



UNIVERSIDAD DE SONORA
DIVISIÓN DE CIENCIAS EXACTAS
DEPARTAMENTO DE FÍSICA

**Estudio de Clasificación Morfológica de
la Emisión Infrarroja de Nebulosas
Wolf-Rayet**

TESIS

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:
LICENCIADO EN FÍSICA

PRESENTA:

SANDINO ESTRADA DORADO

Directores de Tesis:

Dr. Jesús A. Toalá Dr. Lorenzo Olguín

IRyA - UNAM DIFUS - Uson

Hermosillo Sonora, Junio 2018

Universidad de Sonora

Repositorio Institucional UNISON



"El saber de mis hijos
hará mi grandeza"



Excepto si se señala otra cosa, la licencia del ítem se describe como openAccess



UNIVERSIDAD DE SONORA
DIVISIÓN DE CIENCIAS EXACTAS
DEPARTAMENTO DE FÍSICA

**Estudio de Clasificación Morfológica de
la Emisión Infrarroja de Nebulosas
Wolf-Rayet**

TESIS

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:
LICENCIADO EN FÍSICA

-
PRESENTA:

SANDINO ESTRADA DORADO

Directores de Tesis:

Dr. Jesús A. Toalá Dr. Lorenzo Olguín

IRyA - UNAM

DIFUS - Uson

Hermosillo Sonora, Junio 2018

Las estrellas Wolf-Rayet (WR) son estrellas evolucionadas que se forman por la evolución de estrellas muy masivas ($M_i \gtrsim 25 M_\odot$). Estas estrellas comienzan su vida quemando hidrógeno en sus núcleos, pero al agotarse este combustible, la estrella sufre diferentes cambios en su estructura interna ocasionando variaciones en sus tasas de fotones ionizantes y vientos estelares.

En particular, las estrellas WR se caracterizan por tener potentes vientos estelares ($v_\infty \gtrsim 1000 \text{ km s}^{-1}$) que interactúan con el medio interestelar comprimiéndolo y calentándolo, creando choques que se propagan a altas velocidades. Al mismo tiempo el flujo UV de la estrella fotoioniza el material. La combinación de estos efectos crea las llamadas nebulosas WR o nebulosas de anillo.

En nuestra Galaxia se han detectado más de 1000 estrellas WR y sólo un número muy reducido presenta una nebulosa alrededor de ellas. Clásicamente estas nebulosas han sido estudiadas en longitudes de onda en el óptico, pero también se han realizado estudios en radio y rayos X. Recientemente, estudios observacionales en el infrarrojo (IR) han demostrado ser una herramienta poderosa para el descubrimiento y caracterización de nebulosas alrededor de estrellas evolucionadas, en particular para estrellas WR y sus nebulosas.

En esta tesis presentamos una búsqueda y clasificación de nebulosas alrededor de estrellas WR. Para un primer estudio, hemos seleccionado todas las estrellas pertenecientes al VII Catálogo de estrellas WR de nuestra Galaxia. Utilizando las observaciones públicas realizadas por el satélite IR *Wide-Field Infrared Survey Explorer* (WISE - por sus siglas en inglés). El satélite WISE hizo un mapeo completo del cielo en el año 2010 y sus observaciones han sido presentadas en un archivo público de fácil acceso.

La primer fase de esta tesis consiste en la identificación de nebulosas WR. Para ello utilizamos las imágenes de los filtros W3 ($12 \mu\text{m}$) y W4 ($24 \mu\text{m}$). En corroboración con estudios observacionales previos hemos encontrado que la banda W4 traza la presencia de la nebulosa alrededor de las estrellas WR, mientras que el caso de la banda W3 sirve para identificar material en la línea de visión. Otras bandas del satélite WISE W1 y W2 sirven para identificar estrellas en el campo de las observaciones.

Finalmente, presentamos una estadística en función de la morfología de la nebulosa y de la clasificación espectral de cada una de las estrellas.

...y al final te das cuenta de que sí es posible.

Agradecimientos

El camino a través de toda la carrera es largo y tortuoso, una página no basta para agradecer a todos los que me han permitido llegar hasta aquí, pero quisiera mencionar a algunos:

A mi padre por el apoyo a través de todos estos años, así como la comprensión y amor que me ha tenido.

A mi madre por siempre escucharme y estar cuando más lo necesitaba.

A mi familia por ayudarme a llegar al punto donde estoy ahora y hacer de mi una mejor persona todos los días.

A mis amigos, a la clica y Kiba por estar conmigo en las buenas y en las malas. Así como enseñarme el valor de la perseverancia.

A la profesora Laura Yeomans por sus hermosas y didácticas clases.

A la profesora Rocío Gómez por su paciencia y enorme apoyo en todo este tiempo.

A todos los profesores con los que tuve la fortuna llevar los cursos de esta carrera.

A mis mascotas, que siempre estuvieron ahí conmigo aunque no entendieran que sucedía.

A mis sinodales por haber aceptado el evaluar este trabajo, así como apoyarme en el mismo.

Al Dr. Lorenzo Olguín por su paciencia a través de estos años, sus enseñanzas en el área que tanto me apasiona y por haber aceptado el apoyarme en este trabajo.

Al Dr. Jesús A. Toalá por haberme aceptado y guiado a través de este trabajo, así como su hospitalidad brindada.

A la Universidad de Sonora por las oportunidades y apoyos que me brindó en mi formación profesional.

Al Instituto de Radioastronomía y Astrofísica por el apoyo brindado para poder realizar este trabajo.

Hermosillo, Junio 2018

Sandino Estrada Dorado

Índice general

Resumen	1
Agradecimientos	2
1. Introduction	10
1.1. Estrellas Wolf-Rayet	10
1.2. Formación de las estrellas Wolf-Rayet	11
1.3. Clasificación de las estrellas WR	13
1.4. Contenido WRs en la Vía Láctea	15
1.5. Creación de Nebulosas Wolf-Rayet	18
2. Observaciones Infrarrojas	25
2.1. Satélite WISE	25
2.1.1. Ventajas y Desventajas	25
2.2. Emisión Infrarroja de Nebulosas WR	28
3. Resultados	33
3.1. Identificación de Nebulosas Wolf-Rayet	34
3.2. Estadística	37
3.2.1. Nebulosas tipo Burbuja	37
3.2.2. Nebulosas Rotas	37
3.2.3. Nebulosas Mezcladas	40
3.3. Descubrimientos	40
4. Discusión	46
5. Conclusiones y trabajo a futuro	50
5.1. Trabajo a futuro	51
Apéndices	52
A. Nebulosas Tipo Burbuja	53
B. Nebulosas Tipo Rota	58

Índice de figuras

1.1.	Trayectorias evolutivas de modelos sin rotación (línea punteada), contra modelos con rotación (línea continua) con metalicidad similar a la solar. Los modelos tienen una velocidad inicial de rotación de $v_i = 300\text{km s}^{-1}$ que corresponde al promedio de la velocidad durante la secuencia principal. Para propósitos de claridad solo la primera parte de las estrellas más masivas son mostradas ($M \geq 40 M_\odot$). Parte de la evolución durante la fase WR para las estrellas rotantes son indicadas por las líneas de punteado corto. Las líneas de punteado largo para el modelo de $M = 60M_\odot$ corresponden a un modelo de rotación muy rápida ($v_i = 400\text{km s}^{-1}$) la cual prácticamente sigue una evolución homogénea. Solo se muestra el principio de su evolución (Meynet & Maeder, 2000).	12
1.2.	Sección del diagrama H-R ocupada por las estrellas WR. Esta sección queda a la izquierda de la región ocupada por las supergigantes azules. (Moffat et al., 1989).	13
1.3.	Distribucion de 354 estrellas WR en el disco galáctico. Crowther (2015)	16
1.4.	Las cuatro etapas del modelo de los tres vientos (Garcia-Segura & Mac Low, 1995).	20
1.5.	Ilustración de la formación y evolución de las nebulosas WR propuesto por Toalá et al. (2015). Las letras <i>B</i> , <i>C</i> y <i>M</i> corresponden a las morfologías burbuja, rota (clumpy) y mezclada.	24
2.1.	Curvas de transmisión de las 4 bandas del satélite IR <i>WISE</i>	26
2.2.	Misma que la Figura 2.1 pero con las curvas de transmisión normalizadas a sus valores máximos.	26
2.3.	Observaciones con diferentes telescopios de la nebulosa NGC6888 alrededor de la estrella WR 136 con un campo de 35x35 arco minutos.	29
2.4.	Diagramas de cuerpo negro de una estrella masiva y polvo irradiado por rayos UV calentado a 40 K.	30

2.5.	Espectro de cuerpo negro proveniente de una estrella caliente (línea azul) en comparación con la emisión de cuerpo negro de polvo a 40 K (línea roja). La línea negra representa la combinación de ambas componentes. La línea magenta ilustra la curva efectiva de la banda W4 de <i>WISE</i>	31
2.6.	Espectro IRS tomado por Spitzer alrededor de WR 7, WR 8 y WR 31a. Las respuestas espectrales de W3 (verde) y W4 (rojo) de <i>WISE</i> normalizadas a valores arbitrarios están sobrepuestas en el espectro. Este espectro fue graficado en dos niveles de intensidad para remarcar el bajo nivel de emisión. La contribución de la emisión estelar de WR 8 y WR 31a al espectro nebuloso puede ser ajustado a grandes rasgos por un modelo de cuerpo negro (Toalá et al., 2015). Algunas líneas de ionización de la nebulosa están marcadas por la parte superior de la imagen.	32
3.1.	Imagen de la nebulosa asociada a las estrellas WR20a y WR20b. La imagen está compuesta por las bandas W4 (rojo), W3 (verde) y W2 (azul) con un campo de 35x35 arco minutos.	34
3.2.	Imagen de la nebulosa asociada a la estrella WR 125. La imagen está compuesta por las bandas W4 (rojo), W3 (verde) y W2 (azul), los colores fueron asignados para remarcar las morfologías de las nebulosas. La estrella es cercana a una región de formación estelar. En este caso no es trivial asociarle una nebulosa con un campo de 22x35 arco minutos.	35
3.3.	Misma que la Figura 3.1 pero para el caso de WR16 con un campo de 35x35 arco minutos.	36
3.4.	Misma que la Figura 3.1 pero para el caso de WR18 con un campo de 35x35 arco minutos.	36
3.5.	Estrella WR 157 con su nebulosa asociada mezclada pero aún visible a su alrededor con un campo de 35x35 arco minutos.	37
3.6.	Estrella WR 116, en la cual la nebulosa asociada está tan mezclada con el medio interestelar que ya no es detectable en la imagen generada con los datos obtenidos en emisión infrarroja con un campo de 35x35 arco minutos.	38
3.7.	Número de nebulosas de tipo burbuja asociadas a estrellas Wolf-Rayet según su tipo espectral.	40

3.8.	Número de nebulosas rotas asociadas a estrellas Wolf-Rayet según su tipo espectral.	41
3.9.	Número de nebulosas mezcladas visibles asociadas a estrellas Wolf-Rayet según su tipo espectral.	41
3.10.	Descubrimientos de nebulosas en espectro IR alrededor de las estrellas WR 19a (R), WR 21a (R), WR 31b (B) y WR 47c (R).	44
3.11.	Descubrimientos de nebulosas en espectro IR alrededor de las estrellas WR 87 (R), WR 89 (R), WR 95 (R) y WR 146 (R).	45
4.1.	Tiempos de vida de estrellas WR con diferentes masas iniciales para modelos estelares sin rotación. No hay fase de transición WN/WC (Maeder & Meynet, 2003).	47
4.2.	Tiempos de vida para modelos con rotación en las subfases WR (Maeder & Meynet, 2003).	48
4.3.	Estadística conjunta de nebulosas tipo burbuja y rota de Wolf-Rayet según su tipo espectral.	49
A.1.	Nebulosa WR tipo Burbuja con su estrella central WR 6. La figura (a) muestra la imagen RGB hecha con los filtros W4-Rojo, W3-Verde y W2-Azul. La figura (b) muestra el cociente de los filtros W3/W4, esto con el fin de resaltar posibles morfologías. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.	53
A.2.	Mismo que en la Figura A.1 pero para la estrella WR 7. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.	53
A.3.	Mismo que en la Figura A.1 pero para la estrella WR 16. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.	54
A.4.	Mismo que en la Figura A.1 pero para la estrella WR 23. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.	54
A.5.	Mismo que en la Figura A.1 pero para la estrella WR 31a. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.	55
A.6.	Mismo que en la Figura A.1 pero para la estrella WR 31b. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.	55
A.7.	Mismo que en la Figura A.1 pero para la estrella WR 75. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.	56
A.8.	Mismo que en la Figura A.1 pero para la estrella WR 102. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.	56

A.9.	Mismo que en la Figura A.1 pero para la estrella WR 128. Ambas con un campo de 31x35 arco minutos.	56
A.10.	Mismo que en la Figura A.1 pero para la estrella WR 136. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.	57
B.1.	Nebulosa WR tipo Rota con su estrella central WR 8. La figura (a) muestra la imagen RGB hecha con los filtros W4-Rojo, W3-Verde y W2-Azul. La figura (b) muestra el cociente de los filtros W3/W4, esto con el fin de resaltar posibles morfologías. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.	58
B.2.	Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 18. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.	58
B.3.	Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 19a. Ambas con un campo de 35x21 arco minutos.	59
B.4.	Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 21a. Ambas con un campo de 20x35 arco minutos.	59
B.5.	Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 35. Ambas con un campo de 35x25 arco minutos.	60
B.6.	Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 40. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.	60
B.7.	Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 47c. Ambas con un campo de 21x35 arco minutos.	61
B.8.	Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 55. Ambas con un campo de 29x35 arco minutos.	61
B.9.	Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 85. Ambas con un campo de 29x35 arco minutos.	62
B.10.	Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 87 y WR 89. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.	62
B.11.	Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 95. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.	63
B.12.	Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 101. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.	63
B.13.	Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 124. Ambas con un campo de 10x10 arco minutos.	64
B.14.	Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 130. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.	64

B.15. Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 131. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos. 65

B.16. Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 134. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos. 65

B.17. Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 146. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos. 66

B.18. Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 147. Ambas con un campo de 44x39 arco minutos. 66

B.19. Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 153ab. Ambas con un campo de 20x35 arco minutos. 67

Índice de cuadros

1.1.	Clasificación de estrellas WR en la secuencia de nitrógeno tomada de van der Hucht (2001).	14
1.2.	Clasificación de estrellas WR en la secuencia de carbono tomada de van der Hucht (2001).	14
1.3.	Clasificación de estrellas WR en la secuencia de oxígeno tomada de van der Hucht (2001).	14
1.4.	Clasificación actualizada de estrellas WR en la secuencia de carbono tomada de Crowther et al. (1998).	15
1.5.	Clasificación actualizada de estrellas WR en la secuencia de oxígeno tomada de Crowther et al. (1998).	15
1.6.	Clasificación actualizada de estrellas WR en la secuencia de nitrógeno tomada de Smith et al. (1996).	17
3.1.	Detalles de las nebulosas clasificadas como <i>Burbujas</i> incluyendo las nebulosas consideradas por Toalá et al. (2015) (indicado por el superíndice T). Datos obtenidos de van der Hucht (2001).	38
3.2.	Detalles de las nebulosas clasificadas como <i>Rotas incluyendo las nebulosas consideradas por Toalá et al. (2015) (indicado por el superíndice T)</i> . Datos obtenidos de van der Hucht (2001).	39
3.3.	Detalles de las nebulosas clasificadas como <i>Mezcladas</i> . Datos obtenidos de van der Hucht (2001).	42
3.4.	Nuevas nebulosas descubiertas y clasificadas como producto de este trabajo.	43

1.1. Estrellas Wolf-Rayet

Las estrellas Wolf-Rayet son estrellas en fases tardías de evolución, resultado de estrellas con masas iniciales $M \gtrsim 25M_{\odot}$. Estas estrellas se caracterizan por los fuertes vientos que desprenden así como el espectro prominente con líneas de emisión de alta ionización de elementos tales como el He, N, C, O (Beals, 1940, 1933; van der Hucht, 2001). El proceso de formación de este tipo de estrellas hace que sean altamente calientes llegando a tener temperaturas efectivas (T_{ef}) entre 30,000 K y 200,000 K; así como luminosidades de cientos de miles de veces la luminosidad del Sol. Las estrellas WR son importantes porque enriquecen y dan forma al medio interestelar (MIE), pues a estas estrellas se les atribuye el 20 % de los fotones ionizantes y 60 % de la energía cinética liberada hacia el MIE (Crowther & Dessart, 1998; Hadfield et al., 2007).

Estas estrellas fueron descubiertas en 1867 con el telescopio Foucault de 40 cm en el Observatorio de París: Charles Wolf y Georges Rayet encontraron 3 estrellas en la constelación del Cisne que presentaban anchas bandas de emisión en vez de un continuo (más tarde serían clasificadas como WR 134, WR 135 y WR 137). El hecho de que estas estrellas presentaran líneas anchas en su espectro es lo que las hizo objetos característicos y de interés. Edward C. Pickering intentó explicar la naturaleza de las bandas y su ancho, sin resultado alguno; no fue hasta 1868 cuando se logró señalar que esas líneas provenían del Helio.

En un principio se pensaba que las estrellas Wolf-Rayet (WR) eran estrellas de temprana edad por su brillo y temperatura, desconociendo sus condiciones de nacimiento. Sin embargo esta duda se despejó al encontrar que eran estados tardíos de estrellas tipo OB; por el corto periodo de tiempo de las estrellas masivas respecto a las no masivas, se sabe que las estrellas WR se encuentran en regiones de estrellas jóvenes, pues sus progenitoras no tuvieron el tiempo suficiente de desplazarse lejos de las nubes que les dieron nacimiento. En concreto en la Vía Láctea se han encontrado en el disco galáctico con orientación hacia el centro.

Las estrellas WR se clasifican dependiendo de la intensidad de líneas de emisión en sus espectros ópticos, así como el ancho de las mismas:

- WN: Estrellas Wolf-Rayet con fuertes emisiones de Nitrógeno.
- WC: Estrellas Wolf-Rayet con fuertes emisiones de Carbono.

- WO: Estrellas Wolf-Rayet con fuertes emisiones de Oxígeno.

1.2. Formación de las estrellas Wolf-Rayet

De acuerdo a [Maeder & Meynet \(2003\)](#) se considera una estrella WR cuando $\log T_{\text{ef}} > 4.0$ y la fracción de masa de H en la atmósfera es $X_S < 0.4$. Actualmente es aceptado que las estrellas Wolf-Rayet representan estados evolutivos tardíos de estrellas tipo OB y tienen tiempos de vida mucho más cortos que las estrellas no masivas. Como muestra [Maeder \(1996\)](#) las estrellas pasan por un proceso de pérdida de masa en sus etapas iniciales de vida; lo cual permea todo el medio interestelar circundante a la estrella de material. Consecuentemente esta pérdida de masa deja al descubierto los centros estelares (o núcleos) con elementos metálicos en la superficie, éste es mucho más caliente que la estrella original, por ende es más luminosa, pero con menos masa y tamaño. Todo esto conduce a la estrella a tener los vientos tan fuertes característicos de estrellas WR, así como la ionización del material que rodea a la estrella. [Crowther \(2007\)](#) proponen diferentes caminos evolutivos para diferentes masas iniciales con una metalicidad similar a la del Sol, basándose en el escenario de Conti ([Maeder, 1996](#); [Moffat, 2015](#)):

- Para estrellas $M \sim 75M_{\odot}$

$$O - WNL - LBV - WNE - WCL - WCE - SN1c$$

En el caso de baja metalicidad las últimas etapas son: $WNE - WCE - SN1c$

- Para estrellas en el rango $40 - 75M_{\odot}$:

$$O - LBV - WNE - WCE - SN1c$$

- Y para el rango de $25 - 40M_{\odot}$

$$O - LBV/RSG - WNE - SN1b$$

Donde:

- O: Estrella tipo O
- WNL: *WN Late*. Estrellas Wolf-Rayet con emisiones de Nitrógeno e Hidrógeno.

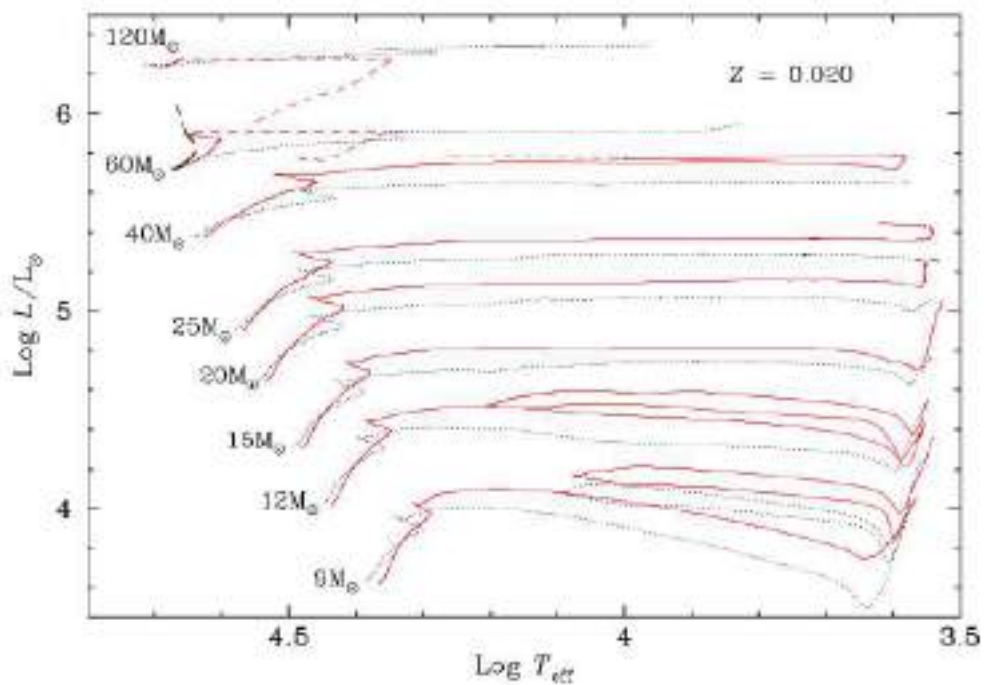


Figura 1.1: Trayectorias evolutivas de modelos sin rotación (línea punteada), contra modelos con rotación (línea continua) con metalicidad similar a la solar. Los modelos tienen una velocidad inicial de rotación de $v_i = 300 \text{ km s}^{-1}$ que corresponde al promedio de la velocidad durante la secuencia principal. Para propósitos de claridad solo la primera parte de las estrellas más masivas son mostradas ($M \geq 40 M_\odot$). Parte de la evolución durante la fase WR para las estrellas rotantes son indicadas por las líneas de punteo corto. Las líneas de punteo largo para el modelo de $M = 60 M_\odot$ corresponden a un modelo de rotación muy rápida ($v_i = 400 \text{ km s}^{-1}$) la cual prácticamente sigue una evolución homogénea. Solo se muestra el principio de su evolución (Meynet & Maeder, 2000).

- WNE: *WN Early*. Estrellas Wolf-Rayet con emisiones de Nitrógeno pero Hidrógeno casi inexistente.
- SNI: Supernova tipo I
- LBV: Luminous Blue Variable.
- RSG: Red Supergiant.
- BSG: Blue Supergiant.

Dentro del diagrama H-R, los estudios revelan que las trayectorias evolutivas de las estrellas cuando se incluye la rotación se tornan hacia posiciones más luminosas (ver Figura 1.1). Para estas simulaciones Meynet & Maeder (2000) hicieron

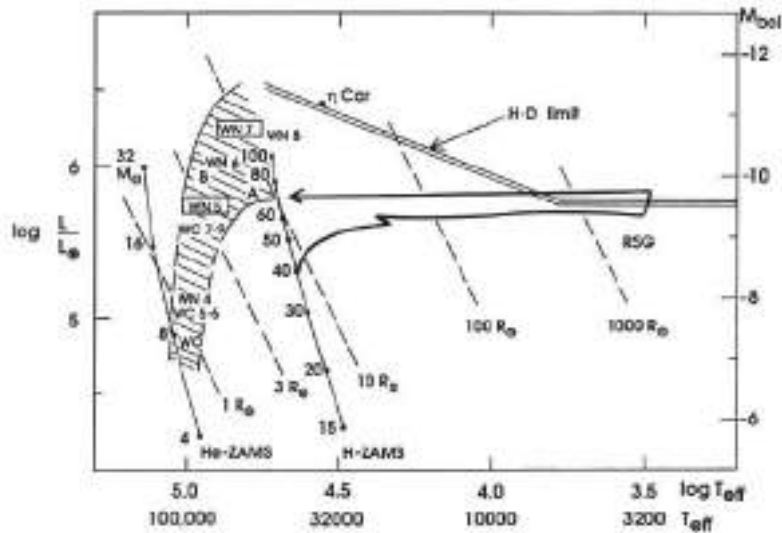


Figura 1.2: Sección del diagrama H-R ocupada por las estrellas WR. Esta sección queda a la izquierda de la región ocupada por las supergigantes azules. (Moffat et al., 1989).

uso de un modelo tomando en cuenta la rotación de la cáscara, efectos hidrostáticos, condiciones de la superficie (tomando en cuenta el flujo local proporcional a la gravedad efectiva local), cambios en las tasas de pérdida de masa con la rotación, transporte del momento angular, mezcla y transporte de los elementos químicos, así como la turbulencia de corte y mezcla. En el caso de las estrellas WR la Figura 1.2 muestra dónde se ubican en el diagrama H-R (Moffat et al., 1989).

1.3. Clasificación de las estrellas WR

En primera instancia se detectaba presencia de Nitrógeno, Carbono y en algunas ocasiones Oxígeno, todo esto con Hidrógeno casi inexistente. La primera clasificación se realizó en base a las estrellas Wolf-Rayet que presentaban fuertes emisiones de Nitrógeno (N III, N IV y N V), éstas se diferenciaban de aquellas que mostraban emisiones de Carbono (C III, C IV) con lo que se dio la diferencia entre WN y WC. A su vez éstas fueron subdivididas acorde a la temperatura que presentaban.

La clasificación original para las estrellas WR en la secuencia de nitrógeno se muestra en el cuadro 1.1, mientras que las clasificaciones por oxígeno y carbono se presentan en los cuadros 1.2 y 1.3 respectivamente.

Pero criterios más actualizados pueden ser presentados por Crowther et al.

WN2	N v débil o ausente.
WN2.5	N v presente, N IV ausente.
WN3	N IV \ll N v, N III débil o ausente.
WR4	N IV \approx N v, N III débil o ausente.
WR4.5	N IV $>$ N v, N III débil o ausente.
WR5	N III \approx N IV \approx N v.
WR6	N III \approx N IV, N v débil.
WR7	N III $>$ N IV.
WR8	N III \gg N IV.
WR9	N III $>$ N II, N IV ausente.
WR10	N III \approx N II.
WN11	N III débil o ausente, N II presente.

Cuadro 1.1: Clasificación de estrellas WR en la secuencia de nitrógeno tomada de van der Hucht (2001).

WC4	C IV fuerte, C II débil, O v moderado.
WC5	C III \ll C IV, C III $<$ O v.
WC6	C III \ll C IV, C III $>$ O v.
WC7	C III $<$ C IV, C III \gg O v.
WC8	C III $>$ C IV, C II ausente, O v débil o ausente.
WC9	C III $>$ C IV, C II presente, O v débil o ausente.

Cuadro 1.2: Clasificación de estrellas WR en la secuencia de carbono tomada de van der Hucht (2001).

WO1	O VII \geq O v, O VIII presente.
WO2	O VII $<$ O v, C IV $<$ O VI.
WO3	O VII débil o ausente, C IV \approx O VI.
WO4	C IV \gg O VI.

Cuadro 1.3: Clasificación de estrellas WR en la secuencia de oxígeno tomada de van der Hucht (2001).

Tipo Espectral	Criterio Primario	Criterio Secundario	Otras características
WC4	$C_{IV}/C_{III} > 32$	$O_{V}/C_{III} > 2.5$	O_{VI} débil o ausente.
WC5	$12.5 < C_{IV}/C_{III} < 32$	$0.4 < C_{III}/O_{V} < 3$	O_{VI} débil o ausente.
WC6	$4 < C_{IV}/C_{III} < 12.5$	$1 < C_{III}/O_{V} < 5$	O_{VI} débil o ausente.
WC7	$1.25 < C_{IV}/C_{III} < 4$	$C_{III}/O_{V} > 1.25$	O_{VI} débil o ausente.
WC8	$0.5 < C_{IV}/C_{III} < 1.25$	$C_{IV}/C_{II} > 10$	$He_{II}/He_{I} > 1.25$
WC9	$0.2 < C_{IV}/C_{III} < 1.25$	$0.6 < C_{IV}/C_{II} < 10$	$0.15 < He_{II}/He_{I} < 1.25$
WC10	$0.06 < C_{IV}/C_{III} < 0.15$	$0.03 < C_{IV}/C_{II} < 0.6$	$He_{II}/He_{I} < 0.15$
WC11	$C_{IV}/C_{III} < 0.06$	$C_{IV}/C_{II} < 0.03$	He_{II} ausente.

Cuadro 1.4: Clasificación actualizada de estrellas WR en la secuencia de carbono tomada de [Crowther et al. \(1998\)](#).

Tipo espectral	Criterio primario	Criterio Secundario	Otras Características
WO1	$O_{VI}/O_{V} > 12.5$	$O_{VI}/C_{IV} > 1.5$	$O_{VII} \geq O_{V}$
WO2	$4 < O_{VI}/O_{V} < 12.5$	$O_{VI}/C_{IV} > 1.5$	$O_{VII} \leq O_{V}$
WO3	$1.8 < O_{VI}/O_{V} < 4$	$0.1 < O_{VI}/C_{IV} < 1.5$	$O_{VII} \ll O_{V}$
WO4	$0.5 < O_{VI}/O_{V} < 1.8$	$0.03 < O_{VI}/C_{IV} < 0.1$	$O_{VII} \ll O_{V}$

Cuadro 1.5: Clasificación actualizada de estrellas WR en la secuencia de oxígeno tomada de [Crowther et al. \(1998\)](#).

(1998), para las estrellas WC y WO. Los cuadros 1.4 y 1.5 muestran los criterios actuales.

Los criterios para estrellas WN se actualizaron en [Smith et al. \(1996\)](#) y se muestran en el cuadro 1.6

1.4. Contenido WRs en la Vía Láctea

Gracias a los nuevos instrumentos se han encontrado más estrellas WR en distintas longitudes de onda tales como en el óptico ([Shara et al., 1999](#)), así como por medio de bandas infrarrojas ([Elías de la Rosa et al., 2011](#); [Hadfield et al., 2007](#)). La frecuencia máxima de estrellas binarias que interactúan con su compañera es aproximadamente 71 % por cúmulo galáctico joven, de acuerdo con [Sana et al. \(2012\)](#). También se definió el límite inferior para la frecuencia de estrellas WR binarias como 34 % de las conocidas, esto a diferencia del 38 % estimado en el VII Catálogo ([van der Hucht, 2001](#)) el cual incluía los sistemas de periodo largo ([Crowther, 2015](#)).

Se han realizado múltiples estimaciones de la población de estrellas WR en la galaxia, teniendo un rango desde 1200 ([Maeder & Lequeux, 1982](#)) hasta 6500

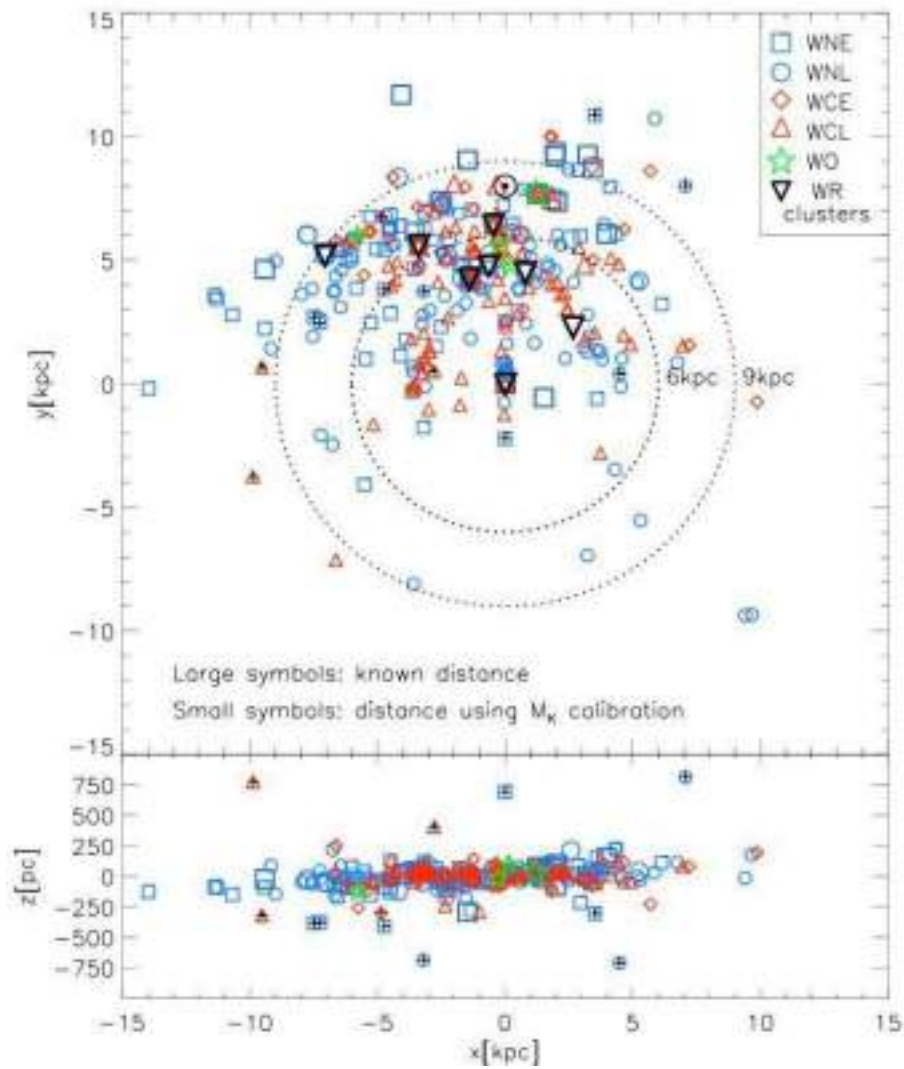


Figura 1.3: Distribución de 354 estrellas WR en el disco galáctico. [Crowther \(2015\)](#)

Tipo Espectral	Criterio actualizado	Otras características
WN2	N v, N IV ausente	He II fuerte, no He I.
WN3	He II/He I >10; He II/C IV >5	Perfiles peculiares, impredecible N v.
WN4	4 <He II/He I <10; N v/N III >2	C IV presente.
WN5	1.25 <He II/He I <8; 0.5 <N v/N III <2	N IV ó C IV >He I
WN6	1.25 <He II/He I <8; 0.2 <N v/N III <0.5	C IV ≈ He I
WN7	0.65 <He II/He I <1.25	He II >N III; C IV >He I. Perfil P-Cyg débil de He I.
WN8	He II/He I <0.65	He II ≈ N III, C IV débil, fuerte perfil P-Cyg de He I.
WN9	N III >N II; N IV ausente	Perfil P-Cyg de He I.
WN10	N III ≈ N II	Perfil P-Cyg de He I, Serie Balmer H.
WN11	N III ≈ He II; N III débil o ausente.	Fe III presente, Perfil P-Cyg de He I, Serie Balmer H.

Cuadro 1.6: Clasificación actualizada de estrellas WR en la secuencia de nitrógeno tomada de [Smith et al. \(1996\)](#).

estrellas ([van der Hucht, 2001](#)). [Crowther \(2015\)](#) indica que para estimar la población de estrellas WR, incluyendo la población binaria, se realiza un sondeo en la banda K ($2.2\mu\text{m}$), pues de un censo de WR cercanas, mostró que éstas dominaban en la banda K en un 82% de los casos. Se omiten las estrellas WC con fuerte contribución de polvo (15% de las cercanas) pues el flujo de su banda K está dominado por el polvo caliente en vez del continuo de la estrella WC.

El mismo autor propone un modelo sencillo con simetría acimutal y tres parámetros (R_G , ϑ y z) en el disco galáctico. Este tomaba en cuenta tres factores:

- La distribución radial de H II, el cual es traza de estrellas calientes jóvenes a lo largo de la extensión galáctica ([Paladini et al., 2004](#)).
- Distribución de polvo, el cual enrojece las estrellas.
- Distribución WN/WC observada ([Rosslowe & Crowther, 2015](#)).

El modelo lo toma del trabajo realizado en [Rosslowe & Crowther \(2015\)](#), para el este caso agrega el hecho de que poco más de 100 estrellas WR se encuentran en una inclinación de $-2.5^\circ < L < +3.5^\circ$ respecto al disco galáctico. En el trabajo se distribuyen las estrellas en 24 anillos de 0.5 kpc de ancho abarcando $R_G = 3 - 15$ kpc. De igual modo generan la coordenada Z de las estrellas con una distribución de Cauchy

$$z_i = \gamma \tan\left(\pi r_{01} - \frac{1}{2}\right) \quad 1.1$$

Los autores cortan la distribución de z en $z = \pm 1$ kpc, esto según las estrellas más alejadas observadas.

Al interior del radio $R_G = 3$ kpc los autores asumen que la formación se detiene, esto por la presencia de tres cúmulos masivos en el centro galáctico, lo cual sugiere una representación errónea de las estrellas WR (Dong et al., 2012). Por esto mismo asumen la población de la zona central molecular como un número fijo: 250 estrellas. Para obtener este número se siguió una distribución Gaussiana; este número representa 5% de la tasa de formación de la galaxia según Longmore et al. (2013).

Todo esto conduce a los autores a que 800 estrellas representarían el 82% de las estrellas WR no polvosas. Debido a que se espera que el 18% de los sistemas binarios detectados en la banda K estén dominados por el compañero de la estrella WR, se infiere que la población no polvosa sea ~ 950 . Finalmente este modelo incluye las estrellas WC polvosas, las cuales comprenden $\sim 15\%$ (150) de la población total. Todo esto resulta en que Crowther (2015) estima una población galáctica de 1,100 con una proporción $N(\text{WCd})/N(\text{WC})$ uniforme a través del radio centrogaláctico (WCd se refiere a que existe una formación de polvo persistente).

Una vez se calcula la población, Crowther (2015) estima el tiempo promedio de la fase WR como 0.25×10^6 . Esto en base a que el límite inferior para que una estrella entre en fase WR es $25M_\odot$; la tasa de formación de estrellas WR en la galaxia es de $1.9M_\odot \text{ yr}^{-1}$ (Chomiuk & Povich, 2011) y una Función Inicial de Masa Kroupa. Esto se encuentra de acuerdo con los modelos evolutivos no rotacionales (Georgy et al., 2012) pero mucho más corto que las predicciones de los modelos rotacionales. Las estrellas WR se distribuyen en el disco galáctico según se muestra en la Figura 1.3, esto según lo mostrado por Rosslowe & Crowther (2015) en su estudio sobre la distribución espacial de las estrellas WR y las implicaciones que estas tienen sobre la población global.

1.5. Creación de Nebulosas Wolf-Rayet

Tal y como hemos descrito anteriormente, una estrella Wolf-Rayet es el núcleo de una estrella masiva. El resultado más inmediato de la pérdida de sus capas superiores por los estados evolutivos previos (Conti, 1975), es que todo el material previamente expulsado sea fotoionizado por la radiación emitida por la estrella, las altas temperaturas y los fuertes vientos que emanan de la estrella ($v_\infty = 1000 - 3000 \text{ km s}^{-1}$).

Garcia-Segura & Mac Low (1995) fueron los primeros en proponer un modelo detallado de la formación de nebulosas alrededor de estrellas WR. La estructura

que presentan éstas contiene información acerca de los vientos estelares y de la distribución de gas circundante y por lo tanto, del MIE. Esta estructura la podemos colocar en un frente de choque doble: el frente exterior barre el MIE formando así una capa delgada de gas que se enfría por radiación; la capa interior detiene el viento estelar de sufrir una expansión libre. De esta separación se sabe que la dinámica de la burbuja dependerá de la naturaleza de la capa interior. Si el frente es radiativo sólo el momento del viento expandirá la capa (Avedisova, 1972; Steigman et al., 1975), en cambio si es adiabático lo que tendremos será una región de gas caliente chocado y la presión térmica será lo que moverá las capas (Castor et al., 1975; Weaver et al., 1977). Lo que proponen los autores es que las burbujas reales caigan en un punto intermedio de los dos casos mencionados.

En el caso del estudio realizado, para simplificarlo se realizó sin presión externa, esto debido a que antes se asumía un MIE homogéneo que ahora no es posible justificar; otro punto importante es que la capa barrida está sujeta a inestabilidades dinámicas y por ende no se puede solucionar analíticamente (Ryu & Vishniac, 1988; Vishniac, 1983). Es de vital importancia no omitir la fase temprana de la estrella en el estudio debido a que al ser masivas tienen distintas clases de estructura y tienen distintas tasas de pérdida de masa que van moldeando el material expulsado (Toalá & Arthur, 2011).

Para comenzar este estudio se utiliza el modelo de los tres vientos: Secuencia Principal, Super Gigante Roja (RSG por sus siglas en inglés) y Wolf-Rayet (WR). En la primera etapa de evolución (secuencia principal) se presentan vientos de aproximadamente $v_{\infty} = 1000 \text{ km s}^{-1}$ (Herrero et al., 1992), con una tasa de pérdida de masa de $\dot{M} \approx 10^{-7} - 10^{-6} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ lo cual limpia el medio interestelar alrededor de la estrella y crea una burbuja a su alrededor; ésta tiene una duración aproximada de $\tau_{\text{MS}} \sim 10^6 \text{ yr}$. En la segunda etapa de evolución (RSG) se tiene un viento lento y denso que va acumulando todo el material previamente eyectado en una capa que separa la zona de la estrella del medio interestelar formando una zona de material de alta metalicidad alrededor de la estrella; los valores comunes de este estado son $v_{\infty} = 10 - 30 \text{ km s}^{-1}$ (Humphreys, 1991) y $\dot{M} \approx 10^{-4} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ con una duración media de $\tau_{\text{RSG}} \sim 10^5 \text{ yr}$. En el último viento, el de estrella Wolf-Rayet, el viento vuelve a ser intenso $v_{\infty} = 1000 - 3000 \text{ km s}^{-1}$ y la tasa de pérdida de masa se mantiene en un punto intermedio $\dot{M} \approx 10^{-5} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (Willis, 1991). La evolución de la acumulación de material y su comportamiento a través de los tres vientos mencionados se puede ver en la Figura 1.4, estas variaciones en los parámetros estelares producen choques que barren el medio interestelar y forman las nebulosas WR.

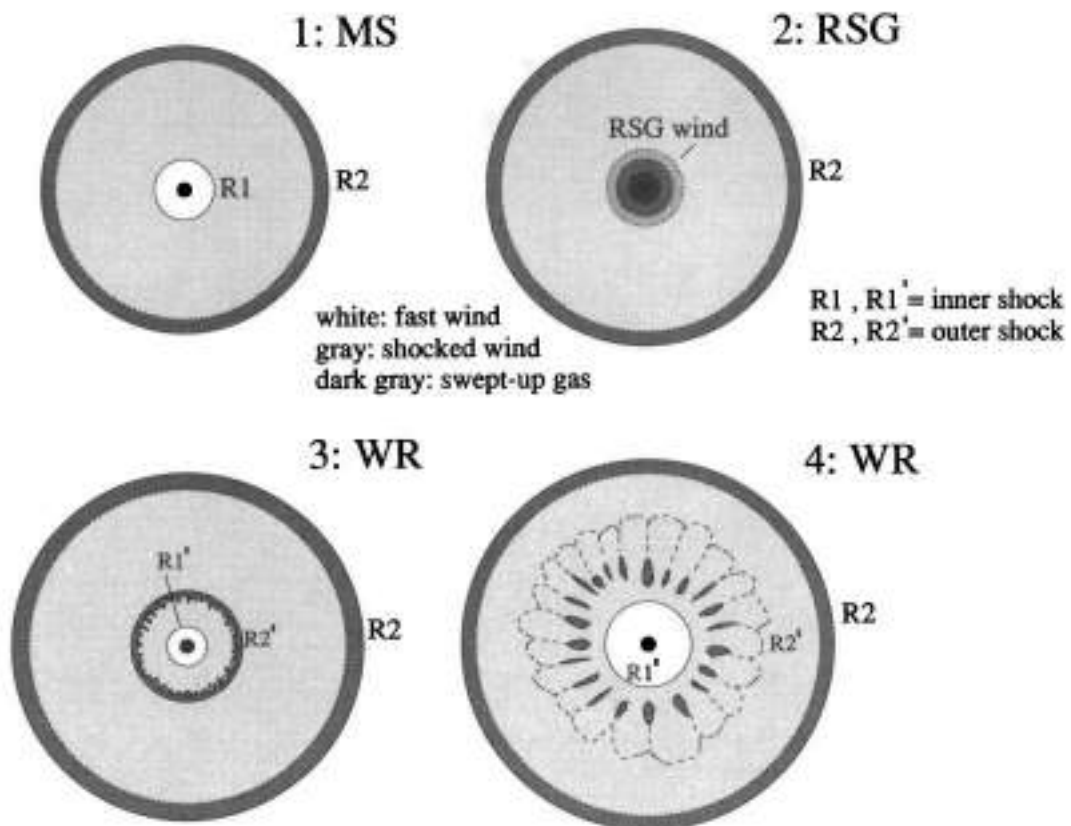


FIG. 1.—Four stages of the three-wind model

Figura 1.4: Las cuatro etapas del modelo de los tres vientos (García-Segura & Mac Low, 1995).

Los estudios de [Repolust et al. \(2004\)](#) y [Willis et al. \(2004\)](#) revelan que los vientos alrededor de WR son muy intensos, mientras que alrededor de RSG son lentos y densos. De igual modo se tiene en consideración que no todas las nebulosas se ven esféricas como bien mencionan [Hillier & Miller \(1999\)](#) y [Chu \(1994\)](#), para esto se da la sugerencia de campos magnéticos ([Chevalier & Luo, 1994](#)) durante las fases tempranas así como proponen una densidad angular acimutal de la masa con mayor concentración en el ecuador para explicar la asimetría de la nebulosa, con un viento más fuerte en el ecuador en la fase RSG. Con todo esto en cuenta el estudio de [Garcia-Segura & Mac Low \(1995\)](#) modelan la densidad del viento al final de la fase RSG como:

$$\rho = \rho_0 \left(\frac{r_0}{r} \right)^2 \quad 1.2$$

Los parámetros ρ_0 y r_0 los asocian a los parámetros del viento RSG por medio de:

$$\rho_0 r_0^2 = \frac{\dot{M}_{RSG}}{4\pi v_{RSG}} \quad 1.3$$

La luminosidad mecánica utilizada para los rápidos vientos WR es:

$$L_w = \frac{1}{2} \dot{M} v_\infty^2 \quad 1.4$$

Para permitir una variación continua en la transición de la fase RSG a la fase WR se modeló una luminosidad mecánica dependiente del tiempo de la siguiente forma:

$$L_w = L_0 \left(\frac{t}{t_0} \right)^\delta = \mathcal{L}_0 t^\delta \quad 1.5$$

Dónde δ es uno de los parámetros de la simulación. También se toma el caso donde $\delta = 0$, lo cual quiere decir que la transición entre RSG y WR es despreciable.

Cómo el viento RSG es dos órdenes de magnitud más débil que el viento WR, [Garcia-Segura & Mac Low \(1995\)](#) lo desprecian en las ecuaciones dinámicas. Con todo esto y para obtener soluciones auto-similares mientras se niega la presión externa, utilizan las ecuaciones:

$$\frac{d}{dt}[M_s(t)\dot{R}(t)] = 4\pi R^2 P \quad 1.6$$

$$\frac{dE}{dt} = L_w - 4\pi R^2 P \dot{R} \quad 1.7$$

En dónde P es la presión térmica, E es la energía de la región del viento WR, el cual se encuentra caliente y $M_s = 4\pi\rho_0 r_0^2 R(t)$ es la masa de la cáscara barrida.

En este primer estudio las simulaciones mostraban demasiada inconsistencia con lo observado: el viento enfriado por radiación es insuficiente para explicar los fenómenos observados y los modelos de conservación de energía sobreestiman los parámetros adimensionales considerados, además el viento de RSG tenía alcance infinito pero solo se puede extender dentro del remanente de secuencia principal.

Debido a la falta de resultados conclusivos del primer estudio, [García-Segura & Mac Low \(1995\)](#) continuaron con un segundo artículo para las soluciones analíticas de las burbujas de WR realizando otras consideraciones: los vientos WR y RSG son tomados como constantes; se realizan solamente simulaciones cualitativas para simular la historia de una burbuja real; la burbuja de secuencia principal puede estar fría o caliente y presurizada; domina la inestabilidad de Vishniac en la forma del anillo; no puede existir material neutro por las densidades de los grumos de material. Además incluyeron el hecho que cuando los vientos de WR terminan de empujar el material de la fase RSG, entran en el material expulsado en la secuencia principal, generando así una inestabilidad de Rayleigh-Taylor. De igual manera se tomó mayor importancia en entender las burbujas WR pues no se expanden en un medio interestelar homogéneo, sino en uno moldeado por la evolución de la estrella central.

En este segundo estudio se tomaron en cuenta dos escenarios: en el primero la burbuja de secuencia principal es enfriada por evaporación por conductividad, esto conduce a que la presión térmica de la burbuja WR sea muchos órdenes mayor a la burbuja de secuencia principal; en el segundo caso el interior de la burbuja de secuencia principal está lleno de plasma presurizado ($T = 2,2 \times 10^6$ K), lo cual forma una capa de material al filo exterior del viento RSG. A pesar de esto en ninguno de los casos lograron distinguir cuando dominaban inestabilidades de Vishniac o de Rayleigh-Taylor. Otra de las consideraciones que se realizaron es que la variación de la densidad en la fase RSG es proporcional a $\sin^2\theta$, esto para considerar de nuevo las asimetrías.

Lo que se pudo concluir es que las estrellas masivas determinan el contenido energético y la densidad de MIE, sin embargo los resultados no explican de modo exacto como se forman las diferentes morfologías debido a que las soluciones a las burbujas WR se enfocan a la presencia de fuertes presiones externas. Un caso de esto se da cuando las burbujas de secuencia principal, debido a que las WR se encuentran en asociaciones OB ([de Jager et al., 1988](#)) es posible que se expandan en superburbujas presurizadas. De igual modo se encontró que si el MIE no es

simétrico, la burbuja tampoco lo será.

Las nebulosas presentan distintas características morfológicas, como burbujas, filamentos, materia difusa o combinaciones de la mismas. [Chu \(1981\)](#) presentó el primer esquema de clasificación de nebulosas WR:

- Regiones H_{II} excitadas radiativamente (R).
- Regiones de eyección estelar (E).
- Burbuja soplada por viento(W).

Las nebulosas tipo R presentan emisiones ópticas con líneas similares a las de las regiones H_{II}; éstas se subdividen en regiones H_{II} amorfas y con estructura de burbuja. Las nebulosas tipo E se caracterizan por una morfología de filamentos y un campo irregular de velocidades. Por último las nebulosas tipo W presentan una delgada capa de gas y filamentos alrededor de la estrella, siendo esta aproximadamente el centro geométrico, o muy cercana al mismo.

La morfología de las nebulosas WR ha sido revisada recientemente por el trabajo de [Toalá et al. \(2015\)](#). Estos autores proponen que las nebulosas pueden clasificarse como (ver Figura 1.5):

- Burbuja (Bubble).
- Rota o grumosa (Clumpy).
- Mezclada (Mixed).

En donde las tipo burbuja aún presentan su cascarón definido alrededor de las estrellas como se puede observar en la Figura 3.3. Las nebulosas tipo rota ya no tienen bien definida la nebulosa que las rodea pero aún se les puede atribuir que el material alrededor es de la nebulosa asociada a la estrella (ver Figura 3.4). Las nebulosas mezcladas ya no es posible distinguir las del medio interestelar circundante (ver Figura 3.5).

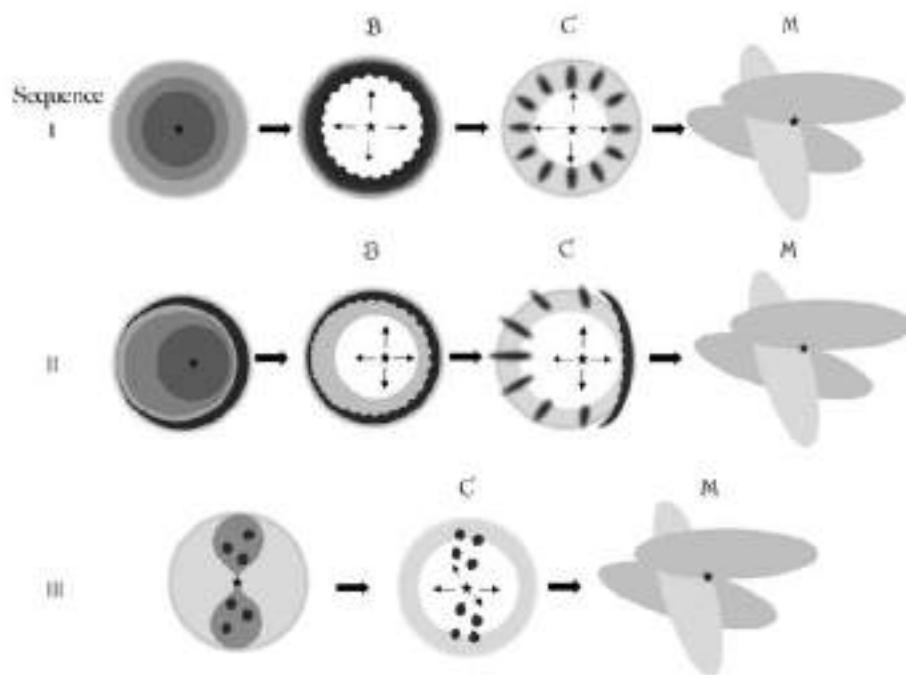


Figura 1.5: Ilustración de la formación y evolución de las nebulosas WR propuesto por *Toalá et al. (2015)*. Las letras B, C y M corresponden a las morfologías burbuja, rota (clumpy) y mezclada.

2.1. Satélite WISE

En este trabajo utilizamos las imágenes obtenidas por el telescopio *Wide-field Infrared Survey Explorer* (WISE por sus siglas en inglés) (Wright et al., 2010). Éste fue lanzado al espacio el 14 de Diciembre de 2009 con la misión de mapear el cielo completo en el infrarrojo (IR) medio. Para ello contaba con cuatro detectores con longitudes de onda centradas en 3.4, 4.6, 12 y 22 μm . A estas bandas se le asignan los nombres W1, W2, W3 y W4 respectivamente, las cuales tienen una resolución angular de $6''.1$, $6''.4$, $6''.5$ y $12''.0$. Estos detectores están instalados en un telescopio de 40 cm de diámetro y tienen un campo de visión de $47'$. El satélite comenzó a tomar imágenes el 14 de Enero de 2010 y el primer mapeo del cielo se completó el 17 de Julio del mismo año. Posteriormente se comenzó un segundo mapeo que finalizó cuando el combustible criogénico para enfriar los detectores se acabó. Esto ocurrió en Octubre de 2010, donde el telescopio pasó a utilizar solamente los detectores W1 y W2 hasta el 17 de Febrero de 2011, cuando fue puesto en hibernación.

La Figura 2.1 muestra las curvas de efectividad de detección en las 4 bandas del satélite WISE. Se puede apreciar que las bandas W1 y W2 son filtros delgados mientras que los filtros W3 y W4 son anchos. Así mismo la Figura muestra que W1 y W2 tienen más eficiencia. Los datos de las gráficas pueden ser encontrados en WISE Public Web Site¹.

Como se puede notar, la banda W1 tiene una eficacia de casi el 90 %, mientras que la banda W4 no supera el 30 %, por ende, se realiza una serie de correcciones tomando como referencia la magnitud de Vega para normalizar la recepción y cuando se les presenta en escala logarítmica, obtenemos una respuesta por energía con la forma mostrada en la Figura 2.2.

2.1.1. Ventajas y Desventajas

La tarea de mapear el cielo completo en las longitudes de onda infrarrojas fue realizada por primera vez por el telescopio *Infrared Astronomical Satellite* (IRAS). Este fue lanzado el 25 de Enero de 1983. Realizó un mapeo con cuatro bandas centradas en las longitudes de onda 12, 25, 60 y 100 μm . A pesar de que IRAS

¹<http://www.astro.ucla.edu/wright/WISE/index.html>

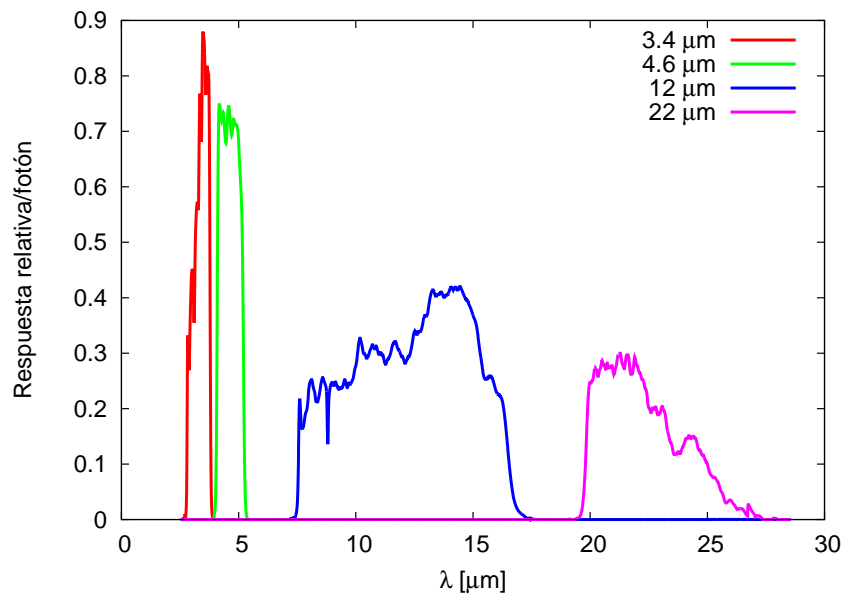


Figura 2.1: Curvas de transmisión de las 4 bandas del satélite IR WISE.

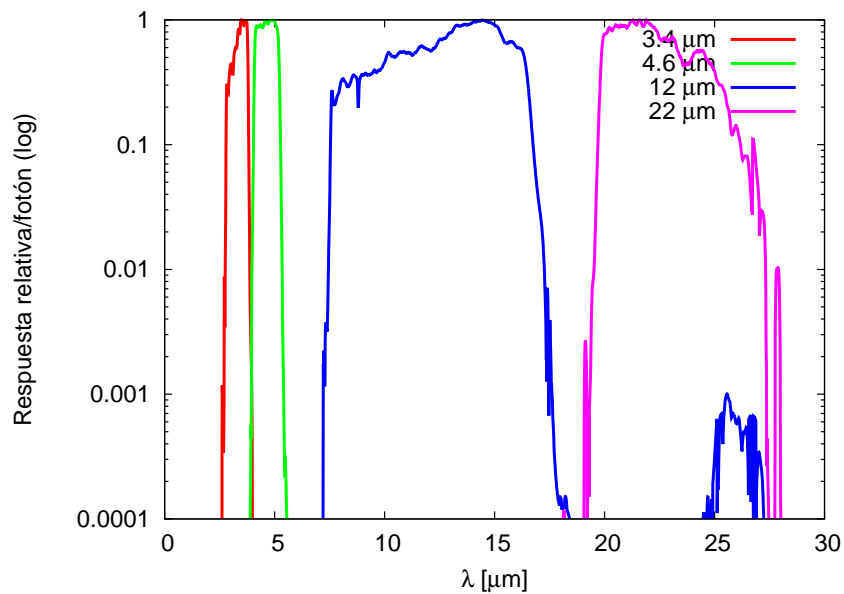


Figura 2.2: Misma que la Figura 2.1 pero con las curvas de transmisión normalizadas a sus valores máximos.

tenía bandas en el infrarrojo lejano, la diferencia de sensibilidad entre éste y WISE en la banda de $12 \mu\text{m}$ era de 100 veces.

Otro satélite que ofrece imágenes en la longitud de onda infrarroja es el *Spitzer Space Telescope*. Éste contaba con dos cámaras IR:

- **Infrared Array Camera (IRAC)**: Una cámara que operaba simultáneamente en cuatro longitudes de onda; 3.6 , 4.5 , 5.8 y $8 \mu\text{m}$.
- **Multiband Imaging Photometer for Spitzer (MIPS)**: Contaba con tres detectores para infrarrojo lejano con longitudes de onda centradas en 24 , 70 y $160 \mu\text{m}$.

y un espectrógrafo capaz de tomar espectros de alta ($10 - 19.5 \mu\text{m}$ y $19 - 37 \mu\text{m}$) y baja resolución ($5.3 - 14 \mu\text{m}$ y $14 - 40 \mu\text{m}$).

El telescopio *Spitzer* poseé una mejor resolución angular que *WISE*, pero no realizó un mapeo del cielo completo. El telescopio solo realizó apuntados específicos de algunas nebulosas ya conocidas. Además, el telescopio presentó fallas técnicas en el sistema de enfriado, generando una baja calidad de algunas imágenes.

Otro importante telescopio en estas longitudes de onda, es el *Herschel Space Observatory*. Éste fue lanzado el 14 de Mayo del 2009. Éste contaba igualmente con tres instrumentos:

- **Photodetecting Array Camera and Spectrometer (PACS)**: una cámara que trabajaba simultáneamente con dos detectores; $70 - 160 \mu\text{m}$ o $100 - 160 \mu\text{m}$.
- **Spectral and Photometric Imaging Receiver (SPIRE)**: una cámara con espectrómetro de baja resolución que cubría las longitudes de onda $194 - 672 \mu\text{m}$.
- **Heterodyne Instrument for the Far Infrared (HIFI)**: Un espectrómetro que operaba con alta resolución en las longitudes de onda $157 - 212 \mu\text{m}$ y $240 - 625 \mu\text{m}$.

Éste sería otro importante candidato para la obtención de imágenes de nebulosas, sin embargo, no mapeó totalmente el cielo, por ende no tendríamos la información completa para el propósito de este trabajo.

La Figura 2.3 ilustra las diferencias entre los 4 telescopios antes mencionados, incluyendo *WISE* para el caso de la nebulosa WR NGC 6888 alrededor de la

estrella WR 136. La Figura muestra la pobre resolución angular de *IRAS* comparada con sus sucesores. De igual manera, se aprecia la resolución que tiene *Spitzer*, la cual hubiera sido muy útil en el estudio morfológico. Del telescopio *Herschel* se muestra la banda más cercana a los $22 - 24 \mu\text{m}$ disponible, banda de nuestro interés para la identificación de nebulosas WR. La resolución de *IRAS* revela pobremente la estructura de la nebulosa NGC 6888, mientras que en la imagen obtenida por el telescopio *WISE* ya se puede observar una morfología detallada, así como la estrella central. En el caso de *Spitzer* se observa un alto grado de detalle de las morfologías de nuestro interés; detalles como éstos se pierden en el telescopio *Herschel* debido a que su banda de transmisión se encuentra muy alejada de la zona donde se detectan las nebulosas WR.

2.2. Emisión Infrarroja de Nebulosas WR

Hoy en día se conoce que las nebulosas Wolf-Rayet tienen emisión en longitudes de onda de radio (Arnal & Cappa, 1996; Arnal et al., 1999; Cappa et al., 2002, 2008, 2009), infrarrojas (van Buren & McCray, 1988; Flagey et al., 2011; Gvaramadze et al., 2010; Mauerhan et al., 2010; Stringfellow et al., 2012; Wachter et al., 2010, 2011), ópticas (Chu, 1982; Chu et al., 1983; Fernández-Martín et al., 2012; Gruendl et al., 2000; Stock & Barlow, 2010; Treffers & Chu, 1982) y de rayos-x (Bochkarev, 1988; Chu et al., 2003; Toalá et al., 2012, 2015; Wrigge et al., 1994; Wrigge, 1999; Wrigge & Wendker, 2002; Wrigge et al., 2005; Zhekov & Park, 2011). Sin embargo en las primeras imágenes de *Spitzer* se hizo notar a ojo (Wachter et al., 2010) que la banda de $24 \mu\text{m}$ presentaba morfologías muy marcadas en algunas partes. Esto apuntaba a que el polvo en la nebulosa, que absorbe la radiación UV de la estrella central, es eficiente re-emitiendo la radiación a longitudes de onda alrededor de los $20 \mu\text{m}$.

Esto indica que el polvo tiene una temperatura de emisión a alrededor de los 30-50 K. Si suponemos que esta radiación se emite como un cuerpo negro, podemos comparar el cuerpo negro de la estrella con la radiación del polvo. En la Figura 2.4 mostramos la diferencia entre el cuerpo negro de una estrella caliente ($T_{\text{ef}}=40,000 \text{ K}$) y un cuerpo negro a 40 K simulando la emisión del polvo. Podemos suponer lo anterior debido a que las estrellas se pueden modelar como un cuerpo negro (Carroll & Ostlie, 2006), esto porque la superficie de la estrella puede ser tomada como un gas en una caja: el gas encerrado y la radiación de cuerpo negro llegarán a un equilibrio y cada una por su parte podrá ser descrita por una

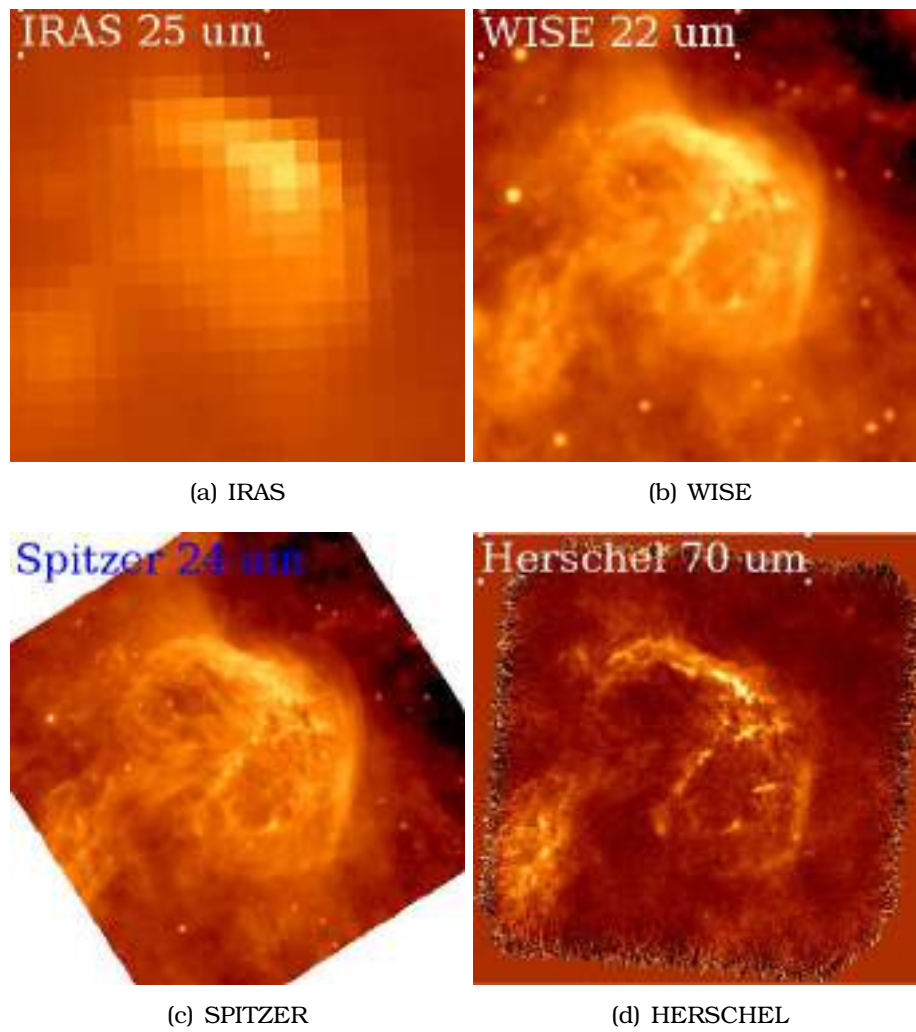


Figura 2.3: Observaciones con diferentes telescopios de la nebulosa NGC6888 alrededor de la estrella WR 136 con un campo de 35x35 arco minutos.

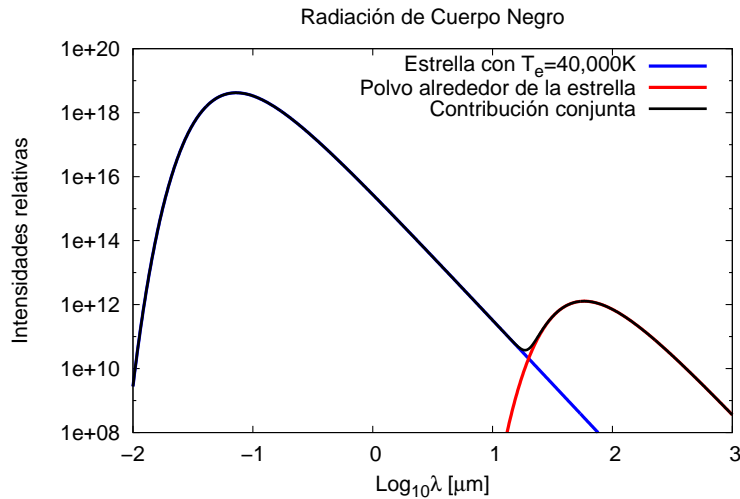


Figura 2.4: Diagramas de cuerpo negro de una estrella masiva y polvo irradiado por rayos UV calentado a 40 K.

temperatura bien definida. Sin embargo, también sabemos que ciertos elementos en la estrella absorberán algunas longitudes de onda haciendo que el espectro no sea perfectamente un cuerpo negro.

En las longitudes de onda captadas por el telescopio Spitzer, se podía observar una forma similar a lo mostrado en la Figura 2.5. En la misma figura se puede apreciar la curva de transmisión W4 del telescopio WISE en una intensidad relativa. Se observa cómo en la banda de detección W4, el espectro de la estrella está decayendo rápidamente (línea azul), mientras que el espectro de emisión del polvo (línea roja) tiene un orden relativo de magnitud mayor al de la estrella; por ende, la detección de la banda W4 (línea negra) estará dominada por la emisión IR del polvo circundante a la estrella WR.

La Figura 2.6 (tomada de [Toalá et al. \(2015\)](#)) muestra tres espectros obtenidos con el espectrógrafo IRS de *Spitzer* para el caso de tres nebulosas WR alrededor de WR7, WR8 y WR31a. La figura muestra cómo la radiación proveniente de la estrella decrece (línea punteada) y la emisión del polvo crece para longitudes de onda largas como se ha mostrado en la Figura 2.5.

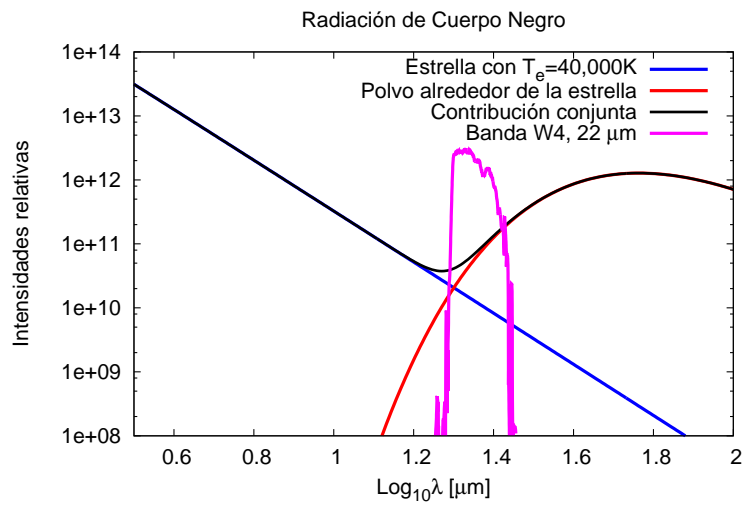


Figura 2.5: Espectro de cuerpo negro proveniente de una estrella caliente (línea azul) en comparación con la emisión de cuerpo negro de polvo a 40 K (línea roja). La línea negra representa la combinación de ambas componentes. La línea magenta ilustra la curva efectiva de la banda W4 de WISE.

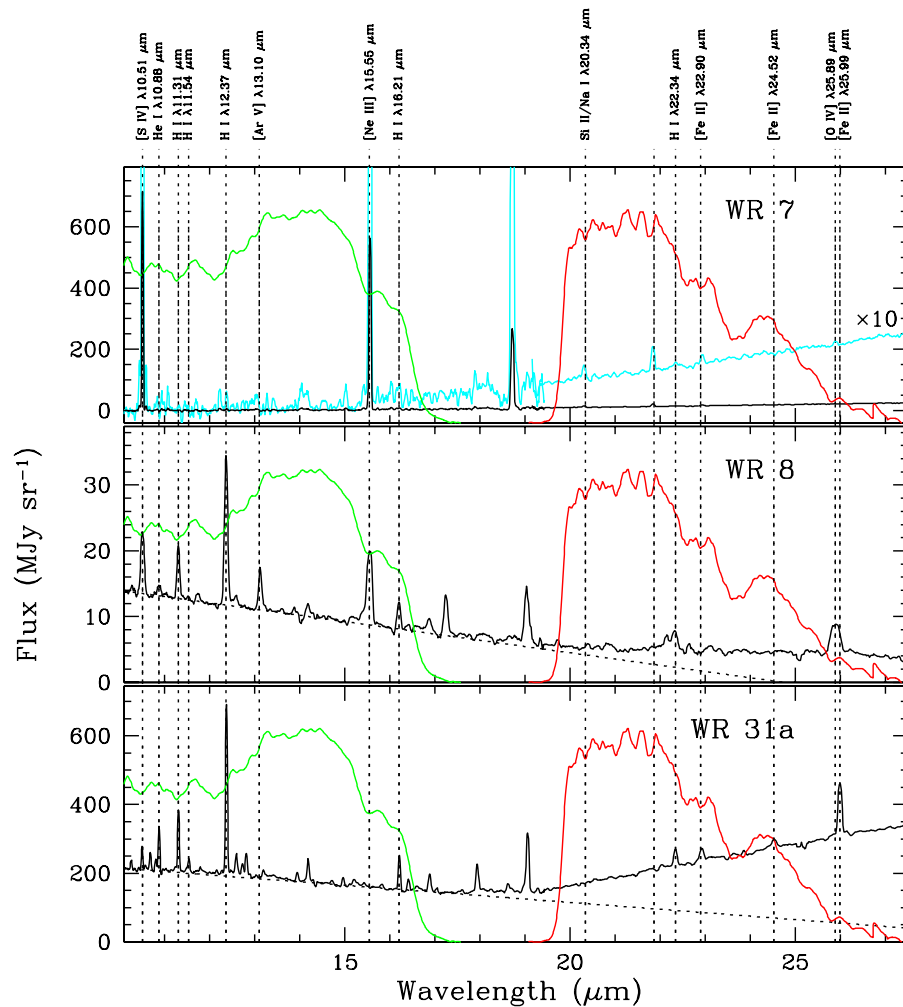


Figura 2.6: Espectro IRS tomado por Spitzer alrededor de WR 7, WR 8 y WR 31a. Las respuestas espectrales de W3 (verde) y W4 (rojo) de WISE normalizadas a valores arbitrarios están sobrepuestas en el espectro. Este espectro fue graficado en dos niveles de intensidad para remarcar el bajo nivel de emisión. La contribución de la emisión estelar de WR 8 y WR 31a al espectro nebuloso puede ser ajustado a grandes rasgos por un modelo de cuerpo negro (Toalá et al., 2015). Algunas líneas de ionización de la nebulosa están marcadas por la parte superior de la imagen.

En base al VII Catálogo de Estrellas Wolf-Rayet Galácticas (van der Hucht, 2001) buscamos en la base de datos de Simbad las coordenadas ecuatoriales de las 226 estrellas listadas. Con todas las estrellas localizadas, descargamos las imágenes obtenidas por el telescopio *WISE*. Cada imagen la solicitamos con un campo de 35 minutos de arco para poder observar si existía una nebulosa circundante; en algunos casos tuvimos que trabajar con un campo más pequeño (por ejemplo el caso de WR 124 con 10 minutos de arco) debido a lo compacto de la nebulosa o también el caso contrario, donde tuvimos que solicitar un campo más amplio (como en el caso de WR 6 con 45 minutos de arco) donde la nebulosa está demasiado extendida.

Las observaciones de *WISE* se obtuvieron del archivo astronómico NASA/IPAC Infrared Science Archive (IRSA)¹. Para cada nebulosa se obtuvieron cuatro imágenes correspondientes a las 4 bandas de *WISE* (W1 3.4 μm , W2 4.6 μm , W3 12 μm , W4 22 μm). Cada imagen se inspeccionó por separado con la ayuda del software interactivo DS9. Para una mejor comparación se realizaron imágenes RGB (red, blue and green) asignando cada color a las bandas W4, W3 y W2, respectivamente. Como sabemos que las nebulosas de estrellas Wolf-Rayet presentan una emisión muy notable en 24 μm (Gvaramadze et al., 2010; Wachter et al., 2010), pusimos especial énfasis en la imagen del filtro W4. Para poder detectar algunas nebulosas que se encuentran mezcladas con el MIE, realizamos un cociente entre las imágenes de los detectores W3 y W4, utilizando para ello el programa IRAF². Todo esto con el fin de resaltar alguna morfología difícil de detectar a simple vista en las bandas involucradas. Además, para obtener una comparación con imágenes ópticas, hemos obtenido imágenes en el óptico del STScI Digitized Sky Survey³ en el filtro POSS2/UKSTU Rojo, para comparar con la emisión ionizada del medio e identificar la presencia de alguna nebulosa.

¹<http://irsa.ipac.caltech.edu/frontpage/>

²Image Reduction and Analysis Facility (IRAF) es distribuido por el Observatorio Nacional de Astronomía Óptica, el cual es operado por la Asociación de Universidades para la Investigación en Astronomía (AURA por sus siglas en inglés) bajo un tratado cooperativo con la Fundación Nacional de Ciencia.

³http://archive.stsci.edu/cgi-bin/dss_form

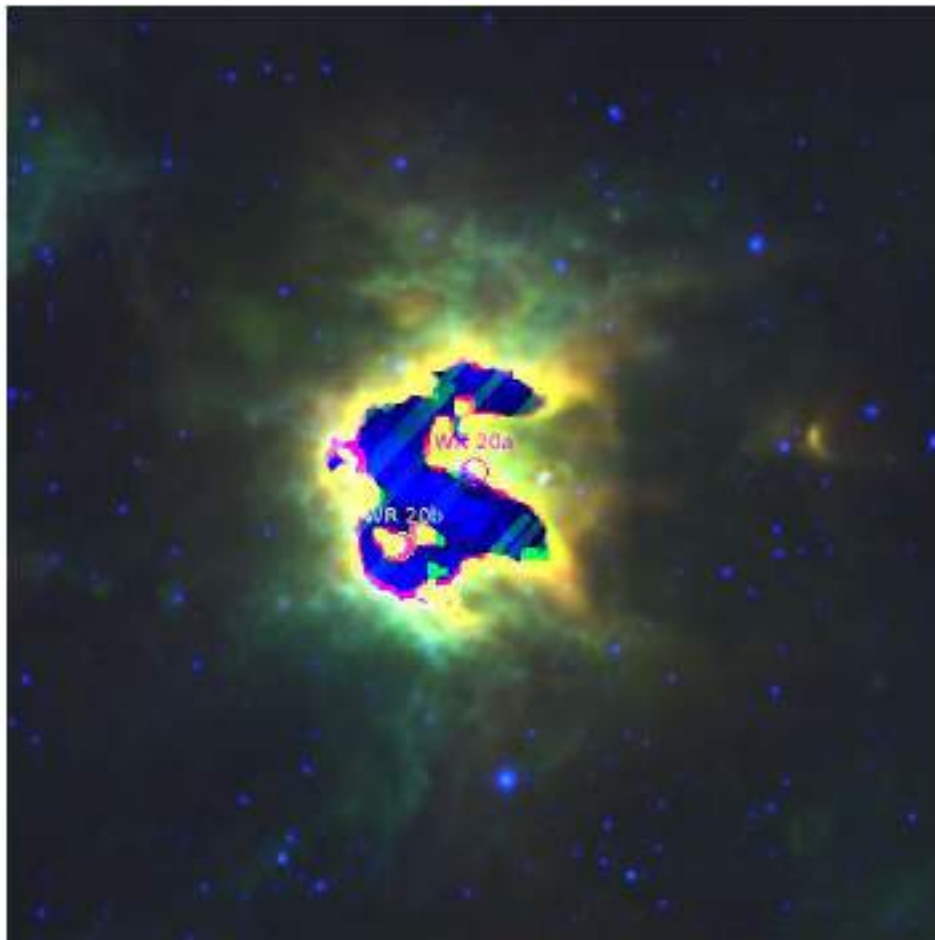


Figura 3.1: Imagen de la nebulosa asociada a las estrellas WR20a y WR20b. La imagen está compuesta por las bandas W4 (rojo), W3 (verde) y W2 (azul) con un campo de 35x35 arco minutos.

3.1. Identificación de Nebulosas Wolf-Rayet

De las 226 estrellas que aparecen en el catálogo ([van der Hucht, 2001](#)), 44 se encuentran en una región de formación estelar y es imposible determinar si tienen una nebulosa asociada, ya que las imágenes de los detectores W3 y W4 se encuentran total o parcialmente saturadas. Tal es el caso que se muestra en la Figura 3.1, donde 2 estrellas se encuentran muy cerca de estas regiones y parte de la imagen se encuentra saturada. Esto nos deja con un total de 182 estrellas.

De manera similar, encontramos casos en donde es casi imposible asociar una nebulosa a la estrella WR estudiada. En algunos casos la contribución de material en la línea de visión hace imposible la identificación como es el caso de WR 125 mostrado en la Figura 3.2. En estos casos las estrellas son clasificadas junto con

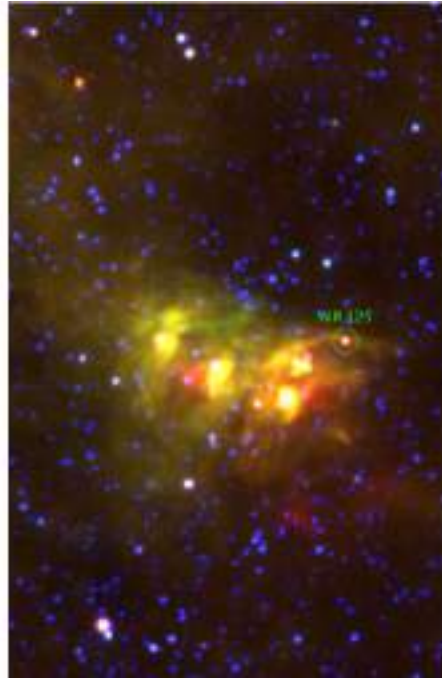


Figura 3.2: Imagen de la nebulosa asociada a la estrella WR 125. La imagen está compuesta por las bandas W4 (rojo), W3 (verde) y W2 (azul), los colores fueron asignados para remarcar las morfologías de las nebulosas. La estrella es cercana a una región de formación estelar. En este caso no es trivial asociarle una nebulosa con un campo de 22x35 arco minutos.

las que tienen una nebulosa mezclada con el MIE.

Siguiendo el estudio preliminar presentado por [Toalá et al. \(2015\)](#), hemos utilizado la clasificación utilizada en el estudio morfológico; B (burbujas), C (rotas, clumpy), M (mezcladas). Con esto en cuenta, en el VII Catálogo de Estrellas WR encontramos:

- 10 estrellas con una nebulosa visible tipo burbuja (p.e., ver Figura 3.3 para el caso de WR16).
- 20 estrellas con una nebulosa visible rota (p.e., ver Figura 3.4 para el caso de WR18).
- 22 estrellas con una nebulosa visible mezclada con el medio interestelar (p.e., ver Figura 3.5 para el caso de WR 157).
- 130 estrellas con una nebulosa tan mezclada con el medio interestelar que ya no es visible (p.e., ver Figura 3.6 para el caso de WR 116).



Figura 3.3: Misma que la Figura 3.1 pero para el caso de WR16 con un campo de 35x35 arco minutos.

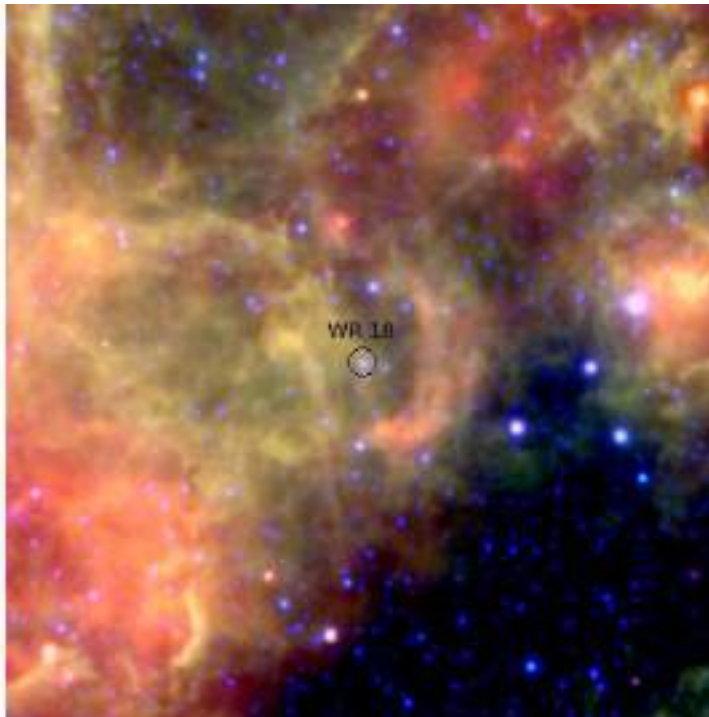


Figura 3.4: Misma que la Figura 3.1 pero para el caso de WR18 con un campo de 35x35 arco minutos.

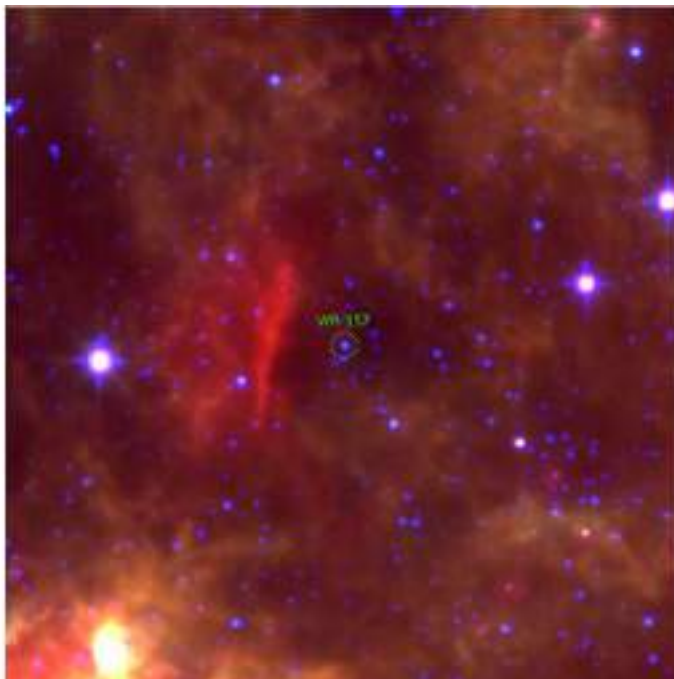


Figura 3.5: Estrella WR 157 con su nebulosa asociada mezclada pero aún visible a su alrededor con un campo de 35x35 arco minutos.

3.2. Estadística

3.2.1. Nebulosas tipo Burbuja

Las estrellas con nebulosa asociada tipo burbuja que se encontraron se muestran en la Tabla 3.1.

De las 10 nebulosas tipo burbuja encontramos que el 50% están asociadas a una estrella tipo WNE, 30% al tipo WNL y 20% al tipo WC. Esto se muestra gráficamente en la Figura 3.7.

3.2.2. Nebulosas Rotas

Las estrellas con nebulosa asociada tipo rota que encontramos están listadas en el Cuadro 3.2.

De las 20 nebulosas tipo rota encontramos que el 50% están asociadas a una

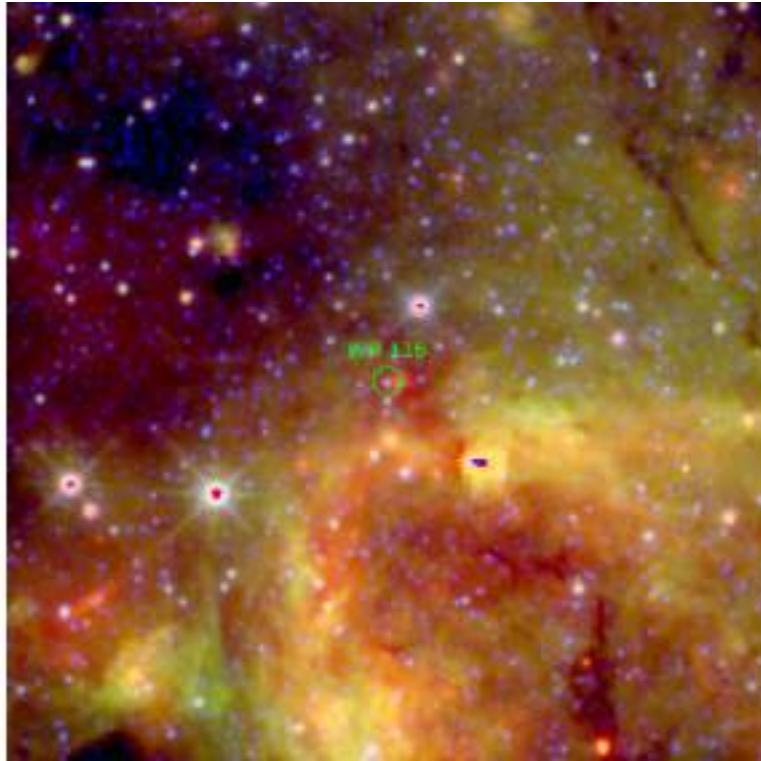


Figura 3.6: Estrella WR 116, en la cual la nebulosa asociada está tan mezclada con el medio interestelar que ya no es detectable en la imagen generada con los datos obtenidos en emisión infrarroja con un campo de 35x35 arco minutos.

Estrella	Nebulosa Asociada	Estado Binario	Tipo Espectral	Radio (arcmin)
WR 6 ^T	S 308	-	WN4	21.5
WR 7 ^T	NGC 2359	-	WN4	2.3
WR 16 ^T	Anon (WR 16)	-	WN8h + ?	4.4
WR 23 ^T	Anon (WR 23)	-	WC6	7.5
WR 31a ^T	H II	-	WN11h	1.1
WR 31b	H II	Confirmado	WN11h + ?	1.3
WR 75 ^T	RCW 104	-	WN6	4
WR 102 ^T	G 2.4 + 1.4	-	WO2	4.4
WR 128 ^T	S 84(?)	-	WN4(h) + OB?	6
WR 136 ^T	NGC 6888	-	WN6(h)	8

Cuadro 3.1: Detalles de las nebulosas clasificadas como Burbujas incluyendo las nebulosas consideradas por *Toalá et al. (2015)* (indicado por el superíndice T). Datos obtenidos de *van der Hucht (2001)*.

Estrella	Nebulosa Asociada	Estado Binario	Tipo Espectral	Radio (arcmin)
WR 8 ^T	in diff. H II	Confirmado	WN7/WCE + ?	2.7
WR 18 ^T	NGC 3199	-	WN4	5.1
WR 19a	G 284.0-0.9	-	WN7:(h)	6.5
WR 21a	-	Confirmado	WN6 + O/a	7
WR 35 ^T	Anon (WR 35)	Confirmado	WN6h + OB?	1.2
WR 40 ^T	RCW 58	-	WN8h	3.8
WR 47c	G 303.1 - 0.95	-	WC5	4.4
WR 55 ^T	RCW 78	-	WN7	4
WR 85 ^T	RCW 118	Confirmado	WN6h + OB?	9.2
WR 87	RCW 123	Confirmado	WN7h + OB	11
WR 89	RCW 123	Confirmado	WN8h + OB	11
WR 95 ^T	diff. H a, dusty	-	WC9d	3
WR 101 ^T	Anon (WR 101)	-	WC8	2.9
WR 124 ^T	M1-67, S 80	-	WN8h	0.8
WR 130	S 98	-	WN8(h)	4.5
WR 131 ^T	L 69.80 + 1.74	Confirmado	WN7h + OB	10
WR 134 ^T	Anon (WR 134)	-	WN6	9.8
WR 146	DWB 140	Confirmado	WC6 + O8	13.5
WR 147	H I ring	Confirmado	WN8(h) + B0.5V	16
WR 153ab	S 132	Confirmado	WN6/WCE + O6I	4

Cuadro 3.2: Detalles de las nebulosas clasificadas como Rotas incluyendo las nebulosas consideradas por [Toalá et al. \(2015\)](#) (indicado por el superíndice T). Datos obtenidos de [van der Hucht \(2001\)](#).

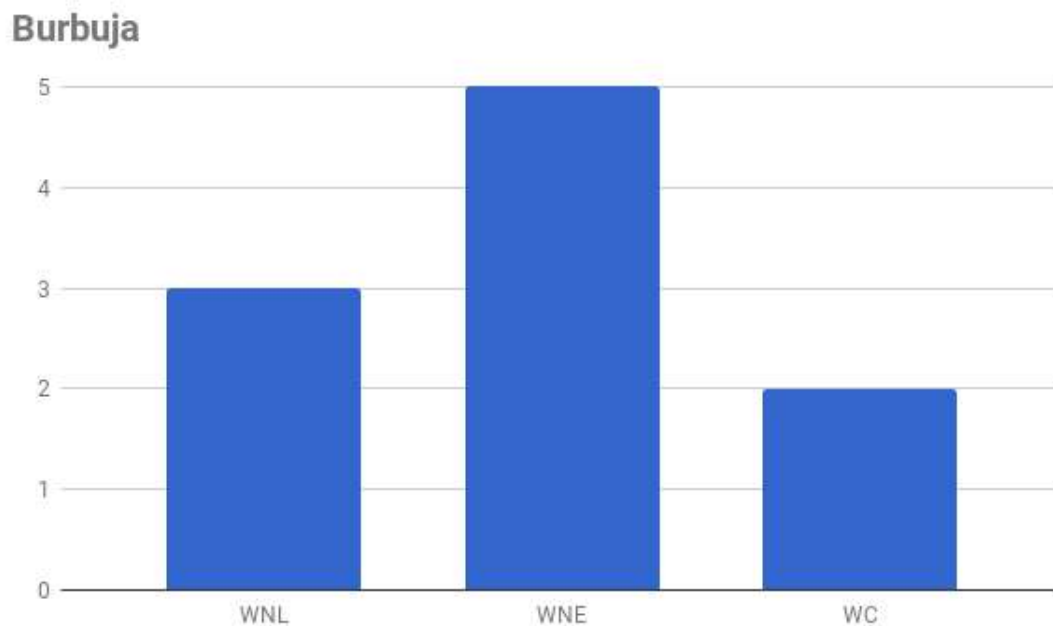


Figura 3.7: Número de nebulosas de tipo burbuja asociadas a estrellas Wolf-Rayet según su tipo espectral.

estrella tipo WNL, 30% al tipo WNE y 20% al tipo WC. Esto se muestra gráficamente en la Figura 3.8.

3.2.3. Nebulosas Mezcladas

Las estrellas con nebulosa asociada tipo mezclada aún visible se listan en el Cuadro 3.3.

De las 152 nebulosas tipo mezclada (visible y no visible), encontramos que el 43.3% están asociadas a una estrella tipo WC, 40.1% al tipo WNE y 16.4% al tipo WNL. Esto se muestra gráficamente en la Figura 3.9.

3.3. Descubrimientos

De las nebulosas estudiadas, hay siete que no habían sido reportadas en la literatura, con ocho estrellas asociadas. Esto último se debe a que

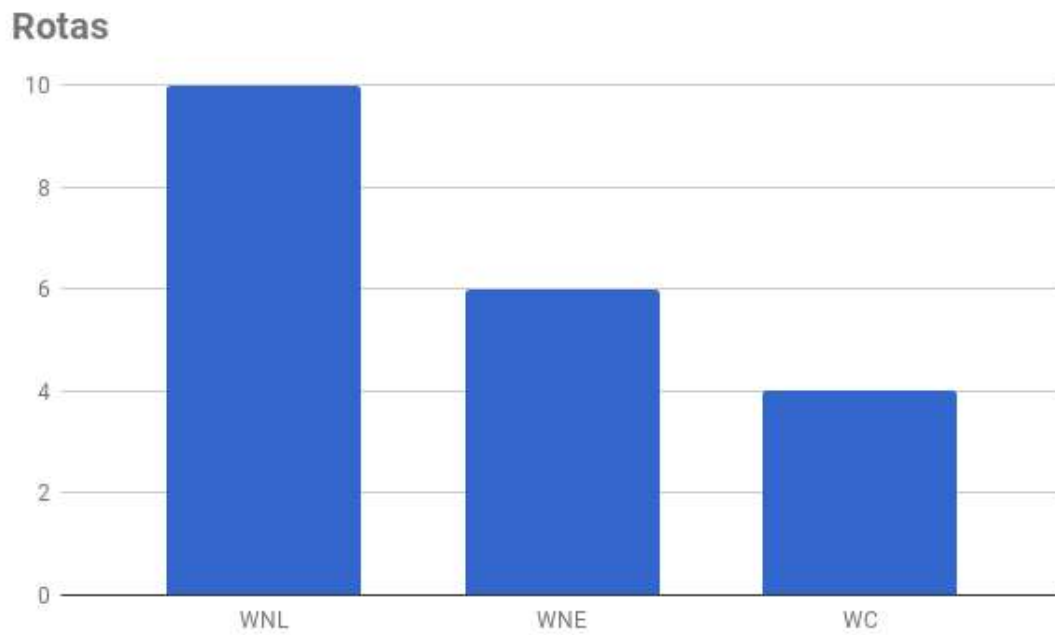


Figura 3.8: Número de nebulosas rotas asociadas a estrellas Wolf-Rayet según su tipo espectral.

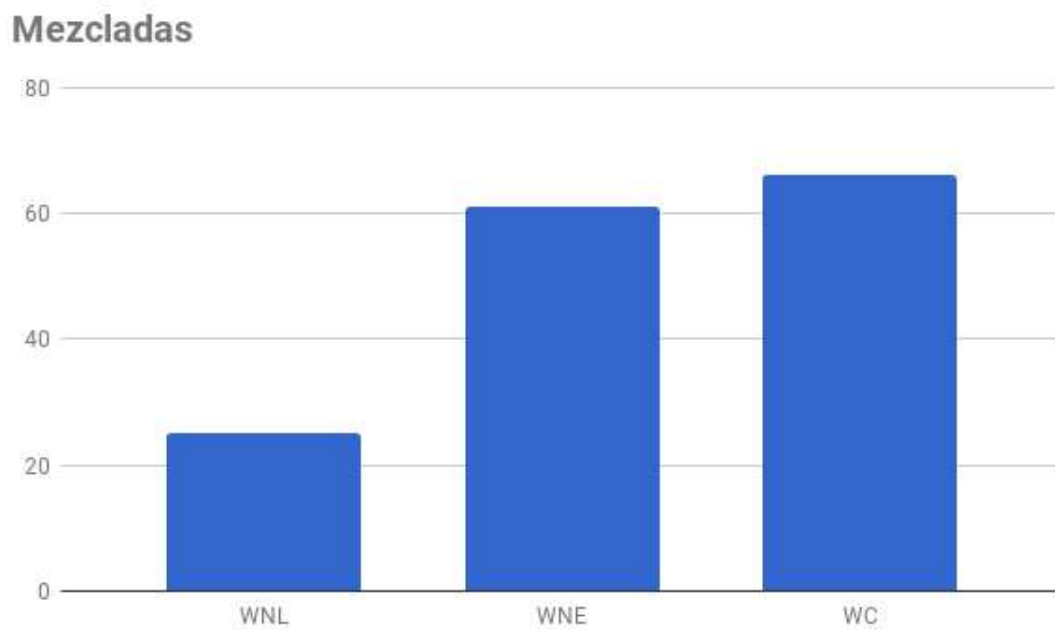


Figura 3.9: Número de nebulosas mezcladas visibles asociadas a estrellas Wolf-Rayet según su tipo espectral.

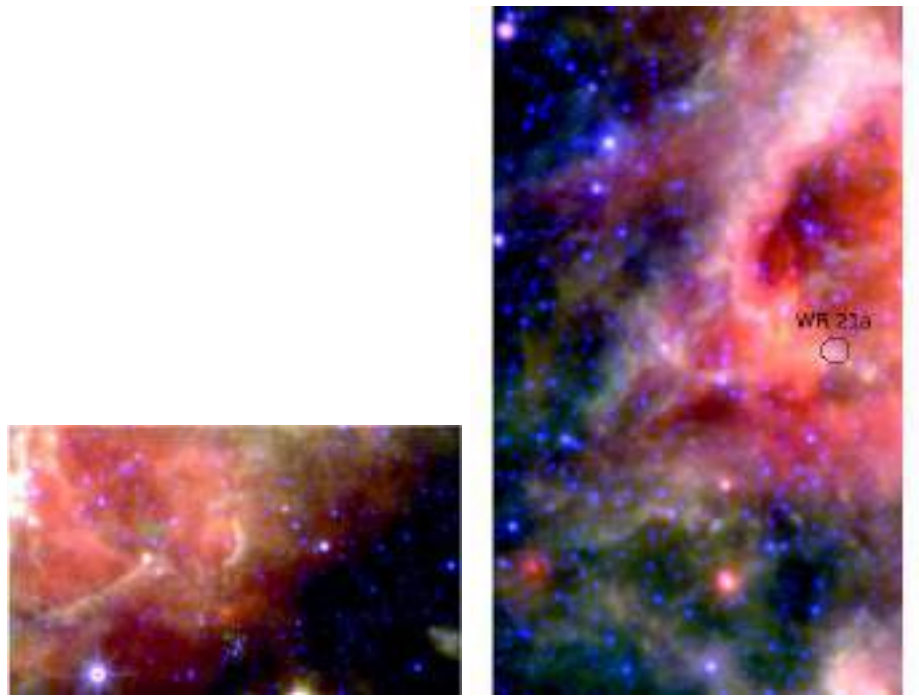
Estrella	Nebulosa Asociada	Estatus Binario	Tipo Espectral
WR 4	H I bubble	-	WC5
WR 11	Anon (WR11)	Confirmado	WC8
WR 14	Anon (WR14)	Confirmado	WC7
WR 22	Anon (WR22)	Confirmado	WN7
WR 42a	G 291.2-0.3	-	WN5
WR 42c	-	-	WN5
WR 47a	G 302.5-0.75	-	WN8h
WR 60	H I bubble	-	WN5
WR 64	-	-	WC7
WR 75a	-	-	WN9
WR 96	diff. neb.	-	WC9d
WR 102l	-	-	WN8
WR 108	poss. diff. emission	Confirmado	WN9h
WR 110	poss. ejecta shell	-	WN5-6
WR 111	-	-	WC5
WR 123	H I bubble	-	WN8
WR 135	H I bubble	-	WC8
WR 140	Anon (WR 140)	Confirmado	WC7pd
WR 151	H I bubble	Confirmado	WN4
WR 152	S 132	-	WN3(h)
WR 156	-	Confirmado	WN8h
WR 157	S 157	Confirmado	WN5

Cuadro 3.3: Detalles de las nebulosas clasificadas como Mezcladas. Datos obtenidos de *van der Hucht (2001)*.

WR 87 y WR 89 comparten el mismo campo y la nebulosa asociada. Las nuevas nebulosas se enlistan en el Cuadro 3.4 y se muestran en las Figuras 3.10 y Figura 3.11.

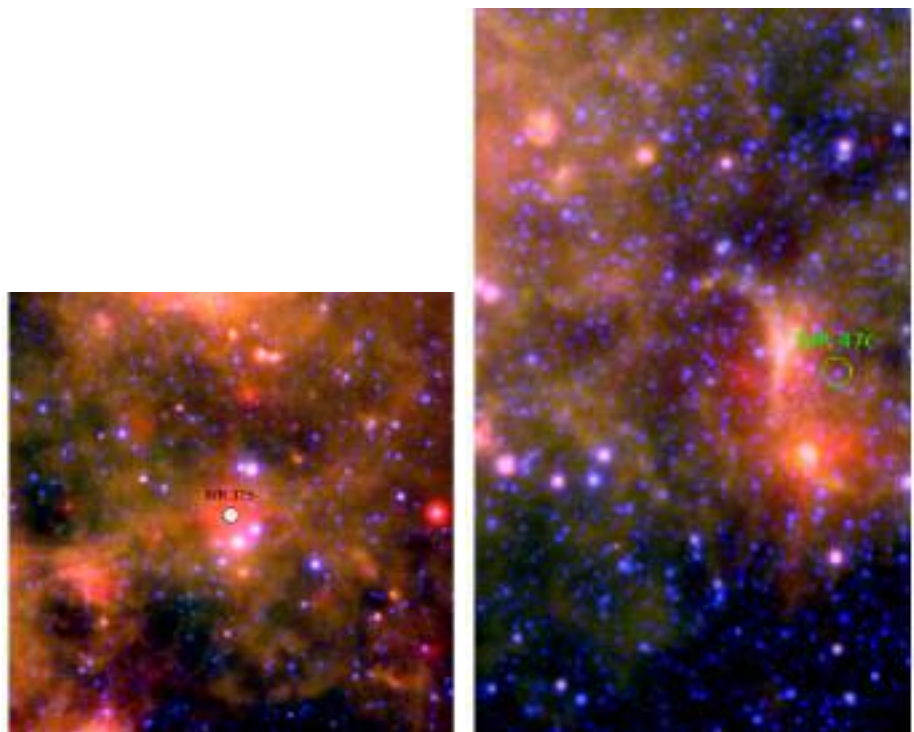
Estrella	Tipo de Nebulosa	
1	WR 19a	Rota
2	WR 21a	Rota
3	WR 31b	Burbuja
4	WR 47c	Rota
5	WR 87	Rota
6	WR 89	Rota
7	WR 95	Rota
8	WR 146	Rota

Cuadro 3.4: *Nuevas nebulosas descubiertas y clasificadas como producto de este trabajo.*



(a) WR 19a con un campo de 35x21 ar-
co minutos

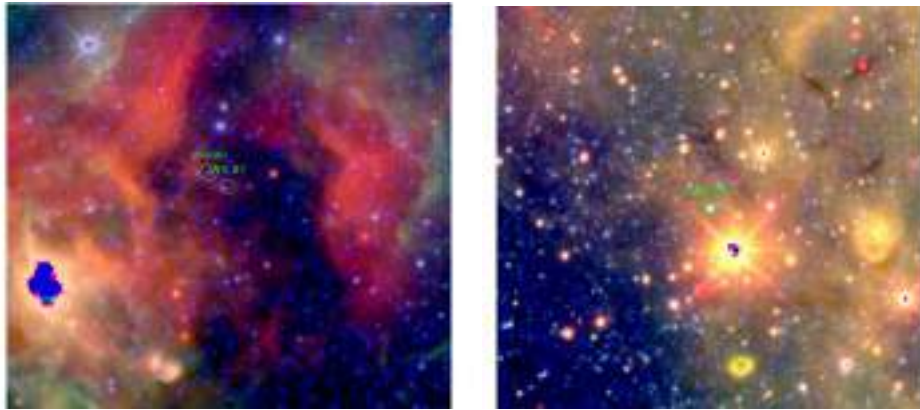
(b) WR 21a con un campo de 20x35 ar-
co minutos



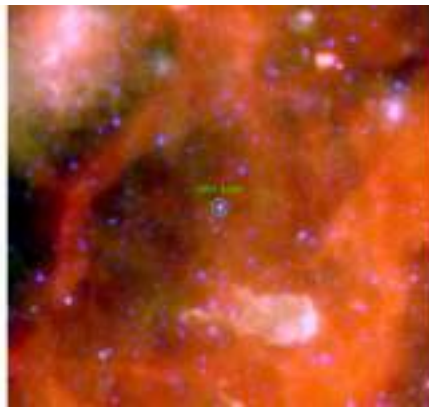
(c) WR 31b con un campo de 35x35 ar-
co minutos

(d) WR 47c con un campo de 21x35 ar-
co minutos

Figura 3.10: Descubrimientos de nebulosas en espectro IR alrededor de las estrellas WR 19a (R), WR 21a (R), WR 31b (B) y WR 47c (R).



(a) WR 87-WR89 con un campo de 35x35 arco minutos (b) WR 95 con un campo de 35x35 arco minutos



(c) WR 146 con un campo de 35x35 arco minutos

Figura 3.11: Descubrimientos de nebulosas en espectro IR alrededor de las estrellas WR 87 (R), WR 89 (R), WR 95 (R) y WR 146 (R).

Los resultados más importantes de este trabajo se presentan en las imágenes de las Figuras 3.7, 3.8 y 3.9 así como en los cuadros 3.1, 3.2 y 3.3. Para el caso de las nebulosas mezcladas, son más numerosas para las estrellas WR más evolucionadas (WC), representando un 43.3% del total de las listadas en esta clasificación. Esto significa que para el caso de las estrellas WR más evolucionadas, la nebulosa ha tenido tiempo de destruirse. Para la estadística obtenida con las nebulosas clasificadas como rotas, obtuvimos que las estrellas WNL poseen el mayor número de nebulosas de este tipo, siendo un 50% del total. Esto es consistente con la idea de que las nebulosas están asociadas con estrellas WR jóvenes.

Una característica resaltable es que en el caso de las nebulosas clasificadas como tipo burbuja, el número máximo está asociado a las estrellas clasificadas como WNE, con un 50% del total. Esto contradice un poco los esquemas de formación de nebulosas WR en donde se espera que las burbujas estén asociadas a estrellas jóvenes o WNL. Este resultado es idéntico al obtenido por [Toalá et al. \(2015\)](#) (se usaron 9 nebulosas tipo burbuja, ver figura 6 en ese artículo). Debido al pequeño número de nebulosas analizadas en ese artículo (31 estrellas WR), los autores pensaban que era un problema de selección. Nosotros hemos analizado un total de 182 estrellas de las cuales solamente 10 son tipo burbuja y se ha encontrado el mismo resultado. Esto significa que es una característica intrínseca de la evolución de nebulosas alrededor de estrellas WR.

Una posibilidad sería que la mayoría de los modelos de evolución estelar no toman en cuenta los sistemas binarios y los que sí toman en cuenta la binariedad no toman en cuenta procesos físicos relevantes como la pérdida de masa y la transferencia de masa entre las estrellas compañeras ([Wellstein et al., 2001](#)). Por ende es interesante comparar los resultados estadísticos con el estado binario de las estrellas. El Cuadro 3.1 nos muestra que sólo una estrella con nebulosa tipo burbuja tiene un estado binario confirmado (WR 31b con el estado binario VB) y el Cuadro 3.2 muestra que el 50% de las estrellas con nebulosa tipo rota tienen un estado binario confirmado. Por lo tanto, se puede afirmar que el estado binario influye en la morfología de la nebulosa: si la estrella no se encuentra en un estado binario se favorece el encontrar una nebulosa tipo burbuja; en cambio si la estrella se encuentra en un estado binario, entonces se favorece la formación de una nebulosa tipo rota.

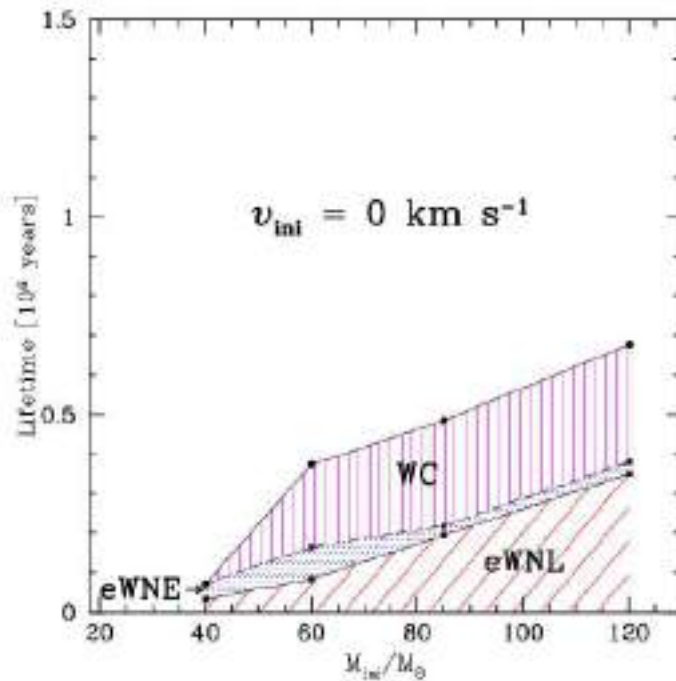


Figura 4.1: Tiempos de vida de estrellas WR con diferentes masas iniciales para modelos estelares sin rotación. No hay fase de transición WN/WC (Maeder & Meynet, 2003).

Otra posibilidad es que el camino evolutivo seguido por una estrella con diferentes masas no sea el mismo. Esto se puede ver de una mejor manera en el trabajo de Maeder & Meynet (2003), en las Figuras 4.1 y 4.2. El artículo nos muestra a modo comparativo el tiempo en el cual una estrella WR se encontrará en los estados WNL, WNE y WC (por orden de envejecimiento) con y sin rotación respectivamente. En el trabajo se ilustra que con ciertas masas iniciales de las estrellas, los estados WNL y WNE durarán el mismo tiempo; de igual manera hay masas iniciales en las cuales la estrella no pasará por el estado WNE, sino que se entrará en un estado intermedio WN/WC. En ambos casos (con y sin rotación) llega cierta masa inicial con la cual el tiempo que la estrella será WNL es mucho mayor al tiempo que se encontrará en el estado WNE.

Tomando esto en cuenta, podemos asociar las nebulosas tipo burbuja y rotas a las estrellas tipo WN (WNL y WNE); de este modo y sumando los números para cada uno de los tipos mencionados, obtenemos la Figura 4.3. La imagen nos muestra que la presencia de una nebulosa se asocia a las estrellas WR de estado temprano, pues cuando son de tipo WNL tienen un 43.3% del total, mientras que las estrellas tipo WNE abarcan un 36.7%. Esta estadística complementa lo mostrado en la Figura 3.9, donde se nota que las estrellas que ya han roto su

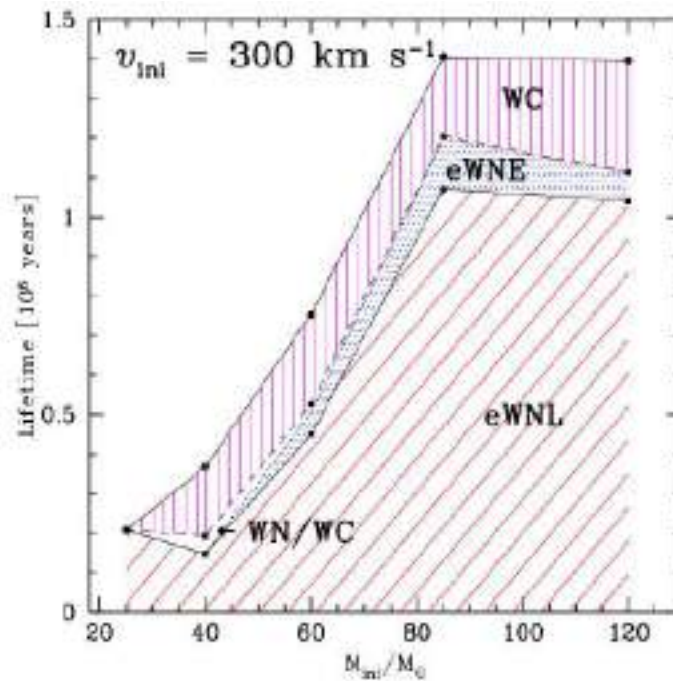


Figura 4.2: Tiempos de vida para modelos con rotación en las subfases WR (Maeder & Meynet, 2003).

nebulosa, son de estado tardío (WC).

Una característica que puede influenciar y sesgar fuertemente la estadística, es que algunas estrellas WR aún se encuentran en regiones de formación estelar. Estas regiones saturan los detectores del telescopio y por ello no fue posible detectar nebulosa alguna en 44 estrellas del catálogo, en caso de que estas tuvieran. Este número de estrellas es una muestra significativa que podría cambiar totalmente la estadística de nebulosas ya que solamente 30 estrellas presentan una nebulosa visible con morfología de burbuja o rota.

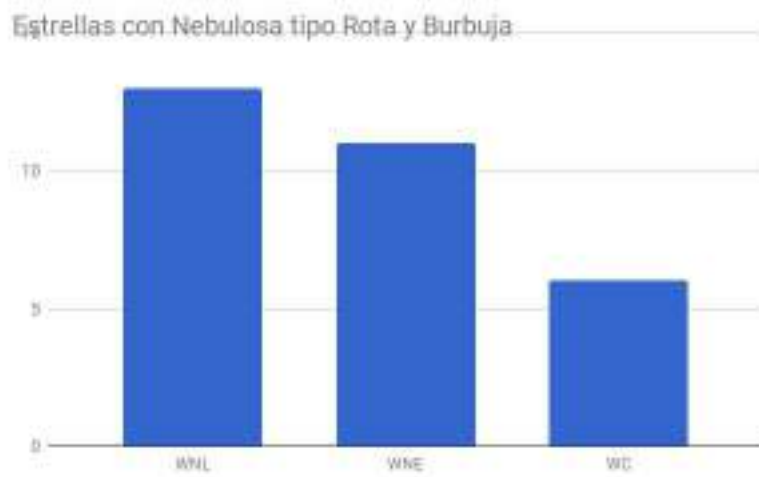


Figura 4.3: Estadística conjunta de nebulosas tipo burbuja y rota de Wolf-Rayet según su tipo espectral.

En esta tesis hemos presentado un estudio de la clasificación morfológica de la emisión IR de nebulosas alrededor de estrellas WR. Para este estudio hemos utilizado las observaciones públicas del telescopio *Wide-Field Infrared Survey Explorer (WISE)*, a 22, 12 y 4.6 μm , con el objetivo de clasificar y develar la verdadera morfología de estas nebulosas. Hemos analizado todas las estrellas WR del VII Catálogo de Estrellas Wolf-Rayet de nuestra galaxia, esto corresponde a un total de 226 estrellas, aunque solo se pudo obtener información útil para 182 de ellas.

Para la identificación de nebulosas en el IR hemos creado imágenes RGB, combinando las tres bandas de *WISE* asignado el color rojo a la banda W4, el color verde a la banda W3 y el color azul a la banda W2. Siguiendo los estudios observacionales que sugieren que la verdadera morfología de nebulosas alrededor de estrellas evolucionadas proviene de polvo que reemite radiación UV alrededor de 20 μm , hemos tomado énfasis en la banda de 22 μm . La banda de 12 μm traza principalmente material del medio interestelar mientras que la banda de 4.6 μm traza las estrellas del campo. También se analizaron imágenes creadas a partir del cociente de la banda W4 y W3, esto con el fin de resaltar algunas nebulosas ocultas detrás del material interestelar. Por último, comparamos las imágenes infrarrojas con imágenes ópticas obtenidas de STScI Digitized Sky Survey en el filtro rojo, que traza principalmente hidrógeno ionizado.

Siguiendo trabajos anteriores hemos clasificado a ojo las nebulosas WR detectadas en nuestra muestra. Hemos clasificado las nebulosas en los tipos burbuja, rota (clumpy) y mezcladas con el medio interestelar. De las cuales 10 corresponden a nebulosas tipo burbuja, 20 tipo rota y 152 clasificadas como tipo mezcladas. Esto es un total de 182 nebulosas clasificadas. El resto de las estrellas WR se encuentran en región de formación estelar muy brillantes en el IR, tal que las imágenes de las bandas W3 y W4 están saturadas. De este análisis hemos descubierto 7 nebulosas alrededor de las estrellas WR 19a, WR 21a, WR 31b, WR 47c, WR 87 y WR 89, WR 95 y WR 146, las cuales no han sido reportadas previamente en la literatura.

Se realizó una estadística por cada uno de los tipos de nebulosas tomando en cuenta la clasificación espectral de la estrella central. Para el caso de las burbujas encontramos que dominan las estrellas tipo WNE con un 50% de ocurrencia, en el caso de las rotas dominan las estrellas tipo WNL también con un 50% de ocurrencia. Mientras que para las nebulosas mezcladas dominan las estrellas tipo WC con un 43.3% de ocurrencia.

Este resultado parece estar en desacuerdo con los modelos de formación de nebulosas WR, en donde se sugiere que las nebulosas tipo burbuja estarían asociadas a estrellas WR jóvenes (WNL). Por ello discutimos posibles explicaciones para esta discrepancia. Primero hemos descartado que sea por la naturaleza binaria de la estrella central. Como resultado hemos sugerido que la evolución de estrellas WR no es lineal. Por ejemplo, algunos modelos de evolución estelar predicen que la duración entre la etapa WNL y WNE depende de la masa inicial y la rotación, hasta el punto de ser ausente para algunos casos. Por lo tanto procedimos a sumar las estadísticas de nebulosas tipo burbuja y tipo rota, encontrando que la presencia de nebulosas se da más en estrellas jóvenes (WNL) lo cual complementa el resultado de las nebulosas mezcladas.

5.1. Trabajo a futuro

Con la experiencia de trabajo adquirida durante la realización de esta tesis, podríamos extender de manera natural la búsqueda de nebulosas a la muestra completa de estrellas WR de la galaxia. Aunque la muestra actual es lo suficientemente grande como para ser significativa sólo representa un cuarto de la población de estrellas WR de la galaxia. También estudiaremos a detalle las observaciones espectroscópicas obtenidas con el satélite *Spitzer* para caracterizar a detalle las abundancias y la presencia de moléculas complejas en nebulosas WR (por ejemplo, hidrógeno molecular y los policíclicos aromáticos).

Apéndices

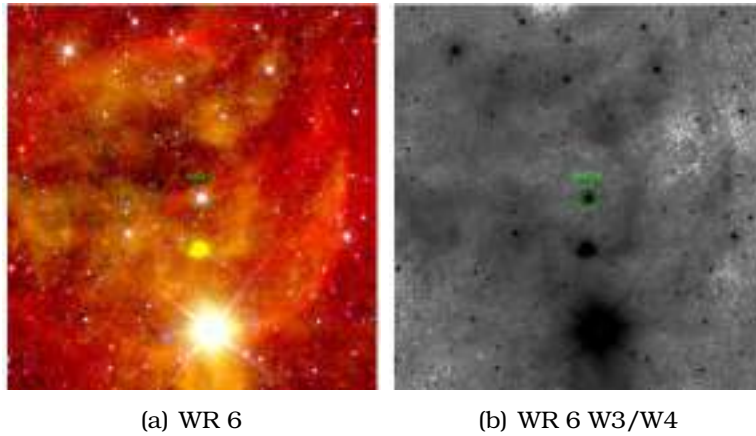


Figura A.1: Nebulosa WR tipo Burbuja con su estrella central WR 6. La figura (a) muestra la imagen RGB hecha con los filtros W4-Rojo, W3-Verde y W2-Azul. La figura (b) muestra el cociente de los filtros W3/W4, esto con el fin de resaltar posibles morfologías. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.

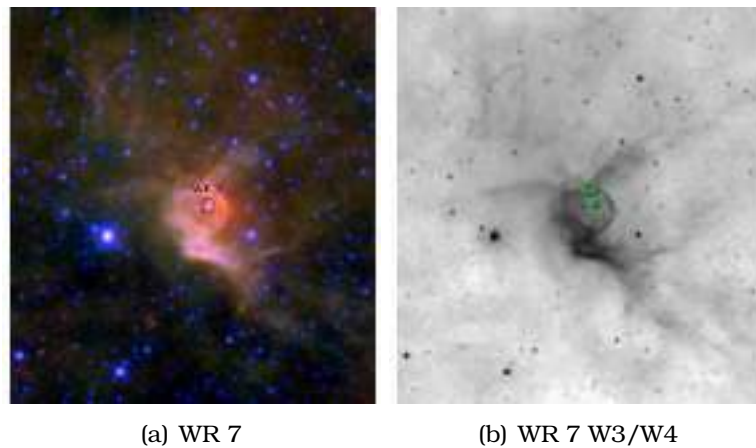
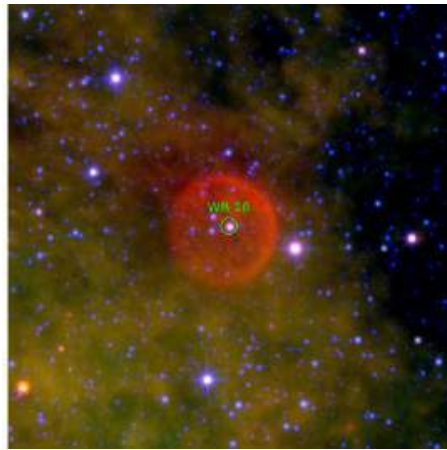
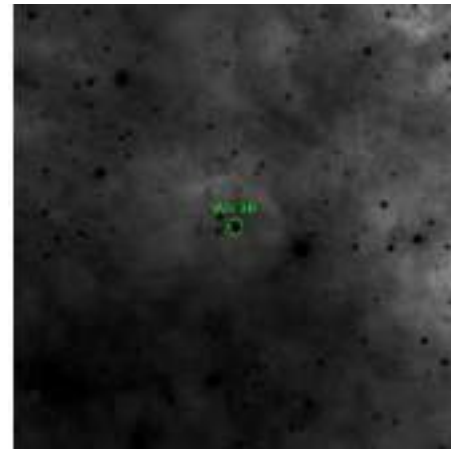


Figura A.2: Mismo que en la Figura A.1 pero para la estrella WR 7. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.

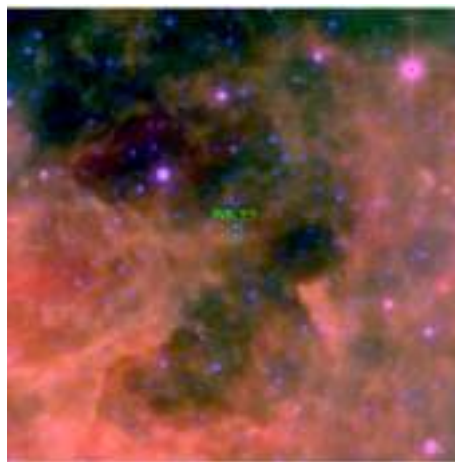


(a) WR 16

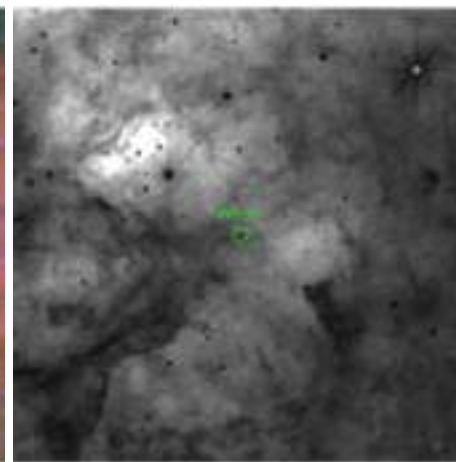


(b) WR 16 W3/W4

Figura A.3: Mismo que en la Figura A.1 pero para la estrella WR 16. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.

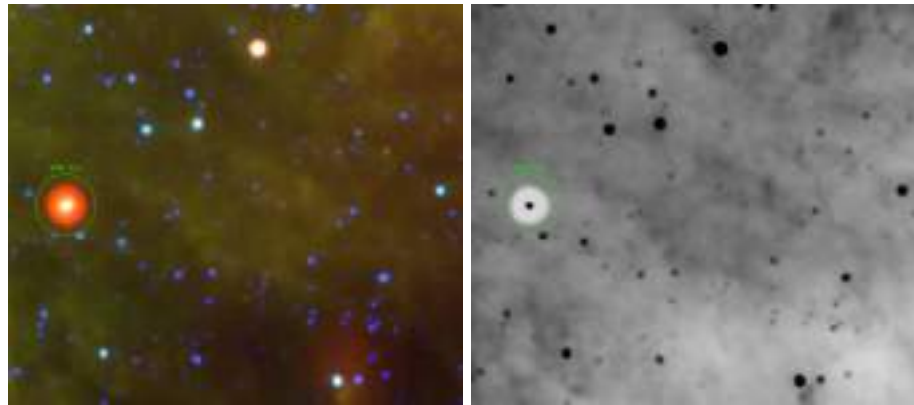


(a) WR 23



(b) WR 23 W3/W4

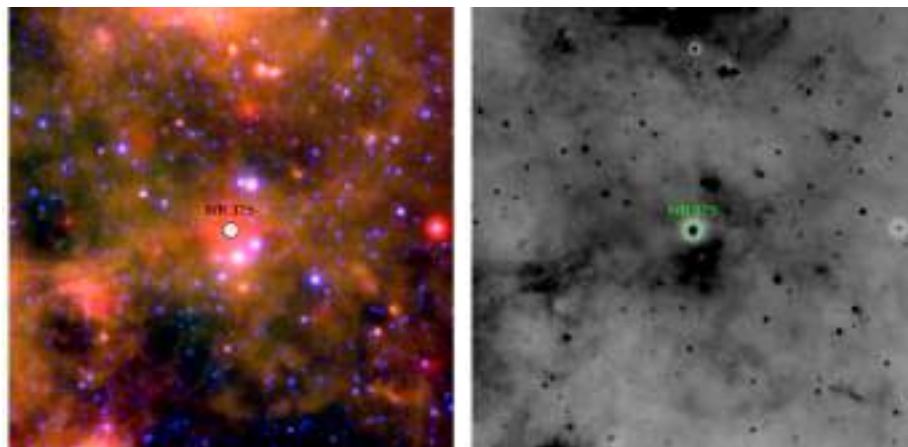
Figura A.4: Mismo que en la Figura A.1 pero para la estrella WR 23. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.



(a) WR 31a

(b) WR 31a W3/W4

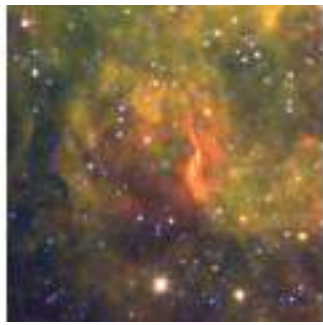
Figura A.5: Mismo que en la Figura A.1 pero para la estrella WR 31a. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.



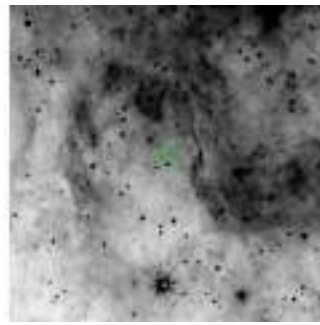
(a) WR 31b

(b) WR 31b W3/W4

Figura A.6: Mismo que en la Figura A.1 pero para la estrella WR 31b. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.



(a) WR 75

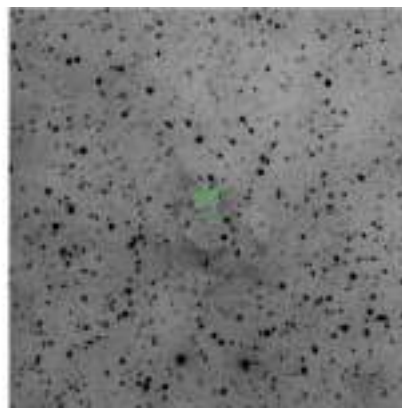


(b) WR 75 W3/W4

Figura A.7: Mismo que en la Figura A.1 pero para la estrella WR 75. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.

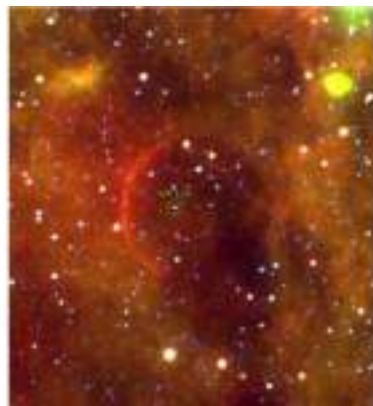


(a) WR 102

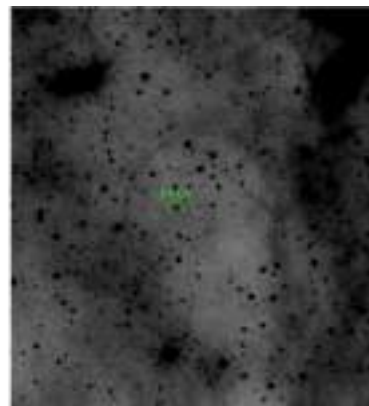


(b) WR 102 W3/W4

Figura A.8: Mismo que en la Figura A.1 pero para la estrella WR 102. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.

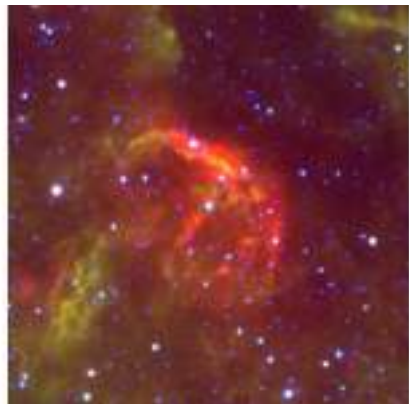


(a) WR 128

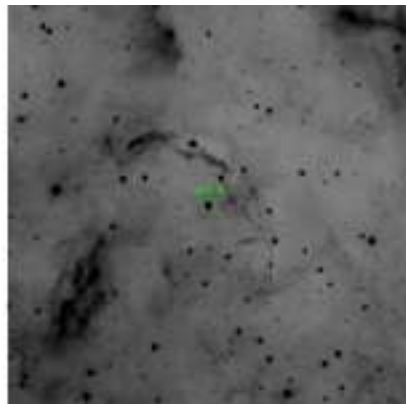


(b) WR 128 W3/W4

Figura A.9: Mismo que en la Figura A.1 pero para la estrella WR 128. Ambas con un campo de 31x35 arco minutos.



(a) WR 136



(b) WR 136 W3/W4

Figura A.10: *Mismo que en la Figura A.1 pero para la estrella WR 136. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.*

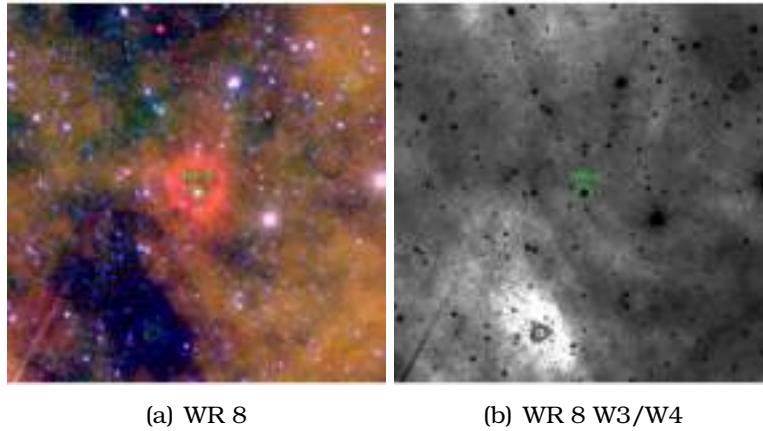


Figura B.1: *Nebulosa WR tipo Rota con su estrella central WR 8. La figura (a) muestra la imagen RGB hecha con los filtros W4-Rojo, W3-Verde y W2-Azul. La figura (b) muestra el cociente de los filtros W3/W4, esto con el fin de resaltar posibles morfologías. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.*

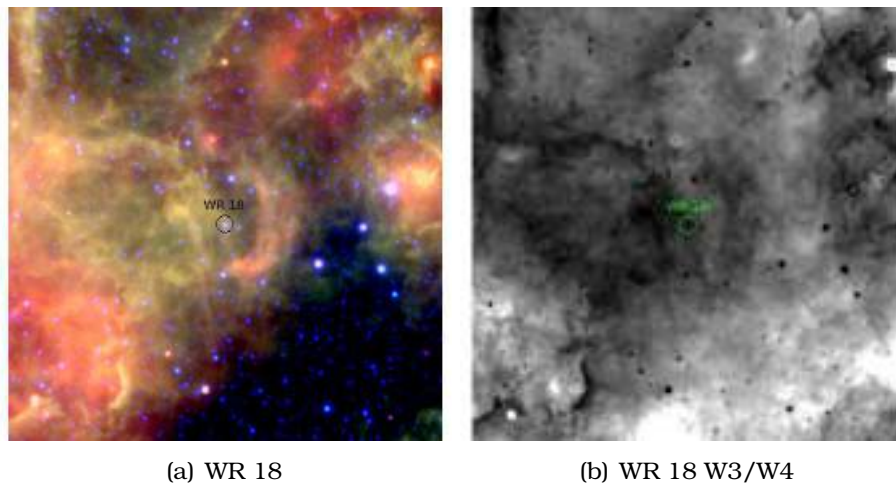
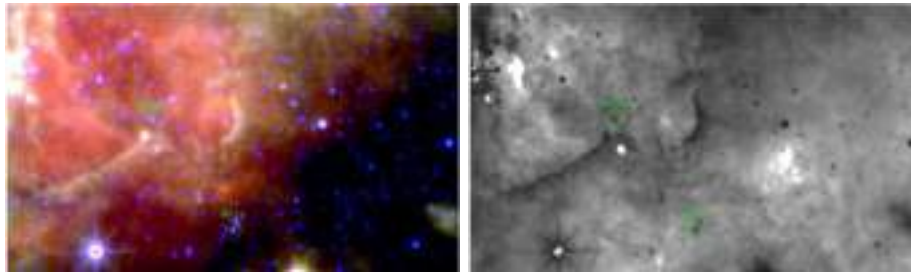


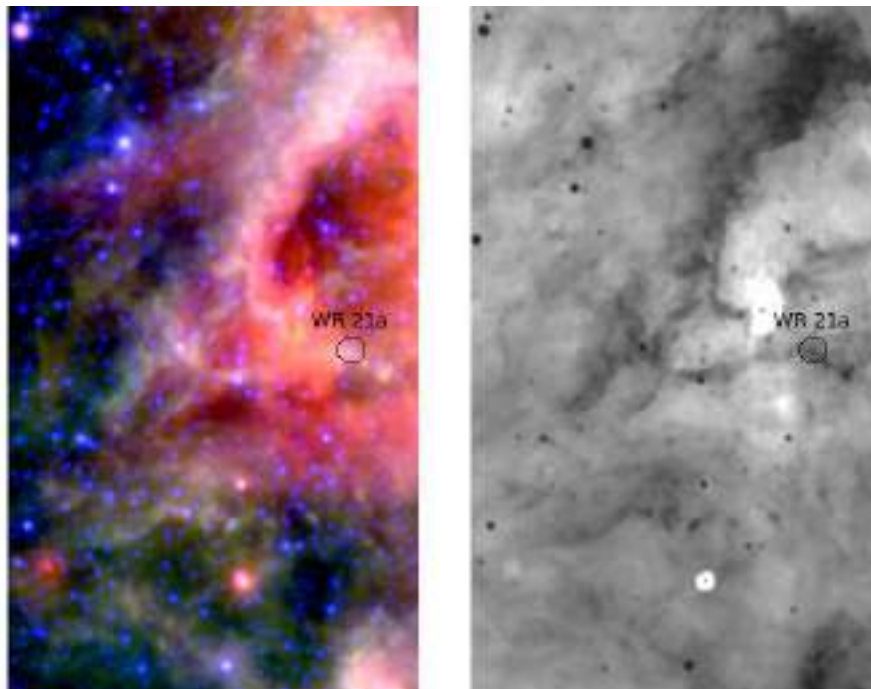
Figura B.2: *Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 18. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.*



(a) WR 19a

(b) WR 19a W3/W4

Figura B.3: Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 19a. Ambas con un campo de 35x21 arco minutos.



(a) WR 21a

(b) WR 21a W3/W4

Figura B.4: Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 21a. Ambas con un campo de 20x35 arco minutos.

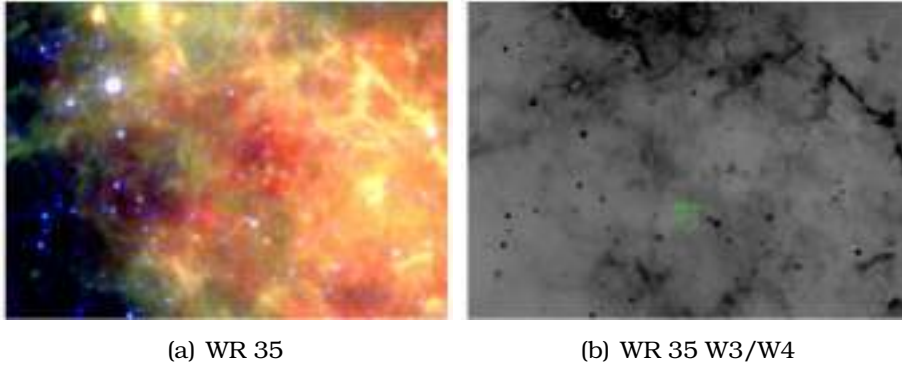


Figura B.5: Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 35. Ambas con un campo de 35x25 arco minutos.

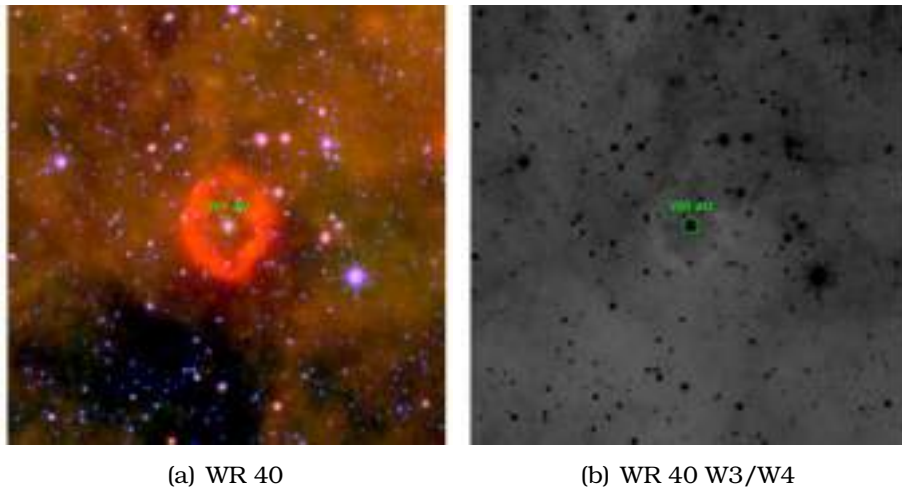
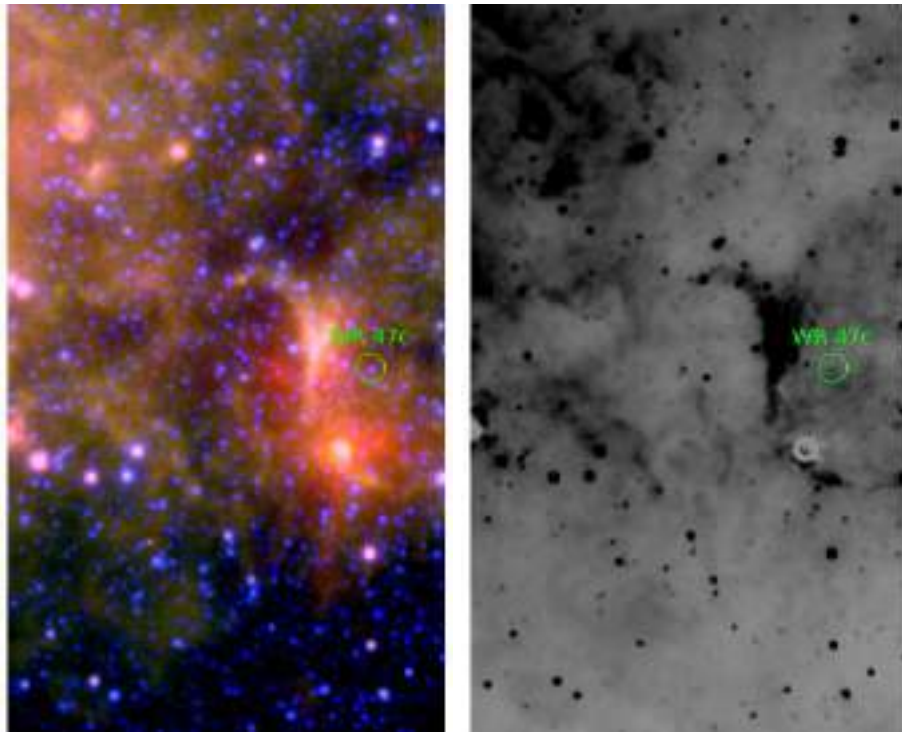


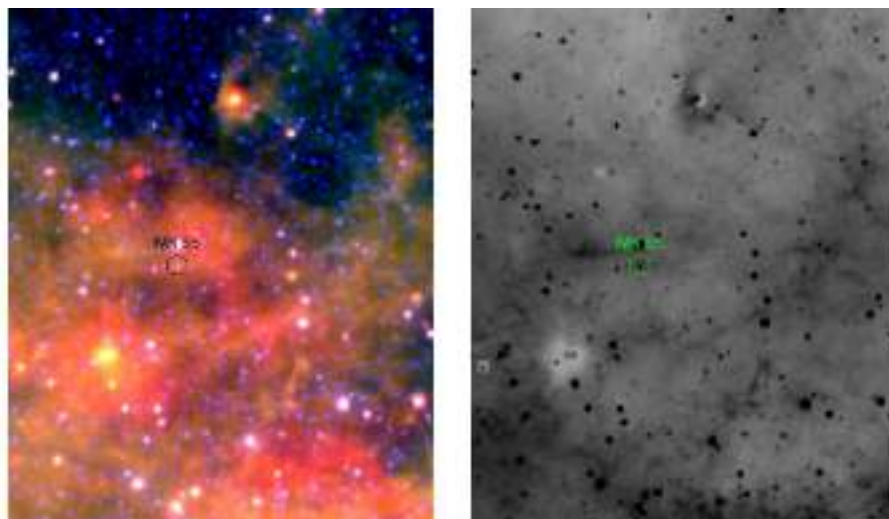
Figura B.6: Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 40. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.



(a) WR 47c

(b) WR 47c W3/W4

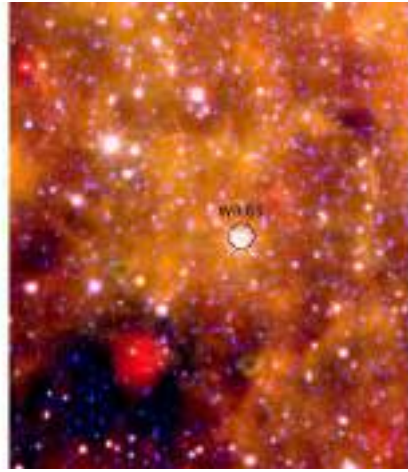
Figura B.7: Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 47c. Ambas con un campo de 21x35 arco minutos.



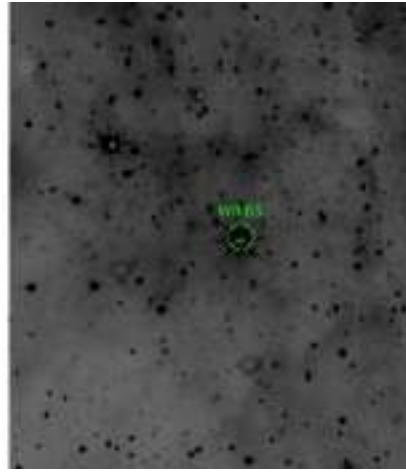
(a) WR 55

(b) WR 55 W3/W4

Figura B.8: Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 55. Ambas con un campo de 29x35 arco minutos.

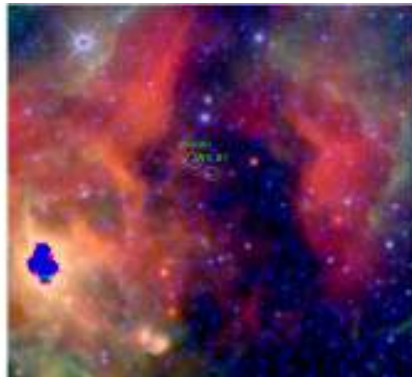


(a) WR 85

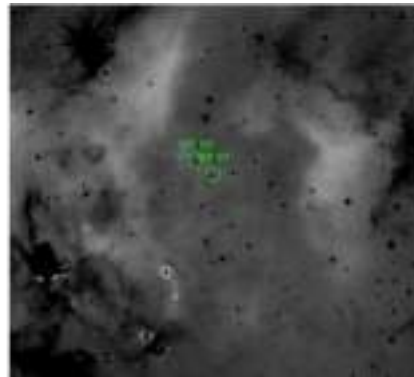


(b) WR 85 W3/W4

Figura B.9: Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 85. Ambas con un campo de 29x35 arco minutos.

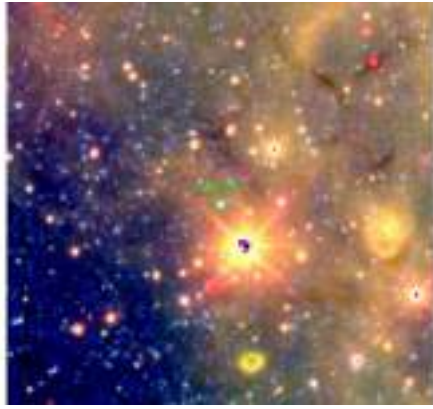


(a) WR 87 WR 89

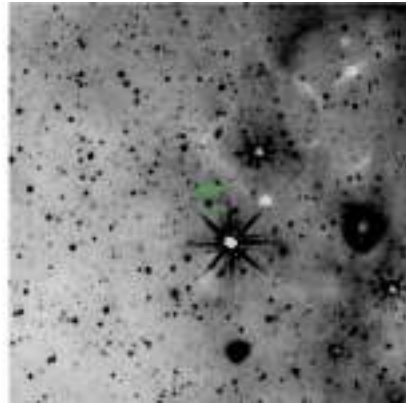


(b) WR 87 WR 89 W3/W4

Figura B.10: Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 87 y WR 89. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.

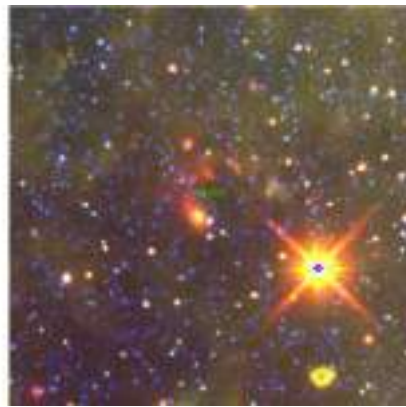


(a) WR 95

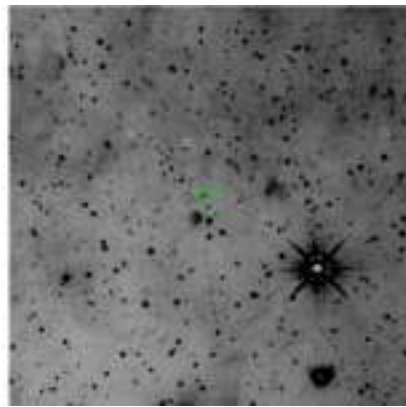


(b) WR 95 W3/W4

Figura B.11: Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 95. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.

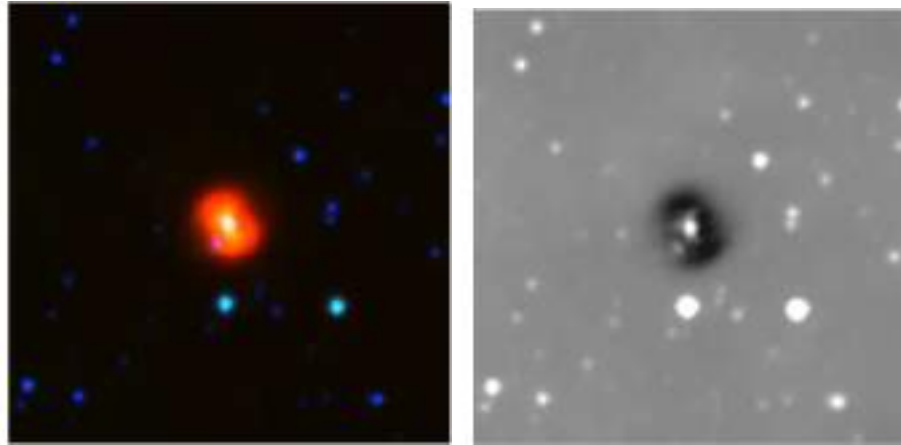


(a) WR 101



(b) WR 101 W3/W4

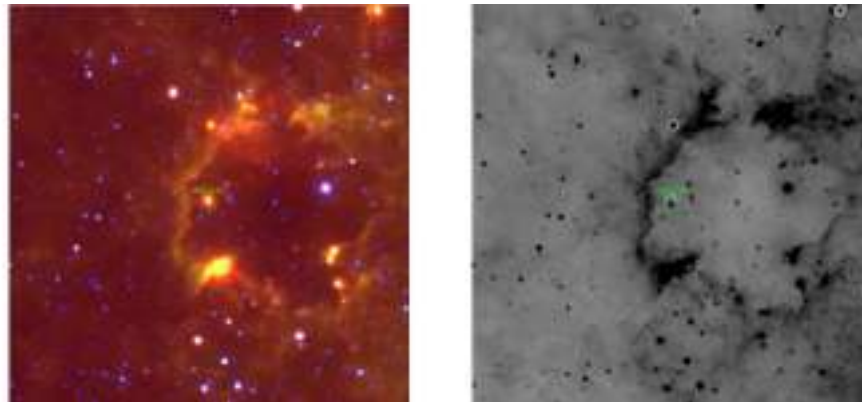
Figura B.12: Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 101. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.



(a) WR 124

(b) WR 124 W3/W4

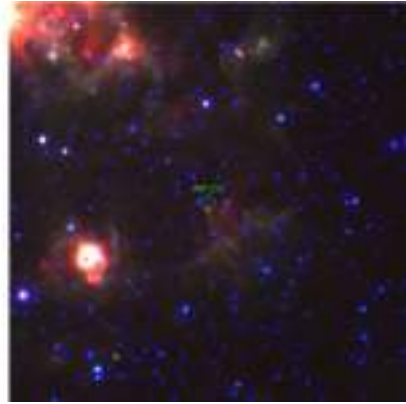
Figura B.13: *Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 124. Ambas con un campo de 10x10 arco minutos.*



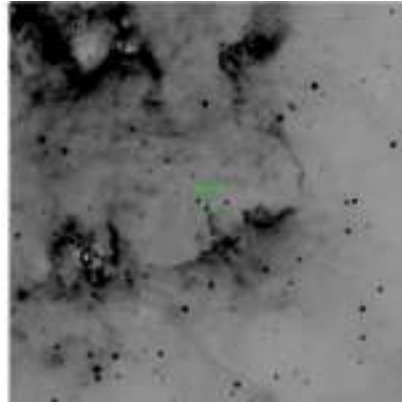
(a) WR 130

(b) WR 130 W3/W4

Figura B.14: *Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 130. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.*

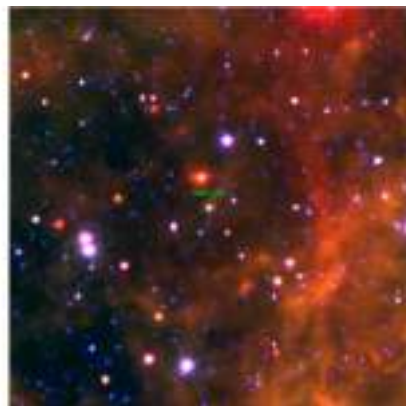


(a) WR 131

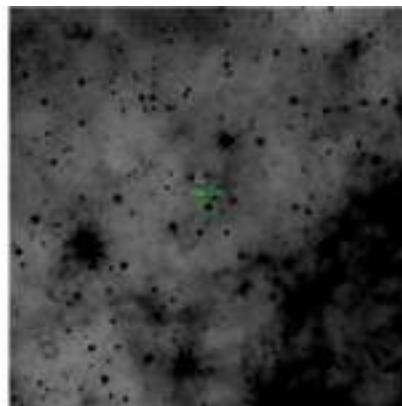


(b) WR 131 W3/W4

Figura B.15: Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 131. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.

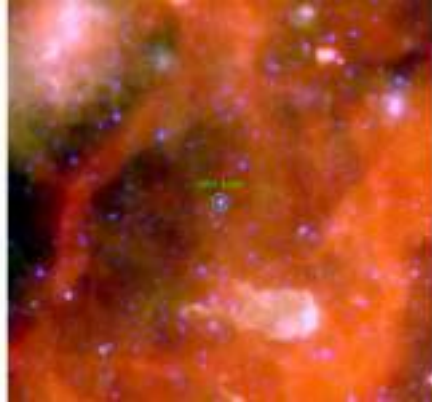


(a) WR 134

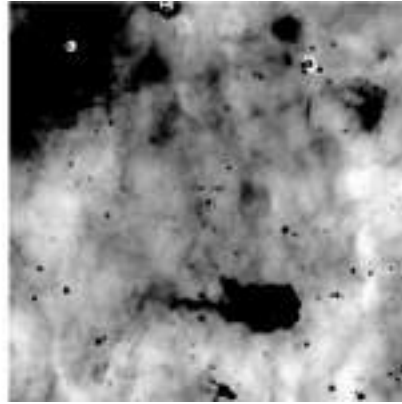


(b) WR 134 W3/W4

Figura B.16: Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 134. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.

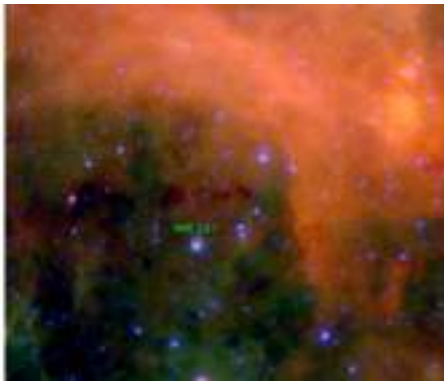


(a) WR 146

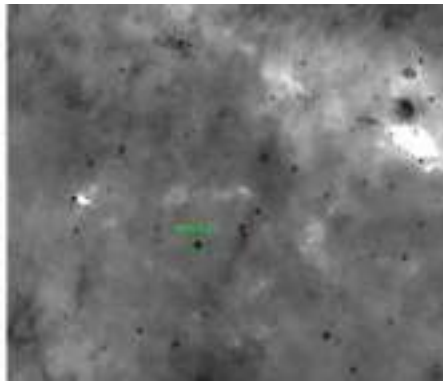


(b) WR 146 W3/W4

Figura B.17: *Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 146. Ambas con un campo de 35x35 arco minutos.*



(a) WR 147

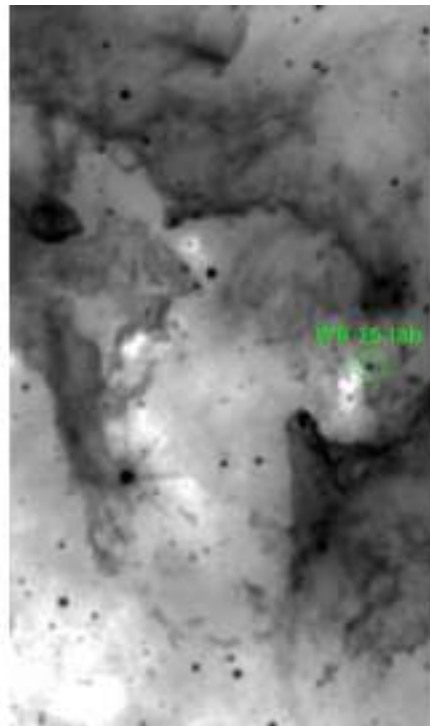


(b) WR 147 W3/W4

Figura B.18: *Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 147. Ambas con un campo de 44x39 arco minutos.*



(a) WR 153



(b) WR 153 W3/W4

Figura B.19: *Mismo que en la Figura B.1 pero para la estrella WR 153ab. Ambas con un campo de 20x35 arco minutos.*

- Arnal, E. M., & Cappa, C. E. 1996, MNRAS, 279, 788
- Arnal, E. M., Cappa, C. E., Rizzo, J. R., & Cichowolski, S. 1999, AJ, 118, 1798
- Avedisova, V. S. 1972, SovAst, 15, 708
- Beals, C. S. 1940, JRASC, 34, 16
- Beals, C. S. 1933, The Observatory, 56, 196
- van Buren, D., & McCray, R. 1988, ApJL, 329, L93
- Bochkarev, N. G. 1988, Nature, 332, 518
- Cappa, C. E., Goss, W. M., & Pineault, S. 2002, AJ, 123, 3348
- Cappa, C. E., Vasquez, J., Arnal, E. M., Cichowolski, S., & Pineault, S. 2008, Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series, 33, 142
- Cappa, C. E., Rubio, M., Martín, M. C., & Romero, G. A. 2009, AAp, 508, 759
- Carroll, B. W., & Ostlie, D. A. 2006, Institute for Mathematics and Its Applications,
- Castor, J., McCray, R., & Weaver, R. 1975, ApJL, 200, L107
- Chevalier, R. A., & Luo, D. 1994, ApJ, 421, 225
- Chomiuk, L., & Povich, M. S. 2011, AJ, 142, 197
- Chu, Y.-H. 1994, IUE Proposal,
- Chu, Y.-H. 1981, ApJ, 249, 195
- Chu, Y.-H. 1982, ApJ, 254, 578
- Chu, Y.-H., Treffers, R. R., & Kwitter, K. B. 1983, ApJs, 53, 937
- Chu, Y.-H., Guerrero, M. A., Gruendl, R. A., García-Segura, G., & Wendker, H. J. 2003, ApJ, 599, 1189
- Conti, P. S. 1975, Memoires of the Societe Royale des Sciences de Liege, 9, 193
- Crowther, P. A., De Marco, O., & Barlow, M. J. 1998, MNRAS, 296, 367

- Crowther, P. A., & Dessart, L. 1998, MNRAS, 296, 622
- Crowther, P. A. 2007, ARAA, 45, 177
- Crowther, P. A. 2015, Wolf-Rayet Stars: Proceedings of an International Workshop held in Potsdam, Germany, 1-5 June 2015. Edited by Wolf-Rainer Hamann, Andreas Sander, Helge Todt. Universitätsverlag Potsdam, 2015., p.21-26, 21
- Dong, H., Wang, Q. D., & Morris, M. R. 2012, MNRAS, 425, 884
- Elías de la Rosa, N., Van Dyk, S. D., Li, W., et al. 2011, IAC Talks, Astronomy and Astrophysics Seminars from the Instituto de Astrofísica de Canarias, 321
- Fernández-Martín, A., Martín-Gordón, D., Vilchez, J. M., et al. 2012, AAp, 541, A119
- Flagey, N., Noriega-Crespo, A., Billot, N., & Carey, S. J. 2011, ApJ, 741, 4
- Freyer, T., Hensler, G., & Yorke, H. W. 2003, ApJ, 594, 888
- Freyer, T., Hensler, G., & Yorke, H. W. 2006, ApJ, 638, 262
- García-Segura, G., & Mac Low, M.-M. 1995, ApJ, 455, 160
- García-Segura, G., & Mac Low, M.-M. 1995, ApJ, 455, 145
- Georgy, C., Ekström, S., Meynet, G., et al. 2012, AAp, 542, A29
- Gruendl, R. A., Chu, Y.-H., Dunne, B. C., & Points, S. D. 2000, Astronomy Data Image Library,
- Gvaramadze, V. V., Kniazev, A. Y., & Fabrika, S. 2010, MNRAS, 405, 1047
- Hadfield, L. J., van Dyk, S. D., Morris, P. W., et al. 2007, MNRAS, 376, 248
- Herrero, A., Kudritzki, R. P., Vilchez, J. M., et al. 1992, AAp, 261, 209
- Hillier, D. J., & Miller, D. L. 1999, ApJ, 519, 354
- van der Hucht, K. A. 1996, Liege International Astrophysical Colloquia, 33, 1
- van der Hucht, K. A. 2001, NAR, 45, 135
- Humphreys, R. M. 1991, Wolf-Rayet Stars and Interrelations with Other Massive Stars in Galaxies, 143, 485

- de Jager, C., Nieuwenhuijden, H., & van der Hucht, K. A. 1988, *Bulletin d'Information du Centre de Donnees Stellaires*, 35, 141
- Longmore, S. N., Bally, J., Testi, L., et al. 2013, *MNRAS*, 429, 987
- Maeder, A., & Lequeux, J. 1982, *AAp*, 114, 409
- Maeder, A. 1996, *Liege International Astrophysical Colloquia*, 33, 39
- Maeder, A., & Meynet, G. 2003, *AAp*, 411, 543
- Mauerhan, J. C., Wachter, S., Morris, P. W., Van Dyk, S. D., & Hoard, D. W. 2010, *ApJL*, 724, L78
- Meynet, G., & Maeder, A. 2000, *AAp*, 361, 101
- Moffat, A. F. J., Drissen, L., & Robert, C. 1989, *IAU Colloq. 113: Physics of Luminous Blue Variables*, 157, 229
- Moffat, A. F. J. 2015, *Wolf-Rayet Stars: Proceedings of an International Workshop held in Potsdam, Germany, 1-5 June 2015*. Edited by Wolf-Rainer Hamann, Andreas Sander, Helge Todt. Universitätsverlag Potsdam, 2015., p.13-18, 13
- Paladini, R., Davies, R. D., & De Zotti, G. 2004, *MNRAS*, 347, 237
- Repolust, T., Puls, J., & Herrero, A. 2004, *AAp*, 415, 349
- Rosslowe, C. K., & Crowther, P. A. 2015, *MNRAS*, 449, 2436
- Ryu, D., & Vishniac, E. T. 1988, *ApJ*, 331, 350
- Sana, H., de Mink, S. E., de Koter, A., et al. 2012, *Science*, 337, 444
- Shara, M. M., Moffat, A. F. J., Smith, L. F., et al. 1999, *AJ*, 118, 390
- Smith, L. F., Shara, M. M., & Moffat, A. F. J. 1996, *MNRAS*, 281, 163
- Steigman, G., Strittmatter, P. A., & Williams, R. E. 1975, *ApJ*, 198, 575
- Stock, D. J., & Barlow, M. J. 2010, *MNRAS*, 409, 1429
- Stringfellow, G. S., Gvaramadze, V. V., Beletsky, Y., & Kniazev, A. Y. 2012, *Proceedings of a Scientific Meeting in Honor of Anthony F. J. Moffat*, 465, 514

- Toalá, J. A. 2014, X-ray Emission from Hot Bubbles in nebulae around Evolved Stars
- Toalá, J. A., & Arthur, S. J. 2011, ApJ, 737, 100
- Toalá, J. A., Guerrero, M. A., Chu, Y.-H., et al. 2012, ApJ, 755, 77
- Toalá, J. A., Guerrero, M. A., Chu, Y.-H., & Gruendl, R. A. 2015, MNRAS, 446, 1083
- Toalá, J. A., Guerrero, M. A., Ramos-Larios, G., & Guzmán, V. 2015, AAp, 578, A66
- Treffers, R. R., & Chu, Y.-H. 1982, ApJ, 254, 132
- Vishniac, E. T. 1983, ApJ, 274, 152
- Wachter, S., Mauerhan, J. C., Van Dyk, S. D., et al. 2010, AJ, 139, 2330
- Wachter, S., Cohen, M., & Leisawitz, D. 2011, Bulletin of the American Astronomical Society, 43, 333.10
- Weaver, R., McCray, R., Castor, J., Shapiro, P., & Moore, R. 1977, ApJ, 218, 377
- Wellstein, S., Langer, N., & Braun, H. 2001, AAp, 369, 939
- Willis, A. J. 1991, Wolf-Rayet Stars and Interrelations with Other Massive Stars in Galaxies, 143, 265
- Willis, A. J., Crowther, P. A., Fullerton, A. W., et al. 2004, ApJs, 154, 651
- Wrigge, M., Wendker, H. J., & Wisotzki, L. 1994, AAp, 286, 219
- Wrigge, M. 1999, AAp, 343, 599
- Wrigge, M., & Wendker, H. J. 2002, AAp, 391, 287
- Wrigge, M., Chu, Y.-H., Magnier, E. A., & Wendker, H. J. 2005, ApJ, 633, 248
- Wright, E. L., Eisenhardt, P. R. M., Mainzer, A. K., et al. 2010, AJ, 140, 1868-1881
- Zhekov, S. A., & Park, S. 2011, ApJ, 728, 135

