^B C' / \tau_{\max}$$

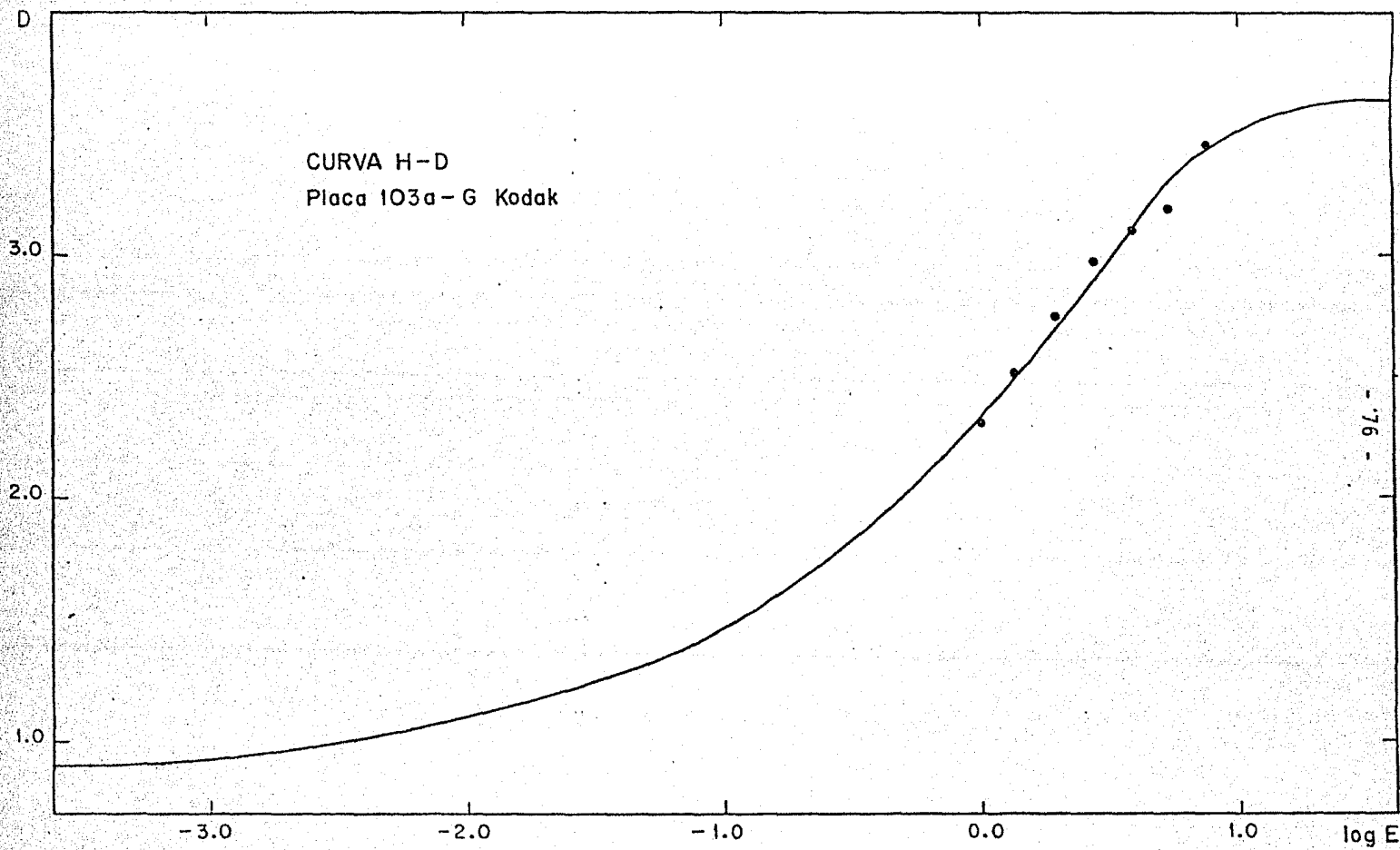


Fig. IV.c.1. Curva H-D para la placa fotográfica usada (103a-G Kodak).

donde  $C' = 10^C$  y  $E = It$  (exposición igual a intensidad por tiempo de exposición).

El cociente de las imágenes de una línea ( $\ell$ ) y de la línea  $H\alpha$  (o cualquier otra línea) será

$$\frac{I_{\ell}}{I_{H\alpha}} = \frac{(D_{\ell} - DF)^A (DS - D_{\ell})^B \tau_{\max H\alpha} t_{H\alpha}}{(D_{H\alpha} - DF)^A (DS - D_{H\alpha})^B \tau_{\max \ell} t_{\ell}} \quad (4.c.3)$$

donde  $D_{\ell}$  es la densidad de la imagen de la línea ( $\ell$ ) y  $D_{H\alpha}$  es la densidad de la imagen de la línea  $H\alpha$  de un mismo punto en el espacio físico de las imágenes bidimensionales,  $t_{H\alpha}$  y  $t_{\ell}$  son los tiempos de exposición de las fotografías en  $H\alpha$  y la línea en cuestión.

Se elaboró un programa de empalme ("Divide") que de los archivos de dos imágenes (imagen de la línea ( $\ell$ ) y de  $H\alpha$  o cualquier otra), originalmente en cinta, pasados a disco y filtrados (con el programa "Filtmed"), tome los valores  $D_{\ell}$  y  $D_{H\alpha}$  punto por punto de cada una de las dos imágenes y dándole los parámetros A, B, DF, DS,  $\tau$  de los filtros usados y los tiempos de exposición obtenga, con la fórmula (4.c.3) el cociente de intensidades punto por punto de las imágenes bidimensionales, con lo que se generará un tercer archivo que contendrá una imagen bidimensional del cociente de la línea ( $\ell$ ) respecto al  $H\alpha$  o a cualquier otra.

Es importante que las imágenes al ser digitalizadas hallan tenido la misma orientación, lo cual se logra con las estrellas de las imágenes. Aunque es posible que las imágenes estén trasladadas una con respecto a la otra, esto puede ser corregido conociendo el valor X y Y de esta traslación, de tal modo que la densidad  $D_g$  coincida exactamente con la densidad  $D_{H\alpha}$  de un mismo punto en el espacio físico.

A continuación se muestra el listado del programa "Divide" en FORTRAN y en seguida damos una breve explicación de este.

---

PROGRAMA DIVIDE.

PROGRAMA PARA HACER EL COCIENTE DE DOS ARCHIVOS.  
CREANDO UN TERCERO, DE ACUERDO A LA RELACION QUE  
SE MUESTRA.

```
DIMENSION N(1000),D(1000),R(1000),KIN1(12),KIN2(12),ROUT(12)
WRITE (10,5)
FORMAT(1X,"ARCHIVO PARA NUMERADOR ? ",Z)
READ (11,7) KIN1(1)
CALL FILECH(KIN1,41)
FORNC(320)
WRITE (10,5)
FORMAT(1X,"ARCHIVO PARA DENOMINADOR ? ",Z)
READ (11,7) KIN2(1)
CALL FILECH(KIN2,41)
WRITE (10,6)
FORMAT (1X,"ARCHIVO DE SALIDA ? ",Z)
```



nador donde se tiene la imagen  $H_x$  o cualquier otra línea, y el nombre que queramos tenga el archivo resultante del archivo numerador y del denominador. En seguida se dan las coordenadas  $(X_0, Y_0)$ ,  $(X_1, Y_1)$ , (un rectángulo) de las partes de la imágenes que nos interesa obtener su cociente. Estas coordenadas estan referidas al archivo del numerador. Posteriormente se da el valor de la traslación X y Y, respecto al numerador, el valor de los parámetros de la curva de calibración A, B, DS y DF, el de la transmitancia de los filtros usados y el de los tiempos de exposición para las dos imágenes.

En el programa se dan cotas inferiores de densidad para las dos imágenes cuyos valores son superiores a densidades bajas sobre las imágenes debidas al fondo y partes difusas que nos darían valores de cocientes los cuales no tienen relación con la nebulosa y generalmente son muy grandes, generando manchas muy oscuras y pérdida de contraste en nuestra imagen resultante. En las figuras IV.c.2 y IV.c.3 se muestran los perfiles correspondientes a barridos que pasan exactamente sobre la WR tanto en la imagen de [SII] como en la de  $H_x$ , respectivamente.

El número K ( $1 < K < 2000$ ) que se le dá al programa es solo para poder grabar en disco el valor de la intensidad del cociente con un número entero, pues así lo requiere es-



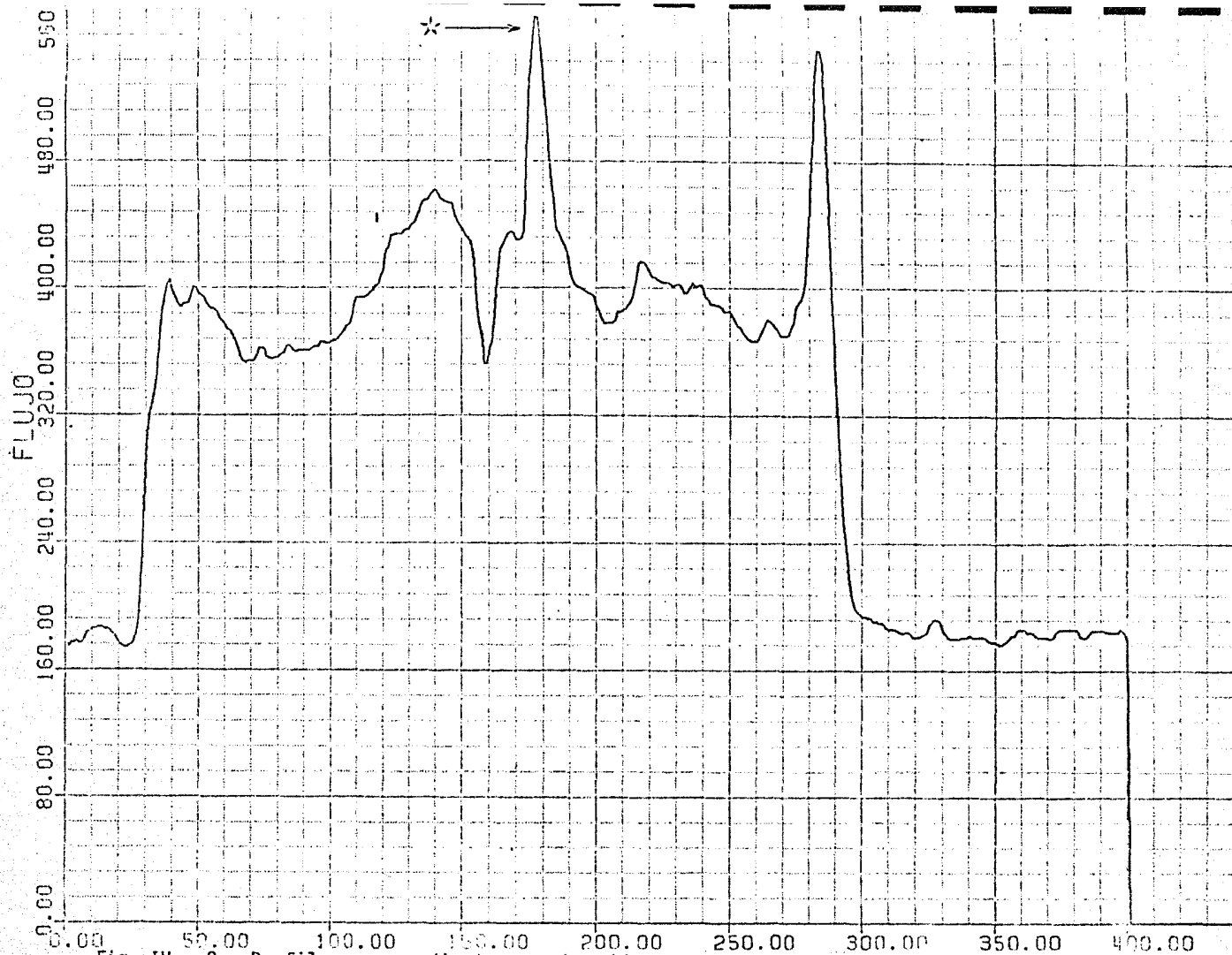


Fig. IV.c.2. Perfil correspondiente a un barrido que pasa sobre la estrella Wolf-Rayet en la imagen de [SII]. Se señala la posición de la estrella.

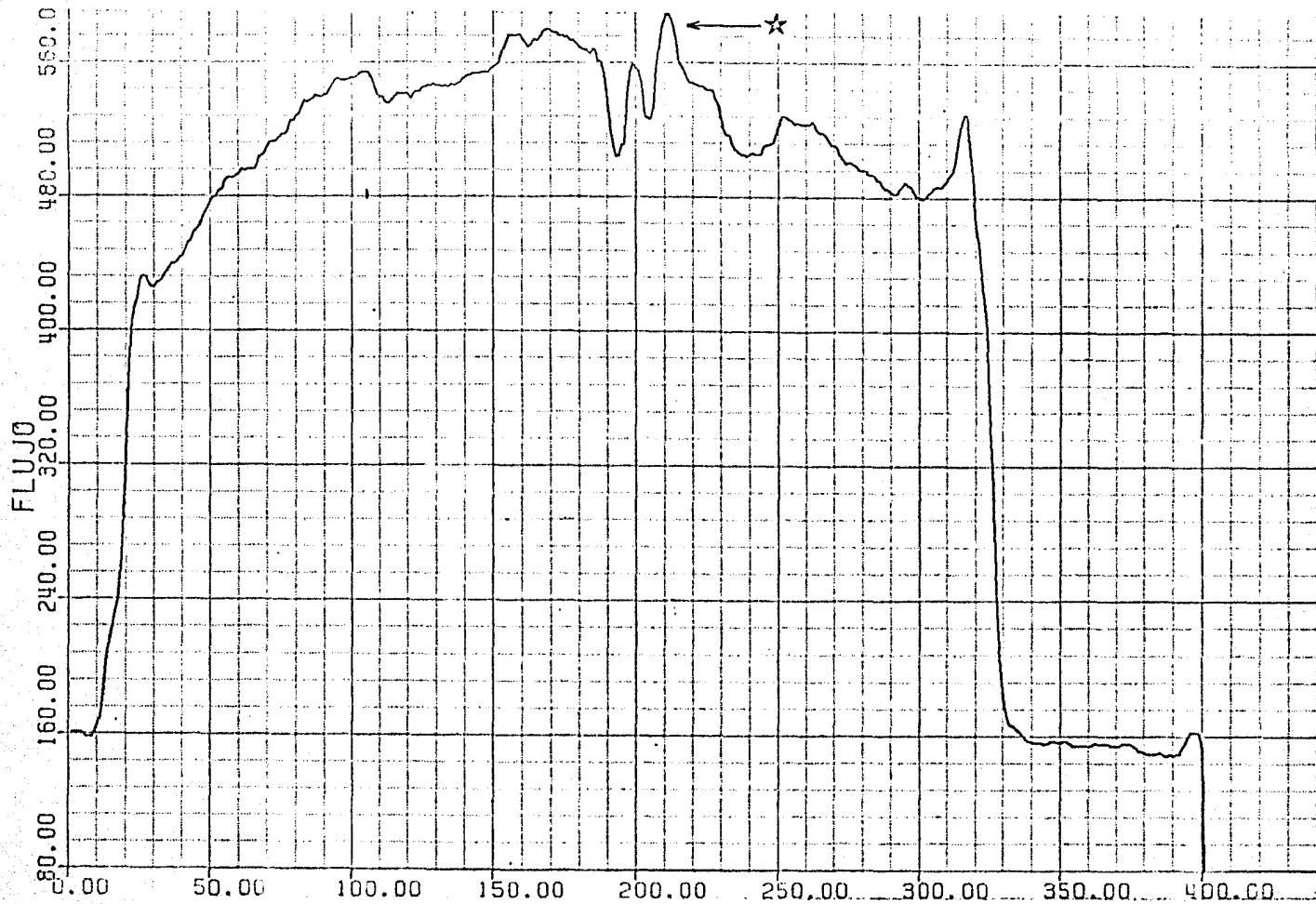


Fig. IV.c.3. Perfil correspondiente a un barrido que pasa sobre la estrella Wolf-Rayet en la imagen de  $H_{\alpha}$ . Se señala la posición de la estrella.

te sistema de grabado, tal que recuperemos cifras decimales. Los valores de densidad leídos, de cada uno de los puntos de las dos imágenes, son divididos entre 200, pues en el momento de digitalizar con la PDS1010A y grabar con la PDP11/20, debido al sistema, los valores originalmente fueron multiplicados por 200. Por último, CC1 y CC2 son el numerador y el denominador de nuestra fórmula 4.c.3, siendo  $IR(J)$  el valor del cociente de intensidades de las dos imágenes punto por punto, dentro de la ventana  $(X_0, Y_0)$ ,  $(X_1, Y_1)$ , con lo cual se genera el nuevo archivo de salida.

No se da un listado del programa "Filtmed" pues éste, por razones de eficiencia está hecho en un complicado lenguaje de máquina, pero la parte más importante es esencialmente, el algoritmo explicado con anterioridad. Este programa pide el nombre del archivo a filtrar, su tamaño, el nombre que se le quiera dar al archivo ya filtrado y el tamaño de la ventana (rectangular) de filtrado.

La figura IV.b.2 muestra en su parte inferior las imágenes  $H\alpha$ , [SII] y [OIII] ya digitalizadas. En la parte superior de la figura IV.b.3 se muestran estas, después de haber sido filtradas por mediana con el programa "Filtmed". Para el filtrado se tomó una ventana de  $7 \times 7$  puntos, tamaño aproximado de una estrella brillante del campo ( $m_v \approx 8$ ), con esto se logró que se borrarán estrellas

pequeñas del campo, que pueden meter ruido, pero se quedan las estrellas brillantes que sirven como referencia. El tamaño promedio de un archivo de una imagen digitalizada fue de aproximadamente 400 x 400 puntos.

La parte inferior de la figura IV.b.3 muestra las imágenes del cociente  $[SII]/H\alpha$  y  $[OIII]/H\alpha$  obtenidas con el programa de empalme de imágenes ("Divide"). En las figuras IV.c.4 y IV.c.5 se muestra el perfil de un barrido sobre la imagen de  $[OIII]/H\alpha$  y sobre la imagen  $[SII]/H\alpha$ . Ambas líneas pasan por unas de las partes de mayor intensidad de dichos cocientes. La posición de cada una se muestra en las imágenes de la figura IV.b.3. Los valores de intensidad de los cocientes en las figuras IV.c.4 y IV.c.5 están multiplicados por el factor K (igual a 1000) del programa "Divide".

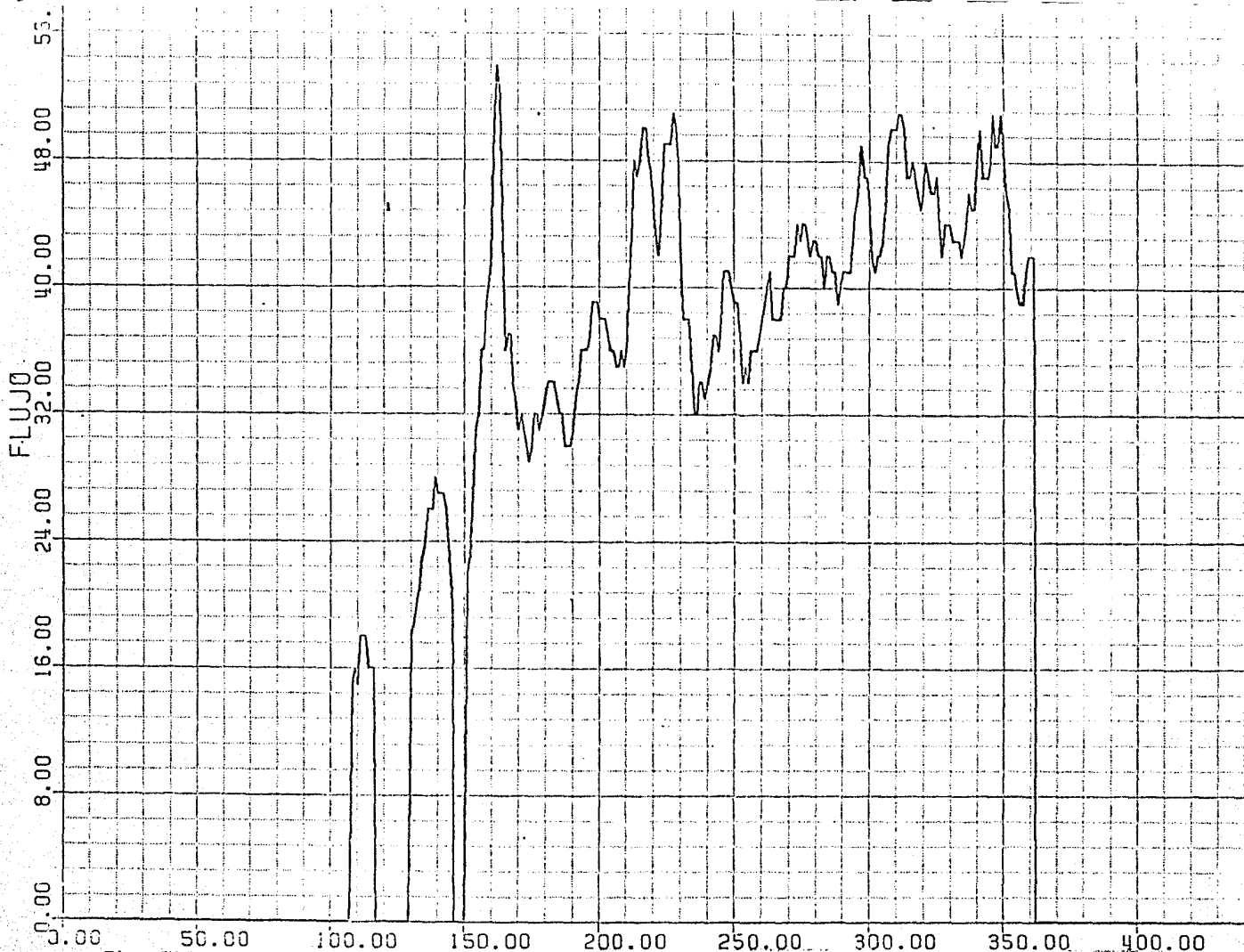


Fig. IV.c.4. Perfil correspondiente a un barrido sobre la imagen de [OIII]/H $\alpha$ . La posición del barrido se muestra en la figura IV.b.3.

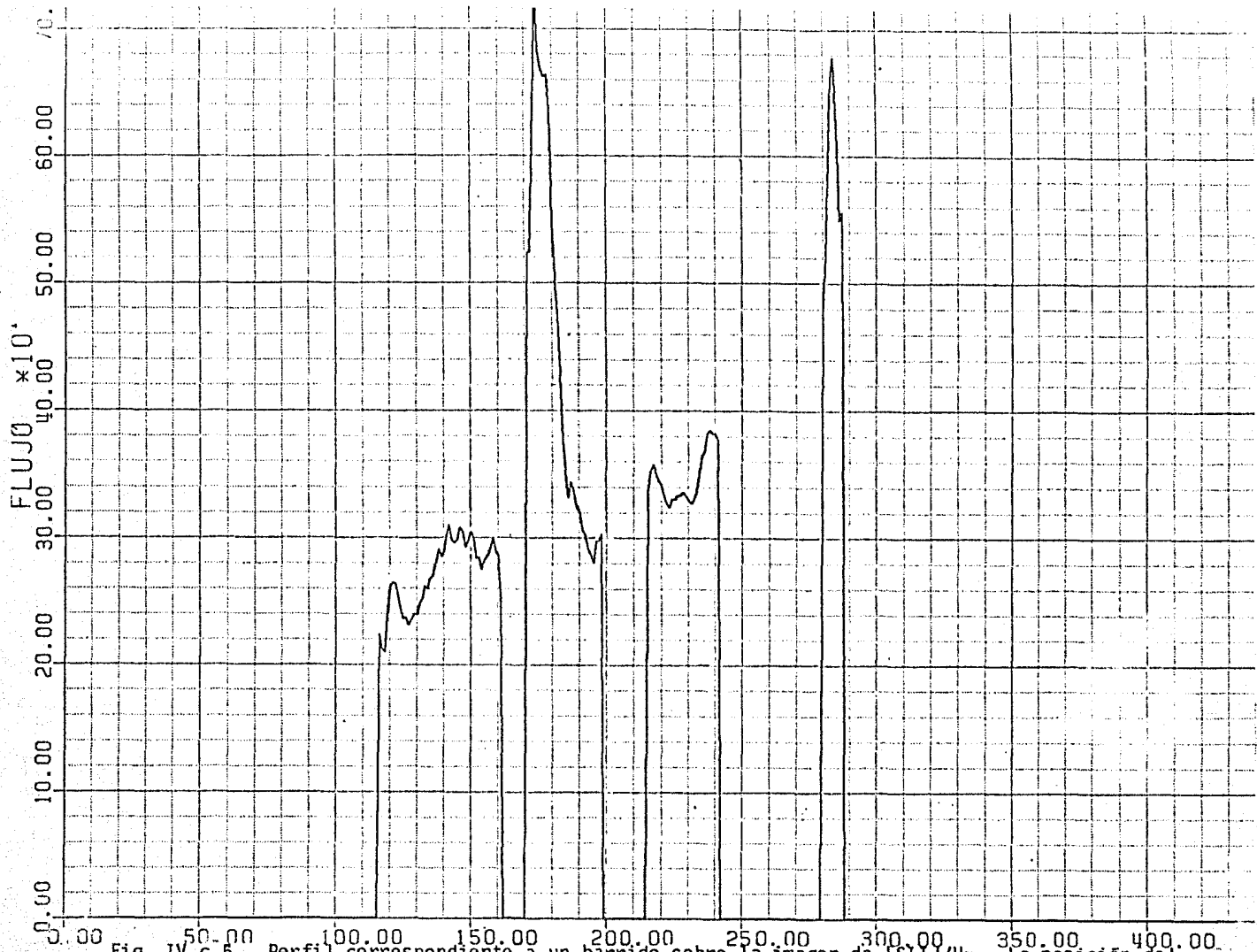


Fig. IV.c.5. Perfil correspondiente a un barrido sobre la imagen de [SiII]/H $\alpha$ . La posición del barrido se muestra en la figura IV.b.3.

## CAPITULO V

### DISCUSION Y CONCLUSIONES

En el capítulo III se hizo una revisión de las 78 es trel las WR que probable o definitivamente están asociadas a nebulosas, según diferentes autores. Esta revisión nos permitió seleccionar una Wolf-Rayet (WR113), no reportada con anterioridad como definitivamente asociada a una nebulosa, pe ro con muy probable asociación, que ameritaba llevar a cabo observaciones con fines de identificar su probable nebulosa asociada y de ser posible, obtener información espectroscópi ca bidimensional. Además, de esta revisión, usando los mismos criterios de selección de Y.H. Chu, podemos obtener una lista nueva amplificada de WR definitivamente asociadas a nebulosas, y obtener una lista de WR muy probablemente asocia das a nebulosas y que ameritan fuertemente observación.

En este capítulo daremos las dos listas, pero prime ro discutiremos los dos nuevos objetos agregados en este tra bajo. También haremos una discusión de algunas correlaciones con la lista de WR definitivamente asociadas a nebulosas.

a) Las Nebulosas de Anillo asociadas a WR25 y WR113.

De los 78 casos estudiados en el capítulo III, des p ués de haber sido agrupados y revisados, se encontró una

perteneciente al grupo VI (WR25 (HD93162), tipo espectral WN7,  $m_v = 8.2$ ), que, como se discutió brevemente en el capítulo III, tiene asociada una nebulosa de anillo.

Como ya se discutió en el capítulo mencionado, esta nebulosa de anillo posiblemente es del tipo W(CHU), formada por viento. Debe de ser muy joven, de unos cuantos miles de años, pues su tamaño es solo del orden de décimos de parsec. Se necesita mayor información observacional para poder dar conclusiones.

La estrella WR113 (HD168206) es del tipo espectral WC8, binaria espectroscópica eclipsante, su compañera es del tipo espectral O8-9V-III (Massey y Niemela., 1981), conocida con el nombre de CV Ser, de magnitud visual  $m_v = 9.43$  y corregida por absorción,  $v_0 = 6.27$  (Van der Hucht, 1982, Smith, 1968). WR113 pertenece a la asociación Ser OB2 (Roberts, 1958) y al cúmulo abierto NGC6604 (Sharpless 1953 y Morton 1969), está correlacionada con la región HII S54 (Sharpless, 1959, Georgelin, 1975). Esta estrella WR al igual que otras WC (Cohen et al., 1975) muestra un exceso de brillo en el infrarrojo que es interpretado como remisión debida a un cascarón de polvo (K. Stepien, 1970, Kuhl, y Schweizer, 1970). No es considerada por Y.H. Chu en su estudio de nebulosas de anillo, pues S54 contiene además de la estrella WR estrellas OB, con lo cual no se satisface uno de los dos cri



terios de definición de nebulosas de anillo asociados a estrellas WR de Chu; "la estrella WR debe de ser la única o la más importante fuente de excitación de la nebulosa". Heckathorn et al. (1981) le asocia una credibilidad de 2 en su rango, que corresponde a una posible estructura de cascarón. Además le asigna a la nebulosa dos posibles tamaños, uno de  $\sim 10'$  y otro de  $\sim 100'$ . No señala que esta nebulosa contiene estrellas O que podrán eventualmente formar dicho cascarón (J. Heckathorn et al., 1981). Georgelin et al. (1973) dan una distancia fotométrica de 2.05 kpc y una cinemática de  $2.8 \pm 0.4$  kpc a S54. Esta distancia fotométrica coincide bastante bien con la distancia de 1.99 kpc a la asociación Ser OB2 (Humphreys, 1978), de la cual la WR es miembro (Roberts, 1958). Aparte de la distancia fotométrica de 3.3 kpc obtenida por Smith (1968), no hay una estimación directa de la distancia a WR113. Utilizando la más reciente calibración de magnitudes absolutas de Crampton y Georgelin (1975) en lugar de la de Smith (1968), esta distancia sería menor. No es posible obtener una distancia exacta por no conocerse con precisión el tipo espectral y la magnitud visual absoluta de la estrella compañera. De cualquier forma, la WR debe de estar a una distancia del orden de la determinada para la asociación Ser OB2 (2 kpc).

Las estrellas excitadoras de S54 son, según Georgelin (1975); BD-11°4581 (B1 II), BD-12°4964 (O8), BD-12°4970

(B0.5 IA), BD-12°4973 (B1 III), BD-12°4975 (B 5), BD-12°4979 (07), BD-12°4982 (B II), BD-12°4984 (09 V), BD-12°4994 (09 II), HD167971 (07.5 IF), HD168112 (05.5 F) y HD168206 (1a WR). BD-11°4586 (08 I) es también incluida por Morton como estrella excitadora (Morton, 1969). Los tipos espectrales se obtuvieron del CGO o de Georgelin (1975). De todas estas estrellas, BD-11°4586, BD-12°4970, HD167271, BD-12°4982, HD168112 y HD168206 han sido reportadas como miembros de la asociación Ser OB2 (Morgan et al., 1953, y Roberts, 1958).

En un radio de 15' centrado en la estrella WR HD168206 (aproximadamente el campo máximo de las imágenes obtenidas en el telescopio de 82.5 cm), no cae ninguna de las estrellas anteriores. Las únicas dos estrellas brillantes en el campo son, la estrella WR HD168206 o SA0161325 que aparece centrada en el campo y SA0161324 ( $m_v = 9.1$  y de espectro correspondiente a F8), la cual está alrededor de 12' al Norte de la WR. En la figura V.a.1 se muestra el campo estelar de la región. Sólo se muestran las estrellas OB más cercanas a la WR, las marcadas con una flecha pertenecen a la asociación Ser OB2. Las estrellas 1 (SA0 161324) y 2 indicadas en este mapa son las mismas que aparecen en las figuras IV.b.2 y IV.b.3 del capítulo anterior. El círculo concéntrico a la estrella WR indicado en las figuras V.a.1 es el tamaño aproximado del campo en las imágenes fotográficas. La escala y

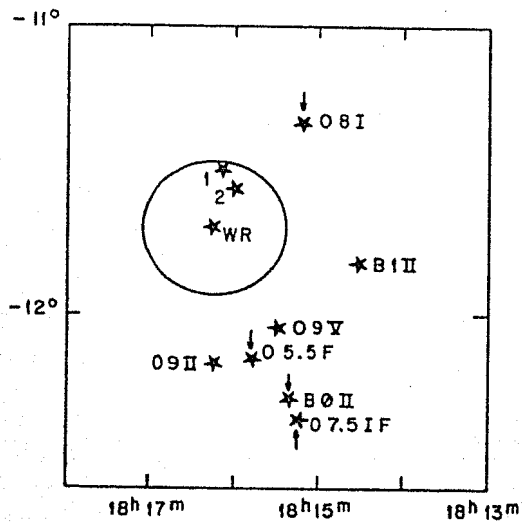


Fig. V.a.1. Campo estelar de la región S54.

Tabla V.b.1  
Estrellas WR definitivamente asociadas a Nebulosas

WR	$t_{esp}$	WR	$t_{esp}$
HD 96548	WN8	HD 89358	WN5
HD117688	WN8	HD 56925	WN4
209BAC	WN8	HD147419	WN4
HD 92740	WN7+abs	HD187282	WN4
HD 93162	WN7+abs	HD211564	WN3
MR97	WN7	HD168206	WC8+08-9V-III
HD211853	WN6+0	HD113904	WC6+09.5I
HD192163	WN6	HD 92809	WC6
HD191765	WN6	HD115473	WC5
HD 50896	WN5	LSS4368	WC4p

la época de las coordenadas son iguales a las del POSS.

En el presente trabajo, con el material fotográfico que se obtuvo, se puede apreciar que ninguna de las estrellas restantes OB de la asociación Ser GB2 esta dentro del anillo asociado a la estrella WR 113. Además estas imágenes espectroscópicas dan una información muy interesante sobre la estructura e intensidad de emisión de la nebulosa.

En lo que respecta a su estructura exhibida en las imágenes fotográficas en  $H\alpha$ , [OIII] ( $5018\text{\AA}$ ), [SII] ( $6719\text{\AA}$ ) y de los cocientes [OIII]/ $H\alpha$  y [SII]/ $H\alpha$  obtenidos, se puede apreciar que: La nebulosa de anillo presenta una estructura de doble cascarón circunestelar; un cascarón externo incompleto semicircular en la dirección suroeste, aproximadamente a  $9'$  de la estrella WR visible en  $H\alpha$ , en [SII], y en [OIII], y un cascarón interno también semicircular, en la misma dirección a  $4'$  de la estrella, no detectable en [OIII], pero intenso en  $H\alpha$  y en [SII].

El cascarón externo, debido a sus dimensiones, estructura y baja intensidad de [SII]/ $H\alpha$ , hace pensar en una región fotoionizada. La estrella HD168112 cuyo tipo espectral es O5.5f podría fotoionizar al cascarón externo pues su distancia es comparable a la de la nebulosa ( $2.28\text{ kpc}$ ) y está a sólo  $15'$  del cascarón externo (ver fig. V.a.1) precisa

mente en la dirección SW, es decir, hacia la parte más intensa del cascarón. En vista de esto, este cascarón exterior es muy probablemente un cascarón fósil formado antes de la etapa WR de HD168112 e iluminado por la estrella 05.5f y no por la WR o/y su compañero pues en dicho caso deberíamos de esperar una zona de [SII] exterior. El cascarón interno, por su estructura filamentaria y su alta emisión en [SII], nos sugiere una onda de choque debida al viento de la WR. Este cascarón es, probablemente, de reciente formación.

Los cocientes obtenidos en este trabajo [OIII]/H $\alpha$  y [SII]/H $\alpha$  deben ser considerados como cotas inferiores de bido a la contaminación en la emisión en H $\alpha$ , de la región S54. En el caso del cascarón interno, utilizando nuestros cocientes de [SII]/H $\alpha$  y suponiendo una  $n_0 = 10 \text{ cm}^{-3}$ , encontramos que las velocidades de choque no deben ser mayores de 50 km/s (Shull y McKee, 1980, y Raymond, 1979), y por lo tanto, la edad del cascarón es mayor o igual a 24,000 años. La falta de emisión de [OIII]/H $\alpha$  en este cascarón (la intensidad de [OIII]/H $\alpha$  es sensible a la velocidad de choque), también implica bajas velocidades del choque (Shull y McKee, 1980 y Raymond, 1979).

b) Estrellas WR definitivamente asociadas a Nebulosas.

Los tres primeros grupos de los seis formados en el capítulo III contienen las estrellas WR que con certeza es-

tán asociadas a nebulosas. Las estrellas pertenecientes a estos grupos, junto con las dos estrellas discutidas en este capítulo, forman la lista de estrellas WR con esta característica, y se muestra en la tabla V.b.1. En esta tabla se da el nombre más común de la estrella y su tipo espectral. Las WR aparecen en la lista en orden decreciente de su excitación.

De la tabla V.b.1. podemos apreciar que la proporción aproximada de estrellas WN a WC es de 3 a 1, muy similar a la de la lista original de Y.H. Chu. Esta proporción es menor a la que se conoce de la Nube Grande de Magallanes (8 a 1).

Destaca también el hecho de que con HD168206 ya son tres WR asociadas a nebulosas con una compañera O, dos WC y una WN.

c) Estrellas WR con probable asociación a Nebulosas.

El trabajo de revisar cada uno de los 78 casos, que se hizo en el capítulo III, no solo nos sirvió para poder seleccionar una WR para observación y elaborar la lista anterior, sino que también nos permitió seleccionar de los casos restantes, estrellas WR con asociación muy probable a una nebulosa y que amerita se les tome fotografías monocromá

ticas de su campo, con alta resolución espacial, cuando menos mayor al P&K y al POSS.

En la tabla V.c.1., se da una lista de esta selección ya hecha. En ésta se da el número de la WR en el catálogo HCLS, el tamaño del campo y el filtro que se recomienda usar. El número de asteriscos indican la posibilidad de encontrar una nebulosa asociada (\* = buena, \*\* = muy buena, y \*\*\* = excelente).

#### d) Correlaciones

El análisis de las propiedades de las nebulosas asociadas a las estrellas WR de la tabla V.d.1 permite encontrar ciertas correlaciones entre sus características. En dicha tabla, la información espectroscópica que existe es solo de algunas nebulosas: NGC6888, S308, NGC2359 (Kwitter, 1969), NGC3199 (Deharveng y Maucherat, 1974) y G2.4+1.4 (Johnson, 1975).

En la tabla V.d.1 se dan las intensidades de las líneas  $H\alpha$  (6563),  $[NII]$  (6548 y 6484),  $[SII]$  (6717 y 6731) relativas a  $I(H\beta) = 100$ , y el logaritmo de los cocientes  $H\alpha/[NII]$  y  $H\alpha/[SII]$  concentrados en estas nebulosas.

La figura V.d.2 muestra la gráfica  $\log n_e$  vs  $\log R$

Tabla V.c.1

Estrellas WR con probable asociación a Nebulosas

	Campo	Filtro	Posibilidad <sup>1</sup>
WR8	6'	5010	**
WR9	10'	5010	**
WR14	5'	H $\alpha$	*
WR16	8'	6570	***
WR32	60'	H $\alpha$	*
WR36	60'	H $\alpha$	*
WR66	10'	6570	*
WR67	10'	6570	*
WR76	<30'	H $\alpha$	*
WR98	10'	6570	**
WR104	8'	6736	**
WR116	8'	6570	*
WR127	22'	H $\alpha$	***
WR130	15'	H $\alpha$	*
WR139	12'	H $\alpha$	***
WR157	15'	H $\alpha$	**

<sup>1</sup> \* = buena, \*\* = muy buena, \*\*\* = excelente



Tabla V.d.1

Espectroscopia de las nebulosas definitivamente asociadas a las estrellas WR

Neb	H $\alpha$ 6563	[NII] 6548	[NII] 6584	[SII] 6717	[SII] 6731	$\frac{6717}{6731}$	[OIII] 4959	[OIII] 5007	log H $\alpha$ /[NII]	log H $\alpha$ /[SII]
NGC6888 <sup>b</sup>	271.0	10.0	59.1	6.4	3.6	1.78	38.5	130	-0.41	0.68
	287.0	169.4	562.0	39.4	19.1	2.06	110	321	0.61	1.45
S308 <sup>b</sup>	285	53.0	143.0	10.3 <sup>**</sup>			270.0	790.0	0.16	1.44
NGC3199 <sup>e</sup>									$\sim 0.9$	
NGC2359 <sup>b,c</sup>	283	16.3	44.3	34.0 <sup>**</sup>		1.42	213	500	0.50	0.55
	285	20.4	70.2	80.0 <sup>**</sup>		1.42	370	1073	0.70	0.92
G2.4+1.4 <sup>d</sup>	200	50	50	50	50	1.00	150	600	0.12	0.56
	500	50	250	60	50	1.20	200	600	0.12	0.70
M1-67 <sup>a,b</sup>	313	105*	315	11.5	14.7	0.782			-0.13	1.08

\*  $\frac{1}{3}$  de 6584

\*\* 6717+6731

Referencias

a) Barker, (1978)  
b) Kwitter, (1979)

c) Talent y Dufour, (1979)  
d) Johnson, (1975)

e) Deharveng y Maucherat, (1974)

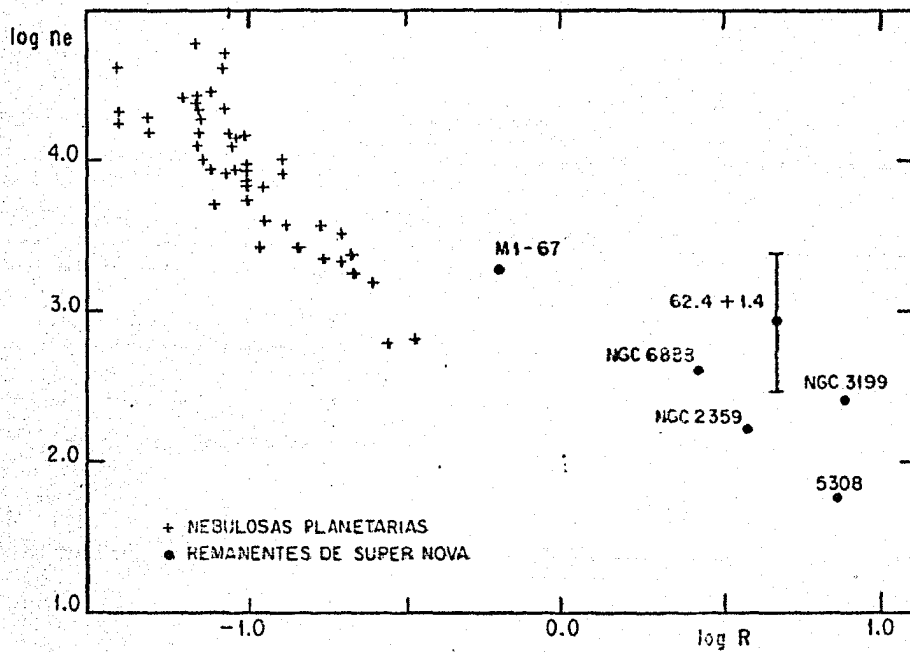


Fig. V.d.2. Gráfica  $\log n_e$  vs  $\log R$  para las nebulosas de la tabla V.d.1.

para las nebulosas de la tabla V.d.1. Los valores de  $n_e$  (densidad electrónica) y R (radio) se obtuvieron de las tablas I y II del capítulo III. En esta figura se aprecia que la densidad decrece con el radio, como también sucede con las nebulosas planetarias (Sabbadin et al., 1977).

La figura V.d.3 muestra una gráfica  $\log H\alpha/[NII]$  vs  $\log H\alpha/[SII]$ . En esta se indican las regiones ocupadas por los remanentes de supernova (RSN), por las regiones HII, por las nebulosas planetarias (N.P.) y por los objetos H-H (Cantó, 1981). Las nebulosas asociadas a estrellas WR caen en una franja perpendicular a la franja correspondiente a la región de las nebulosas planetarias y cercana a la ocupada por las regiones HII. Las nebulosas asociadas a estrellas WR ocupan en este diagrama una región muy similar a las ocupadas por las nebulosas fotoionizadas (nebulosas planetarias y regiones HII).

En la figura V.d.4 se grafica la distancia Galactocéntrica contra el logaritmo de  $[NII]/[SII]$ . La línea continua es el gradiente obtenido con regiones HII por Sivan (1976) y en discreto el mismo gradiente obtenido con Remanentes de Supernova por González (1983). Con respecto a las nebulosas asociadas a estrellas WR, en esta gráfica se observa que NGC6888, M1-67 y S308 están con un valor alto del cociente  $[NII]/[SII]$  en comparación con las regiones HII,

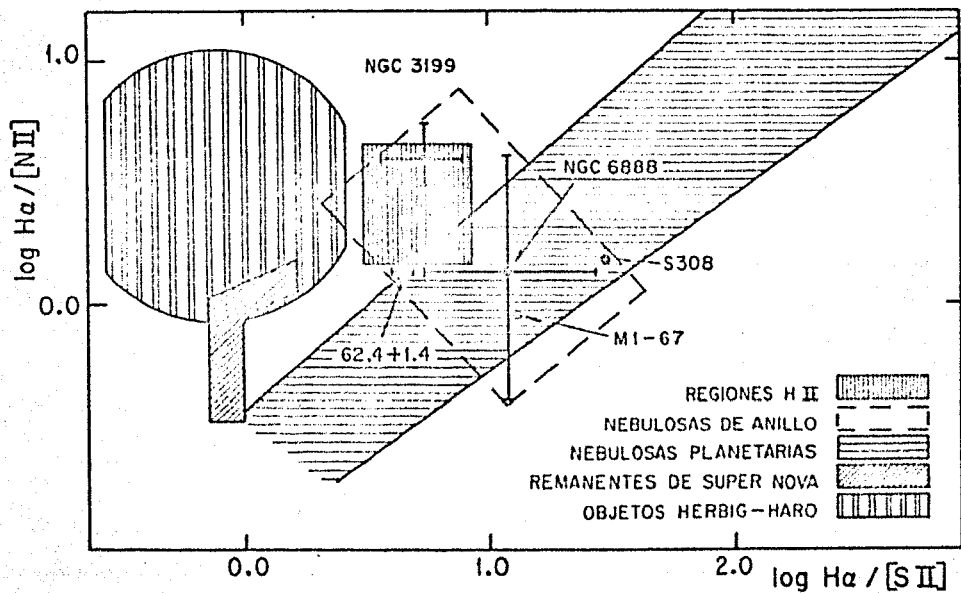


Fig. V.d.3. Gráfica  $\log H\alpha/[NII]$  vs  $\log H\alpha/[SII]$  para las nebulosas de la tabla V.d.1.

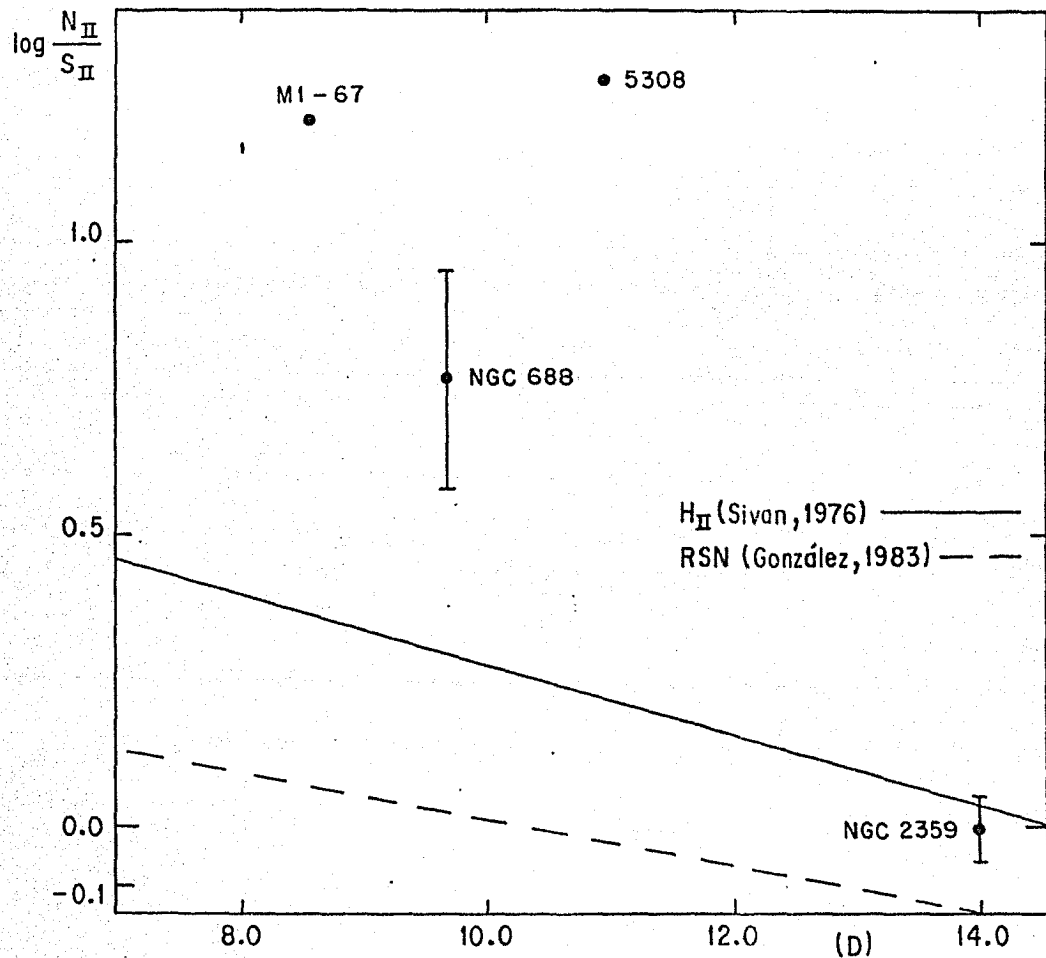


Fig. V.d.4. Gráfica de la distancia Galactocéntrica contra el logaritmo de  $[NII]/[SII]$  para las regiones HII, los remanentes de Supernova y las nebulosas de anillo.

mientras que NGC2359 tiene un cociente típico de una región HII. No es posible observar un gradiente similar al obtenido con regiones HII y remanentes de Supernova. Quizá esto se deba a los resultados de la tesis doctoral de K.B. Kwitter, (1979), en la cual concluye que: "las nebulosas de anillo están enriquecidas en nitrógeno y helio como un resultado de la contaminación del medio ambiente interestelar por el viento, rico en helio y nitrógeno, de la estrella Wolf-Rayet central". Más aún, si las nebulosas de anillo pueden estar formadas por la interacción del viento de la Wolf-Rayet con la eyección previa en su fase de gigante roja, y no con el medio interestelar (Dyson, 1981), serán de esperarse abundancias muy diferentes a las de una Región HII típica. Al igual que en las nebulosas de anillo M1-67, NGC6888 y S308, la abundancia de nitrógeno obtenida por K.B. Kwitter para NGC2359 es muy alta, similar a las obtenidas anteriormente por Peimbert et al., (1978) y Talent y Dufour (1979), quienes ya habían hecho notar esta sobreabundancia en NGC2359 debida a la contaminación de la WR. Cabe decir que los resultados espectroscópicos de Parker (1978) sobre NGC6888 no difieren mucho de los de Kwitter.

e) Conclusiones.

1. La tabla V.b.1 es la lista de nebulosas definitivamente asociadas a estrellas WR. Esta lista es la más comple-

ta en la literatura presente.

2. El mecanismo de excitación de las nebulosas asociadas a estrellas WR es, fundamentalmente, la fotoionización.
3. La densidad electrónica de las nebulosas asociadas a estrellas WR, al igual que las nebulosas planetarias, presenta una relación decreciente con el radio.
4. Las nebulosas asociadas a estrellas WR no pueden ser usadas como indicadores de gradientes Galácticos.
5. Las estrellas WR25 y WR113 tienen nebulosas anulares de finitivamente asociadas.
6. La nebulosa asociada a la estrella WR113 presenta una estructura de doble cascarón. Un cascarón fósil externo fotoionizado y un cascarón interno joven formado por viento estelar.
7. Aparte de la lista de la tabla V.b.1, existen, cuando menos, tres estrellas WR que muy probablemente tienen nebulosas asociadas. (ver tabla V.c.1).

R E F E R E N C I A S

- Alexander, J. K., Brandt, J. C., Maran, S. P. and Steacher, T. P. 1971, *Astrophys. J.* 167, 487.
- Baker, A. E. and Vaucouleurs G. 1968, *Appl. Opt.* 7, 1513.
- Barker, T. 1978, *Astrophys. J.* 219, 914.
- Barlow, M. J., Smith, L. J. and Willis, A. J. 1981, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* 196, 101.
- Bearls, C. S. 1938, *Trans. IAU.* 6, 248.
- Bertola, F. 1964, *Publ. Astron. Soc. Pacific.* 76, 241.
- Beuermann, K.P. 1973, *Astrophys Space Sci.* 20, 27.
- Bigay, J. H., Garnier, R., Georgelin, Y. P. and Georgelins Y.M. 1972, *Astron. Astrophys.* 18, 301.
- Bijaoui, A. 1978, *Journées de Traitements des images, Lanslebourg.*
- Brandt, J. C., Stecher, T. P., Crawford, D. L. and Maran, S. P. 1974, *Astrophys. J.* 163, L99.
- Cantó, J. 1981, *Astrophys Space Sci. Lib.* 91, 95.
- Cohen, M. and Barlow, M. J. 1975, *Astrophys. Letters* 16, 165.
- Cohen, M., Barlow, M. J. and Kuhl, L. V. 1975, *Astron. Astrophys.* 40, 291.



Cox, D. P. 1972, *Astrophys. J.* 178, 143.

Crampton, D. 1971, *Monthly Notices Roy. Astron. Astrophys.* 40, 317.

Cruz-González, C., Recillas-Cruz, E., Costero, R.,  
Peimbert, M. and Torres-Peimbert, S. 1974, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.* 1, 211.

Chevalier, R. A. 1974, *Astrophys. J.* 188, 501.

Chiosi, C., Nasi, E. and Sreenivasan, S.R. 1978,  
*Astron. Astrophys.* 63, 103.

Chopinnet, M. and Lortet-Zuckermann, M. C. 1976,  
*Astron. Astrophys. Suppl.* 25, 179.

Chu, Y. H. 1981, Tesis Doctoral (University of California, Berkeley).

Chu, Y. H. and Treffers, R. R. 1982a, *Astrophys. J.* 254, 132.

Chu, Y. H., Gull, T. R., Treffers, R. R., Kwitter, K. B.  
and Troland, T. H. 1982, *Astrophys. J.* 254, 526.

De Logre, C., De Grove, J.P. and Lamers, H. 1977,  
*Astron. Astrophys.* 61, 251.

Deharveng, L. and Maucherat, M. 1974, *Astron. Astrophys.* 34, 465.

- Deharveng, L. and Maucherat, M. 1975, Astron. Astrophys. 41, 27.
- Dopita, M. A. 1977, Astrophys. J. Suppl. 33, 437.
- Dyson, J. E. 1973, Astron. Astrophys. 23, 381.
- Dyson, J.E. 1981, Astrophys. Space Sci. Lib. 91, 125.
- Dyson, J. E. and Williams, D.A. 1980, Physics of the interstellar medium, (Manchester University Press.)
- Faulkner, D. J. 1963, Publ. Astron. Soc. Pacific. 75, 269.
- Firmani, C. 1981, IAU Symp. 99.
- Firmani, C., Koenigsberger, G., Bisiacchi, G. F., Ruiz, E. and Solar, A. 1978, Mem. Soc. Astron. Italiana. 49, 453.
- Firmani, C., Koenigsberger, G., Bisiacchi, G. F., Ruiz, E. and Solar, A. 1979, IAU Symp. 83, 421.
- Georgelin, Y.M. 1975, Tesis Doctoral (Université de Provence).
- Georgelin, Y. M., Georgelin, Y. P., and Roux, S. 1973. Astron. Astrophys. 25, 337.
- Georgelin, Y. P. and Monnet, G. 1969, Astrophys. Letters 5, 239.
- Gershberg R. E. and Myetik, Y. P. 1960, Noticias del Observatorio de Crimea 24, 148.

- González, J. 1983, Rev. Mex. Astron. Astrofis. 5, 289.
- Gott, J. R. III and Ostriker, J. P. 1971, Proceedings  
of a Conference At the Goddard Space Flight Center,  
NASA SP-332, P. 42.
- Green, A. E. S. and McPeters, R. D. 1975, Appl. Opt.  
14, 272.
- Gum, C. S. 1955, Men. Roy. Astron. Soc. 67, 155.
- Harten, R. H., Felli, M. and Tofani, G. 1978,  
Astron. Astrophys. 70, 205.
- Heckathorn, J. N., Bruhweiler, F. C. and Gull, T. R.  
1982, Astrophysical J. 252, 230.
- Hopkins, J. 1976, Glossary of Astronomy and Astrophysics,  
(The University of Chicago Press.)
- Hromov, G. S. and Kohoutek, L. 1968, Bull. Astron.  
Inst. Czech. 19, 90.
- Humphreys, R. M. 1978, Astrophys. J. Suppl. 38, 309.
- Hurter, F. and Driffield, V. C. 1890, Soc. Chimi. Ind.,  
London. 9, 455.
- Israel, F. P. and Felli, M. 1976, Astron. Astrophys.  
50, 47.
- Johnson, H. M. 1971, Astrophys. J. 167, 491.

Johnson, H. M. 1975, *Astrophys. J.* 198, 111.

Johnson, H. M. and Hogg, D. E. 1965, *Astrophys. J.*  
142, 1033.

Kodak Publication. 1973, No. P-315.

Kuhi, L. V. and Schweizer, F. 1970, *Astrophys. J.*  
160, L185.

Kuhi, L. V. 1973, *IAU Symp.* 49, 143.

Kwitter, K. B. 1979, Tesis Doctoral (University of  
California, Los Angeles).

Lasker, B. M. 1966, *Astrophys. J.* 143, 700.

Lortet, M. C., Niemela, V. S. and Tarsia, R. 1980,  
*Astron. Astrophys.* 90, 210.

Lortet, M. C., Testor, G. and Niemela, V. S. 1981,  
*IAU Symp.* 99

Lozinskaya, T. A. 1970, *Soviet. Astron. A.J.* 14, 98.

Lozinskaya, T. A. 1973, *Soviet. Astron. A.J.* 17, 317

Llebarría, A. and Figon, P. 1980, Laboratorio de Astronomía  
Espacial, Marsella (comunicación interna).

Llebarría, A., Pons, J., Loporati, P. and Viton, M. 1981, *idem.*

Malin, D. F. 1977, *AAS Photo-Bull.* 16, 10.

Malov, I.F., Artyukh, V.S. and Malofeev, V. M. 1975,  
Astrofis. 11, 609.

Massey, P. 1981, Astrophys. J. 246, 153.

Massey, P. and Niemela, V. 1981, Astrophys. J. 245, 195.

McKee, C. F. and Hollenbach, D. J. 1980, 18, 219.

Moffat, A. F. J. and FitzGerald, M. P. 1977, Astron.  
Astrophys. 54, 263.

Morgan, W. W., Whitford, A. E. and Code, A. D. 1953;  
Astrophys. J. 118, 318.

Morton, D. C. 1969, Astrophys. J. 158, 629.

Morton, D.C. 1973, IAU Symp. 49, 54.

Neckel, T. 1978, Astron. Astrophys. 69, 51.

Osterbrock, D. E. 1974, Astrophysics of Gaseous  
Nebular (San Francisco, W. H. Freeman and Co.)

Paczynski, B. 1973, IAU Symp. 49, 143.

Parker, R. A. R. 1978, Astrophysics. J. 224, 873.

Parker, R. A. R., Gull, T. R. and Kirshner, R. P.  
1979, NASA SP-434.

Peimbert, M., Torres-Peimbert, S. and Rayo, J. F.  
1978, Astrophys. J. 220, 516.

- Perek, L. and Kohoutek, L. 1967, Catalogue of Galactic Planetary Nebulae, Prague, Czechoslovakian Acad. of Sci.
- Pismis, P. 1959, Bol. Obs. Tonantzintla y Tacubaya No. 18, 37.
- Pismis, P., Recillas-Cruz, E. and Hasse, I. 1977, Rev. Mexicana Astron. Astrofis. 2, 209.
- Pismis, P. and Recillas, E. 1979, Rev. Mexicana Astron. Astrofis. 4, 271.
- Raymond, J. C. 1979, Astrophys. J. Suppl., 39, 1.
- Reynolds, R. J. 1976a, Astrophys. J. 203, 151.
- Reynolds, R. J. 1976b, Astrophys. J. 206, 679.
- Roberts, M. S. 1958, Mem. Soc. Roy. Sci. Liege, 4e Ser. 20, 76.
- Rodgers, A. W., Campbell, C. T. and Whiteoak, J. B. 1960, MNRAS, 121, 103.
- Rosado, M. and González, J. 1981, Rev. Mexicana Astron. Astrofis. 5, 93.
- Rosado, M., Goergelin, Y. M. and Monnet, G. 1981, Rev. Mexicana Astron. Astrofis. 6, 321.
- Sabbadin, F., Minello, S. and Bianchini, A. 1977, Astron. Astrophys. 60, 147.

- Saraph, H. E. and Seaton, M. J. 1970, Monthly Notices Roy. Astron. Soc., 148, 367.
- Seaton, M. J. and Osterbrock, D. E. 1957, Astrophys. J. 125, 66.
- Sharpless, S. L., 1953, Astrophys. J. 118, 362.
- Sharpless, S. L., 1959, Astrophys. J. Suppl. 4, 257.
- Shull, J. M. and McKee, C. F. 1979, Astrophys. J. 227, 131.
- Sivan, J. P. 1974, Tesis Doctoral (Laboratoire D'Astronomie Spatiale, Marsellie)
- Sivan, J. P. 1976, Astron. Astrophys. 49, 173.
- Smith, L. F. 1968, Monthly Notices Roy. Astron. Soc. 141, 317.
- Smith, L. F. 1973, IAU Symp. 49, 15.
- Smith, L. F. and Batchelor, R. A. 1970, Australian J. Phys. 23, 203.
- Stephenson, C. B. and Sanduleak, N. 1971, Publ. Warner and Swasey Obs. 1, No. 1.
- Stepien, K. 1970, Acta Astron. 20, 13.
- Talent, D. L. and Dufour, R.J., 1979, Astrophys. J. 223, 888.
- Tsubaki, T. and Engvold O. 1975, AAS Photo-Bull 9, 17.

Tuke, K. 1959, Digital image processing, McGraw-Hill.

Underhill, A. B. 1968, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 6, 39.

Vanbeveren, D. and Conti, P. S. 1980, Astron. Astrophys. 88, 230.

Vander Hucht, K. A., Conti, P. S., Lundström, I. and Stenholm, B. 1981, Space Sci. Rev. 28, No. 3

Walborn, N. R. 1973, Astrophys. J. 179, 517.

Walborn, N. R. 1975, Astrophys. J. 202, L129.

Weaver, R., McCray, R., Castor, J., Shapiro, P., and Moore, R. 1977, Astrophys. J. 218, 377.

Wilson, T. L., Mezger, P. G., Gardner, F. F. and Møne, D. K. 1970, Astron. Astrophys. 6, 364.

Wood, P. R. and Faulkner, D. J. 1973, Astrophys. J. 181, 147.

Woltjer, L. 1972, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 10, 123.