

Tesis de la Licenciatura en Astronomía

Gas molecular en los alrededores de estrellas Wolf-Rayet galácticas

Por: Nicolás Duronea

Director: Edmundo Marcelo Arnal

Marzo de 2005

Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas

Universidad Nacional de La Plata

*A mis viejos. Porque a ellos les debo
todo lo bueno que hay en mí.*

Agradecimientos

Quisiera comenzar este trabajo, agradeciendo a un montón de personas que me han ayudado tanto en los últimos años; personas que con su amor, su confianza, su amistad y su profesionalismo han sabido guiarme tanto en la vida como en esta hermosa carrera que es la Astronomía, la cual comencé a descubrir recién a los veinticuatro años pero que llevo en mi corazón desde que, siendo un niño levanté mi cabeza y vi por primera vez las estrellas.

- A Marcelo Arnal, a quién espero poder retribuirle profesionalmente por su ayuda en la realización de este trabajo y por la paciencia y tiempo invertidos en mí.
- A Cristina Cappa y Ricardo Morras, por sus sabias correcciones en la finalización de este trabajo.
- A mis padres, Marita y Chichito que con su amor, su ayuda aun en situaciones adversas y su confianza en mí en todo momento hicieron que esto sea posible.
- A mi hermana Madeleine, por aguantarme todos estos años a pesar que muchas veces soy difícil de aguantar.
- A Diego Altamirano, por su cálida amistad, su ayuda incondicional y por compartir tantos finales con este “vasco” testarudo.
- A Pete y Bagú, por su amistad, por ser quienes me integraran a este grupo maravilloso de gente, y porque con ellos aprendí el significado de la expresión “tercera fecha”.
- Al enano Ruggiero, por veinticinco años de incondicional amistad.
- A Mirela y Juan, por haberme tratado siempre como a un hijo más y por demostrarme que para la verdadera amistad no existen barreras generacionales.
- A mis tíos, Mabel, Yeya y Oscar ya que sin su ayuda esto no hubiera sido posible.
- A Niva y Saúl, por su confianza y hospitalidad, y por tantas ricas meriendas en esas largas tardes de estudio.
- A Carl Sagan, por hacerme dar cuenta que debía dedicar mi vida a la ciencia.
- A todos (que son muchos) los que contribuyeron con su granito de arena para hacer esto posible.

A todos ellos muchas gracias.

Índice General

1	Introducción	1
1.1	Evolución de estrellas de gran masa	1
1.2	Estrellas Wolf-Rayet	6
1.3	Vientos estelares y su interacción con el medio interestelar	9
1.4	Burbujas interestelares y su evidencia observacional	17
1.4.1	Observaciones en el óptico	17
1.4.2	Observaciones en el continuo de radio	19
1.4.3	Observaciones en la línea de 21cm del HI	22
1.4.4	Observaciones en infrarrojo	29
1.4.5	Observaciones en líneas moleculares	29
2	Tratamiento de los datos	36
2.1	Las moléculas de H ₂ y CO	36
2.2	Observaciones utilizadas	37
2.3	Reducción preliminar de los datos	37
2.4	Análisis del cubo de datos y detección preliminar de las estructuras moleculares relacionadas con las estrellas WR	38
2.5	Cálculo de los principales parámetros asociados a las nubes moleculares	40
2.6	Bases de datos utilizadas	42
3	Objetos a estudiar	44
4	Resultados y análisis de las observaciones	45
4.1	WR 14	45
4.1.1	Trabajos anteriores realizados en la zona	45
4.1.2	Estructuras de CO posiblemente relacionadas con la estrella	47
4.1.3	Bases de datos a otras frecuencias	56
4.1.4	Conclusiones	58
4.2	WR 16	59
4.2.1	Trabajos anteriores realizados en la zona	59
4.2.2	Estructuras de CO posiblemente relacionadas con la estrella	61
4.2.3	Bases de datos a otras frecuencias	68
4.2.4	Conclusiones	69
4.3	WR 103	70
4.3.1	Trabajos anteriores realizados en la zona	70
4.3.2	Estructuras de CO posiblemente relacionadas con la estrella	71
4.3.3	Bases de datos a otras frecuencias	76

4.3.4	Conclusiones	79
4.4	Principales parámetros calculados para las nubes moleculares posiblemente vinculadas a las estrellas Wolf-Rayet WR 14, WR 16 y WR 103.	80
5	Resumen y conclusiones generales	81
6	Anexo	83
7	Bibliografía	87

1 Introducción

1.1 Evolución de estrellas de gran masa

La deposición localizada de grandes cantidades de energía por parte de las estrellas de gran masa produce notables cambios en el medio interestelar (MIE) que las rodea. Al evolucionar, estas estrellas afectan el MIE, cambiando su fase a través de la ionización y disociación, debido a su alta tasa de emisión de fotones UV, y luego inyectándole energía mecánica, primero mediante vientos y luego al explotar como supernovas, contribuyendo también al enriquecimiento químico del medio interestelar.

En esta Tesis se considerarán como “estrellas de gran masa” a aquéllas que en Secuencia Principal tienen una masa comprendida entre $10M_{\odot} < M < 65M_{\odot}$, así como sus descendientes (supergigantes de todos los tipos espectrales y estrellas WR).

Durante mucho tiempo se pensaba que la evolución estelar de las estrellas de alta masa podía ser explicada sólo con la opacidad debida a los electrones libres y una sencilla ecuación de estado, con lo cual la estrella dejaba la Secuencia Principal (SP) y luego de pasar por la fase de supergigante, explotaba como supernova de tipo II. En los últimos años, algunas conclusiones obtenidas de las observaciones, llevaron a hacer algunas modificaciones al esquema evolutivo anterior (Maeder, 1991).

Hoy día se admite que:

- Las estrellas de gran masa pierden gran parte de la misma durante su evolución, a través de los vientos estelares. Dados los valores para las tasas de pérdida de masa actuales, todas las estrellas de Población I con masas iniciales mayores a $25M_{\odot}$, terminan sus vidas sólo con $5 - 10M_{\odot}$. Así los vientos estelares cumplen un rol fundamental en la evolución estelar.
- Las estrellas Wolf-Rayet (WR), son consideradas como estrellas que se han “evaporado” debido a sus vientos y han dejado su núcleo expuesto, lo cual ofrece la posibilidad de ver en forma directa, los productos de la nucleosíntesis. Estas estrellas, escasas y de corta vida, son uno de los mayores proveedores de masa y energía al MIE.
- Se han encontrado grandes diferencias entre el número relativo de estrellas O, supergigantes azules y rojas, y WR en galaxias con distinta metalicidad (Z). Esto se debería principalmente al hecho de que la tasa de pérdida de masa depende fuertemente de Z, entonces la evolución de estrellas de gran masa no sería la misma en galaxias de distinto Z.
- Una consecuencia directa de lo anterior es que las estrellas progenitoras de las supernovas, y por ende las supernovas, son distintas en galaxias

con distinto Z . Esto sucede principalmente para supernovas tipo II y supernovas tipo Ib que son las que de acuerdo a los modelos evolutivos actuales podrían originarse de supergigantes rojas y WR respectivamente.

- La producción de elementos químicos, depende fuertemente de la tasa de pérdida de masa y de la metalicidad final. A altos valores de Z , los fuertes vientos se llevan el He antes de que éste pueda ser convertido en elementos pesados. A pequeños valores de, Z los vientos son débiles y la mayor parte del He se convierte en elementos pesados.

Es sabido que los efectos de metalicidad ejercen influencia en la estructura estelar a través de las opacidades debidas a los procesos ligado-libre y ligado-ligado de los electrones. En el caso de estrellas de gran masa, este efecto es insignificante en el interior, ya que la principal fuente de opacidad es la dispersión de electrones. Sólo en las capas exteriores es donde los efectos de metalicidad afectan a la opacidad.

Las estrellas (principalmente las de mayor masa) expulsan a lo largo de toda su vida, buena parte de sus capas externas a través de los vientos estelares. La tasa de pérdida de masa (\dot{M}) se define como el cambio de masa con el tiempo, entonces:

$$\dot{M} = \frac{dM}{dt}$$

Modelos de vientos para estrellas O (Abott, 1982a; Kudritzki et al, 1987; Leitherer & Langer, 1991) sugieren una dependencia de \dot{M} con Z :

$$\dot{M} \sim Z^\alpha \quad \text{donde } \alpha = 1.0 - 0.5$$

En el caso de estrellas WR , Langer (1989) sugiere que $\alpha = 2$.

Las consecuencias de las distintas tasas de pérdida de masa en la evolución estelar fueron estudiadas por Chiosi & Maeder (1986). En este trabajo se destacan los siguientes puntos:

- Para valores típicos de \dot{M} ($\dot{M} < 8 \times 10^{-6} M_\odot/\text{año}$), las consecuencias de los vientos estelares en la secuencia principal (SP) es pequeña; el tiempo de vida en SP es: $t(SP) \sim qM/L$ donde q es la fracción de masa del núcleo de una estrella de masa M y luminosidad L . El resultado sobre $t(SP)$ es pequeño : sólo un incremento de 5 a 10 %.
- Durante la etapa de quema de He, los efectos son mayores. El tiempo de vida en la fase de quema de He ($t(\text{He})$) se divide entre la fase de supergigante azul (BSG), supergigante roja (RSG) y WR.

$$t(He) = t(BSG) + t(RSG) + t(WR)$$

El balance entre estas tres fases depende fuertemente de \dot{M} .

Los efectos antes mencionados, llevan a tres secuencias evolutivas diferentes, de acuerdo a la masa inicial:

$$M > M_1 = O \rightarrow Of \rightarrow BSG \rightarrow LBV \rightarrow WR \mapsto SN \quad (1)$$

$$M_1 > M > M_2 = O \rightarrow BSG \rightarrow YSG \rightarrow RSG \rightarrow WR \mapsto SN \quad (2)$$

$$M_2 > M = O \rightarrow RSG(\text{con o sin lazo de Cefeida}) \mapsto SN \quad (3)$$

Donde BSG, YSG, RSG significan supergigante azul, amarilla y roja respectivamente, LVB variable luminosa azul y SN supernova.

Las masas límites dependen de \dot{M} . Para los valores actuales, M_1 y M_2 son aproximadamente: $M_1 = 50 \pm 10 M_\odot$ y $M_2 = 35 \pm 5 M_\odot$. Estos valores podrían ser mayores para poblaciones con menor metalicidad.

Leitherer, Robert & Drissen (1992) identificaron las cuatro fases de pérdida de masa más importantes durante la evolución:

- *Fase OB*: Las propiedades del viento estelar están determinadas por la presión de radiación. La pérdida de masa durante esta fase no provoca grandes consecuencias en la evolución, a menos que $M > 50 M_\odot$. Junto con la fase WR, esta fase es la que transmite mayor cantidad de energía y momento al MIE.
- *Fase LBV*: Esta es muy corta ($\sim 10^4$ años). Las tasas de pérdida de masa son muy altas ($\sim 10^{-4} M_\odot/\text{año}$) y las velocidades del viento de alrededor de 200 km/seg. Desde el punto de vista del MIE, esta fase no es muy importante debido a su corta duración.
- *Fase RSG*: Estas estrellas tienen altas tasas de pérdida de masa ($10^{-6} M_\odot/\text{año}$), pero bajas velocidades del viento (10 km/seg) y por lo tanto la energía mecánica inyectada al MIE es menor que en la fase OB. Aun así, esta fase es muy importante desde el punto de vista evolutivo.
- *Fase WR*: Son estrellas azules muy luminosas, con líneas anchas de emisión de C, N y O en la zona del óptico y UV. Estas estrellas tienen tasas de pérdida de masa muy altas ($10^{-5} M_\odot/\text{año}$), así como una elevada velocidad de sus vientos (2000-3000 km/seg). Las estrellas WR tienen un gran impacto sobre el MIE.

La evolución de las abundancias químicas superficiales en estrellas de gran masa fue estudiada por varios autores (Noels & Gabriel, 1981; Maeder, 1983; Prantzos et al., 1986); en forma sintética, se distinguen 5 estadios en la misma:

1. Abundancias iniciales (cósmicas), $C/N \simeq 4$, $O/N \simeq 10$.
2. Enriquecimiento de N.
3. Equilibrio CNO con presencia de H, con $C/N \simeq 0.02$ y $O/N \simeq 0.1$. El contenido de H en la superficie es bajo. Esta es la composición típica de las estrellas LBV y WR de tipo WN tardíos (WNL)
4. Equilibrio CNO con poco o nada de H. Esta composición es típica de estrellas WR de tipo WN tempranas (WNE).
5. Productos de la combustión parcial de He: He, C, O, como se ven en estrellas WR de tipo WC y WO.

En la figura 1 se muestra el cambio en las abundancias químicas superficiales en función de las masas para distintos valores de metalicidad. (Maeder, 1991)

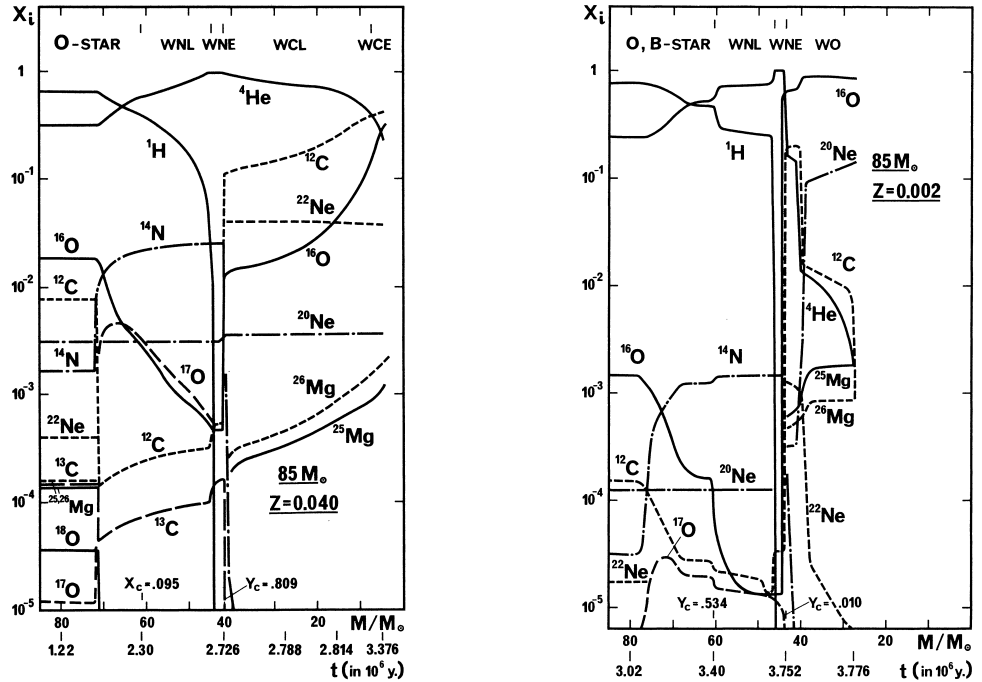


Figura 1: En estos gráficos se muestra el cambio en las abundancias superficiales (en fracciones de masa) en términos de la masa remanente para un modelo de masa inicial $M = 85 M_\odot$ con $Z=0.04$ (izquierda) y $Z=0.002$ (derecha) (Maeder, 1991)

De acuerdo a lo expuesto anteriormente, está claro que la masa final en la evolución de una estrella (previa a la explosión de supernova) está íntimamente ligada a la masa inicial, a la tasa de pérdida de masa y por ende a la metalicidad Z . En la figura 2 se muestra la relación entre la masa inicial y la masa final para distintas metalicidades.

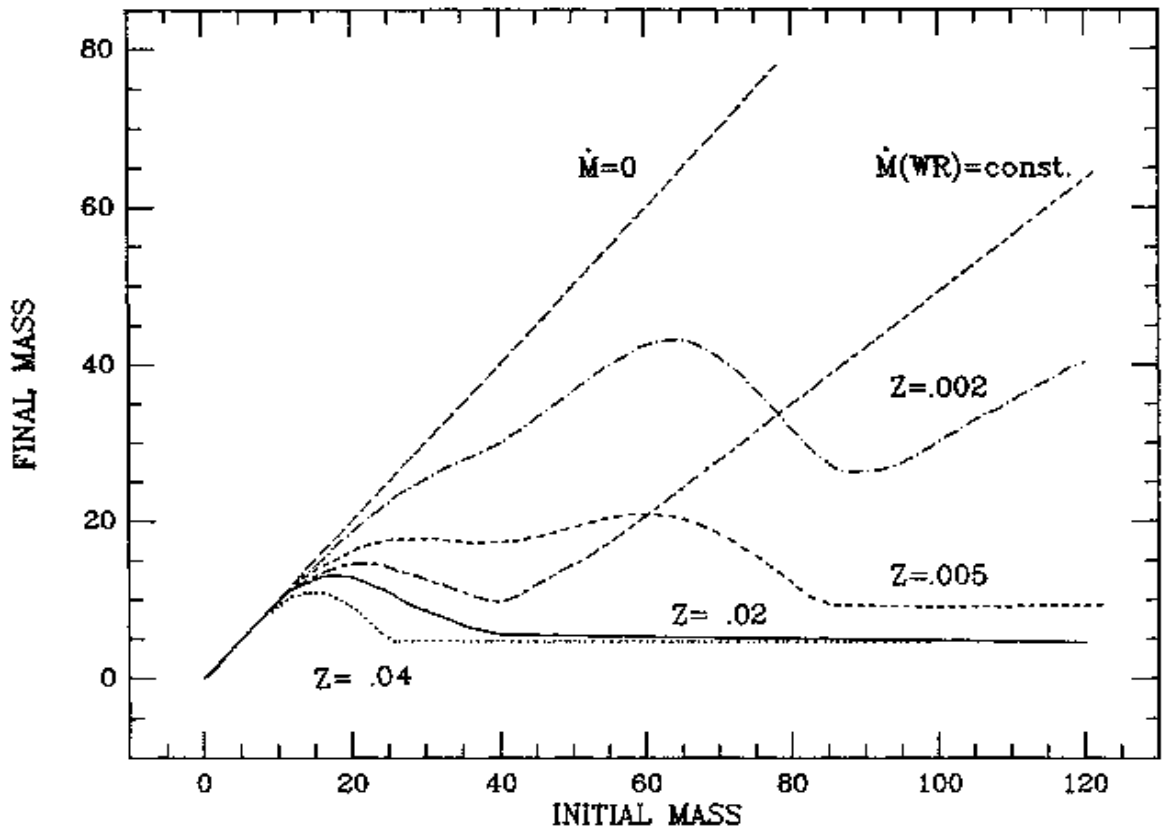


Figura 2: Relación entre las masas finales y las masas iniciales como función de la metalicidad (Maeder, 1991). Nótese la importancia de la tasa de pérdida de masa.

1.2 Estrellas Wolf-Rayet

De acuerdo a lo mencionado en la sección anterior, las estrellas Wolf-Rayet parecen ser el último eslabón en la cadena evolutiva de la estrella, previo a la explosión como supernova. Estas estrellas, que se supone están en la etapa de quema de He, han perdido sus capas externas debido a sus fuertes vientos y han dejado su núcleo expuesto, lo que permite ver los productos de la nucleosíntesis a través de las intensas líneas de emisión presentes en su espectro.

Las estrellas WR se dividen básicamente en 3 grupos: WN, WC y WO las cuales presentan fuertes líneas de N, C y O respectivamente. Dentro de cada grupo puede haber subgrupos.

La primera clasificación espectral fue llevada a cabo por Beals (1938). Esta se basaba en la comparación de las intensidades de distintas líneas. Las estrellas fueron separadas en dos secuencias paralelas: N y C. Sumadas a las líneas de HeI y HeII (común en ambas secuencias), se observaban N[III] N[IV] y N[V], mientras que para la secuencia del C se observaban principalmente C[II], C[III] y C[IV].

Las secuencias del N y C fueron desdobladas en cuatro y tres subclases respectivamente: WN5, WN6, WN7 y WN8 para la de N mientras que para la de C fueron WC6, WC7 y WC8. El interés en comprender la evolución estelar y en explicar los diferentes anchos en las líneas de emisión, llevaron a reconsiderar la clasificación hecha por Beals. Así Hiltner & Schild (1966) y Smith (1968), realizaron modificaciones a este sistema. El primer trabajo introduce subclasificaciones de acuerdo al ancho de las líneas, mientras que en el segundo se hace un análisis más exhaustivo de las mismas, extendiendo los tipos espectrales e introduciendo nuevas subclases. Además, considera en el análisis a las estrellas binarias y plantea una posible clasificación fotométrica para las estrellas WR.

Es común dividir el grupo WN en dos subgrupos: WNE para las WN2-4.5 y WNL para las WN6-9 con las WN5 que se encuentran entre las WNE y las WNL. De la misma manera para el grupo WC: WCE para las WC4-6 Y WCL para las WC8-9 y las WC7 para ambos grupos.

Los modelos de evolución estelar sugieren una secuencia evolutiva dentro de la fase WR de la siguiente manera:

$$WN \mapsto WC \mapsto WO$$

De esta manera las estrellas WN, se consideran como las estrellas WR menos evolucionadas.

La distribución de las estrellas WR en la Vía Láctea fue estudiada originalmente por Roberts (1962), Smith (1968, 1973), Moffat & Isserstedt (1980), Gomez et al. (1981). Van der Hucht et al. (1981) publicaron el “Sixth Catalogue of WR Stars” en el que se calculan parámetros como el índice de color

corregido por enrojecimiento ($(b-v)_0$), manitud visual absoluta (M_v), magnitud visual aparente corregida por enrojecimiento (v_0), distancia (d), distancia al plano galáctico (z) etc, para las 159 estrellas WR galácticas conocidas hasta ese entonces. Más tarde, Hidayat et al. (1982, 1984), hicieron una revisión de este trabajo y realizaron un estudio completo de la distribución de las estrellas WR galácticas. En estos trabajos, la estructura espiral delineada por éstas fue más notoria que en trabajos anteriores para los que se contaba con menos datos. A continuación se muestra la distribución de las estrellas WR en la galaxia en función de sus coordenadas galácticas y distancias galactocéntricas (figura 3) y de su distancia con respecto al plano galáctico (figura 4).

La última compilación de estrellas WR incluye 227 estrellas individuales en nuestra galaxia (van der Hucht, 2001)

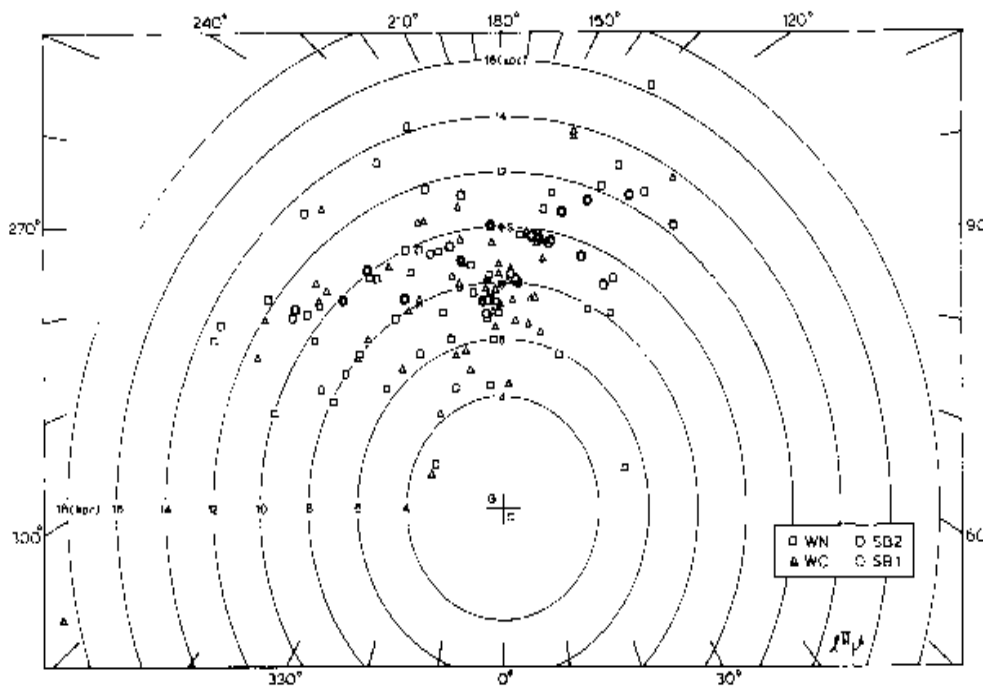


Figura 3: Distribución de las estrellas WR galácticas proyectadas en el plano de la galaxia. Las coordenadas galácticas están dadas en la periferia. Las distancias desde el centro galáctico están dadas en kpc. La posición del centro galáctico está indicada por +G.C. y la posición del Sol está indicada por +S. (Hidayat et al., 1982)

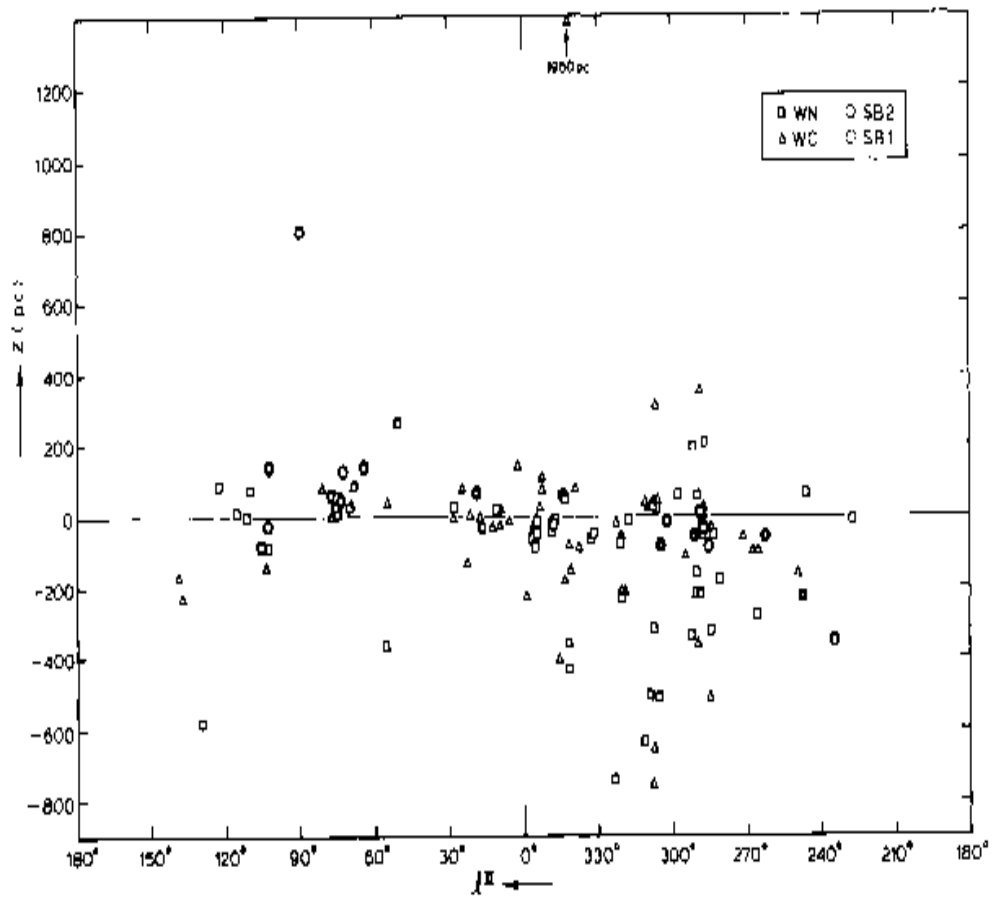


Figura 4: Distribución (l, z) de las estrellas WR galácticas (Hidayat et al., 1982)

1.3 Vientos estelares y su interacción con el medio interestelar

Como ya se dijo, las estrellas de gran masa provocan notables cambios en el MIE que las rodea, ionizándolo, poniéndolo en movimiento, y cambiando su abundancia química.

Al formarse la estrella de gran masa, el MIE se ioniza en forma casi instantánea, debido a la copiosa cantidad de fotones ultravioleta (UV) emitidos por la estrella. Considerando una distribución homogénea de HI y una emisión isotrópica de fotones, alrededor de la estrella se forma una esfera de gas ionizado con $T \sim 10^4 K$, la cual está separada del gas neutro por un frente de ionización (FI) que se expande a una velocidad que depende de la cantidad de fotones ionizantes que arriban al mismo por unidad de tiempo y área. El FI alcanza un determinado radio que se define como radio de Strömgren (R_s), en el que el número de ionizaciones por unidad de volumen y tiempo igualan al número de recombinaciones por unidad de volumen y tiempo. Suponiendo que el número de electrones y de protones es el mismo, este radio es igual a:

$$R_s = \left(\frac{3S_*}{4\pi n_0^2 \beta} \right)^{\frac{1}{3}}$$

donde β es el coeficiente de recombinación hacia niveles excitados (no se considera el nivel fundamental), S_* es la tasa de emisión de fotones de la estrella en el continuo de Lyman y n_0 la densidad ambiente inicial. Debido a la diferencia de temperaturas y presiones, la región ionizada se expande a una velocidad que es supersónica respecto de la velocidad del sonido en el gas neutro, generando de esta forma una onda de choque.

Es en este medio ionizado, donde los vientos estelares se manifiestan; estos vientos 'barren' el material ionizado circundante generando una estructura conocida como burbuja interestelar (BI). El estudio de la estructura y dinámica de las BI, proveen información sobre la interacción de los vientos estelares con el MIE y también sobre las condiciones iniciales de la región en que la explosión de supernova tendrá lugar.

Los primeros modelos teóricos realizados sobre la interacción del viento estelar y el MIE fueron llevados a cabo por Avedisova (1972), Dyson (1973), Castor et al. (1975) y Weaver et al. (1977). Estos modelos, a pesar de ser simples, sirvieron de base para modelos más realistas.

A continuación se presenta una versión del modelo de Castor et al. y Weaver et al. y posteriormente algunas de las modificaciones introducidas al mismo.

Este modelo está basado en las siguientes suposiciones:

- La densidad del MIE es constante, con un valor $\rho = \mu m_H n_0$ donde μ es

el peso molecular medio, m_H es la masa del átomo de hidrógeno y n_0 la densidad ambiente inicial.

- La estrella se encuentra en reposo respecto del MIE.
- El viento estelar es isotrópico.
- La luminosidad del viento ($L_w = 1/2 \dot{M} v_w^2$) es constante, siendo v_w la velocidad del mismo.
- No existen campos magnéticos.

Haciendo estas suposiciones, el material circumestelar tiene una evolución en la que pueden distinguirse 4 fases:

1. **Fase de expansión libre:** Dura sólo unos pocos cientos de años hasta que la cantidad de MIE barrido logra frenar la expansión. En esta etapa se forma una cavidad de sólo 0.1 – 1 pc.
2. **Fase adiabática:** Esta fase es también muy corta (algunos miles de años). Durante la misma, el viento estelar interactúa con el MIE y comienza a formar una estructura en la que se distinguen cuatro zonas distintas (ver figura 5), a saber:

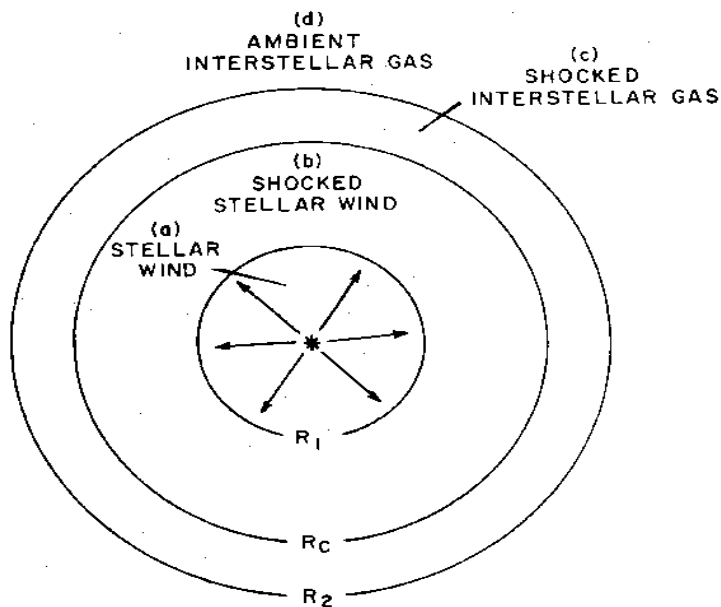


Figura 5: Representación esquemática de las cuatro zonas distinguibles del MIE alrededor de la estrella durante la fase adiabática. Ver texto para la explicación de cada una de las zonas.

a) Una minúscula zona central donde el viento se expande libremente y a velocidades supersónicas ($v_w \sim 2000$ km/seg). La densidad del viento varía como $1/r^2$ y $T \sim 10^4 K$.

b) Una región de viento estelar chocado y desacelerado, cuya temperatura es de $10^6 - 10^7 K$, separada de la región a) por un frente de choque interno (R_1).

c) Cáscara de MIE barrido, que puede estar completamente ionizada por la estrella central o puede tener una capa externa de H neutro o molecular, si el frente de ionización queda atrapado en la misma.

La temperatura es de $\sim 10^4 K$ ó $\sim 100 K$, dependiendo si el gas está ionizado o neutro respectivamente. Esta región está separada del viento estelar chocado, por una discontinuidad de contacto (R_c) y del medio ambiente interestelar sin perturbar por un frente de choque (R_2).

d) MIE circundante sin perturbar.

La estructura de la BI durante esta etapa fue estudiada en detalle por Avedisova (1972) y Falle (1975).

La BI se expande tan rápido que las pérdidas radiativas en el gas no tienen tiempo de afectar ninguna parte del sistema, y la dinámica del mismo puede ser descripta como la del un flujo adiabático.

Despreciando los efectos de la gravedad y adoptando simetría esférica para los flujos, se encontró que:

$$R_2 = \alpha \left(\frac{L_w t^3}{\rho_0} \right)^{\frac{1}{5}}$$

$$R_c = 0.86 R_2$$

$$v(R_c) = 0.86 V_2 \quad \text{siendo } V_2 \text{ la velocidad de } R_2$$

Para la región b), la relación R_1/R_c no se mantiene constante con el tiempo:

$$R_1 = Cte \frac{R_c^{\frac{3}{2}}}{(v_w t)^{\frac{1}{2}}}$$

Los cálculos de Weaver et al. (1977), muestran que en esta etapa, de la energía total liberada por el viento ($L_w t$), el 40% es convertida en energía cinética, mientras que el 60% restante, en energía térmica del gas.

- Fase de expansión radiativa o 'barredora de nieve' (snowplow):** Como ya se mencionó, esta fase comienza cuando las pérdidas energéticas por radiación comienzan a hacerse importantes. Estas pérdidas causan el colapso de la región de gas interestelar chocado (región c)), que pasa a transformarse en una delgada cáscara isobárica, mientras que la región de viento interestelar chocado (región b)), todavía conserva la energía.

El gradiente de temperatura generado entre la zona de viento caliente y la cáscara fría es tan grande, que comienza a producirse el transporte convectivo de calor mediante electrones. Debido a esto, la superficie interna de la cáscara se evapora y el material fluye hacia la región caliente, aumentando la masa de dicha región. En la figura 6 puede verse la variación de la temperatura y la densidad del material circumestelar con el el radio para $t=10^6$ años, una luminosidad del viento $L_w = 1.27 \times 10^{36}$ erg/seg y una densidad inicial $n_0 = 1 \text{ cm}^{-3}$ (Weaver et al., 1977).

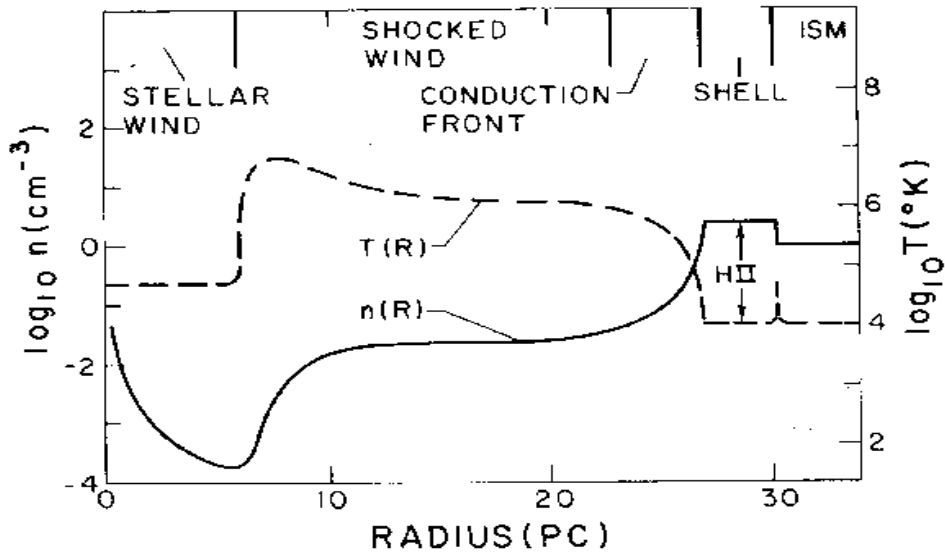


Figura 6: Variación de la temperatura y densidad con el radio para $t = 10^6$ años, $L_w = 1.27 \times 10^{36}$ erg/seg y $n_0 = 1 \text{ cm}^{-3}$ (Weaver et al., 1977)

En trabajos posteriores (McCray, 1983; Lamers & Casinelli, 1999), la fase *snowplow* fue subdividida, de acuerdo a la cantidad de energía por radiación perdida por el material de la zona b) :

- *Fase de conservación de energía:* el material de la zona b) se mantiene caliente y no sufre pérdidas significativas por radiación. La presión está determinada por la energía cinética del material incidente. Para esta fase encontramos que:

$$P_{int} \propto \frac{L_{36} t}{R^3}$$

$$R = 28 \left(\frac{L_{36}}{\mu n_0} \right)^{\frac{1}{5}} t_6^{\frac{3}{5}} \quad (\text{radio de la cáscara en pc})$$

$$v = 17 \left(\frac{L_{36}}{\mu n_0} \right)^{\frac{1}{5}} t_6^{-\frac{2}{5}} \quad (\text{velocidad de la cáscara en km/seg})$$

siendo L_{36} la luminosidad en unidades de 10^{36} erg/seg, y t_6 el tiempo en unidades de 10^6 años. La transición entre esta fase y la fase de conservación de momento ocurre a un tiempo $t = t_{rad}$ dado por:

$$t_{rad} = 15.5 \times 10^6 \left(L_{36}^8 n_0^2 \right)^{\frac{1}{6}} \quad (\text{años})$$

- *Fase de conservación de momento:* El material de la zona b) se enfría radiativamente, y por ende, esta zona se hace más fina. El viento impacta directamente sobre la cara interna de la cáscara, de este modo hay una transferencia directa del momento del viento sobre la cáscara, lo que provoca la expansión.

El radio y la velocidad de la cáscara son ahora:

$$R = 16 \left(\frac{L_{36}}{v_3 n_0} \right)^{\frac{1}{4}} t_6^{\frac{1}{2}} \quad (\text{pc})$$

$$v = 7.9 \left(\frac{L_{36}}{v_3 n_0} \right)^{\frac{1}{4}} t_6^{-\frac{1}{4}} \quad (\text{km/seg})$$

siendo v_3 la velocidad del viento en unidades de 10^3 km/seg.

La duración de la fase *snowplow* dependerá del tiempo que el viento persista. Para una estrella de gran masa es $\sim (3 - 10) \times 10^6$ años. Debido a su duración esta etapa es la de mayor interés observacional.

4. **Desaparición:** La velocidad de la BI alcanza valores comparables a las velocidad de turbulencia del MIE y la burbuja se confunde con el mismo, perdiendo su identidad dinámica.

Es importante destacar que la evolución de la burbuja está definida por la naturaleza del frente de choque interno (R_1). Si éste es isotérmico, la expansión es mantenida por la inyección de momento, si por el contrario, el frente es adiabático, es la presión térmica la que produce la expansión. La evolución previamente explicada, corresponde al segundo caso.

Trabajos realizados por Koo & McKee (1992), estudian la evolución de los dos tipos de burbujas en un medio ambiente uniforme. Se introduce también el concepto de “viento rápido” y “viento lento”. Burbujas creadas por vientos lentos serían radiativas (Avedisova, 1977; Steigman, Strittmatter & Williams, 1975) mientras que las burbujas creadas por los vientos rápidos serían adiabáticas (Castor et al. 1975, Weaver et al. 1977). En estos trabajos se estudia también la posibilidad que las burbujas rompan el disco galáctico, y la evolución de las mismas luego de la ruptura.

Como se verá mas adelante, la evidencia observacional acerca de la existencia de las BI puede encontrarse a varias longitudes de onda. En el rango óptico, se las puede observar como “nebulosas anillo”. Estas estructuras fueron encontradas alrededor de muchas estrellas WR pero no tanto así, alrededor de estrellas OB o de otro tipo que también posean fuertes vientos capaces de crear una BI. Esto resultaba ser una incógnita hasta el trabajo de García Segura & Mac Low (1995), en el que se desarrollaron soluciones analíticas y semianalíticas para vientos estelares rápidos y variables en el tiempo que se expanden dentro de un viento mas lento y denso, proveniente de la fase RSG. En este modelo llamado “THE THREE WIND MODEL”, se incluyen tres tipos de vientos: el primero (figura 7, arriba a la izquierda) es un viento rápido y rarificado de la estrella en secuencia principal que barre el MIE, formando una BI de secuencia principal. La estrella permanece en esta fase durante algunos 10^6 años. El segundo tipo comienza cuando la estrella evoluciona a RSG; este viento es denso y lento y se expande en el interior rarificado de la BI de secuencia principal (figura 7, arriba a la derecha). Esta fase dura sólo algunos 10^5 años. El tercer tipo (figura 7, abajo a la izquierda), es un viento rápido de la fase WR. Este barre el viento lento de la fase anterior formando la nebulosa anillo. Finalmente, el anillo nebuloso se disgrega y el viento rápido se expande dentro de la burbuja generada en la fase de secuencia principal.

En este trabajo se considera también el apartamiento de la simetría esférica debido a una posible anisotropía del viento estelar.

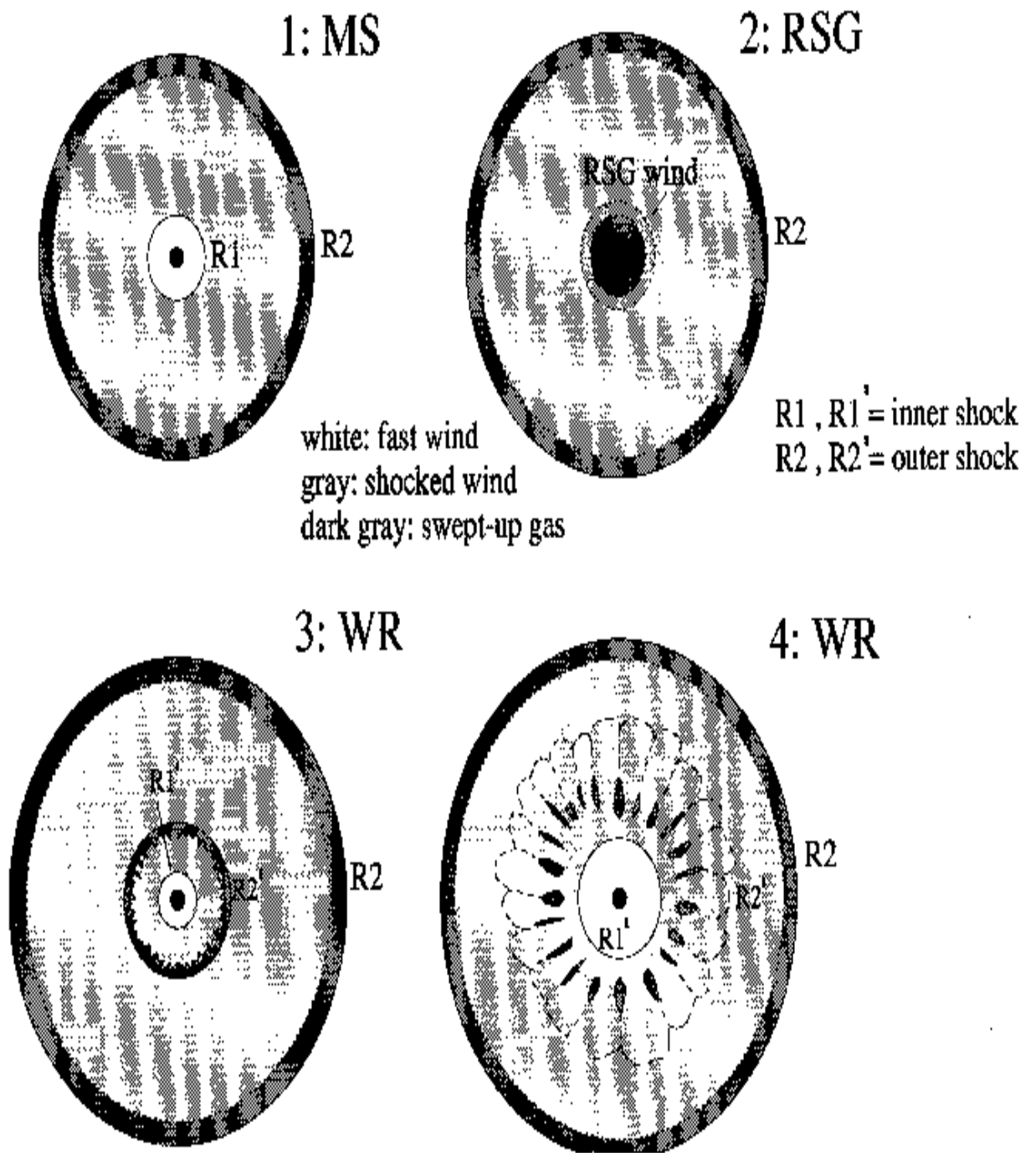


Figura 7: Modelo de los tres vientos (García-Segura & MacLow, 1995a).

En una continuación del modelo de los tres vientos (García-Segura & Mac Low 1995b), realizan un estudio de las BI con simulaciones hidrodinámicas, dando particular énfasis a las inestabilidades dinámicas de la cáscara y sus posibles consecuencias.

Es importante destacar que las teorías hasta aquí presentadas consideran el caso de estrellas simples, sin embargo las estrellas de gran masa aisladas no son muy comunes. La mayoría pertenecen a cúmulos o asociaciones, y es entonces donde los efectos acumulativos deben ser tenidos en cuenta. En estos casos, la teoría predice la formación de “superburbujas” con radios que pueden llegar hasta el kpc y muy bajas velocidades de expansión. Trabajos pioneros en este campo, fueron realizados por Heiles (1979, 1984, 1987), en los que se estudió y catalogó varias de estas estructuras.

Otros motivos por los que la simetría esférica podría perderse, podrían ser:

- La estrella puede pertenecer a un sistema binario con lo cual se producirían irregularidades en la densidad de la cáscara, principalmente en la zona ecuatorial. Esta posibilidad fue estudiada por Livio & Soker (1988).
- La existencia de gradientes de densidad en el MIE. El primer trabajo al respecto fue realizado por McKee et al. (1984). Los efectos que las distintas distribuciones de densidad tienen sobre la evolución de las BI fueron estudiados por varios investigadores (Franco et al., 1990, García-Segura & Franco, 1996).
- Elevada velocidad espacial de la estrella. Este efecto fue tenido en cuenta en el trabajo de Weaver et al. (1977)
- Rotación estelar (Owocki et al., 1994)
- Presencia de campos magnéticos (Stone & Norman, 1992; Chevalier & Luo, 1994; Rozyczka & Franco, 1996)

1.4 Burbujas interestelares y su evidencia observacional

Según lo mencionado anteriormente, el efecto de los vientos estelares sobre el MIE deviene en la formación de las BI. Estas son cavidades de muy baja densidad y alta temperatura, rodeadas por una cáscara o envoltura de gas interestelar barrido y gas estelar desacelerado; si el frente de ionización queda atrapado en la misma, la cáscara externa puede contener una contraparte de gas atómico o molecular.

Las BI pueden manifestarse en varias longitudes de onda del espectro electromagnético. En lo que sigue se resume en forma breve los principales estudios en distintos rangos de frecuencia.

1.4.1 Observaciones en el óptico

La manifestación más importante en este rango son las ya mencionadas “nebulosas anillo”, que son nebulosas de emisión ubicadas alrededor de las estrellas. Las líneas de emisión más comunes son $H\alpha$ y $O[III]$ ($\lambda = 5007 \text{ \AA}$). A modo de ejemplo en las figuras 8 y 9 se pueden ver dos nebulosas anillo alrededor de estrellas WR.

Desde que en 1965, Johnson & Hogg encontraron que S 308, NGC 2359 y NGC 6888 eran nebulosas de forma circular en cuyo centro se encontraba una estrella WR, búsquedas posteriores de objetos de esta clase en nuestra galaxia y en la Nube de Magallanes, llevaron a establecer a las “nebulosas anillo alrededor de estrellas WR” como una nueva clase de objetos.

Los primeros intentos por explicar los posibles mecanismos de formación de estas estructuras, fueron llevados a cabo por Chu y colaboradores (Chu, 1981, 1982a y b, 1983; Chu et al., 1982; Chu & Treffers, 1981a y b; Chu, Treffers & Kwitter, 1983; Treffers & Chu, 1982a y b). Es así que Chu clasificó a las nebulosas anillo asociadas a estrellas WR en tres clases:

- **Nebulosa tipo W**, creadas por el viento estelar y constituidas en mayor medida por el MIE barrido.
- **Nebulosa tipo E**, constituidas principalmente por material estelar.
- **Nebulosa tipo R**, son aquellas en las que la estrella WR central es sólo responsable de la ionización pero no de la forma. Su escala de tiempo dinámico es mayor que la duración de la fase WR.

Una de las dificultades de este sistema de clasificación es determinar si el material de la nebulosa tipo W es de origen estelar o interestelar.

Marston, Chu & García-Segura (1994a), Marston et al. (1994b) y Marston (1997), realizaron una búsqueda en los alrededores de estrellas WR galácticas y encontraron un total de 40 nebulosas anillo asociadas a las mismas. La existencia de material circumestelar y particularmente de múltiples anillos

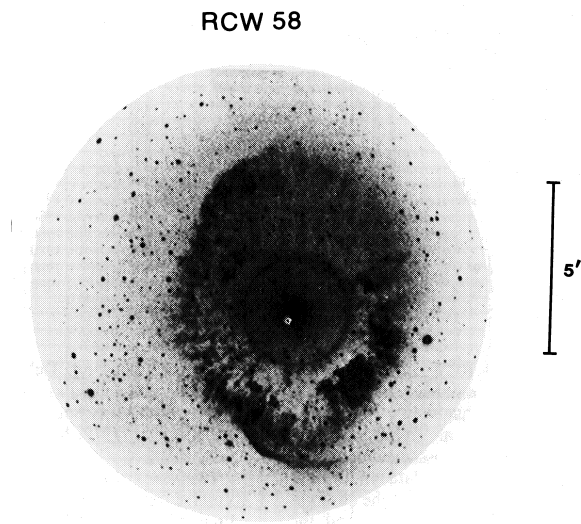
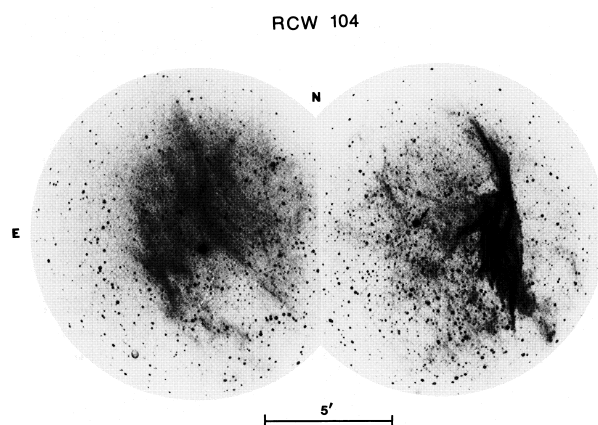


Figura 8: Imagen en H_{α} de RCW58 tomada por Chu(1982). Esta nebulosa se encuentra asociada con la estrella WR 40 (HD 96548).



18

Figura 9: Imagen en H_{α} de RCW104 tomada por Chu(1982). Esta nebulosa se encuentra asociada a la estrella WR 75 (HD 147419).

concéntricos, indican la evolución de las estrellas a través de tres fases, desde estrellas O de gran masa hasta la fase WR (García-Segura & McLow, 1995). La existencia de nebulosas anillo de mayor extensión alrededor de estrellas WC respecto de las WN, parece corroborar la teoría de la secuencia evolutiva $WN \rightarrow WC$.

Posteriormente, van der Hucht (2001) encontró que el número de nebulosas anillo alrededor de estrellas WR llegaba casi a 60 (casi un 25% de las 227 estrellas WR catalogadas), mientras que también se han encontrado algunas alrededor de estrellas Of. En la mayoría de los casos, las nebulosas tienen dimensiones inferiores a los 30 pc, sus velocidades de expansión varían entre 10 y 80 km/seg; las de mayor velocidad de expansión, son aquellas que muestran una mayor proporción de gas eyectado por la estrella (tipo E), que a su vez son las de menor extensión.

Pese a que en todos los casos de estrellas de gran masa, la temperatura efectiva es suficiente para ionizar la cara interna de la burbuja, la mayoría de las estrellas Of y WR no tienen asociada una nebulosa anillo. Esto puede deberse a una densidad del MIE circundante relativamente baja, a la absorción interestelar o a inhomogeneidades del MIE.

1.4.2 Observaciones en el continuo de radio

La región HII generada alrededor de la estrella puede ser observada en el continuo de radio como radiofuente térmica, debido a la emisión libre-libre generada por la dispersión de los electrones en el plasma.

A partir de estudios llevados a cabo en forma independiente por varios investigadores se han detectado varias estructuras posiblemente relacionadas con estrellas de gran masa.

La región HII BG2107+49 fue observada en el continuo de radio a 21 y 74 cm (van der Werf & Higgs, 1990). Esta es una estructura que fue descrita como una cabeza con una larga cola (ver figura 10). Cabe destacar que la estrella responsable de esta estructura no fue individualizada.

Leitherer, Chapman & Koribalski (1997), realizaron un completo estudio en el continuo de radio de estrellas WR a 8.64 y 4.8 GHz. Los resultados muestran que aproximadamente el 40 % de las estrellas a las que se les midió el índice espectral, tenían una componente no térmica. Los autores plantean como una posible causa de esto, a una interacción entre el viento térmico estelar con el material de una cáscara formada en alguna fase previa.

Cappa et al. (1999), realizaron observaciones en HI y continuo de radio en 1465 MHz, alrededor de la nebulosa anillo NGC 2359 que rodea a la estrella HD 56925 (WR 7). La nebulosa consiste en una cáscara filamentosa y “streamers” de gas ionizado. La parte sur de la nebulosa es la conocida región HII S 298. En la figura 11a se muestra la imagen de la nebulosa obtenida en 1465 MHz y en la figura 11b la superposición de ésta con la imagen de H_{α} . Como puede verse

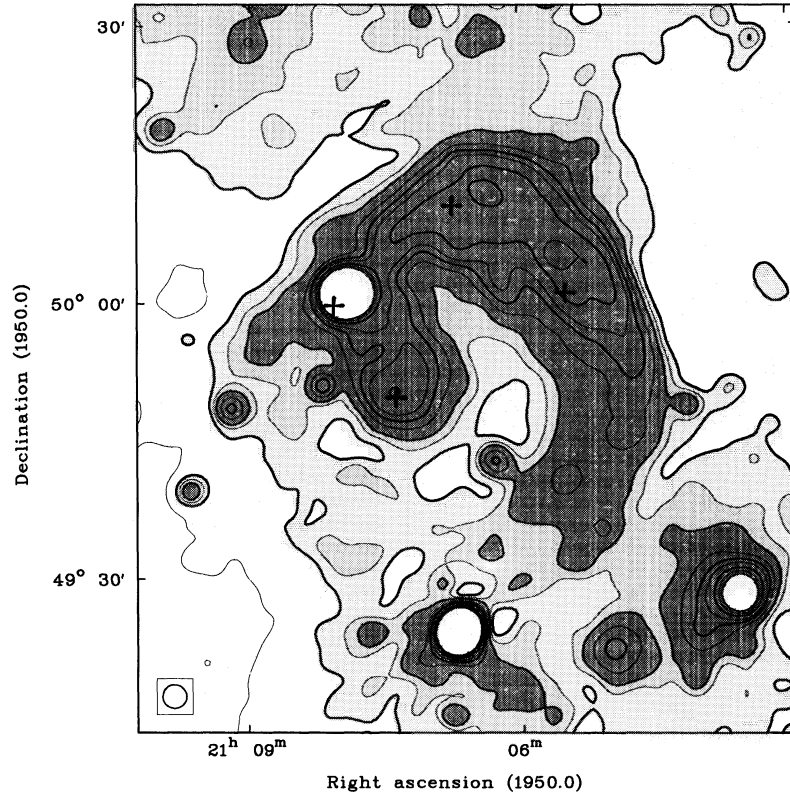


Figura 10: Región HII BG2107+49 (van der Werf & Higgs 1990)

existe una notable correlación entre ambas imágenes. En este trabajo también se detectó por medio de observaciones en la línea de 21 cm del HI la interacción entre la nebulosa y el medio interestelar circundante. Como veremos más adelante, además de mostrar correlación espacial entre hidrógeno ionizado y el atómico, esta nebulosa presenta una excelente contrapartida molecular.

En otro trabajo realizado también por Cappa et al. (2002), se llevó a cabo un estudio del continuo de radio e IR de las nebulosas anillo asociadas a las estrellas WR 101 y WR 113. Existe una notable correlación entre las imágenes infrarrojas y de radio en estas nebulosas (ver figura 12)

Al presente, sólo siete nebulosas de nuestra galaxia han sido observadas con resolución angular suficiente como para hacer un estudio detallado (Cappa et

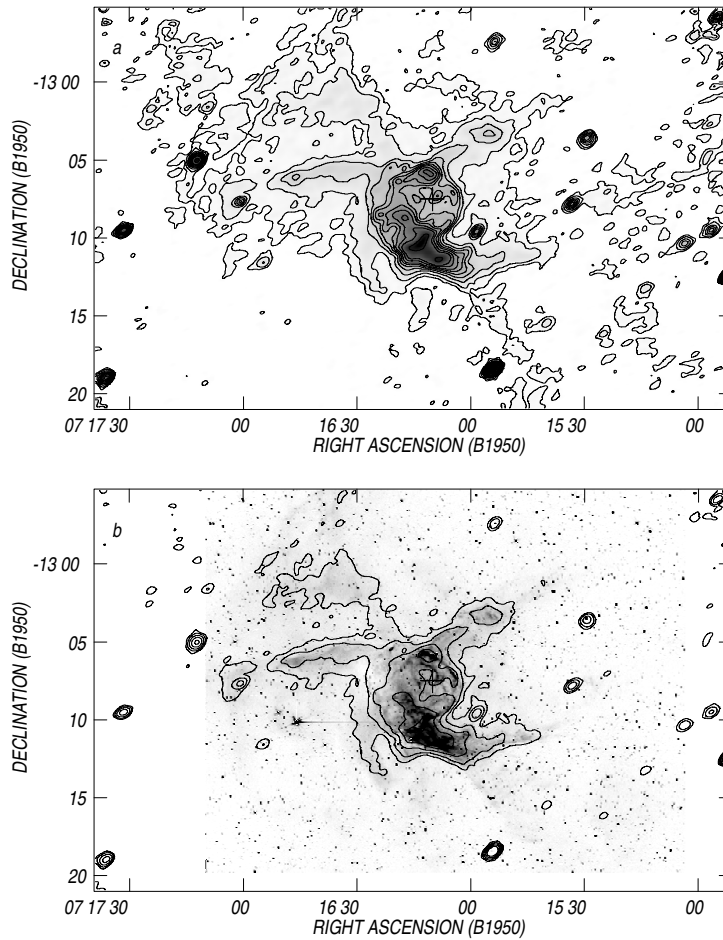


Figura 11: (a) NGC2359 en 1465 MHz; Figura 11 (b) superposición de la imagen H_{α} y el continuo de radio.

al. 2003).

El gas ionizado de las regiones HII generadas por la estrella, puede ser también identificado en líneas de recombinación del hidrógeno y del helio. Cichowolski et al. (2001), estudiaron el MIE en los alrededores de WR 130 en HI, continuo de radio en 408 y 1420 MHz, y en la línea de recombinación $H_{110\alpha}$. En este trabajo se identificó una estructura anular (G68.1+1.1) en continuo de radio que presentaba además una excelente correlación con HI e IR (ver figura 13). La estrella presenta una posición muy excéntrica dentro de la cavidad, debido tal vez a su elevada velocidad espacial. Mediante la aplicación de un modelo de rotación galáctica, las líneas de $H_{110\alpha}$ fueron utilizadas para la determinación de la distancia, con la cual se concluyó que G68.1+1.1 era la contrapartida en el continuo de radio de la región HII Sh98.

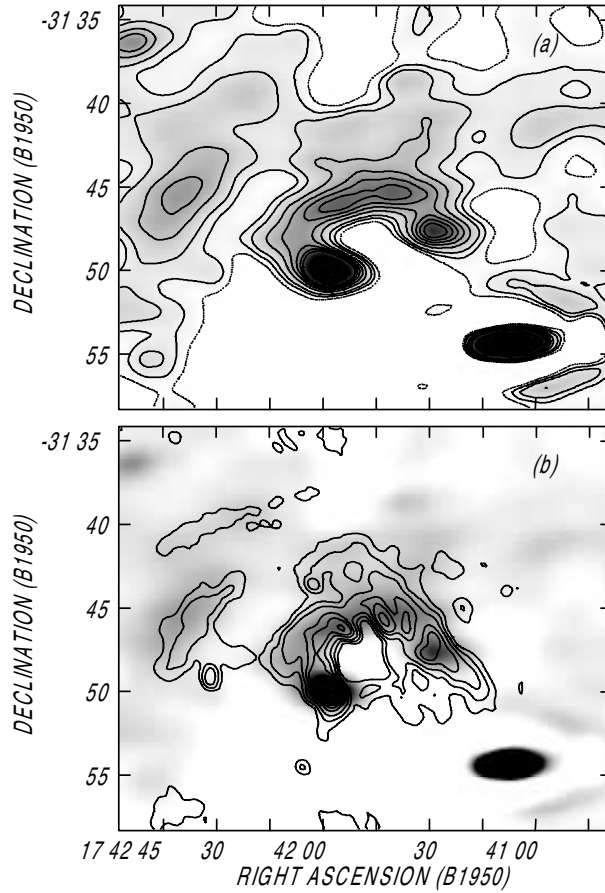


Figura 12: (a) Imagen HIRES ($60\mu m$) de WR 101; Figura 12: (b) contornos de continuo superpuesto con la imagen HIRES (Cappa et al. 2002)

1.4.3 Observaciones en la línea de 21cm del HI

Como se mencionó anteriormente, alrededor de la cavidad creada por el viento estelar, puede haber también una cáscara de hidrógeno neutro en emisión.

Las primeras BI en HI fueron detectadas por el grupo del IAR (Cappa & Niemela, 1984; van der Bij & Arnal, 1986). En el primer trabajo se detectó una cavidad de aproximadamente 100 pc de diámetro, alrededor de la estrella binaria $\theta Muscae$ (WR 48). En el segundo, la cavidad fue detectada alrededor de una estrella O7 de secuencia principal (HD 91824) y sus dimensiones alcanzan los 50 pc de diámetro. Desde entonces este grupo ha contribuido al estudio de estos objetos, particularmente en la línea de 21 cm, con más de cincuenta trabajos publicados.

En los años siguientes, numerosas cavidades y cáscaras de HI fueron encontradas alrededor de estrellas WR galácticas. Cappa et al. (1986), utilizando la antena de 30m del IAR, analizaron la distribución del HI en los alrededores

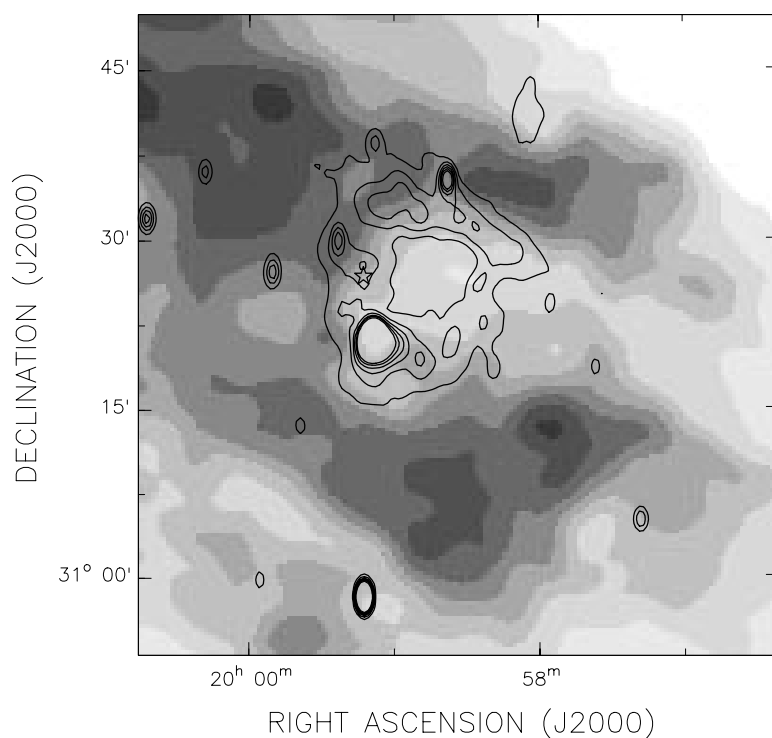


Figura 13: Superposición del continuo de radio a 1420 MHz (contornos) con la imagen de HI (escala de grises) del MIE alrededor de WR130 (Cichowski et al., 2001)

de WR17 y observaron la presencia de una cavidad no esférica de aproximadamente 50 pc de radio probablemente relacionada con la estrella. La edad dinámica de la estructura es de 3.5×10^6 años, lo cual indicaba la participación de un estadio previo a la fase WR en la formación de la misma. En una continuación a este trabajo, y usando también la antena del IAR, Cappa et al. (1988) estudiaron el HI alrededor de WR 90, y descubrieron una notable BI en expansión que era la contrapartida neutra de la nebulosa óptica RCW 114, rodeada de una delgada cáscara de HI; esta cavidad tiene un radio de 57 pc y al igual que en el caso anterior su edad dinámica supera por mucho al tiempo de vida de una estrella en la fase WR. Dado que en los casos mencionados hasta

aquí las observaciones se realizaron con una resolución angular entre 30 y 40', sólo se pudo analizar las propiedades globales del HI asociado a las estrellas observadas.

Observaciones de HI realizadas con mejor resolución angular, permitieron revelar la existencia de morfologías no predichas por los modelos teóricos. Dubner et al.(1990), utilizando el telescopio del Dominion Astrophysical Observatory (DRAO) (HPBW $\sim 1'(EO)\times 1.2'(NS)$), analizaron el HI en los alrededores de la estrella WN7, HD 197406. Sus observaciones mostraron la existencia de una cáscara de 36' de diámetro (detectada también en el IR) y dentro de ésta una pequeña burbuja esférica de 6' de diámetro concéntrica con la estrella; las edades dinámicas para éstas son 3×10^6 y 6×10^5 años, respectivamente. Arnal & Mirabel (1991), realizaron un estudio del hidrógeno neutro alrededor de WR 125 utilizando observaciones de alta resolución angular obtenidas con el radiotelescopio de Arecibo (HPBW $\sim 3.3'$); se observó la presencia de un pequeño hueco en la distribución de HI provocado tal vez por efectos de la ionización de la estrella, la cual se encuentra inmersa en una gruesa 'pared' perteneciente a una cáscara de HI aún mayor (60 pc de diámetro). Para explicar esto se propuso que WR 125 y la estrella progenitora del púlsar $P1919 + 20$, habrían formado parte de un sistema binario, siendo esta última la responsable de la estructura más grande mencionada anteriormente. Arnal (1992), estudió la distribución del HI en los alrededores de seis estrellas WR galácticas (WR 3, WR 4, WR 5, WR 23, WR 132 y WR 140) usando datos obtenidos con el radiotelescopio de 100m del Max Planck für Radioastronomie (HPBW $\sim 9'$). En todos los casos se observó la presencia de mínimos relativos en la densidad columnar de HI, los cuales son elongados y en la mayoría de los casos están rodeados en forma incompleta por HI en emisión; las estrellas se encuentran siempre en una posición excéntrica con respecto al centroide de la burbuja.

Si bien muchas de la características mencionadas anteriormente no concuerdan con las predichas por los modelos teóricos, más extraños aun son las estructuras de "cáscaras con doble mínimo". La primera de éstas fue descubierta por Arnal & Cappa (1996), quienes estudiaron el HI en la vecindad de WR 6 usando datos de resolución angular intermedia (9'). Observaron la presencia de una gran cavidad ovoide, dentro de la cual, son claramente identificables dos mínimos relativos en la distribución de HI (ver figura 14). Se concluyó también que existía una relación física entre uno de estos mínimos y la nebulosa óptica S 308.

Morfologías similares (cáscaras con doble mínimo), fueron encontradas alrededor de WR 149 (Cappa et al., 1996) y WR 3 (Arnal & Roger, 1997). Arnal (2001), mediante datos obtenidos con el interferómetro de DRAO, cuya resolución es de aprox $2' \times 3'$, estudió el HI en los alrededores de WR 140, objeto que había sido estudiado anteriormente con datos de menor resolución angular (HPBW $\sim 9'$) (Arnal, 1992). Los datos de esta resolución permitieron detectar la presencia de un mínimo principal de aproximadamente 12×8 pc, cercano

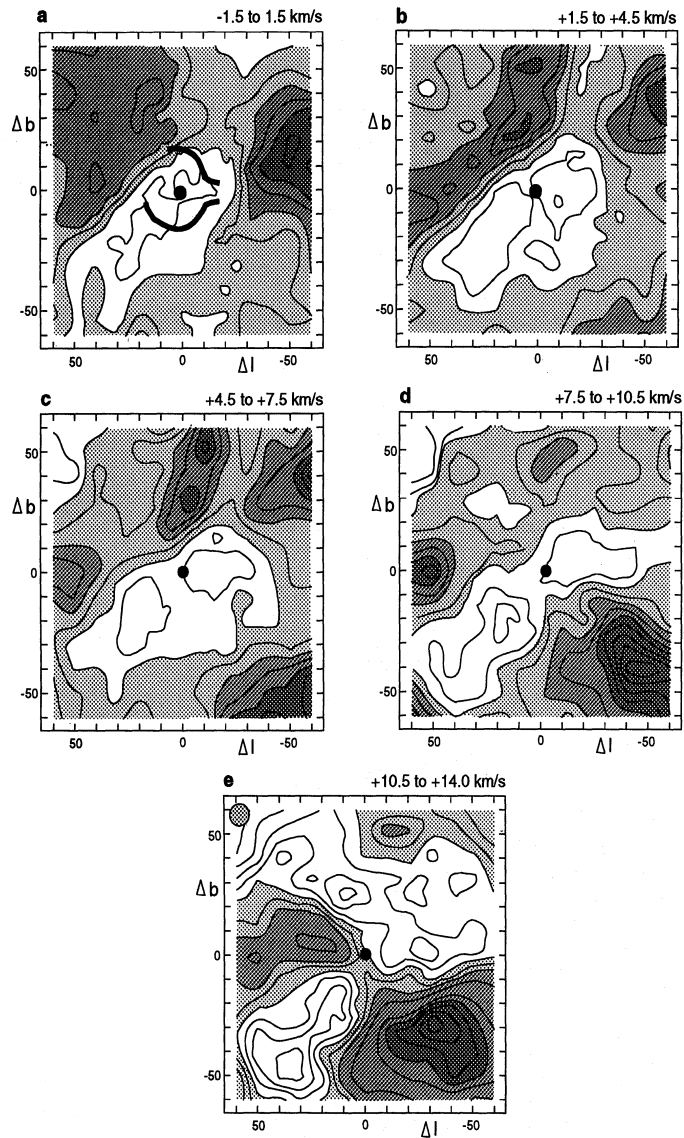


Figura 14: Imágenes de densidad columnal de HI en los alrededores de WR 6, integrados en intervalos de 3 km/seg, en el rango de velocidades en el que se encuentra la cavidad. La zona delimitada en la figura a) indica la posición de la nebulosa óptica S 308, y el círculo lleno la posición de WR 6 (Arnal & Cappa, 1996)

a la posición de la estrella, y dentro de este dos mínimos secundarios. En las figuras 15 y 16 se comparan los mapas de HI en las vecindades de WR 140, obtenidas con distintas resoluciones angulares.

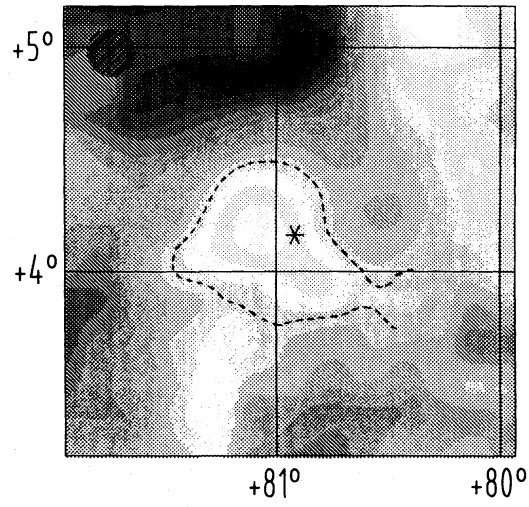


Figura 15: Distribución de HI alrededor de WR 140. Datos obtenidos con HPBW=9' (Arnal, 1992)

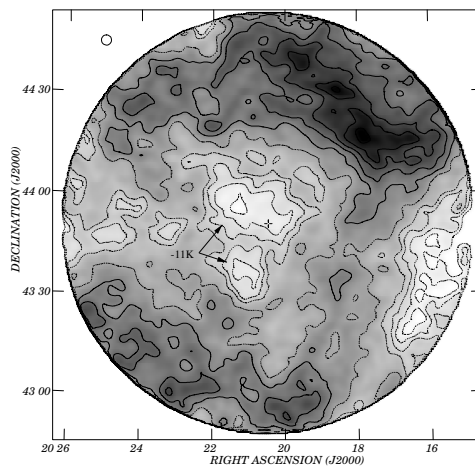


Figura 16: Distribución de HI alrededor de WR 140. Datos obtenidos con HPBW=2' x 3' (Arnal, 2001)

Mediante observaciones en la línea de 21 cm del HI, se han detectado también cáscaras de gas atómico en expansión en las vecindades de varias estrellas de tipo espectral O. Cappa y Benaglia (1998), realizaron un estudio del gas neutro en las vecindades de cuatro estrellas O del Hemisferio Sur: HD 112244, HD 175754, HD 175876 y HD 155913; en todos los casos se encontraron burbujas de HI asociadas a las estrellas. Las dimensiones de las mismas oscilan entre 90 y 70 pc y sus velocidades de expansión son relativamente bajas (~ 10 km/seg). En este trabajo se sugirió también que HD 155913 pertenece a una asociación OB, la cual en su conjunto podría ser la responsable de la creación de la burbuja. La presencia de cavidades formada por vientos de estrellas O, parece dar sustento a la teoría de que las cavidades alrededor de estrellas WR se habrían empezado a formar en estadios previos de su evolución.

Otro completo estudio del material interestelar (atómico e ionizado) fue realizado por Gervais & St-Louis (1999), en los alrededores de WR 134. Estos estudiaron la línea de 21cm del HI y el continuo de radio en 1420 y 408 MHz, usando el telescopio del DRAO. Se encontró una estructura anular de gas ionizado en 1420 MHz cuya morfología coincide con la nebulosa óptica Anon (MR100). Según los autores, este gas podría provenir de una fase mas temprana de la estrella (LVB), luego haber sido expulsado por la WR y finalmente ionizado por el intenso flujo UV de la misma (ver figura 17b). Las imágenes de HI revelaron la existencia de una cáscara de ~ 21 pc de radio casi elipsoidal rodeando a la estrella. La edad dinámica de la misma (1.3×10^6 años) sugiere la participación de alguna fase de secuencia principal de la estrella en su formación. El hecho de que la estructura anular de gas ionizado visible en el óptico y continuo de radio sea interior a la cavidad de HI (ver figura 17a), sugiere una evolución estelar en múltiples fases. La velocidad supersónica de la estrella respecto al MIE podría haber generado alguna compresión del mismo en la zona SO, volviendo mas brillante la emisión H_α hacia esa zona.

La búsqueda de burbujas de HI alrededor de estrellas masivas ha sido muy fructífera, sobre todo en los últimos años (Arnalet al., 1999; Cazzolato & Pineault, 2000; Cappa & Herbstmeier, 2000; Cichowolski et al., 2001; Cichowolski & Arnal, 2004; Cichowolski et al., 2003; Cappa, Niemela & Mc Clure Griffiths, 2003) y los resultados obtenidos en estas investigaciones parecen ratificar los encontrados en trabajos anteriores.

En forma general puede decirse que desde el punto de vista observacional las burbujas interestelares:

- Están rodeadas en forma incompleta por una capa gruesa e inhomogénea de HI en emisión.
- Poseen dimensiones lineales que varían entre 20 y 100 pc.
- Poseen velocidades de expansión del orden de 10 km/seg.
- Presentan apartamientos de la simetría esférica.

Además, en general:

- La estrella responsable se encuentra en una posición excéntrica respecto del mínimo o centro de simetría de la cavidad.
- En algunos pocos casos, se puede observar la presencia de mínimos dobles en el interior de la BI.

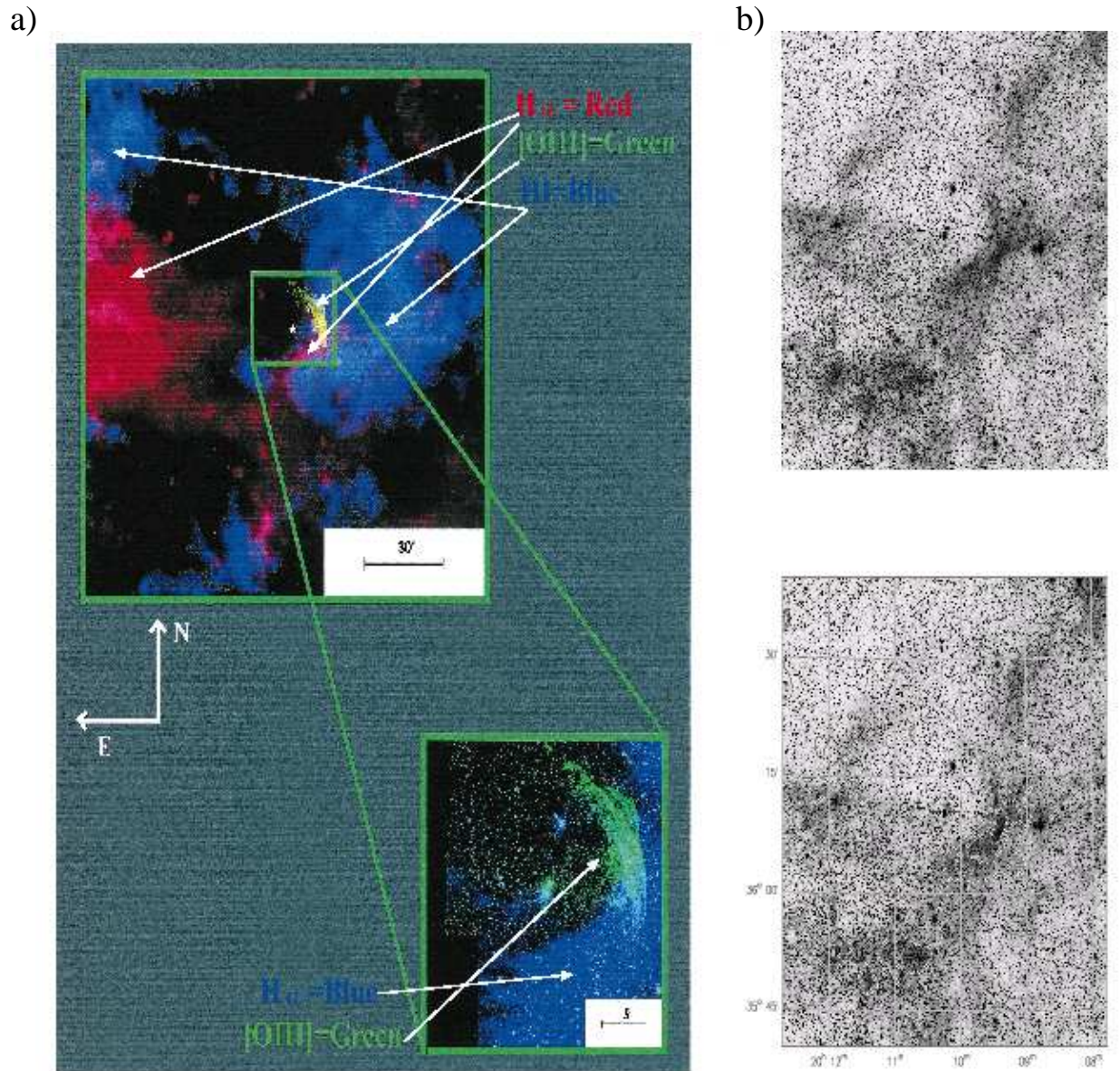


Figura 17: a) Superposición de las imágenes de HI, OIII y H_{α} . Figura 16: b), imagen óptica de la nebulosa Anon (MR100) (arriba) y superposición de la misma con el continuo de radio en 1420 MHz (Gervais & St-Louis 1999)

1.4.4 Observaciones en infrarrojo

La emisión en IR alrededor de las estrellas, se debe fundamentalmente a la presencia de polvo que absorbe la radiación UV y la reemite en la banda del IR.

Marston (1991), discutió los posibles orígenes de la capa de polvo que rodea a las estrellas de gran masa:

- En las capas atmosféricas extendidas de las supergigantes rojas, siendo luego dispersado por los vientos lentos característicos de esta fase formando una cáscara que posteriormente será barrida por los vientos rápidos de la fase WR.
- El polvo pertenece al MIE aledaño a la estrella y es barrido por el viento estelar que lo confina a una cáscara que se expande.

Marston (1996), llevó a cabo un análisis de los datos observados por el satélite IRAS en las bandas de 12, 25, 60 y 100 μm en los alrededores de las 156 estrellas WR catalogadas hasta entonces (van der Hucht, 1981). Encontró que 49 de éstas tenían una estructura en forma de cáscara con diámetros $> 20'$ (los diámetros lineales van desde los 10 a los 338 pc). Para objetos con latitud galáctica por debajo de los 2° , la tasa de detección de cáscaras llega casi al 60%. En 14 casos, se encontraron cáscaras coincidentes con estructuras de HI en expansión estudiadas previamente. En este trabajo, en que se discute también el origen de las cáscaras, especialmente de las más grandes, se propuso que las mismas se habrían formado como consecuencia de los vientos de la estrella O progenitora. También se analizó la posibilidad de que sean originadas en una explosión de supernova, o que se hayan creado por la eyección de masa de una estrella compañera compacta a través del Lóbulo de Roche. La no detección de cáscaras alrededor de estrellas WR con púlsar llevaron a descartar esta última posibilidad.

Como se mencionó anteriormente, muchos trabajos, especialmente los basados en la línea del HI, prestan especial atención a la posible existencia de cáscaras en el IR: Arnal et al. (1999), Marston et al. (1999), Cazzolato & Pineault (2000), Cappa & Herbstmeier (2000), Arnal (2001), Cappa et al. (2002), Cichowolski et al. (2001), Cichowolski et al. (2003). En muchos de los casos, la correspondencia entre las cáscaras en IR con las de gas atómico e incluso molecular en expansión, parece ser bastante buena.

1.4.5 Observaciones en líneas moleculares

Si la estrella se encuentra cerca de, o inmersa en una nube molecular, la cáscara de material en expansión podría generar una perturbación en la distribución espacial y en el campo de velocidades del material molecular propiamente

dicho; es así que las cáscaras en expansión también podrían ser observadas en diversas líneas moleculares.

A diferencia del hidrógeno atómico, el hidrógeno molecular (H_2) no ha sido muy estudiado en los alrededores de las estrellas de gran masa. Las líneas moleculares más estudiadas, son las transiciones rotacionales $J = 1 \rightarrow 0$ y $J = 2 \rightarrow 1$ de la molécula de CO que es una buena trazadora de la distribución del H_2 . Otras moléculas estudiadas, aunque en un número menor de objetos, son: NH_3 , HCN y CN.

Marston et al. (1999a), analizaron la distribución de CO ($J = 1 \rightarrow 0$) en los alrededores de WR 16 y vieron que éste se correspondía notablemente con la nebulosa observada en H_α y con una cáscara de material difuso observada en $60\mu m$ (ver figura 18). La anormal abundancia de N en la cáscara y la masa deducida para la misma, llevaron a los autores a suponer para ésta un origen estelar, conclusión que difiere con el presente trabajo (ver Capítulos 4 y 5). Similares características se observaron en el material molecular alrededor de WR 75 (Marston et al. 1999b). En ambos objetos, el CO parece estar concentrado en regiones donde las líneas de emisión en el óptico son débiles. Tanto para WR 16 como para WR 75, los autores concluyen que el material molecular circundante proviene de los vientos lentos emitidos en una fase intermedia (LBV/RSG) de la evolución estelar previa a la fase WR. En la vecindad de ambas estrellas existe una anticorrelación entre la línea de H_α y las imágenes IRAS de alta resolución con los datos de CO, lo cual sugiere la presencia de una región de fotodisociación (PDR).

Un estudio más completo del material molecular, fue realizado en la nebulosa NGC 3199 (Marston 2001), en los alrededores de la estrella WR 18. Las líneas moleculares muestran una cáscara en lenta expansión (~ 4 km/seg). La morfología de la zona en emisión de CO ($J = 1 \rightarrow 0$), no parece coincidir con el intenso borde de la nebulosa anillo (ver figura 19), incluso presentan un mínimo en la región más brillante en H_α de la misma, por lo que, al igual que en el caso de WR 16 y WR 75, parece indicar la formación de una PDR. La masa del material molecular es de unas decenas de masas solares, la cual sería una mezcla de material estelar e interestelar; en este trabajo se presentó la primera detección de las líneas moleculares HCN, CN, HNC y HCO^+ , hacia la posición central de WR 18 lo cual sugiere la existencia de altas densidades volumétricas ($n_{H_2} > 10^4$ cm^{-3}).

Un objeto muy estudiado en los últimos años en diversos tipos de emisiones, es la nebulosa óptica NGC 2359. En efecto, esta región fue observada por Cappa et al. (1999), en la línea de 21 cm y en el continuo de radio en 1465 MHz. Los datos muestran una excelente correlación, lo cual indica una clara interacción entre el material ionizado y atómico.

Cappa, Rubio & Goss (2001), en una continuación del trabajo mencionado anteriormente, estudiaron el material molecular asociado a NGC 2359,

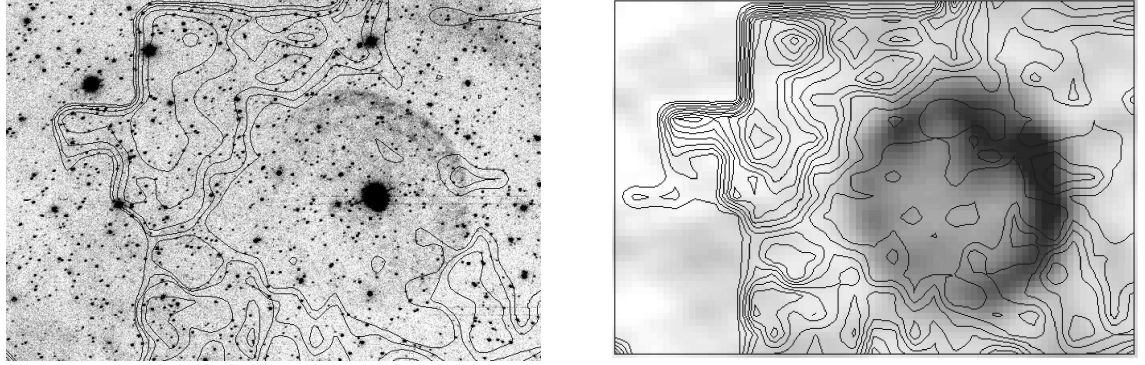


Figura 18: Superposición de la imagen de CO con H_α (izquierda) y con la imagen IRAS de $60\mu m$ (derecha) para WR 16 (Marston, 1999)

mediante observaciones de CO $J = 1 \rightarrow 0$ y $J = 2 \rightarrow 1$ de alta resolución angular. Se detectaron tres componentes a 37, 54 y 67 km/seg, de las cuales, la segunda parecería estar relacionada con la nebulosa. La mayor parte de la estructura a 54 km/seg, se ubica en la zona sur de la nebulosa, mientras que otra pequeña parte se relaciona con la zona filamentosa de la burbuja, hacia la zona oeste (ver figura 20). Las masas derivadas para la componente molecular de la nebulosa parecen indicar un origen interestelar para la misma. La comparación entre las distribuciones de gas ionizado, el filamento de HI detectado con el VLA a 54 km/seg (Cappa et al., 1999) y el gas molecular a la misma velocidad, muestran que el filamento de HI se encuentra localizado en la interfaz entre el material ionizado y molecular (ver figura 20). Esto permitió concluir que el gas neutro de la nebulosa se originó muy probablemente por efecto de la fotodisociación del material molecular (PDR). Esta teoría parece corroborarse con los altos valores detectados para la relación entre las líneas $CO(2-1)/CO(1-0)$ y por la presencia de H_2 excitado.

Siguiendo con el análisis de NGC2359, Rizzo, Martín-Pintado & Mangum (2001), analizaron la interacción entre la estrella central HD 56925 (WR7) y la nebulosa, estudiando la misma en las líneas $J = 1 \rightarrow 0$ y $J = 2 \rightarrow 1$ del CO y

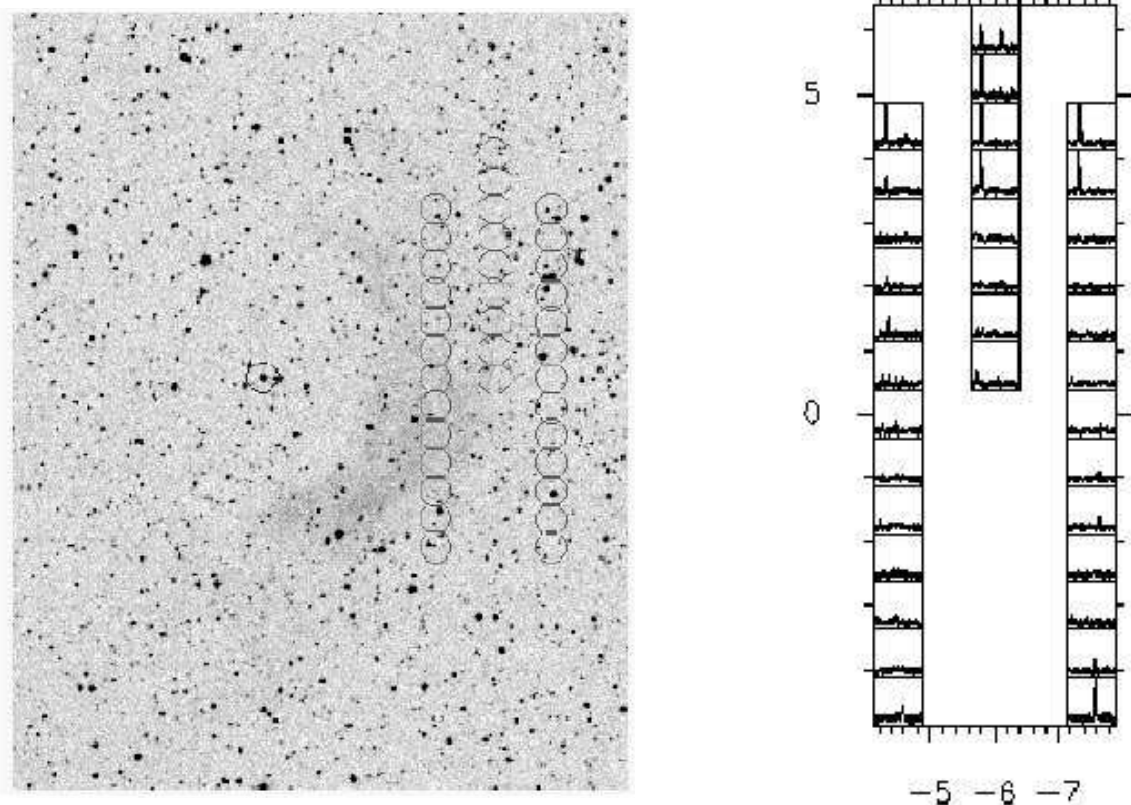


Figura 19: Posición de las observaciones de CO en relación a la imagen de NGC 3199 obtenida del Digitalized Sky Survey (DSS) (izquierda), y los perfiles de las líneas en las posiciones señaladas (derecha) (Marston 2001)

analizando la emisión a gran escala del HI. Al igual que en el trabajo anterior, encontraron que el gas molecular tiene tres componentes de velocidad; dos de estas (a 37 y 67 km/seg) poseen perfiles delgados, mientras que la tercera (a 54 km/seg) posee perfiles notablemente más anchos (la distribución espacial de estas componentes se muestra en la figura 21). Debido a su morfología, ancho de sus líneas y temperaturas, los autores concluyen también que esta última sería la única componente relacionada con la nebulosa óptica. Las características antes mencionadas, parecen indicar que la componente a 67 km/seg fue chocada y acelerada por una burbuja en expansión hasta llegar a la velocidad de la componente a 54 km/seg. El origen del frente de choque estaría relacionado con alguna fase previa a la WR (LBV o RSG). De las relaciones $C^{12}O/C^{13}O$ se deduce la presencia de una capa delgada y densa de gas que representaría el material chocado más recientemente en la zona sur de la nebulosa (entre las componentes a 54 y 67 km/seg).

La química molecular es una importante herramienta a la hora de detectar los frentes de choque como el mencionado anteriormente. Moléculas como el

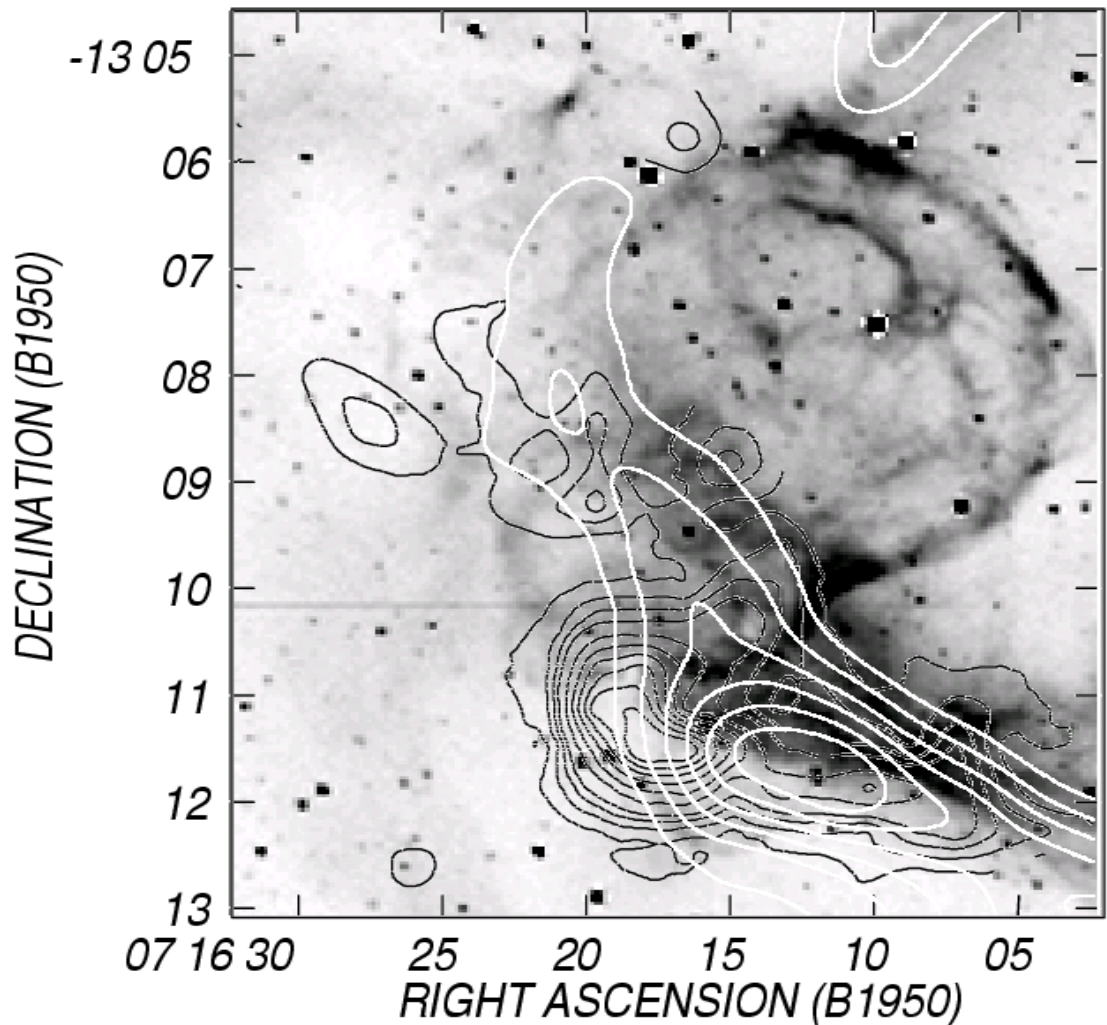


Figura 20: Superposición de la imagen integrada de HI entre 51.4–57.9 km/seg (contorno blanco) con la emisión integrada de CO ($J = 2 \rightarrow 1$) de la componente molecular a 54 km/seg (contorno negro) y la imagen H_{α} de la nebulosa (tonos de gris) de Cappa et al. (2001)

NH_3 , son fácilmente dissociables por la radiación UV, pero también pueden ser liberadas de los granos de polvo fríos por el pasaje de ondas de choque de moderada velocidad. Por este motivo, Rizzo, Martín-Pintado & Henkel (2001), realizaron un estudio de NGC 2359 en las líneas metaestables (1,1) y (2,2) de dicha molécula. El ancho de las líneas así como sus velocidades radiales indican que la emisión de las mismas proviene del gas que está interactuando con la WR. La presencia de frentes de choque en esta región, podría explicar las abundancias observadas de NH_3 . Si bien la presencia de esta molécula permite suponer una interacción entre el gas y la estrella WR a través de frentes de choque, observaciones de CO de alta resolución angular serían cruciales para

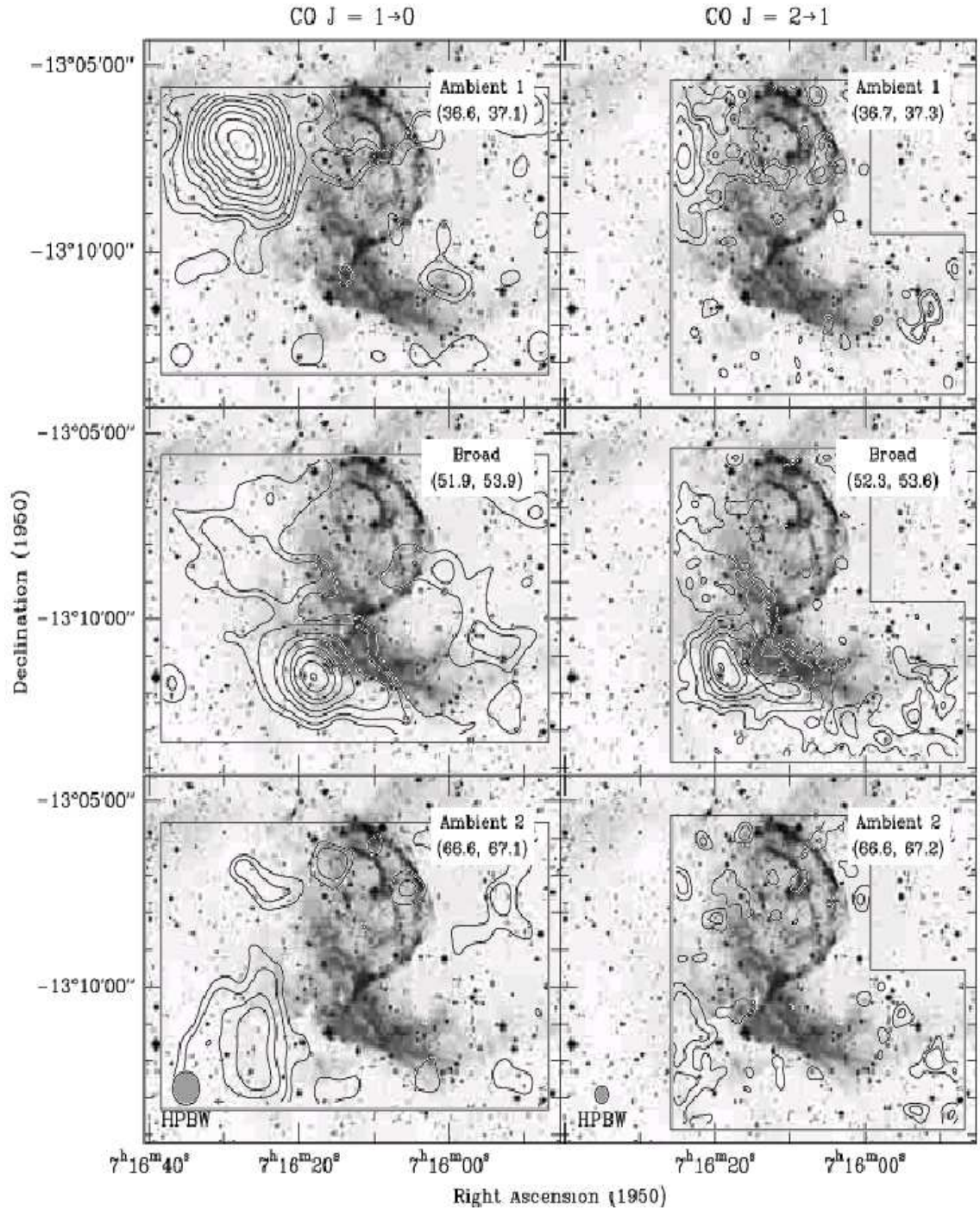


Figura 21: Emisión de CO en el campo de NGC 2359 obtenidas por Rizzo et al. (2001) superpuestas con la imagen del DSS. Los mapas de la izquierda corresponden a la transición $J = 1 \rightarrow 0$ mientras que los de la derecha a la $J = 2 \rightarrow 1$. Las componentes con perfiles delgados están indicados como “Ambient 1” y “Ambient 2”, mientras que la de perfiles anchos como “Broad”.

detectar la presencia de las densas capas de gas molecular que se formarían por acción de los mismos. En una continuación de los trabajos anteriores, Rizzo, Martín-Pintado & Desmurs (2003), realizaron observaciones de la nebulosa en las líneas de $C^{12}O$ y $C^{13}O$ con resolución angular $\sim 12''$ y encontraron que la masa, densidad y cinemática en la zona sur de la nebulosa (donde se cree que actúan los frentes de choque), se encontraba estratificada, debido tal vez a la presencia de múltiples capas de material chocado a lo largo de diversas etapas más tempranas de la evolución estelar (LBV o WR temprana).

2 Tratamiento de los datos

2.1 Las moléculas de H₂ y CO

Es sabido desde hace tiempo, que el elemento más abundante en el Universo es el HI (90 % aprox.). La estabilidad del hidrógeno (al igual que la de cualquier otro elemento), depende de las condiciones a las que se encuentra expuesto; es así que éste puede encontrarse en forma ionizada, atómica o molecular, de acuerdo a las condiciones de temperatura y radiación dominantes. Como se mencionó en el capítulo anterior, el hidrógeno ionizado puede ser detectado por su emisión de energía en el continuo (radiación free-free o de Brehmstrahlung), mientras que el hidrógeno atómico, por su emisión en la línea de 21 cm (producida por una inversión de espines entre el electrón y el núcleo en el estado fundamental) ambas en la banda de las radiofrecuencias.

La energía de una molécula (absorbida o emitida), puede deberse a tres procesos:

Transiciones electrónicas: involucran energías de unos pocos electronvolts (ev) y se observan principalmente en la banda óptica.

Transiciones vibracionales: involucran energías de aprox. ~ 0.01 ev, y se observan principalmente en la banda IR.

Transiciones rotacionales: involucran energías de aprox. ~ 0.001 ev, y se observan en la banda de radio.

En una nube molecular las temperaturas promedio son muy bajas (típicamente $\sim 10K$) y es así que dentro de éstas predominan las transiciones rotacionales. Cabe destacar que para que éstas se produzcan, tiene que haber en la molécula un 'momento dipolar eléctrico permanente', es decir desplazamiento entre el centro de cargas y el centro de masas, condición que el H₂ claramente no cumple. Es por este motivo que la molécula H₂ no se observa directamente, sino en forma indirecta a través de su acción sobre otras moléculas, como el CO. El H₂ emite líneas vibracionales claramente detectables, pero estas se producen por la acción del campo de radiación de estrellas de gran masa cercanas al borde de la nube molecular en las zonas conocidas como PDRs (ver Hollemback & Tielens, 1997).

La colisión entre la molécula H₂ y el CO, provoca un cambio en los estados rotacionales de esta última permitiendo la detección de sus líneas. De esta manera, la molécula de CO se convierte en una excelente trazadora de la distribución de H₂. Es por este motivo que la distribución de gas molecular en el MIE suele estudiarse mediante las líneas de CO en las transiciones rotacionales $J = 1 \rightarrow 0$ ($\nu \sim 115 GHz$) y $J = 2 \rightarrow 1$ ($\nu \sim 230 GHz$).

2.2 Observaciones utilizadas

Las observaciones utilizadas en este trabajo fueron obtenidas con el radiotelescopio japonés NANTEN de 4 m de diámetro, que la Universidad de Nagoya (Japón) tenía instalado en el Observatorio de Las Campanas (Chile). Para una descripción detallada del instrumento ver Ogawa et al. (1990). Los espectros fueron tomados en la transición rotacional $J = 1 \rightarrow 0$ ($\lambda \sim 2.6$ mm) del CO. A esa frecuencia la resolución angular del instrumento (HPBW) es de $2'.7$ y su resolución en velocidad es de 0.055 km/seg, que con un total de 2048 canales permitió una cobertura en velocidad de 113 km/seg.

Para cada uno de los objetos estudiados en esta Tesis de Licenciatura, se observó una zona cuadrada de $86'.40$ de lado centrada en la estrella con un espaciado de $5'.4$ entre los puntos observados. A los efectos de obtener una mejor cobertura espacial, una zona cuadrada interna (también centrada en la estrella a ser estudiada) que tiene $32'.4$ de lado fue observada cada haz ($2'.7$). Estas observaciones permitieron obtener para cada objeto dos cubos de datos: el primero de ellos pondrá en evidencia la estructura molecular a 'gran escala', mientras que el segundo permitirá estudiar con mayor definición angular las estructuras más cercanas a la estrella.

2.3 Reducción preliminar de los datos

Las observaciones utilizadas en este trabajo, fueron tomadas en el mes de mayo de 2001. Para una calibración preliminar de los datos se usó el método denominado "Chopper - Wheel" (Kutner & Ulich, 1981). La calibración de la escala de temperatura de los perfiles fue llevada a cabo mediante la observación frecuente de las fuentes Orion A (calibradora principal) y ρ Oph-East (calibradora secundaria). Los espectros tomados para las estrellas WR 14 (409 espectros), WR 16 (409 espectros) y WR 103 (541 espectros), fueron procesados utilizando el paquete de procesamiento de datos CLASS (Continuum and Line Analysis Single-dish Software).

Es usual que a cada perfil se le substraiga la línea de base, que representa la respuesta en frecuencia del radiómetro. Con este proceso se eliminan de las observaciones los efectos instrumentales. Este proceso debió hacerse en forma individual sobre cada espectro. Posteriormente, las observaciones de $5'.4$ y $2'.7$ de espaciado fueron separadas para obtener sendos cubos de datos con la tarea CUBE.

El cubo de datos consiste en un archivo de datos, que contiene el arreglo de perfiles observados dispuestos de acuerdo a un conjunto de tres ejes coordenados. En un cubo de datos estándar, dos de los ejes corresponden a algún sistema de coordenadas astronómicas y el tercero a frecuencia o velocidad radial. En estas condiciones, el cubo es especificado como (l,b,v) donde l y b son

latitud y longitud galácticas respectivamente y v es velocidad radial respecto del LSR. Este cubo puede ser rotado, dando lugar a cubos de la forma (v,l,b) o (v,b,l) . En la figura 22 se muestra un esquema de un cubo de de datos (l,b,v) .

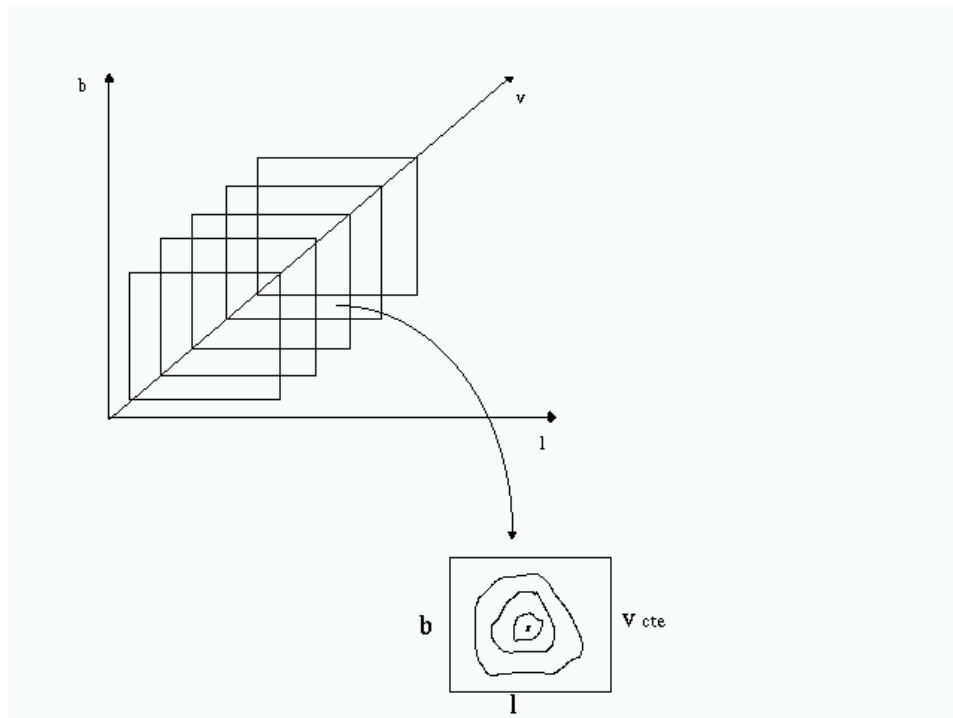


Figura 22: Esquema simplificado de un cubo de datos (l,b,v) y de uno de los planos del mismo.

Con la tarea CUBE se crearon cubos de datos de $17 \times 17 \times 2048$ canales (para los datos con $5'.4$ de espaciado) y de $13 \times 13 \times 2048$ canales (para los datos de $2'.7$ de espaciado)

2.4 Análisis del cubo de datos y detección preliminar de las estructuras moleculares relacionadas con las estrellas WR

El análisis del cubo de datos, se realizó con el paquete de procesamiento de imágenes AIPS (Astronomical Imaging Processing System). A los efectos de reducir el volumen de datos a ser procesados, se buscó trabajar sólo con aquellas imágenes del cubo de datos que mostraban la presencia de señal de CO (δ_{canal}). Para identificar esas imágenes se utilizó la tarea ISPEC, con el fin de obtener en forma general la distribución del CO y un rango preliminar de velocidades entre los que se encuentra la misma. Luego se usó la tarea SUBIM para extraer del cubo de datos dichas imágenes y poder así más tarde trabajar con éstas. La tarea TVSTAT fue utilizada para calcular el ruido cuadrático

medio individual (RMS_{ina}) en aquellas imágenes que se encontraban libres de señal. Luego se utilizó la tarea LGEOM, con el fin de incrementar el número de pixels en las imágenes pero respetando la información original de las mismas; así pasamos a tener dos cubos de $170 \times 170 \times \delta_{canal}$ y $130 \times 130 \times \delta_{canal}$, que son los datos con los que finalmente se trabajó.

Para la identificación de las estructuras moleculares asociadas a las estrellas se utilizó la tarea GREYS; con esta tarea, la distribución de emisión de CO se despliega como una graduación cromática en tonos de grises o líneas de contornos para algún nivel de intensidad, las cuales facilitan la detección de las estructuras buscadas; esta graduación de grises o líneas de contorno pueden representar temperaturas (K/km/seg) o bien densidades de columna (molec/cm⁻²/km/seg), dimensiones que pueden considerarse directamente proporcionales (ver sección 2.5) y que son fácilmente transformables entre sí mediante la tarea COMB.

Como se mencionó con anterioridad, las BI podrían detectarse como un mínimo (en la distribución de gas ionizado, atómico o molecular), rodeado por una capa en emisión y eventualmente en expansión. Con estas consideraciones, se analizaron las imágenes de CO con el programa AIPS, buscando dichos mínimos de acuerdo a los siguientes criterios:

1. El mínimo mencionado anteriormente, así como cualquier estructura que lo rodee (en forma total o parcial), debe ser detectado en un número significativo de imágenes consecutivas, es decir, en un rango mínimo de velocidades.
2. La estrella debe estar ubicada dentro o cerca del mínimo de la distribución de CO.
3. En el caso de existir alguna contrapartida de gas atómico, ionizado o emisión IR, la estructura molecular debe ser exterior a éstas.
4. Haciendo uso de la relación velocidad-distancia obtenida a partir del modelo de rotación galáctica (Brand & Blitz, 1993), es posible determinar la distancia de una estructura molecular. Esta distancia (llamada distancia cinemática), debería coincidir dentro de los errores, con alguna de las distancias catalogadas para la estrella WR.

Para la identificación de las estructuras, se procedió a hacer una integración de los mapas en distintos intervalos de velocidad. Como esta integración no puede hacerse directamente sobre el cubo de datos, los mapas debieron extraerse previamente con la tarea SUBIM. La integración propiamente dicha, se realizó con la tarea SUMIM. Como consecuencia de este promedio se mejora la relación señal/ruido (S/N), a cambio de perder resolución en velocidad; de esta

manera se acentuó la presencia de determinadas componentes que aparecen en un rango amplio de velocidades y por otro lado, pierden intensidad aquellas que lo hacen en un rango más pequeño (fluctuaciones del MIE). En primer lugar, se realizaron imágenes integradas en intervalos de 1 km/seg (18 imágenes aproximadamente); el ruido cuadrático medio de estas imágenes integradas, según la teoría de errores está dado por:

$$RMS_{integrado} = \frac{RMS_{ind}}{\sqrt{18}}$$

Esta teoría indica también, que un valor de temperatura 'creíble', es aquel en el cual la relación $(S/N) \geq 3$, es así que el valor de temperatura del contorno más bajo, tomado sobre los mapas integrados, fue 3σ .

Luego de analizar estas imágenes, y con el fin de mejorar la resolución en velocidad y visualizar mejor donde empiezan y terminan las estructuras posiblemente vinculadas con las estrellas, se hicieron imágenes integradas cada 0.5 km/seg (9 canales aprox.). Finalmente se confeccionó una última imagen, integrando en el rango de velocidad total en el que de acuerdo a nuestros criterios se encontraba la estructura molecular posiblemente vinculada a la estrella.

Como se verá más adelante, estas estructuras fueron estudiadas y comparadas con imágenes de la región a otras longitudes de onda.

2.5 Cálculo de los principales parámetros asociados a las nubes moleculares

Dada la morfología irregular de las estructuras (ver Capítulo 3), en los parámetros geométricos calculados interviene un cierto factor de subjetividad; para obtener el radio de las cáscaras se utilizó la tarea IRING del paquete AIPS. Esta tarea realiza integraciones en anillos concéntricos alrededor de un centro a elección (en este caso es el centro geométrico que se determina con anterioridad), de esta manera se obtuvo un gráfico de \bar{T} (temperatura promedio) vs. distancia angular, lo que permitió (suponiendo una distribución gaussiana de temperaturas) el cálculo de los radios externos e internos de las cáscaras, proyectados en el plano del cielo. Luego, adoptando las distancias a las estructuras se calcularon los radios lineales.

Para la determinación de las masas, se usó la relación entre la densidad de columna del H_2 y el ancho equivalente de la línea de CO ($W(CO)$), $(N(H_2)/W(CO))$, que es frecuentemente usada para determinar la distribución de H_2 en la galaxia. Probablemente esta relación no sea la misma para todas las nubes moleculares individuales, pero aun así, resulta muy útil para la determinación de la masa de H_2 . Este valor fue determinado por varios autores:

Gordon & Burton (1976); Solomon & Sanders (1980); Black & Wilner (1984); Sanders et al. (1984). En este trabajo se utilizará el valor obtenido por Bloemen et al. (1986). Utilizando observaciones de rayos $\gamma (> 70eV)$, estos autores encontraron que:

$$N(H_2)/W(CO) = (2.8 \pm 0.4) \times 10^{20} \quad \text{molec cm}^{-2} \text{ K}^{-1} \text{ km}^{-1}\text{seg}$$

Este valor representa un promedio global en toda la galaxia y no está afectado por las distintas condiciones de excitación, abundancias y profundidades ópticas locales. Cabe considerar que este valor es un límite superior, debido a la posible existencia de fuentes puntuales de rayos γ que no han sido tenido en cuenta para los cálculos. Considerando errores sistemáticos en la obtención de los datos, el error podría verse incrementado en un factor 2.

De esta manera:

$$N(H_2) = 2.8 \times 10^{20} \int_{v_1}^{v_2} T_{CO}(v) dv \quad \text{molec cm}^{-2}\text{K}^{-1} \text{ km}^{-1}\text{seg}$$

donde la integral del segundo miembro, representa el área debajo del perfil entre los valores de velocidad v_1 y v_2 entre los que se encuentra la estructura. Para calcularlo numéricamente la integral se reemplaza por:

$$N(H_2) = 2.8 \times 10^{20} \bar{T}_{CO} \Delta v \quad \text{molec cm}^{-2} \text{ K}^{-1} \text{ km}^{-1}\text{seg}$$

donde \bar{T}_{CO} el valor promedio de temperatura de la región y Δv la extensión en velocidad de la estructura. El valor \bar{T}_{CO} es calculado sobre la imagen promediada en el rango total de velocidad utilizando la tarea TVSTAT del paquete AIPS y considerando temperaturas mayores a 3σ . Entonces la masa de H_2 será:

$$M [M_\odot] = N_{H_2} [\text{molec cm}^{-2}] A_{CO} [\text{cm}^2] m_{H_2} [\text{gr}] \times (2 \times 10^{33}\text{gr})^{-1}$$

donde $A_{CO} = \Omega_{CO} \times d^2$

siendo d la distancia y Ω_{CO} el ángulo sólido de la estructura de CO, el cual se calcula a partir de la cantidad de pixels ocupados por ésta (TVSTAT) y el tamaño angular de los mismos. Para el cálculo de la densidad debe suponerse alguna forma geométrica para la nube.

Es importante tener en cuenta los errores en el cálculo de la masa. Estos se producen debido a la incertidumbre en algunos de los parámetros utilizados. En este caso las principales fuentes de error son:

- La relación entre $N(H_2)$ y $W(CO)$, cuyo error fue cuantificado por Bloemen et al. (1986) (ver arriba).

- La incerteza en las distancias fotométricas estelares utilizadas, algunas de las cuales pueden llegar al 40% (ver Capítulo 3)

Como puede verse en la fórmula anterior, la dependencia con la distancia es d^2 por lo que, el error introducido por el $N(\text{H}_2)$ se hace despreciable. Haciendo una simple propagación de errores, puede verse que un error del 50% en la distancia introduce un error del 100% en el cálculo de las masas, por lo que las masas calculadas pueden diferir notablemente del valor medio. Estas diferencias se trasladan también a las densidades.

Siendo v_1 y v_2 las velocidades máximas y mínimas respecto del LSR entre las que se encuentra la estructura de CO, la extensión en velocidad $\Delta v = v_2 - v_1$, corresponde al rango de velocidad en el que la cavidad está definida; la velocidad de expansión se calculó simplemente como $\Delta v/2$. Cabe notar que este cálculo es muy simplificado y es realizado para facilitar una comparación con las velocidades de expansión, que se calculan de manera análoga, con contrapartidas de gas atómico. La velocidad sistemática, por otro lado, corresponde a aquella en la que la cavidad se nota más claramente y existe un mayor gradiente de temperatura; ésta es aproximadamente $v_1 + \Delta v/2$.

Es importante notar que el corto intervalo de velocidades detectado en las estructuras, hace que las velocidades de expansión sean notablemente bajas (< 2 km/seg), las cuales son muy similares a las velocidades de turbulencia locales del MIE. Esto implica que se debió ser muy cauteloso a la hora de interpretar físicamente los resultados.

Para las estructuras en expansión, se determinaron también las edades dinámicas, para lo cual se consideraron los modelos clásicos vistos para las BI: $t \sim 0.55 R/v_{exp}$ (en unidades de 10^6 años).

2.6 Bases de datos utilizadas

Además de las observaciones de CO ya descritas, se utilizaron diferentes relevamientos a distintas λ , de acceso público en la red, como son:

- Continuo de radio en 1420 MHz.(NVSS), llevado a cabo con el VLA. Resolución: $45''$. Disponibles en: <http://www.skyview.gsfc.nasa.gov>
- Continuo de radio a 2400 MHz, llevado a cabo con el radiotelescopio de Parkes (Australia). Resolución: $10'.23 \times 10'.62$. Disponibles en: <http://www.uq.edu.au/~roy>
- Optico $H\alpha$. SHASSA. Resolución: $6'$. Disponibles en: <http://www.skyview.gsfc.nasa.gov>

- Infrarrojo (IRAS) para $\lambda = 12, 25, 60$ y $100 \mu m$. Resolución: $\sim 2'$. Pertenecientes al archivo de datos infrarrojos de la NASA (IRSA). Disponibles en: <http://irsa.ipac.caltech.edu>
- Biblioteca digital del Sistema de Datos Astrofísicos de la NASA (ADS). Disponibles en: <http://adsabs.harvard.edu>
- Centro de datos de Estrasburgo (CDS). Disponibles en: <http://cdsweb.u-strasbg.fr>

3 Objetos a estudiar

En esta Tesis de Licenciatura se estudiará la distribución del material molecular en los alrededores de tres estrellas WR galácticas y se intentará comparar los resultados con los predichos por los modelos. La observación del material molecular alrededor de estrellas WR es importante para comprender la relación entre el MIE y las estrellas de gran masa. Es por esta razón, sumada a la relativa escasez de trabajos realizados en este tema, que se hace imprescindible incrementar la muestra de este tipo de observaciones. En este trabajo se propone investigar la distribución de gas molecular en los alrededores de las estrellas WR 14, WR 16 y WR 103. Estas estrellas fueron elegidas de acuerdo a los siguientes criterios:

- Las estrellas a considerar no debían formar parte de cúmulos o asociaciones y deberían encontrarse relativamente aisladas (alejadas de otras estrellas de gran masa).
- A los efectos de minimizar los posibles efectos de confusión, se seleccionaron las estrellas con una latitud galáctica $|b| > 1^\circ.5$
- Incrementar la muestra de observaciones moleculares alrededor de estrellas WR, por lo tanto no debían existir observaciones moleculares ni trabajos previos referidos al MIE donde están los objetos (WR 14 y WR 103)
- En la elección de WR 16, influyó también la existencia de observaciones de mayor resolución que los datos de NANTEN pero en un campo muy reducido en la línea de CO (Marston et al. 1999a). Este es un buen ejemplo que ilustra las posibles complicaciones a enfrentar cuando no se dispone de una adecuada (por cobertura espacial) base de datos.

Los principales parámetros catalogados de las estrellas bajo estudio (van der Hucht, 2001) son:

WR	l ($^\circ$)	b ($^\circ$)	α_{J2000} (hh mm ss)	δ_{J2000} ($^\circ$ ' ")	Clase espectral	dist ^(†) (kpc)	M_v (mag)	$A_v^{(*)}$ (mag)
WR 14	267.55	-1.64	08 54 59.17	-47 35 32.7	WC7+?	2.00±0.4	-3.98	1.90±0.13
WR 16	281.08	-2.55	09 54 52.91	-57 43 38.3	WN8h	2.37±0.9	-5.48±0.8	1.93±0.13
WR 103	358.49	-4.89	18 01 43.14	-32 42 55.2	WC9d+?	2.21±0.5	-4.62±0.4	1.73±0.29

(*) Promedios de los valores individuales obtenidos por diversos autores

(†) El error indicado en las distancias fotométricas corresponde al producido por las incertezas en M_v y A_v (van der Hucht, 2001)

4 Resultados y análisis de las observaciones

4.1 WR 14

4.1.1 Trabajos anteriores realizados en la zona

Marston, Yocum, García-Segura & Chu (1994) (MYGC de acá en más), realizaron un relevamiento de H_α (6563 Å) y O[III] (5007 Å) en la dirección de 50 estrellas WR del hemisferio sur utilizando un telescopio Curtis Schmidt de 0.6m con un campo total de visión de 31'. De las 50 estrellas estudiadas, sólo 11 revelan la existencia de nebulosas anulares a su alrededor. WR 14 fue una de éstas. En la figura 23 se muestra la imagen en H_α tomada por MYGC para esta estrella. Los autores indican la existencia de un anillo grande y difuso, asociado a la estrella. Señalan también la presencia de regiones de polvo al E y NO, sugiriendo la presencia de interacciones entre los vientos estelares y el MIE local. Señalan también débiles arcos de nebulosidad al SE y NO de WR 14. El anillo tiene un diámetro aproximado de 33'.5 y sería de tipo R según el sistema de clasificación de Chu (1991).

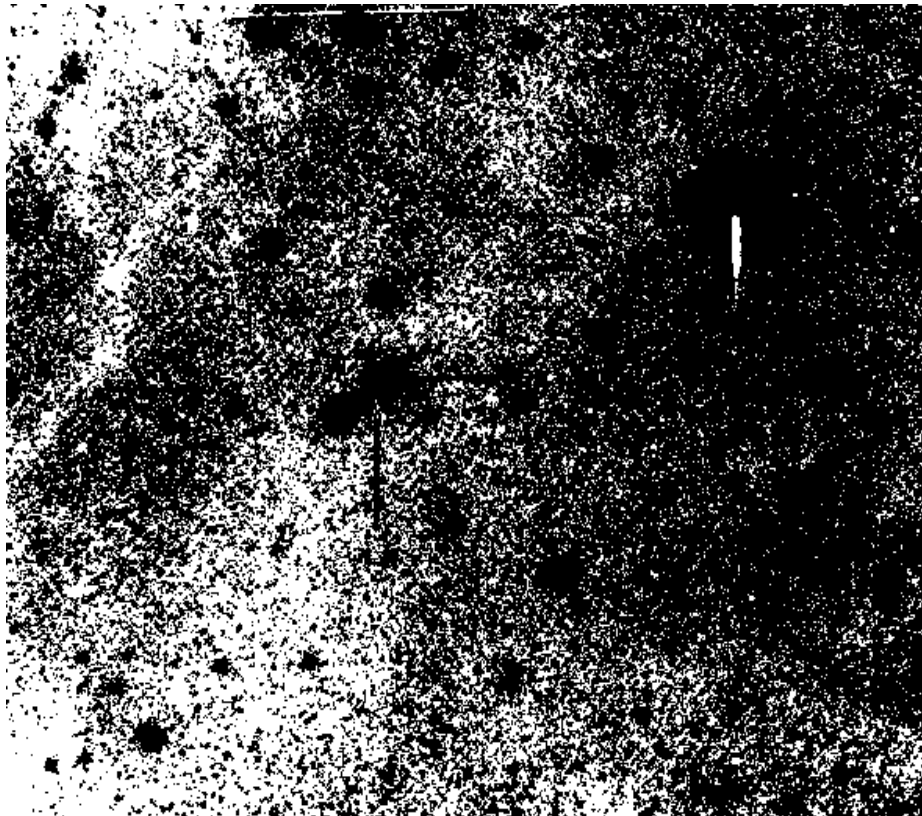


Figura 23: Imagen H_α de WR 14 (Marston et al. 1994). El Norte está arriba y el Este a la izquierda.

Marston (1996) realizó un relevamiento IR (60 y 100 μm) sobre 156 estrellas WR galácticas, encontrando un total de 49 probables cáscaras con diámetros $> 20'$. En el caso de WR 14 encontró una 'posible' cáscara en 60 μm , de 30' de diámetro, formada por material probablemente eyectado por la estrella. Si bien el criterio de detección y la estructura encontrada no quedan muy claros, en la sección 4.1.3 se muestra una probable cáscara en la misma banda del espectro encontrada en nuestro trabajo y que podría corresponder a la señalada por este autor.

Una de las observaciones con las que tal vez sea más interesante comparar la distribución de H_2 , que es la que se deriva de las observaciones de CO, son las de HI. Dubner, Giacani, Cappa & Reynoso (1992) observaron el HI en la dirección de la nebulosa de Gum, en un área de $25^\circ \times 15^\circ$, centrada en $l = 262^\circ$ y $b = -2.5^\circ$, usando la antena de 30m del IAR (HPBW=30'), a fin de encontrar evidencias de expansión en el gas neutro alrededor de dicha nebulosa. Dentro del campo observado, se encontraban las estrellas ζPup , WR 11 ($\gamma^2 Vel$), WR 12, WR 13, WR 14 y WR 15.

En dicho trabajo se indicó que existían numerosos mínimos de emisividad de HI rodeados por cáscaras en emisión a diferentes velocidades, posiblemente relacionadas con WR 12, WR 13 y WR 14. En la figura 24 se muestra la distribución de la T_b a 10 km/seg en la vecindad de WR 14. La imagen muestra la presencia de una cavidad irregular con dos cavidades secundarias centradas en $(l,b) = (266^\circ.5, -3^\circ)$ y $(265^\circ, -4^\circ.5)$, identificadas por los autores como '1' y '2' respectivamente. Dichas cavidades se encuentran separadas por una 'pared' de HI localizada en $(266^\circ, -3^\circ.5)$. De acuerdo con los autores, esta estructura es vista en el rango de velocidades de +8 a +16 km/seg, aunque la emisión proveniente de la nebulosa de Gum puede provocar confusión a bajas velocidades, lo que hizo difícil establecer los límites de velocidad. Las velocidades de expansión y sistémicas adoptadas por los autores fueron 5 y 10 km/seg, respectivamente. La última permitió determinar una distancia cinemática $d_{cin} \sim 1.9 \pm 0.3$ kpc. A esa distancia las cavidades '1' y '2' tienen un radio lineal de 33 ± 10 pc y 45 ± 10 pc, respectivamente. La masa de la envoltura es de aproximadamente $3.4 \times 10^5 M_\odot$.

Basados en la morfología observada y en las edades determinadas para las cavidades '1' y '2' (1.5×10^7 y 2×10^7 años, respectivamente), los autores proponen que en un primer estadio, un evento explosivo (quizás una SN) barrió el gas hacia el Norte, desencadenando la formación de las estrellas en los cúmulos ubicados en el borde de la estructura (ver figura 24). Luego, los vientos de WR 14 contribuyeron a mantener la morfología de la cavidad '1'. En la próxima sección haremos una comparación entre las observaciones de la línea de HI realizadas por Dubner et al. y las de la línea de CO realizadas en nuestro trabajo.

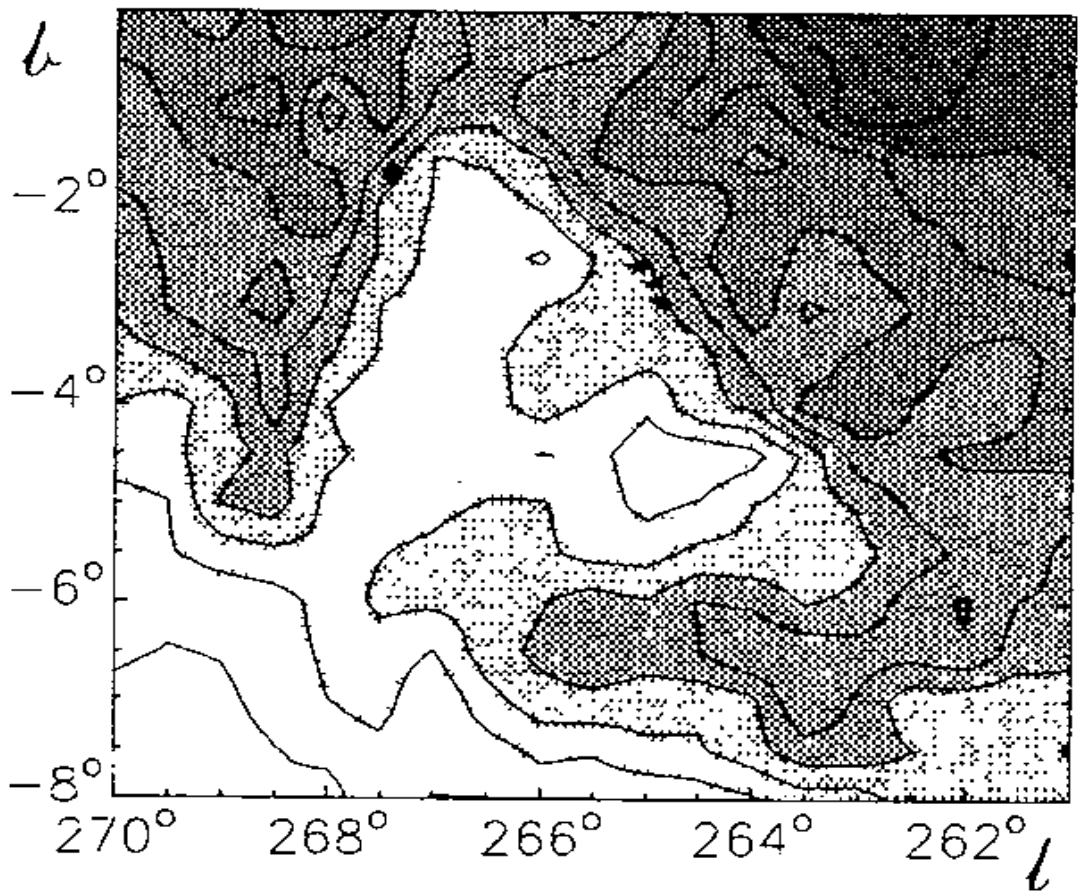


Figura 24: Distribución de HI en la dirección de la nebulosa de Gum. La ubicación de WR 14 está indicada por el círculo lleno.

4.1.2 Estructuras de CO posiblemente relacionadas con la estrella

Siguiendo las técnicas y criterios explicados anteriormente, se buscaron las estructuras moleculares que pudieran estar física y dinámicamente asociadas con las estrellas WR elegidas.

Para el caso de WR 14, análisis preliminares de la emisión de CO indicaron una presencia de material molecular en el rango de velocidades de -6 a 20 km/seg (ver figura 25). A lo largo de esta Tesis, todas las velocidades se encuentran definidas respecto del Sistema Local de Referencia (Local Standard of Rest o LSR). En la figura 25 se muestra el perfil de la emisión de CO centrado en la posición de la estrella y que abarca el campo total observado ($86'.40 \times 86'.40$). El mismo está dado en Temperatura de antena (T_a) vs velocidad, y se le ha restado la línea de base (paquete CLASS).

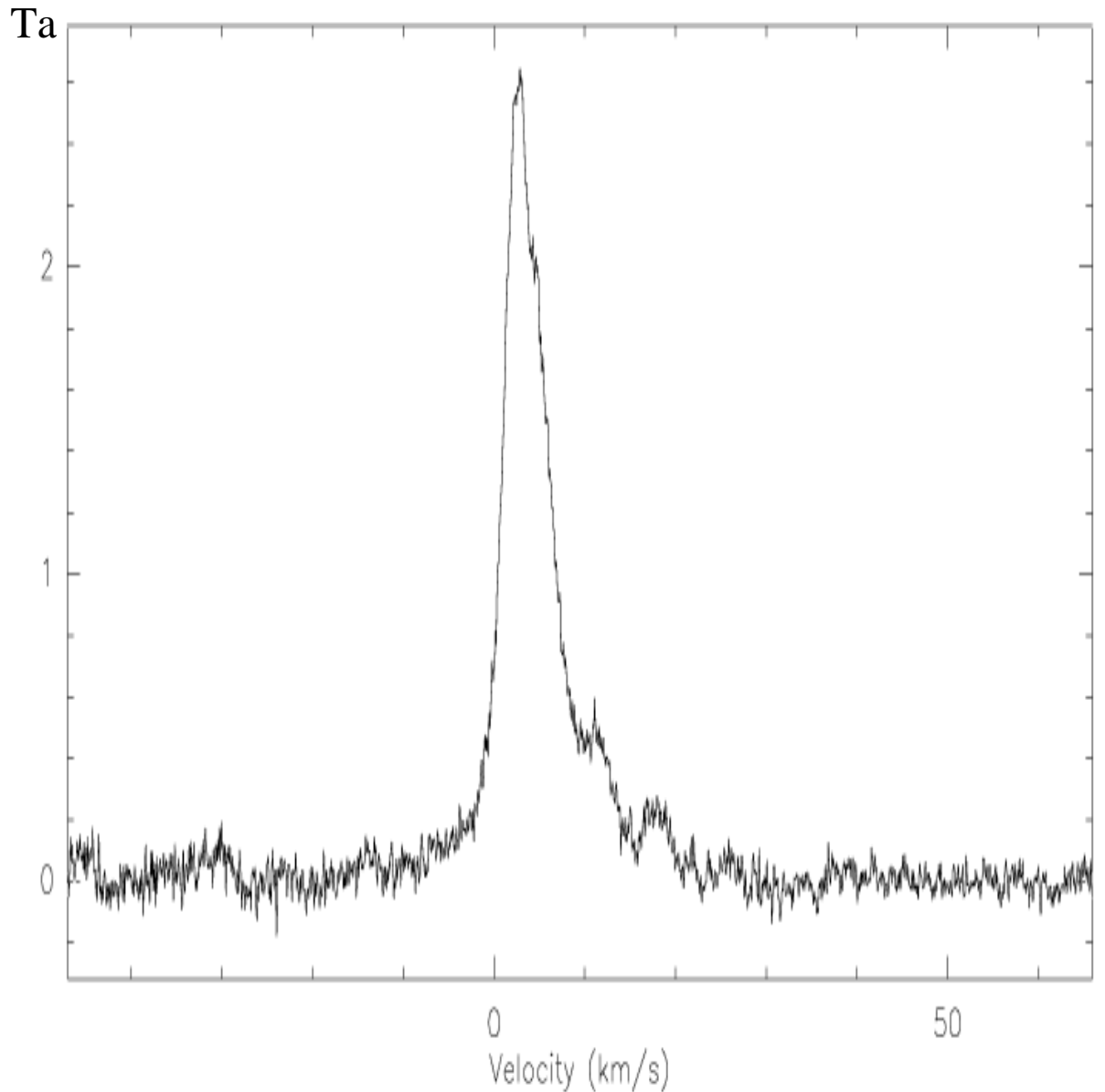


Figura 25: Perfil de CO en las proximidades de WR 14. En la figura puede verse una notable componente molecular a partir de los -6 km/seg que se extiende hasta los 20 km/seg.

Se analizó todo el rango de velocidades de -6 a 20 km/seg mediante mapas integrados con intervalos de 1 y 0.5 km/seg (18 y 9 imágenes respectivamente); los mismos mostraron una componente molecular muy posiblemente relacionada con la estrella, en el rango de velocidades de 2 a 5 km/seg. En la figura 26 pueden verse las imágenes integradas cada 0.5 km/seg en Temperatura de antena. En la figura 27 se muestra la imagen integrada de densidad columnal (N_{H_2}) en el último rango de velocidad mencionado y puede observarse que esta

componente es de forma muy irregular y parece estar formada por tres estructuras: dos cavidades cerradas (indicadas en la figura como A y B) cuyos centros se encuentran en $(l,b)=(267^\circ.91, -1^\circ.45)$ y $(267^\circ.25, -1^\circ.58)$ respectivamente y una tercera parcialmente cerrada (indicada como C) cuya extensión excede el área relevada, por lo que no es simple determinar un centro para la misma; en este trabajo se tomará el punto de coordenadas $(l,b)=(267^\circ.77, -1^\circ.77)$ como una posible posición inicial de la estrella WR 14, donde podría ésta haber originado dicha cavidad (ver adelante). Existe una cuarta cavidad ubicada en $(l,b)=(267^\circ.34, -1^\circ)$ (cavidad D). Debido al acotado intervalo de velocidades en el que estas estructuras fueron encontradas, consideraremos para las mismas idénticos valores para sus velocidades de expansión y sistémica y extensión en velocidad (Tabla 2). Con el fin de verificar que el intervalo de velocidades indicado anteriormente fue elegido correctamente, se obtuvieron imágenes integradas en los intervalos -2 a 1 km/seg y 6 a 9 km/seg (ver figura 28a y 28b). En la figura 28a puede verse que existen algunas componentes moleculares rodeando a la estrella, pero claramente se ha perdido la morfología de las cavidades encontradas en las imágenes anteriores. En la figura 28b la emisión molecular es muy irregular sobre todo el campo.

De acuerdo al catálogo de Tycho, los valores del movimiento propio para WR 14 son (en milisegundos de arco por año): $\mu_\alpha = -2.7 \pm 1.6$ y $\mu_\delta = 6.6 \pm 1.7$. Siguiendo el procedimiento desarrollado por Moffat et al. (1998), obtuvimos los valores del movimiento propio referidos al sistema de coordenadas galácticas mediante las siguientes transformaciones:

$$\mu_l = \mu_\alpha \cos \psi - \mu_\delta \sin \psi$$

$$\mu_b = \mu_\alpha \sin \psi + \mu_\delta \cos \psi$$

donde ψ es el ángulo paraláctico, el cual satisface:

$$-\cos b \cos \psi = \cos \delta_G \sin \delta \cos (\alpha_G - \alpha) - \sin \delta_G$$

$$\cos b \sin \psi = \cos \delta_G \sin (\alpha_G - \alpha)$$

con $\alpha_G = 192^\circ.85948$ y $\delta_G = 27^\circ.12825$.

De esta manera se obtuvieron los siguientes valores extremos para el movimiento propio estelar de acuerdo a su error: $(\mu_l, \mu_b)_1 = (-7.1, 4.5)$, $(\mu_l, \mu_b)_2 = (-4.4, 2.3)$, $(\mu_l, \mu_b)_3 = (-9.1, 2)$, $(\mu_l, \mu_b)_4 = (-6.5, -0.2)$. Teniendo en cuenta estos valores, en la figura 27 se graficaron las direcciones extremas del movimiento propio con flechas que se originan desde la posición de WR 14. Como

puede verse de las mismas, la cavidad B fue la primera en descartarse como posiblemente vinculada a WR 14. Por el mismo motivo se descartó luego la cavidad D (centrada en $(l,b)=(267^\circ.34, -1^\circ)$)

Considerando que el movimiento propio y velocidades tangenciales son:

$$\mu = \sqrt{\mu_\alpha^2 + \mu_\delta^2} \quad ("/\text{año})$$

$$V_t = 4.74\mu d \quad (\text{km/seg})$$

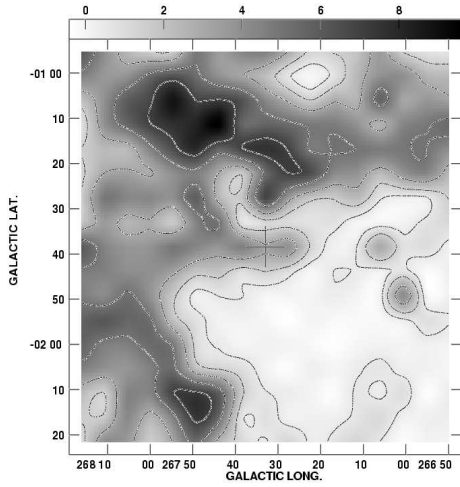
donde d es la distancia en pc y teniendo en cuenta la propagación de errores (sin considerar error en la distancia), obtuvimos que la velocidad tangencial de WR 14 es $V_t = 67 \pm 15$ km/seg. La distancia lineal proyectada entre WR 14 y el centro de la cavidad A es $d_A = 14.2$, mientras que la distancia entre WR 14 y la posición $(l,b)=(267^\circ.77, -1^\circ.77)$ es $d_C = 8.7$ pc. Si consideramos la menor de las velocidades tangenciales y que las diferencias a lo largo de la línea de la visual de los centroides de las cavidades y WR 14 es pequeña, la estrella habría tardado en moverse desde los mismos hasta su posición actual 3×10^5 años (desde A) y 1.6×10^5 años (desde C). Estos lapsos son mucho menores que el tiempo de vida medio de una estrella en la fase WR (algunas veces 10^5 años), es decir que WR 14 podría haber formado las cavidades A o C en los puntos anteriormente mencionados y haberse desplazado hacia su posición actual. Por lo tanto. basándonos en las observaciones de CO sólo se puede concluir que las cavidades A y C son posibles candidatos para estar relacionadas con WR 14.

En la figura 29a y 29b se comparan el mapa de HI obtenido por Dubner et al. y del CO obtenido en nuestro trabajo. El rectángulo en la figura 29a representa la zona estudiada por nosotros (figura 29b). Como puede verse, el campo observado en nuestro trabajo es mucho menor que el observado por Dubner et al. Además, las enormes diferencias de resolución angular entre las observaciones de HI (HPBW=30') y de CO (HPBW=2'.7) hacen difícil buscar correspondencias morfológicas entre ambas distribuciones; por este motivo la figura 29b muestra la distribución de CO integrada en el rango de velocidad de 2 a 5 km/seg convolucionada con un haz de 15' (tarea 'CONVL' del paquete AIPS). Como puede verse existe una buena correspondencia en la zona que se encuentra hacia abajo y a la derecha de la estrella, donde puede identificarse un mínimo en la emisión de CO y de HI; de la misma manera hacia abajo y a la izquierda existe una estructura que es claramente visible también en HI; por encima de la estrella (entre $l=268^\circ.1$ y $l=267^\circ.25$ aproximadamente) puede apreciarse una estructura visible en CO pero que no parece estar presente en la emisión de HI. Cabe destacar la pequeña depresión en la distribución de HI en la parte superior izquierda de la zona remarcada en la figura 29a; si

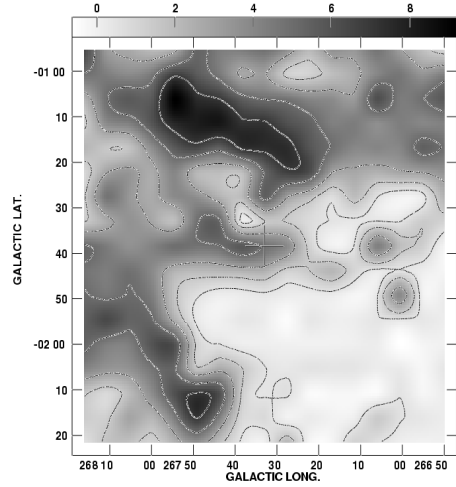
bien la evidencia observacional no es muy fuerte, ésta podría representar la contraparte en HI de la BI.

Si consideramos la hipótesis planteada por Dubner et al., WR 14 sería responsable de mantener la morfología de la cavidad identificada como '1'; de esta manera la cavidad C podría ser (al menos en parte) la contrapartida molecular de la misma, convirtiéndose ésta en la cavidad asociada a WR 14. Por otro lado, destacamos también la pequeña depresión en la emisión de HI en la parte superior izquierda de la figura 29a muy cercana a la posición de WR 14. En el caso de que ésta sea la responsable de su formación, la cavidad A podría ser la contrapartida molecular de la misma, y ser ésta la que se encuentre asociada a la estrella.

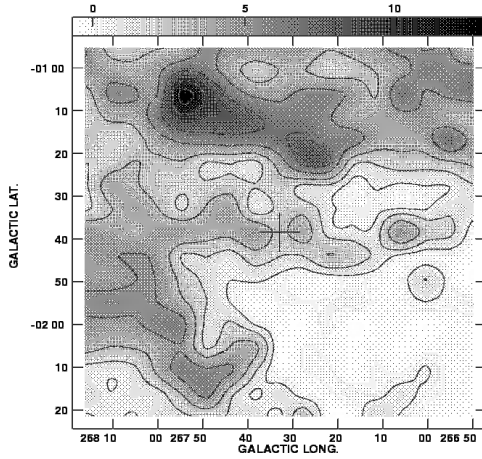
a) 2 a 2.5 km/seg



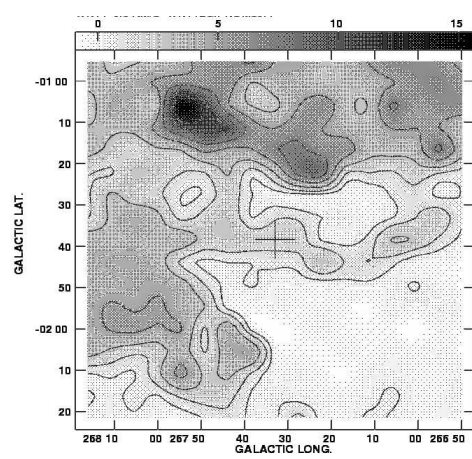
b) 2.5 a 3 km/seg



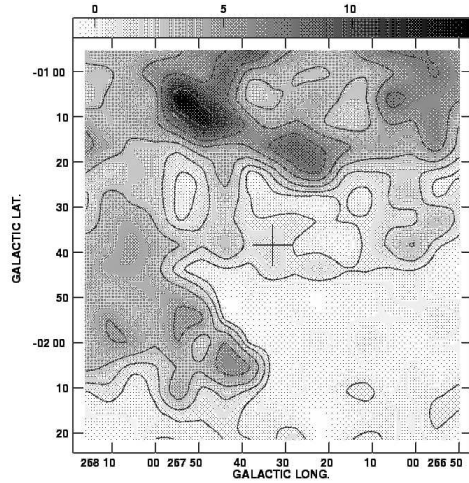
c) 3 a 3.5 km/seg



d) 3.5 a 4 km/seg



e) 4 a 4.5 km/seg



f) 4.5 a 5 km/seg

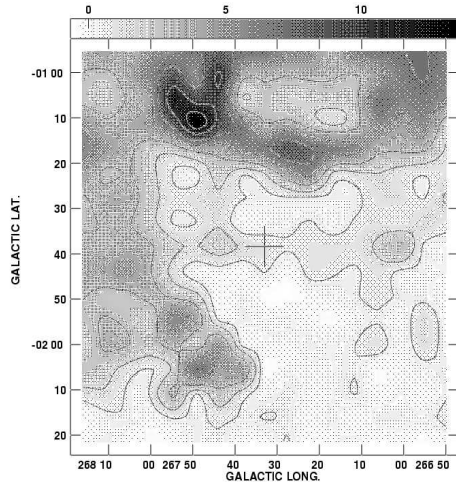


Figura 26: Imágenes de la distribución de CO en WR 14, en intervalos de 0.5 km/seg (Figuras a) a la f)). Las líneas de contornos indican 0.5, 1.5, 3, 5, 7, 10 y 12 K/km/seg, las cuales representan 3, 9, 18, 30, 42, 60 y 71σ . La posición de la estrella está indicada por una cruz. Los rangos de velocidades se encuentran en la parte superior izquierda de cada figura.

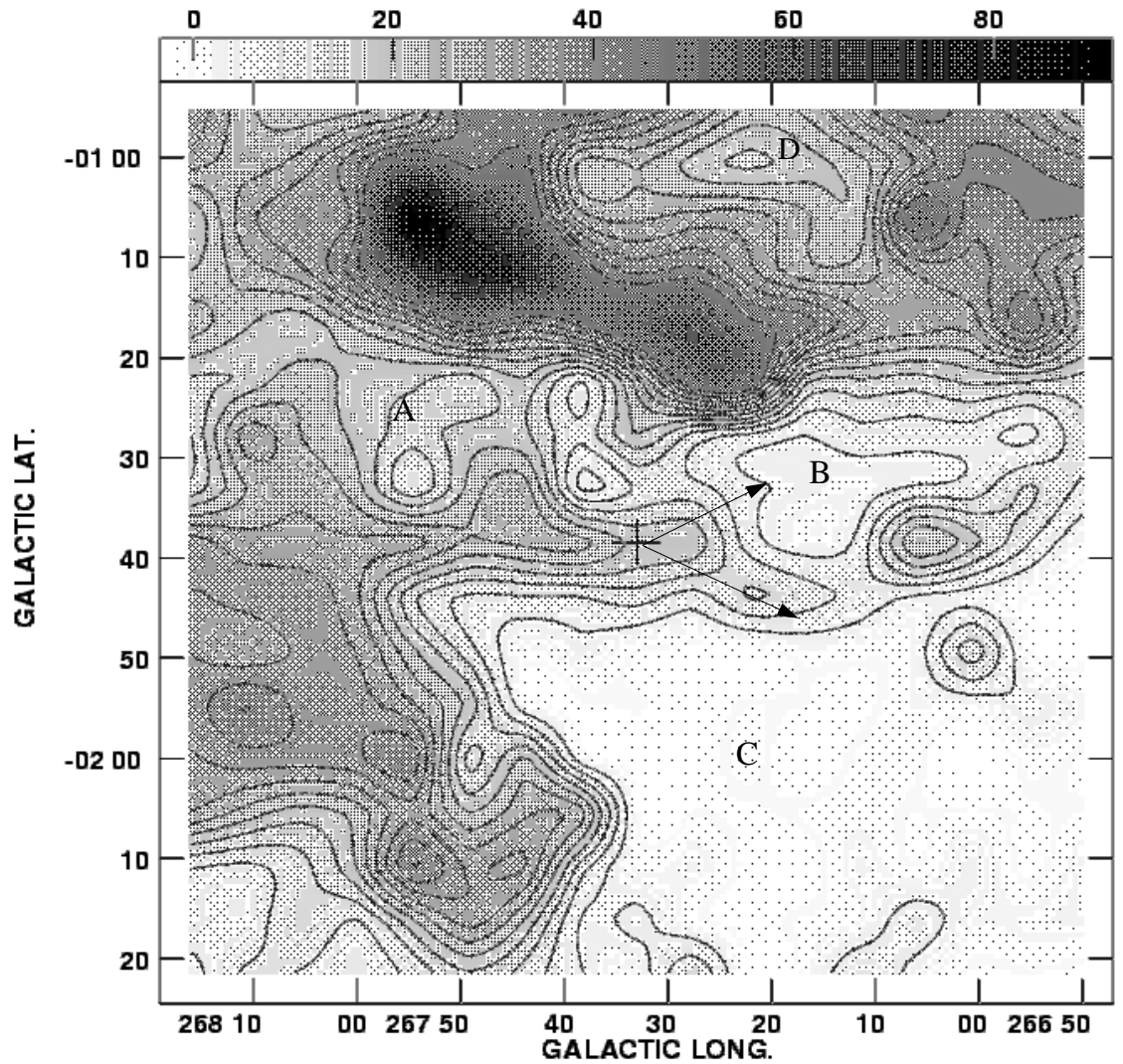


Figura 27: Imagen integrada de densidad de columna en el intervalo de velocidades de 2 a 5 km/seg en los alrededores de WR 14. Las líneas de contorno indicadas van de 4 a 44×10^{20} mol/cm² con un paso de 4×10^{20} mol/cm². La posición de la estrella está indicada con la cruz. (ver texto para el significado de las letras y de las flechas)

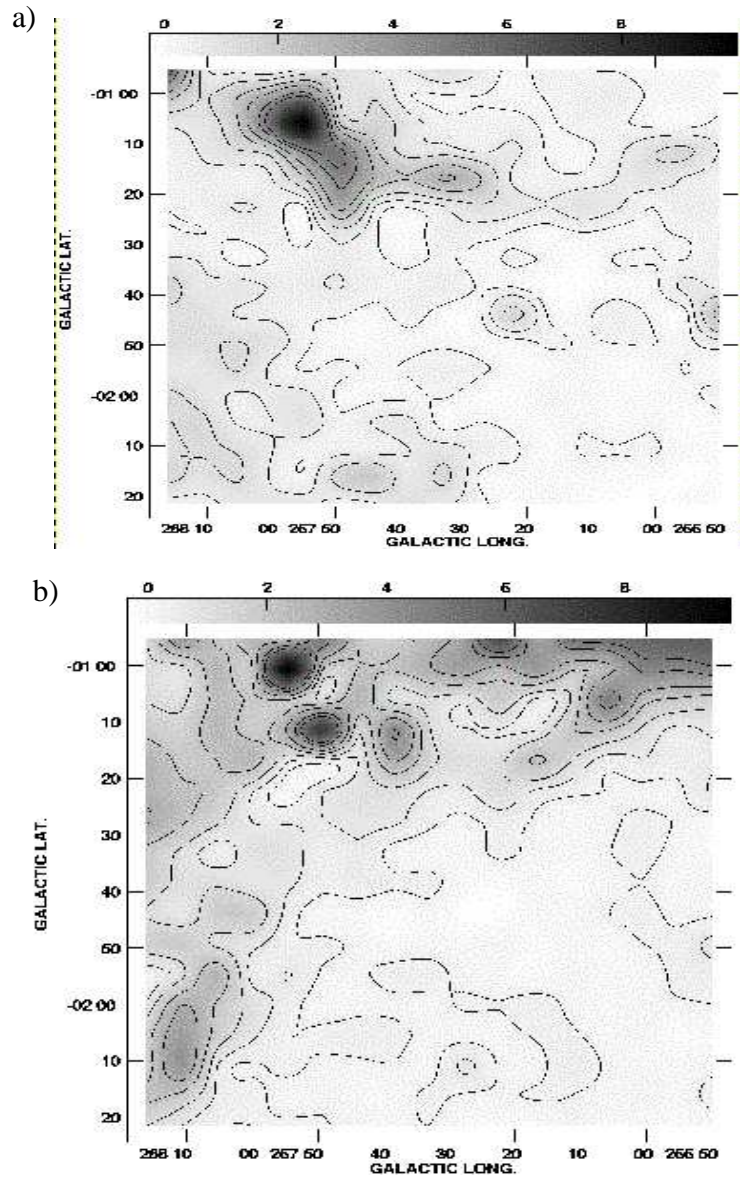


Figura 28: a) Imagen integrada en el rango de velocidad -2 a 1 km/seg. Figura 28: b) Imagen integrada en el rango de velocidad 6 a 9 km/seg. Las líneas de contornos representan los mismos niveles de temperaturas (cantidad de veces σ) que en las figuras 24. La posición de la estrella está indicada con la cruz.

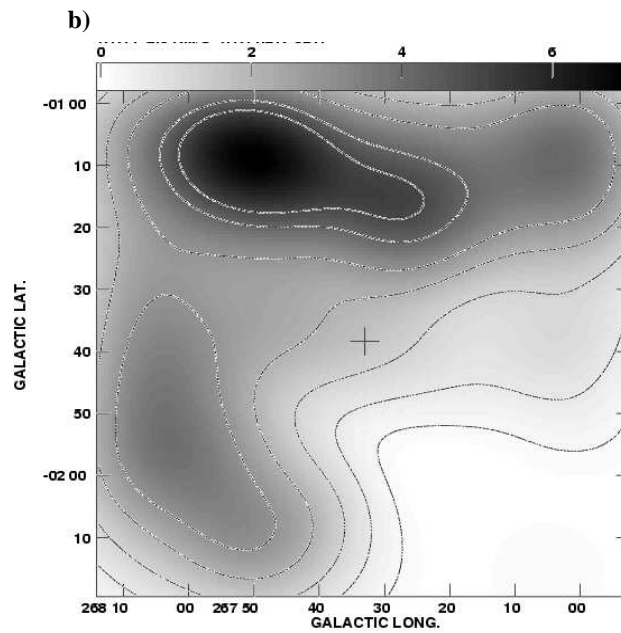
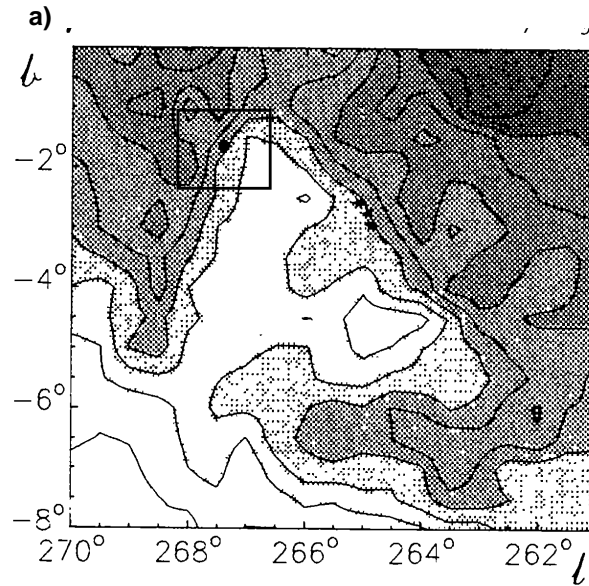


Figura 29: a) Imagen de HI de Dubner y col.(1992) para $v=10$ km/seg. La ubicación de WR 14 está indicada con el círculo lleno mientras que la localización de los cúmulos Pi6, Wat6 y Pi8 están indicados por los símbolos de estrellas cerca de la posición ($l = 265^\circ, b = -2^\circ.5$). Figura 29: b) Imagen integrado de CO en Temperatura de antena de nuestro trabajo convolucionada con un haz de $15'$. (la zona remarcada en la figura a representa la zona estudiada en la figura b)

4.1.3 Bases de datos a otras frecuencias

Como se mencionó en el Capítulo 1, se pueden encontrar evidencias de burbujas interestelares en otros rangos de longitudes de onda. Con ese fin se analizaron datos de acceso público y relevamientos disponibles en la red.

Como puede verse de numerosos trabajos realizados en los últimos años, las estructuras de tipo anulares de material ionizado alrededor de estrellas WR no parecen tener siempre una alta tasa de detección. Para detectar este tipo de estructuras, se realizó una búsqueda sistemática, que consistió en el análisis de las imágenes de H_α (SHASSA), óptico (DSS azul y rojo), continuo de radio (2.4 y 1.4GHz). En ninguno de los casos se encontró alguna estructura que se asemejara en forma satisfactoria a una cáscara de material ionizado que rodeara total o parcialmente a la estrella.

La búsqueda de cáscaras de polvo alrededor de la estrella, consistió en el análisis de las imágenes de alta resolución (HIRES) tomadas por el satélite IRAS en 12, 25, 60 y 100 μm . Las imágenes observadas en 12 y 25 μm no parecen mostrar ninguna cáscara en emisión que rodee la posición de la estrella, mientras que en 60 y 100 μm parece existir una estructura incompleta de forma irregular (ver figura 30) que rodea parcialmente la posición de la estrella. Cabe mencionar que la misma no tiene mucha correspondencia con la distribución de CO observada en nuestro trabajo. La cruz marca la posición de WR 14. La elipse marca la posición de la probable cáscara de polvo en emisión.

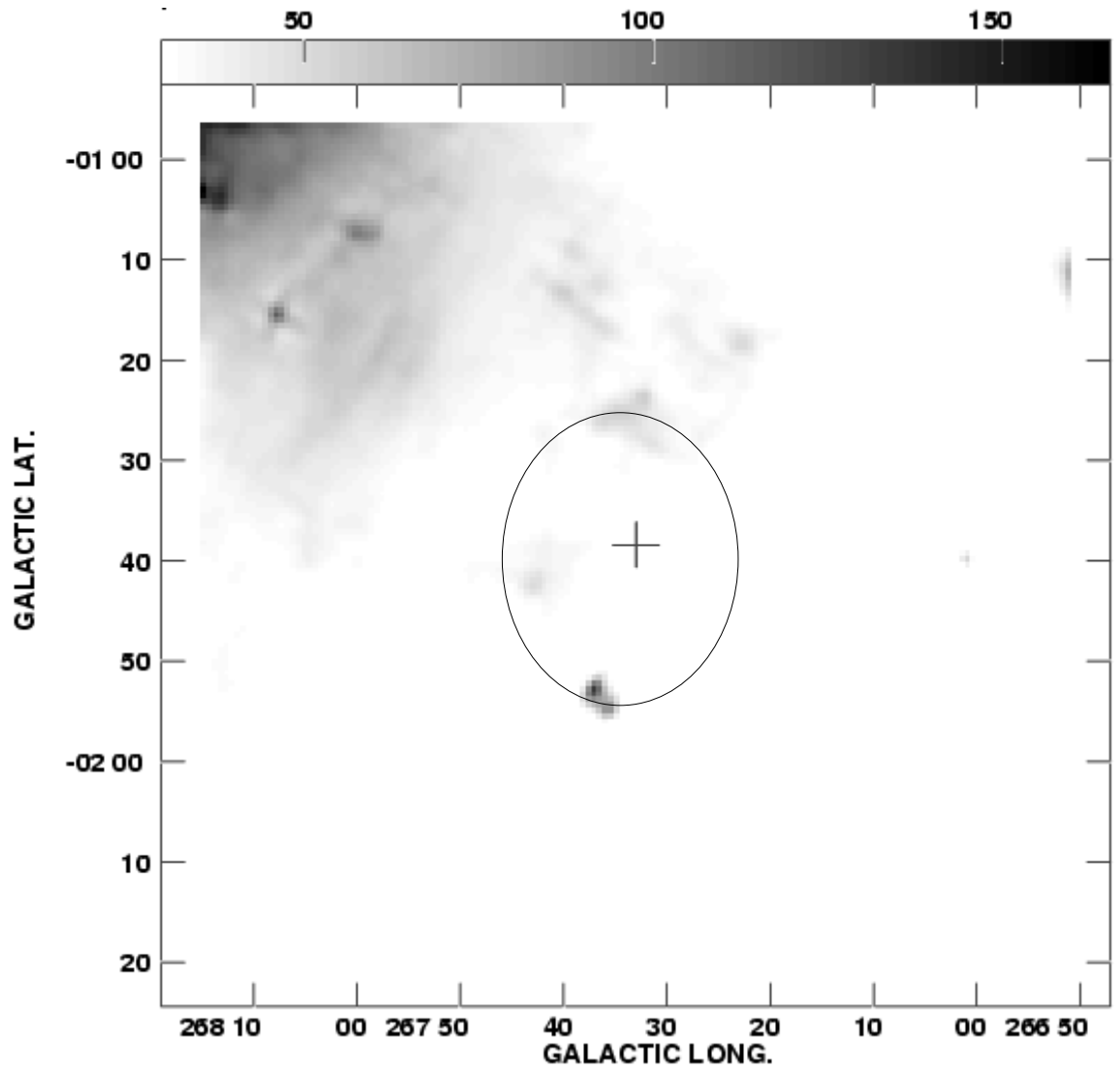


Figura 30: Imagen IRAS de $60 \mu m$. La elipse indica la ubicación de la posible cáscara de emisión infrarroja. La cruz indica la posición de WR 14.

4.1.4 Conclusiones

Por lo visto hasta aquí, podemos decir que las cavidades A y C observadas en la distribución de CO son posibles candidatos a estar asociados con WR 14, es decir que esta estrella podría haber formado cualquiera de estas cavidades en alguna etapa previa de su evolución. Lamentablemente las observaciones y datos obtenidos no parecen ser concluyentes como para confirmar esto y mucho menos, elegir entre una de las mismas. Si la cavidad de HI detectada por Dubner et al. (1992) es la contrapartida en el gas atómico de la BI creada por WR 14, la cavidad C podría ser la contrapartida de la misma en gas molecular a pesar de que su posible lugar de origen no sea el centro geométrico de la cavidad; esto no sería de extrañar ya que como puede verse de la bibliografía, existen numerosas cavidades (principalmente en HI y líneas ópticas) donde las probables estrellas progenitoras se encuentran dentro de la cavidad pero en posiciones notablemente excéntricas. Por otro lado, si la pequeña depresión observada en la zona superior izquierda de la estrella es la que está asociada con la misma, su contrapartida molecular sería la cavidad A.

La existencia de una posible cáscara incompleta e irregular en emisión IR alrededor de WR 14, parece indicar una interacción entre los fotones de la estrella y el polvo interestelar circundante.

4.2 WR 16

4.2.1 Trabajos anteriores realizados en la zona

Similar al caso de WR 14, MYGC encontraron una nebulosa anular alrededor de WR 16 (ver figura 31) de tipo W en el sistema de clasificación de Chu (1991). Como puede apreciarse, esta estructura se encuentra mejor definida hacia el NO de la estrella. Su forma es casi elíptica, con su eje mayor de casi $8'$ centrado en la posición de la estrella. De acuerdo a MYGC existe un segundo anillo a una distancia de $8'.6$ de la estrella en la misma dirección (NO) del arco más prominente del anillo interno, y una segunda región a aproximadamente el mismo radio pero ubicada al N y NE de la estrella. Una tercera región de emisión H_α , también al NE, yace a una distancia de $14'.1$ de la estrella. Esta estructura de múltiples anillos aporta evidencias en favor de la presencia de distintas etapas en la evolución de la estrella, cada una de las cuales produce vientos de distintas características (García-Segura & Mac Low, 1995).

Tal como se mencionó en el Capítulo 1, Marston et al. (1999), realizaron un estudio del material ionizado y molecular alrededor de esta estrella. Las observaciones moleculares fueron realizadas con el telescopio de 15 m del SEST ubicado en el ESO (Chile). Como analizador espectral se usó un espectrómetro de alta resolución que permitió una cobertura de 400 km/seg para la línea de $C^{12}O J = 1 \rightarrow 0$ (115.271 GHz). Con una resolución espacial de $45''$, observó una región de $20' \times 14'$ a intervalos de $45''$. Espectros ópticos fueron tomados en los anillos interior y exterior a fin de obtener las abundancias químicas en cada uno de ellos.

Los análisis espectrales de la nebulosa óptica mostraron que el anillo interno está compuesto por material altamente enriquecido en nitrógeno, mientras que en el anillo externo, el enriquecimiento es menor. Esto llevó a los autores a proponer para el anillo interno un origen estelar.

La estructura molecular detectada por los autores alrededor de WR 16 posee una velocidad sistémica de ~ -5 km/seg. La imagen de la emisión molecular integrada obtenida por Marston puede verse en la figura 31 superpuesta con la imagen en H_α obtenida por MYGC. En ésta, se ve que la emisión molecular hacia el NO, donde la emisión de H_α posee un máximo, es débil. De acuerdo a Marston et al. (1999), esto podría deberse a que la región sufrió sufrió un alto grado de disociación.

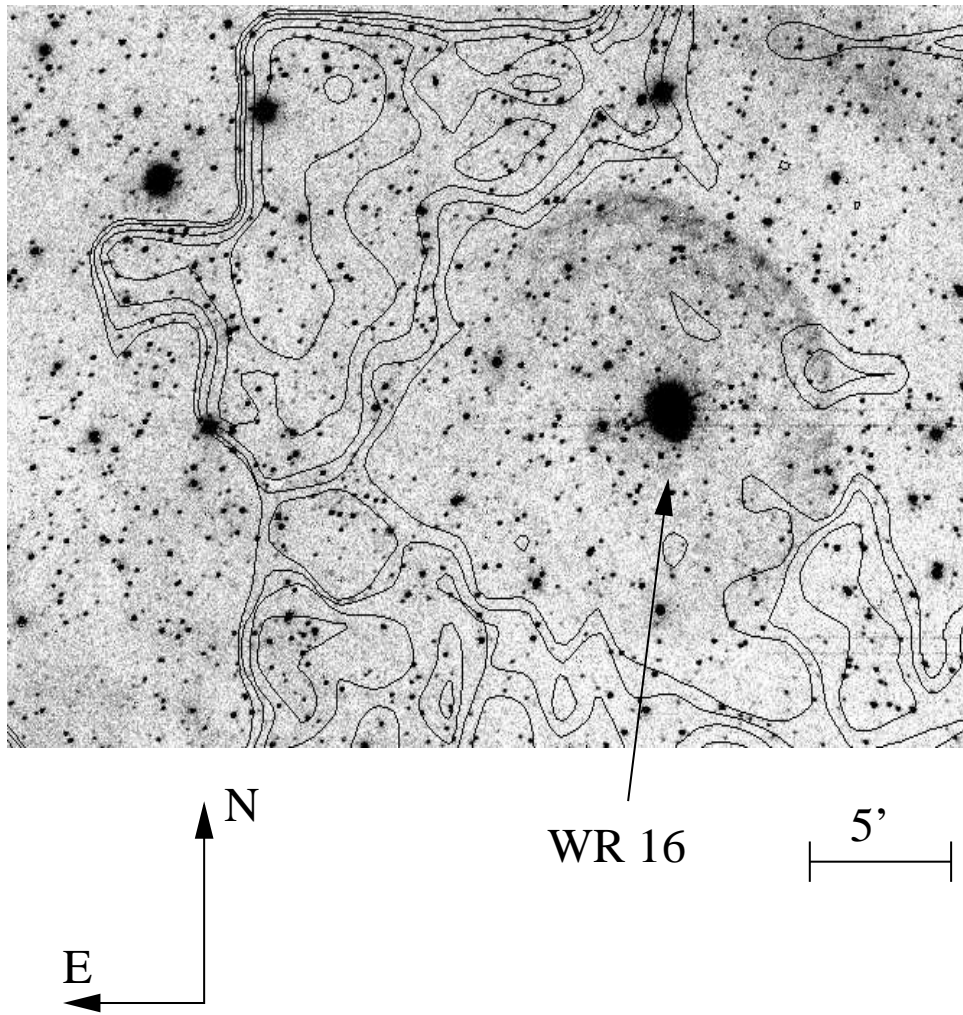


Figura 31: Imagen de la distribución de CO integrada obtenida por Marston et al. (1999) superpuesta con la imagen en H_{α} tomada por MYGC

Marston et al. proponen que el material molecular alrededor de WR 16 puede tener dos orígenes, a saber:

1. Provenir del MIE 'barrido' por los fuertes vientos estelares de la WR o su progenitora.
2. Estar compuesto de material eyectado por la WR en alguna fase previa (RSG)

En este trabajo, Marston et al. se inclinan por la segunda alternativa. Los motivos argumentados por los autores son:

- Diferencias de composición química entre las cáscaras ópticas internas y externas. La cáscara interna (y químicamente más enriquecida) sería la eyectada más recientemente por la estrella.
- La masa molecular derivada por los autores ($5 - 78M_{\odot}$) para esta estructura es compatible con un origen estelar.

En el próximo capítulo se analizarán en detalle los posibles orígenes del material molecular alrededor de WR 16 observado en nuestro trabajo y nuestras conclusiones serán comparadas con las de Marston.

4.2.2 Estructuras de CO posiblemente relacionadas con la estrella

Para WR 16, el rango de velocidades en el que se observa en la emisión de CO es de -15 a 5 km/seg. En la figura 32 puede verse el perfil global de CO obtenido para la zona en estudio. El mismo corresponde al promedio tomado sobre un área de $86'.40 \times 86'.40$ centrado en $(l,b)=(281^{\circ}.08, -2^{\circ}.55)$.

De acuerdo a lo mencionado en el Capítulo 2, se construyeron imágenes promedio a partir de las imágenes individuales que se encontraban comprendidas en el rango de velocidad mencionado anteriormente. Las imágenes integradas en el rango de 0.5 km/seg parecían indicar que la estructura de gas molecular posiblemente relacionada con WR 16 se encontraría en el rango de velocidades -7 a -4 km/seg (ver figura 33). Al igual que en el caso de WR 14, esta estructura se asemeja a una cavidad semicerrada con una distribución de material molecular muy irregular a su alrededor. La estrella se encuentra cerca de uno de sus bordes aunque en este caso no está proyectada contra la cáscara

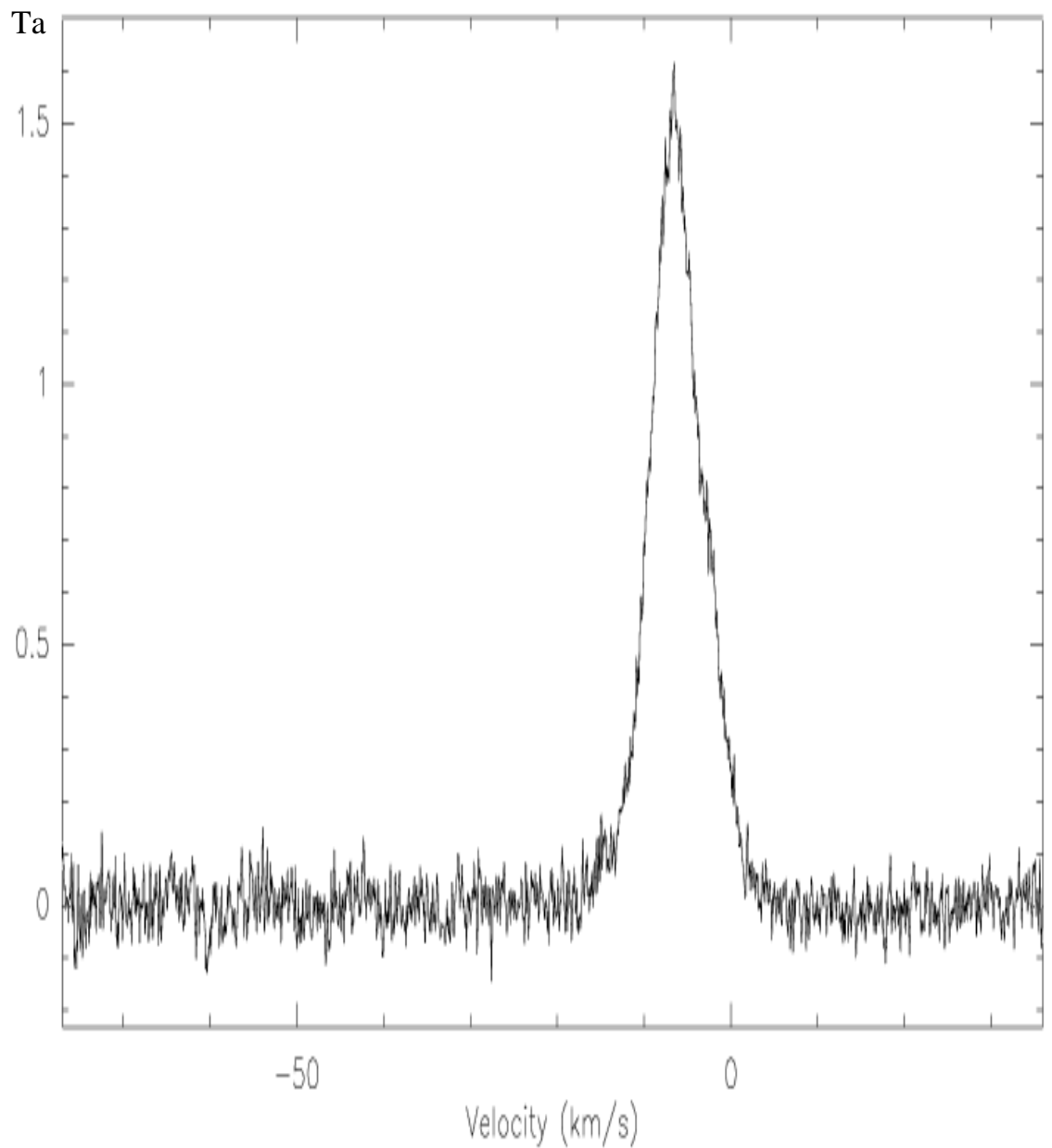


Figura 32: Perfil de CO promedio próximo a WR 16. Puede distinguirse una marcada emisión entre -15 a 5 km/seg.

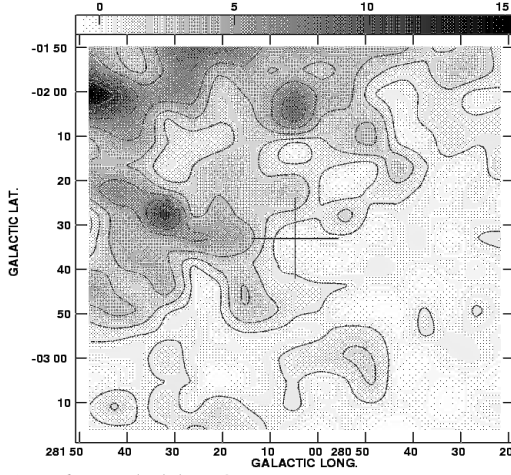
En las figuras 34a y 34b se muestran las imágenes integradas en densidad de columna en el rango de velocidad -7 a -4 km/seg. La forma de cavidad de la estructura está mejor resuelta en la imagen promedio obtenida a partir de las observaciones con mejor muestreo espacial (figura 34b). Esta componente molecular parece estar formada por dos estructuras, indicadas en la figura 34a

como 'A' y 'B'. La componente 'B', se encuentra claramente definida en el rango de velocidades antes mencionado, mientras que la componente 'A' abarca un rango aun más extenso. Los datos disponibles no permitieron afirmar si esta última está físicamente ligada a la estrella.

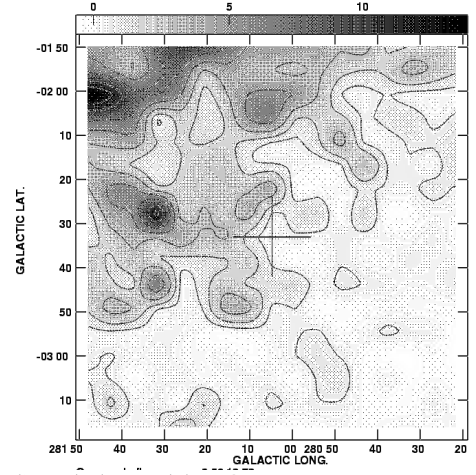
De la misma manera que para WR 14, se calcularon las posibles direcciones del movimiento estelar. A partir de los datos obtenidos del catálogo Tycho para WR 16 ($\mu_\alpha = -13.4 \pm 1.6$ milisegundos de arco/año y $\mu_\delta = 4.1 \pm 2.1$ milisegundos de arco/año), y con el procedimiento explicado anteriormente, se obtuvieron los siguientes valores extremos (de acuerdo al error) para los movimientos propios en coordenadas galácticas (en milisegundos de arco/año): $(\mu_l, \mu_b)_1 = (-13.1, -2.5)$, $(\mu_l, \mu_b)_2 = (-10.4, -5.7)$, $(\mu_l, \mu_b)_3 = (-15.5, -4.5)$ y $(\mu_l, \mu_b)_4 = (-13, -7.7)$. Las direcciones máximas de movimiento están indicadas por las flechas en la figura 34b. Puede verse que el movimiento propio apunta en la dirección en la que la cavidad se encuentra abierta. El valor calculado para la velocidad tangencial es bastante alto ($V_t = 157 \pm 19$ km/seg) lo cual significa que en el tiempo en el que una BI tarda en crearse (según los modelos) la estrella se habría desplazado demasiado de su posición original. Esto nos llevó a pensar (suponiendo que la velocidad de la estrella en la línea de la visual es pequeña) que si esta cavidad fue originada por WR 16, la misma podría haberse formado hace relativamente poco tiempo ya que su posición es bastante cercana a la estrella. Sin embargo como veremos en la sección 4.4, la edad dinámica calculada para esta cáscara, alcanza valores que son relativamente altos para esta clase de estructura. También es posible que existiera alguna distribución irregular del material molecular al momento de la formación estelar.

Como en el caso anterior, se construyeron imágenes integradas en rangos de velocidades adyacentes a aquel en el que se detectó la presencia de gas molecular posiblemente vinculado a WR 16. Los rangos de las mismas son -10 a -8 km/seg y -3 a -1 km/seg. En el primer caso se puede ver una clara ausencia de emisión por parte de la estructura molecular antes descrita, mientras que en el segundo caso existe una pequeña contribución de la componente identificada como 'A' (ver figuras 35a y 35b).

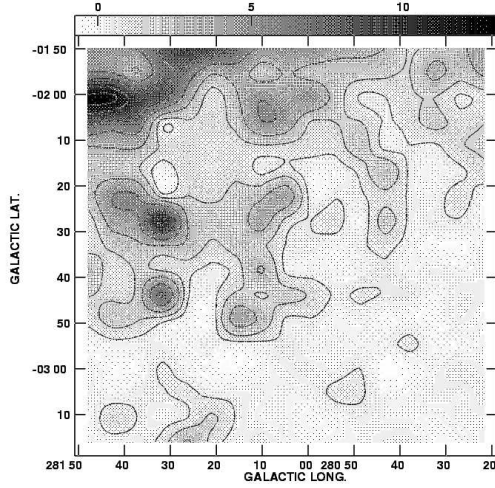
a) -7 a -6.5 km/seg



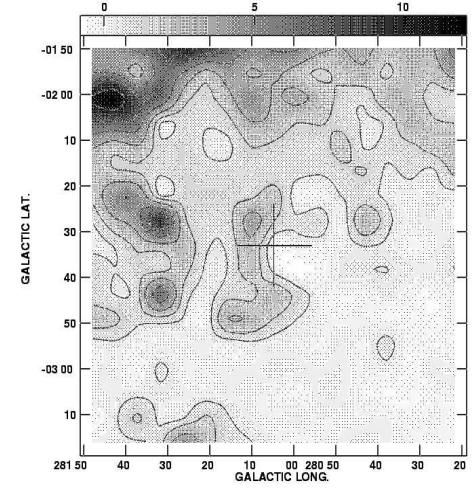
b) -6.5 a -6 km/seg



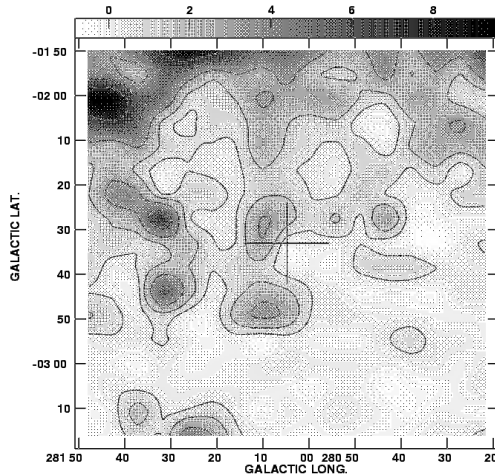
c) -6 a -5.5 km/seg



d) -5.5 a -5 km/seg



e) -5 a -4.5 km/seg



f) -4.5 a -4 km/seg

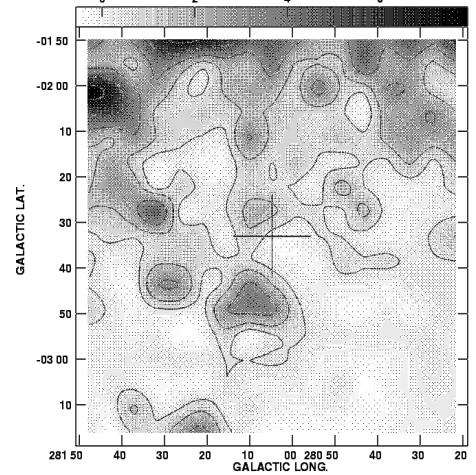


Figura 33: Imágenes de la distribución de CO en WR 16, en intervalos de 0.5 km/seg (Figuras a) a la f)). Las líneas de contornos indican 0.5, 1.5, 3, 5, 7, 10 y 12 K/km/seg, las cuales representan 3, 9, 18, 30, 42, 60 y 71 σ respectivamente. La posición de la estrella está indicada por una cruz. Los rangos de velocidades se encuentran en la parte superior izquierda de cada figura.

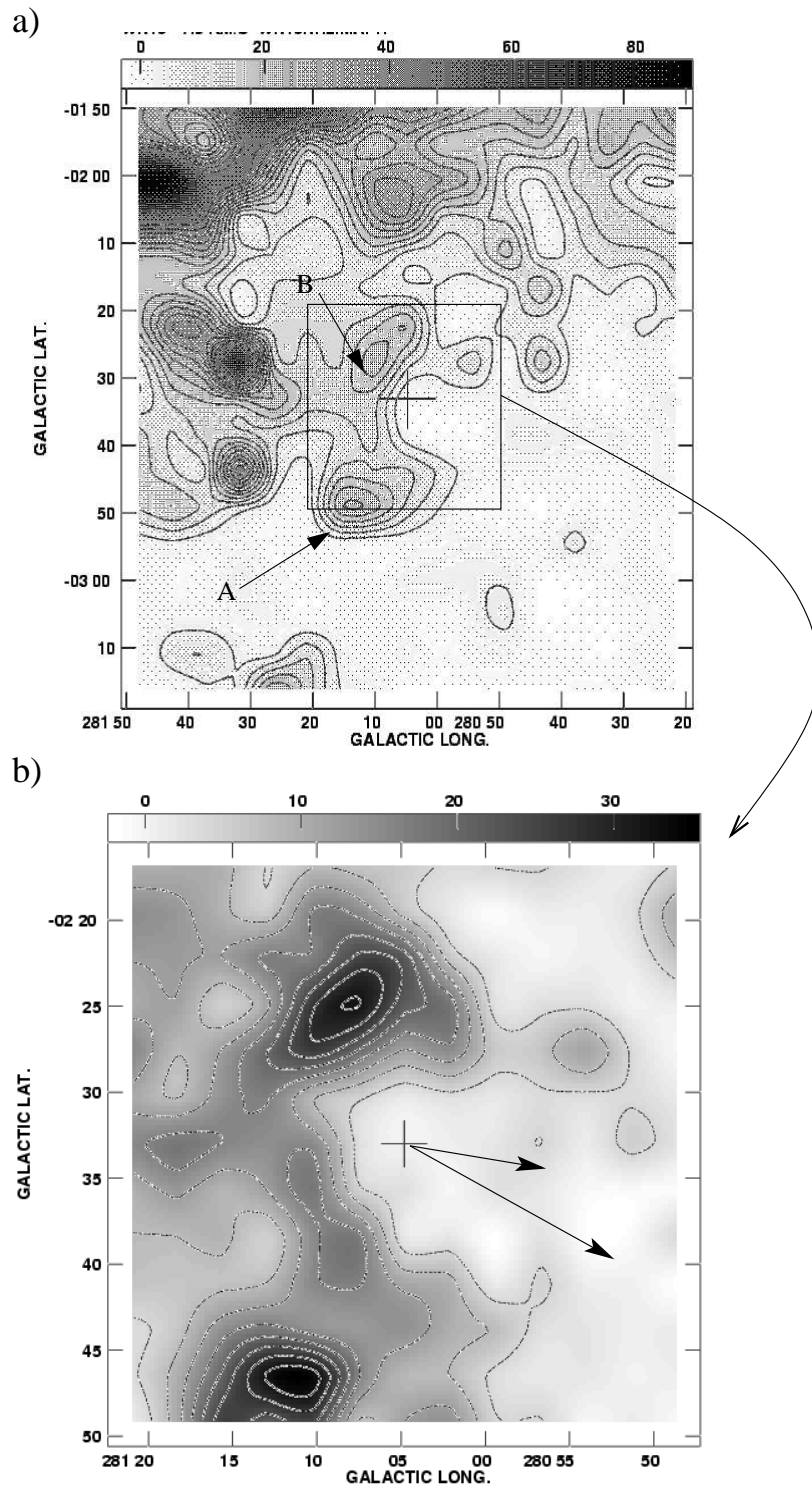


Figura 34: a) Imagen integrada de densidad de columna en los alrededores de WR 16. Las líneas de contorno indicadas van de 4 a 44×10^{20} mol/cm² con un paso de 4×10^{20} mol/cm². La posición de la estrella está indicada con la cruz. Figura 34: b) Imagen integrada de densidad de columna tomada con las observaciones de mejor muestreo espacial. Las flechas indican las posibles direcciones de movimiento estelar (ver texto).

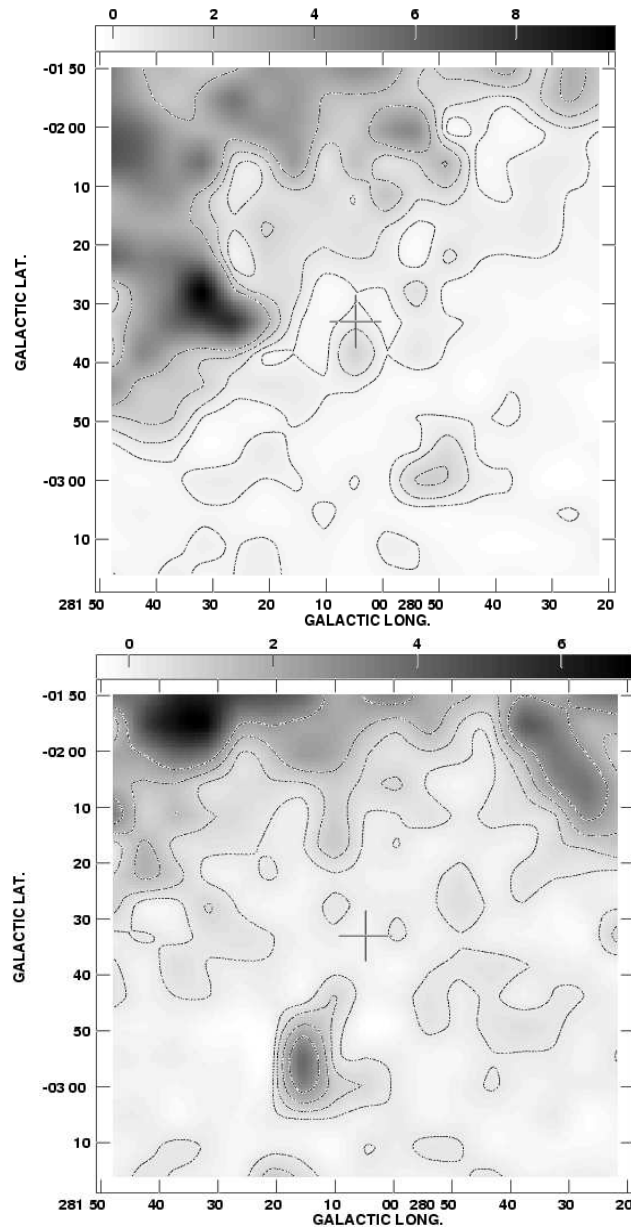


Figura 35: a) Imagen integrada en el rango de velocidad -10 a -8 km/seg. Figura 35: b) Imagen integrada en el rango de velocidad -3 a -1 km/seg. Las líneas de contornos representan los mismos niveles de temperaturas (cantidad de veces σ) que en la figura 33. La posición de la estrella está indicada con la cruz.

Prestaremos atención ahora a la masa de material molecular de la estructura encontrada. Como se mencionó en el capítulo anterior, Marston et al. (1999) observaron una región de $20' \times 14'$ centrada en la posición de la estrella; debido al pequeño campo observado, los autores pudieron estudiar con gran detalle sólo el material molecular cercano a la estrella, lo que devino en un cálculo por defecto de la masa total de la estructura. Es decir que Marston

sólo observó una pequeña parte de una estructura mayor, lo que lo llevó a conclusiones erróneas. En nuestro trabajo la región observada fue aproximadamente cuatro veces superior, lo que nos permitió analizar en mejor forma la emisión global en el área (ver figura 36). Como veremos en la sección 4.4, la masa calculada del material molecular asociada a WR 16 es de $\sim 4500M_{\odot}$, con lo cual resulta imposible suponer para ésta un origen estelar. Esta comparación es un buen ejemplo de lo erróneo que puede resultar hacer observaciones con una gran resolución angular a expensas de perder campo de observación, cuando se intenta estudiar BI en la Vía Láctea.

En la figura 36 se hace una comparación entre la región observada por Marston, y la región observada en nuestro trabajo. De esta comparación puede apreciarse la importancia que adquiere en esta clase de estudios la observación de una zona extensa alrededor del objeto a ser estudiado.

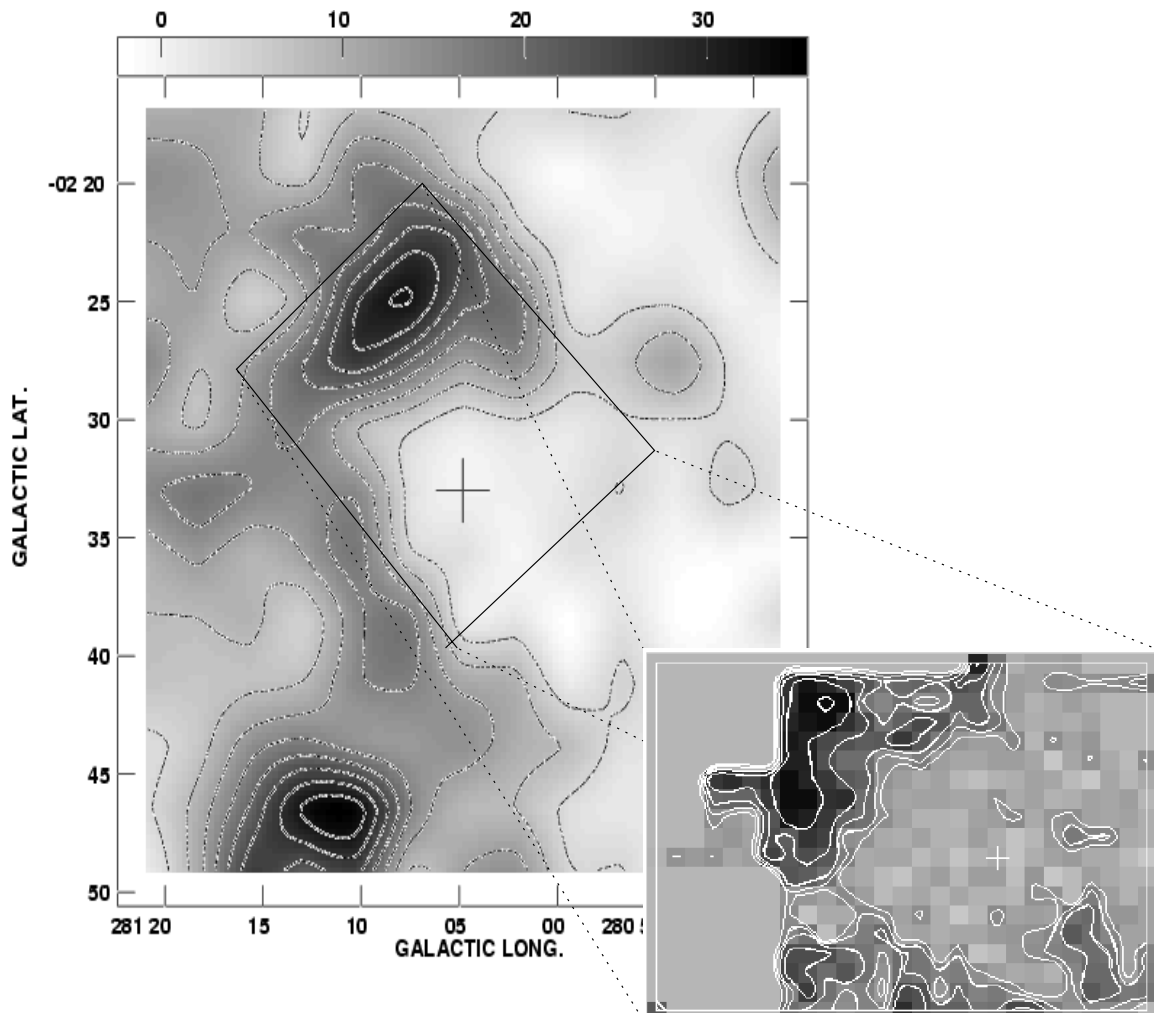


Figura 36: Comparación entre la zona observada en nuestro trabajo (arriba a la izquierda) con la zona observada por Marston et al., (1999) (abajo a la derecha)

4.2.3 Bases de datos a otras frecuencias

Al igual que para WR 14, no se pudo encontrar en las bases de datos analizadas, evidencia alguna del material ionizado alrededor de la estrella. En contraste, las imágenes en IR de alta resolución tomadas por IRAS, ponen en evidencia una posible interacción entre los vientos de la estrella y el polvo circundante, debido a la presencia de una conspicua y simétrica cáscara observada en $60 \mu m$ alrededor de WR 16. La cáscara IR correlaciona muy bien con la emisión en H_α (ver figuras 31 y 37). Además, hay buena correspondencia morfológica entre la cáscara IR y el borde interno de la estructura de CO. El espesor de este anillo indica que la mayoría de los fotones UV que calientan el polvo no penetran demasiado en el gas molecular ya que este resulta ópticamente grueso a la radiación UV. Es muy probable que una cantidad mayor de polvo 'frío' esté distribuido dentro del gas molecular, lo que lleva a emisiones con $\lambda > 60 \mu m$. Esta cáscara fue descubierta por Marston et al. (1999)

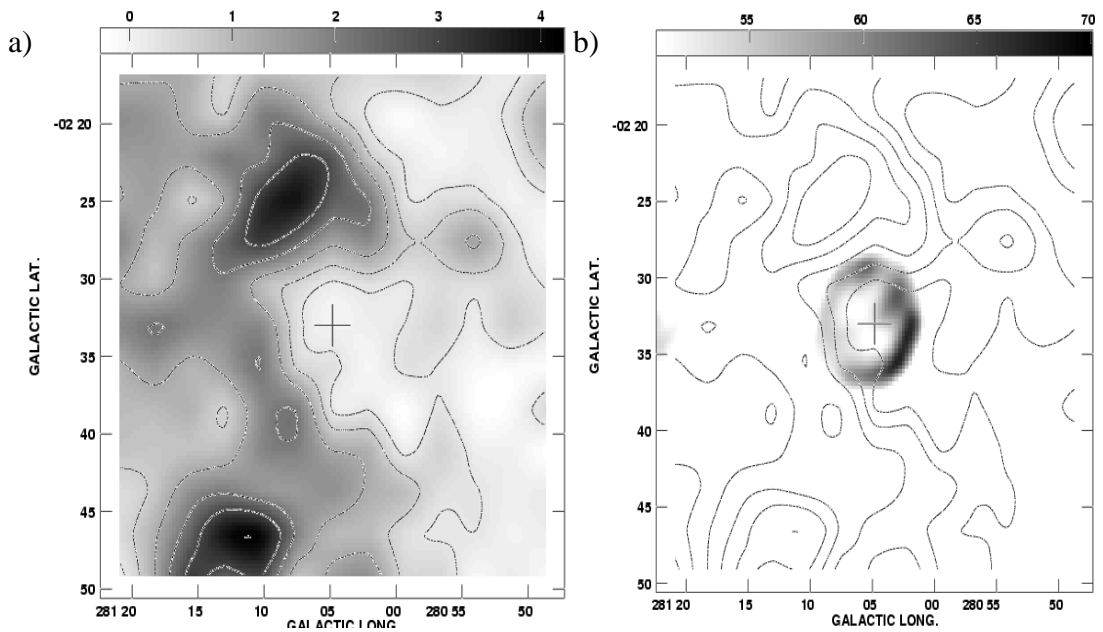


Figura 37: a) Distribución de la emisión de CO en Temperatura de antena obtenida en nuestro trabajo. Las líneas de contornos indican 0.2, 0.65, 1.25, 2.1, 3, 4.2, y 5 K/km/seg las cuales representan 3, 9, 18, 30, 42, 60 y 71σ , respectivamente. Figura 37: b) Superposición de la imagen de CO (líneas de contornos) con la imagen IRAS de $60 \mu m$ (tonos de grises) donde se puede ver la cáscara de polvo que rodea a la estrella. La posición de WR 16 está indicada con la cruz.

4.2.4 Conclusiones

Nuestras observaciones muestran la existencia de una cáscara de material molecular rodeando parcialmente a la estrella WR 16; la ubicación y proximidad de esta última con respecto a la estrella parecen indicar una asociación física entre ellas. De ser así, nuestro análisis del movimiento propio y velocidad tangencial de la estrella sugieren que la estructura molecular formada alrededor de WR 16 sería relativamente joven, en contraste con la edad dinámica encontrada para la misma (8×10^6 años).

En este caso también, encontramos una clara interacción entre la radiación proveniente de la estrella y el polvo interestelar circundante, debido a la presencia de una conspicua cáscara en emisión IR, cuya morfología se corresponde bastante bien con la distribución de CO observada.

4.3 WR 103

4.3.1 Trabajos anteriores realizados en la zona

Williams, van der Hucht & The (1987), realizaron fotometría IR sobre 41 estrellas WR, de las cuales 21 (WR 103 entre ellas) presentaban emisión debido al polvo circumestelar. Este efecto fue atribuido por los autores a la presencia de cáscaras de polvo las cuales fueron modeladas suponiendo simetría esférica y una dependencia de la densidad con la distancia a la estrella de la forma r^{-2} . En la Tabla 1 se muestran algunos de los parámetros derivados por los autores para la supuesta cáscara de polvo alrededor de WR 103.

F_{cas} ($10^{-12} W m^{-2}$)	R_{int} (R_{\star})	T_{int} (K)	ρ_{int} ($10^{-21} g cm^{-3}$)	M_{polvo} ($10^{-8} M_{\odot}$)	\dot{M}_{polvo} ($10^{-9} M_{\odot} yr^{-1}$)
2.1	220	1520	4.0	1.7	5.2

Tabla 1: Principales parámetros derivados por Williams et al. (1987) para la cáscara alrededor de WR 103.

En esta Tabla se listan: el flujo bolométrico de la cáscara (F_{cas}), el radio interno de la misma en unidades del radio estelar (R_{int}), la temperatura (T_{int}) y densidad (ρ_{int}) del borde interior de la cáscara, la masa de polvo de la misma (M_{polvo}) y la tasa de acreción de polvo sobre el borde interno (\dot{M}_{polvo}).

Las densidades del viento a distancias cercanas a los radios internos de polvo encontradas por estos autores, aseguran un eficiente acoplamiento entre el viento y el polvo. Esto permitiría que el polvo circumestelar pueda ser transportado por el viento para ser luego acumulado sobre la superficie interna de la cáscara.

Venn et al. (1998), investigaron los ocasionales eclipses con posteriores enrojecimientos observados en WR 121, WR 103 y WR 113. Dichos autores concluyeron que los eclipses mencionados se producen por la presencia ocasional de condensaciones de nubes de polvo a lo largo de la línea de la visual a distancias de entre 10 y 100 radios estelares. Estos investigadores concluyeron también que el tamaño de los granos de polvo y la tasa de condensación de los mismos se incrementa a medida que disminuye la distancia a la estrella.

4.3.2 Estructuras de CO posiblemente relacionadas con la estrella

De la misma manera que en los casos anteriores, se realizó sobre el cubo de datos de WR 103 un examen preliminar del CO. El mismo indicó que el rango de velocidades donde la emisión de CO es detectable es aproximadamente de 0 a 10 km/seg. En la figura 38 se muestra un perfil de CO centrado en la posición de la estrella $(l,b)=(358^{\circ}.4, -4^{\circ}.8)$, y que cubre el área total de observación $(86'.40 \times 86'.40)$. El perfil está dado en Temperatura de antena vs. velocidad

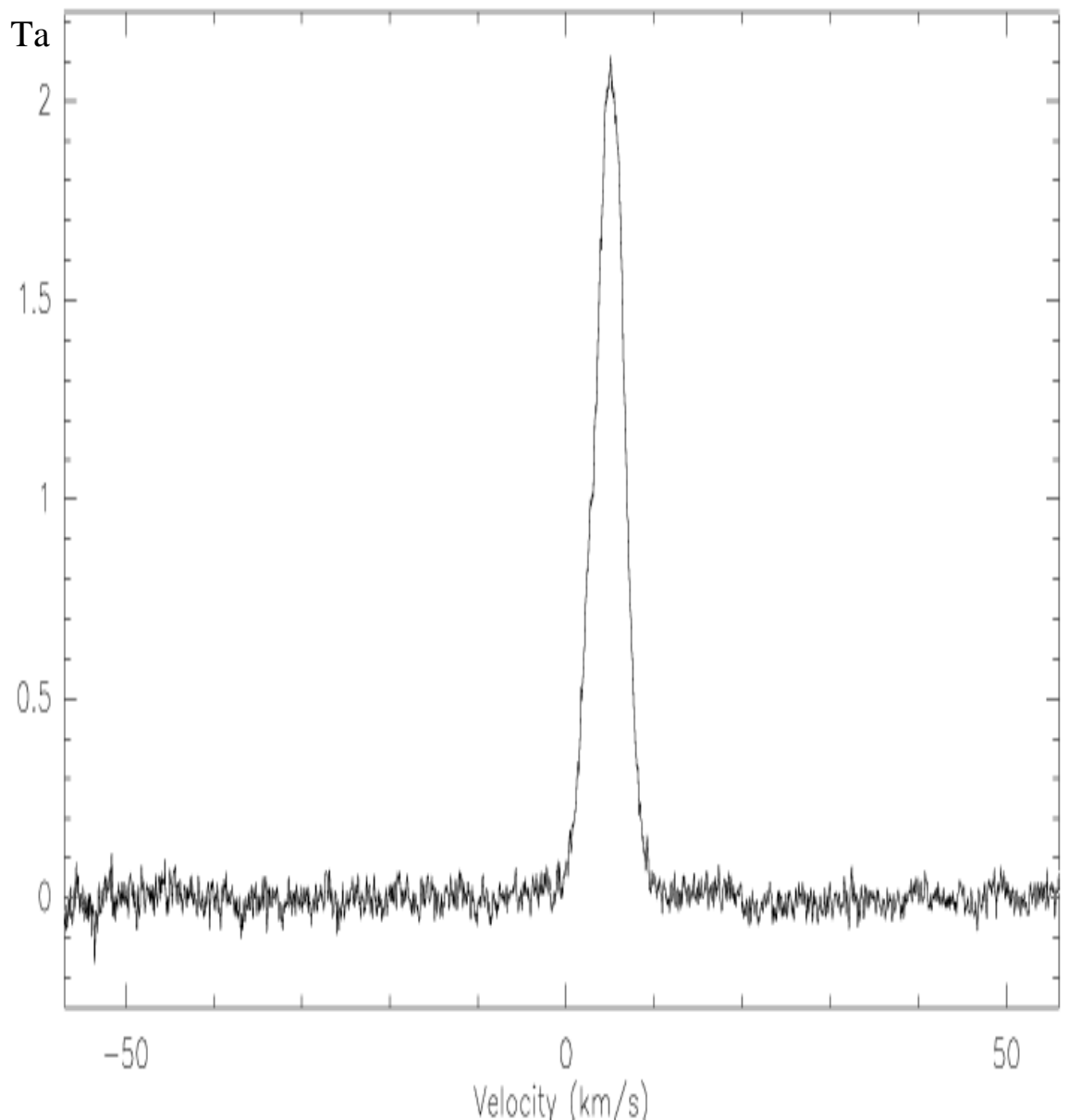


Figura 38: Perfil de CO promedio próximo a WR 103. Puede distinguirse una marcada emisión entre 0 y 10 km/seg.

En este caso, los análisis realizados sobre las imágenes promedio cada 1 y 0.5 km/seg en el rango total de velocidad mencionado anteriormente, muestran que al igual que en el caso de WR 16, WR 103 también parece estar rodeada en forma incompleta por dos estructuras moleculares. Las velocidades radiales de las mismas estarían entre 4 y 8 km/seg (ver figura 39). Estas estructuras se identifican en la imagen promedio en densidad columnal como 'A' y 'B' (ver figura 40). Las masas de estas componentes se calcularon por separado y sus valores se encuentran en la Tabla 2. Si bien la estrella se encuentra cerca de un mínimo en la distribución de CO, su posición exacta parece estar sobre el borde interno de la estructura 'A'.

También se confeccionaron imágenes integradas fuera del rango de velocidades en el que podría encontrarse la estructura posiblemente vinculada a la estrella WR, con el fin de corroborar la exacta acotación del mismo. Los intervalos de velocidad elegidos fueron 1 a 3 km/seg y 9 a 11 km/seg. Estas imágenes pueden verse en las figuras 41a y 41b. En las dos imágenes puede apreciarse que la estructura de cáscara ya no es evidente, pero existen algunas pequeñas contribuciones de la misma. En la primera puede verse debajo de la estrella una pequeña estructura que tal vez sea el resultado de la contribución de la componente identificada anteriormente como 'B', mientras que en la segunda no se detecta ninguna emisión importante que pueda estar asociada a la cáscara.

A partir de los movimientos propios de la estrella obtenidos del catálogo Tycho ($\mu_\alpha = -0.1 \pm 2.3$, $\mu_\delta = -3.3 \pm 1.9$), se obtuvieron los siguientes valores máximos (de acuerdo al error) en coordenadas galácticas: $(\mu_l, \mu_b)_1 = (-0.1, -2.6)$, $(\mu_l, \mu_b)_2 = (-3.4, -4.4)$, $(\mu_l, \mu_b)_3 = (-2.4, 1.4)$, $(\mu_l, \mu_b)_4 = (-5.6, -0.5)$, todos ellos en unidades de mas/año. Las direcciones extremas de WR 103 pueden verse en la figura 40 como flechas que se originan en la posición de la estrella. La dirección de movimiento estelar está de acuerdo con la morfología de la estructura A. Considerando una distancia a la estrella de 2.2 kpc, se obtuvo una velocidad tangencial $V_t = 34 \pm 20$ km/seg con lo cual la velocidad espacial podría ser suficientemente elevada como para originar una estructura en forma de arco ("bow shock").

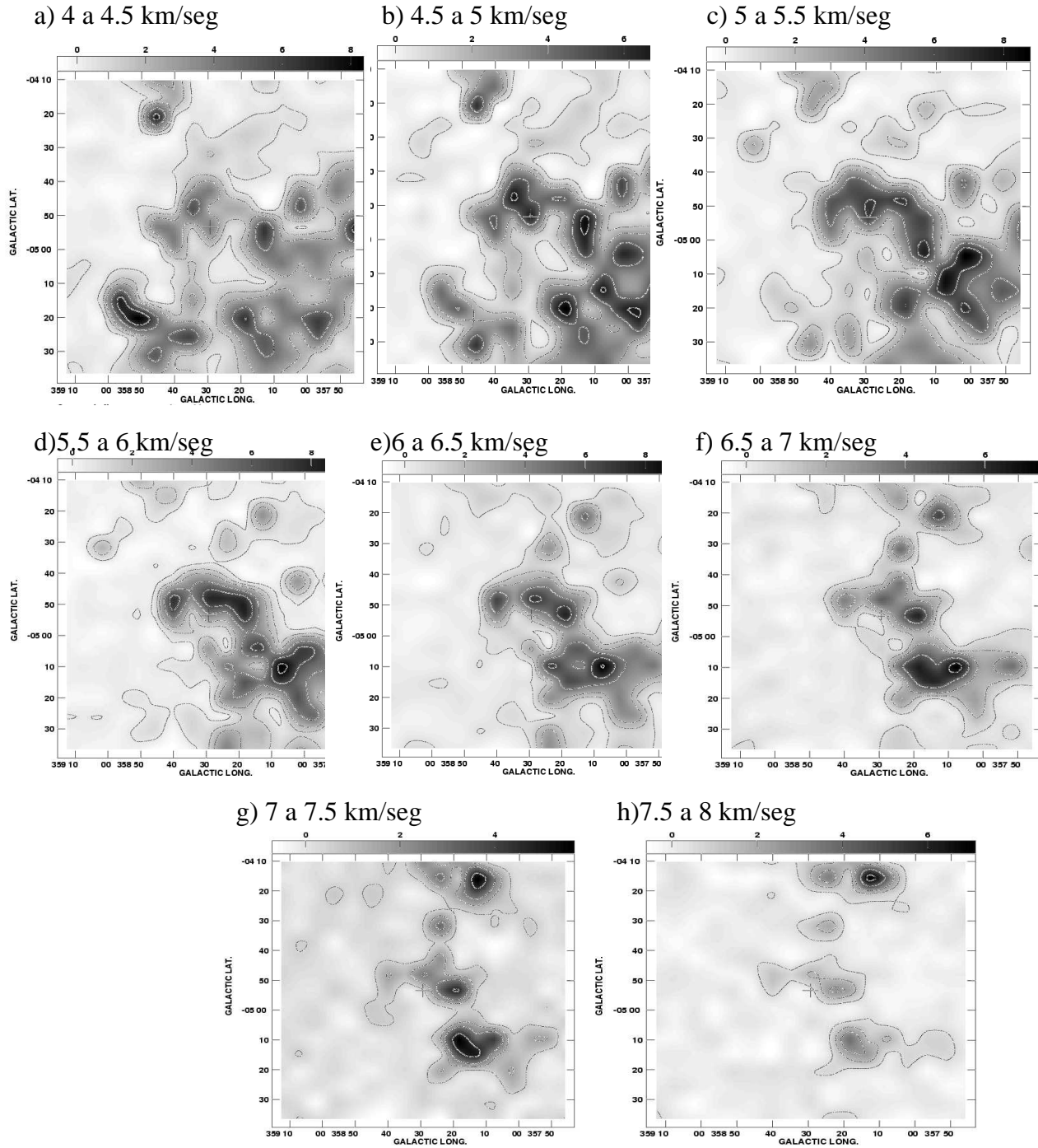


Figura 39: Imágenes de la distribución de CO en WR 103, en intervalos de 0.5 km/seg (Figuras a a la h). La posición de la estrella está indicada por una cruz. Las líneas de contornos indican 0.5, 1.5, 2.5, 4.5, 6.5, 9 y 11 K/km/seg las cuales representan 3, 9, 18, 30, 42, 60 y 71σ . Los rangos de velocidades se encuentran en la parte superior izquierda de cada figura.

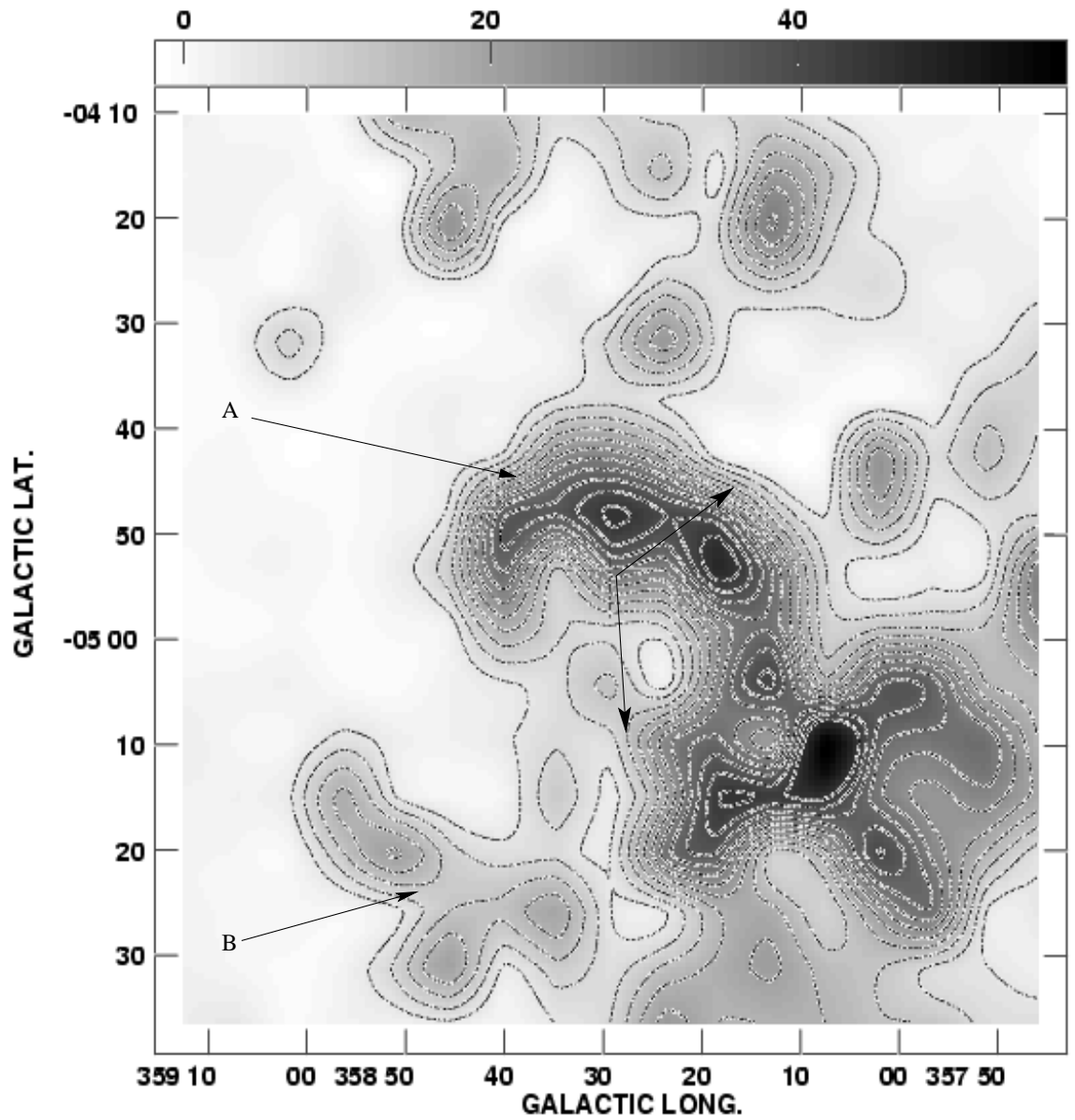


Figura 40: Imagen integrada de densidad de columna en los alrededores de WR 103. Las líneas de contorno indicadas van de 4 a $44 \times 10^{20} \text{ mol/cm}^2$ con un paso de $4 \times 10^{20} \text{ mol/cm}^2$. La posición de la estrella está indicada con la cruz. Las flechas indican las posibles direcciones del movimiento estelar de acuerdo al error.

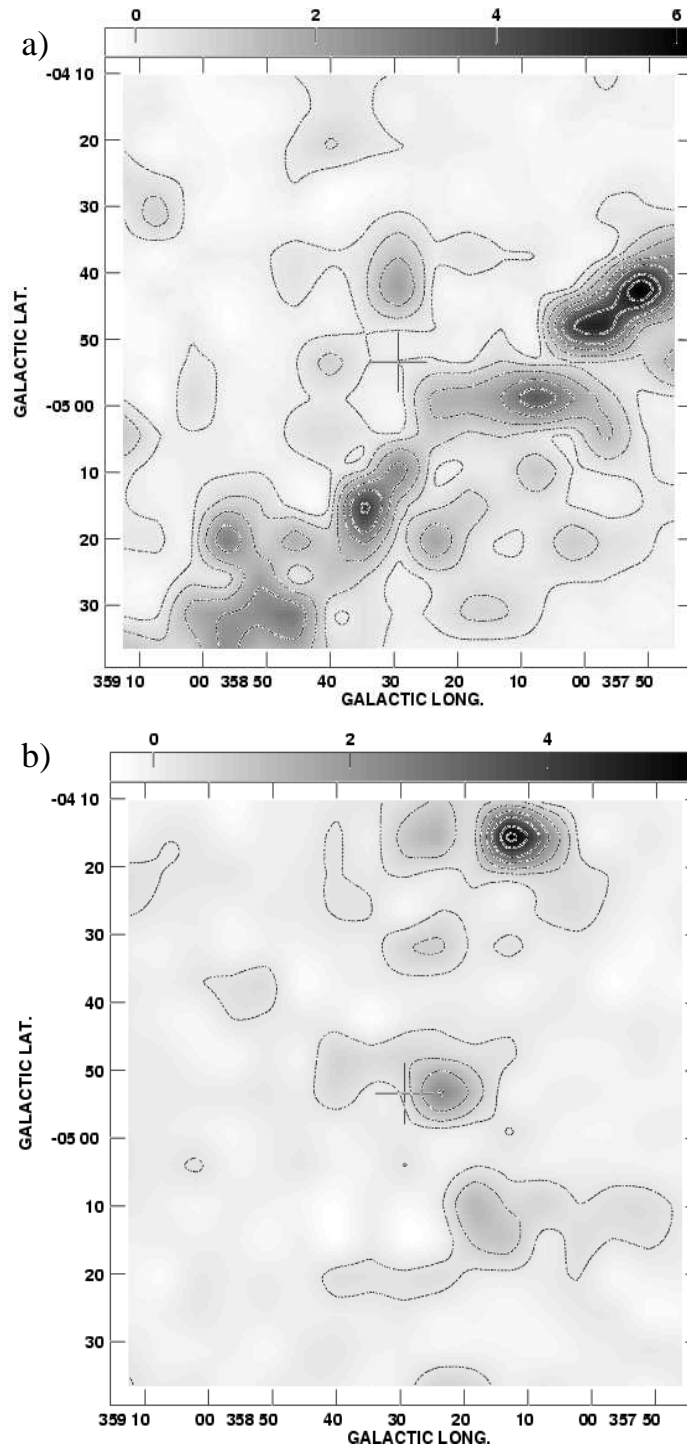


Figura 41: a) Imágenes integradas en el rango de velocidad 1 a 3 km/seg. Figura 41: b) Imágenes integradas en el rango de velocidad 8 a 10 km/seg. Las líneas de contornos representan los mismos niveles de temperaturas (cantidad de veces σ) que en la figura 39. La posición de WR 103 está indicada con la cruz.

4.3.3 Bases de datos a otras frecuencias

Al igual que en WR 14 y WR 16, las evidencias de formación de nebulosas anillo en el rango óptico tuvieron resultados negativos. Sin embargo, pudimos verificar la presencia de material ionizado en la zona. El mismo podría estar vinculado a WR 103.

En la figura 42a, se muestra una comparación entre la imagen de H_α (SHASSA) y la distribución de CO obtenida en nuestro trabajo. Existe una notable correspondencia morfológica entre los bordes exteriores de la componente óptica y los bordes interiores de la componente molecular lo que hace suponer que el material ionizado pudo formarse por efecto de la fotodisociación producida por la intensa emisión de fotones UV provenientes de WR 103. Si este fuera el caso, es decir si el material ionizado observado estuviera efectivamente asociado a WR 103, debería ser distinguible sobre el mismo algún efecto de los intensos vientos provenientes de la estrella excitatriz. Sin embargo la distribución de la emisión de H_α a lo largo de un segmento que corta el centro de la misma (figura 42b) muestra que ésta no posee una clara evidencia en favor de la presencia de un mínimo en la emisión de H_α en las cercanías de WR 103. Algunas de las causas por las cuales una cavidad podría no ser detectada dentro de la región ionizada son:

- La cavidad se encuentra enmascarada en el ruido de la imagen.
- La resolución del instrumento utilizado no es la apropiada.

Considerando esto, se realizó sobre esta imagen, un análisis teórico-estadístico para determinar la asociación entre la región ionizada observada con WR 103 (ver Anexo).

Los resultados de este análisis parecen indicar que la región ionizada observada en los alrededores de WR 103 en la imagen de H_α no está relacionada con la estrella. Sin embargo, en vista de las similitudes morfológicas mencionadas anteriormente no se puede descartar por completo una posible asociación entre ellas.

Análisis de los mapas IRAS en 60 y 100 μm , muestran que aunque la estrella parece estar en un mínimo de emisión IR, la misma es bastante irregular y no guarda relación morfológica con la distribución de gas molecular. (ver figura 43).

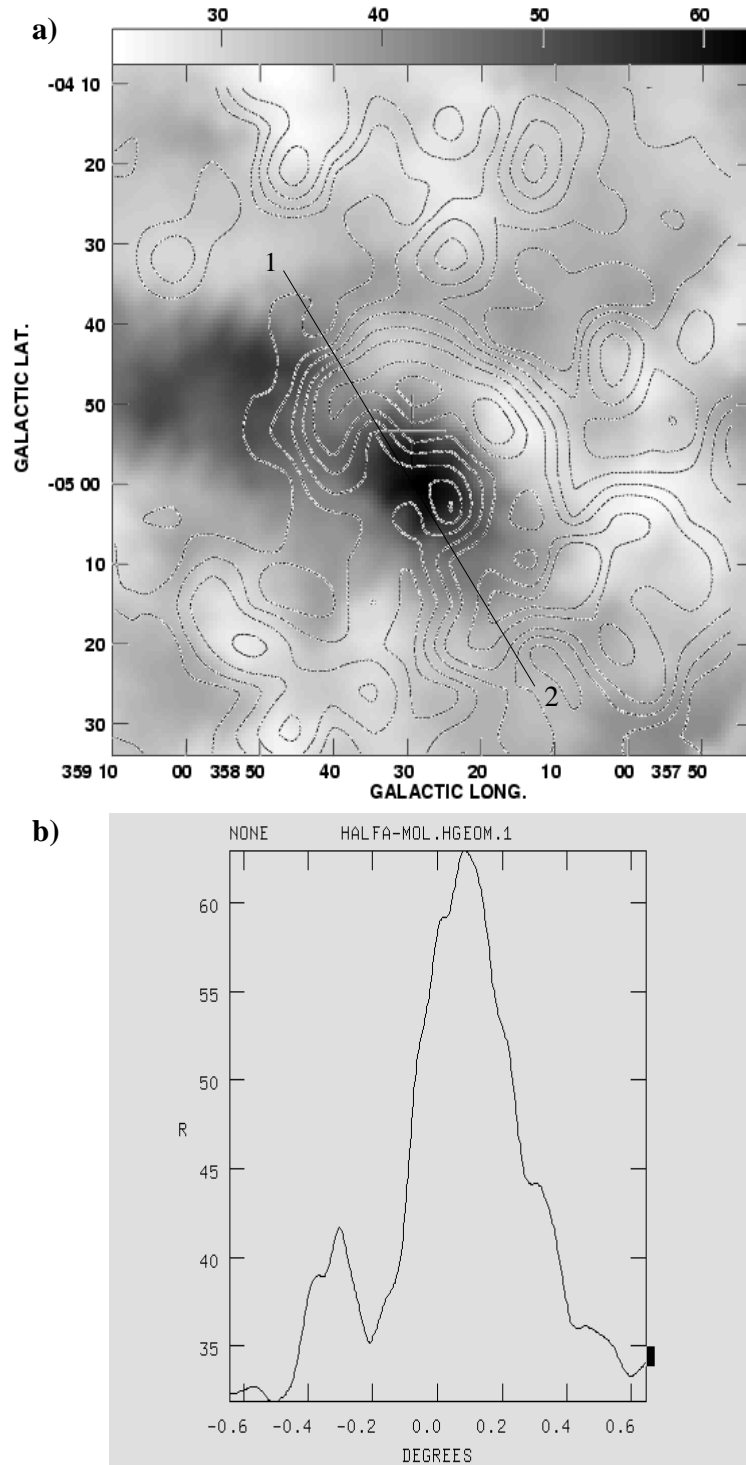


Figura 42: a) Superposición de la imagen de H_{α} (tonos de grises) con la imagen integrada de CO de nuestro trabajo (contornos) en los alrededores de WR 103. Figura 42: b) Gráfico de Temperatura vs. una distancia angular, realizado sobre la imagen de la emisión H_{α} en el segmento indicado en la figura 42a, que se extiende desde el punto $(l, b)_1 = (358^{\circ}.56, -4^{\circ}.77)$ al punto $(l, b)_2 = (358^{\circ}.20, -5^{\circ}.2)$

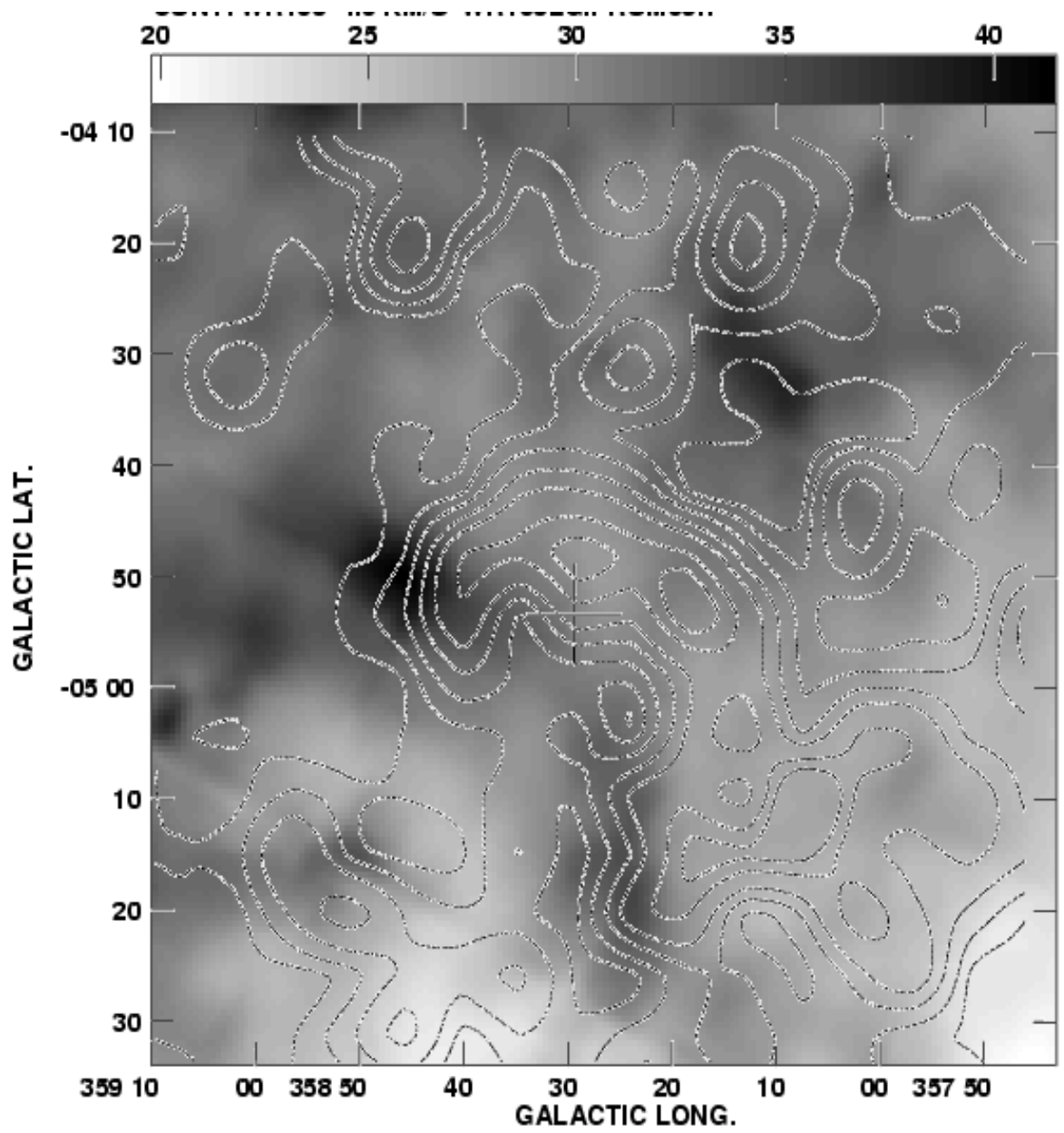


Figura 43: Imagen IRAS de $60 \mu m$ (escala de grises), superpuesta con la emisión de CO de nuestro trabajo (líneas de contornos). La línea de contorno inferior corresponde a un nivel de 3σ

4.3.4 Conclusiones

La cáscara molecular observada en las cercanías de WR 103 podría encontrarse vinculada con WR 103. No podemos afirmar que la estructura identificada como B sea parte de dicha cáscara.

Tampoco podemos afirmar que el material ionizado observado en los alrededores de WR 103 sea el producto de la fotodisociación de la cáscara de material molecular observada. La distribución de la emisión IR no parece indicar una correspondencia espacial entre el polvo interestelar y el material molecular.

4.4 Principales parámetros calculados para las nubes moleculares posiblemente vinculadas a las estrellas Wolf-Rayet WR 14, WR 16 y WR 103.

Teniendo en cuenta las consideraciones mencionadas en el Capítulo 2, se calcularon algunos de los parámetros más importantes de las estructuras moleculares asociadas a las estrellas. En la siguiente tabla se presentan los resultados obtenidos.

Objeto	WR 14		WR 16	WR 103
	estructura A	estructura C ^(†)		
Centro (l,b)	267.91 -1.45	267.77 -1.77	281.0 -2.6	358.4 -4.9
Radio interno(pc)	8	–	4.3	2.1
Radio externo(pc)	15	–	6.9	12.8
Ext. en vel.(km/seg)	3	3	3	4
Vel. de exp.(km/seg)	1.5	1.5	1.5	2
Vel. sist. (km/seg)	3.5	3.5	-5.5	6
Masa de H_2 (M_\odot)	2300	9200	4500	A: 6300 B: 1000
Densidad (mol/cm ³)	~ 5	–	180	A: 490 B: ~ 6
Edad dinámica (años)	5.2×10^6	–	8×10^6	0.6×10^6

Tabla 2: Principales parámetros determinados para las estructuras moleculares alrededor de WR 14, WR 16 y WR 103

(†) En el caso de la estructura C, la morfología extremadamente irregular de la misma, hizo que sea imposible determinar algún radio, así como una geometría con la cual estimar la densidad.

5 Resumen y conclusiones generales

A partir de la observación de la línea $J = 1 \rightarrow 0$ de CO, fue posible obtener y estudiar la distribución del material molecular en los alrededores de las estrellas WR 14 WR 16 y WR 103. Con el fin de buscar otras evidencias de la interacción entre los vientos estelares y el MIE, se analizaron estas regiones a través de imágenes y bases de datos públicos en la red y los resultados se detallan a continuación:

1. En el caso de WR 16 y WR 103, la estrella se encuentra en un mínimo (o cerca del mismo) de emisión de CO, rodeada en forma incompleta por una estructura (cáscara en emisión de material molecular). La morfología de éstas puede deberse a irregularidades o gradientes de densidad en la nube molecular inicial donde se formó la estrella. No es muy probable que se deba a anisotropías en la luminosidad (L_w) de la estrella ya que este fenómeno provocaría más que una cáscara incompleta, una cáscara deformada o elongada. Cabe considerar también los efectos producidos por las velocidades espaciales. Es sabido que las estrellas con elevada velocidad espacial ($v > 50$ km/seg) pueden provocar en el MIE las estructuras conocidas como “bow shocks” (Weaver et al. 1977). De acuerdo a los movimientos propios observados, esta posibilidad podría ser válida para WR 103, ya que su velocidad tangencial (34 ± 20 km/seg) establece un límite inferior para la velocidad espacial ($V_{esp} = (V_{tan}^2 + V_{rad}^2)^{1/2}$). WR 16 en cambio, tiene una elevada velocidad espacial ($V_{tan} = 160 \pm 20$ km/seg), pero sus probables direcciones de movimiento no concuerdan con la morfología de la estructura molecular. La presencia de campos magnéticos puede influir también en la distribución del MIE, pero la falta de datos al respecto, nos impide llegar a alguna conclusión.

Para WR 14 en cambio, la estrella se ubica casi en el borde, dentro de la cáscara que rodea al mínimo en emisión de la cavidad identificada como C. La morfología de ésta es muy irregular y por lo visto parece ser sólo una pequeña parte de una estructura mayor. Existe una cavidad más pequeña (identificada como A), que podría estar también relacionada a la estrella.

2. Si suponemos para las cáscaras moleculares encontradas alrededor de las estrellas estudiadas, una evolución similar a las establecidas por los modelos teóricos de BI, las velocidades de expansión calculadas para éstas son inferiores a los 2 km/seg. Estos valores son menores que las velocidades típicas encontradas en HI para las BI (8-10 km/seg) lo cual lleva a que las edades dinámicas derivadas del CO sean muy altas. Esto significaría que en la formación de las mismas podría haber participado algún estadio de la estrella previo a la fase WR (fase O), pero en vista de

la poca confiabilidad de las velocidades de expansión derivadas a partir del CO, esta conclusión debe ser tomada con cierto cuidado.

3. Las masas calculadas para estas estructuras ($> 4000M_{\odot}$), hacen suponer que el origen de las mismas (al menos en su mayor parte) es interestelar.
4. En el continuo de radio, en ningún caso se observó estructura alguna que se asemejara a una cáscara en emisión que pudiera encontrarse asociada con las estrellas. Esto podría suceder porque la cáscara barrida por los vientos estelares es muy densa y el frente de ionización queda atrapado en la misma formando una cáscara muy fina, imposible de detectar para las resoluciones empleadas.
5. Se encontraron cáscaras de polvo, visibles en 60 y 100 μm alrededor de WR 14 y WR 16. En el caso de WR 16, esta es difusa y simétrica alrededor de la posición de la estrella. Su ubicación coincide aproximadamente con el borde interno de la estructura de CO, lo cual hace suponer que la emisión es producida por los granos de polvo inmersos en el material molecular, que son calentados por los fotones UV del campo de radiación estelar y más tarde reemitidos en el IR. La cáscara alrededor de WR 14 no es tan definida y tampoco parece corresponderse con la distribución del gas molecular.

Se buscaron también evidencias de interacciones de las estrellas con el MIE en la bibliografía accesible por Internet:

- Se encontraron trabajos que hacen referencia a nebulosas anillo en la línea H_{α} alrededor de WR 14 y WR 16. Para esta última, la estructura es de múltiples anillos concéntricos claramente definidos y parecen situarse por dentro de la distribución del gas molecular, por lo que se concluye que el material ionizado se habría originado por efectos de la fotodisociación del mismo. Esta morfología parece compatible con una evolución de la estrella de gran masa en tres etapas sucesivas, cada una con vientos de distinta intensidad y densidad. En el caso de WR 14, la nebulosa óptica no parece corresponderse con la morfología ni con el tamaño observados para la estructura de gas molecular y atómico aledaños a la estrella. Cabe destacar que esta nebulosa fue clasificada como 'probable' por MYGC. Para WR 103, no se encontraron referencias bibliográficas que mencionen la posible presencia de estructuras anulares de material ionizado a su alrededor.
- En el caso de WR 14 se encontró bibliografía en la que se estudió el hidrógeno atómico en sus alrededores. Mediante ésta concluimos que los vientos estelares provenientes de WR 14 podrían haber formado una cavidad más grande que la detectada por nuestras observaciones.

6 Anexo

En el Capítulo 4 sección 3.3, se vio que la emisión en H_α alrededor de WR 103 obtenidas por el relevamiento SHASSA, parecía corresponderse bastante bien con el borde interno de la nube molecular, pero a diferencia de lo esperado, esta emisión posee un máximo en su centro, en lugar de un mínimo.

En esta sección se analizará la posibilidad de que este mínimo (si existe), esté oculto debido al ruido de la imagen y diluido por la resolución angular del instrumento utilizado. Para esto, se realizaron modelos de burbujas utilizando un programa de computación desarrollado con tal finalidad, suponiendo que la intensidad (I) es proporcional a la longitud (l) del material emisor.

Estos modelos consistían en una esfera con una parte central vacía. La parte 'llena' da lugar a la emisión general, mientras que el hueco central origina una depresión. Se consideró para estos modelos, distintos valores para el radio interno de la burbuja ($R_{int}=X (\%) R_{ext}$, con $X=5, 10, 15, 20, \dots$). El interrogante que intentó responderse con estos modelos fue: Cuál es el tamaño máximo de un hipotético mínimo central, compatible con las observaciones realizadas? En la figura 44, se muestra un esquema de los modelos confeccionados.

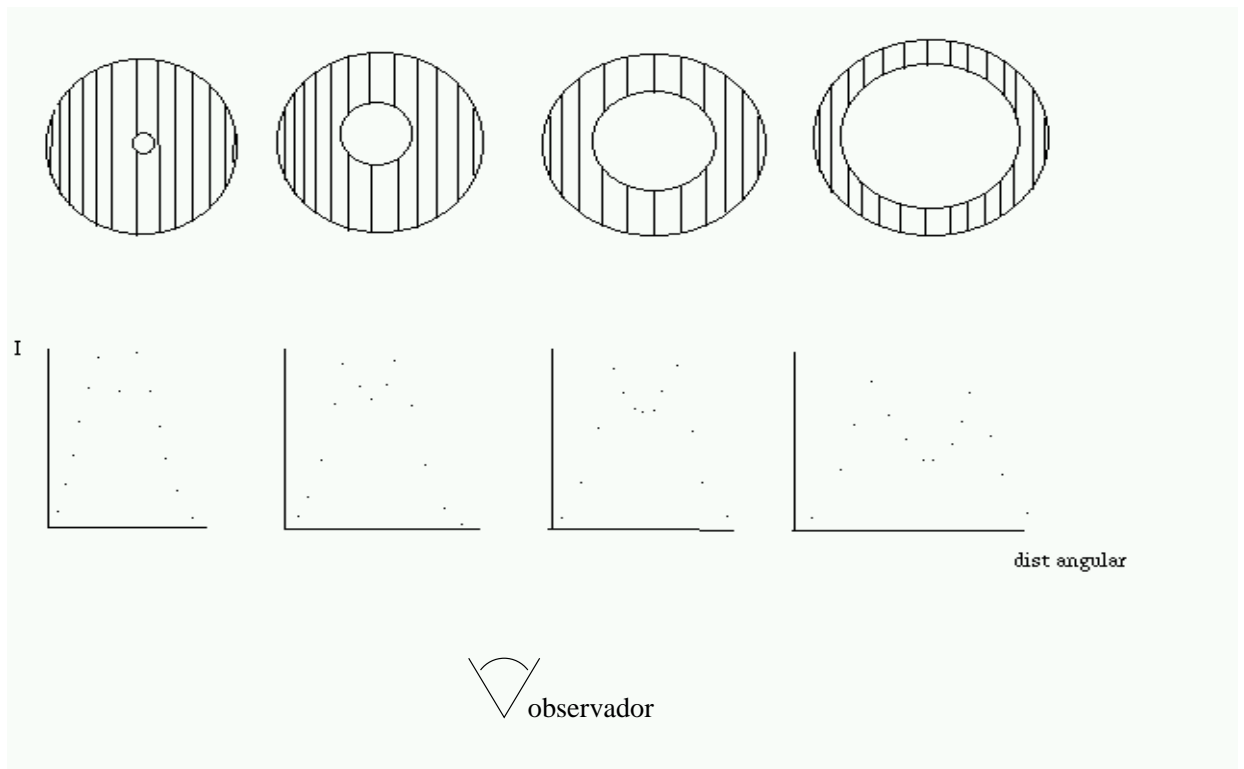
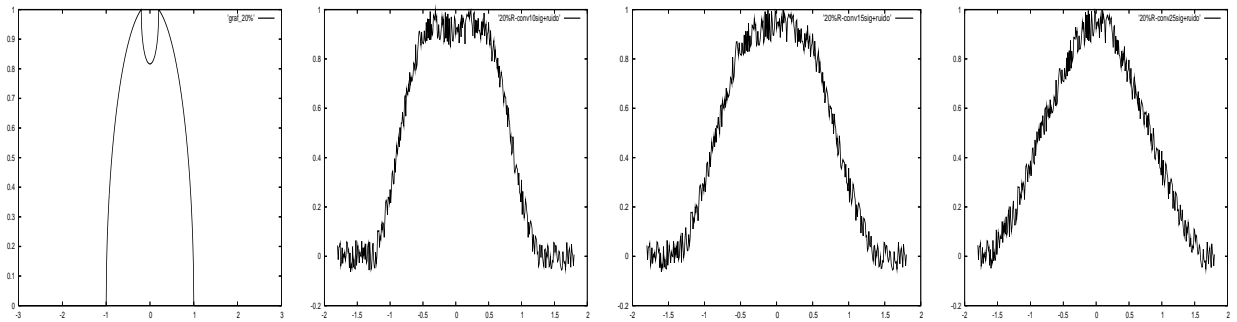


Figura 44: Esquema simplificado de los modelos realizados. En la parte superior se muestran los distintos modelos. El tamaño del hueco central va creciendo de izquierda a derecha. En los gráficos inferiores se muestran los perfiles de intensidad (I) obtenidos a partir de un corte por la zona central.

El siguiente paso consistió en la convolución de los modelos con una función que represente la respuesta angular del instrumento. Se consideró para esto una gaussiana, y el ancho de la misma (σ) se estableció considerando la resolución del instrumento utilizado ($HPBW \sim 6'$) y la separación entre los puntos del modelo. De lo anterior se desprende que existe un factor de proporcionalidad entre σ y el HPBW del instrumento que depende de los puntos empleados en el modelo; es así que el valor de σ que representa la resolución del instrumento empleado en SHASSA es $\sigma \sim 15$. Realizada la convolución, se le sumó a los gráficos el ruido correspondiente a la imagen observada ($\sim 6.3\%$ del valor máximo), mediante la adaptación de un simple programa que genera números aleatorios.

En la figura 45 se pueden ver (para distintos radios internos de la cavidad) los efectos producidos por la convolución y el ruido sobre los modelos.

Rint=20%Rext



Rint=60%Rext

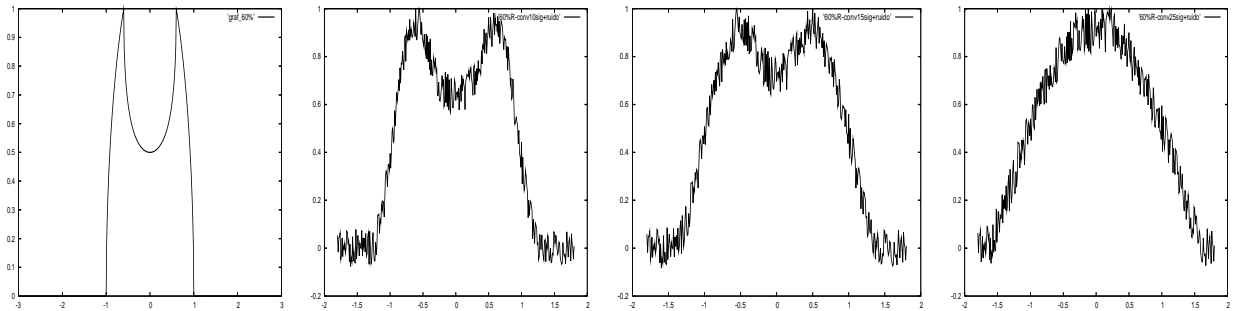


Figura 45: Modelos de burbujas confeccionados para WR 103. Los gráficos a la izquierda representan los modelos teóricos ideales ($S/N = \infty$); hacia la derecha se muestra como se modifican los mismos cuando se suma el ruido y a medida que el ancho de la gaussiana que representa la resolución del instrumento se incrementa. Se puede ver como en el modelo de burbuja con $R_{int} = 20\%R_{ext}$ (arriba) la cavidad interna se 'pierde' antes (para una mejor resolución) que en el caso del modelo $R_{int} = 60\%R_{ext}$ (abajo)

Posteriormente se definió el parametro Visibilidad como:

$$V = \frac{V_{max} - V_{min}}{V_{max} + V_{min}}$$

siendo V_{max} y V_{min} los valores de Temperaturas máximos y mínimos de la cavidad, que se calcula en cada modelo para distintos valores de σ (el valor tomado para el parámetro V es en realidad un promedio realizado sobre 100 valores calculados con distintos ruidos). Este parámetro da una idea de la caída en la intensidad producida por el hueco en la BI.

De esta manera, se grafica para los distintos modelos, V vs. σ a fin de encontrar para qué modelo, el parámetro V cae a 0 en $\sigma \sim 15$.

Los gráficos obtenidos se muestran en la figura 46.

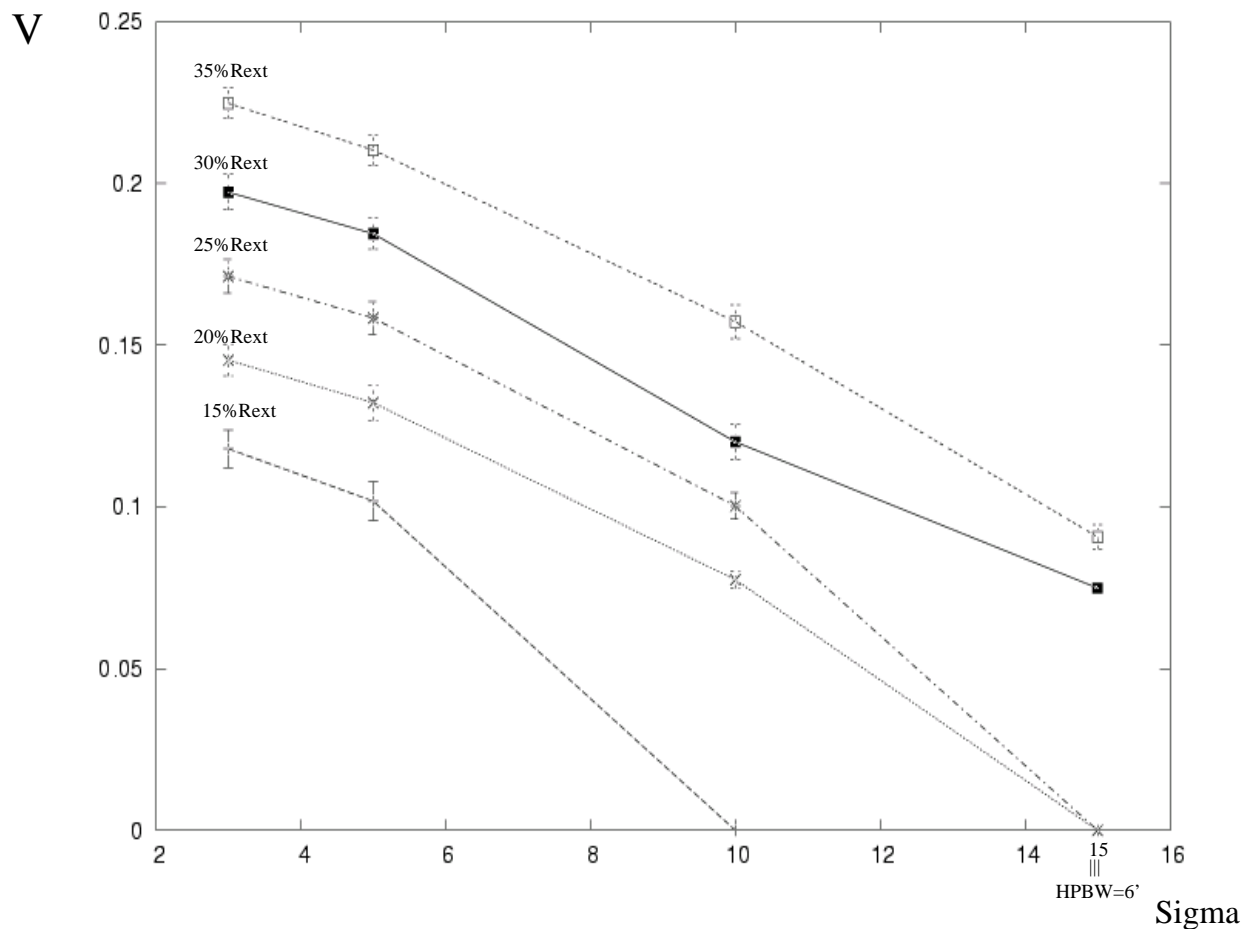


Figura 46: Variación del parámetro Visibilidad vs σ para los modelos 15, 20, 25, 30 y 35% del Radio externo de la BI.

Como puede verse, el primer modelo para el cual, V cae a 0 es $R_{int} \sim 25\% R_{ext}$, es decir, que el mínimo radio interno de la cavidad no detectable debido a efectos de la resolución angular y el ruido es $0.25R_{ext}$. Tomando como distancia a la estructura molecular ~ 2.21 kpc (van der Hucht, 2001) y siendo el radio externo $R_{ext} \sim 350'' = 3.7$ pc.

$$\implies R_{int} \sim 0.9 \text{ pc}$$

De uno de los modelos vistos para las BI, se tiene que:

$$R_{int} \sim 28 \left(\frac{L_{36}}{n_0} \right)^{\frac{1}{5}} t_6^{\frac{3}{5}} \text{ (pc)}$$

Además considerando que si existe la cavidad, ésta fue originada sólo por los vientos de la estrella progenitora pero sólo en la Secuencia Principal (se desprecian las fases BSG, LBV, WR) y que el tipo espectral de la misma está entre O6 y O9.5, se obtiene la densidad ambiente inicial n_0 .

Teniendo en cuenta que $L(O6) = 1.69 \times 10^{36}$ erg/cm² y $L(O9.5) = 0.18 \times 10^{36}$ erg/cm² (C. Leitherer: "Massive stars and the ISM"), y que $t(O6) = 4.3 \times 10^6$ años y $t(O9.5) = 8.14 \times 10^6$ años (Schaller et al., 1992):

$$\Rightarrow n_0(O6) \approx 4 \times 10^9 \text{ cm}^{-3}$$

$$\Rightarrow n_0(O9.5) \approx 3 \times 10^9 \text{ cm}^{-3}$$

Es decir, que si hubiese una cavidad oculta dentro del material ionizado, la densidad ambiente previa a la creación de la misma es del orden de 10^9 at/cm³, con lo cual sería lógico suponer que la densidad del material molecular barrido por ésta sea del mismo orden o superior. En el Capítulo 4 vimos que este valor es aprox. ~ 500 mol/cm³, por lo que se deduce que la cavidad no existe o bien la región ionizada observada en las cercanías de WR 103 no estaría asociada a la estrella.

7 Bibliografía

1. Abbott, D., 1982a, ApJ, 259, 282
2. Arnal, E. M., & Mirabel, I. F., 1991, AJ, 101,572
3. Arnal, E. M., 1992, A&A, 254, 305
4. Arnal, E. M. & Cappa, C. E., 1996, MNRAS, 279, 788
5. Arnal, E. M. & Roger, R. S., 1997, MNRAS, 285, 253
6. Arnal, E. M., Cappa, C. E., Rizzo, J. R., Cichowolski, S., 1999, AJ, 118, 1798
7. Arnal, E. M., 2001, AJ, 121, 413
8. Avedisova, V., 1972, Soviet Astronomy, 15, 708
9. Avedisova, V., 1977, SaAL, 3, 217A
10. Beals, 1938, Trans. IAU, 6, 248
11. Black, J. H., Willner, S. P., 1984, ApJ, 279, 673
12. Bloemen, J. B. G. M., 1986, AA, 154, 25
13. Brand, J. & Blitz, L., 1993, A&A, 275, 67
14. Cappa, C. E. & Niemela, V. S., 1984, AJ, 89, 1398
15. Cappa, C. E., Niemela V. S., Arnal, E. M., 1986, AJ, 92, 1414
16. Cappa, C. E., Niemela V. S., Dubner G. M., Arnal, E. M., 1988, AJ, 96, 1671
17. Cappa, C. E, Niemela, V. S., Herbstmeier, U., Koribalski, B., 1996, A&A, 312, 283
18. Cappa, C. E & Benaglia, P., 1998, AJ, 116, 1906
19. Cappa, C. E, Goss, W. M., Niemela, V. S., Ostrov, P. G., AJ, 1999, 118, 948
20. Cappa, C. E & Herbstmeier U., 2000, AJ, 120, 1963
21. Cappa, C. E, Rubio M., Goss, W. M., 2001, AJ, 121, 2664

22. Cappa, C. E, Goss, W. M., Pineault S., 2002, AJ, 123, 3348
23. Cappa, C., Niemela, V. S., McClure-Griffiths, N., 2003, RMxAC, 15, 47
24. Castor, J. I., Mc Cray, R. & Weaver, R., 1975, ApJ, 200, L107
25. Cazzolato, F. & Pineault, F., 2000, AJ, 120, 3192
26. Chevalier, R. A. & Luo, D.,1994, ApJ, 469, L127
27. Cichowolski, S., Pineault, S., Arnal, E. M., Testori, J. C., Goss W. M., Cappa C. E., 2001, AJ, 122, 1938
28. Cichowolski, S. & Arnal, E. M., 2004, A&A, 414, 203
29. Cichowolski, S. & Arnal, E. M., Cappa, C. E., Pineault S., St Louis, N., 2003, MNRAS, 343, 55
30. Chiosi, C. & Maeder, A., 1986, ARAA, 24, 329
31. Chu, Y. -H., 1981, ApJ, 249, 195
32. Chu, Y. -H., 1982a, ApJ, 254, 578
33. Chu, Y. -H., 1982b, ApJ, 255, 79
34. Chu Y. -H., Treffers, R. R., 1981a, ApJ, 249, 586
35. Chu Y. -H., Treffers, R. R., 1981b, ApJ, 250, 615
36. Chu, Y. -H., Troland, T. H., Gull, T. R., Treffers, R. R., Kwitter, K. B., 1982, ApJ, 254, 562
37. Chu, Y. -H., Treffers, R. R., Kwitter, K. B., 1983, ApJS, 469, L127
38. Dubner, G., Niemela V. S., Purton C. R., 1990, AJ, 99, 857
39. Dubner, G., Giacani, E., Cappa, C. E., Reynoso E., 1992, A&ASS, 96, 505
40. Dyson, J. E., 1973, A&A, 23, 381
41. Falle, S. A. E. G., 1975, AA, 43, 323
42. Franco, J.,Tenorio-Tagle, G.,Bodenheimer, P., 1990, ApJ, 349, 126
43. García-Segura, G. & Mac Low, M. M., 1995, ApJ, 455, 145
44. García-Segura, G. & Mac Low, M. M., 1995, ApJ, 455, 174
45. García-Segura, G. & Franco, J., 1996, ApJ, 469, 171

46. Gervais, S. & St-Louis, N., 1999, AJ,118, 2394
47. Gomez, A., Lortet, M. -C., and Pitault, A., in Chiosi and R. Stalio (EDS) "Effects of mass loss on stellar evolution", proc. IAU coll. No. 59 (Dodrecht: Reidel), p. 291
48. Gordon, M. A. & Burton, W. B., 1976, ApJ, 208, 346
49. Heiles, C., 1979, ApJ, 229, 553
50. Heiles, C., 1984, ApJS, 55, 855
51. Heiles, C., 1987, ApJ, 315, 555
52. Hidayat, B., Supelli, K., van der Hucht, K. A., 1982 IAUS, 99, 27
53. Hidayat, B, Admiranto, G., van der Hucht, K. A., 1984, Ap&SS, 99, 175
54. Hiltner & Schild, 1966, ApJ, 143, 770
55. Hollembach, D. J. & Tielens, A. G. G., 1997, ARAA, 35, 179
56. Johnson, H. M., Hogg, D. E., 1965, ApJ, 142, 1033
57. Koo, B. C. & McKee, C. F., 1992, ApJ, 338, 93K
58. Koo, B. C. & McKee, C. F., 1992, ApJ, 338, 103
59. Kudritzki, R. P., Pauldrach, A., Puls, J., 1987, A&A, 173, 293
60. Kutner, M. L.; Ulich, B. L., 1981, ApJ, 250, 341
61. Lamers, H. J. G. L. M., Cassinelli, J. P., 1999, en "Introduction to stellar winds", Cambridge University
62. Langer, N., 1989, A&A, 220, 135
63. Leitherer, C. & Langer, N., 1991 In IAU Symp. 148
64. Leitherer, C. "Massive stars and th ISM" 1998, salg.conf, 527
65. Leitherer, C., Robert, C. & Drissen, L., 1992, ApJ, 401, 596
66. Leitherer, C., Chapman, J. M., Koribalski, B., 1997, ApJ, 481, 898
67. Livio, M. & Soker, N., 1988, ApJ, 329, 764
68. Maeder, A., 1983, A&A, 120, 113
69. Maeder, A., 1987, A&A, 173, 247

70. Maeder, A., 1990, A+AS, 184, 139M
71. Maeder, A, Q.J1R. Astr. Soc. (1991) 32, 217
72. Marston, A. P., 1991, ApJ, 366, 181
73. Marston, A. P., Chu, Y. -H. & Garcia-Segura, G., 1994, ApJS, 93, 229
74. Marston, A. P., Yocum, D. R., Garcia-Segura, G., Chu, Y. -H., 1994, ApJS, 95, 151
75. Marston, A. P., 1996, AJ, 112, 2828
76. Marston, A. P., 1997, ApJ, 475, 188
77. Marston, A. P., Wellzmler, J. T., Black, J. H., Bransford, M. A., Berman P., 1999a, ApJ, 518, 769
78. Marston, A. P., Welzmler, J. T., Black, J. H. & Berman, 1999b, IAU Symp. Proc 193
79. Marston, A. P., 2001, ApJ, 563, 875
80. McCray, R., 1983, HiA, 6, 565
81. McKee, C. F., van der Buren, D., Lazareff, B., 1984, ApJ, 278, L115
82. Moffat, A. F. J. & Isserstedt, J., 1980, A&AS, 42, 251
83. Moffat, A. F. J., Marchenko, S. V., Seggewiss, W., van der Hucht, K. A., Schrijver, H., Stenholm, B., Lundstrom, I., Gunawan, D. Y. A. Setia, Sutanty, W., van den Heuvel, E. P. J., 1998, AA, 331, 949
84. Noels, A. & Gabriel, M., 1981, A&A, 101, 215
85. Ogawa H. S., Mizuno, A., Hoko, H., Ishikawa, H., Fukui, Y., 1990 Int.J. Infrared millimeter Waves, 11, 717
86. Owocki, S., Cranmer, S., Blondin, J., 1994, ApJ, 424, 887
87. Prantzos, N., Doom, C., Arnould, M. & de Loore, C., 1986, ApJ, 304, 695
88. Rizzo, J. R., Martin-Pintado, J., Mangum, J. G., 2001, A&A, 366, 146
89. Rizzo, J. R., Martin-Pintado, J., Henkel, C., 2001, ApJ, 553, L181
90. Rizzo, J. R., Martin-Pintado, J., Desmurs, J. F., 2003, A&A, 411, 465
91. Roberts, M. S., 1962, AJ, 67, 79

92. Rozyczka, M. & Franco, J., 1996, ApJ, 469, L127
93. Sanders, D. B., Solomon, P. M. & scoville, N. Z., 1984, ApJ, 276, 182(SSS)
94. Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G. & Maeder, A., 1992, AAS, 96, 269S
95. Smith, L., 1968, MNRAS, 138, 109
96. Smith, L., 1968c, MNRAS, 141, 317
97. Smith, L., 1973, IAUS, 49, 15S
98. Solomon, P. M. & Sanders, D. B., 1980, gmcg.work, 41S
99. Stone, J. M. & Norman, M. L., 1992, ApJ, 389, 297
100. Steigman, G. Strittmatter, P. A. & Williams, R. E., 1975, ApJ, 198, 575
101. Treffers, R. R. & Chu, Y. -H., 1982a, ApJ, 254, 132
102. Treffers, R. R. & Chu, Y. -H., 1982b, ApJ, 254,569
103. van der Bij & Arnal, 1986, ApL, 25, 119
104. van der Hucht, K. A., Conti, P. S., Lundström, I. & Stenholm, B., 1981, SSR, 28, 227
105. van der Hucht, K. A., 2001, NAR, 45, 135
106. van der Werf, P. P. & Higgs, L. A., 1990, A&A, 235, 407
107. Veen, P. M., van Genderen , A. M., van der Hucht, K. A., Li, A., Sterken, C. & Dominik, C., 1998, A&A, 329, 199
108. Weaver, R., Mc Cray, R., Castor, J. Shapiro, P. & Moore, R., 1977, ApJ, 218, 377
109. Williams, P. M., van der Hucht, K. A. & Thé, P. S., 1987, A&A, 182, 91