

UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO  
PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA

INSTITUTO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA

POLVO EN EL ENTORNO DE LAS ESTRELLAS WN  
TARDIAS COMO FIRMA DE LA EVOLUCION ESTELAR

E X A M E N D E  
C A N D I D A T U R A

PRESENTA

PALMIRA JIMÉNEZ HERNÁNDEZ

DIRECTORES DE TESIS

DRA. SARAH JANE ARTHUR,  
INSTITUTO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA  
&

DR. JESÚS ALBERTO TOALÁ SANZ,  
INSTITUTO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA

MORELIA, MICHOACÁN, MÉXICO. NOVIEMBRE 2019

# 1. Contexto del proyecto

Las nebulosas asociadas a estrellas Wolf-Rayet (WR) de tipo WNL están conformadas por material arrojado por la estrella en etapas evolutivas previas. Observaciones ópticas e infrarrojas nos permiten determinar las propiedades del gas y polvo en las nebulosas alrededor de estrellas WR, así como destejer el camino evolutivo de las estrellas masivas. En particular, nuestro proyecto se enfoca en el estudio de nebulosas cuya estrella central es de tipo espectral WN8h.

Este proyecto incluye aspectos teóricos del modelado del polvo entorno a estrellas masivas evolucionadas, así como, el análisis de observaciones obtenidas de diferentes telescopios terrestres y espaciales infrarrojos y ópticos.

En estos primeros semestres caracterizamos detalladamente el polvo en M 1-67, cuya estrella central es WR 124 (de tipo espectral WN8h), analizando observaciones de *WISE*, *Spitzer* y *Herschel* y usando el código de síntesis espectral CLOUDY (Ferland et al., 2017) para ajustar simultáneamente el polvo (datos fotométricos) y los datos ópticos nebulares tomados de la literatura.

## 2. Introducción

Las estrellas WR son muy calientes (30 – 100 kK) y luminosas ( $3 \times 10^4$ – $10^6 L_{\odot}$ ). Sus espectros están caracterizados por líneas de emisión en el óptico de He, N, C y O (van der Hucht, 2001). El cociente de estas líneas es clásicamente usado para definir subclasificaciones. Las estrellas WN (ricas en Nitrógeno) se subdividen de acuerdo con su proporción con hidrógeno, son tempranas (WNE) o tardías (WNL) con fracciones de Hidrógeno  $X_{\text{H}} < 10\%$  y  $X_{\text{H}} < 40 \pm 10\%$  respectivamente. Las estrellas WC son ricas en Carbono; y las WO, abundantes en Oxígeno. Las estrellas WN que presentan líneas de emisión de hidrógeno son renombrados como WNh y se distinguen por ser las más luminosas. Si el espectro de la estrella también muestra líneas de absorción de H, se etiqueta como WNha.

Una característica importante de las estrellas WR es que presentan líneas de emisión intensas, así como perfiles P Cygni ocasionados por los rápidos vientos estelares. La velocidad terminal ( $v_{\infty}$ ) del viento se estima usando estos perfiles P Cygni de líneas de resonancia en UV. En particular, el perfil de las líneas de O VI, N V y C IV indican valores de  $v_{\infty}$  en el rango de 1000–2000 km s<sup>-1</sup> y tasas de pérdida de masa  $\dot{M} \approx 10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  (Hamann et al., 2006) .

Actualmente es aceptado que las estrellas WR clásicas son las descendientes de las estrellas masivas tipo O ( $M_i \gtrsim 25 M_{\odot}$ ) en un etapa evolutiva avanzada. Estas estrellas han perdido la mayor parte de su envoltente rica en H dejando expuesto a su núcleo. El proceso de la pérdida de la envoltente se da a través del viento estelar y/o episodios extremos de pérdida de masa durante una fase evolutiva previa: Supergigante Roja (RSG), Supergigante Amarilla (YSG) o Variable Luminosa Azul (LBV). Por otro lado, si la WR está en un sistema binario la envoltente rica en H podría perderse por un desbordamiento a través del Lóbulo de Roche.

Las estrellas masivas viven alrededor de algunos millones de años en Secuencia Principal (SP). Estas estrellas presentan viento estelar impulsado por la presión de radiación sobre las líneas UV, así mismo, el gas del medio interestelar (ISM) alrededor de la estrella es fotoionizado, produciendo una región H II que rodea una burbuja de viento estelar. Posteriormente evoluciona a una estrella Supergigante (RSG o YSG) o una Variable Luminosa Azul (LBV) dependiendo de su masa inicial. Las estrellas RSGs tienen una vida corta de  $t \sim 2$ – $3 \times 10^5$  años y las LBVs aún más cortas ( $t \sim 10^4$  años). En estas estrellas el viento estelar se vuelve denso y lento dado que en estos casos el viento es impulsado por la presión de radiación sobre el polvo. Y hasta decenas de masas solares pueden ser eyectadas al medio circunestelar. Sucediendo a esta etapa, la fase Wolf-Rayet (WR) toma lugar durante  $t \sim 2$ – $6 \times 10^5$  años.

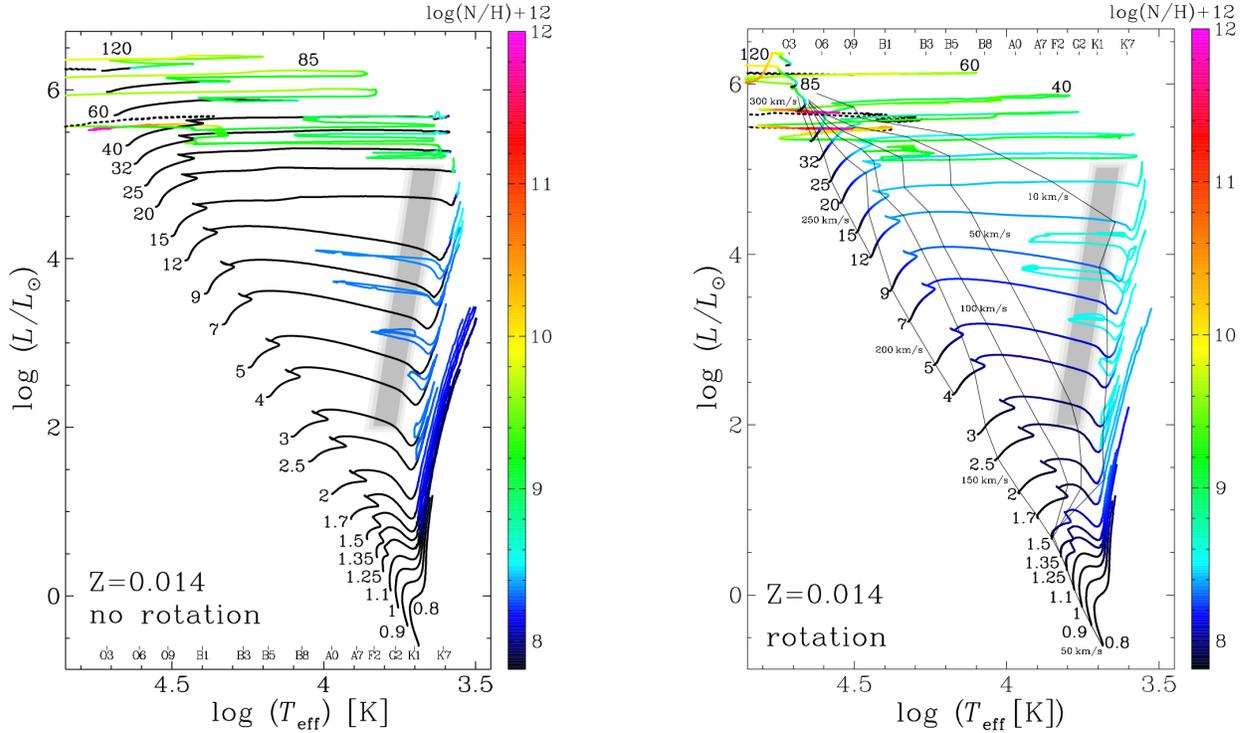


Figura 1: Diagramas HR calculadas por Ekström et al. (2012). El panel izquierdo muestra modelos de evolución estelar sin rotación y el panel derecho muestra resultados similares pero para el caso con rotación.

Dado que la estrella es caliente y posee vientos rápidos, fotoioniza sus alrededores y barre el material eyectado en las fases evolutivas anteriores. Esta combinación de procesos físicos crean las llamadas nebulosas de anillo o nebulosas WR (García-Segura & Mac Low, 1995). Finalmente, es aceptado que la estrella WR terminará su vida como una supernova de tipo Ib o Ic (Crowther, 2007).

A partir de lo anterior se sugiere el escenario evolutivo general (Conti, 1975; Langer et al., 1994):

$$O \rightarrow \text{LBV} / \text{RSG} / \text{YSG} \rightarrow \text{WR} (\text{WN} \rightarrow \text{WC}) \\ \rightarrow \text{SN Ib/c}.$$

Este escenario contempla que una vez en la fase WR, la estrella es de tipo WNL ( $X_{\text{H}} \sim 40\%$ ) y evoluciona a WNE ( $X_{\text{H}} \sim 10\%$ ), y luego WC. Sin embargo, no se tiene claro si la secuencia evolutiva mencionada tiene el orden correcto, y si existe un secuencia evolutiva entre las

subclases espectrales, es decir, WN9 hasta WN2. Existen algunas fases transitorias entre estrellas tipo O y LBV, como las estrellas Of y las WNLh ( $X_{\text{H}} > 50\%$ ) y no se sabe cual sería su lugar en la secuencia evolutiva. Además, diferentes modelos evolutivos que incluyen diferentes procesos físicos (rotación, campo magnético y diferentes metalicidades) predicen una variedad de caminos evolutivos (e.g, Eggenberger et al., 2005; Ekström et al., 2012; Meynet & Maeder, 2003, ver Figura 1.). Por lo tanto, los caminos evolutivos de estrellas WR no están bien determinados. Mas aún, en el caso de un sistema binario donde las masas iniciales de las componentes son menores a  $25 M_{\odot}$ , el intercambio de masa durante la evolución puede dar a lugar a que una de las componentes presente un espectro tipo WR (Meynet et al., 2015).

La secuencia evolutiva no es el único punto incierto en las estrellas WR. Por ejemplo, se desconoce cómo se forma el polvo alrededor de



Figura 2: Izquierda: Imagen de la nebulosa M 1-67 obtenida del *Telescopio Espacial Hubble*. La imagen fue tomada con la cámara WFPC2 y el filtro H $\alpha$  con un campo de visión de  $2.18' \times 2.20'$ . Los p neles central y derecho muestran las imágenes de las nebulosas alrededor de las estrellas WR 40 (RCW 58) y WR 16, respectivamente. Imágenes obtenidas por el astrónomo amateur Don Goldmam (Astrodon).

estrellas masivas evolucionadas. Sin embargo, observaciones en el infrarrojo han demostrado la presencia de polvo en las nebulosas WR (e.g., Toal  et al., 2015; van Buren & McCray, 1988). El escenario actual considera el hecho de que las etapas RSG, YSG y LBV corresponden a las tasas de pérdida de masa más grandes y temperaturas efectivas más bajas. Esto permite la condensación de ciertos minerales en la atmósfera estelar, dando lugar a la formación de polvo y de moléculas. En la superficie de la estrella hay una sobreabundancia de N como el resultado de la fusión del H en el ciclo CNO en el núcleo estelar. El cociente de C/O en la superficie de la estrellas masivas favorece la formación de silicatos de hasta  $0.5\mu\text{m}$  de tamaño (Gail et al., 2005; Scicluna et al., 2015). Luego, el polvo es arrastrado por el viento lento. Entonces, cuando la estrella evoluciona a la fase WR, calienta el material de la nebulosa WR que ha creado, debido a su fuerte flujo UV. Como resultado, el polvo de la nebulosa reemite la radiación en el infrarrojo (van Buren & McCray, 1988).

En el caso específico de las estrellas LBVs este escenario puede no ser factible dado que la temperatura efectiva de estas estrellas es relativamente alta. Kochanek (2011) sugiere que el polvo en estos sistemas tienen que formarse

en erupciones de material con tasas de pérdida de masa de  $\dot{M} \gtrsim 10^{-2.5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ . Esto sugiere que el polvo se formar  en regiones densas y opacas alcanzando tamaños de hasta  $\gtrsim 1\mu\text{m}$ . Por lo tanto, las características del polvo en las nebulosas pueden proveernos de información acerca de la historia del proceso de pérdida de masa así como la historia evolutiva de la estrella progenitora.

Se estima que en nuestra Galaxia hay alrededor de 1000 estrellas WR (Crowther, 2015). Sin embargo, sólo alrededor de una veintena de estas estrellas presentan nebulosas asociadas (Stock & Barlow, 2010). Actualmente existen en la literatura numerosos estudios sobre las propiedades ópticas (p. ej. Esteban et al., 1991; Fernández-Martín et al., 2013). En particular, Reyes-Pérez et al. (2015) modelaron de manera autoconsistente la nebulosa NGC6888 y su estrella central. Por otro lado, no existe ningún trabajo que modele simultáneamente de manera detallada la estrella, la nebulosa y el polvo en conjunto.

En este proyecto hemos seleccionado la icónica y peculiar M 1-67 (ver Figura 2 - panel izquierdo) para comenzar un estudio detallado de las características del polvo y las propiedades nebulares. M 1-67 rodea a la estrella WR 124, la cual tiene un tipo espectral WN8h. Minkowski (1946) descubrió a M 1-67 y sugirió que podría ser una

nebulosa planetaria (PN). Más tarde Cohen & Barlow (1975) basados en observaciones infrarrojas sugirieron que M 1-67 es una nebulosa WR, la cual ha sido ampliamente estudiada. Con estudios basados en análisis de espectros de alta resolución (Esteban et al., 1991; Solf & Carsenty, 1982) se confirmó que el material nebuloso de M 1-67 se origina en la estrella WR central. Utilizando datos coronográficos ópticos se observó una expansión axisimétrica en M 1-67 que consiste en una cáscara hueca que se expande a  $\sim 45 \text{ km s}^{-1}$  y un flujo bipolar (Nota et al., 1995; Sirianni et al., 1998). Por otro lado, imágenes profundas del *Telescopio Espacial Hubble* revela fragmentación en la nebulosa, por lo que se ha propuesto que M 1-67 podría ser el resultado de un viento grueso durante la fase evolutiva LBV de la estrella central (Grosdidier et al., 1998). Con datos de espectroscopía de campo integrado y modelos evolutivos teóricos, Fernández-Martín et al. (2013) proponen que la estrella central recientemente entró a la fase WR.

WR 124 es la estrella WR con velocidad radial más grande de toda la Galaxia. Se aleja de nosotros a una velocidad de  $\sim 200 \text{ km s}^{-1}$  (Moffat et al., 1982). La distancia a WR 124 ha sido discutida por diferentes autores. Marchenko et al. (2010) estimaron una distancia de 3.35 kpc usando el método de expansión angular comparando imágenes de M 1-67 en el filtro de  $H\alpha$  en dos épocas separadas 11.3 años. Cohen & Barlow (1975) calcularon una distancia de 4.33 kpc, con base al tipo espectral de la estrella (WN8) y usando la magnitud absoluta de calibración de Smith (1973). La distancia obtenida usando el inverso del paralaje reportado por *Gaia* DR2 es de 8.7 kpc. Sin embargo, utilizando los cinco parámetros astrométricos medidos por *Gaia* DR2 (posiciones, paralaje y movimientos propios) hemos calculado una distancia más probable de 6.9 kpc (Luri et al., 2018).

Existen muy pocas estrellas clasificadas como WN8h en nuestra galaxia. Las nueve estrellas están listadas en la Tabla 1. De esta muestra sólo tres estrellas presentan una nebulosa: WR 16, WR 40 y WR 124. Estos tres objetos serán uno

WR	Nombre	Ascensión recta	Declinación
12	Ve5-5	08 44 47.25	-45 58 55.50
16	HD 86161	09 54 52.91	-57 43 38.30
40	HD 96548	11 06 17.21	-65 30 35.20
47a	SMSNPL 5	12 45 51.27	-64 09 37.80
89	LSS 4065	17 19 00.52	-38 48 51.20
116	AS 306	18 27 04.28	-12 22 52.30
124	209 BAC	19 11 30.88	+16 51 38.20
148	HD 197406	20 41 21.55	+52 35 15.20
156	MR 119	23 00 10.13	+60 55 38.40

Tabla 1: Estrellas WN8h Galácticas.

de los objetivos de esta tesis (ver Figura 2).

### 3. Observaciones y fotometría infrarroja

Usamos observaciones fotométricas de los satélites *Spitzer* (MIPS), *WISE* y *Herschel* (PACS y SPIRE) para construir una distribución espectral de energía (SED por sus siglas en inglés) que abarca un rango de longitudes de onda de 12–500  $\mu\text{m}$ . Estas observaciones fueron obtenidas del archivo público NASA/IPAC Infrared Science Archive<sup>1</sup>.

Con el fin de construir una SED detallada de cada nebulosa a estudiar en este proyecto se realiza fotometría de apertura. En este proceso se toma en cuenta la contaminación de las estrellas de campo y la emisión de la estrella central, por lo que se sustrae la emisión de fuentes que no sean parte de la nebulosa. La fotometría de cada imagen de cada filtro de cada telescopio se realiza corrigiendo por la emisión del fondo. Para esto se toman varias regiones de fondo alrededor de la nebulosa y se estima el valor promedio de la emisión para corregir el flujo de la nebulosa.

Las figuras 3 y 4 muestran todas las observaciones fotométricas infrarrojas con las que se construyen la SED IR de M 1-67 y RCW 58 que se muestran en la Figura 5.

<sup>1</sup><https://irsa.ipac.caltech.edu/frontpage/>

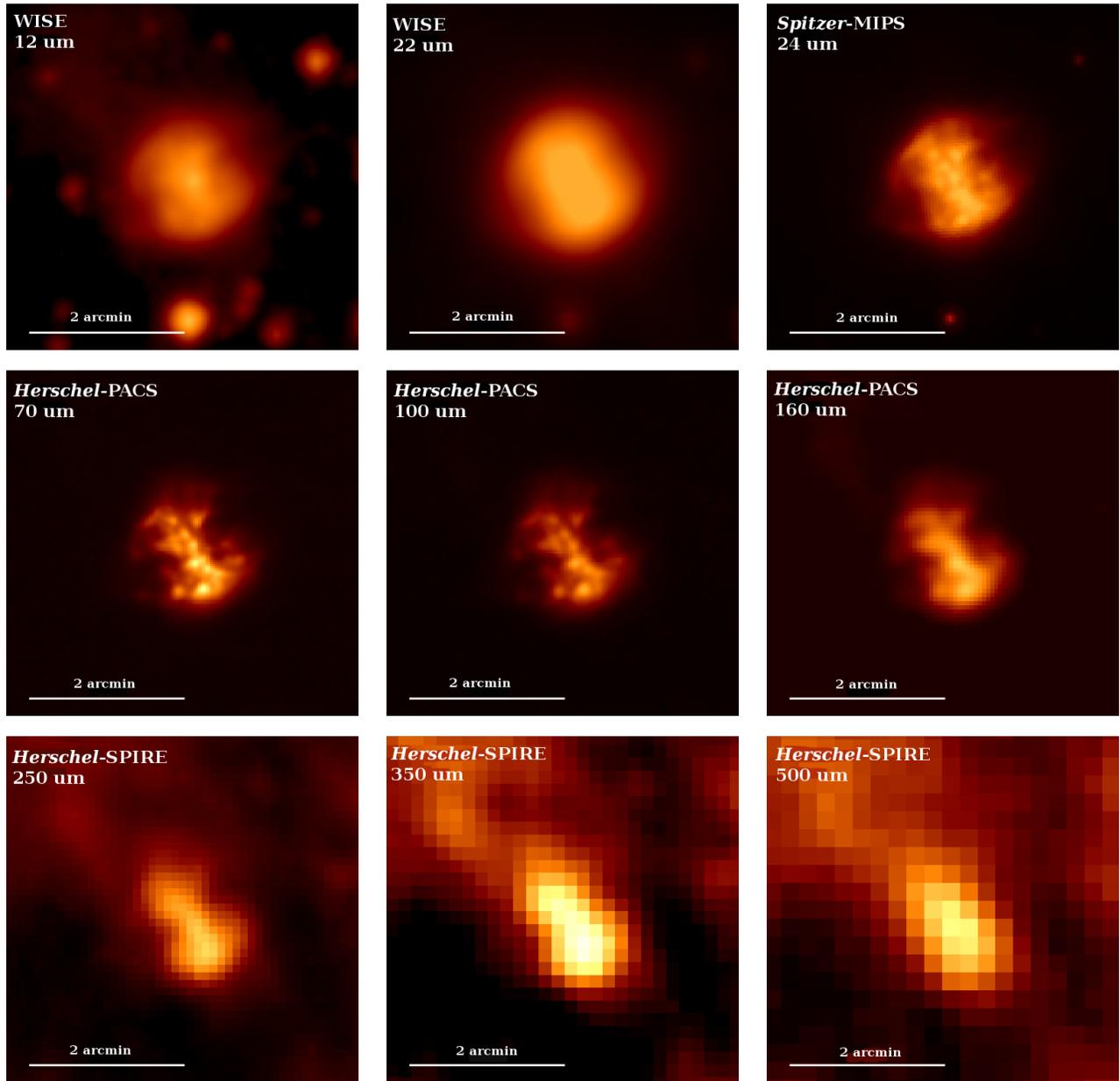


Figura 3: Imágenes de la nebulosa M 1-67 obtenidas por *WISE*, *Spitzer* and *Herschel*. Las diferentes bandas están centradas a 12, 22, 24, 70, 100, 160, 250, 350 y 500  $\mu\text{m}$ . El norte es hacia arriba y el este hacia la izquierda.

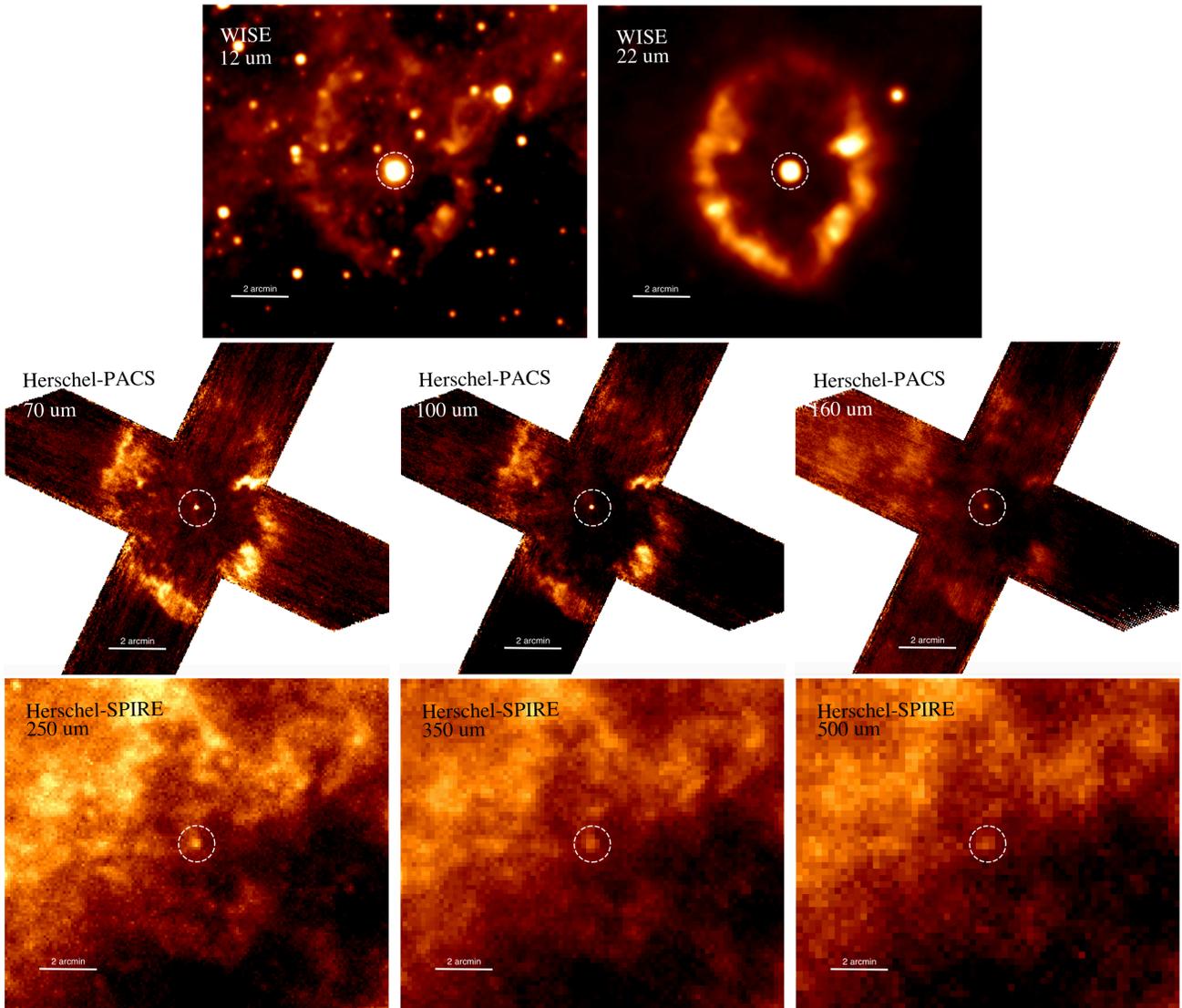


Figura 4: Imágenes de la nebulosa RCW 58 obtenidas por *WISE*, *Spitzer* and *Herschel*. Las diferentes bandas están centradas a 12, 22, 70, 100, 160, 250, 350 y 500  $\mu\text{m}$ . El círculo blanco en todos los paneles muestra la posición de WR 40. El norte es hacia arriba y el este hacia la izquierda.

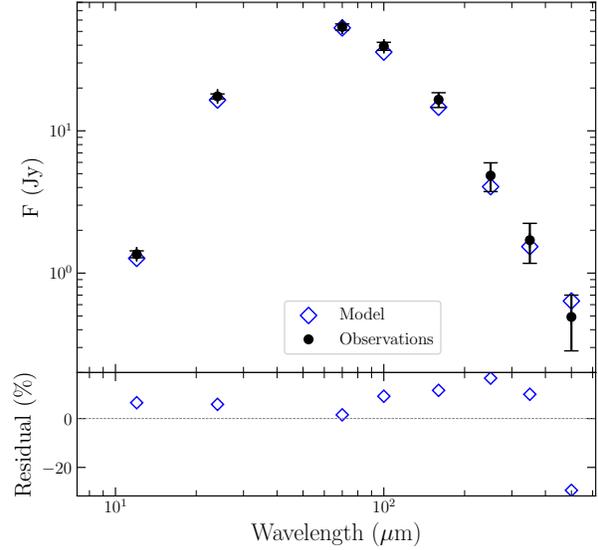
## 4. Modelos de fotoionización

La nebulosa está compuesta por gas y polvo, ambos interactúan con el flujo UV de la estrella central por lo que no pueden ser tratados separados. El código de simulación de plasma y síntesis espectral, `Cloudy` (Ferland et al., 2017) es la herramienta ideal para investigar su interacción, junto con la librería `PyCloudy` (Morisset, 2014) para obtener los flujos y las intensidades de líneas a través de aperturas correspondientes a los diferentes instrumentos y observaciones de cada modelo.

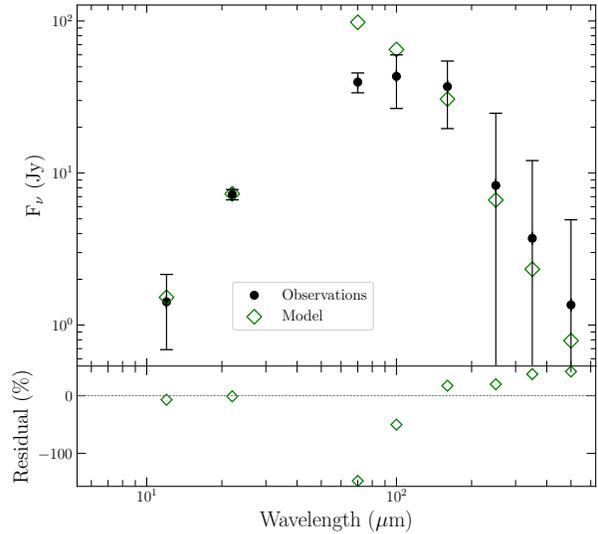
Utilizamos el código de transferencia radiativa `Cloudy` para modelar las propiedades nebulares y del polvo en comparación con observaciones ópticas e infrarrojas. `Cloudy` toma como parámetros de entrada i) las propiedades estelares (luminosidad, distancia, forma espectral), ii) nebulares (abundancias, geometría, perfil de densidad) y iii) del polvo (especies, distribución de tamaños, razón polvo a gas). Las primeras dos son obtenidas o estimadas de las observaciones y la tercera representa el trabajo del modelado.

Para poder modelar en detalle las propiedades nebulares y del polvo alrededor de estrellas WR, necesitamos conocer las características espectrales de las estrellas progenitoras. En particular, el grupo de la Universidad de Potsdam (Alemania) han producido un análisis de las características espectrales de las estrellas WR galácticas utilizando el código de atmósferas estelares `PoWR` (Hamann et al., 2006). Los modelos estelares de las estrellas WR se obtuvieron de la página web pública del código `PoWR`<sup>2</sup>.

Además, en este proyecto se consideran las estimaciones de las distintas propiedades (abundancias, perfil de densidad, etc.) de cada uno de nuestros objetos de estudio, M 1-67 y RCW 58, reportadas en la literatura.



(a) M 1-67



(b) RCW 58

Figura 5: SED IR de M 1-67 (panel superior) y RCW 58 (panel inferior). Las barras de error toman en cuenta las incertidumbres asociadas con la calibración del instrumento y el proceso de sustracción del fondo. La SED sintética obtenida de los modelos de `Cloudy` se señala con diamantes vacíos.

Model	WNL 06-14	WNL 06-13
$X_{\text{H}}$ [%]	20	20
$T_{\text{eff}}$ [kK]	44.7	44.7
$\log_{10} R_{\text{t}}$ [ $R_{\odot}$ ]	0.7	0.8
$\log_{10} Q_{\text{H}}$ [ $\text{s}^{-1}$ ]	48.85	48.95
$\log_{10} Q_{\text{He}}$ [ $\text{s}^{-1}$ ]	44.91	46.99
$D_{\infty}$	4	4

Tabla 2: Parámetros de los modelos PoWR usados en este trabajo. Modelo WNL 06-14 fue encontrado por Hamann et al. (2006) como el mejor ajuste al espectro estelar de WR 124. El modelo WNL 06-13, reproduce mejor la fotometría infrarroja de M 1-67.

#### 4.1. M 1-67

Nuestro objetivo es producir un modelo de M 1-67 que pueda simultáneamente explicar las propiedades ópticas y su fotometría infrarroja. Para nuestra referencia de observaciones ópticas usamos resultados espectroscópicos de alta resolución presentados por Esteban et al. (1991) y fotométricos presentados por (Grosdidier et al., 1998). Además, asumimos que M 1-67 puede ser modelado como una nebulosa puramente ionizada ya que no hay signos de interacción entre un viento rápido y el material de la nebulosa gruesa (Fernández-Martín et al., 2013).

WR 124 tiene una clasificación espectral WN8h en base a su espectro óptico (Smith & Aller, 1969). Hamann et al. (2006) modelaron la atmósfera de esta estrella con el código PoWR y el mejor ajuste es el modelo 06-14 del grid de modelos WNL-H20. Los detalles del modelo, WNL 06-14 PoWR se muestran en la Tabla 2. La luminosidad estelar para WR 124 es  $L = 10^6 L_{\odot}$ , usando fotometría  $v - b$  en el óptico y la ley de enrojecimiento (Cardelli et al., 1989). La clase WN8 de estrellas está entre las más luminosas estrellas conocidas.

Grosdidier et al. (1998) encontró que una distribución de densidad de ley de potencias de la forma:

$$n_e(r) = n_0 \left( \frac{r_{\text{in}}}{r} \right)^{\alpha}, \quad (1)$$

con un índice de ley de potencias de  $\alpha = 0.8$  encaja cualitativamente bien con la distribución radial de brillo superficial de  $\text{H}\alpha$ . Además, la nebulosa debe ser acotada por densidad con un radio externo,  $r_{\text{out}} = 55''$ . En la región central la densidad electrónica alcanza valores de hasta  $n_e \sim 2000 \text{ cm}^{-3}$  (Fernández-Martín et al., 2013; Sirianni et al., 1998), mientras que en las regiones externas baja a  $n_e \sim 650 \text{ cm}^{-3}$ . En nuestros modelos, adoptamos una distribución de densidad similar a la Ecuación (1) y variamos  $n_0$ ,  $r_{\text{in}}$  y  $\alpha$ .

Esteban et al. (1991) derivaron las abundancias químicas para 4 posiciones en M 1-67, encontrando que la nebulosa está enriquecida en Nitrógeno mientras el Oxígeno es deficiente en la nebulosa como resultado de procesos en el ciclo CNO.

El polvo formado en las etapas RSG y LBV debería ser principalmente silicatos de calcio-magnesio-hierro tal como el olivino ( $\text{MgSiFeO}_4$ ) y óxidos de metal tal como el aluminio ( $\text{Al}_2\text{O}_3$ ) a partir de la nucleosíntesis en los núcleos de estrellas masivas que deja fotosferas de RGS ricas en Oxígeno (see, e.g., Cherchneff, 2013; Gail et al., 2005). De acuerdo a lo anterior, en el trabajo de modelado únicamente incluimos silicatos. Por default, los granos de silicatos en Cloudy son silicatos astronómicos amorfos (Greenberg & Li, 1996).

Los granos están resueltos en tamaños de bins descritos por una distribución de ley de potencias  $N(a) \propto a^{-3.5}$  (distribución de tamaños MNR; Mathis et al., 1977), en nuestro modelado usamos 10 bins de tamaños entre  $a_{\text{min}}$  y  $a_{\text{max}}$  donde el mínimo y máximo de tamaños de granos son parámetros libres.

La razón de polvo a gas (D/G) es restringido por el elemento menos abundante en la fórmula química y la eficiencia del proceso de condensación del polvo.

Para un conjunto de parámetros de entrada, Cloudy calcula la solución de equilibrio térmi-

<sup>2</sup><http://www.astro.physik.uni-potsdam.de/~2wrh/PoWR/powrgrid1.php>

co y de ionización, así como el continuo y las emisividades de líneas de emisión como función de la profundidad para un rango longitudes de onda de los rayos X hasta radio. Sustraimos un espectro óptico simulado de una apertura sintética con el mismo tamaño angular y posición de las observaciones de la slit A del Isaac Newton Telescope (INT) presentados por Esteban et al. (1991). Del espectro óptico simulado calculamos el brillo superficial de  $H\beta$ .

También simulamos la fotometría infrarroja de banda ancha correspondiente a las observaciones de *WISE*, *Spitzer*, y *Herschel* que se muestran en la Figura 3. La emisión del continuo es integrado sobre la banda de cada fotómetro pesado por la correspondiente curva de transmisión.

Con el fin de calificar a un modelo como buen ajuste a las observaciones necesitamos definir restricciones. En este trabajo, usamos los siguientes:

1. Flujo total nebuloso de  $H\alpha$  observada por Grosdidier et al. (1998).
2. Brillo superficial  $F(H\beta)$  determinado por la apertura de la slit A del INT reportado por Esteban et al. (1991).
3. Forma y flujo de la fotometría infrarroja.

Es importante resaltar que no utilizamos las líneas de [S II] para restringir la densidad del modelo debido a que representan información promedio de varios grupos de densidad y parámetro de ionización distinto. En cambio el flujo total de  $H\alpha$  nos indica la masa total de gas ionizado.

#### 4.1.1. Resultados

A partir de las restricciones para calificar que tan bueno es un modelo ejecutamos series de modelos variando la atmósfera estelar, el índice  $\alpha$  de la distribución de densidad y las propiedades del polvo a partir de un modelo base (denominado aquí como MBase) los parámetros del modelo base se muestran en la columna dos de la tabla 3. Nuestro objetivo fue determinar el radio interno,  $r_{in}$ , la densidad en el radio interno,  $n_0$ , y

el índice de ley de potencias  $\alpha$ . El mejor modelo, MA 6-14, corresponde a los parámetros que se muestran en la columna tres de la Tabla 3. Los resultados del modelo MA 6-14 se muestran en la Tabla 4.

Como se ha mencionado anteriormente, nosotros asumimos que el polvo puramente compuesto de silicatos está bien mezclado con el gas, por lo que tienen la misma distribución de densidad. Hemos probado diferentes valores de  $a_{min}$  y  $a_{max}$  de una distribución de ley de potencias MNR de tamaños de granos dentro del modelo MA 6-14. Sin embargo, no se tiene un buen ajuste con la fotometría infrarroja en las bandas de *Herschel*. Usando diferentes rangos de tamaños de granos de polvo con granos más grandes (granos más fríos) no es suficiente para obtener la emisión suficiente a longitudes de onda larga para ajustar a las observaciones. Ya que nos es necesario una mayor emisión de granos fríos, decidimos alejar los granos de polvo de la estrella. Es decir, sugerimos un modelo con dos cáscaras, una cáscara interna sin polvo y una cáscara externa con polvo.

Modelando la emisión del polvo sobre los datos de *Herschel* usando un cuerpo negro modificado, ver Figura 6, podemos ver que una única población de granos de polvo puede ajustar la emisión en estas bandas. La masa total resultante de este procedimiento es  $M_D = 0.40 \pm 0.14 M_\odot$  y la temperatura característica del polvo es  $T_D = 38.83 \pm 8.03$  K. El índice de emisividad del ajuste es  $\beta = 1.96 \pm 0.40$ . Por otro lado, el ancho de la SED indica que al menos dos poblaciones de granos están presentes en M 1-67. Por lo que, es necesario contar con una población de granos de polvo pequeños y otra de granos de polvo grandes que dominen la emisión a longitudes de onda corta y larga respectivamente.

Nuestro nuevo escenario sobre M 1-67 establece una cáscara interna sin polvo y una cáscara externa con dos poblaciones de granos de polvo. Con este nuevo escenario, nuevamente generamos series de modelos con el objetivo de reproducir las observaciones ópticas (restricciones 1 y 2). Fijamos el radio externo de la cáscara interna,  $r_{mid} = 45''$ , y variamos el radio interno,  $r_{in}$ ,

Model	MBase	MA 6-14	M2 6-13	
			Inner shell	Outer shell
WNL Atmosphere	06-14	06-14	06-13	06-13
Distance [kpc]	6.9	6.9	6.9	6.9
$\log_{10}(L_*/L_\odot)$	5.80	5.80	5.80	5.80
$c(\text{H}\beta)$	1.9	1.9	1.9	1.9
Inner radius [arcsec]	45	10	10	45
Outer radius [arcsec]	55	55	45	55
$n_0$ [ $\text{cm}^{-3}$ ]	1500	1700	1500	600
$\alpha$	0.8	1.3	2.0	0.8
Filling Factor	0.05	0.05	0.05	0.05
$a_{\text{min}}$ [ $\mu\text{m}$ ]	0.005 <sup>(†)</sup>	0.005 <sup>(†)</sup>	-	0.005–0.20 <sup>(††)</sup>
$a_{\text{max}}$ [ $\mu\text{m}$ ]	0.25 <sup>(†)</sup>	0.25 <sup>(†)</sup>	-	0.9
$q$	−3.5 <sup>(+)</sup>	−3.5 <sup>(+)</sup>	-	−3.5 <sup>(+)</sup>
D/G	$4.04 \times 10^{-3}$	$4.04 \times 10^{-3}$	-	$2.02 \times 10^{-2}$

Tabla 3: Parámetros de entrada para los modelos discutidos en el texto. <sup>(†)</sup> Rango de tamaños estándar de granos del ISM definido por `Cloudy`. <sup>(+)</sup> Índice de ley de ley de potencias para la distribución estándar de granos MNR. <sup>(††)</sup> Distribución de tamaños

el índice de ley de potencias,  $\alpha_{\text{in}}$  y la densidad en  $r_{\text{in}}$ ,  $n_{0,\text{in}}$ . Al mismo tiempo, para la cáscara externa fijamos el radio interno y externo a  $r_{\text{mid}} = 45''$  y  $r_{\text{out}} = 55''$ , respectivamente. Variamos la densidad a  $r_{\text{mid}}$ ,  $n_{0,\text{out}}$ , y el índice de la ley de potencias en la cáscara externa,  $\alpha_{\text{out}}$ .

El modelo con el mejor ajuste a las observaciones ópticas, M2Base, considera una nebulosa acotada por un radio interno  $r_{\text{in}} = 10''$  y un radio externo de  $r_{\text{out}} = 55''$ . Las distribuciones de densidad en las cáscaras interna y externa son caracterizadas por  $\alpha_{\text{in}} = 2.0$ ,  $\alpha_{\text{out}} = 0.8$ ,  $n_{0,\text{in}} = 1500 \text{ cm}^{-3}$  y  $n_{0,\text{out}} = 600 \text{ cm}^{-3}$ .

Inspirados por los resultados del ajuste de un cuerpo negro modificado a las observaciones de *Herschel* para  $\lambda \geq 100 \mu\text{m}$  consideramos una población de un único tamaño de grano de polvo como nuestra población de granos grandes de polvo. También observamos que dentro de un rango de tamaños de 0.8 a 1.0  $\mu\text{m}$  los granos de polvo tienen una temperatura casi constante de  $T \sim 38 \text{ K}$  similar a la obtenida del ajuste del cuerpo negro modificado.

En esta segunda parte del modelado, el objetivo es encontrar la misma forma de la SED

observacional en nuestra SED sintética. Para esto realizamos otra serie de modelos tomando como modelo base a M2Base con ambas poblaciones de granos de polvo en la cáscara externa, inicialmente los tamaños de los granos son de  $a = 1.0 \mu\text{m}$  y de 0.005–0.5  $\mu\text{m}$  ( $a_{\text{min}}-a_{\text{max}}$ ) en la población de granos grandes y granos pequeños respectivamente. Entonces, se variaron  $a$ ,  $a_{\text{min}}$  y  $a_{\text{max}}$ , y la proporción de granos grandes a chicos en masa (B/S). El modelo cuya forma en la fotometría sintética se asemeja a las observaciones su población de granos grandes tienen tamaños de 0.9  $\mu\text{m}$  y su población de granos chicos tienen tamaños de 0.005–0.20  $\mu\text{m}$ , y un valor de B/S= 10. Hasta el momento hemos tomado una razón de polvo a gas (D/G) igual al del medio interestelar (ISM), es decir,  $D/G=4.04 \times 10^{-3}$ . Sin embargo, para alcanzar el flujo observado fue necesario incrementar la D/G a  $2.02 \times 10^{-2}$ , es decir, cinco veces la D/G del ISM.

Un problema al utilizar la atmósfera 06-14 es que la temperatura del gas ionizado queda por debajo del valor obtenido por las observaciones (6020 K). Por lo tanto, probamos con otros modelos estelares. Encontramos que el modelo 06-

Instrument	Parameter	Observations	MA 6-14	MB 6-13
HST	$\log_{10}F(\text{H}\alpha)$	-10.55 <sup>(1)</sup>	-10.63	-10.50
INT	$\log_{10}F(\text{H}\beta)$	-13.01 <sup>(2)</sup>	-13.04	-12.99

Tabla 4: Líneas de emisión en nuestros modelos. Los errores de las mediciones observacionales son estadísticos, del orden del  $\sim 5\%$ . <sup>(1)</sup> Grosdidier et al. (1998). <sup>(2)</sup> Esteban et al. (1991).

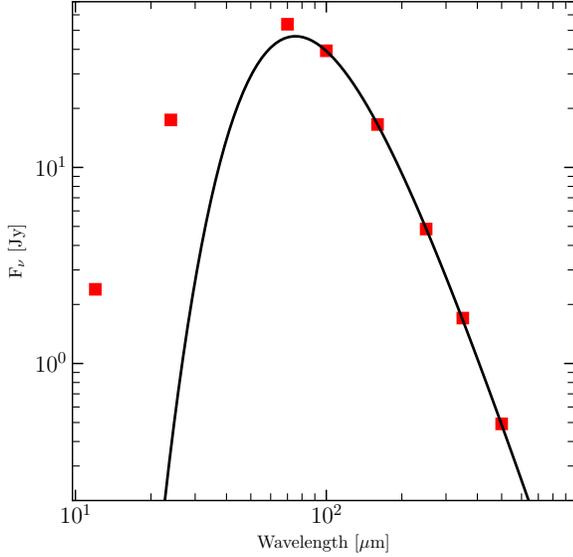


Figura 6: Mejor ajuste a la fotometría de PACS y SPIRE de *Herschel* asumiendo emisión de un cuerpo negro modificado. La temperatura característica del polvo es  $T_D = 38.83 \pm 8.03$  K y el índice de emisividad es  $\beta = 1.96 \pm 0.40$ . La masa total del polvo requerido es  $M_D = 0.40 \pm 0.14 M_\odot$ .

13 de atmósfera estelar mejora el ajuste a las observaciones, este modelo tiene la misma temperatura efectiva que 06-14 pero diferentes parámetros del viento estelar y más fotones ionizantes (ver Tabla 2 y Figura 7). Por lo tanto el mejor modelo de M 1-67 es M2 6-13 y cuyos parámetros se presentan en la Tabla 3. Este modelo nos da valores de  $F(\text{H}\alpha)$  y  $F(\text{H}\beta)$  cercanos a las observaciones (ver Tabla 4) así como un buen ajuste a la fotometría (ver panel superior de la Figura 5).

La distribución radial proyectada del brillo superficial de  $\text{H}\alpha$  del modelo M2 6-13 es presentado

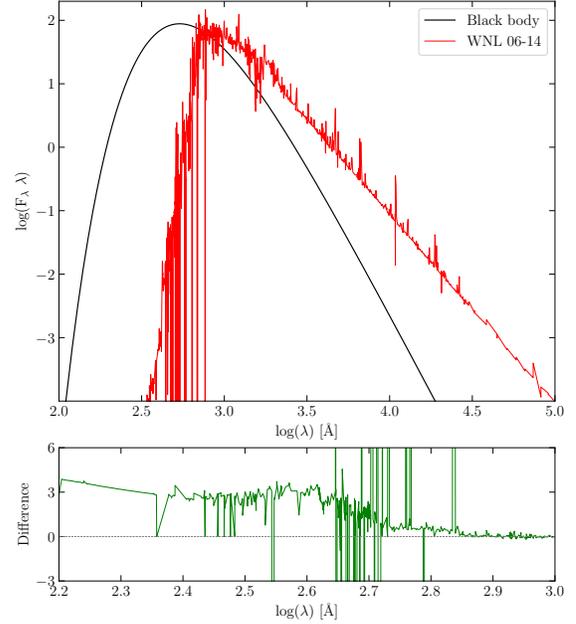


Figura 7: *Panel superior*: Comparación entre la emisión de un cuerpo negro y el modelo 06-14 de atmósfera estelar de PoWR. *Panel inferior*: Diferencia entre los modelos 06-14 y el 06-13 de PoWR.

en la Figura 8. A manera de comparación en la Figura 9 se presenta el perfil de brillo superficial de  $\text{H}\alpha$  medido de la imagen obtenida por *Hubble Space Telescope* con el filtro F656N.

#### 4.1.2. Discusión

Nuestros modelos de *Cloudy* exitosamente reproducen las principales características de M 1-67 derivadas de las líneas de emisión ópticas espectroscópicamente y la fotometría IR. El gas en la nebulosa absorbe la mayoría de los fotones ionizantes emitidos por la estrella, los cuales corresponden a las longitudes de onda alrededor

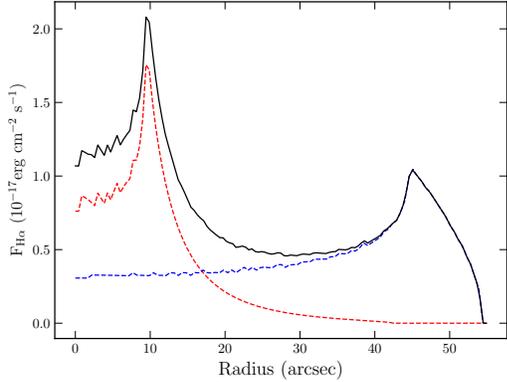


Figura 8: Distribución radial proyectada del brillo superficial de  $H\alpha$  de nuestro mejor modelo de dos cáscaras (línea negra). Las líneas discontinuas roja y azul muestran la contribución de la cáscara interna y la externa respectivamente.

del pico de la SED. Este proceso es importante de considerar para producir modelos autocoherentes, por lo cual es necesario usar un código de fotiónización tal como *Cloudy*, el cuál incluye todos los procesos atómicos asociados con la interacción de la radiación estelar con el gas y el polvo. Además, la forma del espectro incidente es importante ya que la clase espectral WNL la mayoría de los fotones de mayor energía de ionización son absorbidos en el viento estelar. Entonces, aunque la temperatura estelar es alta  $T_{\text{eff}} \sim 45$  kK, esto no se traduce en un gran flujo ionizante, los fotones de más alta energía,  $h\nu > 25$  eV, son absorbidos.

Encontramos que hay ausencia de gas neutro dentro de la nebulosa en nuestro modelo. Esto es consistente con los mapas de densidad de Fernández-Martín et al. (2013). También, la imagen de  $H\alpha$  de M 1-67 (Grosdidier et al., 1998) muestra que todo el gas está ionizado.

La distribución de tamaños de polvo predicho por nuestros modelos consiste de dos poblaciones: el primero con una distribución de tamaños MNR con  $a_{\text{min}} = 0.005 \mu\text{m}$  y  $a_{\text{max}} = 0.02 \mu\text{m}$ , la segunda población consiste de un único tamaño de granos con  $a = 0.9 \mu\text{m}$ , los cuáles son necesarios para reproducir la fotometría de *Herschel* con  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ . Encontramos que se

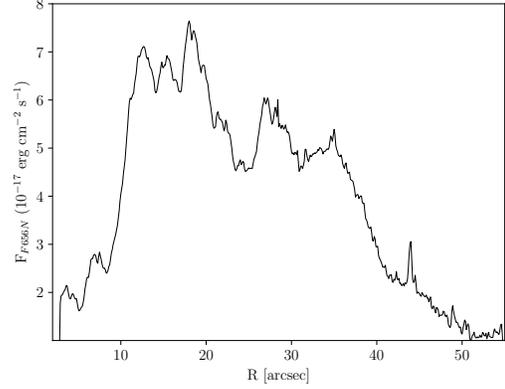


Figura 9: Distribución radial proyectada del azimutalmente integrado brillo superficial de F656N/ $H\alpha$  sobre el área de emisión de la nebulosa en la banda de *Herschel*-PACS a  $70 \mu\text{m}$ .

requiere una proporción en masa entre los granos grandes y chicos de  $B/S = 10$ . Cabe destacar que el máximo tamaño de los granos es considerablemente más pequeño que lo predicho por Vamvatira-Nakou et al. (2016), quienes únicamente modelan el polvo, y para ajustar a las observaciones requieren una población de granos grandes de hasta  $10 \mu\text{m}$  para modelar las observaciones de *Herschel*. En nuestro modelo el gas absorbe la mayoría de los fotones ionizantes, así que no es necesario tener granos tan grandes para reproducir la temperatura indicada por la fotometría. Un tamaño máximo de granos  $a = 0.9 \mu\text{m}$  es mucho más fácil de explicar que uno de  $10 \mu\text{m}$ . Kochanek (2011) muestra que la formación de granos en los vientos de estrellas masivas evolucionadas ( $M_{\text{ZAMS}} \geq 40M_{\odot}$ ) en su mayoría ocurre a través de eventos eruptivos en una fase LBV, tal como “la gran erupción” de  $\eta$  Carina. Esto es por que la tasa de pérdida de masa,  $\dot{M}$ , necesita ser lo suficientemente alta para proteger las regiones de formación de polvo de los fotones UV. Las tasas de pérdida de masa  $\dot{M} \geq 10^{-2} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  son requeridos para obtener  $a_{\text{max}} > 1 \mu\text{m}$ . El tamaño máximo de granos de polvo en nuestro mejor modelo es  $a = 0.9 \mu\text{m}$ , el cual requiere una tasa de pérdida de masa arriba de  $\dot{M} > 10^{-3} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$  (Kochanek, 2011). Un escenario eruptivo debería ser

consistente con la evidencia cinemática de M 1-67 presentada por Sirianni et al. (1998), el cual consiste de una cáscara hueca de grumos expandiéndose a  $42 \text{ km s}^{-1}$  centrado en WR 124. La segunda componente bipolar rica en N con una velocidad de expansión  $\sim 88 \text{ km s}^{-1}$  (Sirianni et al., 1998; St-Louis et al., 2017) no es espacialmente coincidente con la emisión del polvo mostrado en la Figura 3.

Nuestra estimación de la masa total del polvo en M 1-67 es  $M_D = 0.224 M_\odot$ . Esto es más pequeño que la masa del polvo obtenido del modelo de cuerpo negro modificado, y sugiere que el valor de la normalización estándar de la Vía Láctea  $\kappa_{\nu 0}$  no es apropiado para M 1-67. La masa de gas ionizado correspondiente en la nebulosa resultante del modelo MB 6-13 es  $15 M_\odot$ . La masa estimada actual de WR 124 es de  $33 M_\odot$  (Hamann et al., 2006), lo cual significa que la masa inicial para esta estrella fue de al menos  $50 M_\odot$ . Nuestros modelos con *Cloudy* confirman las suposiciones previas de que WR 124 pudo haber evolucionado a través de una fase eruptiva LBV (ver Fernández-Martín et al., 2013, y las referencias ahí).

Podemos estimar el promedio de la tasa de pérdida de masa de la estrella durante la etapa de formación de polvo. Asumiendo una expansión con una velocidad constante de  $42 \text{ km s}^{-1}$ , el tiempo transcurrido entre la eyección del radio externo ( $r_{\text{out}} = 55''$ ) y del radio interno ( $r_{\text{in}} = 45''$ ) de la cáscara es  $3.5 \times 10^4$  años, donde hemos tomado la distancia a la nebulosa de 6.9 kpc. Ya que la masa total del gas es de  $15 M_\odot$ , entonces la tasa de pérdida de masa cuando la cáscara fue expelida es del orden de  $\dot{M} = 1.4 \times 10^{-3} M_\odot \text{ año}^{-1}$ . Esto es dentro del rango de valores para la tasa de pérdida de masa en LBVs galácticos conocidos con cáscaras de polvo listados en la Tabla 1 de (Kochanek, 2011).

Hemos discutido a WR 124 y a su nebulosa circundante en el contexto de la evolución de una estrella masiva aislada. Las curvas de luz de *Hipparcos* durante el periodo de tres años de 1990 a 1993 no muestran evidencia de una variabilidad periódica por lo que si tiene alguna

compañera binaria ésta debe ser de muy baja masa. Toalá et al. (2018) recientemente especula que la detección marginal de rayos X duros de WR 124 no descarta la presencia de un objeto compacto, como lo es una estrella de neutrones embebida en el denso viento estelar de la estrella WN8, acompañando a WR 124. Por otro lado, la forma de la SED IR puede ser reproducido con los diferentes tamaños de granos de polvo, sin embargo, para ajustara al flujo de las observaciones fue necesario incrementar el valor de D/G a cinco el valor de la razón de polvo a gas del medio interestelar. Un escenario que puede ayudarnos a explicar un valor de D/G grande es un considerar que WR 124 está en un sistema binario masivo. Un sistema binario masivo, con una componente masiva y otra de baja masa, al final de la secuencia principal de la componente masiva puede dar lugar a la eyección explosiva de la envoltura común (ECEE, por sus siglas en inglés). El proceso de ECEE ocasiona la eyección de Hidrógeno a la capa de Helio de la componente masiva (ver Figura 10 y Podsiadlowski et al., 2010) lo cual origina fusiones por procesos  $\alpha$  provocando un incremento de Mg, Si y O. Considerando que estos procesos generen la cantidad necesaria de material para formar la cantidad de polvo que nuestro mejor modelo nos arroja, estos procesos liberan la energía suficiente para eyectar el material fuera del sistema al vencer a la energía de ligadura gravitacional. Por lo anterior el escenario de ECEE da una explicación al valor de D/G que necesitamos para reproducir la SED IR.

El estatus de *runaway* de WR 124, el cual tiene una velocidad radial de  $v_{\text{rad}} \sim 190 \text{ km s}^{-1}$  (Kharchenko et al., 2007) y una velocidad tangencial aparentemente similar obtenida de los movimientos propios de *Gaia*, también genera preguntas como la evolución de este objeto. Por ejemplo, una estrella masiva aislada  $M_{\text{ZAMS}} = 60 M_\odot$  solo toma  $3 \times 10^6$  años para evolucionar a la etapa de LBV (Meynet & Maeder, 2003) aún con su gran velocidad espacial, WR 124 podría tomarse el doble de este tiempo para alcanzar su actual latitud  $z \sim 400 \text{ pc}$  ( $d = 6.9 \text{ kpc}$ ) desde su lugar de

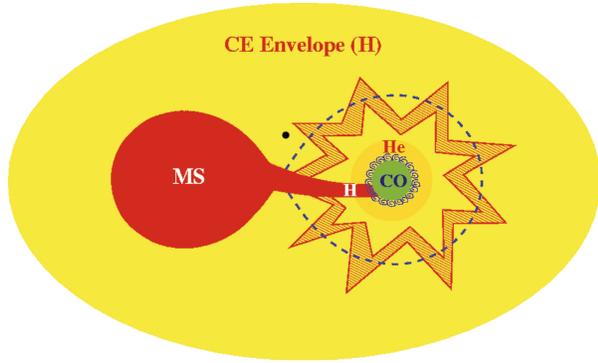


Figura 10: Esquema del escenario de ECEE. El flujo rico de H del Lóbulo de Roche penetra profundamente en el núcleo de la componente primaria, mezclando el Hidrógeno en la cáscara de quemado de Helio.

nacimiento en el disco Galáctico. Además, la expulsión de tal objeto masivo con tan alta velocidad espacial podría requerirse una interacción dinámica extremadamente violenta (Renzo et al., 2019).

## 4.2. RCW 58

La nebulosa RCW 58 rodea a la estrella WR 40, que la igual que WR 124 tiene un tipo espectral WN8h (ver el panel central de la Figura 2). La distancia estimada a WR 40 usando los datos liberados de *Gaia* DR2 es de 4.7 kpc. Al igual que WR 124 Hamann et al. (2006) modelaron la atmósfera de la estrella con el código PoWR y su mejor ajuste es el modelo 06-14 del grid de modelos WNL-H20.

Smith et al. (1988) a partir de observaciones espectroscópicas de las líneas de emisión de  $H\alpha$ ,  $[N II]$ ,  $[O III]$  y  $[S II]$  muestran que la dinámica de la nebulosa es consistente con un cáscara en expansión envolviendo grumos constituidos de material estelar eyectado. La cáscara que es soplada por el viento de WR 40, se expande casi esféricamente con una velocidad  $v_{exp} \sim 90 \text{ km s}^{-1}$ . Por otro lado, los grumos se mueven a velocidades entre -13 a +113  $\text{km s}^{-1}$ . Smith et al. (1988) también concluyen que la mayoría de los grumos son probablemente eyectados antes de

que la estrella entrara a la fase WR.

Aunque Smith et al. (1988) sugieren que la etapa evolutiva previa de WR 40 fue una supergigante roja, Marston (1995) concluye que un escenario donde WR 40 fue previamente una LBV es más adecuado después al estimar la masa del material estelar eyectado de  $\sim 30 M_{\odot}$ .

Observaciones de  $[S II]$  de la cáscara y de uno de los grumos sugiere densidades electrónicas de  $n_e \simeq 200$  y  $500 \text{ cm}^{-3}$ , respectivamente, aunque los errores en las razones de  $[S II]$  implican incertidumbres considerables.

La Figura 5 muestra la SED infrarroja de RCW 58 obtenida de las observaciones mostradas en la Figura 4, así como uno de los modelos que estamos ajustando a las observaciones de esta nebulosa. A diferencia de M 1-67 esta el flujo integrado en las bandas de *Herschel*-SPIRE son límites superiores, debido a que como se observa en la Figura 4 el medio en el que se encuentra embebido la nebulosa es altamente inhomogéneo.

El modelo que se presenta en la Figura 5 consiste de una cáscara con un radio interno de  $2'$  y un radio externo de  $3.83'$  y cuya ley de potencias sigue la Ecuación (1) con  $\alpha = 2$ , y  $n_0 = 100 \text{ cm}^{-3}$ . Este modelo tiene una población de granos de polvo de  $0.03\text{--}0.8 \mu\text{m}$ . Aún falta terminar de encontrar un mejor ajuste a las observaciones debido a que como se observa en la figura tenemos un exceso considerable a  $\lambda = 70 \mu\text{m}$ .

Observaciones en el óptico muestran que los grumos están enriquecidos por N y He. De igual manera se calculan las abundancias en la cáscara, y se mide el flujo de  $H\beta$  de  $1.45 \times 10^{-14} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  (Esteban et al., 2016; Smith et al., 1988).

## 5. Trabajo a futuro

Entre las metas específicas establecidas en la presentación del proyecto aún faltan por completar los siguientes puntos:

1. Modelar la nebulosa alrededor de WR 16.

2. Comparar las diferentes propiedades entre las nebulosas analizadas (abundancias, tamaños de granos de polvo, mezcla con el ISM) para establecer diferencias y similitudes.
3. Investigar la posible evolución del polvo de las nebulosas estudiadas, después de que la estrella progenitora evolucione.
4. Investigar la importancia de factores como el medio ambiente, binariedad en la formación de polvo en estos objetos.

En enero concluimos tres semestres trabajando en este proyecto, con un artículo apunto de ser enviado para publicar los resultados obtenidos del análisis de M 1-67. Además, con el fin de mostrar los avances que se ha tenido con el proyecto hemos añadido al documento el cronograma que se presentó en el primer semestre de doctorado. En el cronograma exponemos las actividades que se han planeado realizar durante el doctorado a lo largo de los 8 semestres que conforman el plan de estudios:

#### Semestre 1:

- Revisión de literatura.
- Obtener y analizar los datos espectroscópicos y fotométricos de M 1-67.
- Visita al IA-UNAM sede Ensenada para trabajar con el código `pyCloudy` escrito por el Dr. Christophe Morisset.

#### Semestre 2:

- Revisión de literatura.
- Concluir el modelado de M 1-67.
- Redacción del artículo sobre M 1-67.

#### Semestre 3:

- Revisar la literatura para identificar y seleccionar otros candidatos a ser analizados, por ejemplo, las nebulosas alrededor de las estrellas WR 16 y WR 40 (RCW 58).

- Obtener las observaciones públicas de los nuevos candidatos.
- Presentar examen de candidatura.

#### Semestre 4:

- Comenzar el modelado de los nuevos candidatos.
- Comparar los resultados con los obtenidos para M 1-67.
- Asistir al congreso de estrellas masivas organizado por el Instituto de Estudios Avanzados de Dublín en Irlanda (Mayo 2020).

#### Semestre 5:

- Analizar teorías de formación y destrucción de polvo en el entorno de estrellas masivas.
- Plantear un contexto evolutivo de estrellas WN/LBV.
- Redacción del artículo para presentar los resultados las nebulosas WR seleccionadas.

#### Semestre 6:

- Redacción de Tesis

#### Semestre 7:

- Redacción de Tesis
- Asistir a congreso internacional para presentar resultados.

#### Semestre 8:

- Redacción de Tesis

## Referencias

- Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., 1989, *ApJ* , 345, 245
- Cherchneff I., 2013, in Kervella P., Le Berre T., Perrin G., eds, *EAS Publications Series Vol. 60*, *EAS Publications Series*. pp 175–184 ([arXiv:1303.2805](https://arxiv.org/abs/1303.2805)), doi:10.1051/eas/1360020

- Cohen M., Barlow M. J., 1975, *Astrophys. Lett.* , 16, 165
- Conti P. S., 1975, *Memoires of the Societe Royale des Sciences de Liege*, 9, 193
- Crowther P. A., 2007, *ARA&A* , 45, 177
- Crowther P. A., 2015, pp 21–26
- Eggenberger P., Maeder A., Meynet G., 2005, *A&A* , 440, L9
- Ekström S., et al., 2012, *A&A* , 537, A146
- Esteban C., Vilchez J. M., Smith L. J., Manchado A., 1991, *A&A* , 244, 205
- Esteban C., Mesa-Delgado A., Morisset C., García-Rojas J., 2016, *MNRAS* , 460, 4038
- Ferland G. J., et al., 2017, 53, 385
- Fernández-Martín A., Vilchez J. M., Pérez-Montero E., Candian A., Sánchez S. F., Martín-Gordón D., Riera A., 2013, *A&A* , 554, A104
- Gail H.-P., Duschl W. J., Ferrarotti A. S., Weis K., 2005, 332, 323
- Garcia-Segura G., Mac Low M.-M., 1995, *ApJ* , 455, 145
- Greenberg J. M., Li A., 1996, *A&A* , 309, 258
- Grosdidier Y., Moffat A. F. J., Acker A., 1998, *Ap&SS* , 260, 181
- Hamann W.-R., Gräfener G., Liermann A., 2006, *A&A* , 457, 1015
- Kharchenko N. V., Scholz R. D., Piskunov A. E., Röser S., Schilbach E., 2007, *Astronomische Nachrichten*, 328, 889
- Kochanek C. S., 2011, *ApJ* , 743, 73
- Langer N., Hamann W. R., Lennon M., Najjarro F., Pauldrach A. W. A., Puls J., 1994, *A&A* , 290, 819
- Luri X., et al., 2018, *A&A* , 616, A9
- Marchenko S. V., Moffat A. F. J., Crowther P. A., 2010, *ApJL* , 724, L90
- Marston A. P., 1995, *AJ* , 109, 1839
- Mathis J. S., Rimpl W., Nordsieck K. H., 1977, *ApJ* , 217, 425
- Meynet G., Maeder A., 2003, *A&A* , 404, 975
- Meynet G., Georgy C., Maeder A., Ekström S., Groh J. H., Barblan F., Song H. F., Eggenberger P., 2015, pp 183–188
- Minkowski R., 1946, *PASP* , 58, 305
- Moffat A. F. J., Lamontagne R., Seggewiss W., 1982, *A&A* , 114, 135
- Morisset C., 2014, in *Asymmetrical Planetary Nebulae VI Conference*. p. 62
- Nota A., Clampin M., Sirianni M., Greenfield P., Golimowski D. A., 1995, in van der Hucht K. A., Williams P. M., eds, *IAU Symposium Vol. 163, Wolf-Rayet Stars: Binaries; Colliding Winds; Evolution*. p. 78
- Podsiadlowski P., Ivanova N., Justham S., Rappaport S., 2010, *MNRAS* , 406, 840
- Renzo M., et al., 2019, *A&A* , 624, A66
- Reyes-Pérez J., Morisset C., Peña M., Mesa-Delgado A., 2015, *MNRAS* , 452, 1764
- Scicluna P., Siebenmorgen R., Wesson R., Blommaert J. A. D. L., Kasper M., Voshchinnikov N. V., Wolf S., 2015, *A&A* , 584, L10
- Sirianni M., Nota A., Pasquali A., Clampin M., 1998, *A&A* , 335, 1029
- Smith L. F., 1973, in Bappu M. K. V., Sahade J., eds, *IAU Symposium Vol. 49, Wolf-Rayet and High-Temperature Stars*. p. 15
- Smith L. F., Aller L. H., 1969, *ApJ* , 157, 1245
- Smith L. J., Pettini M., Dyson J. E., Hartquist T. W., 1988, *MNRAS* , 234, 625
- Solf J., Carsenty U., 1982, *A&A* , 116, 54

- St-Louis N., Sévigny M., Drissen L., Martin T., 2017, in Eldridge J. J., Bray J. C., McClelland L. A. S., Xiao L., eds, IAU Symposium Vol. 329, The Lives and Death-Throes of Massive Stars. pp 446–446, doi:10.1017/S1743921317003155
- Stock D. J., Barlow M. J., 2010, MNRAS , 409, 1429
- Toalá J. A., Guerrero M. A., Ramos-Larios G., Guzmán V., 2015, A&A , 578, A66
- Toalá J. A., et al., 2018, ApJL , 869, L11
- Vamvatira-Nakou C., Hutsemékers D., Royer P., Waelkens C., Groenewegen M. A. T., Barlow M. J., 2016, app, 588, A92
- van Buren D., McCray R., 1988, ApJL , 329, L93
- van der Hucht K. A., 2001, , 45, 135