



UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA  
FACULTAD DE CIENCIAS ASTRONÓMICAS Y GEOFÍSICAS

# Estrellas Wolf-Rayet y su interacción con el medio interestelar que las circunda

Silvina Belén Cárdenas

Tesis para obtener el Grado Académico de:  
**Licenciatura en Astronomía**

Directora: **Dra. Silvina Cichowolski**

Codirector: **Dr. Roberto Gamen**

Universidad Nacional de La Plata  
Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas  
La Plata, Argentina  
Año 2019



## Resumen

Las estrellas de gran masa juegan un rol fundamental en la evolución química y dinámica del medio interestelar. Esto se debe a que estas estrellas emiten una gran cantidad de fotones altamente energéticos que ionizan el gas circundante y elevan la temperatura del polvo. A su vez, sus fuertes vientos ponen el medio circundante en movimiento alterando su distribución. A lo largo de su evolución, las estrellas pasan por distintas fases, dependiendo de la masa con la que nacen. En particular, si nacen con una masa mayor a 20 masas solares, pasan por la fase Wolf-Rayet, durante la cual la estrella posee vientos de un orden de magnitud mayor al que tenía en la fase previa de estrella tipo O e interactúan con el medio interestelar ya perturbado por la estrella durante la secuencia principal.

En este trabajo analizamos el medio interestelar que circunda una muestra de 71 estrellas Wolf-Rayet. Utilizamos imágenes del continuo de radio a 1420 MHz para identificar estructuras de gas que puedan estar relacionadas con las estrellas. Clasificamos el medio circundante según su morfología y probabilidad de estar relacionado con la estrella central.

Para tres de las estructuras observadas que consideramos interesantes estimamos la densidad de flujo en dos frecuencias distintas (1420 y 843 MHz), el índice espectral de la emisión y estudiamos la población estelar masiva en la vecindad, con el objetivo de analizar si la región observada es una región de gas ionizado y, de ser así, si la misma pudo haber sido creada por la/las estrella/s tipo Wolf-Rayet.



# Contenido

Resumen	iii
<b>1 Introducción</b>	<b>3</b>
<b>2 Datos y herramientas observacionales utilizados</b>	<b>11</b>
2.1 Muestra de estrellas . . . . .	11
2.2 Imágenes . . . . .	14
2.3 Herramientas de análisis . . . . .	15
<b>3 Análisis de la emisión y clasificación morfológica</b>	<b>17</b>
3.1 Criterios de clasificación de las estructuras . . . . .	17
3.2 Clasificación . . . . .	19
<b>4 Cálculo de parámetros físicos de las estructuras</b>	<b>29</b>
<b>5 Análisis del entorno de algunas estrellas</b>	<b>35</b>
5.1 El entorno de la estrella WR 1051-67L . . . . .	35
5.2 El entorno de las estrellas WR 1181-82L, 1181-81L y 1181-211L . . . . .	41
5.3 El entorno de las estrellas WR 1106-31L y 1105-76L . . . . .	47
<b>6 Conclusiones y trabajo a futuro</b>	<b>57</b>
<b>Bibliografía</b>	<b>61</b>



# 1 Introducción

En el espacio entre las estrellas de una galaxia podemos encontrar mezclas de polvo y gas en distintos estados. A este contenido de materia se lo define como medio interestelar (MIE). Su componente más abundante es el hidrógeno, el cual puede encontrarse mayormente en su forma atómica (HI). El MIE es por lo tanto inhomogéneo; podemos hallar hidrógeno en alguna o varias de las distintas fases que lo componen (según si es neutro, ionizado, frío o caliente), hidrógeno molecular ( $H_2$ ), átomos o moléculas de otros elementos, etc. Además, el MIE es dinámico, ya que su estado se verá fuertemente afectado por diversos factores, como por ejemplo las estrellas del entorno. Durante su evolución, las estrellas modifican el medio que las circunda de distintas formas, dependiendo de su masa y del estadio evolutivo en el que se encuentren. En particular, las estrellas de gran masa tienen un importante impacto sobre el medio, ya sea cambiando su fase (ionizándolo o disociándolo) o inyectándole energía mecánica, a través de sus vientos o explotando como supernova.

Se considera como “estrella de gran masa” (o estrella masiva) a toda estrella que finalizará su evolución como Supernova de colapso gravitatorio (CCSN, por sus siglas en inglés). Se supone que alcanzan la Secuencia Principal de Edad Cero con una masa  $M > 8 M_\odot$ . En secuencia principal presentan tipos espectrales O y B (hasta B3 aproximadamente) y en otras etapas evolutivas pueden presentar los tipos espectrales OB (clases de luminosidad I–IV) y Wolf-Rayet (WR). Estos objetos tienen un campo de radiación lo suficientemente fuerte como para producir vientos estelares por presión de radiación (Milne, 1926), y sus tasas de pérdida de masa ( $\dot{M}$ ) son tan altas (pueden llegar a  $\log \dot{M} \sim -5.0 M_\odot \text{ año}^{-1}$  en una estrella WR; Crowther, 2007) que tienen un gran efecto sobre la evolución de la estrella. Además, estos objetos son capaces de ionizar grandes cantidades de hidrógeno debido a su gran flujo de fotones ionizantes en el continuo de Lyman.

Desde un punto de vista teórico, existen tres secuencias evolutivas posibles para estrellas masivas, dependientes de su masa. A continuación, mostramos uno de los escenarios más conocidos (Leitherer et al., 1992; Crowther, 2007), aunque actualmente éste está en pleno debate:

1) Para masas inicialmente mayores a  $M \gtrsim M_1 = 75 M_\odot$  :

$O \rightarrow WN(\text{rica en H}) \rightarrow LBV \rightarrow WN(\text{pobre en H}) \rightarrow WC \rightarrow SN Ic$

Las estrellas de mayor masa evolucionan desde la fase de secuencia principal (SP) como estrellas tipo O a la fase de Wolf-Rayet (subtipo WN, rica en H), continúan a la de variable luminosa azul (LBV) y luego pasan por otras dos fases como Wolf-Rayet de distintos subtipos (WN pobre en H y WC), hasta terminar como explosión de supernova tipo Ic (sin líneas de H y He).

2) Para masas  $M_1 > M \gtrsim M_2 = 40 M_\odot$  :

O  $\rightarrow$  LBV  $\rightarrow$  WN(pobre en H)  $\rightarrow$  WC  $\rightarrow$  SN Ic

Las estrellas en este rango de masas, a diferencia de las estrellas más masivas, poseen menor pérdida de masa y pasan por la fase de LBV antes de llegar a la fase WR.

3) Para masas  $M_2 > M > M_3 = 25 M_\odot$ :

O  $\rightarrow$  LBV/RSG  $\rightarrow$  WN(pobre en H)  $\rightarrow$  SN Ib

Las estrellas masivas de menor masa nunca pasan por la fase WR subtipo WC.

El rol de la fase LBV no está del todo claro; en algunos casos puede ser saltada completamente, puede proceder a la fase de RSG, o incluso puede dominar el proceso de pérdida de masa antes de la fase WR, en el caso de las estrellas más masivas (Langer et al., 1994; Smith & Owocki, 2006).

Según Leitherer et al. (1992) las estrellas de gran masa pueden pasar por cuatro fases de pérdida de masa:

a) Fase OB : esta es la fase de secuencia principal y post-secuencia principal temprana. Las propiedades del viento estelar están determinadas por la presión de radiación, y las cantidades de masa y energía totales entregadas al medio son importantes. Es en esta fase, junto con la fase WR, que se transfiere la mayor cantidad de momento y energía al medio. Además, la tasa de pérdida de masa ( $\dot{M}$ ) y la velocidad terminal del viento ( $v_\infty$ ) son mayores para tipos espectrales más tempranos. Como ejemplo, para una estrella O3 se tiene:  $\log(\frac{\dot{M}}{M_\odot \text{ año}^{-1}}) = -5.21$ , y  $v_\infty = 3100 \text{ km s}^{-1}$ , mientras que para una O9:  $\log(\frac{\dot{M}}{M_\odot \text{ año}^{-1}}) = -7.17$ , y  $v_\infty = 2100 \text{ km s}^{-1}$ .

b) Fase LBV : es una fase corta ( $\sim 10^4$  años), con  $\dot{M} \sim 10^{-4} M_\odot \text{ año}^{-1}$  y  $v_\infty \sim 200 \text{ km s}^{-1}$ . Si bien aún no se sabe con exactitud el mecanismo de pérdida de masa que actúa sobre la estrella durante esta fase, se considera que ésta no tiene un gran impacto en lo que respecta a la dinámica del medio debido a su corta duración.

c) Fase RSG : las tasas de pérdida de masa son altas durante esta fase ( $\dot{M} \sim 10^{-6} M_\odot \text{ año}^{-1}$ ), pero las velocidades terminales del viento son muy bajas ( $v_\infty \sim 10 \text{ km}$



$s^{-1}$ ). Es decir, durante esta fase la estrella se caracteriza por tener un viento denso y lento. Por lo tanto, si bien la densidad del viento es alta cerca de la estrella, la energía mecánica inyectada al medio es mucho menor respecto a la correspondiente a la fase de SP (fase OB). Sin embargo, la cantidad total de masa que pierde la estrella durante esta etapa tiene un gran impacto en su evolución.

d) Fase WR : durante esta fase, tanto la tasa de pérdida de masa como la velocidad del viento son elevadas. Estos valores dependen del tipo espectral de la WR, y pueden verse en la Tabla **1-1**.

Las estrellas Wolf-Rayet son estrellas azules muy luminosas ( $-7 < M_V < -3$ ) que se caracterizan por presentar líneas de emisión anchas e intensas en los rangos ultravioleta (UV), óptico e infrarrojo (IR) de su espectro. Éstas se deben a sus fuertes vientos estelares, cuyas características dependen de la metalicidad de la estrella. Estos vientos tienen densidades un orden de magnitud mayor comparado con las estrellas O.

Las estrellas WR son estrellas de tipo O evolucionadas. En esta etapa pasan aproximadamente un 10 % del total de sus vidas ( $\sim 5 \times 10^5$  años). Debido a sus fuertes vientos, las estrellas masivas O pueden perder cantidades significativas de masa y consecuentemente, revelar en su superficie los productos de la quema de H en su núcleo, seguido de los productos de la quema de Helio. Cada uno de estos sucesos marca un estadio evolutivo distinto de la estrella O, a los que se identifica espectroscópicamente como tipos WN y WC respectivamente. Además de estas dos clasificaciones, existe un tercer tipo llamado WO. Las estrellas WN son reconocidas por sus fuertes líneas de nitrógeno, mientras que las WC presentan intensas líneas de carbono en sus espectros. Por último, las estrellas tipo WO tienen fuertes líneas de oxígeno.

En la Tabla **1-1** se muestran algunas propiedades físicas para algunos subtipos de las estrellas WR. La segunda columna contiene valores típicos de la tasa de pérdida de masa  $\dot{M}$ , la tercer columna los valores correspondientes a la velocidad terminal del viento  $v_\infty$ , y la cuarta columna la tasa de fotones del continuo de Lyman  $N_{Ly}$  emitidos por la WR.

En nuestra galaxia, las estrellas WR se localizan en regiones de formación estelar masiva o cerca de ellas, dentro del disco galáctico. De acuerdo a Vanbeveren et al. (1998), se piensa que la mayoría de estos objetos provienen de estrellas que evolucionan en forma aislada, si bien existen casos de estrellas WR que resultan de la evolución de sistemas binarios cercanos (ej. V444 Cyg). Teniendo esto en cuenta, se cree que los anillos nebulares que se observan alrededor de algunas estrellas WR representan el material eyectado por la estrella durante su fase de RSG o LBV, y que es fotoionizado por la WR junto con material del MIE cercano. Esto es porque, como se mencionó anteriormente, las estrellas masivas, tipos espectrales OB y Wolf-Rayet (WR), emiten una gran cantidad de fotones ultravioletas (UV).

**Tabla 1-1:** Propiedades físicas de estrellas Wolf-Rayet galácticas. Valores extraídos de Crowther (2007).

Tipo espectral	$\log \dot{M}$ $M_{\odot} \text{ año}^{-1}$	$v_{\infty}$ $\text{km s}^{-1}$	$\log N_{\text{Ly}}$ $\text{ph s}^{-1}$
WN3	-5.3	2200	49.2
WN4	-4.9	1800	49.2
WN5	-5.2	1500	49.0
WN6	-4.8	1800	49.1
WN8	-4.7	1000	49.1
WN9	-4.8	700	48.9
WC5	-4.9	2200	48.9
WC6	-4.9	2200	48.9
WC7	-4.7	2200	49.1
WC8	-5.0	1700	49.0
WC9	-5.0	1200	48.6

Como consecuencia, se forma alrededor de la estrella una región de gas ionizado, a la que se denomina región HII (RHII), que se detecta generalmente de forma anular.

Si se supone una distribución homogénea de HI, la RHII tendrá la forma de una esfera de gas ionizado, que estará separada del gas neutro por un frente de ionización (FI). Este frente se expande con una determinada velocidad, dada por la expresión:

$$\dot{R} = \frac{J}{n_o} , \quad (1-1)$$

donde  $R$  es el radio de la esfera ionizada y  $\dot{R}$  su derivada temporal,  $J$  es la cantidad de fotones del continuo de Lyman que llegan al frente por unidad de área y tiempo, y  $n_o$  la densidad volumétrica del HI.

El número de fotones UV que llegan al FI se va reduciendo debido a que el frente avanza ionizando HI, y a que dentro de la región ionizada se crean continuamente átomos neutros por recombinación. Por otro lado, si  $N_{\text{Ly}}$  es la tasa de emisión de fotones de la estrella, ésta debe ser igual a la tasa de arribo de estos fotones al FI más las tasa de absorción de los mismos por átomos neutros. Es decir, por conservación del número de fotones, se debe cumplir que

$$N_{\text{Ly}} = 4\pi R^2 J + \frac{4}{3}\pi R^3 n_o^2 \beta , \quad (1-2)$$

donde  $\beta$  es el coeficiente de recombinación para niveles excitados. Para el caso de H puro se supone que el número de electrones es igual al de protones ( $n_e = n_p = n_o$ ). Entonces,

$$J = \frac{N_{\text{Ly}}}{4\pi R^2} - \frac{R n_o^2 \beta}{3} , \quad (1-3)$$

y reemplazando J en la ecuación (1-1) se obtiene

$$\dot{R} = \frac{N_{\text{Ly}}}{4\pi R^2 n_o} - \frac{R n_o \beta}{3} . \quad (1-4)$$

Analizando esta última ecuación, podemos deducir que la velocidad de expansión de la esfera de gas ionizado disminuye a medida que su radio aumenta.

Un parámetro físico fundamental de una RHII es su radio de Strömgren ( $R_s$ ), que se define como el radio en el cual la tasa de emisión de fotones es igual a la tasa de recombinación (es decir, cuando  $J = 0$ ). Por ende, de la ecuación (1-2),

$$R_s = \left( \frac{3N_{\text{Ly}}}{4\pi n_o^2 \beta} \right)^{\frac{1}{3}} . \quad (1-5)$$

Una vez que la región alcanza el equilibrio de ionización y tiene un radio  $R_s$ , la diferencia de temperatura y presión entre el gas ionizado y el neutro es muy grande, generando la expansión de la RHII de acuerdo a la ecuación:

$$R(t) = R_s \left( 1 + \frac{7}{4} \frac{c_s}{R_s} t \right)^{\frac{4}{7}} , \quad (1-6)$$

donde  $c_s$  es la velocidad del sonido en el medio, con un valor típico de  $c_s \sim 14$  km/s para el caso de gas ionizado.

La expansión de la región continúa intentando alcanzar un equilibrio de presiones,

dado por la expresión

$$2n_f k T_i = n_o k T_n , \quad (1-7)$$

donde  $k$  es la constante de Boltzmann,  $n_f$  es la densidad de gas ionizado una vez alcanzado el equilibrio, y  $T_i$  y  $T_n$  son las temperaturas del gas ionizado y neutro respectivamente. El factor 2 que aparece en el primer término se debe a que el número de partículas se duplica luego de que el gas neutro es fotoionizado.

Si consideramos valores típicos para la temperatura electrónica (temperatura del gas ionizado) y la del gas neutro, iguales a  $T_e = T_i \sim 10^4$  K,  $T_n \sim 100$  K, se obtiene que la densidad final de partículas de la región es  $n_f = \frac{n_o}{200}$ . Es decir, si la esfera de gas ionizado llega al equilibrio de presiones, ésta alcanza su radio final  $R_f$ , tal que su volumen final es lo suficientemente grande como para llegar a tener valores de densidad de partículas un orden doscientas veces menor que su densidad inicial. Entonces, se cumple que

$$R_f = \left( \frac{3N_{Ly}}{4\pi n_f^2 \beta} \right)^{\frac{1}{3}} , \quad (1-8)$$

y reemplazando por la expresión para el radio de Strömgren ( $R_s$ ) (ec. 1-5), se obtiene

$$R_f = 34 R_s . \quad (1-9)$$

De acuerdo a este resultado, la región HII puede seguir expandiéndose hasta mucho después de haber alcanzado el equilibrio de ionización. Esta expansión ocurre a velocidades supersónicas respecto a la velocidad del sonido en el gas neutro, debido a la altísima diferencia de temperaturas (y por ende, de presiones) entre el gas ionizado y el neutro. De esta forma estas regiones generan ondas de choque en el MIE. Sin embargo, para alcanzar el equilibrio de presiones se requieren tiempos mayores que el tiempo de vida de la estrella, por lo que este equilibrio de presiones nunca se alcanza, así como  $n_f$  y  $R_f$ .

La intensa radiación UV produce, además, el calentamiento del polvo localizado en la región y puede también destruir el gas molecular circundante, generando regiones de fotodisociación (PDR) bordeando al gas ionizado. Por esta razón, es imperativo tener en cuenta que el desarrollo descrito anteriormente es válido para RHII en las que se pueda considerar que no hay partículas de polvo mezcladas con el gas. Esto es porque los granos de

---

polvo absorben los fotones estelares ionizantes, produciendo en consecuencia la disminución del radio de la RIII. El grado en que éste decrece depende de la opacidad del polvo presente en la región.

A su vez, las estrellas WR poseen fuertes vientos de partículas que también generan ondas de choque que barren el MIE que las rodea. De esta manera, en el medio se crea lo que se conoce como burbuja interestelar (BI). El interior de una BI se caracteriza por tener una elevada temperatura y baja densidad, mientras que el gas ionizado aparece distribuido en una cáscara.

Los primeros modelos hidrodinámicos sobre la interacción del viento estelar y el MIE fueron propuestos, entre otros, por Avedisova (1972), Castor et al. (1975) y Weaver et al. (1977). Los mismos se basan en un modelo muy simplificado (MIE homogéneo, viento estelar isotrópico y homogéneo y estrella en reposo con respecto al MIE) pero siguen siendo de gran utilidad para el desarrollo de modelos más complejos, como por ejemplo, el de los tres vientos (García-Segura & Mac Low, 1993, 1995). Este modelo tiene en cuenta las distintas fases evolutivas (distintos tipos de vientos) que atraviesa la estrella antes de explotar. De este modo obtienen, por ejemplo, que en el momento en que la estrella está en la fase WR, con un viento más intenso y veloz capaz de barrer al viento generado en la fase previa de supergigante, se crea un anillo nebuloso interno a la BI creada en la fase de secuencia principal (SP).

Desde un punto de vista observacional, las estructuras nebulares generadas contienen información muy valiosa para caracterizar a las estrellas que las generaron. Su morfología se ve influida por las sucesivas etapas por las que atravesó la estrella, permitiendo evaluar diferentes escenarios evolutivos. En particular, en el caso de las estrellas WR, es esperable encontrar la huella dejada por su fase como estrella O en la SP. Las nebulosidades generadas en el medio circundante pueden ser observadas y analizadas utilizando datos de distintas partes del espectro electromagnético: imágenes del continuo de radio y del óptico para el gas ionizado, del infrarrojo (IR) para la distribución y propiedades del polvo y observaciones de líneas (de HI y moleculares) para el análisis de la parte neutra de la estructura.

Numerosas estructuras han sido investigadas en los rangos óptico, de radio e infrarrojo (e.g. Cichowolski et al., 2009; Arnal et al., 2011; Cappa et al., 2014; Samal et al., 2014; Deharveng et al., 2015). Estos estudios han permitido analizar en detalle la estructura de la parte ionizada y neutra de las BI, así como también la del polvo. La comparación de estos resultados con los modelos teóricos pone de manifiesto que la interacción entre estrellas de gran masa y el MIE presenta aún varios interrogantes, entre los cuales podemos mencionar que no en todas las estrellas O y WR se detectan regiones HII o BI. En particular, en el caso de las estrellas evolucionadas como las WR, en la mayoría de los casos analizados no se detecta la doble estructura predicha por los modelos. Por otro lado, a partir del análisis

detallado del entorno de la estrella WR 130, utilizando datos en distintas bandas del IR, Cichowolski et al. (2015) encontraron que esta estrella pasó directamente de la fase O a la fase WR, ya que no se detectó el material que debería haber sido expulsado durante la fase de variable luminosa azul (LBV).

Cabe indicar que, en base a análisis energéticos de las estructuras, gran parte de los estudios observacionales han confirmado que las estrellas de gran masa no suelen estar aisladas sino que forman parte de sistemas binarios o grupos de estrellas. Además, es un hecho totalmente consistente con la idea aceptada de que la mayoría de las estrellas no se originan en forma aislada, sino en grupos que se identifican como cúmulos abiertos, cúmulos inmersos y/o asociaciones (Lada & Lada, 2003; de Wit et al., 2005). Se estima que la Vía Láctea posee entre 25000 y 35000 o más cúmulos (Portegies Zwart et al., 2010). Sin embargo solo se han identificado unos pocos miles (ver Dias et al., 2002; Dutra et al., 2003; Borissova et al., 2011). Es entonces altamente relevante la confirmación o no de la presencia de nuevos objetos de este tipo. Adicionalmente, el estudio detallado de estructuras relacionadas con estrellas de gran masa de distinto tipo espectral y estadio evolutivo provee valiosa información sobre los vientos estelares y sobre la naturaleza del gas que la rodea. A su vez, dado que estas estrellas terminan su vida como supernovas (Liu et al., 2000), este estudio brinda también información sobre las condiciones iniciales donde tendrá lugar la explosión.

El trabajo de esta Tesis se basa principalmente en la hipótesis de que las estrellas de gran masa, a través de sus vientos y radiación ionizante, perturban irreversiblemente su entorno a lo largo de su evolución. La morfología, escala y evolución de las diversas estructuras generadas por estas estrellas dependen fuertemente del tipo espectral de la estrella, del número de estrellas que actúan, de sus estadios evolutivos y de la zona de la Galaxia en la que se localizan. En este MIE altamente perturbado es donde las estrellas de masa  $M \gtrsim 8 M_{\odot}$  terminan su vida como supernovas.

El objetivo de esta tesis es el análisis morfológico y observacional de los efectos que producen las estrellas de gran masa sobre el MIE. En particular, se propone identificar y caracterizar morfológicamente la presencia de regiones de gas ionizado posiblemente generadas y perturbadas por la acción de una o varias estrellas, en los alrededores de una muestra de estrellas WR galácticas recientemente identificadas en el infrarrojo por Shara et al. (2012), a partir del estudio de imágenes del continuo de radio en las frecuencias de 1420 y 843 MHz.

# 2 Datos y herramientas observacionales utilizados

En este trabajo proponemos analizar el entorno alrededor de una muestra de estrellas tipo WR. Se desea estudiar el efecto que las mismas tienen sobre el gas que las circunda, y entre otras cosas, determinar si para la formación de las estructuras encontradas se necesitan una o más estrellas.

## 2.1. Muestra de estrellas

Analizamos el MIE alrededor de 69 de las 71 estrellas Wolf-Rayet descubiertas por Shara et al. (2012). En este trabajo presentan un relevamiento realizado en el IR cercano en búsqueda de nuevas estrellas WR galácticas. Cubren una región del centro del Plano Galáctico de  $150^\circ$  de longitud galáctica, utilizando filtros  $J$ ,  $H$  y  $K$  de banda angosta, y confirmando los candidatos espectroscópicamente. Cabe mencionar que debido a la elevada extinción de la zona observada, estas estrellas no fueron detectadas en el óptico.

En la Tabla 2-1 se presentan las 71 estrellas catalogadas por Shara et al. (2012) y en la Fig. 2-1 puede verse la distribución espacial de algunas de estas estrellas sobre un mapa de la emisión en 1420 MHz.

**Tabla 2-1:** Muestra de estrellas. Parámetros de las 71 estrellas WR descubiertas por Shara et al. (2012). En las sucesivas columnas se indican: Identificación, coordenadas galácticas, magnitudes  $JHK_s$ , tipo espectral, distancia heliocéntrica y distancia galactocéntrica. Las distancias tienen un error del 25 %.

Id.	GLON deg	GLAT deg	$J$ mag	$H$ mag	$K_s$ mag	SpT	$d$ kpc	$R_G$ kpc
1023-63L	327.39	-0.23	16.13	15.06	14.37	WC7	49.8	42.88
1042-25L	329.77	0.68	12.02	10.65	9.88	WN8	8.05	4.34

*continúa en la página siguiente*

*Muestra de estrellas (continuación)*

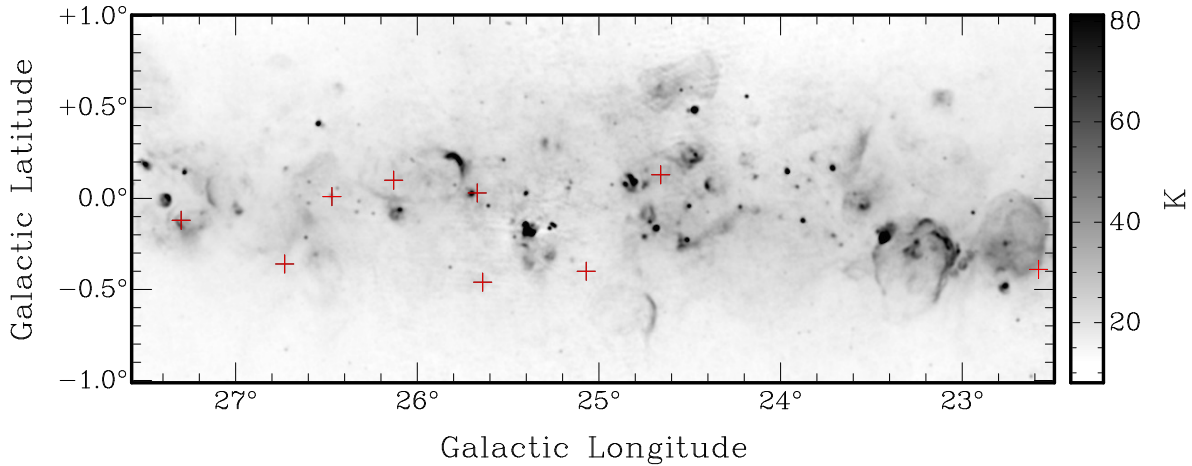
Id.	GLON deg	GLAT deg	$J$ mag	$H$ mag	$K_s$ mag	SpT	$d$ kpc	$R_G$ kpc
1038-22L	329.69	0.58	11.53	10.2	9.29	WC7	4.05	5.4
1054-43L	331.74	0.61	15.62	13.05	11.53	WC9		
1051-67L	331.07	-0.11	14.86	12.63	11.24	WC7	6.61	4.2
1077-55L	334.63	0.3	15.15	13.13	11.97	WC6	10.84	4.82
1085-72L	335.37	0.25	14.5	12.37	11.21	WC8-9	6.92	3.63
1085-69L	335.63	0.28	14.73	13.16	11.5	WC8	6.44	3.74
1085-83L	335.72	0.15	16.7	13.49	11.83	WC8	5.8	4
1093-138L	336.31	0.1	16	14.17	12.75	WC8	12.65	5.94
1093-140LB	336.51	0.16	15.79	14.29	13.99	WN9	68.4	60.7
1093-140L	336.52	0.16	16.15	13.97	12.28	WC7	8.97	3.58
1091-46L	336.16	-0.26	13.93	11.76	10.02	WC8	2.83	6.02
1093-59L	336.54	-0.03	15.56	12.98	11.41	WC9+tardía		
1095-189L	336.53	-0.05	10.43	9.62	9.35	WC7	6.5	3.63
1097-156L	337.26	0.35	13.75	11.71	10.46	WN6	3.71	5.28
1097-71L	337.16	0.08	15.28	13.72	12.04	WC9		
1097-34L	337.17	0.06	13.6	11.67	10.39	WC8	4.54	4.66
1106-31L	338	0.47	10.27	9.59	8.93	WC9		
1105-76L	338.14	0.38	14.77	12.74	11.48	WC8	7.51	3.19
1109-74L	338.41	0.17	16.92	13.1	11.25	WC7	3.96	5.03
1115-197L	339.08	-0.03	10.56	9.71	9.14	WN6	3.57	5.32
1138-133L	341.88	0.56	13.56	11.93	10.95	WN6	5.72	3.55
1133-59L	341.55	0.25	14.73	13.46	12.06	WC9		
1168-91L	345.48	-0.88	15.13	13.43	11.84	WC7	8.4	2.14
1179-129L	346.99	-0.12	15.26	13.89	12.81	WC6	18.52	10.41
1181-82L	347.53	0.17	13.98	12.2	10.98	WC8	6.32	2.7
1181-81L	347.58	0.17	13.35	12.08	10.81	WC8	6.15	2.82
1181-211L	347.47	0.05	10.88	10	9.49	WN7	5.51	3.34
1189-110L	348.68	0.35	14.34	12.78	11.59	WC9		
1245-23L	355.52	0.24	15.99	12.59	10.76	WC9		
1269-166L	358.54	0.22	13.52	11.7	10.56	WC8	5.41	3.09
1275-184L	358.9	-0.29	13.9	11.52	10.17	WN8	5.66	2.85
1322-220L	5.24	0.6	11.84	10.95	10.32	WN5	5.88	2.7
1327-25L	5.48	-0.24	13.78	12.38	10.89	WC9		
1342-208L	7.38	0.65	11.4	10.29	9.47	WN6	3.47	5.07
1381-20L	12.58	0.02	14.24	13.35	10.75	WC9		

*continúa en la página siguiente*



*Muestra de estrellas (continuación)*

Id.	GLON deg	GLAT deg	$J$ mag	$H$ mag	$K_s$ mag	SpT	$d$ kpc	$R_G$ kpc
1395-86L	13.92	-0.09	18.08	13.96	11.85	WC8	3.94	4.77
1434-43L	19.03	0.59	14.45	12.9	11.69	WC8	9.15	2.99
1431-34L	18.62	-0.27	11.53	10.13	9.28	WN8	5.82	3.52
1463-7L	22.58	-0.39	12.18	10.52	9.36	WC8	3.16	5.72
1477-55L	24.66	0.13	15.91	12.89	11.01	WC9		
1487-80L	25.67	0.03	15.63	13.02	11.29	WC9		
1483-212L	25.07	-0.4	13.64	11.73	10.59	WN7	5.42	4.26
1489-36L	26.13	0.1	14.78	13.04	11.15	WC9		
1493-9L	26.47	0.01	11.83	10.49	9.56	WC8	4.14	5.14
1487-212L	25.64	-0.46	13.27	11.5	10.5	WN7	5.78	4.13
1495-32L	26.73	-0.36	12.35	11.15	10.25	WC8	5.94	4.16
1503-160L	27.3	-0.12	10.22	9.21	8.51	WN7	3.08	5.93
1513-111L	29.03	0.29	16.17	14.09	12.04	WC7	6.63	4.2
1522-55L	29.83	0.59	13.41	12.24	11.47	WC9		
1517-138L	29.63	0.4	10	9.16	8.53	WN7	3.33	5.84
1527-13L	30.62	-0.12	16.33	12.7	10.56	WC8	2.33	6.61
1528-15L	30.57	-0.68	14.13	12.13	10.66	WC7	4.99	4.91
1536-180L	31.57	-0.63	10.42	9.76	9.34	WN5	4.4	5.28
1551-19L	33.27	-0.14	16.91	13.62	11.78	WC8	5.08	5.09
1563-66L	34.86	-0.22	16.56	13.29	11.45	WC8	4.39	5.5
1563-89L	34.89	-0.29	17.13	14.32	12.55	WC7	8.83	5.2
1567-51L	35.56	0.03	14.72	12.27	10.87	WC7	5.33	5.19
1583-64L	37.52	-0.33	17.49	14.8	12.79	WC7	8.7	5.53
1583-48L	37.51	-0.46	14.7	12.67	11.25	WC8	6.16	5.21
1583-47L	37.51	-0.46	14.25	12.27	10.99	WC8	5.96	5.24
1603-75L	39.84	-0.13	16.31	14.38	13.68	WC8	28.97	23.09
1650-96L	45.85	0.53	8.61	7.99	7.8	WN6	2.49	7
1657-51L	47.12	0.39	12.96	11.82	10.77	WC7	7.6	6.49
1670-57L	48.46	0.76	13.9	12.72	11.67	WC6	11.38	8.57
1652-24L	46.13	-0.51	15.29	13	11.53	WC7	7.14	6.25
1669-24L	48.2	0.36	14.35	12.59	11.33	WC6	7.91	6.72
1675-17L	49.07	-0.38	12.67	10.91	9.68	WC7	3.75	6.67
1675-10L	49.11	-0.36	12.83	11.02	9.58	WC8	2.92	6.95
1698-70L	52.01	0.68	12.65	11.19	10.25	WN6	4.73	6.72



**Figura 2-1:** Imagen en 1420 MHz del VLA Galactic Plane Survey (VGPS) de una zona cercana al Centro Galáctico. Las cruces indican las estrellas catalogadas por Shara et al. (2012) localizadas en esta región.

## 2.2. Imágenes

Para analizar el MIE en los alrededores de estas estrellas, se seleccionaron imágenes de diferentes relevamientos, cubriendo un campo de visión de al menos unos  $2^\circ \times 2^\circ$  alrededor de cada estrella. Se utilizaron imágenes del continuo de radio en 1420 MHz del VLA Galactic Plane Survey (VGPS, Stil et al., 2006) y del Southern Galactic Plane Survey (SGPS, McClure-Griffiths et al., 2005), así como también imágenes tomadas en la longitud de onda de 20 cm del Multi-Array Galactic Plane Imaging Survey (MAGPIS, Helfand et al., 2006).

El SGPS cubre el rango de longitudes galácticas entre  $253^\circ$  y  $358^\circ$ , y entre  $5^\circ$  y  $20^\circ$ , con una resolución espacial de  $2'$  y sensibilidad de  $\sim 1$  mJy/haz, mientras que el VGPS cubre el rango entre  $18^\circ$  y  $50^\circ$  con una resolución de  $1'$  y sensibilidad de 11 mJy/haz. Ambos relevamientos cubren las latitudes cercanas al plano Galáctico ( $|b| < 1^\circ$ ).

El MAGPIS mapea porciones del primer cuadrante de nuestra galaxia, con una zona de cobertura de  $5^\circ \leq l \leq 32^\circ$  y  $|b| \leq 0.8^\circ$ . Tiene una resolución angular de  $\sim 6''$ , y sensibilidad de 1-2 mJy/haz.

Por otro lado, también se utilizaron imágenes del continuo de radio en 843 MHz del First Epoch Molonglo Galactic Plane Survey (MGPS1, Green et al., 1999). Este relevamiento utilizó el Molonglo Observatory Synthesis Telescope (MOST), tomando imágenes con una resolución espacial de  $43'' \times 43'' \text{ cosec } |\delta|$ , y una sensibilidad de 2 mJy/haz. El área cubierta por el relevamiento es de  $245^\circ \leq l \leq 355^\circ$ ,  $|b| \leq 1.5^\circ$ .

Estos relevamientos se seleccionaron con el fin de poder detectar la presencia de

regiones HII en los alrededores de las estrellas, ya que estas regiones pueden observarse en el continuo de radio por la emisión libre-libre originada en los electrones del plasma.

## 2.3. Herramientas de análisis

Las imágenes del continuo de radio obtenidas fueron analizadas y medidas con dos herramientas específicas: KVIS y AIPS.

KVIS es una herramienta de visualización de imágenes FITS perteneciente al paquete Karma (Gooch, 1996), que utilizamos principalmente para inspeccionar los mapas de 1420 y 843 MHz y realizar el análisis morfológico de las estructuras. A su vez, este programa permite hacer perfiles de emisión y definir contornos, lo cual también se aplicó en el cálculo de flujos.

AIPS es un programa dedicado principalmente al procesamiento de datos de radio. Esta herramienta tiene diversas tareas que permiten trabajar con imágenes, además de visualizarlas. En particular, utilizamos AIPS para realizar diversas acciones tales como medir áreas, obtener valores de flujos medios, convolucionar y ajustar el tamaño y número de píxeles de una imagen a otra.



## 3 Análisis de la emisión y clasificación morfológica

Como fue detallado en los capítulos anteriores, las estrellas masivas, y en particular las estrellas tipo Wolf-Rayet, ionizan el medio que las circunda, y también lo ponen en movimiento. La radiación emitida por el gas ionizado puede detectarse en el continuo de radio; por esta razón, esperamos encontrar emisión a 1420 MHz en los alrededores de estas estrellas.

La primer parte de nuestro trabajo consistió en el análisis puramente morfológico de la emisión detectada en 1420 MHz en la vecindad de las estrellas WR catalogadas por Shara et al. (2012), con el fin de determinar visualmente si en efecto había emisión que pudiera estar relacionada a cada estrella de nuestra muestra o no, sin tener información sobre el origen de la posible emisión a detectar, o sobre su distancia. Para ello utilizamos mayormente las imágenes provistas por el VGPS y SGPS, ya que solo siete estrellas de la muestra no se encontraron dentro de los rangos de cobertura de estos relevamientos.

Para cinco de las estrellas WR utilizamos datos del MAGPIS. Para dos de las 71 estrellas no encontramos imágenes disponibles en 1420 MHz, por lo cual no fueron analizadas.

### 3.1. Criterios de clasificación de las estructuras

Para llevar a cabo nuestro análisis definimos una serie de criterios de clasificación de manera tal que, mediante la inspección visual de la forma de las estructuras que pudiéramos llegar a detectar, ésta nos diera indicios de si la estructura podía llegar a estar relacionada con la estrella o no. Es decir, establecimos criterios de clasificación que nos dieran una idea de la probabilidad de poder relacionar a una estrella con una dada estructura basándonos sólo en su morfología.

Inicialmente, para establecer nuestros criterios de la manera más clara y abarcativa posible, hicimos un primer análisis visual de las regiones que contienen a nuestros 71 objetos,

considerando en primer lugar si era posible detectar emisión significativa por sobre los niveles de ruido en la vecindad de cada estrella, y en caso afirmativo, tomando nota tanto de la forma de las distintas estructuras presentes en la cercanía de los objetos, como la ubicación de estos últimos con respecto a la emisión observada.

Luego, a partir de las estructuras y morfologías observadas, clasificamos las estructuras alrededor de las estrellas WR en cuatro clases diferentes:

Tipo 1) Es evidente que no hay emisión presente en la ubicación de la estrella o en su cercanía, y solo se detecta ruido. No se encuentran evidencias de estructuras de ningún tipo que pudieran llegar a estar relacionadas con la estrella.

Tipo 2) Se detecta emisión en la posición de la estrella y/o cerca de ella. Es decir, también podría hallarse algún tipo de estructura en la vecindad del objeto. Sin embargo, no está claro si esta emisión está de alguna forma relacionada a la estrella, o si existe evidencia alguna que pueda apuntar hacia algún tipo de relación entre ambas. Explicamos esta clasificación en mayor detalle: las estrellas que agrupamos en esta categoría presentan emisión en sus alrededores porque están inmersas en una estructura más grande y/o compleja, o porque se encuentran en su borde. Sin embargo, no se encontró nada que nos ayudara a asociar a ambas al menos de forma tentativa; tanto la forma de la estructura como la posición de la estrella en relación a ésta no fueron indicadores de alguna posible interacción, y no nos fue posible establecer de alguna otra forma una posible relación entre la estrella y la emisión circundante. Aún así, es importante resaltar que esto no quiere decir que no exista relación alguna entre ambas, sino que la naturaleza de su interacción (o la ausencia de la misma) nos es desconocida en esta etapa de nuestro trabajo, y amerita un análisis más detallado a futuro.

Tipo 3) La estrella está inmersa en una estructura más grande y/o compleja, o se encuentra en su borde, pero en cualquier caso es evidente que alguna parte/sección de la emisión que rodea a la estrella podría estar relacionada con ella. Sin embargo, en esta clasificación la estrella está localizada en una zona muy compleja y un análisis más profundo es necesario, ya que debe tenerse en cuenta la existencia de otros factores que podrían estar afectando a la estructura.

Tipo 4) La estrella está inmersa o en el borde de una estructura que es evidente que podría estar asociada a la estrella y que consideramos aislada, en el sentido que ésta no forma parte de otras estructuras más complejas, y a la cual le podemos asignar un borde. Es decir, podemos distinguir una estructura cuya morfología muy probablemente se deba a la interacción de la estrella con el medio local.

## 3.2. Clasificación

Adoptamos estas clasificaciones para poder establecer en una primera instancia la posibilidad de existencia de emisión relacionada con la estrella o no. Ya definidos los criterios de manera apropiada, realizamos una segunda inspección de cada región de forma más rigurosa, con el fin de aplicar la clasificación a las 71 estrellas y sus alrededores. Para realizar este análisis utilizamos la herramienta KVIS. En cada caso, comenzamos examinando la región para determinar la presencia de emisión por sobre el nivel de ruido. Una vez confirmada la presencia de emisión, mapeamos contornos de diferentes valores para poder buscar y reconocer distintas estructuras que pudieran ser el resultado de la interacción de nuestros objetos con el material circundante. Luego procedimos a agrupar cada objeto de acuerdo a nuestra clasificación. En las Figuras **3-1**, **3-2**, **3-3** y **3-4** se muestran dos ejemplos de estrellas pertenecientes a cada tipo.

Los resultados de la clasificación pueden verse en la Tabla **3-1** y en la Figura **3-5**. De las 69 estrellas cuyos entornos pudieron ser analizados, 27 pertenecen a la clase 4, 37 a la clasificación 3, 2 pertenecen al grupo 2 y 3 fueron clasificadas como tipo 1.

Como puede apreciarse en el gráfico de torta, encontramos que muy pocos de nuestros objetos cumplen con los criterios de la clasificación tipo 1 y tipo 2, y que la mayoría pertenece al grupo 3. El bajo número de estrellas dentro de los grupos 1 y 2 es un resultado esperado, ya que es consistente con el hecho de que las estrellas tipo WR ionizan al medio, modificando sus alrededores.

**Tabla 3-1:** Clasificación asignada a cada estrella.

Id.	GLON (deg)	GLAT (deg)
<b>Estrellas con clasificación 1:</b>		
1322-220L	5.24	0.6
1381-20L	12.58	0.02
1395-86L	13.92	-0.09
<b>Estrellas con clasificación 2:</b>		
1042-25L	329.77	0.68
1463-7L	22.58	-0.39
<b>Estrellas con clasificación 3:</b>		
1023-63L	327.39	-0.23
1077-55L	334.63	0.3
1085-72L	335.37	0.25
1085-69L	335.63	0.28
1085-83L	335.72	0.15

*continúa en la página siguiente*

*Clasificación asignada a cada estrella (continuación)*

Id.	GLON (deg)	GLAT (deg)
1093-138L	336.31	0.1
1093-140LB	336.51	0.16
1093-140L	336.52	0.16
1091-46L	336.16	-0.26
1093-59L	336.54	-0.03
1095-189L	336.53	-0.05
1097-156L	337.26	0.35
1097-71L	337.16	0.08
1097-34L	337.17	0.06
1109-74L	338.41	0.17
1115-197L	339.08	-0.03
1138-133L	341.88	0.56
1168-91L	345.48	-0.88
1179-129L	346.99	-0.12
1434-43L	19.03	0.59
1431-34L	18.62	-0.27
1477-55L	24.66	0.13
1487-80L	25.67	0.03
1489-36L	26.13	0.1
1495-32L	26.73	-0.36
1503-160L	27.3	-0.12
1513-111L	29.03	0.29
1527-13L	30.62	-0.12
1551-19L	33.27	-0.14
1563-66L	34.86	-0.22
1563-89L	34.89	-0.29
1567-51L	35.56	0.03
1583-64L	37.52	-0.33
1603-75L	39.84	-0.13
1657-51L	47.12	0.39
1675-17L	49.07	-0.38
1675-10L	49.11	-0.36
<b>Estrellas con clasificación 4:</b>		
1038-22L	329.69	0.58
1054-43L	331.74	0.61
1051-67L	331.07	-0.11

*continúa en la página siguiente*

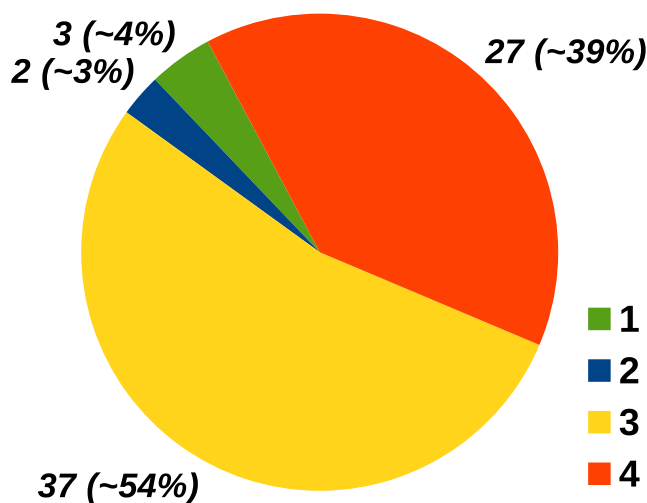


*Clasificación asignada a cada estrella (continuación)*

---

Id.	GLON (deg)	GLAT (deg)
1106-31L	338	0.47
1105-76L	338.14	0.38
1133-59L	341.55	0.25
1181-82L	347.53	0.17
1181-81L	347.58	0.17
1181-211L	347.47	0.05
1189-110L	348.68	0.35
1245-23L	355.52	0.24
1327-25L	5.48	-0.24
1342-208L	7.38	0.65
1483-212L	25.07	-0.4
1493-9L	26.47	0.01
1487-212L	25.64	-0.46
1522-55L	29.83	0.59
1517-138L	29.63	0.4
1528-15L	30.57	-0.68
1536-180L	31.57	-0.63
1583-48L	37.51	-0.46
1583-47L	37.51	-0.46
1650-96L	45.85	0.53
1670-57L	48.46	0.76
1652-24L	46.13	-0.51
1669-24L	48.2	0.36
1698-70L	52.01	0.68

---



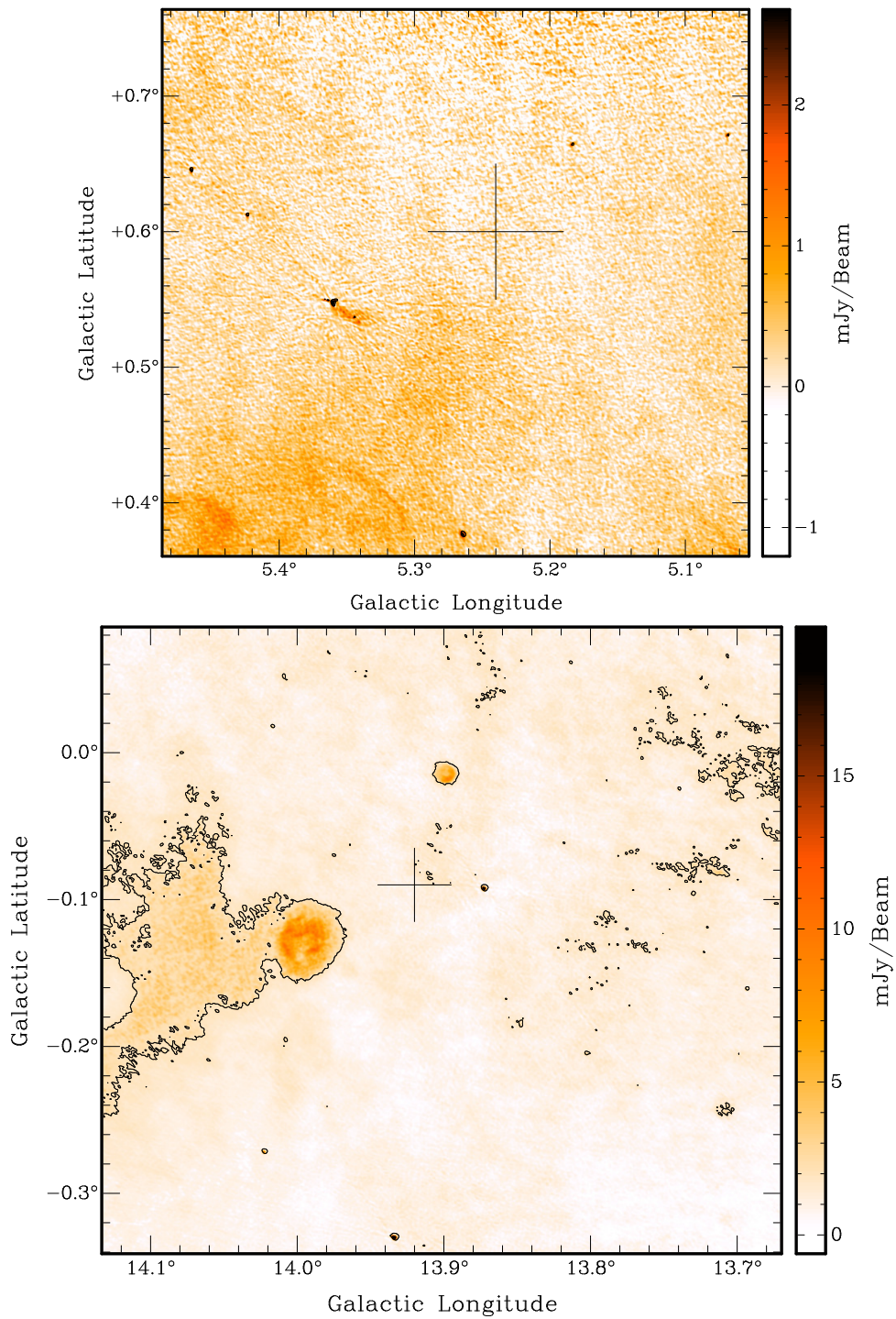
**Figura 3-5:** Resultados de la clasificación morfológica de 69 estrellas de la muestra.

Entre todas las estructuras detectadas, encontramos varias que resultaron particularmente llamativas y merecedoras de un análisis más detallado. Entre ellas podemos nombrar las distribuciones observadas alrededor de las WR 1493-9L y 1551-19L, que se caracterizan por exhibir lo que parecería ser una doble cáscara. Éstas se muestran en la Fig. 3-6. Como se mencionó en el Capítulo 1, esto puede deberse a los diferentes tipos de vientos que las estrellas masivas tienen a lo largo de su evolución. Como consecuencia de éstos, se espera que el MIE local presente más de una estructura relacionada a la estrella.

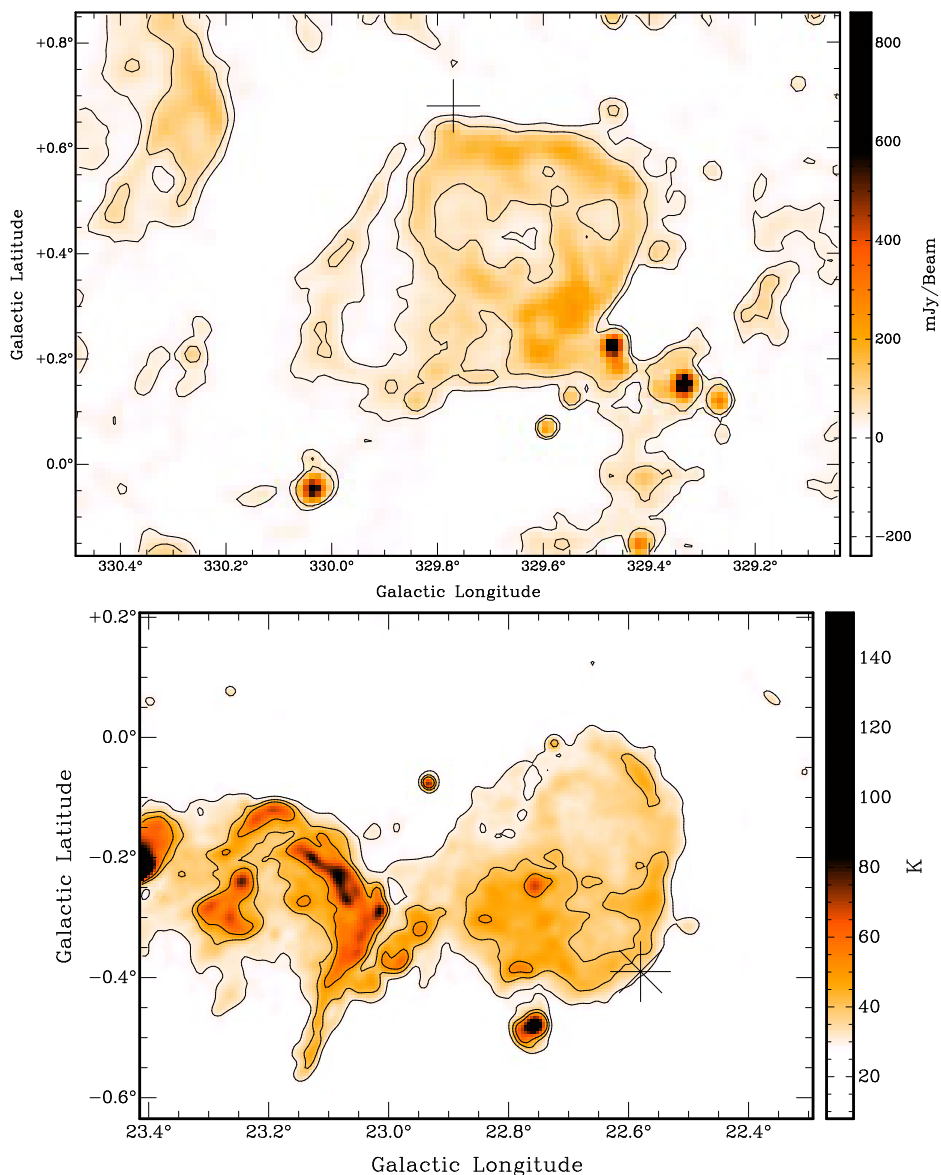
En ambos casos, puede distinguirse una cáscara más grande (indicada en las regiones por la elipse verde), probablemente creada por las estrellas durante su fase en SP, y una cáscara más pequeña, localizada más cerca de la estrella (indicada con una elipse azul). Esta última podría tratarse de la nebulosa WR, formada cuando el fuerte viento de la WR barre el material eyectado durante las fases de LBV o RSG.

Debido al grado de dificultad que presenta el estudio de este tipo de estructuras, éstas serán analizadas a fondo durante el doctorado.

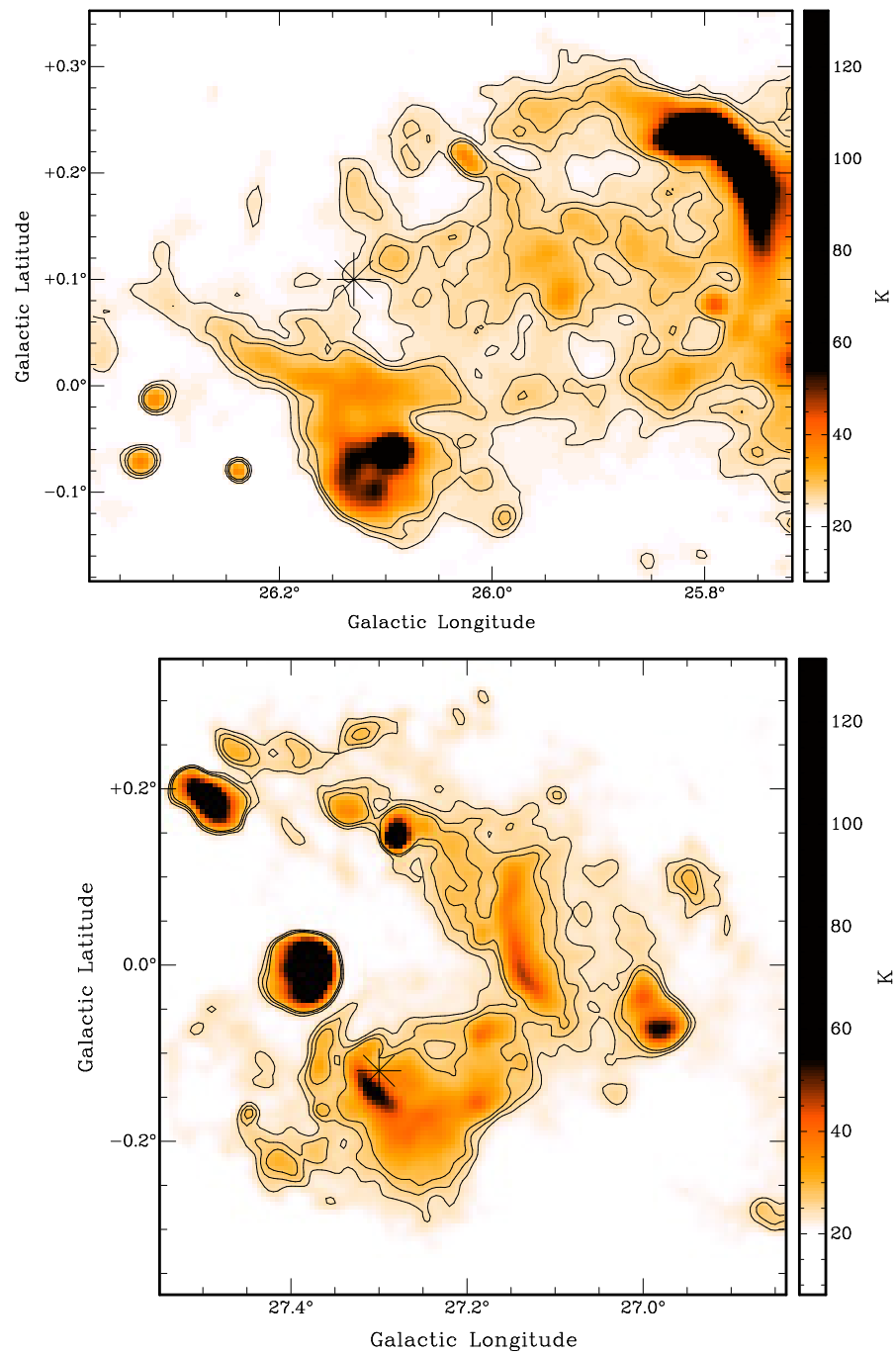
En el capítulo 5 se tratarán otros casos particulares de estructuras observadas alrededor de estrellas de la muestra, los cuales nos pareció interesante estudiar con mayor detalle.



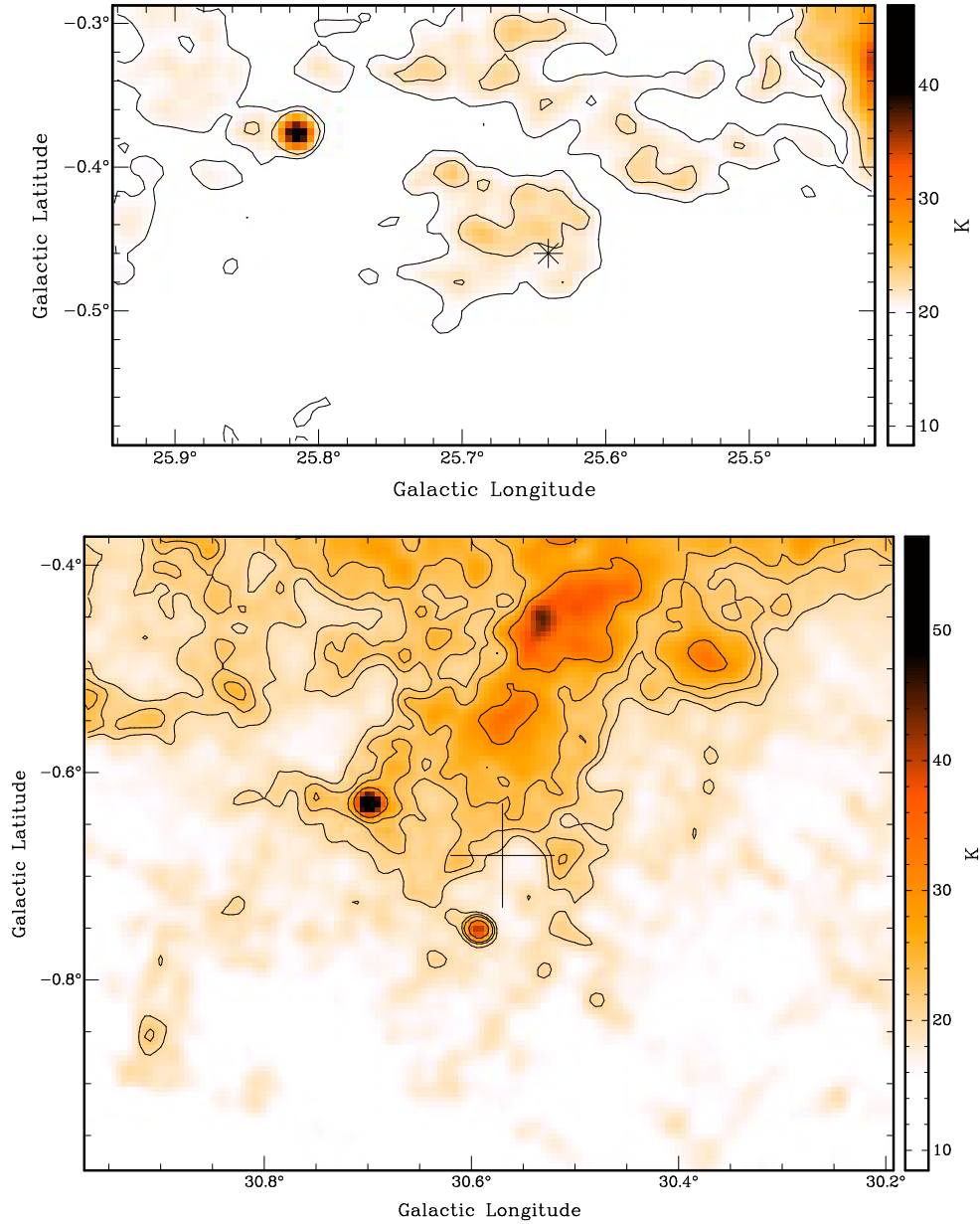
**Figura 3-1:** Ejemplos de estrellas clasificadas como tipo 1, indicadas con una cruz. Imágenes del MAGPIS. El panel superior muestra la emisión en los alrededores de la estrella 1322-220L, y el inferior a la estrella 1395-86L. En ambas imágenes el contorno corresponde a 2 mJy/haz, que es la sensibilidad del instrumento.



**Figura 3-2:** Ejemplos de estrellas clasificadas como tipo 2. Panel superior: Imagen a 1420 MHz tomada del SGPS en los alrededores de la estrella 1042-25L (indicada con una cruz). Los contornos corresponden a 0.03 y 0.07 mJy/haz. Panel inferior: Imagen a 1420 MHz tomada del VGPS en los alrededores de la estrella 1463-7L (indicada con un asterisco). Los contornos corresponden a 30, 40 y 50 K. En ambas imágenes puede verse a la estrella localizada sobre el borde de una estructura compleja, la cual, por motivos morfológicos, no parece estar relacionada con la estrella WR.

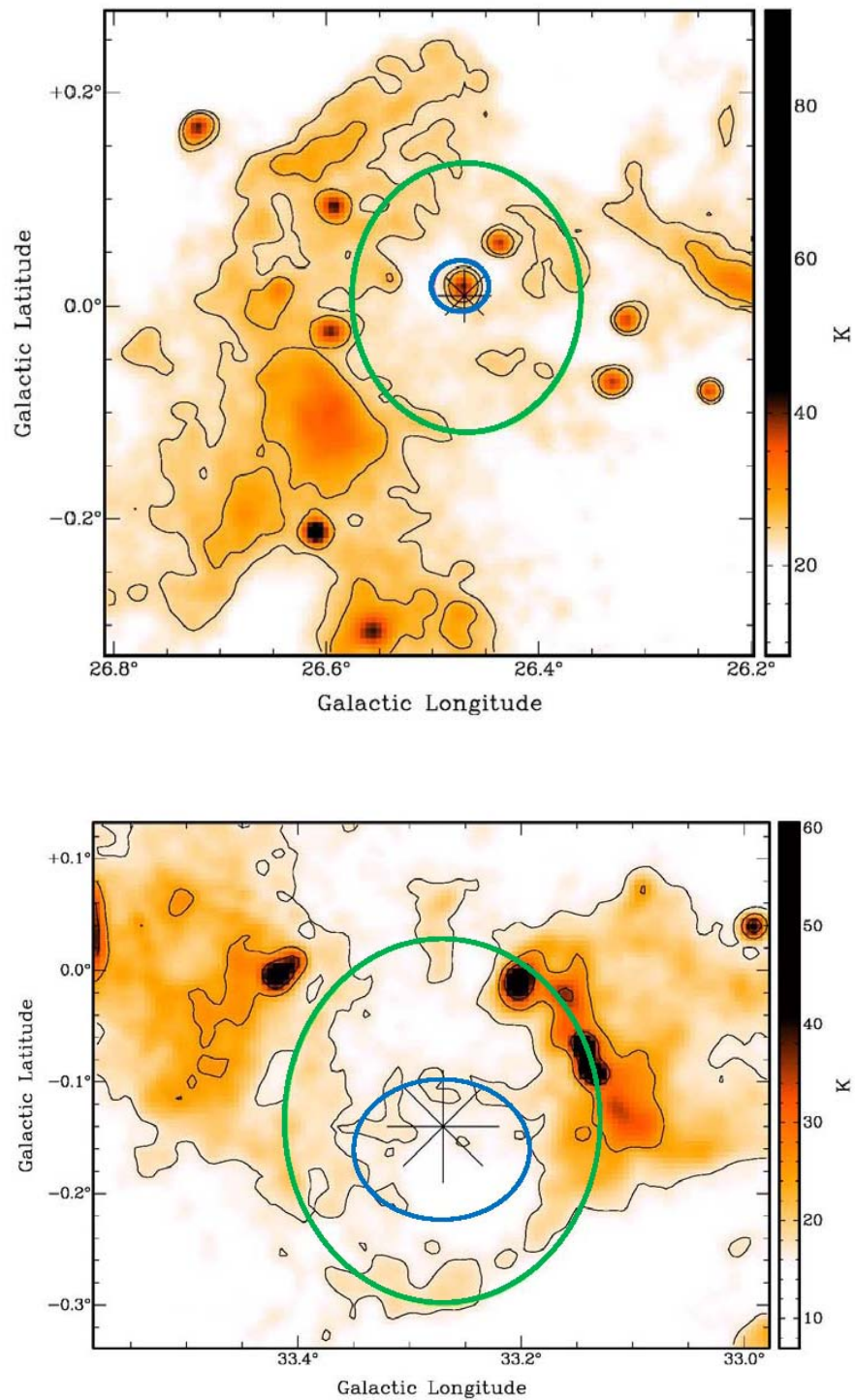


**Figura 3-3:** Ejemplos de estrellas clasificadas como tipo 3, indicadas con un asterisco (1489-36L en el panel superior y 1503-160L en el inferior). Imágenes tomadas del VGPS. En ambas imágenes los contornos son a 24, 26 y 28 K y se ve a la WR localizada dentro de una estructura extendida y compleja, donde se observan varios mínimos de emisión y varias estructuras con forma de arco.



**Figura 3-4:** Ejemplos de estrellas clasificadas como tipo 4. Imágenes del VGPS. Panel superior: Entorno de la estrella 1487-212L (indicada con un asterisco). Contornos a 15, 20 y 22 K. En este caso la estrella se observa proyectada sobre una estructura simple y aislada. Panel inferior: Entorno de la estrella 1528-15L (indicada con una cruz). Contornos a 20, 22, 24 y 30 K. En esta imagen la emisión más intensa proviene de la zona del plano galáctico y va disminuyendo hacia latitudes más negativas. En la posición de la WR se observa un mínimo de emisión bordeado de una estructura en forma de arco hacia el plano de la galaxia.





**Figura 3-6:** Arriba: WR 1493-9L. Abajo: WR 1551-19L. Las elipses azul y verde indican la posición de las estructuras posiblemente creadas durante las fases WR y O, respectivamente.





## 4 Cálculo de parámetros físicos de las estructuras

En este capítulo se presentan los métodos y herramientas utilizadas para poder estimar parámetros físicos que caractericen a las estructuras, con el objetivo de analizar el origen y propiedades de las mismas.

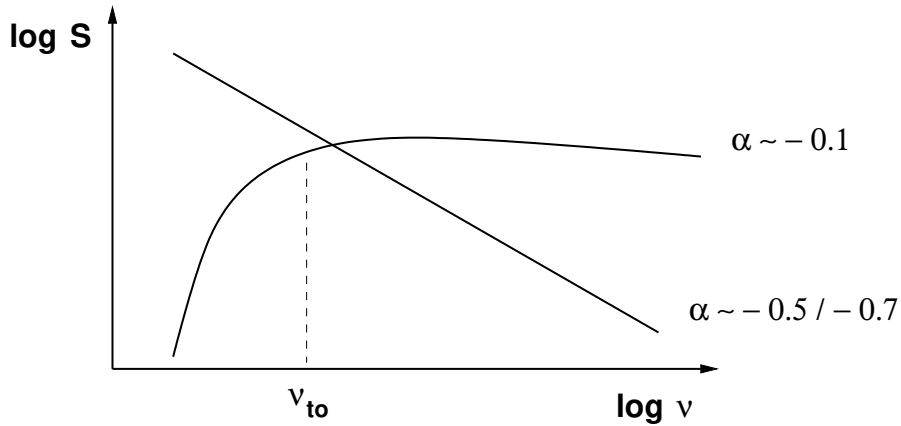
La densidad de flujo  $S_\nu$  es uno de las magnitudes físicas fundamentales a determinar, y la primera que calculamos. Para ello, comenzamos utilizando el programa KVIS para inspeccionar la zona. Con esta herramienta desplegamos las imágenes en ambas frecuencias de radio y marcamos contornos de emisión de distintos valores a la estructura observada, estimando mediante una inspección visual los niveles que delimitan la fuente de forma más aproximada. Para esto tenemos en cuenta que los contornos elegidos contengan la emisión detectada por encima del nivel de ruido de la región. Estos contornos se definen con el fin de poder establecer hasta dónde llega la extensión de la fuente, y fijar un nivel máximo de emisión de fondo.

Una vez elegido el contorno que mejor define a la fuente, este nivel de densidad de flujo  $S_c$  se resta a la densidad de flujo total promedio medido  $S_m$  de la región, por tratarse de emisión de fondo que no está relacionada a la fuente. Para calcular  $S_m$  utilizamos la herramienta AIPS.

Seleccionando la tarea ‘greys’ del programa AIPS, aplicamos la acción TVSTAT, mediante la cual se elige el área sobre la que se estimará el flujo. Aplicamos esto tanto en la imagen de 1420 MHz como de 843 MHz. TVSTAT devuelve el número de pixeles  $N_{\text{pix}}$  del área seleccionada y el flujo medio  $S_m$  correspondiente a ese número de pixeles. Con estos datos obtenemos el flujo de la fuente de continuo (en unidades de Jansky) con la ecuación:

$$S_\nu = (S_m - S_c) * N_{\text{pix}} * \frac{\Omega_{\text{pix}}}{\Omega_{\text{haz}}} , \quad (4-1)$$

donde los flujos  $S_m$  y  $S_c$  están en unidades de Jy/haz,  $\Omega_{\text{pix}}$  representa el área del pixel de la



**Figura 4-1:** Índices espectrales característicos de una fuente de continuo térmica ( $\alpha \sim -0.1$ , para  $\nu > \nu_{to}$ ) y de una no térmica ( $\alpha \sim -0.7/-0.5$ ).

imagen (en segundos de arco) y  $\Omega_{\text{haz}}$  es el haz del instrumento.

Una vez calculados los flujos en ambas frecuencias, podemos utilizar estos valores para estimar el índice espectral  $\alpha$  correspondiente a la emisión de la región. El índice espectral  $\alpha$  es un parámetro físico cuyo valor define la naturaleza térmica o no térmica de una determinada fuente de continuo de radio. Es la pendiente de la distribución espectral del flujo de energía de la emisión en el continuo de radio de la fuente (ver Fig. 4-1).

Según el mecanismo físico que dé origen a una dada emisión, el espectro de una región tendrá una pendiente de continuo distinta. En la Fig. 4-1 se muestran los espectros típicos de una región térmica y una no térmica, con sus respectivos valores de  $\alpha$ . Comparando ambas curvas, puede apreciarse inmediatamente que en el caso no térmico (como es el caso de un RSN, por ejemplo) la variación de la densidad de flujo según la frecuencia es muy pronunciada ( $\alpha \sim -0.7$  a  $-0.5$ ), mientras que en el caso térmico (caso de región HII) la curva de continuo a altas frecuencias se mantiene aplanada ( $\alpha \sim -0.1$ ). En este último caso, también se indica la frecuencia de “turn over”  $\nu_{to}$ , que se define como la frecuencia a la cual la fuente pasa de ser ópticamente gruesa ( $\tau \gg 1$ ) a ópticamente delgada ( $\tau \ll 1$ ).

Luego, podemos estimar el parámetro  $\alpha$  a partir del valor de la densidad de flujo de la emisión en el continuo de radio de una fuente medida en dos frecuencias de radio distintas. En este caso, sabiendo que:

$$S_\nu \propto \nu^\alpha, \quad (4-2)$$

entonces para las frecuencias  $\nu_1 = 1420$  MHz y  $\nu_2 = 843$  MHz, calculando  $S_{\nu_1}/S_{\nu_2}$  llegamos

a:

$$\alpha = \frac{\log(S_1/S_2)}{\log(\nu_1/\nu_2)} = \frac{\log(S_{\nu_{1420}}/S_{\nu_{843}})}{\log(\nu_{1420}/\nu_{843})} . \quad (4-3)$$

Al calcular el índice espectral de esta manera,  $\alpha$  dependerá de los valores de  $S_\nu$  medidos; por lo tanto, errores en la medición de los flujos afectarán fuertemente al valor de  $\alpha$ .

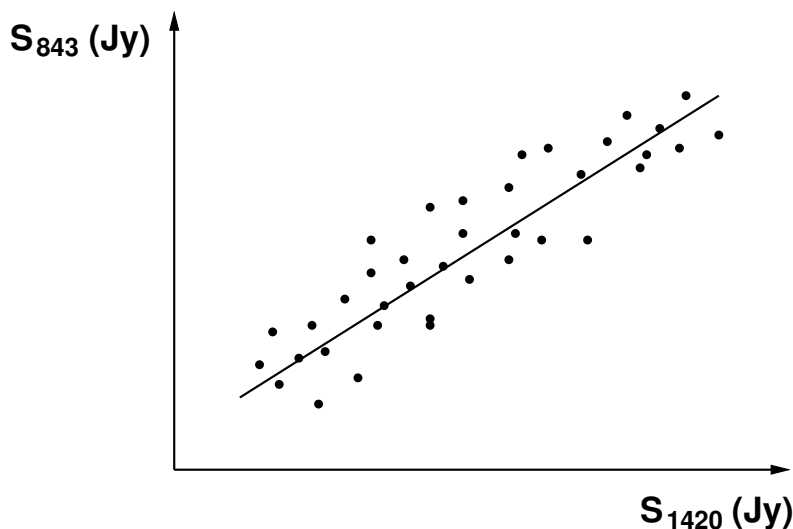
Una fuente de error muy grande en el cálculo del índice espectral utilizando este método, es el valor del nivel de emisión de fondo  $S_c$  restado a la densidad de flujo promedio  $S_m$ . Esto ocurre en los casos en que el flujo varía mucho según la extensión de la fuente que se defina.

Para obtener una medida de  $\alpha$  de tal forma que éste sea independiente de los contornos definidos, utilizamos el método conocido como TT-plot. Este consiste en graficar pixel a pixel el flujo  $S_\nu$  de la fuente (o su temperatura de brillo  $T_b$ ) a una dada frecuencia  $\nu$  versus el  $S_\nu$  (o la  $T_b$ ) de la misma fuente a otra frecuencia. En nuestro caso:  $S_{1420}$  vs  $S_{843}$ , como puede apreciarse en la Figura 4-2, donde se muestra el correspondiente gráfico TT-plot. Con este método, el  $\alpha$  se deriva a partir de la pendiente  $m$  de la recta que mejor ajusta los puntos graficados, por mínimos cuadrados. La relación entre ambos parámetros está dada por:

$$m = S_1/S_2 = S_{1420}/S_{843} \longrightarrow \alpha = \frac{\log m}{\log(\nu_1/\nu_2)} = \frac{\log m}{\log(\nu_{1420}/\nu_{843})} . \quad (4-4)$$

El análisis TT-plot se basa en comparar pixel a pixel dos imágenes de frecuencias distintas de una misma zona, razón por la cual para implementar ese método es necesario que las imágenes que se comparen sean del mismo tamaño, con el mismo número de píxeles (es decir, mismo grillado) y que tengan igual resolución angular. Por ende, antes de aplicar este método realizamos todo un tratamiento sobre las imágenes de 843 MHz, que son las de mejor resolución, utilizando varias tareas de AIPS para llevarlas a la (peor) resolución y al mismo tamaño que las imágenes en 1420 MHz.

Para cambiar la resolución, convolucionamos las imágenes usando la tarea ‘convl’. Luego, para que las imágenes de 843 MHz tengan el mismo tamaño y número de píxeles que las de 1420 MHz, usamos la tarea ‘hgeom’.



**Figura 4-2:** Ejemplo de gráfico TT-plot y recta correspondiente al mejor ajuste por mínimos cuadrados de los puntos observados.

Por último, usando la tarea ‘fit2a’ (fit to ascii), armamos una tabla con el valor del flujo correspondiente a cada pixel, tanto de las imágenes en 843 como 1420 MHz. Una vez obtenidos estos datos, utilizamos la herramienta de programación R para leer estas tablas y realizar el TT-plot. Luego de graficar los valores de flujo medidos en ambas frecuencias para cada pixel, y ajustar una recta por mínimos cuadrados, obtenemos el valor de su pendiente, que nos da el valor de  $\alpha$ .

Es importante mencionar que el método TT-plot tiene la ventaja de no depender del fondo, siempre y cuando el mismo varíe ‘lentamente’ en la zona observada.

En el caso de que el origen de la emisión sea térmico (caso de RHII) podemos estimar la masa, densidad de partículas y número de fotones necesarios para mantener la región ionizada, usando las ecuaciones derivadas por Mezger & Henderson (1967).

Para ello, primero es necesario definir una geometría para representar la fuente. Tanto la determinación de la masa de gas ionizado como de la densidad promedio del HII dependen en gran medida del modelo que se adopte para la distribución de densidad volumétrica. Estos autores definieron los siguientes modelos para describir una RHII:

Modelo I: densidad electrónica constante  $N_e$  dentro de una esfera de diámetro aparente  $\theta_{esf}$  y cero en todo otro lugar.

Modelo II: densidad electrónica constante  $N_e$  dentro de un cilindro de diámetro aparente  $\theta_{cil}$ , eje de simetría paralelo al eje  $r$  y largo igual a su diámetro; cero en todo otro

**Tabla 4-1:** Factores de conversión para el cálculo de  $N_o$  y  $M$ .

	$u_1$	$u_2$
Modelo I	0.775	1.291
Modelo II	0.857	1.167
Modelo III	0.911	1.106

lugar.

Modelo III: distribución exponencial decreciente, con densidad máxima  $N_o$  y ancho a potencia media  $\theta_G$ .

Utilizando las relaciones entre los diámetros aparentes  $\theta_{esf}$  y  $\theta_{cil}$  y el diámetro gaussiano  $\theta_G$  (descriptas por Mezger & Henderson, 1967) dadas por:

$$\theta_{esf} = 1.471\theta_G ; \theta_{cil} = 1.201\theta_G , \quad (4-5)$$

se obtiene la expresión para la densidad electrónica promedio de la RHII:

$$\left(\frac{N_o}{cm^{-3}}\right) = u_1 a^{1/2} 6.351 \times 10^2 \left(\frac{T_e}{10^4 K}\right)^{0.175} \left(\frac{\nu}{GHz}\right)^{0.05} \left(\frac{d}{kpc}\right)^{-0.5} \left(\frac{S_\nu}{Jy}\right)^{0.5} \left(\frac{\theta_G}{arcmin}\right)^{-1.5} . \quad (4-6)$$

En esta ecuación (y las siguientes), los autores definen el factor  $a$  para tener una medida de la desviación entre las fórmulas, exacta y aproximada, de la profundidad óptica  $\tau$ . Este factor tiene un valor inferior a 0.1, por lo cual si además se consideran los posibles errores observacionales en el cálculo de los parámetros físicos, se puede considerar que  $a \sim 1$  en todas las ecuaciones. El factor  $T_e$  es la temperatura electrónica de la fuente, es decir, la temperatura del gas ionizado. Por simplicidad, ésta se supone la misma en toda la región. Por otro lado,  $u_1$  es un factor numérico que depende de la geometría elegida para describir la distribución de densidad de la RHII. En la Tabla 4-1 se muestran los distintos valores de este factor.

A partir de la ecuación 4-6 podemos calcular la densidad electrónica conociendo los valores de la densidad de flujo  $S_\nu$ , la temperatura electrónica  $T_e$ , la distancia  $d$  y el diámetro angular aparente  $\theta_G$  de la región.

A continuación calculamos la masa total de gas ionizado  $M$ , la cual se obtiene integrando en todo el volumen elegido la distribución de densidad. Para obtener este parámetro

en unidades de masas solares, multiplicamos por el cociente entre la masa del átomo de hidrógeno  $m_{\text{H}}$  y la masa solar  $M_{\odot}$ . De esta forma, se obtiene la ecuación:

$$\left(\frac{M}{M_{\odot}}\right) = u_2 a^{1/2} 0.3864 \left(\frac{T_e}{10^4 \text{K}}\right)^{0.175} \left(\frac{\nu}{\text{GHz}}\right)^{0.05} \left(\frac{d}{\text{kpc}}\right)^{2.5} \left(\frac{S_{\nu}}{\text{Jy}}\right)^{0.5} \left(\frac{\theta_G}{\text{arcmin}}\right)^{1.5}, \quad (4-7)$$

donde  $u_2$  es un factor numérico similar a  $u_1$  (ver Tabla 4-1).

Por último calculamos el número de fotones necesarios para mantener la región HII observada ionizada. La ecuación correspondiente es:

$$\left(\frac{N_{\nu}}{s^{-1}}\right) = 0.76 \times 10^{47} \left(\frac{T_e}{10^4 \text{K}}\right)^{-0.45} \left(\frac{\nu}{\text{GHz}}\right)^{0.1} \left(\frac{d}{\text{kpc}}\right)^2 \left(\frac{S_{\nu}}{\text{Jy}}\right). \quad (4-8)$$

Conociendo la cantidad total de fotones  $N_{\text{Ly}}$  emitidos por la/s estrella/s, se puede comparar este valor con el  $N_{\nu}$  obtenido con esta última fórmula, y de esta forma determinar si el número total de fotones emitidos alcanzaría para que la RHII se mantenga ionizada.

Al momento de calcular todos estos parámetros físicos, un elemento muy importante a tener en cuenta es el factor de llenado  $f$ . Esto es porque, luego de haber elegido una determinada geometría para representar la región, hay que considerar qué fracción del volumen elegido está realmente ocupado por el gas ionizado. Para ello, utilizamos la expresión  $f\theta_G^3$  en lugar de  $\theta_G^3$ . Al incorporar esta expresión modificada del volumen en las ecuaciones descriptas para la masa y la densidad, estas quedan definidas de la siguiente forma:

$$N_0 \rightarrow f^{-\frac{1}{2}} N_0 \quad (4-9)$$

$$M \rightarrow f^{\frac{1}{2}} M. \quad (4-10)$$

# 5 Análisis del entorno de algunas estrellas

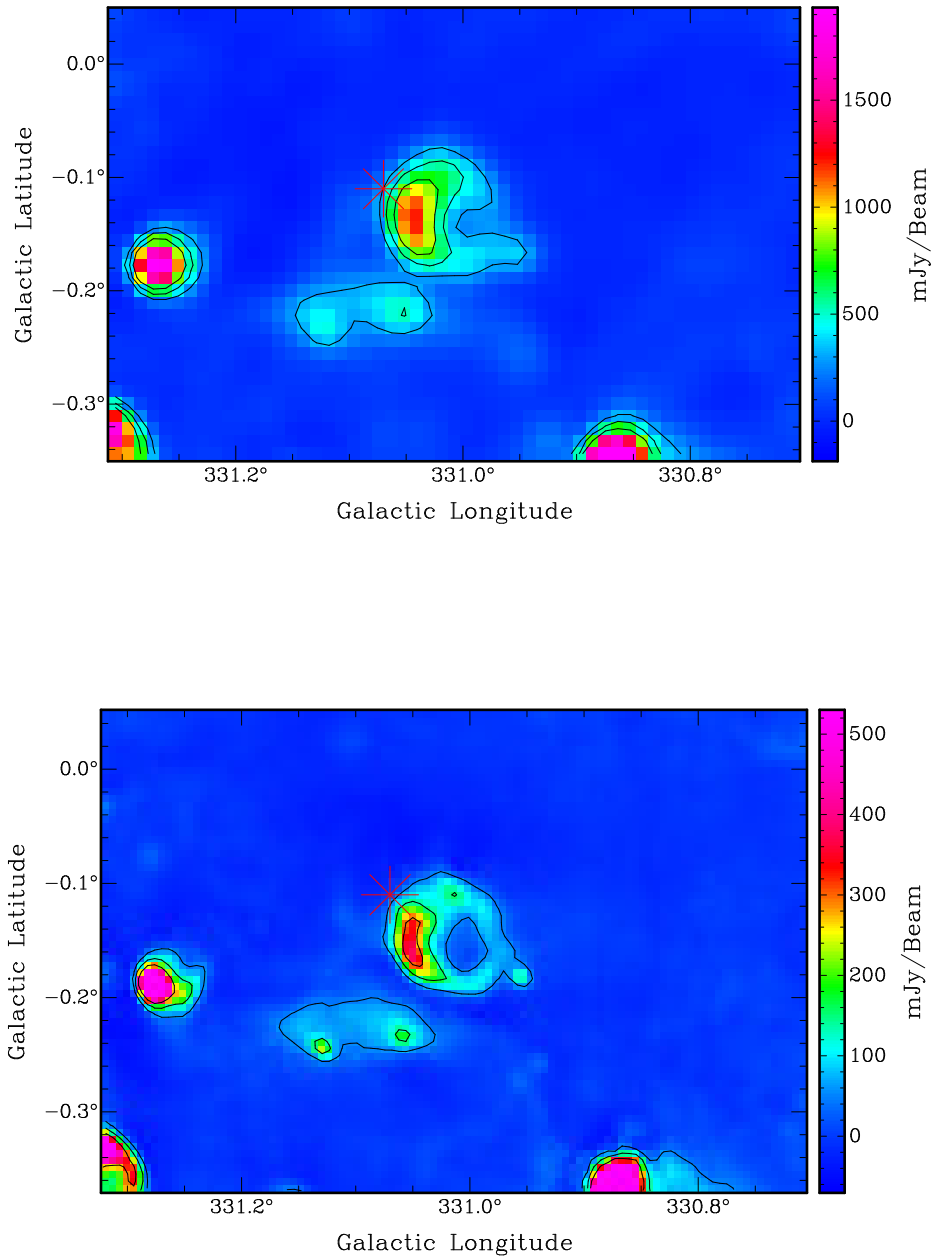
En este capítulo mostramos los resultados obtenidos para tres estructuras del MIE clasificadas como tipo 4, elegidas para este trabajo de Tesis. Se intenta demostrar la relación de las estrellas WR con dichas estructuras. El análisis está basado en la estimación de densidades de flujo para determinar la naturaleza de la emisión (térmica o no térmica), la comparación de distancias y de flujos ionizantes provistos por las estrellas y necesarios para mantener las regiones observadas.

## 5.1. El entorno de la estrella WR 1051-67L

La estrella Wolf-Rayet 1051-67L está localizada en el cuarto cuadrante (coordenadas galácticas:  $l = 331^\circ.07$ ,  $b = -0^\circ.11$ ), tiene magnitudes en el IR cercano:  $J = 14.86$  mag,  $H = 12.63$  mag,  $K_s = 11.24$  mag, obtenidas del Two Micron All Sky Survey (2MASS). Está clasificada como subtipo WC7, con una incertidumbre de  $\pm 2$  subtipos (esta incertidumbre se debe a la dificultad que existe para distinguir a estrellas de subtipos WC4-7). De acuerdo a su tipo espectral, se obtiene que los valores correspondientes a su tasa de pérdida de masa  $\dot{M}$ , la velocidad terminal de su viento  $v_\infty$  y su tasa de fotones en el continuo de Lyman  $N_{Ly}$ , son respectivamente:  $\log \dot{M} = -4.7 M_\odot \text{ año}^{-1}$ ,  $v_\infty = 2200 \text{ km s}^{-1}$ ,  $\log N_{Ly} = 49.1 \text{ ph s}^{-1}$  (Crowther, 2007). De acuerdo a Shara et al. (2012) esta estrella está a una distancia de 6.61 kpc.

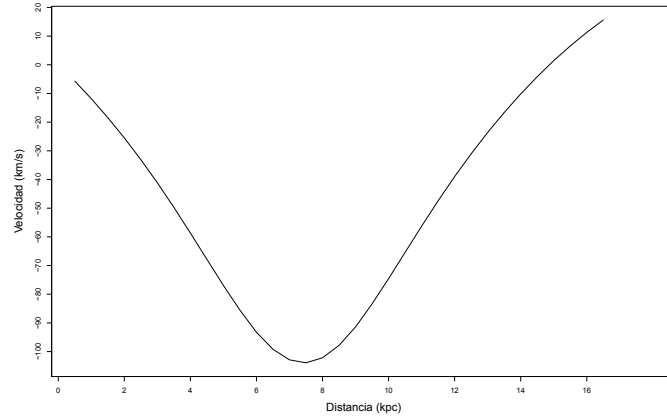
En la Fig. 5-1 se muestra la emisión que se encuentra en la vecindad del objeto en las frecuencias de 1420 y 843 MHz del continuo de radio. De acuerdo a los criterios de clasificación definidos en el Capítulo 3, la emisión detectada es de tipo 4, ya que como puede verse en ambas frecuencias, la estrella se encuentra justo en el borde de una distribución aislada, lejos de otras fuentes de continuo, y las estructuras que se observan en ambos casos tienen formas similares y bien definidas.

A partir de esta coincidencia morfológica nos preguntamos si la emisión detectada



**Figura 5-1:** Imágenes del continuo de radio de la región de la estrella 1051-67L (indicada por un asterisco). Imagen superior: 1420 MHz. Los contornos corresponden a 0.3, 0.5 y 0.75 Jy/haz. Imagen inferior: 843 MHz. Los contornos corresponden a 0.05, 0.15 y 0.3 Jy/haz.





**Figura 5-2:** Diagrama Velocidad vs. Distancia al Sol correspondiente a  $l = 331^\circ$ , considerando un modelo de rotación circular con  $V_\odot = 200 \text{ km s}^{-1}$  y  $R_\odot = 8.5 \text{ kpc}$ .

corresponde a una región HII y, de ser así, si la estrella 1051-67L puede ser la responsable de la misma.

Para analizar la naturaleza de la emisión observada, calculamos el índice espectral a partir de la estimación de los flujos en cada frecuencia. Tal como se mencionó en el Capítulo 4, utilizando el programa AIPS estimamos el flujo de la fuente.

Considerando distintos valores para los contornos de emisión que delimitan la fuente hemos obtenido diferentes valores para el flujo  $S_\nu$  a cada frecuencia. Tomando todos los valores calculados en cuenta, obtuvimos:  $S_{1420} = 2.9 \pm 0.4 \text{ Jy}$ ,  $S_{843} = 2.8 \pm 0.4 \text{ Jy}$ . A partir de estos valores estimamos el índice espectral, resultando que  $\alpha = 0.05 \pm 0.02$ . Esto indica, dentro de los errores obtenidos, que la radiación es de origen térmico, con lo cual podemos inferir que la región observada es una RHII.

El hecho de que la emisión tenga un origen térmico es consistente con la detección de una línea de recombinación de radio (RRL, por sus siglas en inglés) en la región, observada por Caswell & Haynes (1987a). En este relevamiento se observaron dos RRL a 5 GHz: H 109 $\alpha$  y H 110 $\alpha$ . A partir de la RRL, Caswell & Haynes (1987a) estimaron para esta región una velocidad, respecto al “Local Standard of Rest” (LSR) de  $V_{LSR} = -89 \pm 27 \text{ km s}^{-1}$  y una temperatura electrónica  $T_e$ , de 3400 K. A partir de la velocidad de la línea y adoptando un modelo de rotación de la galaxia, inferen que la estructura puede estar a 6.6 o 10.9 kpc, ya que la región se encuentra en la parte interna de la galaxia donde hay ambigüedad en la distancia, como se muestra en la Fig. 5-2. De acuerdo a la distancia a la estrella estimada por Shara et al. (2012),  $d=6.61 \text{ kpc}$ , vemos que coincide con la distancia cercana estimada para la región.

Sumado a este análisis, encontramos que Jones & Dickey (2012) también calcularon la distancia cinemática a esta región. A partir del análisis del perfil de absorción de HI y usando la información de la RRL detectada por Caswell & Haynes, obtuvieron un valor de  $d=7.44_{-1.06}^{+1.13}$  kpc. Esta distancia coincide, dentro de los errores, con la calculada por Shara et al. (2012) para la estrella 1051-67L.

Por otro lado, en su trabajo sobre los primeros datos obtenidos con el relevamiento a 1420 MHz del SGPS, McClure-Griffiths et al. (2001) identificaron esta región como G331.03-00.15.

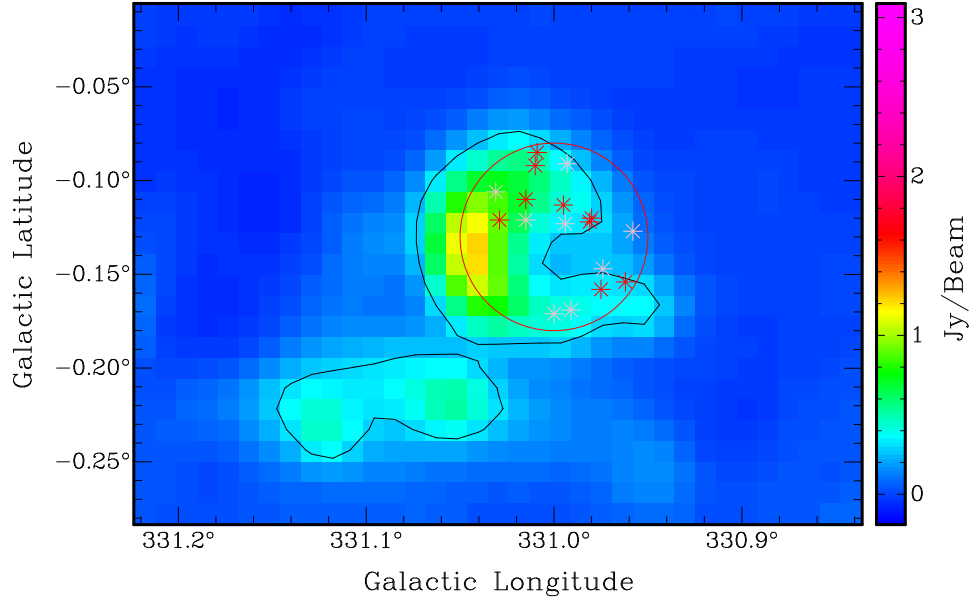
El hecho de que en ambos casos, las distancias calculadas para la región por distintos autores con diferentes métodos, coincidan entre ellas y con la distancia tabulada para la Wolf-Rayet (dentro de los errores estimados), es un fuerte indicador de que la estrella WR 1051-67L está relacionada con la región G331.03-00.15, categorizada como una RHII.

Sabiendo que se trata de una región de gas ionizado, calculamos algunos de sus parámetros físicos basándonos en las ecuaciones obtenidas por Mezger & Henderson (1967), tal como se describió en el Capítulo 4.

En este caso, decidimos modelar la región como una esfera, ya que de las 3 geometrías usualmente usadas en la bibliografía nos pareció la más representativa. A continuación fijamos un valor de  $\theta_{esf} = (6 \pm 1)$  arcmin, que nos define el diámetro angular de la región. Luego, adoptando su distancia,  $d = 7.44$  kpc, estimamos que tiene un tamaño lineal de alrededor de 13 pc. Adoptando, además, una temperatura electrónica de 3500 K, obtenemos que la región tiene  $890 \pm 475 M_{\odot}$  de gas ionizado y una densidad electrónica media de  $31 \pm 12 \text{ cm}^{-3}$ .

Un parámetro importante de la región es el número de fotones en el continuo de Lyman necesarios para mantener la región ionizada. En este caso, obtenemos que se necesitan  $(2.1 \pm 0.7) \times 10^{49} \text{ ph s}^{-1}$ , sin considerar la presencia de He II. Comparando este valor con el número de fotones emitidos por una estrella de tipo espectral WC7,  $N_{Ly} = 1.26 \times 10^{49} \text{ ph s}^{-1}$ , vemos que la WR sola no tiene los suficientes fotones como para mantener la región, sobre todo teniendo en cuenta que no todos los fotones energéticos se usan para ionizar el gas, sino que varios son absorbidos por las partículas de polvo o escapan de la región.

El hecho de que los fotones aportados por la WR no sean suficientes, sumado a su posición respecto a la estructura (sobre un borde) y sabiendo que estas estrellas no suelen estar aisladas, indica que debe haber otras estrellas masivas en la zona. Sin embargo no encontramos nada en los catálogos de estrellas WRs y O disponibles en internet (*Galactic WR Catalogue* v1.21; <http://pacrowther.staff.shef.ac.uk/WRcat/> mantenido por Paul Crowther y el *Galactic O-star Catalog* V3.0; <https://gosc.cab.inta-csic.es/>; Maíz Apellániz, J. et al.,



**Figura 5-3:** Imagen de la emisión a 1420 MHz. El contorno negro corresponde a un nivel de emisión de 0.3 Jy/haz. El círculo rojo representa la zona donde se realizó la búsqueda de fuentes 2MASS candidatas a estrellas de tipo espectral O V (asteriscos rojos) y tipo espectral O III (asteriscos rosas).

2013). La falta de estrellas masivas catalogadas en esta zona puede deberse a la alta absorción que hay en la misma. De acuerdo al trabajo de Shara et al. (2012) esta estrella posee una absorción de 1.73 magnitudes en la banda  $K$ , lo que implica, considerando que  $A_K = 0.11 A_V$  (Rieke & Lebofsky, 1985), una absorción en el visual de  $A_V = 15.71$  magnitudes.

Entonces, teniendo en cuenta la alta absorción de la zona, buscamos las posibles estrellas excitatrices de la región usando el catálogo de fuentes infrarrojas del relevamiento 2MASS (Skrutskie et al., 2006). Para ello, primero identificamos todas las fuentes 2MASS localizadas en la zona de interés, indicada por el círculo rojo en la Fig. 5-3, donde hemos encontrado un total de 919 fuentes. Para identificar las candidatas a ser estrellas en la fase de secuencia principal, utilizamos el parámetro  $Q$ , donde  $Q = (J - H) - 1.83(H - K_s)$ , y seleccionamos aquellas que satisfacen  $-0.15 < Q < 0.1$  (Comerón et al., 2002). Obtuvimos que 100 de las 919 fuentes 2MASS satisfacen este criterio.

Para identificar entre esas 100 fuentes cuáles pueden ser candidatas a tener un tipo espectral O necesitamos calcular sus magnitudes absolutas,  $J$ ,  $H$  y  $K$ , para lo cual adoptamos que están a una distancia de 7440 pc y que la absorción de la zona es  $A_V = 15.71$ ; es decir, les imponemos estas condiciones ya que lo que queremos saber es si es posible que tengan magnitudes de estrellas O estando a la misma distancia que la RHII. Una vez estimadas las magnitudes absolutas, las comparamos con los valores dados en la Tabla 3 del trabajo de

**Tabla 5-1:** Propiedades de las fuentes 2MASS candidatas a estrellas de tipo espectral O V.

ID	longitud	latitud	$J$	$H$	$K$	$M_J$	$M_H$	$M_K$
16094643-5150112	330.995	-0.113	14.312	13.202	12.618	-4.44	-3.82	-3.46
16094441-5151097	330.981	-0.122	13.873	12.101	11.120	-4.88	-4.92	-4.96
16094383-5151065	330.980	-0.120	13.625	12.984	12.672	-5.13	-4.04	-3.41
16095122-5149143	331.015	-0.110	15.164	13.470	12.517	-3.59	-3.56	-3.57
16095791-5149097	331.029	-0.121	14.726	12.973	12.008	-4.03	-4.05	-4.07
16095235-5152594	330.975	-0.158	15.383	13.738	12.823	-3.37	-3.29	-3.26
16094516-5148384	331.010	-0.092	14.562	13.102	12.274	-4.19	-3.92	-3.81
16094767-5153188	330.962	-0.154	14.629	13.541	12.886	-4.13	-3.48	-3.20
16094284-5148227	331.009	-0.085	13.992	12.832	12.216	-4.76	-4.19	-3.87

Martins & Plez (2006), el cual indica que para una estrella tipo O de secuencia principal,  $M_J$  está en el rango de  $-5.18$  a  $-3.35$  mag,  $M_H$  entre  $-5.07$  y  $-3.24$  mag y  $M_K$  entre  $-4.97$  y  $-3.14$  mag. De las 100 fuentes analizadas, encontramos que sólo 9 son candidatas a ser estrellas O V a esa distancia. Sus posiciones se indican en la Fig. 5-3 y sus propiedades se listan en la Tabla 5-1.

Por último, buscamos las candidatas a ser estrellas en la fase de gigante, seleccionando aquellas cuyo parámetro  $Q$  satisfizo la condición  $Q > 0.1$  (Comerón et al., 2002). Realizando el mismo procedimiento que para las estrellas candidatas a O V, obtuvimos las magnitudes absolutas y las comparamos con las estimadas por Martins & Plez (2006), donde  $M_J$  está en el rango de  $-5.51$  a  $-4.64$  mag,  $M_H$  entre  $-5.40$  y  $-4.53$  mag y  $M_K$  entre  $-5.30$  y  $-4.43$  mag. Finalmente, encontramos 8 fuentes candidatas a ser estrellas O III a la misma distancia, cuyas propiedades se muestran en la Tabla 5-2.

Es importante recalcar que estas fuentes 2MASS son candidatas a ser las estrellas excitatrices de la región, y para poder confirmarlo es necesario obtener espectros de las mismas.

**Tabla 5-2:** Propiedades de las fuentes 2MASS candidatas a estrellas de tipo espectral O III.

ID	longitud	latitud	$J$	$H$	$K$	$M_J$	$M_H$	$M_K$
16094865-5150413	330.994	-0.123	13.3	11.682	11.021	-5.45	-5.34	-5.06
16095409-5149435	331.015	-0.121	13.383	12.008	11.538	-5.37	-5.02	-4.54
16094930-5152318	330.974	-0.147	13.48	12.074	11.509	-5.27	-4.95	-4.57
16095461-5148246	331.031	-0.106	13.339	12.091	11.598	-5.42	-4.94	-4.49
16093996-5149186	330.993	-0.091	13.99	11.926	11.013	-4.76	-5.10	-5.07
16095966-5152495	330.991	-0.169	13.419	12.036	11.398	-5.34	-4.99	-4.69
16100277-5152328	331.000	-0.171	13.446	12.071	11.549	-5.31	-4.96	-4.53
16093931-5152193	330.958	-0.127	13.447	11.959	11.405	-5.31	-5.07	-4.68

## 5.2. El entorno de las estrellas WR 1181-82L, 1181-81L y 1181-211L

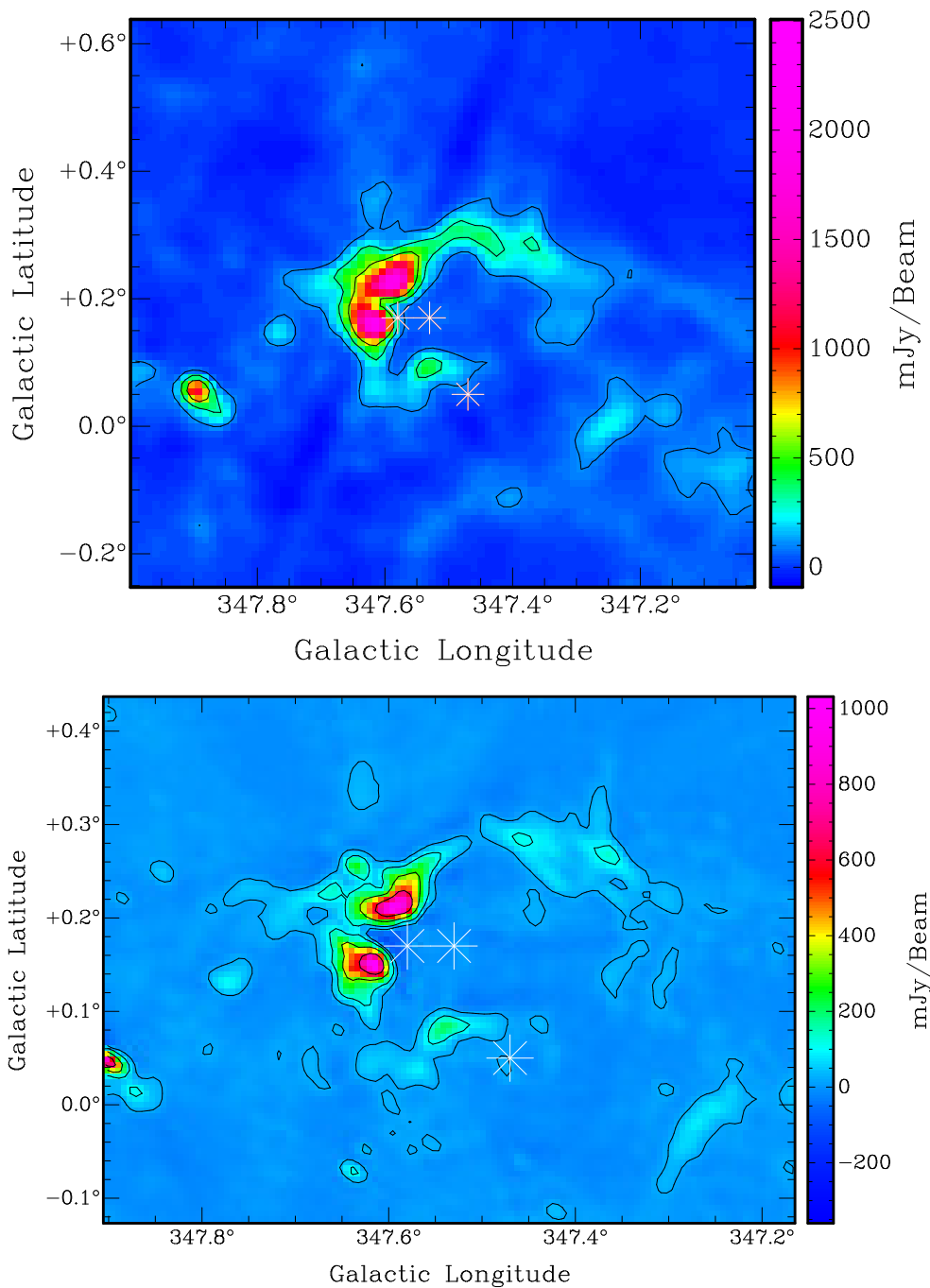
Las estrellas Wolf-Rayet 1181-82L, 1181-81L y 1181-211L están localizadas en el cuarto cuadrante, con coordenadas galácticas muy próximas entre sí. De acuerdo al trabajo de Shara et al. (2012), sus distancias son muy similares, por lo que es probable que las tres formen parte del mismo grupo estelar. En la Tabla 5-3 se listan la coordenadas galácticas, distancia y algunos parámetros físicos de los tres objetos. Como se mencionó previamente, las magnitudes IR se obtuvieron del 2MASS, y los parámetros físicos de Crowther (2007). El resto de los parámetros fueron medidos por Shara et al. (2012). El tipo espectral de la WR 1181-211L, al estar clasificada como WN7, presenta una ambigüedad de  $\pm 2$  subtipos. Shara et al. (2012) estimaron la distancia de los tres objetos, obteniendo 6.32 kpc para la WR 1181-82L, 6.15 kpc para la WR 1181-81L y 5.51 kpc para la WR 1181-211L.

En la Fig. 5-4 se muestra la emisión en los alrededores de los objetos en las frecuencias de 1420 y 843 MHz del continuo de radio, clasificada según nuestros criterios como tipo 4. Esto es porque en ambas imágenes pueden verse estructuras similares con forma de arco que se encuentran rodeando a las estrellas. Se observa que el arco que rodea las estrellas 1181-81L y 1181-82L es de mayor extensión, ubicado en las coordenadas  $(l,b) = (347.^{\circ}63, 0.^{\circ}19)$ ; más cerca del plano galáctico, en las coordenadas  $(l,b) = (347.^{\circ}53, 0.^{\circ}08)$ , se encuentra otro arco más pequeño cerca de la estrella 1181-211L, que también pareciera estar rodeando a la WR. Se observa que en ambas frecuencias, el arco más grande tiene dos zonas muy intensas, con máximos de 1 Jy/haz y 1,02 Jy/haz localizados aproximadamente en  $(l, b) = (347.^{\circ}58, 0.^{\circ}21)$  y  $(l, b) = (347.^{\circ}62, 0.^{\circ}15)$  respectivamente, muy próximos a la estrella 1181-81L.

Para averiguar si las estructuras descritas y las estrellas están relacionadas, procedimos a estudiar el origen de la emisión. Analizando distintos niveles de emisión, obtuvimos los correspondientes valores del flujo  $S_{\nu}$  para cada frecuencia. Teniendo en cuenta todos los valores de flujos medidos, obtuvimos:  $S_{1420} = 15.3 \pm 1.6$  Jy y  $S_{843} = 15.1 \pm 0.5$  Jy. Con estos valores, el índice espectral puede tomar un valor dentro del siguiente rango:  $\alpha = -0.1 -$

**Tabla 5-3:** Parámetros físicos de estrellas WR 1181-82L, 1181-81L y 1181-211L.

Nombre WR	$l$	$b$	Subtipo	$\log \dot{M}$ $M_{\odot} \text{ año}^{-1}$	$v_{\infty}$ $\text{km s}^{-1}$	$\log N_{\text{Ly}}$ $\text{ph s}^{-1}$	$J$	$H$	$K_s$	$d$ kpc
1181-82L	347.53	0.17	WC8	-5.0	1700	49.0	14.0	12.2	11.0	6.32
1181-81L	347.58	0.17	WC8	-5.0	1700	49.0	13.3	12.1	10.8	6.15
1181-211L	347.47	0.05	WN7	-4.8	1300	49.4	10.9	10.0	9.5	5.51



**Figura 5-4:** Imágenes del continuo de radio de la región de las estrellas WR 1181-82L, 1181-81L y 1181-211L (indicadas por asteriscos). Imagen superior: 1420 MHz. Los contornos corresponden a 0.1, 0.3 y 0.6 Jy/haz. Imagen inferior: 843 MHz. Los contornos corresponden a 0.02, 0.1, 0.3 y 0.6 Jy/haz.

+0.15. Esto se debe a que los flujos medidos son muy dependientes de la extensión conside-

**Tabla 5-4:** Parámetros físicos de la región. La columna 2 muestra el diámetro lineal  $D$ .

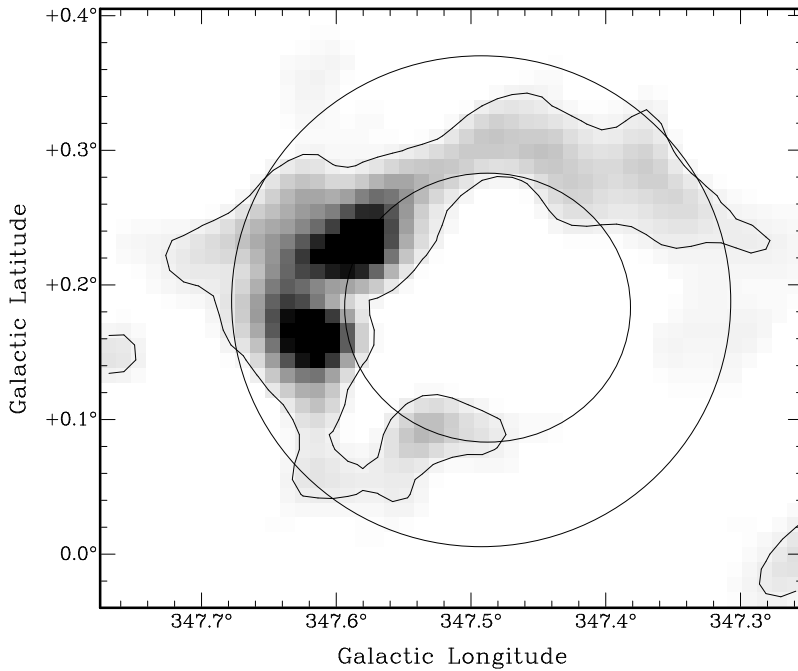
	$D$ [pc]	$M$ [ $M_{\odot}$ ]	$n$ [ $\text{cm}^{-3}$ ]	$N_{\text{Ly}}$ [ $10^{49}$ ph $\text{s}^{-1}$ ]
$d = 6$ kpc	$38 \pm 8$	$7220 \pm 2120$	$14 \pm 3$	$6.5 \pm 1.3$
$d = 10.4$ kpc	$66 \pm 10$	$28550 \pm 6840$	$11 \pm 2$	$20 \pm 3$

rada para la fuente; sin embargo, aunque se consideren diferentes valores para los contornos y se obtengan flujos ligeramente distintos, el índice espectral seguirá dando un valor dentro de este intervalo, indicando que la región tiene un origen térmico.

Para averiguar si la estructura puede estar relacionada con las estrellas, lo primero que necesitamos conocer es la distancia de la región ionizada. Para ello buscamos trabajos que reporten líneas de recombinación (RRL) en la zona, y hallamos un trabajo sobre RRLs de regiones HII del hemisferio sur (Caswell & Haynes, 1987b). En este trabajo, a partir de la detección de una RRL, miden una velocidad  $V_{\text{LSR}} = -96$  km  $\text{s}^{-1}$  y una  $T_e = 4000$  K para la región. Con este valor de velocidad infieren una distancia cercana de 8 kpc y una lejana de 11.6 kpc. Por otro lado, a partir del análisis de perfiles de absorción de HI hacia regiones HII, Fish et al. (2003) infieren que esta región está a la distancia lejana y le asignan un valor  $d = 10.4_{-0.9}^{+0.4}$  kpc. Aunque ninguna de estas distancias coincide con el valor estimado por Shara et al. (2012) para estas estrellas, que es de alrededor de 6 kpc, esto no descarta una posible asociación ya que es importante recordar que las distancias dadas por Shara et al. (2012) tienen un error del 25 %.

Con el flujo calculado en 1420 MHz, estimamos la masa  $M$  de gas ionizado, densidad de partículas  $n$  y número de fotones  $N_{\text{Ly}}$  necesarios para mantener la región ionizada. Para ello utilizamos las ecuaciones de Mezger & Henderson, tal como se describe en el Capítulo 4. Adoptamos para la región un diámetro angular  $\theta_{\text{esf}} = 22'$ , un flujo  $S_{1420} = 15.3 \pm 1.6$  Jy y una  $T_e = 4000$  K. Como puede verse en la Fig. 5-5, si asumimos una geometría esférica para la región es necesario corregir los valores de masa y densidad obtenidos teniendo en cuenta que no toda la esfera contiene emisión. Utilizando los radios de los círculos delineados en la Fig. 5-5, obtuvimos un factor de llenado  $f = 0.7$ . Respecto a la distancia, como las estrellas tienen una distancia catalogada, pero la región tiene calculada otra, consideramos ambos valores y calculamos los parámetros físicos de la región para los dos casos. Los resultados obtenidos se muestran en la Tabla 5-4.

Habiendo calculado el número de fotones energéticos necesarios para mantener la región ionizada, podemos compararlo con el número de fotones UV ( $N_{\text{Ly}}$ ) estimado para nuestras estrellas, con el fin de verificar si la cantidad total de fotones emitida por nuestros objetos sería suficiente para generar esta región HII, con las propiedades y parámetros físicos que hemos medido de la misma.

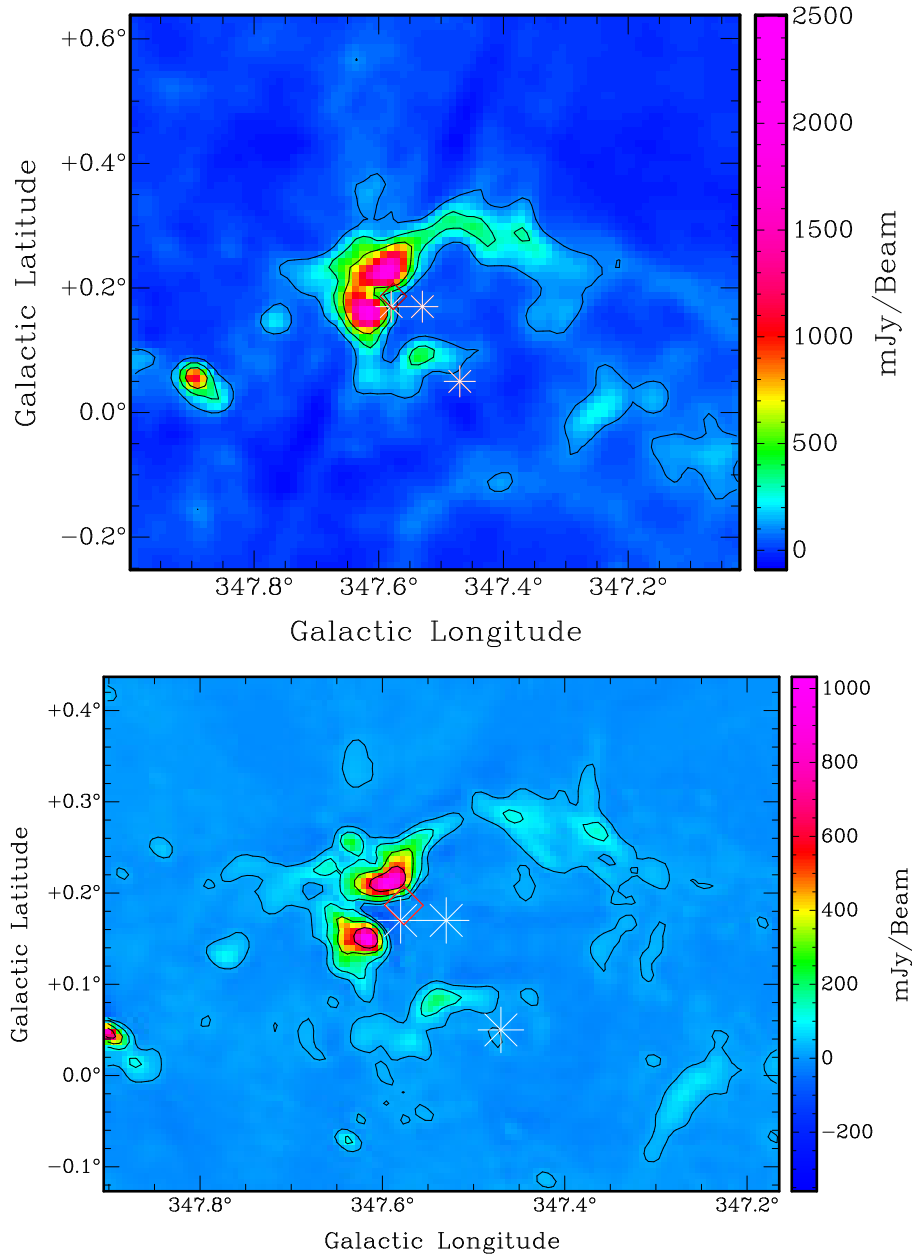


**Figura 5-5:** Imagen del continuo de radio a 1420 MHz indicando la zona considerada para estimar el factor de llenado  $f$ , utilizado para estimar los parámetros físicos de la región HII relacionada con las tres estrellas WR.

De la Tabla **5-3** obtenemos los valores de  $N_{Ly}$  por subtipo espectral, según Crowther (2007), y con ellos calculamos el número total de fotones UV producido por estas estrellas. Esto nos da:  $N_{tot} \sim 4.5 \times 10^{49} \text{ ph s}^{-1}$ . Comparando con el número de fotones necesario calculado para ambas distancias, vemos que este último es mayor al  $N_{tot}$ . Por ende, concluimos que la cantidad total de fotones más allá del continuo de Lyman que emiten estas estrellas no alcanza para generar la RHII observada. Es decir, estas estrellas no son capaces de formar esta región HII por ellas mismas, porque la energía total emitida por éstas no es suficiente.

A partir de este resultado, realizamos una búsqueda de estrellas tempranas de Secuencia Principal (SP) reportadas en la zona, ya que se necesitan más estrellas para poder generar esta región. Encontramos un cúmulo abierto (CA) masivo en las proximidades de las estrellas 1181-81L y 1181-82L, descrito en el trabajo de Borissova et al. (2012) y designado DBS2003 179. Su localización puede apreciarse en la Fig. **5-6** en ambas frecuencias. Se trata de un cúmulo joven, y en este trabajo estos autores presentan un estudio detallado de las estrellas más masivas de esta agrupación. Ellos encontraron que el cúmulo contiene tres estrellas WN tardías o WR/LBV, y al menos cinco estrellas O de Secuencia Principal (OV) y cinco supergigantes (O If, donde  $f$  es un indicador de líneas de emisión de N III y He II). Los autores obtuvieron el diagrama de Hertzsprung-Russel del CA, y a partir del mismo





**Figura 5-6:** Imágenes del continuo de radio de la región de la estrellas WR 1181-82L, 1181-81L y 1181-211L, indicadas por asteriscos. El rombo rojo indica la posición del cúmulo abierto hallado en la zona. Imagen superior: 1420 MHz. Imagen inferior: 843 MHz.

determinaron una masa de más de  $85 M_{\odot}$  para las estrellas WR, una masa de entre 40 y  $80 M_{\odot}$  para las O If y una masa mayor a  $20 M_{\odot}$  para las O V. Además, obtuvieron una distancia al CA de  $7.9 \pm 0.8$  kpc, la cual es comparable con las distancias de las WR de Shara et al. (2012), dentro de sus errores.

Habiendo analizado todos estos objetos y sus distancias estimadas con distintos métodos, además de sus respectivos rangos de error, consideramos que hay una gran probabilidad de que tanto el CA, como la RHH y las WR de nuestra muestra se encuentren a la misma distancia y por lo tanto las estructuras en el MIE hayan sido modeladas por estas estrellas.

### 5.3. El entorno de las estrellas WR 1106-31L y 1105-76L

Las estrellas Wolf-Rayet 1106-31L y 1105-76L se encuentran en el cuarto cuadrante, con coordenadas galácticas muy próximas entre sí. Sin embargo, solo la estrella 1105-76L tiene distancia determinada por Shara et al. (2012). En la Tabla 5-5 se listan las coordenadas galácticas, distancia y algunos parámetros físicos de ambos objetos. Las magnitudes IR fueron obtenidas del 2MASS y los parámetros físicos de Crowther (2007). El resto de los parámetros fueron medidos por Shara et al. (2012). Estos autores catalogaron a la estrella 1106-31L como subtipo WC9 y a la 1105-76L como WC8. Además para esta última estimaron una distancia de 7.51 kpc, con un error típico de 25 %.

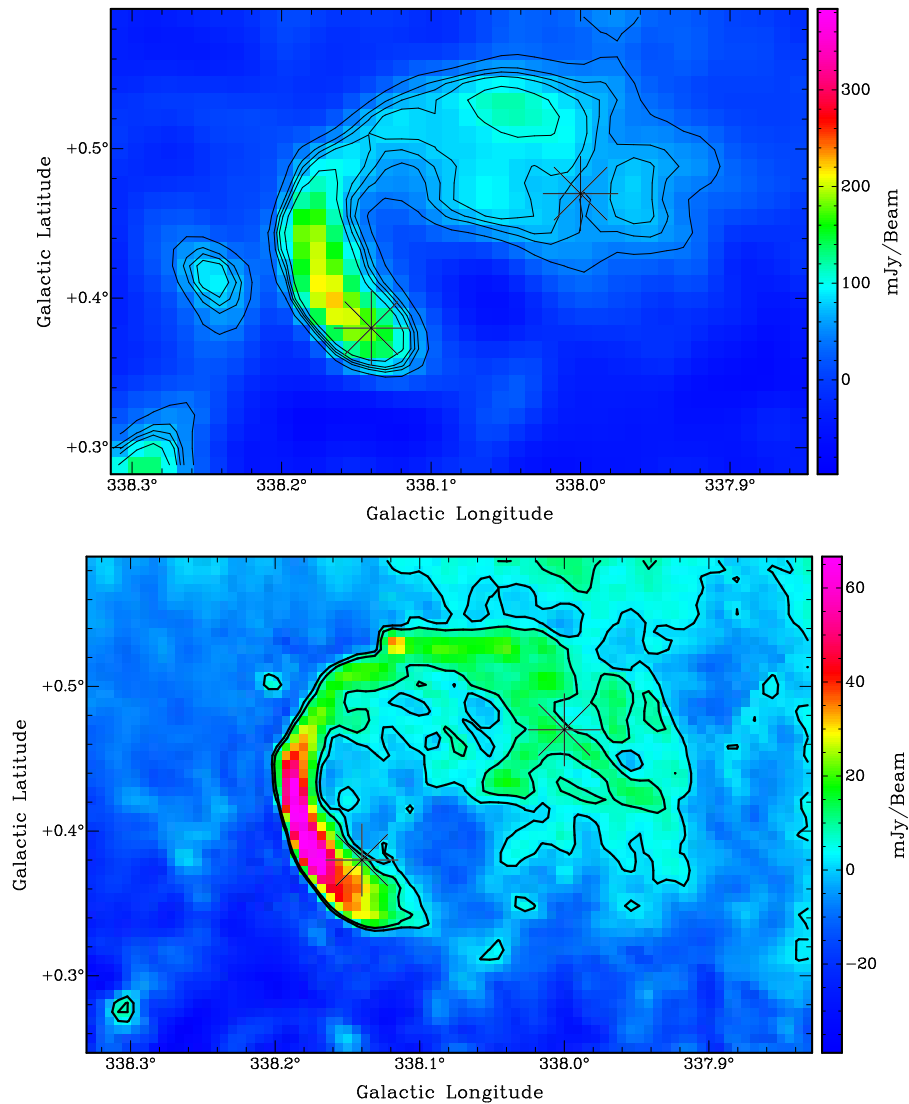
En la Figura 5-7 se muestra la emisión en los alrededores de los objetos en las frecuencias de 1420 y 843 MHz del continuo de radio. El MIE en los alrededores de ambas estrellas fue clasificado como categoría 4. Puede verse en ambas frecuencias que las estrellas parecieran estar inmersas en una estructura con bordes bien delimitados, aislada de otras estructuras mayores. Esta presenta una forma de media cáscara esférica, similar en ambas imágenes. Se pueden identificar dos zonas de la estructura con características morfológicas distintas, cada una con una estrella superpuesta; una zona de mayor intensidad hacia latitudes menores de la estructura, con forma de arco, en la cual se localiza la estrella 1105-76L, y otra zona con emisión menos intensa pero más extendida, donde se encuentra la estrella 1106-31L (la fuente de la derecha).

Para analizar la posible relación entre la fuente de continuo y nuestro par de objetos, comenzamos comparando las distancias de ambas WR. Como fue mencionado previamente, la estrella 1105-76L tiene una distancia estimada de  $7.51 \pm 1.88$  kpc. Por otro lado, encontramos que la estrella 1106-31L fue observada por GAIA (Gaia Collaboration et al., 2018) y tiene calculado un valor de paralaje igual a  $0.2124 \pm 0.0701$  mas. A partir de la paralaje estimamos una distancia para esta estrella de  $4.7_{-2.3}^{+1.2}$  kpc; por ende, dentro de los errores, consideramos que estas estrellas podrían llegar a ser parte de una asociación.

Continuamos calculando los flujos en ambas frecuencias de la emisión, para determinar su origen y analizar su posible relación con las estrellas WR que aparecen proyectadas

**Tabla 5-5:** Parámetros físicos de las estrellas WR 1106-31L y 1105-76L.

Nombre WR	$l$	$b$	Subtipo	$\log \dot{M}$ $M_{\odot} \text{ año}^{-1}$	$v_{\infty}$ $\text{km s}^{-1}$	$\log N_{\text{Ly}}$ $\text{ph s}^{-1}$	$J$	$H$	$K_s$	$d$ kpc
1106-31L	338.00	0.47	WC9	-5.0	1200	48.6	10.3	9.6	8.9	-
1105-76L	338.14	0.38	WC8	-5.0	1700	49.0	14.8	12.7	11.5	7.51



**Figura 5-7:** Imágenes del continuo de radio de la región de las estrellas WR 1106-31L y 1105-76L. (indicadas por asteriscos). Imagen superior: 1420 MHz. Los contornos corresponden a 0.04, 0.06, 0.07, 0.08 y 1 Jy/haz. Imagen inferior: 843 MHz. Los contornos corresponden a 0.002 y 0.008 Jy/haz.

sobre la propia emisión.

Al tratarse de una fuente con una región donde la emisión es débil y extendida, con un borde difícil de definir, probamos con distintos valores de contornos  $S_{\text{Lev}}^{\nu}$  en cada frecuencia. En la Tabla 5-6 se muestran los valores de los flujos obtenidos  $S^{\nu}$  y los índices espectrales calculados para cada par de flujos.

**Tabla 5-6:** Índices espectrales calculados con los flujos  $S^\nu$  en 1420 y 843 MHz obtenidos para distintos valores de contornos  $S_{\text{Lev}}^\nu$ .

$S_{\text{Lev}}^{1420}$ (Jy/haz)	$S^{1420}$ (Jy)	$S_{\text{Lev}}^{843}$ (Jy/haz)	$S^{843}$ (Jy)	$\alpha$
0.01	2.9	0.002	1.6	1.1
0.02	2.4	0.002	1.6	0.7
0.03	1.9	0.002	1.6	0.3
0.05	1.2	0.005	1.2	0.0
0.06	0.9	0.006	1.1	-0.4

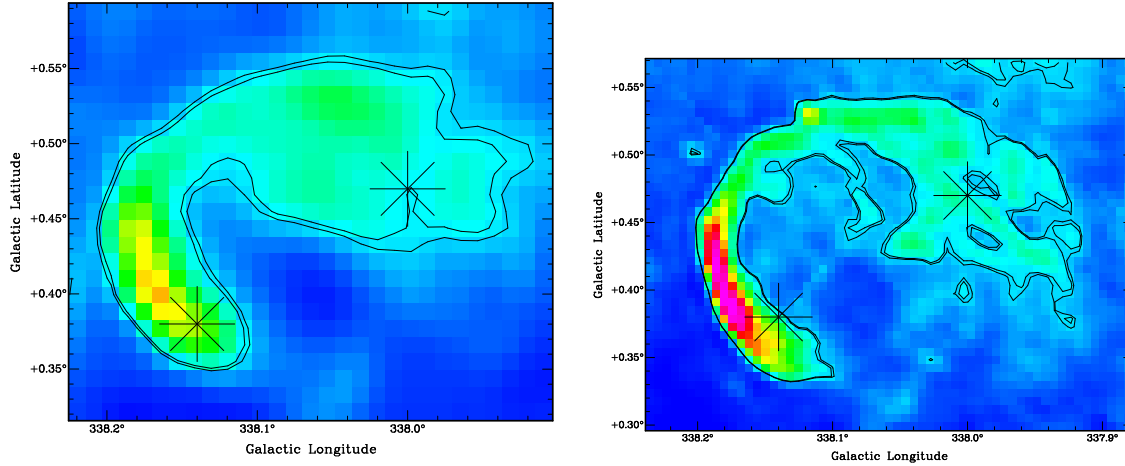
Los diferentes pares de contornos  $S_{\text{Lev}}^\nu$  utilizados se definieron de tal forma que, en cada caso, la extensión de la fuente considerada en ambas frecuencias fuera comparable.

Analizando los valores de la Tabla 5-6, se observa que a medida que se toman valores mayores para los contornos en ambas frecuencias, el valor del  $\alpha$  va disminuyendo. Es decir, el índice espectral de la región depende fuertemente del tamaño (del fondo) considerado para la fuente.

Vemos que para los valores de  $S_{\text{Lev}}^\nu$  más bajos (fuente más extensa) se obtienen valores de  $\alpha$  que no se corresponden con los asociados a fuentes de emisión térmica o no térmica, mientras que para contornos un poco más elevados, el índice se acerca a valores correspondientes a los de emisión de tipo térmica. Sin embargo, si se consideran contornos todavía mayores (y la extensión de la fuente disminuye), el  $\alpha$  de la región más reducida corresponde a emisión no térmica.

Es decir, debido a la gran variación del índice con el contorno elegido para delimitar la estructura, el  $\alpha$  puede tomar valores típicos de un remanente ( $\sim -0.4$ ) pero también puede dar valores que indican que la emisión puede ser de origen térmico ( $\sim 0.0$ ). Por ende, no podemos llegar a ninguna conclusión sobre la naturaleza de la emisión. En la Figura 5-8 se muestran los contornos con los que se obtuvieron estos dos valores de  $\alpha$ .

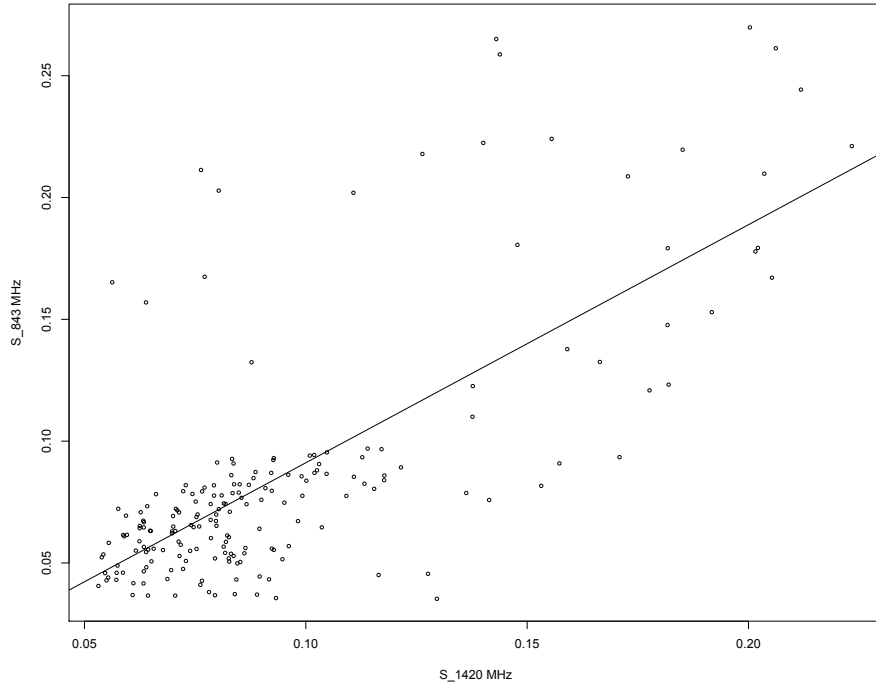
Probamos entonces determinar el índice con un método que sea independiente de la emisión de fondo, por lo cual realizamos un análisis TT-plot de toda la región. En la Fig. 5-9 se muestra el gráfico TT-plot realizado. A partir de dicha figura obtuvimos que el mejor ajuste da una pendiente  $m = 0.97 \pm 0.07$ , que implica un  $\alpha = 0.04 \pm 0.15$ . Si bien el error en  $\alpha$  es muy grande, este resultado sugiere un origen térmico para la emisión; sin embargo, en la figura llama la atención la presencia de varios puntos localizados bastante por encima de la recta, con flujos a 843 MHz superiores a 0.015 Jy. Estos puntos en particular se corresponden al arco más intenso de la estructura, y debido a su gran dispersión podrían indicar la existencia de más de una componente en la emisión detectada.



**Figura 5-8:** Imágenes en 1420 MHz y 843 MHz de la región de las estrellas WR 1106-31L y 1105-76L. En éstas se indican los contornos  $S_{Lev}^{\nu}$  utilizados en el cálculo de los dos últimos índices espectrales de la Tabla 5-6. Imagen derecha:  $S_{Lev}^{1420}$  (Jy/haz) = 0.05, 0.06. Imagen izquierda:  $S_{Lev}^{843}$  (Jy/haz) = 0.005, 0.006.

Para analizar este posible escenario de emisión térmica mezclada con una componente no térmica, tomamos la región de mayor intensidad de la estructura y realizamos otro análisis TT-plot enfocado a esta zona. En la Fig. 5-10 se muestra el TT-plot realizado solo sobre la parte más intensa de la región (indicada con un box en la Figura 5-11), y se observa una altísima dispersión de los puntos que la conforman. En este caso obtenemos una pendiente de  $0.78 \pm 0.15$  y un  $\alpha = 0.46 \pm 0.4$ , lo cual no tiene ningún sentido físico.

Como en esta zona la emisión es más intensa, de acuerdo a los valores obtenidos para  $\alpha$  mostrados en la Tabla 5-6, esperábamos obtener un índice espectral correspondiente al de un RSN. El hecho de no obtener un resultado conclusivo puede explicarse observando la Fig. 5-11. En esta imagen en 1420 MHz de la región, se muestran como ejemplo dos contornos en color negro marcados para delimitar la estructura que se detecta en esta frecuencia, y dos contornos en color rojo definidos en la imagen de 843 MHz de la misma región, con el mismo tamaño, número de píxeles y resolución (es decir, la imagen obtenida luego de habersele aplicado las tareas ‘convl’ y ‘hgeom’). Comparando ambos pares de contornos, puede verse que las imágenes tienen un corrimiento importante, el cual se detecta también usando la imagen original de 843 MHz y no fue posible corregir en esta instancia, ya que excede el alcance de esta tesis. Esto introduce mucho error al comparar los píxeles correspondientes a regiones más reducidas como la contenida en el *box*, ya que como puede apreciarse con los contornos, los píxeles más intensos en una frecuencia pueden no coincidir con aquellos más intensos en la otra, y con los que en verdad deberían ser comparados. Otros píxeles que introducen mucho error en los cálculos del análisis TT-plot son los que determinan los bordes del arco intenso en ambas frecuencias, ya que en los límites de los dos arcos hay un alto gradiente de intensidad, y al no coincidir ambos bordes, éstos son comparados con

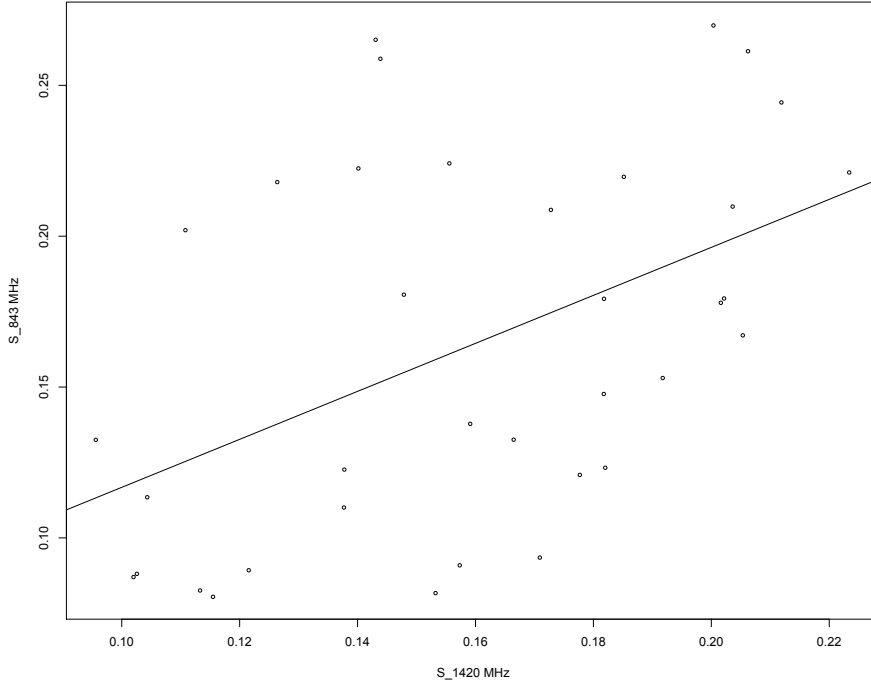


**Figura 5-9:** Gráfico TT-plot en la zona de las WR 1106-31L y 1105-76L. La recta corresponde al mejor ajuste por mínimos cuadrados de los puntos observados.

pixeles que tienen un valor de intensidad muchísimo menor (o mayor) en la otra frecuencia.

Otro detalle notable que puede apreciarse en esta imagen (Fig. 5-11) es el mínimo de intensidad en la posición de la estrella 1106-31L, que podría ser consecuencia de la presencia de este objeto actuando sobre el medio que lo rodea.

Debido al problema inherente a las imágenes que surge al realizar el análisis TT-plot de la región, volvimos a medir flujos con AIPS pero esta vez sólo de la zona reducida. Habíamos visto que los flujos calculados en esta zona tienen una fuerte dependencia con la extensión de la fuente; es decir, con los contornos utilizados para delimitar la estructura. Esto es así porque el valor de estos niveles de emisión es restado al flujo promedio calculado con AIPS, lo cual afecta fuertemente al valor del flujo final total. Por lo tanto, para definir el valor de la emisión de fondo que se restó en el cálculo del flujo en 843 MHz, tuvimos la precaución de tomar un valor mayor a 0.015 Jy/haz, ya que en base al TT-plot de la Figura 5-9, los pixeles en 843 MHz correspondientes al arco tienen intensidades mayores a este valor. De esta forma, tratamos de asegurarnos que el flujo medido correspondiera solo a la emisión proveniente del arco, y que no incluyera otras componentes de emisión provenientes de las partes más difusas de la estructura. Como suponemos la existencia de una componente



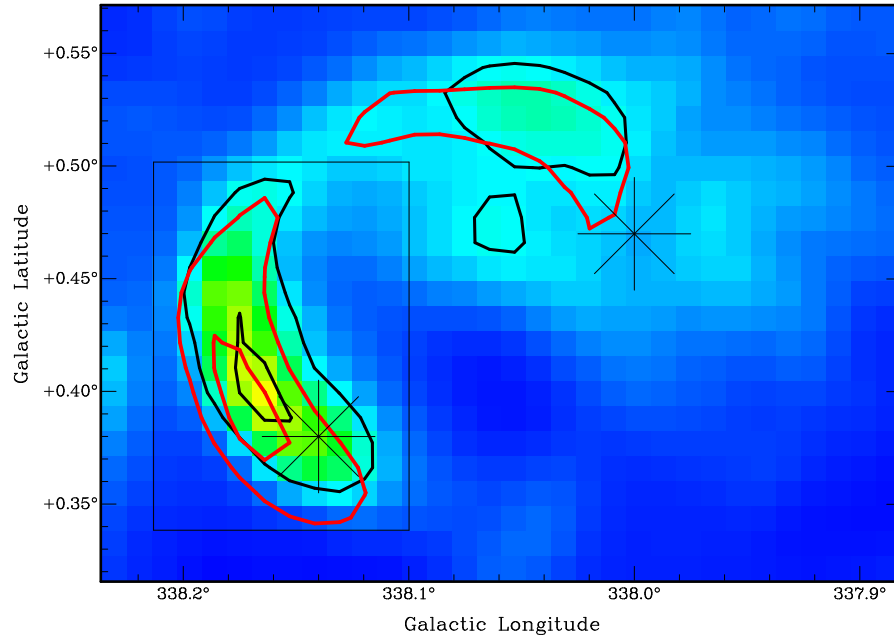
**Figura 5-10:** Gráfico TT-plot en la zona más brillante. La recta corresponde al mejor ajuste por mínimos cuadrados de los puntos observados.

mayoritariamente térmica, basándonos en el resultado obtenido del TT-plot de toda la región, consideramos como emisión de fondo a restar al valor promedio de la zona difusa más grande. Luego, habiendo restado la componente térmica, esperábamos poder medir la componente no térmica asociada principalmente al arco. Los niveles de emisión utilizados para calcular los flujos fueron  $S_{Lev}^{1420}$  (Jy/haz) = 0.09 y  $S_{Lev}^{843}$  (Jy/haz) = 0.018, y a partir de ellos obtuvimos un índice espectral de -0.5, lo cual indica la presencia de emisión no térmica en la región.

Considerando los valores de los contornos utilizados para definir esta región, se ve que la emisión en radio detectada en los alrededores de estas estrellas WR es muy débil, lo cual sumado a la gran variación del valor del  $\alpha$  con el fondo considerado, hacen de esta una zona muy complicada para estudiar.

A continuación llevamos a cabo una búsqueda de estudios previos realizados sobre esta región, y encontramos que la fuente está catalogada como el remanente de supernova G338.1+0.4 (Green, 2017). El primer trabajo en el que esta fuente fue analizada es del año 1970, en el cual, mediante la estimación del flujo en dos frecuencias, 408 y 5000 MHz, Shaver & Goss (1970) obtienen  $S_{408} = 2.3$  Jy y  $S_{5000} = 0.8$  Jy, a partir de los cuales inferen un índice espectral de -0.4 y concluyen que es un RSN. Estos valores fueron obtenidos utilizando





**Figura 5-11:** Imagen en 1420 MHz del entorno de las estrellas WR 1106-31L y 1105-76L, indicadas con asteriscos. Los contornos negros delimitan la estructura en 1420 MHz ( $S_{\text{Lev}}^{1420}$  (Jy/haz): 0.09, 0.2), y los rojos definen los límites de la emisión observada en 843 MHz ( $S_{\text{Lev}}^{843}$  (Jy/haz): 0.08, 0.2). Los puntos contenidos dentro del box corresponden al TT-plot de la Fig. 5-10.

el telescopio de Parkes, con resoluciones de 3' y 4' a 408 y 5000 MHz, respectivamente. A través de un método de interpolación, estiman que a 1000 MHz la fuente tiene un flujo de 4.5 Jy. Por último, en base a una relación Diámetro ( $D$ ) vs. distancia ( $d$ ), determinan una  $d = 6.4$  kpc para el RSN.

Posteriormente, Whiteoak & Green (1996) presentaron un catálogo de RSN galácticos observados desde el Hemisferio Sur, usando el MOST a una frecuencia de 843 MHz y con resolución angular de 43". En este trabajo, clasifican la fuente, a la cual denominan G338.1+0.4, como un remanente tipo cáscara con un tamaño de 16' x 14' y obtienen un flujo  $S_{843} = 3.8$  Jy. Para describirla, separan la fuente de emisión en dos zonas; la mitad de la cáscara que se encuentra hacia el noreste (en coordenadas ecuatoriales) que se ve como un semicírculo débil, y la mitad hacia el sur la cual mencionan que no puede separarse de la emisión térmica general que hay en la región. También mencionan que Zealey et al. (1979) detectaron una nebulosa óptica coincidente con la emisión en radio de la sección noreste de la cáscara.

Considerando las mediciones realizadas en ambos trabajos, llama la atención la dis-

crepancia entre los distintos flujos medidos. En Shaver & Goss (1970), el flujo a la frecuencia intermedia de 1000 MHz se contradice con los valores obtenidos anteriormente a 408 y 5000 MHz, ya que éstos dan valores menores. Lo mismo ocurre con el flujo medido a 843 MHz por Whiteoak & Green (1996), que también es mayor. Si suponemos que los flujos a 408 y 5000 MHz están bien medidos y en efecto se trata de un RSN, se espera que el valor del flujo disminuya hacia frecuencias cada vez mayores, por lo tanto los valores obtenidos para las frecuencias intermedias están en desacuerdo con este escenario. Medir flujos en esta región parece ser un problema muy complejo.

Debido a la incertidumbre en los valores de los flujos a distintas frecuencias hallados en la literatura, de aquí también surge la posibilidad de que la emisión detectada consista en una mezcla de una componente térmica de gas ionizado y una componente correspondiente a un remanente.

Por otro lado, la presencia de las dos estrellas WR de Shara et al. (2012) también concuerda con existencia de emisión térmica en la región. Recordando que la distancia al remanente obtenida de la bibliografía es de 6.4 kpc y comparando la misma con las distancias estimadas para las WR, si bien estas últimas tienen errores importantes, puede suponerse que tanto la estructura con radiación térmica y no térmica mezclada como las estrellas se encuentren a la misma distancia.

En este caso, un posible escenario es que en esta zona haya ocurrido la explosión de SN de una de las estrellas dentro de un grupo, del que las dos estrellas WR de Shara et al. (2012) formaban parte y que podemos observar que aún siguen dentro de la región.

Suponiendo que parte de la ionización de la región proviene de la energía originada en una explosión de supernova de una estrella masiva (i.e. supernova de colapso gravitatorio; CCSN, por sus siglas en inglés), buscamos pulsares (PSR) en la zona. Encontramos que uno de ellos tiene una distancia calculada de 4.64 kpc (PSR B1635-45, Manchester et al., 2005), muy similar a la distancia determinada por GAIA para la WR 1106-31L. Su ubicación se muestra en la Fig. 5-12. Esto nos lleva a suponer que, al encontrarse tanto el pulsar, como la estrella WC y el RSN a la misma distancia, éstos deben tener una relación.

Afortunadamente, GAIA tiene determinado el movimiento propio de dicha estrella. Las componentes de movimiento propio observadas son  $\mu_\alpha = -4.441 \pm 0.120$  ( $10^{-3}$  "/año) y  $\mu_\delta = -3.466 \pm 0.066$  ( $10^{-3}$  "/año). Nos preguntamos, entonces, cuál será su velocidad peculiar  $v_*$  y, en particular, la dirección de la misma. Para estimar las componentes (radial y tangencial) de la velocidad peculiar es primero necesario obtener los movimientos propios de la estrella en coordenadas galácticas ( $\mu_l, \mu_b$ ) y a partir de los mismos calcular las componentes de la velocidad tangencial de la estrella que está a una distancia  $d$ . Para ello utilizaremos las

siguientes relaciones:

$$v_{*,l} = \mu_l \cdot d \quad (5-1)$$

$$v_{*,b} = \mu_b \cdot d . \quad (5-2)$$

A estas velocidades hay que restarles las componentes de la velocidad del MIE en esa posición (debido a la rotación galáctica) y las componentes de la velocidad del Sol; de este modo, obtenemos las tres componentes de la velocidad peculiar de la estrella como sigue:

$$v_r = v_{*,r} - (v_{\text{ism},r} - v_o \sin l - u_{\odot} \cos l - v_{\odot} \sin l) \quad (5-3)$$

$$v_l = v_{*,l} - (v_{\text{ism},l} - v_o \cos l + u_{\odot} \sin l - v_{\odot} \cos l) \quad (5-4)$$

$$v_b = v_{*,b} - (v_{\text{ism},b} + w_{\odot}) , \quad (5-5)$$

donde  $v_{\text{ism},r}$ ,  $v_{\text{ism},l}$  y  $v_{\text{ism},b}$  son las componentes de velocidad del MIE en las coordenadas  $(l, b)$ ,  $v_o$  es la velocidad del LSR, que se mueve a una  $v_o = 220 \text{ km s}^{-1}$  alrededor del centro galáctico y  $u_{\odot}$ ,  $v_{\odot}$  y  $w_{\odot}$  son las componentes de la velocidad del Sol con respecto al LSR en la dirección hacia el centro galáctico, la dirección de rotación galáctica y hacia el polo norte galáctico, respectivamente. Estas últimas están dadas por:

$$u_{\odot} = 10.0 \pm 1.3 \text{ km s}^{-1}$$

$$v_{\odot} = 13.9 \pm 3.7 \text{ km s}^{-1}$$

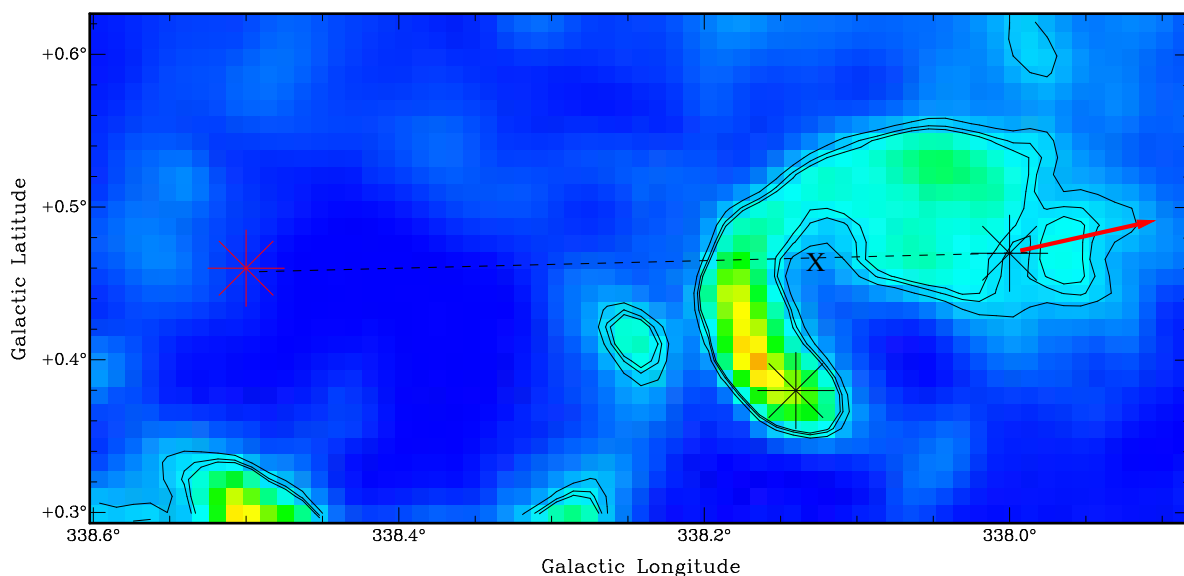
$$w_{\odot} = 7.4 \pm 2.6 \text{ km s}^{-1}.$$

En el caso de la estrella WR 1106-31L, utilizando los movimientos propios dados por GAIA y la distancia  $d = 4.7_{-2.3}^{+1.2}$  kpc obtenida a partir de su paralaje, obtenemos que sus componentes de velocidad peculiar son (debido a que no hay información de la velocidad radial de esta estrella, para hacer estos cálculos hemos considerado que la estrella tiene una velocidad radial nula):

$$v_l = -122.6 \pm 60.6 \text{ km s}^{-1}$$

$$v_b = 27.3 \pm 11.1 \text{ km s}^{-1} .$$

Los resultados obtenidos muestran que la estrella tiene una elevada velocidad peculiar y que es probable que se trate de una estrella tipo *runaway*. En la Fig. 5-12 se muestra



**Figura 5-12:** Imagen en 1420 MHz del entorno de las estrellas WR 1106-31L y 1105-76L, indicadas con asteriscos. La flecha roja sobre la estrella 1106-31L indica la dirección de la velocidad peculiar calculada para la misma. El asterisco rojo indica la posición del pulsar B1635-45 y la cruz negra el punto donde pudo haber tenido lugar la explosión de SN.

con una flecha roja la dirección de la velocidad de la estrella. Extendiendo el extremo izquierdo de la flecha, puede inferirse la zona aproximada de donde se estaría alejando el objeto. Haciendo esto, y considerando la forma de media cáscara esférica de la estructura, puede verse que es muy probable que el objeto provenga de la región central de la misma. Pero esta dirección, además, es muy similar a la línea que une el centro de la cáscara con el pulsar. Con estos resultados preliminares, proponemos que la estrella WC formaba parte de un sistema binario cuya componente más masiva explotó como CCSN y ambas componentes del sistema fueron eyectadas en direcciones opuestas.

## 6 Conclusiones y trabajo a futuro

Hemos analizado visualmente la distribución espacial del MIE en las inmediaciones de 69 estrellas tipo Wolf-Rayet, detectadas por Shara et al. (2012) en infrarrojo, con el objetivo de identificar estructuras que estas estrellas eventualmente puedan generar.

Estudiamos mapas de 1420 MHz de los relevamientos VGPS, SGPS y MAGPIS, y clasificamos las estructuras observadas según los criterios explicitados en el Capítulo 3.1. Dichos criterios, en resumen, fueron pensados como marcadores tanto de presencia de emisión del MIE relevante en los alrededores como de indicios de interacción con las estrellas de la muestra. Como era de esperar, obtuvimos resultados positivos (o categorías 3 y 4) en el 93 % de los casos (64 de 69).

La inspección visual de los alrededores de estrellas masivas (y posterior análisis de flujos de mapas en dos frecuencias diferentes) es un trabajo muy arduo y altamente demandante en tiempo. Sin embargo, la clasificación visual de las morfologías en el MIE circundante constituye una herramienta poderosa que aporta al conocimiento de dichas estrellas.

Esto se debe a que las estrellas de gran masa modifican su entorno durante toda su evolución, dejando distintas huellas de su influencia en el medio que las rodea a medida que van cambiando de fase evolutiva. A lo largo de su vida, gracias a las distintas cantidades de materia y energía que inyectan al medio, generan distintas estructuras a su alrededor, lo cual queda reflejado en los resultados de nuestra clasificación.

El impacto que estos objetos tienen en su entorno de acuerdo a su estadio evolutivo puede detectarse en un amplio rango de frecuencias. En esta tesis se llevó a cabo un estudio en el continuo de radio con el fin de dilucidar una posible relación entre la emisión detectada y las estrellas masivas localizadas en su vecindad, considerando las diversas formas en que estos objetos pueden afectar al medio que los circunda.

Habiendo llevado a cabo la inspección visual de los alrededores de las 69 estrellas, se seleccionaron y analizaron tres estructuras observadas en las cercanías de algunas WR particulares en las frecuencias de 1420 y 843 MHz. La primera de las estructuras seleccionadas podría estar relacionada con la estrella 1051-67L, la segunda región con las estrellas 1181-82L, 1181-81L y 1181-211L, y la tercera con las WR 1106-31L y 1105-76L. Utilizando

las herramientas KVIS y AIPS para el análisis de las imágenes, se obtuvieron medidas de densidades de flujos de las estructuras en ambas frecuencias, a partir de los cuales, como se explica en el Capítulo 4, se estimó el índice espectral de la emisión observada. En los casos donde la emisión resultó de naturaleza térmica, se calcularon varios parámetros físicos de las estructuras: masa de gas ionizado, densidad de partículas y número de fotones ionizantes. Con estos datos derivamos información sobre características físicas que debería poseer la estrella o grupo de estrellas para poder estar asociada/s a la estructura bajo estudio, ya sea en relación al origen de la misma o su posterior modificación morfológica y energética.

En las tres estructuras analizadas se observó una fuerte dependencia de los flujos medidos con el valor de la emisión de fondo considerada, por lo cual se calculó el índice espectral  $\alpha$  para pares de flujos medidos considerando distintos contornos. En dos de los casos pudimos obtener valores de  $\alpha$  correspondientes a emisión térmica para todos los niveles de emisión de fondo con los que probamos. Es decir, que la fuente de energía de dos de las estructuras estudiadas proviene de estrellas masivas, lo que implica que nuestros criterios de clasificación morfológica fueron útiles. Por otro lado, en el caso restante no se pudo determinar el tipo de emisión a partir del valor del índice espectral, ya que éste puede tomar valores que indica un origen térmico o no térmico según la intensidad del fondo definido.

En el caso de la estrella 1051-67L, se determinó mediante el cálculo de flujos que la emisión observada en la vecindad del objeto es de origen térmico. Encontramos en la bibliografía una RRL medida por Caswell & Haynes (1987a) en la región, lo cual confirma que se trata de una RHII. Comparamos las distancias obtenidas para esta estructura, a partir de esta línea y del análisis del perfil de absorción de HI realizado por Jones & Dickey (2012), con la distancia calculada por Shara et al. (2012) para esta estrella. Encontramos que ambas son muy próximas entre sí, dentro de sus rangos de error, con lo cual podemos concluir que la región y la WR están asociadas. Como la emisión detectada es térmica, calculamos el número de fotones requeridos para mantener la región ionizada y encontramos que los fotones provistos por la estrella son insuficientes. No habiendo encontrado otras fuentes ópticas masivas en el campo, hicimos una búsqueda preliminar entre las fuentes NIR detectadas por 2MASS. Detectamos diecisiete fuentes que podrían tratarse de estrellas masivas (nueve candidatas de tipo espectral O V y ocho O III), pero que deberán ser confirmadas con futuras observaciones espectroscópicas. De todos modos, no podemos descartar que esta estrella, catalogada como tipo WC7, sea una de las componentes de un sistema binario masivo, donde la compañera no detectada sea la que aporte los fotones faltantes.

En el caso del medio circundante a las estrellas WR 1181-82L, 1181-81L y 1181-211L, resultó algo similar. Luego de determinar la naturaleza térmica del gas, determinamos que los fotones necesarios para mantener la región ionizada superan la cantidad que (teóricamente) proveen las tres estrellas WC. Pero esta vez, la búsqueda de otras estrellas masivas entre las bases de datos nos permitió encontrar un cúmulo embebido, reportado por Boris-

---

sova et al. (2012) y designado como DBS2003 179, cuya distancia calculada es del orden de las distancias medidas por Shara et al. (2012) para las tres WR, dentro de sus respectivos rangos de error. Este cúmulo abierto joven contiene tres estrellas WN tardías o WR/LBV, y al menos cinco estrellas OV y cinco Supergigantes OIf. Comparando con la distancia cercana calculada para la región por Caswell & Haynes (1987a) a partir de la velocidad medida para una RRL, podemos considerar que las WR de la muestra de Shara et al. (2012) y el CA se encuentran aproximadamente a la distancia de la RHII. Luego, la naturaleza térmica de la región queda justificada por la existencia de estas estrellas.

El análisis de la emisión detectada en los alrededores de las estrellas 1106-31L y 1105-76L resultó más complicado, ya que a través del cálculo de flujos y análisis TT-plot de la región, la misma mostró indicios de consistir en una mezcla de gas térmico y no térmico. En estudios previos de la región se encontró que la misma fue catalogada por Green (2017) como el remanente de supernova G338.1+0.4. Luego, se contrastaron los flujos obtenidos en 1420 y 843 MHz con aquellos presentes en la bibliografía, encontrándose flujos medidos a las frecuencias de 843 por Whiteoak & Green (1996), y a 408 y 5000 MHz por Shaver & Goss (1970), quienes también calcularon a través de un método de interpolación el flujo a 1000 MHz. Estos autores estiman un índice espectral de -0.4 correspondiente a emisión no térmica utilizando los flujos a 408 y 5000 MHz. Sin embargo, los flujos a 843 y 1000 MHz dan valores incompatibles con el índice calculado, encontrando una contradicción entre los flujos medidos con distintos métodos y por distintos autores. La incertidumbre en los flujos calculados hallados en la bibliografía también presenta la posibilidad de estar detectando gas ionizado, debido a la presencia de las WR, mezclado con una componente no térmica cuya intensidad máxima corresponde a la emisión en forma de arco que se observa en la región. Por otro lado, calculamos la distancia de la estrella 1106-31L a partir de su paralaje medida por GAIA, la comparamos con los valores medidos para el remanente y la WR 1105-76L por Shaver & Goss (1970) y Shara et al. (2012) respectivamente, y concluimos que dentro de sus rangos de error los tres objetos pueden estar a la misma distancia.

En este tercer caso, donde la naturaleza de la emisión fue incierta, planteamos la posibilidad de que en la zona haya ocurrido una explosión de SN de una estrella masiva que era parte de un grupo, dando origen al remanente. Este escenario parece estar avalado por la presencia del pulsar B1635-45 (catalogado en Manchester et al., 2005) y la velocidad peculiar medida en la WR (a partir del movimiento propio determinado por GAIA), que resulta ser elevada. Además, la estrella WR está moviéndose en una dirección tal que pareciera provenir del centro de la estructura y casi alineada con el pulsar. Proponemos entonces que la WR 1106-31L formaba parte de un sistema binario en el que su compañera más masiva terminó su vida como CCSN, dejando por un lado el remanente y pulsar, y por otro a la WR como estrella “runaway”.

Como trabajo futuro, seguiremos estudiando las tres estructuras recién descriptas,

así también como el resto de las estrellas de la muestra de Shara et al. (2012). En particular, nos interesa:

- Ampliar el método de análisis implementada en esta tesis y aplicarla al resto de las WR de Shara et al. (2012), para tratar de relacionarlas con las estructuras que se observan en sus alrededores. Esto implica, por ejemplo:
  - Calcular flujos midiendo en otras frecuencias de radio para obtener una mejor estimación de los índices espectrales de las regiones.
  - Utilizar datos de distancias, flujos, tamaños y otros parámetros de las estructuras obtenidos en trabajos previos en la bibliografía, para profundizar el estudio de sus características y posible interacción con las WR detectadas.
  - Incluir en el análisis de las regiones las estrellas tipo O y WR listadas en otros catálogos que también puedan estar interactuando con la estructura en la zona.
- Realizar análisis estadísticos de las estructuras y las WR de Shara et al. (2012) asociadas a éstas. Medir parámetros físicos de todas las regiones de emisión que sea posible para luego correlacionarlos con parámetros físicos de las estrellas que puedan estar interactuando con ellas. Encontrar alguna relación entre ambos para luego poder estimar parámetros de las WR a partir de mediciones de las estructuras.
- Estudiar en detalle el medio alrededor de estrellas WR 1493-9L y 1551-19L, buscando indicios de que éstas hayan creado una doble estructura durante sus fases WR y O respectivamente, como se muestra en la Figura **3-6** del Capítulo 3.
- Realizar espectroscopía de las nueve fuentes NIR detectadas por 2MASS en el campo de la estrella 1051-67L, con el fin de confirmar si son estrellas masivas y realizar un análisis energético de las mismas.
- Hacer un análisis mas profundo de la región de las estrellas 1106-31L y 1105-76L, incluyendo:
  - Estudiar con más detalle la emisión en continuo de radio para ver si es posible separar la componentes térmica y no térmica.
  - Analizar la zona utilizando datos del IR, de la línea del HI y moleculares.
  - Estudiar el pulsar en detalle.
  - Realizar observaciones en el óptico de la zona de la estrella que tiene alta velocidad espacial y de la zona más brillante de la estructura.



# Bibliografía

- Arnal E. M., et al., 2011, A&A, 532, A9
- Avedisova V. S., 1972, Soviet Ast., 15, 708
- Borissova J., et al., 2011, A&A, 532, A131
- Borissova J., et al., 2012, 546, A110
- Cappa C. E., et al., 2014, A&A, 562, A6
- Castor J., McCray R., Weaver R., 1975, ApJ, 200, L107
- Caswell J. L., Haynes R. F., 1987a, 171, 261
- Caswell J. L., Haynes R. F., 1987b, A&A, 171, 261
- Cichowolski S., et al., 2009, MNRAS, 394, 900
- Cichowolski S., et al., 2015, MNRAS, 450, 3458
- Comerón F., et al., 2002, A&A, 389, 874
- Crowther P. A., 2007, ARA&A, 45, 177
- de Wit W. J., et al., 2005, A&A, 437, 247
- Deharveng L., et al., 2015, A&A, 582, A1
- Dias W. S., et al., 2002, A&A, 389, 871
- Dutra C. M., et al., 2003, A&A, 400, 533
- Fish V. L., et al., 2003, ApJ, 587, 701
- Gaia Collaboration et al., 2018, A&A, 616, A1
- Garcia-Segura G., Mac Low M.-M., 1993, in American Astronomical Society Meeting Abstracts #182. p. 787

- Garcia-Segura G., Mac Low M.-M., 1995, *ApJ*, 455, 145
- Gooch R., 1996, in Jacoby G. H., Barnes J., eds., *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 101, Astronomical Data Analysis Software and Systems V*. p. 80
- Green D. A., 2017, *VizieR Online Data Catalog*, 7278
- Jones C., Dickey J. M., 2012, *ApJ*, 753, 62
- Lada C. J., Lada E. A., 2003, *ARA&A*, 41, 57
- Langer N., et al., 1994, *A&A*, 290, 819
- Leitherer C., Robert C., Drissen L., 1992, *ApJ*, 401, 596
- Liu Q.-Z., et al., 2000, *A&AS*, 144, 219
- Manchester R. N., et al., 2005, *AJ*, 129, 1993
- Martins F., Plez B., 2006, 457, 637
- McClure-Griffiths N. M., et al., 2001, *ApJ*, 551, 394
- Mezger P. G., Henderson A. P., 1967, *ApJ*, 147, 471
- Milne E. A., 1926, *MNRAS*, 86, 459
- Portegies Zwart S. F., McMillan S. L. W., Gieles M., 2010, *ARA&A*, 48, 431
- Rieke G. H., Lebofsky M. J., 1985, *ApJ*, 288, 618
- Samal M. R., et al., 2014, *A&A*, 566, A122
- Shara M. M., et al., 2012, *ASPCS*, 143, 149
- Shaver P. A., Goss W. M., 1970, *Australian Journal of Physics Astrophysical Supplement*, 14, 133
- Skrutskie M. F., et al., 2006, *AJ*, 131, 1163
- Smith N., Owocki S. P., 2006, *ApJ*, 645, L45
- Vanbeveren D., De Loore C., Van Rensbergen W., 1998, *A&A Rev.*, 9, 63
- Weaver R., et al., 1977, *ApJ*, 218, 377
- Whiteoak J. B. Z., Green A. J., 1996, *A&AS*, 118, 329
- Zealey W. J., Elliott K. H., Malin D. F., 1979, *A&AS*, 38, 39