

00386



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA
FACULTAD DE CIENCIAS

NEBULOSAS PLANETARIAS CON NÚCLEOS WOLF-RAYET

T E S I S
QUE PARA OBTENER EL GRADO DE:
DOCTOR EN CIENCIAS
(A S T R O N O M Í A)
P R E S E N T A :
SELENE BEATRIZ MEDINA CRESPO

DIRECTOR DE TESIS:
DRA. MIRIAM PEÑA CARDENAS

MÉXICO, D. F.



2004



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

Capítulo 1

Introducción

1.1. Panorama general de la evolución de las estrellas centrales de Nebulosas Planetarias

La teoría básica para describir la producción de nebulosas planetarias y la evolución de sus núcleos está relativamente bien entendida desde el trabajo pionero de Paczyński (1971).

Las nebulosas planetarias se forman a partir de estrellas de masas iniciales entre 0.8 y de 6 a 8 M_{\odot} que han evolucionado hasta completar el quemado de hidrógeno y helio en su interior a través de la fase de la Rama Asintótica de las Gigantes (*AGB*, por sus siglas en inglés) consistiendo entonces de un núcleo de carbono y oxígeno con masas entre $\sim 0.5 - 1 M_{\odot}$, rodeado por una capa delgada o envoltente de $\sim 10^{-2} M_{\odot}$ formada por dos cáscaras delgadas, la más interna quemando helio y la más externa quemando hidrógeno. Durante la fase de *AGB* se observa pérdida rápida de masa y esta es la razón por la que las masas de los núcleos resultantes de carbono son menores que las masas que tenían las estrellas al inicio de su evolución. Dupree (1986) observó que para estrellas supergigantes de clase espectral M, las tasas típicas de pérdida de masa son $\dot{M} \sim 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ con vientos con velocidades a grandes distancias de la estrella de $\sim 20 \text{ km s}^{-1}$.

Paczyński (1971) demostró que la evolución de estrellas de masa intermedia está esencialmente gobernada por la masa del núcleo y, en particular, existe una relación directa entre la luminosidad y la masa del núcleo estelar:

$$\frac{\mathcal{L}}{\mathcal{L}_{\odot}} \approx 6 \times 10^4 \left(\frac{\mathcal{M}_c}{\mathcal{M}_{\odot}} - 0.5 \right), \quad (1.1)$$

donde \mathcal{L} es la luminosidad medida y \mathcal{M}_c es la masa del núcleo.

Así que si la masa perdida por la estrella *AGB* deja intacto algún remanente de la cáscara de hidrógeno, entonces el efecto inmediato es que la pérdida de masa en la *AGB* no afecta la luminosidad de la estrella.

Cuando cesan los vientos intensos, las estrellas evolucionan hacia temperaturas efectivas mayores y empiezan a ionizar la materia perdida previamente en los vientos. La razón física de la salida de la *AGB* no se entiende aún del todo, ni tampoco se conoce la naturaleza de la fuente de energía (quemado de H o He) durante la evolución del núcleo de la nebulosa planetaria (Iben 1995). El estadio evolutivo siguiente es el de núcleo de nebulosa planetaria donde el quemado nuclear se apaga gradualmente. En el diagrama H-R la trayectoria a los núcleos de nebulosas planetarias sigue una traza evolutiva hacia temperaturas efectivas más calientes a luminosidad casi constante, para posteriormente torcer hacia la traza de enfriamiento de las enanas blancas.

1.2. Breve descripción de las estrellas del tipo Wolf-Rayet

En 1867, C. Wolf y G. Rayet descubrieron 3 estrellas de tipo espectral O en la constelación del Cisne cuyos espectros mostraban características anómalas ya que mostraban gran cantidad de líneas en emisión donde algunas aparecían con intensidades y anchos excesivos. A estas estrellas se les conoce hoy en día como estrellas Wolf-Rayet (W-R).

El análisis posterior de estos objetos ha mostrado que, en general, son estrellas muy calientes (con temperaturas efectivas en promedio de unos 30 000 K) y muy luminosas (con magnitudes absolutas desde -4.5 hasta -6.5) y cuyos espectros muestran características conspicuas.

Sus espectros muestran líneas en emisión excesivamente intensas y anchas de He I, He II, C III, C IV, N III, N V, O V y O VI. Las líneas anchas en emisión tienen a menudo líneas más angostas de absorción superimpuestas, pero desplazadas al azul. Estas observaciones se ajustan a una interpretación de atmósferas estelares expandiéndose a velocidades mayores o iguales a 1000 km s^{-1} y a este tipo de perfiles se les conoce como *P Cisne*.

Se deduce que son estrellas jóvenes de Población I por su asociación a estrellas OB en cúmulos abiertos, en Regiones HII y como compañeras binarias de estrellas O y B. De hecho, casi todas las estrellas WR se encuentran en sistemas binarios y se ha calculado que tienen masas de 10 a 40 M_{\odot} .

Son estrellas ricas en helio y deficientes en hidrógeno; de sus abundancias se han distinguido tres clases principales: a) Estrellas WC, que muestran sobreabundancia de carbono donde sus espectros están dominados con emisiones de carbono, helio y oxígeno llegando hasta las especies C_{IV} y O_{IV}, pero que no muestran líneas de hidrógeno ni de nitrógeno; b) Estrellas WN, que muestran exceso de nitrógeno y en cuyos espectros dominan las líneas desde N_{III} hasta N_V y sus espectros están dominados por líneas de helio y nitrógeno aunque también muestran líneas de carbono, silicio e hidrógeno; c) Estrellas WO, las cuales son más raras que las estrellas de clases WC y WN; sus espectros son parecidos a los de las WC, excepto que las líneas de oxígeno son más predominantes y muestran una tendencia a exhibir líneas de especies de alta ionización.

Estas tres clases espectrales se subdividen a su vez en subclases en base a criterios que consideran los cocientes de intensidad de algunas líneas específicas del espectro estelar y corresponden a una clasificación por ionización. Las estrellas WC que muestran especies de alta ionización (He II, C_{IV} y O_{VI}) se designan como WC2 a WC4 (WO1 a WO4 en el caso de las WO) y son llamadas *tempranas*, mientras que las que muestran especies de baja ionización (He I y C II) se designan como WC6 a WC9 y son llamadas *tardías*. Así mismo, en el caso de las WN, las *tempranas* son aquellas que exhiben emisión de especies de alta ionización (He II, N_V y O_V) y se designan como WN2 a WN5, mientras que las *tardías* son aquellas que muestran líneas de especies de baja ionización (He I y N III) y se clasifican como WN6 a WN9.

Parece ser que las clases WC y WN representan un estadio evolutivo particular y los dos tipos resultan de diferencias reales en abundancia y no por diferencias en excitación.

Son inicialmente estrellas calientes y masivas que sufren una pérdida extrema de masa mediante un viento estelar intenso. Este viento se acelera desde bajas velocidades cerca de la superficie de la estrella a velocidades mayores que la velocidad de escape. De esta forma la estrella pierde sus capas externas revelando interiores con composiciones químicas muy modificadas por las reacciones nucleares en el interior estelar. Se ha sugerido que en las estrellas WN vemos productos del ciclo CNO de quemado de hidrógeno, mientras que las WC son estrellas que ya pasaron por quemado de helio, por

lo que podríamos estar viendo ya sea el núcleo de la estrella o, más probablemente capas convectivas intermedias enriquecidas con productos sintetizados en el núcleo. Las tasas observadas de pérdida de masa son, típicamente de más de $10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$. En el caso de las estrellas masivas la pérdida de masa llega a ser una fracción importante de la masa estelar afectando la evolución de la estrella.

El viento genera posteriormente una atmósfera extendida en expansión del tamaño de varios radios estelares. La velocidad máxima promedio del material en los vientos de estrellas WR (llamada velocidad terminal) tiene valores que van de 800 km s^{-1} hasta más de 3000 km s^{-1} y supera la velocidad de escape de la superficie de la estrella.

1.3. Las estrellas centrales de Nebulosas Planetarias del tipo [WC]

La mayoría de las estrellas que evolucionan a través de la *AGB* permanecen con superficies ricas en hidrógeno y muestran composiciones químicas cercanas a la solar, sin embargo una fracción considerable, alrededor de un 20 %, de las estrellas centrales de nebulosas planetarias muestran composiciones deficientes en hidrógeno (Méndez 1991). La estructura y evolución de esta fracción sigue siendo enigmática.

Miembros importantes de la población deficiente en hidrógeno son las llamadas estrellas centrales de Nebulosas Planetarias de tipo Wolf-Rayet (en adelante denotadas [WR], siguiendo la notación hecha por van der Hucht *et al.* 1981), con abundancias superficiales típicas de (He, C, O) = (33, 50, 17) por ciento, por masa (Hamann 1997; Koesterke & Hamann 1997b), por lo que han sido clasificadas con tipos espectrales de la secuencia del carbono [WC], siguiendo la clasificación para estrellas Wolf-Rayet de Población I. Notablemente no se encuentran estrellas centrales [WR] de la secuencia del nitrógeno.

Además de sus exóticas abundancias, las [WR] muestran vientos estelares fuertes con tasas de pérdida de masa de $\sim 10^{-6} M_{\odot}/\text{año}$ y velocidades terminales del viento del orden de $\sim 10^3 \text{ km s}^{-1}$, pero aparte de eso no se distinguen significativamente del resto de las estrellas centrales de Nebulosas Planetarias (Górny & Stasińska 1995; Tylenda 1996) y se espera que tengan la misma masa promedio de $\sim 0.6 M_{\odot}$ (Szczerba *et al.* 1998).

Otro dato curioso de las estrellas centrales [WR] es que solamente presentan tipos espectrales muy calientes [WC 2] a [WC 4-5] (en promedio $T_* \geq 100\,000$ K, llamadas estrellas tempranas o [WC]-*early*, [WCE]) o tipos espectrales fríos [WC 8] a [WC 12], con una temperatura efectiva promedio de $T_* \sim 30\,000$ K. Estas estrellas son llamadas tardías o [WC]-*late* ([WCL]). Hay muy pocos objetos clasificados en los tipos intermedios [WC 5-7] (Tylenda *et al.* 1993), mientras que las Wolf-Rayet masivas presentan mayormente tipos intermedios, y pocos objetos en los tipos extremos.

Los modelos estándares de evolución estelar predicen estrellas post-AGB ya sea con superficies ricas en hidrógeno (Blöcker 1995) o, si son deficientes en hidrógeno, que muestren sólo un pequeño porcentaje de oxígeno en sus fotosferas (Iben & McDonald 1995), por lo que todavía hacen falta modelos apropiados para las [WR]. De hecho, los modelos de estrellas en la fase de quemado de helio (Wood & Faulkner 1986; Vassiliadis & Wood 1994) mantienen una capa externa delgada rica en hidrógeno, como fue enfatizado por Górný & Tylenda (2000).

Algunos de los escenarios evolutivos que han sido propuestos hasta ahora para producir estrellas deficientes en hidrógeno de tan baja masa pueden encontrarse principalmente en los trabajos realizados por Blöcker (2001) y Herwig (2001). Hasta ahora existen 3 propuestas:

El primer escenario supone que las [WR] se forman por un pulso térmico muy tardío, *flash* final de helio en la cáscara mientras la estrella se encuentra en su fase de enfriamiento durante su evolución post-AGB, llamado escenario *born-again* (Iben *et al.* 1983), que la lleva de regreso a la AGB.

Un segundo escenario supone que las [WR] emergen directamente de la AGB, debido a un pulso térmico inmediatamente antes que la estrella salga de la AGB.

El tercer escenario es similar al anterior, solo que en este caso el pulso térmico ocurre cuando la estrella cruza el diagrama H-R a luminosidad constante.

Los dos últimos escenarios han resultado más satisfactorios y son los que más se ajustan a las evidencias observacionales (Górný & Tylenda 2000; Blöcker 2001). El escenario *born-again* no puede explicar la mayoría de las [WR], como lo mostraron Górný & Tylenda (2000). La alta abundancia de carbono observada en estas estrellas implica que ha ocurrido un mezclado en lo profundo (Herwig *et al.* 1997; 1998).

Recientemente se ha propuesto una secuencia evolutiva para las estre-

llas centrales [WC] que trata de emular la secuencia evolutiva de las estrellas masivas Wolf-Rayet de Población I de la secuencia del carbono. Según esta secuencia, la evolución va desde las estrellas tardías a las tempranas. Esquemáticamente la evolución sería como sigue: [WC 11–12] → [WC 8] → [WC 2–4] → PG 1159 → *WD*, donde PG 1159 constituyen un tipo de estrellas en etapa pre-Enana Blanca con superficies deficientes en H y que terminan su vida en la etapa de Enanas Blancas (*WD*, por sus siglas en inglés) de helio.

Esta secuencia evolutiva propuesta para las estrellas [WC] se basa en el análisis de las atmósferas estelares de estrellas [WC] con modelos fuera del estado de equilibrio termodinámico local (*No-LTE*) que reproducen los espectros estelares observados (Hamann 1997; Leuenhagen & Hamann 1998) y en las propiedades nebulares de las nebulosas planetarias alrededor de estrellas [WC] (Acker *et al.* 1996). Górný & Tylenda (2000) dieron otros argumentos observacionales a favor de la existencia de tal secuencia evolutiva. De Marco (2003) ha proporcionado más razones observacionales y teóricas para la existencia de la secuencia evolutiva, aunque esta propuesta se encuentra aún en debate.

1.4. Las Nebulosas Planetarias con núcleos de los tipos [WR] y *WELS*

Las nebulosas planetarias con estrellas centrales del tipo [WR] (en adelante denotadas como WRPNe) se distinguen de otras nebulosas planetarias no-WR (denotadas en adelante simplemente como PNe) por los espectros estelares de sus núcleos. Hay numerosas e intensas líneas anchas en emisión de helio, carbono y oxígeno y virtualmente ningún signo de presencia de hidrógeno en los espectros estelares de las primeras. Aún así, las estrellas [WR] no son los únicos núcleos rodeados por una nebulosa caliente que muestran líneas en emisión en sus espectros. Existen también las llamadas “estrellas de líneas en emisión débiles” (en adelante denotadas como *WELS*, por sus siglas en inglés; Tylenda *et al.* 1993) que presentan líneas más débiles y angostas que las líneas observadas en las [WR]. A las nebulosas planetarias cuyos núcleos son del tipo *WELS*, se les denotará en adelante WLPNe.

Entre las 350 nebulosas planetarias galácticas con continuo estelar medido y más de las 1000 nebulosas planetarias con espectroscopía nebulosa disponible (Tylenda *et al.* 1993; Górný & Stasińska 1995; Peña *et al.* 1998;

2001), menos del 15% tienen núcleos que presentan características Wolf-Rayet. Estas WRPNe han sido recientemente objeto de mucha atención ya que, como se mencionó en la sección anterior, plantean un problema para la teoría de evolución de estrellas centrales de nebulosas planetarias. Ver por ejemplo Górný & Stasińska (1995); Crowther *et al.* (1998); Górný & Tylenda (2000); Górný *et al.* (2001) y algunos artículos publicados por nosotros, que contienen resultados parciales del trabajo presentado en esta tesis.

Górný & Stasińska (1995) encontraron que las propiedades físicas y abundancias químicas de las WRPNe no mostraban diferencias comparadas con las propiedades de las nebulosas planetarias alrededor de estrellas no-WR, excepto en sus velocidades de expansión. Desde entonces hasta ahora, Peña *et al.* (2001) reportaron un comportamiento inesperado de los cocientes de temperatura electrónica $[O III]/[N II]$ para las WRPNe que parece no encontrarse en las PNe (ver también Capítulo 3 de esta tesis). Además, Górný *et al.* (2001) han encontrado que en un diagrama infrarrojo ($H - K$) *vs.* ($J - H$), las WRPNe se distribuyen en una zona mayor que las PNe lo cual refleja, probablemente mejor, las diferencias en las propiedades estelares y del polvo que las diferencias en las características nebulares. Recientemente, Acker *et al.* (2002) han concluido que las WRPNe muestran mayor turbulencia, aunque muestran velocidades de expansión similares a las PNe. Este resultado es discutible y presentamos algunos resultados diferentes en el Capítulo 4 y en Medina *et al.* (2005a).

En cuanto a la secuencia evolutiva propuesta por diferentes autores, Parthasarathy *et al.* (1998) sostienen que las *WELS* son un estadio intermedio entre las estrellas [WC] y las PG 1159. Sin embargo, Peña *et al.* (2001) y Medina *et al.* (2005a) (ver también Capítulos 3 y 4 de esta tesis) han argumentado que las nebulosas planetarias alrededor de las *WELS* son más similares a las nebulosas planetarias no-WR que a las WRPNe y consideran dudosa la propuesta de Parthasarathy *et al.* (1998).

Más aún, no todas las WRPNe se ajustan a esta propuesta de secuencia evolutiva de sus núcleos, ya que 5 WRPNe con estrellas centrales de tipo tardío, K 2-16, M 4-18, He 2-459, He 2-99 y NGC 40, muestran nebulosas con densidades demasiado bajas como para pertenecer a tal escenario, ya que se espera que las nebulosas más jóvenes –y, por consiguiente, con estrellas centrales de tipos espectrales más tardíos– sean de alta densidad. Ésto ha llevado a sugerir que podrían tener una condición evolutiva diferente¹. Otro

¹De acuerdo a nuestros datos, NGC 40, M 4-18 y He 2-459 podrían, de hecho, pertenecer

argumento en contra es que la abundancia de carbono en el viento de las estrellas [WC] disminuye al decrecer el tipo espectral (Hamann 1997), mientras que se esperaría lo contrario, al menos a partir de consideraciones simples. Este resultado ha sido puesto en duda por De Marco & Barlow (2001)

Además, Peña *et al.* (1998) y De Marco & Crowther (1999) han mostrado que las nebulosas planetarias con núcleos del mismo tipo [WC] pueden tener propiedades nebulares muy diferentes (morfologías, abundancias químicas, etc.) sugiriendo que estrellas de masas iniciales muy diferentes pueden pasar por el mismo estadio [WC]. Finalmente, se sabe que el fenómeno Wolf-Rayet varía, al menos en algunos pocos casos (Peña *et al.* 1997a; Werner *et al.* 1992). Así, no resulta obvio que las estrellas que ahora aparecen como [WC 2-3] antes fueran de tipo [WC] tardío.

1.5. Nuestro trabajo

Con el fin de estudiar el fenómeno [WR] y el efecto del viento estelar masivo sobre la nebulosa planetaria, así como intentar resolver algunas de la controversias planteadas arriba, un grupo de investigadores y la sustentante de esta tesis iniciamos, en 1995, una serie de observaciones sistemáticas de WRPNe, obteniendo datos espectroscópicos de alta dispersión de las nebulosas y sus núcleos. Pretendíamos reunir un conjunto homogéneo de datos para estudiar la naturaleza y evolución de las WRPNe. Una de las ventajas de la alta dispersión es que es posible distinguir las líneas estelares y nebulares de manera segura. Esto es esencial para nebulosas compactas que rodean estrellas de tipos tardíos, donde las líneas estelares podrían afectar los diagnósticos nebulares en caso contrario. La descripción de las observaciones y de nuestra muestra se presenta en el Capítulo 2.

Los primeros resultados de este esfuerzo fueron publicados por Peña *et al.* (1998), donde se analizó una muestra de nebulosas de muy alto grado de excitación ionizadas por estrellas centrales [WC 2-3] utilizando modelos computarizados detallados de fotoionización para cada objeto. Posteriormente, se reportaron intensidades de líneas, condiciones físicas y composición química para 34 WRPNe incluídas algunas nebulosas planetarias con estrellas centrales del tipo *WELS* (Peña *et al.* 2001). Este trabajo se detalla en el Capítulo 3, donde se presenta el procedimiento del diagnóstico del plasma realizado

a esta secuencia (ver Capítulo 3.)

para los objetos de nuestra muestra y el análisis y discusión de los resultados obtenidos.

Además, nuestros datos de alta dispersión nos permitieron realizar un análisis del comportamiento cinemático y dinámico de 24 WRPNe de nuestra muestra total con el propósito de estudiar los efectos del viento masivo de las estrellas [WC] sobre la cáscara nebular. Analizamos los diferentes fenómenos cinemáticos que afectan los perfiles nebulares: velocidades de expansión, turbulencia y material de alta velocidad. En particular, abordamos el problema de si las WRPNe presentan mayores velocidades de expansión y/o turbulencia en comparación con las nebulosas planetarias no-WR. Para realizar este análisis incluimos una muestra de 14 PNe ordinarias (de núcleos no-WR ni *WELS*) la cual nos sirve como muestra de control para confirmar que cualquier tendencia encontrada para las WRPNe es verdadera y que no es producto de un efecto instrumental. 9 WLPNe han sido consideradas también en el análisis. Estos análisis sobre la cinemática y la dinámica de las WRPNe se encuentran en los Capítulos 4 y 5 respectivamente y están en proceso de ser publicados (Medina *et al.* 2005a,b).

Finalmente, en el Capítulo 6 se hace una discusión global sobre los resultados obtenidos y se dan las conclusiones derivadas por este trabajo.

Además, se han incluido 6 Apéndices que contienen información adicional que se usó para realizar el análisis de las WRPNe. El Apéndice A contiene una breve discusión individual de algunos objetos que por alguna razón nos parecen peculiares y que consideramos importante el hacer una mención aparte del estudio estadístico global que es el motivo de esta Tesis. El Apéndice B presenta los espectros combinados y calibrados de los objetos WRPNe observados. La tabla que enlista los flujos desenojados medidos de las líneas con respecto a $H\beta$ se presenta en el Apéndice C, junto con información adicional tal como el diámetro aparente nebular, el coeficiente de desenojamiento utilizado, así como las abundancias iónicas derivadas para cada uno de los objetos. También se presentan (Apéndice D) los diagramas bidimensionales posición-velocidad ($p-v$) para las líneas $He\text{II } \lambda 4686$, $H\beta$, $[\text{O III}]\lambda 5007$, $[\text{N II}]\lambda 6584$, que fueron utilizadas para realizar el estudio cinemático de las nebulosas y los perfiles extraídos de estas líneas. En el Apéndice E se presentan las trazas evolutivas utilizadas para el análisis dinámico de las nebulosas, así como los diagramas H-R obtenidos para los objetos analizados. Finalmente, en el Apéndice F se incluyen los artículos realizados a partir de los datos que se obtuvieron entre 1995 y 2000 para realizar esta Tesis.

Capítulo 2

Las observaciones

2.1. La muestra observada

Nuestra muestra total consta de 47 objetos y está compuesta por 24 WRPNe, 9 WLPNe y 14 no-WRPNe.

Las 24 WRPNe estudiadas corresponden aproximadamente a un 60 % del total de WRPNe conocidas hasta ahora, de las cuales 15 tienen una estrella central [WR] de la secuencia del carbono de tipo espectral temprano ([WCE]) y 8 tienen un tipo espectral tardío ([WCL]). También hemos observado una de las dos WRPNe con estrella [WC] de tipo intermedio ([WC6]) conocidas a la fecha de iniciar este trabajo.

Los tipos espectrales de las estrellas centrales [WC] se tomaron de la literatura y se muestran en las Tablas 4.1 y C.1 (Capítulo 4 y Apéndice C, respectivamente). A las estrellas centrales de tipo *WELS* que no contaban con una clasificación espectral previa, se les asignó un tipo espectral tentativo usando los criterios de clasificación de las estrellas [WC] propuestos por van der Hucht *et al.* (1981), Méndez & Niemela (1982) y Hu & Bibó (1990), los cuales están basados en la intensidad relativa de las líneas C IV $\lambda 5805$ y C III $\lambda 5695$ y las líneas O V $\lambda 5598$, O VI $\lambda 5290$ y O VII $\lambda 5670$ en el óptico. Estos criterios dependen casi exclusivamente de la temperatura estelar, por lo que el tipo espectral es un reflejo directo de la temperatura de la estrella [WC].

Se incluyeron 9 WLPNe debido a que, como se mencionó en la Introducción, las estrellas *WELS* han sido consideradas por algunos grupos de investigación como un estadio intermedio entre las [WCE] y las [WCL] y, finalmente, se incluyeron 14 nebulosas planetarias ordinarias, es decir neb-

ulosas planetarias cuyas estrellas centrales no son de tipo [WC] o *WELS*, para contar con una muestra de control que nos permitiera determinar las tendencias reales en el comportamiento de las WRPNe eliminando posibles efectos instrumentales. La lista total de objetos observados se encuentra en la descripción de las observaciones que se presenta en la Tabla 2.1.

Para la muestra total se obtuvieron espectros *echelle* de alta dispersión, los cuales proporcionan información tanto de las nebulosas como de sus estrellas centrales. A continuación se presentan con detalle las características de las observaciones realizadas.

2.2. Programa de observación y reducción de datos

Todas las observaciones se obtuvieron sistemáticamente con el telescopio de 2.1 metros del Observatorio Astronómico Nacional ubicado en la Sierra de San Pedro Mártir, B.C., México. Este telescopio tiene un diseño Ritchey-Chretien el cual, usando un espejo secundario de configuración $f/7.5$, da una escala de placa de $13.03''/\text{mm}$. Como los límites en declinación del telescopio son de $+69^\circ$ y -40° , solamente se observaron aquellas WRPNe cuyas declinaciones estuvieran en ese intervalo, con lo cual nuestra muestra quedó finalmente constituida por 24 WRPNe, más las 9 WLPNe y 14 PNe normales mencionadas en la sección anterior.

Las observaciones consistieron en espectros de alta dispersión ($0.2 - 0.3 \text{ \AA}$ por pixel) usando el espectrógrafo echelle REOSC con una rejilla de 300 líneas/mm. Esto nos permitió obtener unos intervalos amplios de longitud de onda en una sola configuración tales como $3500 - 6650 \text{ \AA}$ y $3360 - 7360 \text{ \AA}$, dependiendo del detector usado. Así, fue posible obtener al menos desde el doblete $[\text{O II}]\lambda 3726, 3729$ hasta $\text{H}\alpha$ e incluso llegando, algunas veces, al doblete $[\text{S II}]\lambda 6717, 6731$ en un solo espectro.

Los espectros fueron adquiridos durante las siguientes temporadas de observación: 29-31 de Julio de 1995 y 14-17 de Junio de 1996 utilizando el detector CCD Tektronix de 1024×1024 pixeles de $24\mu\text{m} \times 24\mu\text{m}$ cada uno, dando una dispersión espectral promedio de 0.3 \AA y un ancho instrumental de 18 km/s con un ancho de rendija de $150\mu\text{m}$. Posteriormente se utilizó el CCD Thomson de 2048×2048 pixeles de $14\mu\text{m} \times 14\mu\text{m}$ cada uno, dando una dispersión de 0.2 \AA y 14 km/s de ancho instrumental con un ancho de rendija

de $150\mu\text{m}$, para las temporadas de observación: 3-4 de Agosto de 1997, 11-14 de Diciembre de 1998, 4-7 de Octubre de 1999 y 1-3 de Noviembre de 2000.

Además, siempre se usó una máscara de 1 mm para reducir el largo de la rendija, de manera que ésta cubría un tamaño angular de $13''3$ en el plano del cielo.

Se tomaron al menos dos observaciones consecutivas para cada objeto en cada temporada de observación, con tiempos de exposición de 2 a 15 minutos para obtener una buena señal a ruido (S/N) para las líneas débiles manteniendo a las más intensas libres de saturación. La rendija del espectrógrafo siempre se mantuvo orientada en dirección este-oeste y centrada sobre la estrella central, aunque los objetos extendidos nos permitieron mover la rendija en diferentes posiciones a través de las nebulosas. En la Tabla 2.1 se muestra la lista de los objetos observados, las fechas de observación y la descripción general de los parámetros instrumentales de éstas.

Para la reducción de los espectros se utilizó el paquete IRAF¹. Éste incluye sustracción estándar de *bias* y corrección por campo plano para todos los espectros. Para este fin, se tomaron por lo menos 10 imágenes *bias* y 6 campos planos cada noche en todas las temporadas de observación. Los espectros fueron extraídos de la región central, usando una ventana de extracción de $4'' \times 13''$, por lo que los espectros incluyen ambas componentes, la estelar y nebular.

Teniendo al menos dos espectros consecutivos de cada objeto de la muestra y una vez corregidos por *bias* y por campo plano y extraídos, éstos se combinaron para mejorar la S/N en cada objeto antes de realizar las calibraciones por longitud de onda y flujo.

La calibración en longitud de onda se realizó mediante espectros de una lámpara de Th-Ar en todos los intervalos espectrales. En un espectro echelle la resolución espectral es diferente en cada orden, siendo más alta en el extremo azul y decreciendo hacia el extremo rojo del espectro ($\mathcal{R} = \lambda/\delta\lambda$).

Para calibrar en flujo se usaron las estrellas estándares espectrofotométricas de la lista de Hamuy *et al.* (1992), las cuales fueron observadas a lo largo de todas las noches en todas las temporadas de observación.

Una vez extraídos y calibrados, los espectros obtenidos en la misma noche con las mismas condiciones instrumentales mostraron diferencias menores del 5% bajo condiciones fotométricas, mientras que los espectros obtenidos en

¹IRAF es distribuido por NOAO, el cual es operado por AURA, Inc. bajo contrato con el NSF.

diferentes fechas presentan diferencias mayores. Debido a esto, la incertidumbre en la medida de las intensidades de las líneas fue estimada a partir de la medida de S/N y las diferencias entre las medidas tomadas de espectros del mismo objeto tomados en fechas diferentes. Los espectros combinados, extraídos y calibrados de todos los objetos de la muestra se presentan en el Apéndice B.

2.3. Tratamiento de las líneas

2.3.1. Medición de los flujos

Una vez calibrados los espectros, se midieron los flujos de las líneas nebulares en emisión ajustando gaussianas en aquellas líneas donde una o dos gaussianas se ajustaban correctamente. En aquellos casos en donde la línea mostraba un perfil que no podía ajustarse utilizando una o dos gaussianas, se midió toda el área bajo la curva y a ésta se la tomó como el flujo integrado de tal línea.

Los flujos observados de las líneas fueron corregidos por enrojecimiento de acuerdo a la expresión:

$$\log \frac{I(\lambda)}{I(H\beta)} = \log \frac{F(\lambda)}{F(H\beta)} + c(H\beta) f_{\lambda},$$

donde $I(\lambda)$ y $F(\lambda)$ son los flujos desenrojecidos y observados respectivamente, $c(H\beta)$ es la corrección logarítmica de desenrojecimiento para $H\beta$ y f_{λ} es la ley de extinción. Para esta última, se empleó la realizada por Seaton (1979). El valor de $c(H\beta)$ fue derivado del decremento de Balmer suponiendo el caso B de recombinación (Hummer & Storey 1987) para cada objeto. En la Tabla C.1 (Apéndice C) y en la Tabla 2 de Peña *et al.* (2001) se presentan los flujos desenrojecidos relativos a $H\beta$ de las líneas nebulares en emisión más importantes para cada objeto de la muestra así como los valores obtenidos de $c(H\beta)$.

Las intensidades de las líneas más brillantes (flujos observados mayores que $\sim 10^{-14}$ erg cm⁻² s⁻¹) tienen un error del 10 %, en su mayoría. Las líneas con flujos observados de $1 - 5 \times 10^{-15}$ erg cm⁻² s⁻¹ tienen errores entre el 20 y 30 %. Los datos en la Tabla C.1 marcados con dos puntos tienen incertidumbres mayores que el 50 %.

La Tabla C.1 y la Tabla 2 de Peña *et al.* (2001) también muestran el diámetro nebuloso aparente en segundos de arco (tomado de Acker *et al.* 1992) y el flujo integrado de $H\beta$ y el tipo espectral de las estrellas centrales: wc y wl para las estrellas tipo [WC] y *WELS* respectivamente y pn para las estrellas centrales ordinarias (no-WR).

Tabla 2.1: Descripción de las observaciones

PN G	Nombre	Fecha (d/m/a)	Descripción observacional	PN G	Nombre	Fecha (d/m/a)	Descripción observacional
001.5 – 06.7	SwSt 1	03/08/97	3	100.6 – 05.4	IC 5217	04/10/99	3
002.4 + 05.8	NGC 6369	29/07/95	1	103.7 + 00.4	M 2-52	02/11/00	3
		31/07/95	1	104.4 – 01.6	M 2-53	01/11/00	3
		15/06/96	2			02/11/00	3
002.2 – 09.4	Cn 1-5	17/06/96	2	118.0 – 08.6	Vy 1-1	02/11/00	3
003.1 + 29.4	Hb 4	14/06/96	2	120.0 + 09.8	NGC 40	13/12/98	3
004.9 + 04.9	M 1-25	17/06/96	2	130.2 + 01.3	IC 1747	30/07/95	1
006.8 + 04.1	M 3-15	17/06/96	2			31/07/95	1
009.4 – 05.0	NGC 6629	04/08/97	3			13/12/98	3
010.8 – 01.8	NGC 6578	14/06/96	2	133.1 – 08.6	M 1-2	01/11/00	3
011.9 + 04.2	M 1-32	14/06/96	2			02/11/00	3
011.7 – 00.6	NGC 6567	04/08/97	3	144.5 + 06.5	NGC 1501	13/12/98	3
012.2 + 04.9	PM 1-188	03/08/97	3			04/10/99	3
013.7 – 10.6	YC 2-32	02/11/00	3	146.7 + 07.6	M 4-18	13/12/98	3
017.9 – 04.8	M 3-30	17/06/96	2	147.4 – 02.3	M 1-4	03/11/00	3
027.6 + 04.2	M 2-43	17/06/96	2	159.0 – 15.1	IC 351	11/12/98	3
029.2 – 05.0	NGC 6751	03/08/97	3	161.2 – 14.8	IC 2003	04/10/99	3
037.7 – 34.5	NGC 7009	01/11/00	3	166.1 + 10.4	IC 2149	13/12/98	3
048.7 + 01.9	He 2-429	04/10/99	3	194.2 + 02.5	J 900	02/11/00	3
061.4 – 09.5	NGC 6905	29/07/95	1	196.6 – 10.9	NGC 2022	02/11/00	3
		31/07/95	1	215.2 – 24.2	IC 418	12/12/98	3
		14/06/96	2			13/12/98	3
		17/06/96	2	221.3 – 12.3	IC 2165	03/11/00	3
064.7 + 05.0	BD+30° 3639	04/08/97	3	243.3 – 01.0	NGC 2452	12/12/98	3
		04/10/99	3			13/12/98	3
		03/08/97	3	243.8 – 37.1	PRTM 1	12/12/98	3
068.3 – 02.7	He 2-459	04/10/99	3			13/12/98	3
		02/11/00	3			14/12/98	3
084.9 – 03.4	NGC 7027	30/07/95	1	294.1 + 43.6	NGC 4361	04/10/99	3
089.0 + 00.3	NGC 7026	31/07/95	1	352.9 + 11.4	K 2-16	30/07/95	1
		13/12/98	3			14/06/96	2
		30/07/95	1			03/08/97	3
096.4 + 29.9	NGC 6543	31/07/95	1	356.2 – 04.4	Cn 2-1	04/08/97	3
		15/06/96	2				
		14/12/98	3				
096.3 – 02.3	K 3-61	04/10/99	3				

Descripciones Observacionales:

- (1) CCD de 1024×1024 , $24 \times 24 \mu\text{m}^2$ pixeles, $3600 - 6700 \text{ \AA}$, rendija $4'' \times 13''$, res. $\sim 0.3 \text{ \AA}$.
(2) CCD de 1024×1024 , $24 \times 24 \mu\text{m}^2$ pixeles, $3500 - 6650 \text{ \AA}$, rendija $4'' \times 13''$, res. $\sim 0.3 \text{ \AA}$.
(3) CCD de 2048×2048 , $14 \times 14 \mu\text{m}^2$ pixeles, $3360 - 7360 \text{ \AA}$, rendija $4'' \times 13''$, res. $\sim 0.2 \text{ \AA}$.

2.3.2. Anchos de las líneas

Con el objeto de analizar el comportamiento cinemático de las nebulosas se midieron los anchos de la líneas de H I ($H\beta$), He I $\lambda 5876$, He II $\lambda 4686$, [O II] $\lambda 3729$, [O III] $\lambda 5007$ y [N II] $\lambda 6584$.

Las líneas en emisión a una frecuencia o longitud de onda dada no son infinitamente delgadas, sino que tienen un ancho natural debido al principio de incertidumbre y hace que los fotones emitidos por un mismo proceso sigan una distribución alrededor de un valor medio. Sin embargo, normalmente el ancho natural de la línea es mucho menor que el ensanchamiento producido por los instrumentos ópticos y electrónicos con los que se obtienen las observaciones.

La velocidad correspondiente al ancho térmico para cualquier ión, puede expresarse como (Osterbrock 1989):

$$V_{th} = \sqrt{2kT_e/m},$$

donde T_e es la temperatura electrónica del gas en grados Kelvin y m es la masa atómica en gramos. Si expresamos la misma ecuación con T_e en unidades de 10^4 K y m en unidades de masa atómica, que denotaremos como A , entonces:

$$V_{th} = 21.4 \sqrt{T_{10^4}/A} \text{ (km s}^{-1}\text{)}.$$

Por lo tanto el ancho térmico es, para el hidrógeno:

$$V_{th}(H) = 21.4 \sqrt{T_{10^4}} \text{ (km s}^{-1}\text{)},$$

para el oxígeno:

$$V_{th}(O) = 5.35 \sqrt{T_{10^4}} \text{ (km s}^{-1}\text{)},$$

para el helio:

$$V_{th}(He) = 10.7 \sqrt{T_{10^4}} \text{ (km s}^{-1}\text{)},$$

y para el nitrógeno:

$$V_{th}(N) = 5.72 \sqrt{T_{10^4}} \text{ (km s}^{-1}\text{)}.$$

La temperatura electrónica usada para determinar el ancho térmico de las líneas, en cada objeto, fue la derivada para [O III] y se muestra en la Tabla 3.1. La determinación de la temperatura electrónica se describe con mayor detalle en la sección 3.1.1.

Para descontar el ancho instrumental ΔV_{inst} , éste se midió a partir del FWHM de las líneas de la lámpara de comparación. Se supone que ambos efectos contribuyen al ancho total en cuadratura, por lo que se corrigieron de la siguiente manera:

$$\Delta V_o = \sqrt{(\Delta V_m)^2 - (\Delta V_{inst})^2 - (\Delta V_{th})^2},$$

donde ΔV_m es el ancho a media potencia medido de la línea, ΔV_{inst} es el ancho instrumental, y ΔV_{th} es el ancho térmico. ΔV_o es el ancho a media potencia corregido de la línea. Todos estos anchos están en unidades de km s^{-1} .

Los anchos de línea individuales se presentan en la Tabla 4.3 e incluyen, por lo tanto, la velocidad de expansión, componentes turbulentas o de alta velocidad en el gas, o la existencia de estructuras de densidad en las nebulosas. El análisis cinemático se presenta en el Capítulo 4 (ver también Medina *et al.* 2005a).

Capítulo 3

Diagnóstico del plasma de las WRPNe

3.1. Introducción

3.1.1. Temperaturas electrónicas

La temperatura del gas ionizado se identifica con la temperatura cinética de los electrones que están excitando al gas, llamada *temperatura electrónica* (T_e) la cual, en una nebulosa en equilibrio térmico, está determinada por el equilibrio entre los procesos de calentamiento y enfriamiento. En condiciones de equilibrio de energía, todos los procesos de ganancia de energía están balanceados por todos los procesos de pérdida de energía.

El mecanismo principal de ganancia de energía (calentamiento) en nebulosas fotoionizadas es la fotoionización de H y He, mientras que los mecanismos principales de pérdida de energía (enfriamiento) son: recombinación de H y He, radiación libre-libre de H y He y excitación colisional de niveles ligados de baja energía de los iones abundantes de elementos pesados, principalmente C, N y O (Spitzer 1977).

El proceso de enfriamiento más eficiente es la emisión debida a excitación colisional. Este tipo de líneas son llamadas *prohibidas* ya que provienen de transiciones electrónicas entre subniveles del mismo estado base, por lo que no cumplen la regla de selección de conservación de paridad y que pueden excitarse por colisiones con electrones térmicos.

Los iones O^{2+} y el N^+ son de la misma secuencia isoelectrónica (configuración $2p^2$) y tienen una estructura de niveles de energía tal que se producen

líneas de emisión que provienen de niveles de muy diferente energía de excitación, de manera que el cociente de las intensidades de estas líneas es muy sensible a la temperatura de los electrones que son los que están excitando los diferentes niveles del ión por colisión. Esto ocurre en el O^{2+} para las transiciones: $^1D - ^3P(\lambda 5007)$ y $^1S - ^1D(\lambda 4363)$ y también en el N^+ para las mismas transiciones, produciendo las líneas con longitudes de onda $\lambda 6584$ y $\lambda 5755$ respectivamente.

En el caso de nuestros datos, el cociente de S/N típico que se obtuvo, permite determinar la temperatura electrónica de la zona del O^{2+} , a partir del cociente de las líneas de excitación colisional del $[O\ III] \lambda 5007/\lambda 4363$, para la mayoría de los objetos estudiados. Siguiendo el procedimiento estándar descrito por Osterbrock (1989), el nivel base del ión O^{2+} se representa por un átomo de 5 niveles y se resuelven las ecuaciones de equilibrio estadístico considerando las tasas de transición por excitación y desexcitación colisional, así como las transiciones radiativas entre los distintos niveles. Con esto, se calculan las poblaciones de los subniveles del nivel base del O^{2+} , en distintas condiciones de temperatura y densidad. De esta manera, se obtienen las emisividades de las distintas líneas que se producen. Los cocientes de las líneas en emisión se obtienen de los cocientes entre las emisividades correspondientes.

Para las líneas del O^{2+} que interesan para el cálculo de la temperatura electrónica, la ecuación a resolver es de la forma (Spitzer 1977):

$$\frac{j(5007)}{j(4363)} = \frac{\nu_{1D-3P} \gamma_{1D-3P}}{\nu_{1S-1D} (\gamma_{1S-1D} + \gamma_{1S-3P})} \frac{(A_{1S-3P} + A_{1S-1D})}{A_{1D-3P}}, \quad (3.1)$$

donde $j(\lambda)$ es la emisividad de la línea de longitud de onda λ ; ν_{i-j} es la frecuencia del fotón emitido por la transición $i - j$; γ_{i-j} es un coeficiente que incluye los parámetros atómicos colisionales, el cual es una función de la temperatura de la forma: $\gamma_{i-j} \propto \exp\left(-\frac{\Delta E_{ij}}{kT}\right)$; A_{i-j} es el coeficiente de Einstein de emisión espontánea para la transición $i - j$.

Un procedimiento similar se deriva para las líneas del $[N\ II] \lambda 6584/\lambda 5755$.

Usando los parámetros atómicos listados por Stasińska & Leitherer (1996), se usó el programa ABELION construido y desarrollado por Grazyna Stasińska, quien generosamente nos permitió su uso, para obtener las emisividades de las líneas y la determinación de las temperaturas electrónicas para todos los objetos de la muestra. (Este programa no toma en cuenta la diferencia de composición química de las estrellas ricas en helio.) En la Tabla 3.1 se listan las temperaturas electrónicas del $[O\ III]$ y $[N\ II]$ derivadas para los objetos de nuestra muestra. Para los casos bien determinados, el intervalo

de temperaturas medido a partir de este ión va desde 7 700 K (para la nebulosa planetaria He 2-429) hasta 19 300 K (para la nebulosa planetaria del halo NGC 4361) con un promedio de 11 500 K, mientras que el intervalo medido a partir del ión [N II] va desde 8 300 K (M 1-25) hasta 14 400 K (IC 5217) con un promedio de 11 300 K.

3.1.2. Densidades electrónicas

La densidad electrónica n_e promedio en una nebulosa puede medirse observando los efectos de densidad en la excitación y en la desexcitación colisionales.

Para esto se utilizan cocientes de líneas provenientes de niveles atómicos que se encuentran muy próximos en energía y cuyas poblaciones relativas sólo dependen de los cocientes de la fuerza de colisión. Si los niveles tienen diferentes probabilidades de transición radiativa y/o diferentes tasas de desexcitación colisional, las poblaciones relativas (y, por tanto, el cociente de las líneas) dependerán de la densidad electrónica. Este caso ocurre en el O^+ para las transiciones $^2D_{5/2} - ^4S_{3/2}(\lambda 3726)$ y $^2D_{3/2} - ^4S_{3/2}(\lambda 3729)$ y también en el S^+ para las mismas transiciones, produciendo líneas con longitudes de onda $\lambda 6716$ y $\lambda 6731$ respectivamente.

El comportamiento del cociente de intensidades de las líneas del O^+ con las condiciones físicas se calcula de una manera análoga que los cocientes de las líneas del O^{2+} . En este caso se resuelven las ecuaciones de equilibrio estadístico de un átomo de 3 niveles; la expresión que se obtiene es del tipo (Osterbrock 1989):

$$\frac{j(3729)}{j(3726)} = \frac{N(^2D_{5/2}) A(\lambda 3729)}{N(^2D_{3/2}) A(\lambda 3726)}, \quad (3.2)$$

donde $N(X)$ es la población del nivel X y $A(\lambda_0)$ es coeficiente de emisión espontánea que produce la línea en la longitud de onda λ_0 .

Al igual que en el caso de la T_e , las densidades electrónicas se derivaron utilizando el programa ABELION.

El doblete de $[O II]\lambda\lambda 3726, 3729$ se resuelve con el espectrógrafo echelle y fue detectado para muchos de los objetos de este estudio, permitiendo en principio determinar la densidad de la zona del O^+ . Sin embargo, estas líneas son débiles en la mayoría de nuestros objetos, lo que genera una gran incertidumbre en la determinación de la densidad. Por otra parte, el cociente del

[O II] pierde sensibilidad como estimador de densidad cuando ésta es menor que 200 cm^{-3} . Para la zona del S⁺, se midió la densidad electrónica a partir de [S II] $\lambda\lambda 6717, 6731$ en los casos en los que se contaba con este ión.

En algunos casos fue posible también estimar la densidad a partir de las líneas del [Ar IV] $\lambda\lambda 4741, 4711$.

3.1.3. Abundancias iónicas y totales

Las líneas de emisión en una nebulosa gaseosa ionizada son en general ópticamente delgadas, por lo que se puede determinar directamente la abundancia del ión que las produce a partir de su intensidad.

La intensidad de la radiación emitida por un ión, en la línea de longitud de onda λ , está dada por (Osterbrock 1989):

$$I(\lambda, X^{m+}) = \int j(\lambda) ds = \int N(X^{m+}) n_e \varepsilon(\lambda, T_e) ds, \quad (3.3)$$

donde $N(X^{m+})$ es la densidad del ión, n_e es la densidad electrónica y $\varepsilon(\lambda, T_e)$ es el coeficiente de emisividad de la línea.

Para el caso de líneas de recombinación, $\varepsilon(\lambda, T_e)$ depende débilmente de la temperatura, de la forma $\varepsilon \approx T^{-m}$, con $m \approx 1$, así es que, las abundancias calculadas usando estas líneas no son muy dependientes de la temperatura. Las abundancias iónicas de hidrógeno y helio se calculan mediante líneas de recombinación. En el caso de los elementos pesados, éstos en su mayoría tienen en el visible líneas intensas de excitación colisional de las que se obtienen las abundancias iónicas.

Para las líneas de excitación colisional, el coeficiente de emisión depende fuertemente de la temperatura, lo que introduce un factor de error importante en la determinación de las abundancias iónicas. A partir de las intensidades de las líneas de excitación colisional, la abundancia iónica relativa al H⁺ queda dada por medio de expresiones del tipo:

$$\frac{N(X^{m+})}{N(H^+)} = K(X^{m+}, \lambda, T_e, n_e) \frac{I(\lambda)}{I(H\beta)}, \quad (3.4)$$

donde $N(X^{m+})$ es la abundancia del ión, $I(\lambda)$ es la intensidad de la línea y $K(X^{m+}, \lambda, T_e, n_e)$ es el cociente de la emisividad de la línea, relativa a la emisividad de H β ; en consecuencia es una función que depende de los parámetros atómicos del ión tales como los coeficientes de excitación colisional y las probabilidades de emisión espontánea e inducida, etc. También

depende de las condiciones físicas de la zona. La expresión general para la $K(X^{m+}, \lambda, T_e, n_e)$ es del tipo:

$$K(X^{m+}, \lambda, T_e, n_e) = \frac{h\nu(H\beta) \alpha_{ef}(H\beta)}{h\nu(\lambda) q(\lambda)}, \quad (3.5)$$

donde $\alpha_{ef}(H\beta)$ es el coeficiente de recombinación efectiva para $H\beta$ y $q(\lambda)$ es el coeficiente de excitación colisional de la línea en cuestión.

Esta expresión se reduce a:

$$K(X^{m+}, \lambda, T_e, n_e) = \frac{\varepsilon(X^{m+}, \lambda, T_e, n_e)}{\varepsilon(H\beta, T_e, n_e)}. \quad (3.6)$$

Las funciones K de las líneas de excitación colisional dependen muy fuertemente de las condiciones físicas, en especial de la temperatura electrónica. Por lo tanto, una de las principales fuentes de error en la determinación de las abundancias iónicas es la imprecisión en la determinación de la temperatura electrónica o la existencia de fluctuaciones de temperatura dentro de la región.

Con las funciones K descritas anteriormente y la intensidad de las líneas se determinaron las abundancias iónicas de O^+ , O^{2+} , N^+ , S^+ , S^{2+} , Ar^{2+} , Ar^{3+} , Ne^{2+} , Ne^{3+} , He^+ y He^{2+} . Los resultados obtenidos para las WRPNe y WLPNe se encuentran en la Tabla 2 de Peña *et al.* (2001) (Apéndice F) y los resultados obtenidos para las PNe se presentan en la Tabla C.1 del Apéndice C.

En principio, la abundancia total de un elemento relativa a la de hidrógeno correspondería a la suma de las abundancias de todos sus iones presentes en la nebulosa. Es decir:

$$\frac{N(X)}{N(H)} = \frac{N(X^+) + N(X^{2+}) + N(X^{3+}) + \dots}{N(H^+)}. \quad (3.7)$$

Sin embargo, muchos de los iones presentes no tienen líneas en emisión en el visible y su presencia debe inferirse por otros medios. En particular, este es el caso de los elementos como N, Ne, Ar y otros, para los cuales solo es observable un estado de ionización en la mayoría de los casos. En el caso del carbono, que con el nitrógeno y el oxígeno, es uno de los elementos pesados más abundante, ninguno de sus iones presenta líneas de excitación colisional observables en el visible.

Debido a esto, se han desarrollado varios métodos para determinar la abundancia de los iones no visibles. Entre estos hay métodos semiempíricos,

basados en las similitudes de algunos potenciales de ionización y métodos basados en la construcción de sofisticados modelos de estructuras de ionización de donde se deduce la abundancia de los iones no observables.

En este trabajo se calcularon las abundancias totales por el método del factor de corrección por ionización (*ICF*) siguiendo el esquema propuesto por Kingsburgh y Barlow (1994), que consiste en multiplicar la suma de las abundancias iónicas observables de un elemento por un factor que toma en cuenta la existencia de los estados iónicos no visibles. Los factores de corrección por ionización utilizados en este trabajo se muestran en el Apéndice C.

3.2. Estructura de densidad y temperatura

El amplio intervalo espectral de nuestras observaciones nos permitió determinar las densidades y temperaturas electrónicas a partir de varios cocientes de líneas. Se usó el procedimiento descrito en las secciones 3.1.1 y 3.1.2.

Como ya se mencionó, las densidades electrónicas, n_e se derivaron a partir de los cocientes de las líneas $[O\ II] \lambda 3726/\lambda 3729$, $[S\ II] \lambda 6717/\lambda 6731$ y $[Ar\ IV] \lambda 4711/\lambda 4740$, y las temperaturas electrónicas T_e de los cocientes $[O\ III] \lambda 4363/\lambda 5007$ y $[N\ II] \lambda 5755/\lambda 6583$. Las densidades utilizadas para determinar las temperaturas electrónicas fueron las obtenidas a partir de $[O\ II] \lambda 3726/\lambda 3729$ cuando fue posible y $[S\ II] \lambda 6717/\lambda 6731$ en caso contrario. Las densidades encontradas en nuestra muestra varían típicamente de 10^3 a 10^4 cm^{-3} , por lo que solamente la temperatura determinada por $[N\ II] \lambda 5755/\lambda 6583$ es dependiente de las densidades y solo mínimamente.

Las temperaturas y densidades electrónicas determinadas se enlistan en la Tabla 3.1.

En esta sección, comparamos los diferentes diagnósticos de temperatura y densidad con el fin de buscar tendencias sistemáticas. Para esto, se usó el parámetro O^{2+}/O^+ , el cual proporciona una fácil descripción del grado de excitación de la nebulosa y que es observable en la mayoría de los objetos de nuestra muestra. Las únicas excepciones son He 2-459, K 3-61, NGC 1501 y M 4-18, debido a que no se detectó el ión O^+ y PM 1-188 que es un objeto muy débil y enrojecido donde no se observaron las líneas de O.

En todas las figuras de este trabajo, las WRPNe están representadas por círculos llenos, las WLPNe por círculos vacíos y las PNe por triángulos vacíos. La Figura 3.1 muestra el cociente $n_{e[S\ II]}/n_{e[O\ II]}$ como función de O^{2+}/O^+ . Aunque las determinaciones de $n_{e[S\ II]}$ y $n_{e[O\ II]}$ son bastante simi-

Tabla 3.1: Parámetros físicos y abundancias nebulares¹.

PN G	Nombre	$n_e[\text{SII}]$ (cm^{-3})	$n_e[\text{OII}]$ (cm^{-3})	$n_e[\text{ArIV}]$ (cm^{-3})	$T_e[\text{OIII}]$ ($\times 10^4 \text{K}$)	$T_e[\text{NII}]$ ($\times 10^4 \text{K}$)	$\frac{\text{O}^{++}}{\text{O}^+}$	$\frac{\text{He}}{\text{H}}$	$\frac{\text{O}}{\text{H}}$ $\times 10^{-4}$	$\frac{\text{N}}{\text{O}}$	$\frac{\text{Ne}}{\text{O}}$
001.5 - 06.7	SwSt 1	280000	8090	-	1.06	1.15	0.3	0.40	0.32	0.80	-
002.4 + 05.8	NGC 6369	3220	1730	5220	1.01	1.20	15.7	1.14	4.71	0.47	0.20
002.2 - 09.4	Cn 1-5	4700	2010	-	1.09	0.91	82.8	1.16	4.29	0.32	0.40
003.1 + 02.9	Hb 4	4600	1624	5860	0.96	1.17	33.9	1.38	5.28	1.23	0.16
004.9 + 04.9	M 1-25	10400	3880	-	0.80	0.83	4.4	1.35	4.93	0.81	0.03
006.8 + 04.1	M 3-15	7443	6330	-	0.87	1.18	38.8	1.40	5.29	0.60	0.12
011.9 + 04.2	M 1-32	6720	2250	-	0.99	0.97	1.2	1.26	2.15	1.09	0.04
012.2 + 04.9	PM 1-188	50	-	-	-	-	-	-	-	-	-
017.9 - 04.8	M 3-30	525	1010	1990	1.03	1.16	27.2	1.71	2.82	0.68	0.26
027.6 + 04.2	M 2-43	10100	7390	-	1.05	1.17	14.3	1.10	2.01	0.56	-
029.2 - 05.9	NGC 6751	2730	1060	-	1.12	0.99	5.2	1.28	4.41	0.42	0.23
048.7 + 01.9	He 2-429	6810	3640	-	0.77	0.95	3.6	1.40	8.21	0.41	0.20
061.4 - 09.5	NGC 6905	1530	451	1770	1.21	-	58.6	1.10	4.23	0.41	0.27
064.7 + 05.0	BD+30 ^o 3639	21200	5990	-	1.01	0.92	0.03	0.24	0.70	1.25	0.24
068.3 - 02.7	He 2-459	17400	-	-	2.00	2.00	0.001	0.02	0.002	-	-
089.0 + 00.3	NGC 7026	3250	2550	4140	0.92	0.98	14.7	1.24	4.67	1.01	0.32
096.3 + 02.3	K 3-61	1690	-	-	0.89	-	-	1.31	4.73	-	0.30
120.0 + 09.8	NGC 40	1980	1120	-	1.00	0.86	0.06	0.71	2.84	0.23	-
130.2 + 01.3	IC 1747	2380	3230	3880	1.12	1.19	78.6	1.18	3.29	1.15	0.20
144.5 + 06.5	NGC 1501	1020	-	-	1.05	-	-	1.05	4.91	-	0.20
146.7 + 07.6	M 4-18	6350	3270	-	0.86	0.86	-	-	1.44	0.30	-
161.2 - 14.8	IC 2003	3840	2990	1640	1.28	1.12	21.4	1.13	2.99	0.26	0.21
243.3 - 01.0	NGC 2452	1590	1570	934	1.30	0.97	6.0	1.27	3.75	0.61	0.22
352.9 + 11.4	K 2-16	504	103	-	1.17	1.17	0.4	-	0.79	0.49	-
009.4 - 05.0	NGC 6629	3470	1100	-	0.84	-	13.5	0.93	4.16	0.09	0.13
010.8 - 01.8	NGC 6578	2270	883	3310	0.79	1.42	240	1.56	6.58	0.66	0.20
011.7 - 00.6	NGC 6567	4360	4970	4720	0.95	0.94	28.3	0.88	4.24	0.19	0.13
096.4 + 29.9	NGC 6543	5640	4420	5520	0.79	1.09	75.4	1.16	6.17	0.40	0.27
100.6 - 05.4	IC 5217	8850	4150	4080	1.12	1.44	93.9	1.15	3.30	0.77	0.20
159.0 - 15.1	IC 351	2500	-	-	1.31	-	24.7	-	-	-	-
194.2 + 02.5	J 900	1110	1144	2236	1.13	-	9.2	1.06	4.31	0.28	0.44
221.3 - 12.3	IC 2165	3984	2298	6669	1.41	1.22	19.0	1.16	2.30	0.55	0.18
356.2 - 04.4	Cn 2-1	5320	2240	-	0.97	1.06	74.2	1.05	5.57	0.78	0.13
013.7 - 10.6	YC 2-32	3337	-	3337	0.88	-	-	1.13	4.78	-	0.14
037.7 - 34.5	NGC 7009	4371	13119	5416	1.08	1.41	151.8	1.18	3.46	0.38	0.35
084.9 - 03.4	NGC 7027	30000	-	58973	1.64	1.15	2.8	0.87	1.92	0.38	0.26
103.7 + 00.4	M 2-52	879	-	3082	1.41	1.12	127.1	1.63	2.38	80.8	0.40
104.4 - 01.6	M 2-53	496	266	-	1.11	-	1.6	1.20	3.38	0.48	0.38
118.0 - 08.6	Vy 1-1	2101	1211	2101	0.99	-	56.6	0.69	2.78	0.07	0.21
130.3 - 11.7	M 1-1	4257	3004	475	2.7:	-	7.2	1.21	0.75	0.03	0.47
133.1 - 08.6	M 1-2	4264	-	10	-	-	-	-	-	-	-
147.4 - 02.3	M 1-4	-	-	6276	1.03	-	-	0.97	4.01	-	0.26
166.1 + 10.4	IC 2149	10000	-	3278	0.95	-	6.8	-	-	-	-
196.6 - 10.9	NGC 2022	800	-	1779	1.51	-	62.5	1.05	0.68	-	0.27
215.2 - 24.2	IC 418	18000	-	-	0.87	-	0.4	-	-	-	-
243.8 - 37.1	PRTM 1 ²	1200	-	1259	1.63	-	> 300	1.07	2.51	0.40	0.32
294.1 + 43.6	NGC 4361 ³	-	800	-	1.93	-	> 180	-	-	-	-

(1) El primer grupo corresponde a los objetos WRPNe, mientras que el segundo y el tercero agrupan a los objetos WLPNe y PNe respectivamente.

(2) Datos tomados de Peña *et al.* (1990).(3) Datos tomados de Torres-Peimbert *et al.* (1990).

lares y hay una dispersión considerable, el diagrama muestra una tendencia de $n_{e[S II]}/n_{e[O II]} > 1$ principalmente para las WRPNe de baja excitación.

En principio, los modelos de fotoionización predicen que las líneas de [S II] provienen de regiones de menor grado de ionización que las líneas de [O II], por lo que una explicación para la tendencia de la Figura 3.1 podría ser que, por lo menos para nebulosas de baja excitación que probablemente están limitadas por ionización, la densidad aumenta hacia afuera, hacia el frente de ionización. Para las nebulosas limitadas por densidad (como probablemente es el caso para muchos de los objetos de alta excitación), la emisión de las líneas [S II] y [O II] se debe principalmente a trazas de esos iones que se encuentran en la zona del O^{2+} , y se espera que las densidades del [S II] y [O II] sean iguales.

La Figura 3.2 muestra $n_{e[Ar IV]}/n_{e[O II]}$ como función de O^{2+}/O^+ . De manera similar a lo observado en la Figura 3.1, aquí también se aprecia una tendencia de $n_{e[Ar IV]}/n_{e[O II]} > 1$ para las WRPNe.

La Figura 3.3 muestra el cociente $T_{e[O III]}/T_{e[N II]}$ a partir de los valores de temperaturas electrónicas derivadas de los cocientes $[O III] \lambda 4363/\lambda 5007$ y $[N II] \lambda 5755/\lambda 6583$ respectivamente, como función de O^{2+}/O^+ . Notamos una tendencia en la que $T_{e[O III]}/T_{e[N II]}$ disminuye al aumentar la excitación, con valores significativamente menores que 1 en el límite de alta excitación.

En los modelos simples de fotoionización con metalicidades alrededor de la mitad de la solar, que es el caso típico para los objetos de nuestra muestra, el comportamiento es muy diferente, ya que el cociente $T_{e[O III]}/T_{e[N II]}$ aumenta de manera estable con la temperatura estelar efectiva después que T_* alcanza valores mayores que 50 000 K y es mayor que 1 para $T_* > 100\,000$ K. La razón por la que la temperatura electrónica aumenta hacia afuera a bajas T_* , es que los fotones estelares más energéticos se absorben en las regiones más externas y que los iones que se encuentran ahí enfrían de manera menos efectiva. A T_* altas, las ganancias de energía son mayores, provocando una temperatura electrónica más alta. Entonces, los iones que se encuentran en las zonas más externas se vuelven enfriadores más eficaces que los iones en la zona del O^{++} , resultando en un gradiente negativo del gas nebuloso hacia las zonas externas. De cualquier modo, el gradiente de temperatura mostrado por los modelos es muy suave, lo cual no está de acuerdo con lo mostrado por nuestros datos. Esto debe estudiarse con más detalle a futuro con más objetos y utilizando modelos más complejos que incluyan otros procesos de calentamiento y enfriamiento o bien, que incluyan estructuras de densidad más complejas.

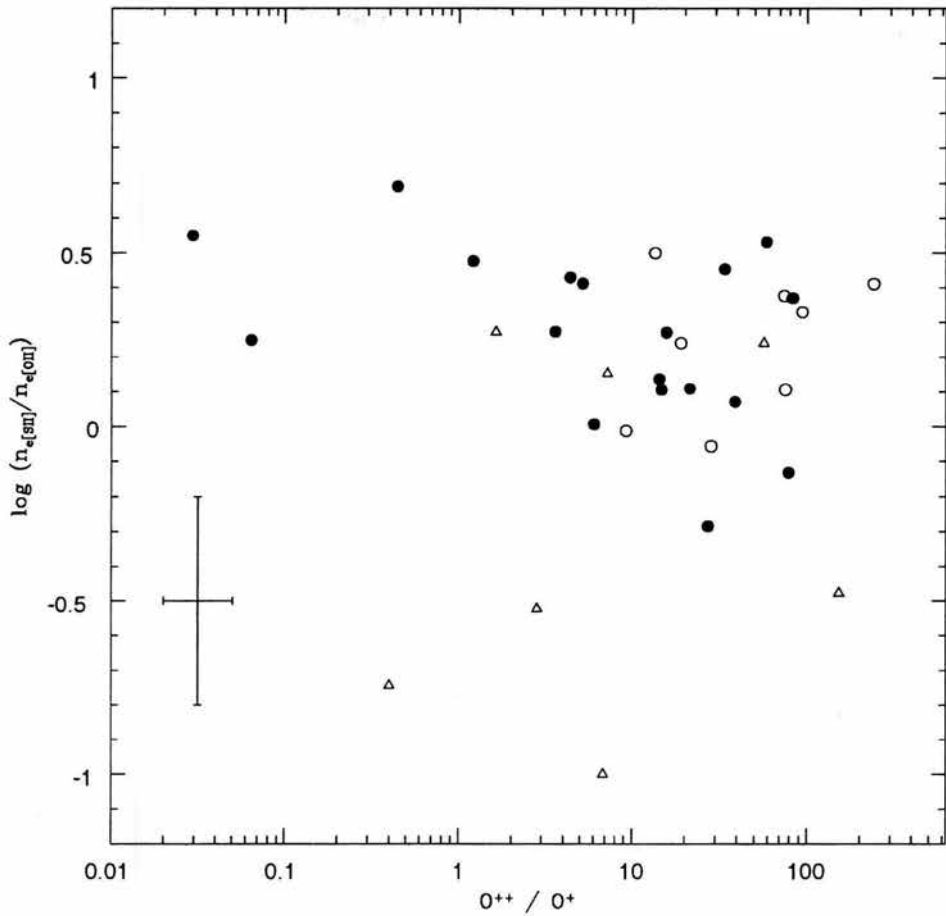


Figura 3.1: Cociente de densidades electrónicas $\log (n_{e[SII]} / n_{e[OII]})$ en función del grado de excitación. Las WRPNe están representadas por círculos llenos, mientras que las WLPNe y PNe aparecen como círculos y triángulos vacíos respectivamente. Se aprecia una débil tendencia de mayor cociente a menor grado de ionización aunque hay una gran dispersión. Esto no sucede con las WLPNe o las PNe.

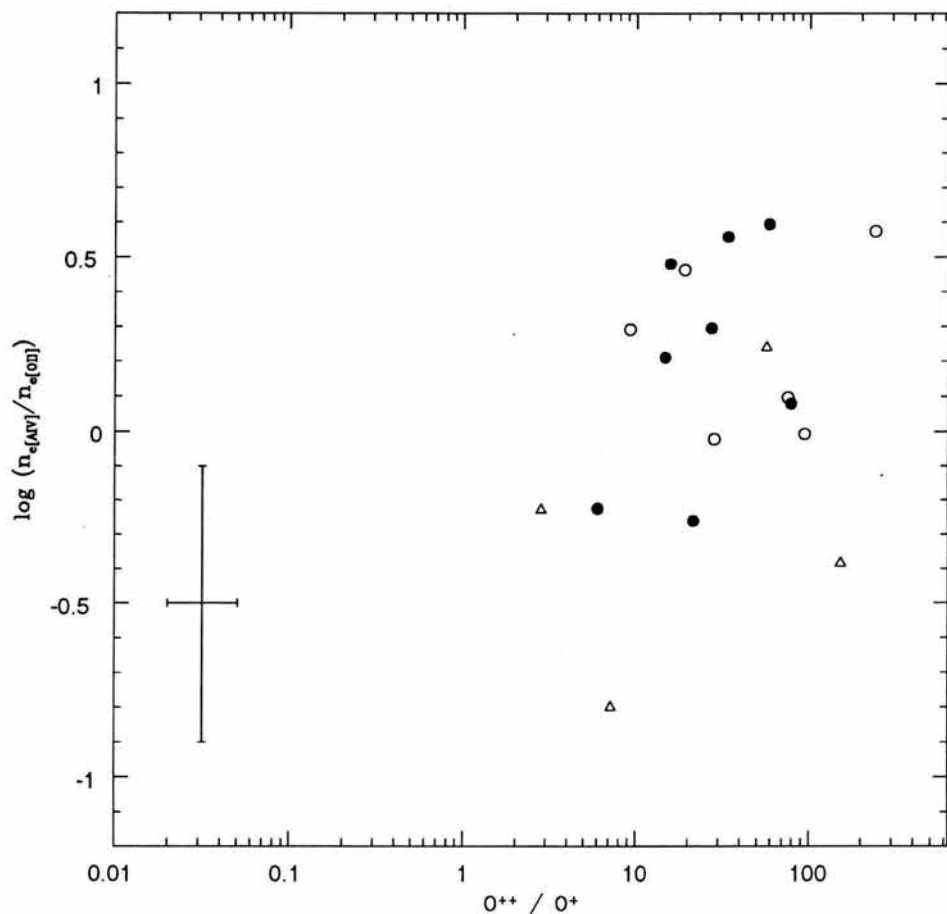


Figura 3.2: Cociente de densidades electrónicas ($n_{e[ArIV]}/n_{e[OII]}$) como función del grado de excitación. Los símbolos son como los descritos en la Figura 3.1. Se observa que las nebulosas en donde pudo derivarse $n_{e[ArIV]}$ son aquellas de alta excitación ($O^{++}/O^{+} > 1$). Los valores del cociente para las WRPNe se agrupan en general alrededor de un valor ligeramente mayor que la unidad y no indican una tendencia estadística que sugiera un gradiente de densidad. En el caso de las PNe, los valores del cociente se agrupan alrededor de un valor ligeramente menor que 1, aunque esto no es concluyente, ya que se cuenta con muy pocos objetos de este tipo.

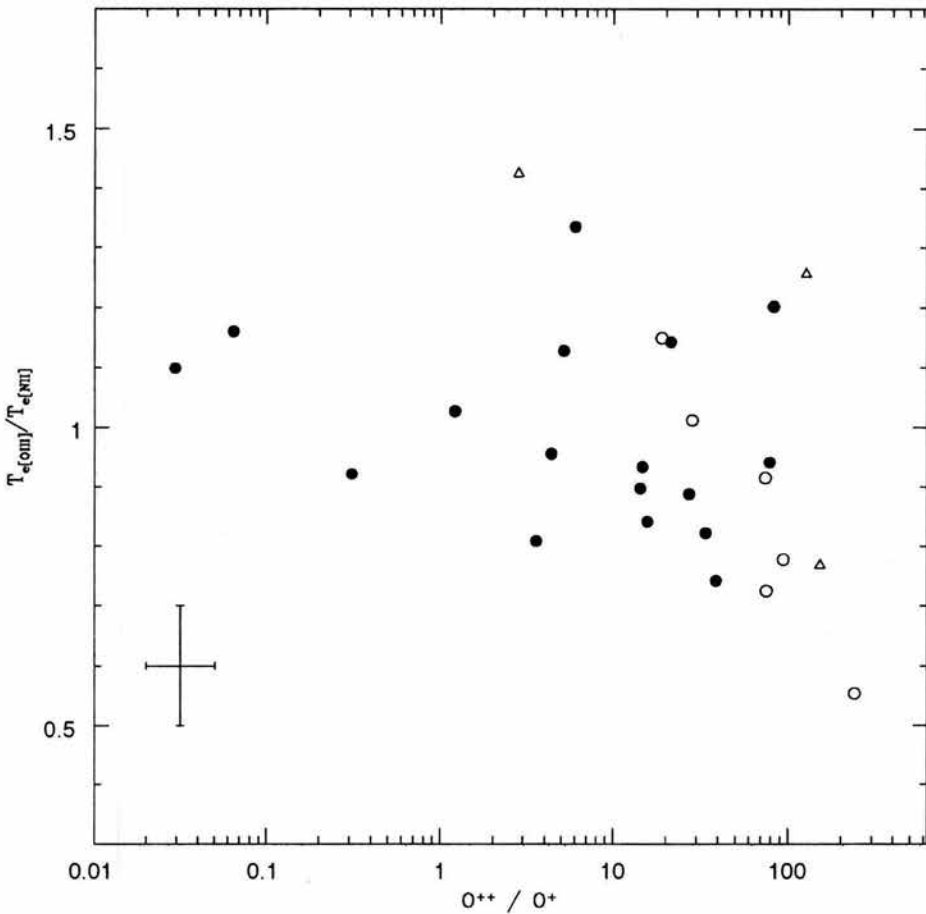


Figura 3.3: Cociente de temperaturas electrónicas $\log(T_{e[OIII]}/T_{e[NII]})$ en función del grado de excitación, para los objetos de esta muestra. Los símbolos son como los descritos en la Figura 3.1. Hay una clara tendencia mostrando un decremento de $(T_{e[OIII]}/T_{e[NII]})$ para objetos de mayor excitación. Este comportamiento es diferente a lo predicho por modelos de fotoionización convencionales (ver texto).

3.3. Cocientes de abundancia

Las abundancias iónicas fueron obtenidas suponiendo un modelo de 2 zonas de temperatura usando $T_{e[O III]}$ para las especies iónicas de alto grado de ionización y $T_{e[N II]}$ (cuando existía) para los de bajo grado de ionización. No se consideraron fluctuaciones de temperatura aunque hay que señalar que su presencia afectaría la derivación de las abundancias nebulares incrementando sus valores. Se puede encontrar mayor información sobre las fluctuaciones de temperatura en el trabajo pionero de Peimbert (1967) y en los últimos trabajos de Esteban (2002) y Liu (2002). De acuerdo a Liu (2002), aunque el esquema estándar de las fluctuaciones de temperatura parece ser adecuado para explicar las propiedades observadas en Regiones HII, no parece ser el apropiado para explicar las grandes discrepancias en abundancias químicas observadas en nebulosas planetarias.

Todas las abundancias iónicas fueron calculadas usando las densidades electrónicas derivadas de $[O II] \lambda 3726 / \lambda 3729$ (se usó la n_e obtenida a partir de $[S II] \lambda 6717 / \lambda 6731$ cuando no fue posible usar el cociente de oxígeno). El valor de la densidad no es importante para la mayoría de los iones de interés, excepto para el O^+ . Las abundancias iónicas calculadas para todos los objetos WRPNe y WLPNe se encuentran en la Tabla 2 de Peña *et al.* (2001) (Apéndice F) y para las PNe se muestran en la Tabla C.1.

Los cocientes de abundancias por elemento fueron calculados a partir de los cocientes de abundancias iónicas usando los factores de corrección por ionización de Kingsburgh & Barlow (1994). En el Apéndice C se dan los factores de corrección que se utilizaron para cada elemento.

Estos factores de corrección concuerdan razonablemente con los modelos detallados realizados previamente para objetos altamente ionizados en Peña *et al.* (1998). Las barras de error enlistadas para O, N y Ne solamente toman en consideración las incertidumbres propagadas de las incertidumbres en las condiciones físicas (temperatura y densidad electrónicas). No se incluyen las incertidumbres en los factores de corrección. En el caso de objetos de baja excitación, tales como Sw St 1, BD +30°3639, He 2-459 y NGC 40, las abundancias de helio derivadas de esta manera, solamente son límites inferiores, ya que no se toma en cuenta el helio neutro. Solamente se podrían establecer restricciones más fuertes para la abundancia de helio en estos objetos usando modelos de fotoionización detallados.

Los valores derivados para las abundancias nebulares totales se muestran en la Tabla 3.1.

Encontramos que los cocientes de O/H en nuestra muestra se dispersan arriba de un factor de 10 alrededor de un promedio de $\sim 4 \times 10^{-4}$. Tal distribución es comparable a la encontrada en la muestra de nebulosas planetarias estudiadas por Kingsburgh & Barlow (1994), la cual contiene solamente un 10 % de las WRPNe. Una razón para este comportamiento se debe simplemente a que los objetos se encuentran a varias distancias galactocéntricas y a que se sabe que las nebulosas planetarias muestran un gradiente de abundancia de oxígeno en la Galaxia (Maciel & Köpen 1994). El hecho de que no haya una diferencia significativa en las distribuciones de O/H entre nuestra muestra y la de Kingsburgh & Barlow (1994), probablemente refleja el hecho de que las distribuciones espaciales de WRPNe y PNe en la Galaxia son similares, como lo indica la similitud en la distribución de coordenadas y movimientos propios (Acker *et al.* 1996).

Los diagramas que relacionan cocientes de abundancias en nebulosas planetarias comúnmente se usan para dar indicios de los procesos de nucleosíntesis y de dragado (*dredge-up*) en las estrellas progenitoras (e.g. Henry 1990; Perinotto 1991; Groenewegen *et al.* 1995).

La Figura 3.4 muestra el cociente N/O como función del cociente O/H para nuestra muestra. Se observa una gran dispersión en N/O, con valores que abarcan más de un factor de 10. Tal dispersión se observa comúnmente en muestras generales de PNe (e.g. Torres-Peimbert & Peimbert 1977; Kingsburgh & Barlow 1994; Leisy & Dennefeld 1996). Debe notarse que el cociente N/O se deriva del cociente de intensidades $[N\text{ II}]\lambda 6584/[O\text{ II}]\lambda 3727$, y que está afectado en gran medida por errores en la calibración de flujo, en el proceso de desenojecimiento y en las densidades electrónicas adoptadas. Aún así, la dispersión es mucho mayor que las incertidumbres. Algunos objetos muestran claramente abundancias enriquecidas de nitrógeno, lo que indica que se ha dragado nitrógeno secundario a la superficie de la estrella central progenitora. Otros muestran cocientes de N/O bastante modestos. Una interpretación es que las progenitoras de las estrellas [WC] tuvieron masas iniciales muy diferentes, al igual que las progenitoras de las estrellas centrales de PNe ordinarias, ya que la cantidad de nitrógeno dragado en una estrella post-AGB depende de la masa de la progenitora. Sin embargo, la realidad podría ser más compleja, ya que la cantidad de nitrógeno que queda depende también de la intensidad de la pérdida de masa en la AGB (Forestini & Charbonnel 1997; van de Hoek & Groenewegen 1997), y las progenitoras de las estrellas [WC] podrían haber experimentado diferentes pérdidas de masa que las estrellas centrales ordinarias.

La Figura 3.5 muestra Ne/O como función de O/H para nuestra muestra de WRPNe. Esta figura muestra muy baja dispersión y la mayoría de nuestros objetos, tanto WRPNe como WLPNe y PNe, se agrupan alrededor de un valor para Ne/O de 0.2, aunque hay 2 objetos que muestran un valor de Ne/O bastante más bajo que el promedio (en un factor de ~ 10) que el resto de nuestras WRPNe. Estas WRPNe son M 1-32 y M 1-25 cuyos valores de Ne/O de 0.04 y 0.03 respectivamente fueron medidos por primera vez. Ambos objetos tienen $O^{2+}/O^+ > 1$, por lo que no se espera que el factor de corrección por ionización haya introducido un error significativo en la determinación del Ne/O, aunque en el caso de M 1-32, que muestra un bajo grado de ionización ($O^{2+}/O^+ = 1.2$), es probable que el 90% del neón en la región del O^{2+} se encuentre en la forma de Ne^+ .

Estas dos casos recuerdan a la nebulosa planetaria H 4-1 en el halo Galáctico, la cual tiene un cociente de Ne/O de 1.5×10^{-2} (Howard *et al.* 1997), y para la cual parece no haber una explicación hasta ahora. Hay que hacer notar que, además del cociente Ne/O poco común, M 1-25 y M 1-32 no muestran ningún comportamiento diferente al resto de WRPNe en el resto del análisis presentado en este capítulo.

Comparados con los valores de N/O, los valores de Ne/O están mucho menos dispersos. Esto se ha encontrado también en otras muestras de nebulosas planetarias (Henry 1990; Kingsburgh & Barlow 1994; Stasińska *et al.* 1998) y se toma como evidencia de que las abundancias de oxígeno y neón no se modifican por la nucleosíntesis durante la vida de las progenitoras.

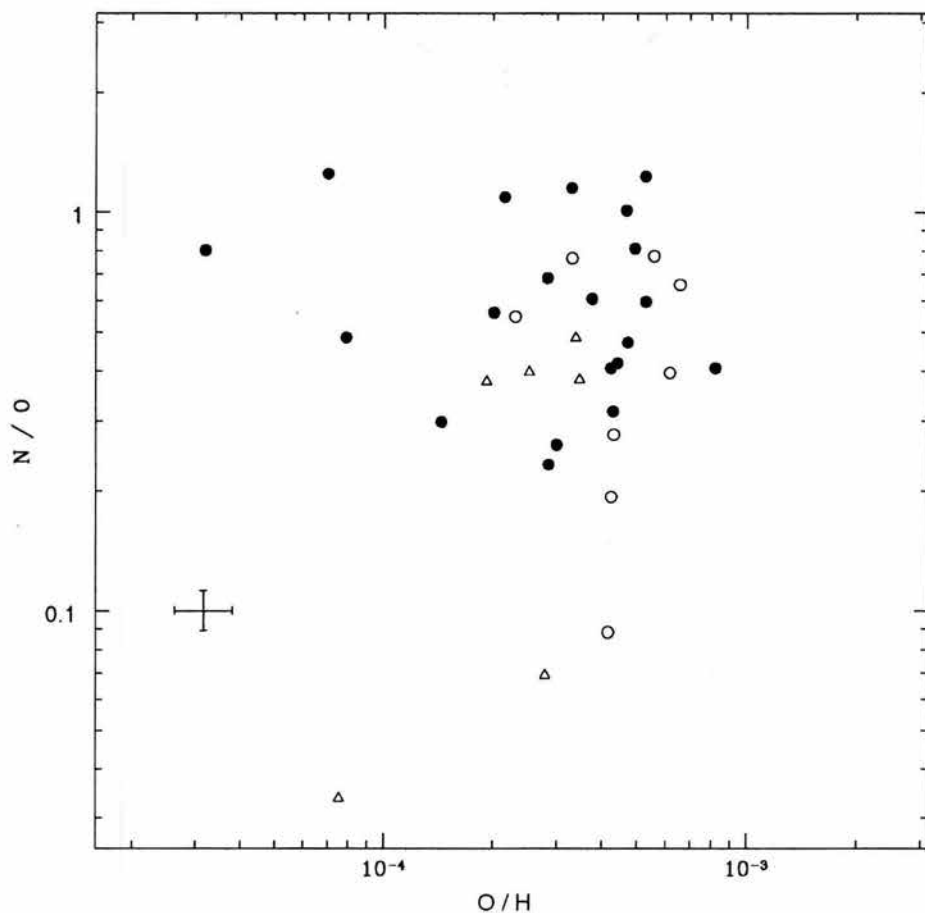


Figura 3.4: Cociente de abundancias N/O comparado contra la abundancia de O/H . Los símbolos son como los descritos en la Figura 3.1. Se encuentra una gran dispersión en el cociente de N/O . Kingsburgh y Barlow (1994) propusieron que los objetos con $N/O > 0.8$ son nebulosas planetarias de tipo I de Peimbert (Peimbert 1978).

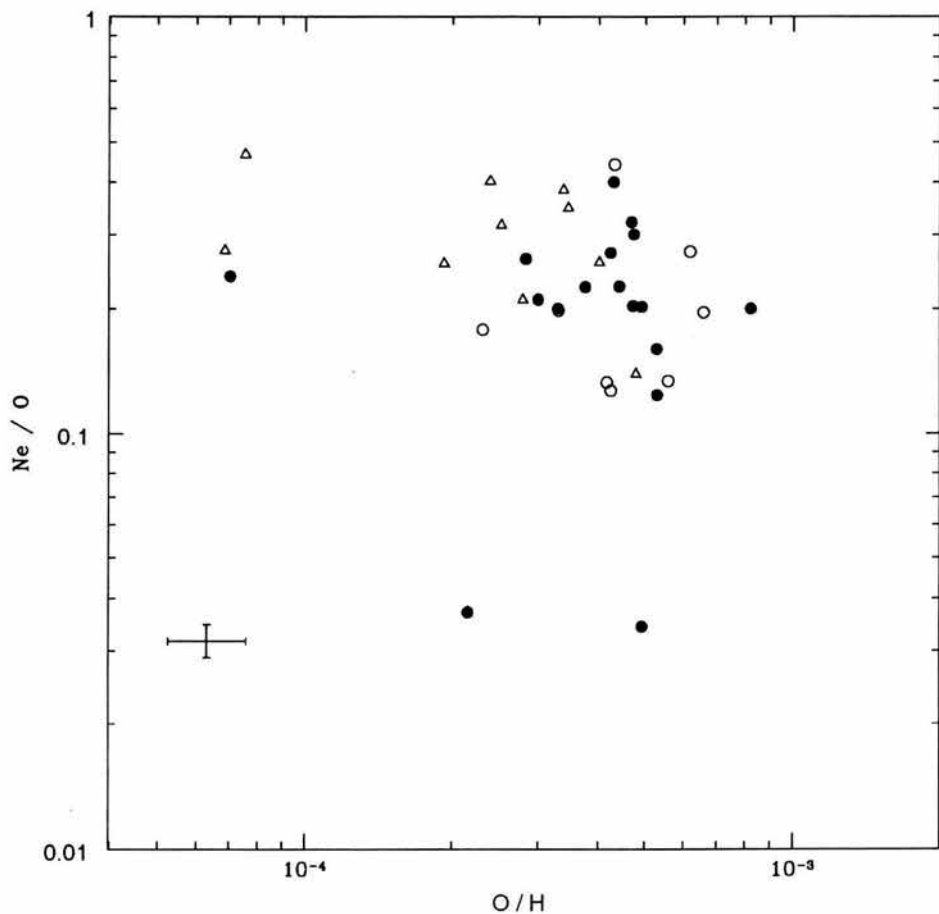


Figura 3.5: Cociente de abundancias Ne/O comparado contra la abundancia de O/H . Los símbolos son como los descritos en la Figura 3.1. No se encuentra ninguna tendencia. El valor promedio corresponde a lo esperado por la teoría de nucleosíntesis estelar y se encuentra poca dispersión en nuestra muestra. Los 2 objetos con valores muy por debajo del promedio son M 1-32 y M 1-25 con valores de Ne/O de 0.04 y 0.03 respectivamente (ver discusión en el texto).

3.4. Sobre la secuencia evolutiva

En esta sección se analizan los parámetros nebulares como función del tipo espectral de los núcleos (Figuras 3.6 a la 3.11)¹. Los tipos espectrales están fuertemente relacionados con la temperatura efectiva de las estrellas centrales, por lo que también están relacionados con el grado de ionización de las nebulosas.

La Figura 3.6 muestra la densidad electrónica como función del tipo espectral [WC]. En esta figura, la densidad electrónica fue derivada del cociente de [O II] (excepto en 7 casos que no contaban con este cociente, por lo que se derivó usando el cociente de [S II]). Se espera que $n_{e[O II]}$ sea un mejor indicador de la densidad nebulosa general que $n_{e[S II]}$, ya que S^+ ocupa un volumen menor que O^+ . Probablemente $n_{e[Ar IV]}$ sería mejor, pero este dato sólo se obtuvo para pocos casos. Encontramos que la densidad disminuye de tipos [WC] tardíos a tempranos. La tendencia no es tan notoria como en la figura de Górný & Tylenda (2000), quienes usaron las densidades $n_{e[S II]}$, pero está claramente presente. En nuestra muestra, no tenemos tantos objetos con $n_{e[S II]} > 10^4 \text{ cm}^{-3}$ como en la de Górný & Tylenda (2000). Además, como usamos $n_{e[O II]}$ en lugar de $n_{e[S II]}$, BD+30°3639 está graficada con una densidad menor que 10^4 cm^{-3} . Acker *et al.* (1996) y Górný & Tylenda (2000) interpretaron el decremento en la densidad electrónica al disminuir el tipo espectral [WC] como la evidencia de una secuencia evolutiva de tipos [WC] tardíos a tempranos.

Sin embargo, Górný & Tylenda (2000) encuentran cuatro objetos con estrellas [WC] tardías que caen abajo de la secuencia. De esos, nosotros hemos observado NGC 40, M 4-18 y He 2-459. En nuestras observaciones, encontramos una densidad mucho mayor para He 2-459 que la encontrada por dichos autores (17000 en lugar de 3600 cm^{-3}), por lo que este objeto cae bastante bien en la secuencia. Para NGC 40 y M 4-18, encontramos que caen sólo marginalmente abajo de la secuencia.

Por otro lado, dos objetos de tipo [WC 11], K 2-16 y PM 1-188, los cuales no contaban con determinaciones previas de densidad, se encuentran muy por debajo de la secuencia. Estos objetos con nebulosas tan diluídas son los candidatos para nebulosas planetarias cuyas estrellas centrales habrían experimentado un último *flash* de helio y habrían regresado a la AGB para

¹En estos diagramas no se incluye la estrella central de Cn 2-1, cuyo tipo espectral no ha sido determinado todavía.

una evolución "*born again*".

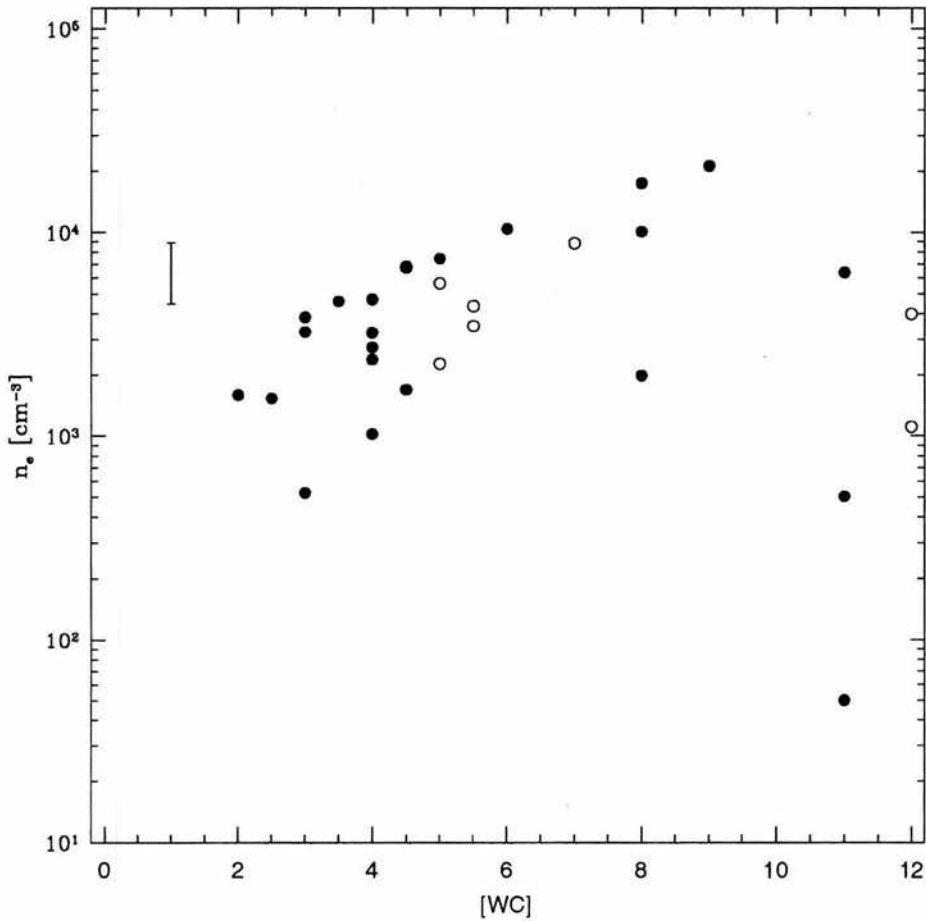


Figura 3.6: Densidades electrónicas comparadas con el tipo espectral. Los símbolos son como los descritos en la Figura 3.1. Se observa que la n_e claramente aumenta al ir de tipos tempranos ([WC 2-4]) a tardíos ([WC 8-10]), sin embargo el gradiente se corta abruptamente para objetos con tipos espectrales mayores que [WC 10]. Los valores de n_e son los derivados a partir de [O II]

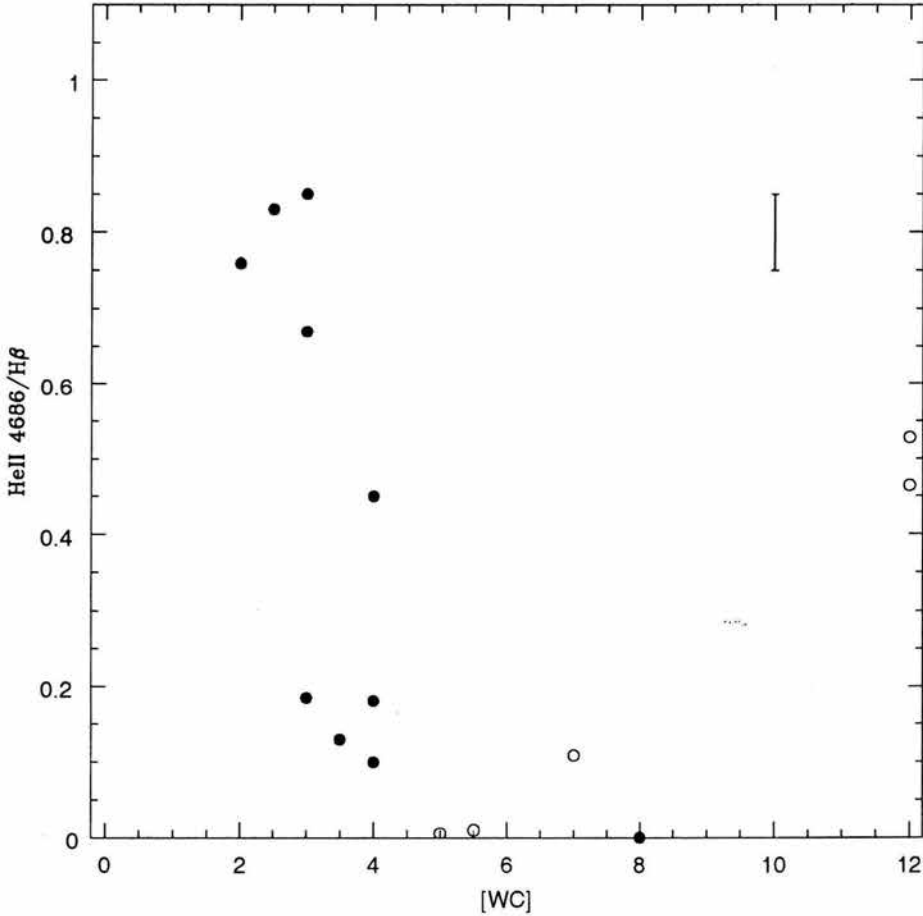


Figura 3.7: Intensidad de la línea He II $\lambda 4686$ relativa a $H\beta$, comparada con el tipo espectral. Los símbolos son como los descritos en la Figura 3.1. Claramente, las estrellas de tipo tardío y por lo tanto frías, no alcanzan a producir fotones suficientemente energéticos como para producir la línea He II $\lambda 4686$.

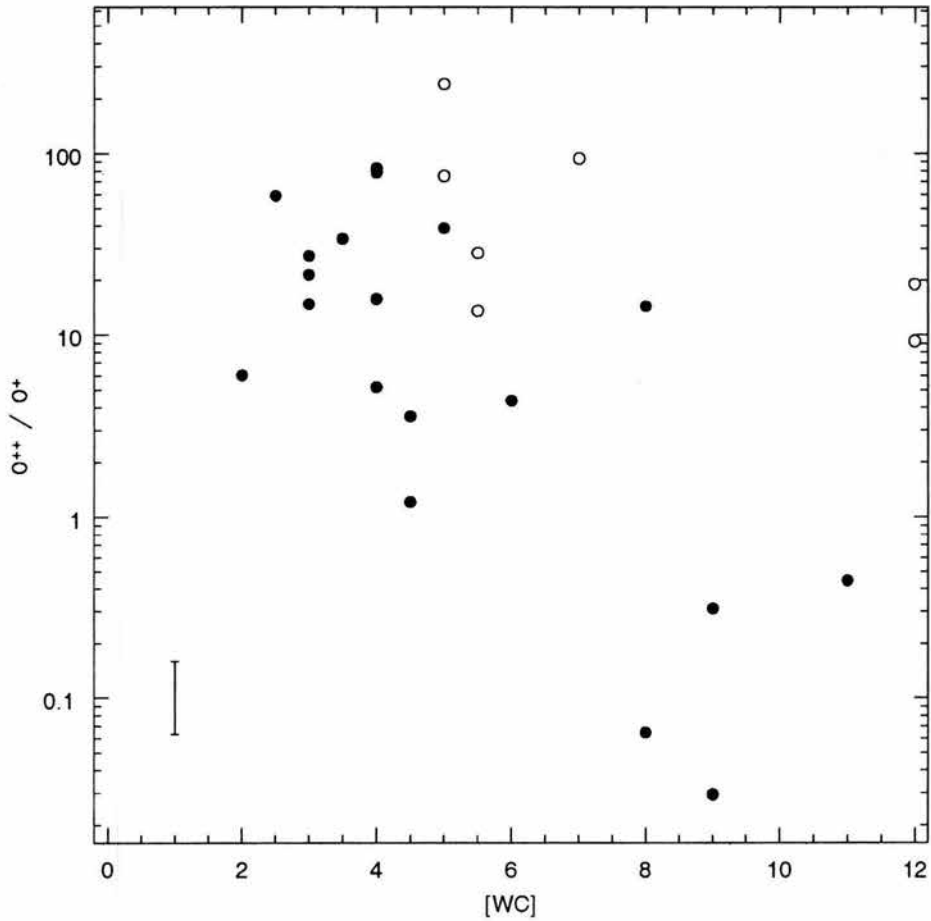


Figura 3.8: Grado de excitación comparado con el tipo espectral. Los símbolos son como los descritos en la Figura 3.1. A pesar de tener una dispersión considerable, las WRPNe de nuestra muestra presentan una tendencia a tener mayor grado de excitación cuanto más temprano es el tipo espectral de sus estrellas centrales. Esto se debe a que el tipo espectral está directamente vinculado a la temperatura efectiva de la estrella.

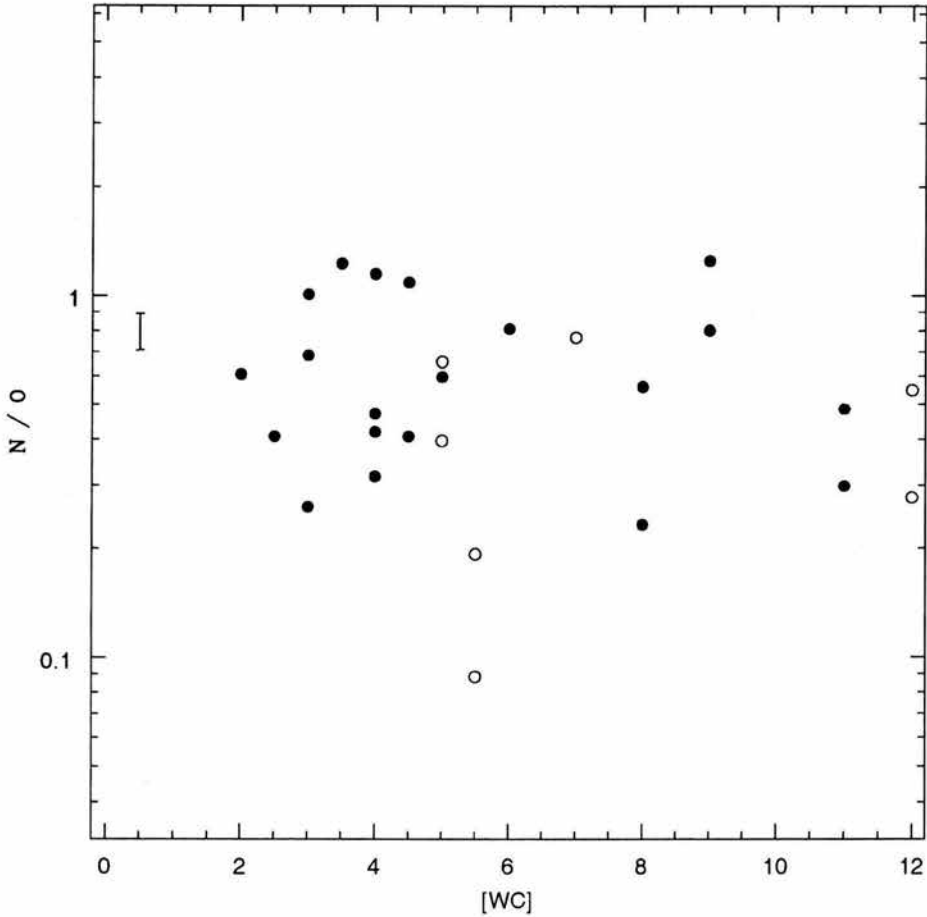


Figura 3.9: Cociente de abundancia N/O comparado con el tipo espectral. Los símbolos son como los descritos en la Figura 3.1. Esta figura muestra mayor dispersión que la Figura 3.5 que muestra al cociente de Ne/O. Sin embargo, se observa que las WRPNe se agrupan alrededor de un valor promedio de 0.5 (ligeramente por arriba) para todo el intervalo de tipos espectrales de sus estrellas centrales.

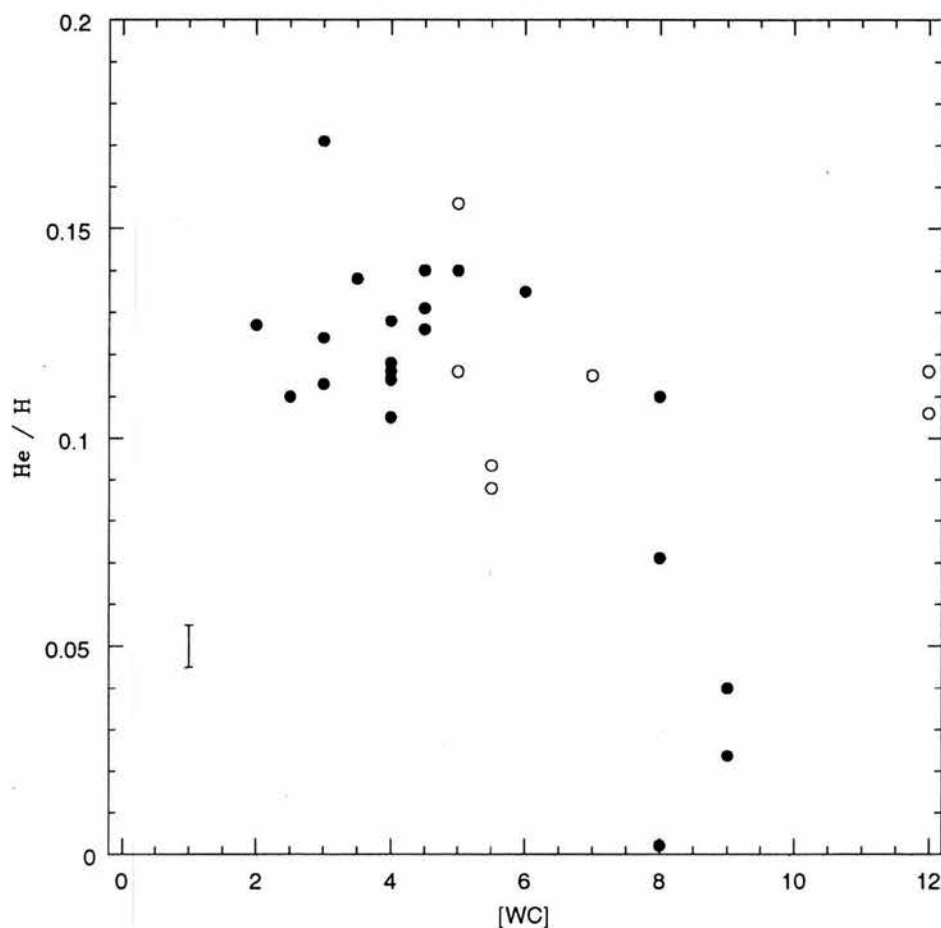


Figura 3.10: Abundancia de He/H comparada contra el tipo espectral. Los símbolos son como los descritos en la Figura 3.1. Se encuentra una tendencia de mayor He/H para tipos espectrales tempranos. Esto se debe a que la abundancia total de helio se calculó de la forma: $\text{He}/\text{H} = (\text{He}^+ + \text{He}^{2+})/\text{H}$, por lo que no se está tomando en cuenta la contribución de He^0 que, en el caso de las nebulosas alrededor de estrellas tardías, es probablemente significativa; ésto indica que los valores de He/H probablemente son sólo un límite inferior para nebulosas alrededor de estrellas [WCL].

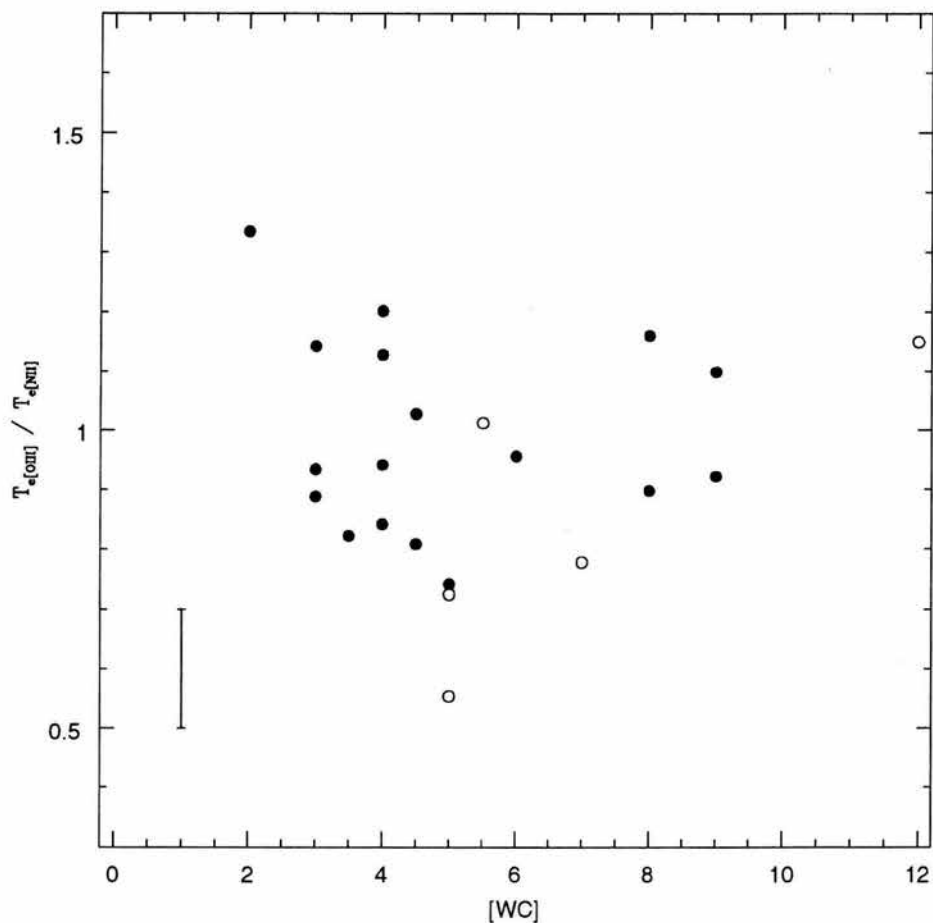


Figura 3.11: Cociente de temperaturas electrónicas $T_{e[OIII]}/T_{e[NII]}$ comparado con el tipo espectral. Los símbolos son como los descritos en la Figura 3.1. No se encuentra ninguna tendencia. Los valores de $T_{e[OIII]}/T_{e[NII]}$ para las WRPNe se agrupan en promedio alrededor de 1.

Otra razón podría ser que las estrellas podrían estar evolucionando lentamente fuera de la de la *AGB*, ya sea por sus bajas masas o por un tiempo de transición muy largo entre la cúspide de las *AGB* y el inicio del viento rápido, dando oportunidad a que la nebulosa se disperse. Desafortunadamente, estos objetos son de muy baja excitación, de manera que hay muy poca información relevante en nuestros espectros que pueda dar pistas adicionales sobre su estadio evolutivo. PM 1-188 solamente aparece en las Figuras 3.6-3.11. K 2-16 aparece también en las Figuras 3.1, 3.4, 3.8 y 3.9 (en las tres primeras, como un límite), y no se destaca particularmente con respecto de las otras nebulosas de nuestra muestra. En principio, debería ser posible distinguir entre un escenario *born-again* y uno de evolución estelar lenta. En el primer caso, el grado de ionización de la nebulosa debería ser mayor que el valor de equilibrio correspondiente a la temperatura efectiva de la estrella central, al menos si el *flash* de helio ocurrió recientemente, es decir hacia un tiempo menor que el tiempo de recombinación de la nebulosa. Los espectros de K 2-16 y PM 1-188 no parecen indicar que el gas nebuloso esté ahora recombinándose de un grado de ionización mayor, debido a que no se observan líneas de He II , apoyando la hipótesis de una evolución muy lenta de la estrella central. Sin embargo, se necesita un estudio teórico y observacional más cuidadoso de estos objetos para poder asegurar dicho escenario.

Interesantemente, en un estudio reciente del objeto Hu Do 1, que tiene una estrella de tipo [WC 11], Peña (2004, en preparación) encuentra una densidad menor a 3000 cm^{-3} . De modo que las tres WRPNe con estrella muy tardía de nuestra muestra presentan esta característica: baja densidad electrónica. Nuestros resultados son muy robustos pues las observaciones de alta resolución permiten separar perfectamente las líneas nebulares de [S II] de las líneas estelares que aparecen en esa zona. Sería interesante revisar las densidades de los otros objetos de la muestra de Gorny y Tylenda (2000), para ver si sus resultados no están afectados por la posible contaminación estelar.

Hay que notar que, en la Figura 3.6, las WLPNe tienen densidades intermedias comparadas con las WRPNe. Si, como han sugerido Parthasarathy *et al.* (1998), las *WELS* son las descendientes de estrellas [WC] tempranas, deberían entonces estar rodeadas de nebulosas evolucionadas y, por lo tanto, más diluídas. El hecho de que las *WELS* estén dentro de la secuencia de [WC] es interesante. Una explicación podría ser que las [WC] y las *WELS* son estadios transientes de las mismas estrellas.

La Figura 3.7 muestra el cociente de la línea nebular $\text{He II } \lambda 4686$ con respecto a $\text{H}\beta$. Encontramos que $\text{He II } \lambda 4686$ sólo se observa en estrellas [WC] tempranas, con un cociente $\text{He II } \lambda 4686/\text{H}\beta$ que tiende a aumentar al disminuir el tipo espectral. Cualitativamente, esto es lo esperado, ya que los tipos espectrales están relacionados con las temperaturas estelares efectivas. La dispersión probablemente se explica por las diferencias en el área cubierta por la rendija, masas nebulares y densidades del viento estelar.

La Figura 3.8 muestra O^{2+}/O^+ como función de la clase [WC]. Sólo se encuentra una tendencia débil. De hecho, uno no espera una correlación perfecta incluso entre O^{2+}/O^+ y la temperatura estelar efectiva, ya que tanto la luminosidad estelar como la masa nebular, su densidad promedio y su estructura de densidad afectan el valor de O^{2+}/O^+ . Por lo tanto, no es sorprendente observar una gran dispersión en O^{2+}/O^+ para un tipo espectral [WC] dado.

La Figura 3.9 muestra N/O como función de la clase [WC]. Se puede notar mucha dispersión en N/O para un tipo espectral [WC] dado, lo que refuerza la suposición de que las WRPNe cuyas estrellas centrales muestran el mismo tipo espectral tienen progenitoras de diferentes masas.

La Figura 3.10 muestra He/H como función de la clase [WC]. Como se hizo notar previamente, los puntos con valores más bajos de He/H corresponden a límites inferiores, debido a que no se ha tomado en consideración la presencia de helio neutro para derivar la abundancia total de helio. Esta figura muestra que estos puntos representan objetos con las estrellas centrales [WC] más tardías y por lo tanto más frías para las cuales, lo que realmente se espera es que produzcan una zona de He^{++} menos extendida que la zona de H^+ . A pesar de que para clases espectrales de [WC] de tipos intermedios y tempranos ([WC 2-5]), las abundancias de helio son confiables (con incertidumbres observacionales alrededor de 10-20 % para cada objeto), encontramos mucha dispersión en nuestros datos. Se espera que la contribución del viento rico en helio proveniente de la estrella central [WC] al cociente He/H promedio observado en una nebulosa sea más bien pequeña si se adopta una tasa de pérdida de masa típica de $10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ y una edad de 10 000 años. Por lo tanto, la dispersión observada en He/H , refleja diferencias en la composición química de las atmósferas estelares durante la etapa *AGB*, debidas muy probablemente a diferencias en las masas de las progenitoras.

La Figura 3.11 muestra $T_{e[\text{O III}]} / T_{e[\text{N II}]}$ como función de la clase [WC].

No se encuentra una tendencia clara en esta figura a diferencia de la tendencia vista en la Figura 3.3. Esto parece indicar que el comportamiento de $T_{e[O III]}/T_{e[N II]}$ tiene que ver más con las propiedades nebulares que con las propiedades estelares o con un escenario evolutivo.

Es interesante notar que las WLPNe no se destacan de las WRPNe en ninguno de los diagramas discutidos hasta ahora.

3.5. Conclusiones del diagnóstico del plasma

- Encontramos una tendencia significativa del decremento del cociente $T_{e[O III]}/T_{e[N II]}$ al aumentar el grado de excitación del objeto medida por el cociente O^{2+}/O^+ . En el límite de alta excitación, $T_{e[N II]}$ es mayor que $T_{e[O III]}$ por varios miles de grados. Esto no es lo que se espera a partir de modelos simples de fotoionización de nebulosas planetarias, y podría indicar la presencia de mecanismos adicionales de calentamiento en las zonas más externas (por ejemplo, choques o turbulencia).

- La gran dispersión observada en los cocientes de N/O en las WRPNe, indica que no hay una masa estelar preferencial para que ocurra el fenómeno Wolf-Rayet en el núcleo de una nebulosa planetaria, confirmando lo encontrado por Górný & Stasińska (1995).

- Dos objetos, M1-25 y M1-32, cuyas abundancias de neón han sido medidas por primera vez, tienen un cociente Ne/O del orden de 0.03, esto es, alrededor de diez veces menor que el encontrado en otras nebulosas planetarias. Solamente existe una nebulosa planetaria conocida con una abundancia de neón similarmente baja: H4-1, en el halo galáctico (Howard *et al.* 1997) y no hay una explicación hasta ahora para tales cocientes de Ne/O anómalos en nebulosas planetarias. Una discusión individual sobre M1-32 se presenta en el Apéndice A.

- Nuestros datos nos permitieron reexaminar la relación entre las propiedades nebulares de las WRPNe y los tipos espectrales de las estrellas centrales. Se ha sugerido que la secuencia de [WC] corresponde a una secuencia evolutiva, de tipos [WC] tardíos a tempranos. Nuestra gráfica de densidad electrónica contra tipo espectral [WC], obtenida con un conjunto homogéneo de datos, indica que las nebulosas alrededor de estrellas [WC] tempranas son más evolucionadas que las nebulosas alrededor de estrellas [WC] tardías, lo cual parece confirmar tal postura. Sin embargo, dos objetos

con estrellas centrales [WC] extremadamente tardías (K 2-16 y PM 1-188), cuyas densidades electrónicas se determinaron por primera vez, mostraron ser de baja densidad (muy por debajo de 1000 cm^{-3}). Estos objetos pueden ser similares a He 2-99, que no se cuenta dentro de nuestra muestra, pero para la cual Acker *et al.* (1996) sugirieron que podría estar excitada por una estrella que ha experimentado un *flash* de helio tardío. Por otro lado, las estrellas centrales de estas nebulosas de baja densidad pueden haber evolucionado en escalas de tiempo más grandes que el resto de los núcleos de nebulosas planetarias, ya sea debido a sus masas centrales inusualmente pequeñas o a un tiempo de transición excepcionalmente largo desde la cúspide de la AGB. Estudios observacionales y teóricos posteriores de estos objetos permitirían distinguir entre las distintas interpretaciones.

- Con respecto a las estrellas centrales con líneas en emisión débiles (*WELS*), Parthasarathy *et al.* (1998) han sugerido que tales estrellas son las contrapartes evolucionadas de estrellas [WC] tempranas (ésto, por supuesto, no se aplica en las 2 *WELS* de nuestra muestra en las que se ha reportado que presentan una clara presencia de hidrógeno). La mayoría de nuestras *WELS* son de tipos [WC] intermedios (al clasificarse siguiendo los criterios de cocientes de intensidad o anchos equivalentes de líneas en emisión para [WC]). En general, encontramos que las nebulosas ionizadas por *WELS* siguen las mismas tendencias que las WRPNe bien determinadas. Sin embargo, las densidades de las nebulosas ionizadas por *WELS* no son particularmente bajas. Obviamente, debería investigarse una muestra mucho más amplia de *WELS* antes de que se puedan hacer conclusiones importantes acerca del estadio evolutivo de las *WELS*.

Capítulo 4

Estudio cinemático de las WRPNe

4.1. Introducción

Los campos de velocidad de las nebulosas planetarias son un indicador del génesis y la evolución de estos objetos (Mellema 2001). Basándose en datos compilados de la literatura, Górný & Stasińska (1995) han mostrado que, en promedio, las WRPNe tienen velocidades de expansión mayores que las PNe. Esto se interpretó como posiblemente debido al efecto del viento estelar masivo actuando sobre la envolvente de la WRPNe.

Sin embargo, derivar velocidades de expansión a partir de perfiles de líneas es un problema notablemente difícil. Los resultados dependen de la morfología y estructura de ionización, temperatura y densidad en la nebulosa así como del método adoptado para determinar las velocidades (como lo mostraron Gesicki & Zijlstra 2000 usando modelos simples de fotoionización en expansión). Por lo tanto, compilar velocidades de expansión provenientes de diferentes fuentes puede llevar a conclusiones erróneas. Aún si se observan todos los objetos con el mismo instrumento adoptando el mismo procedimiento para derivar la velocidad de expansión promedio, el resultado depende del área cubierta por la rendija y de la geometría de la fuente. Gracias a la alta resolución espectral de nuestros datos hemos obtenido perfiles de línea bien resueltos para toda la muestra, excepto para un par de objetos que muestran FWHM menores que nuestra resolución instrumental. Por tanto, tenemos un conjunto extenso de datos de diferentes tipos de objetos obtenidos de una

manera consistente que nos permite realizar un análisis comparativo confiable.

Nuestros datos de alta dispersión se emplean en este capítulo para analizar de manera estadística el comportamiento cinemático de las 24 WRPNe de nuestra muestra con el propósito de estudiar los efectos del viento masivo de las [WC] sobre la cáscara nebular. Analizamos los diferentes fenómenos cinemáticos que afectan los perfiles nebulares: velocidades de expansión, turbulencia y material de alta velocidad. En particular, abordamos el problema de si las WRPNe presentan mayores velocidades de expansión y/o turbulencia en comparación con las nebulosas planetarias no-WR. Nuevamente incluimos las 9 nebulosas planetarias ionizadas por estrellas centrales del tipo *WELS* (WLPNe) más las 14 PNe ordinarias (de núcleos no-WR ni *WELS*) como muestra de control instrumental.

Como nuestra finalidad es realizar un estudio estadístico y comparativo entre las propiedades nebulares de las WRPNe, WLPNe y PNe, nos interesó particularmente la componente gaseosa de mayor velocidad en cada perfil de línea. Debido a esto, medimos la velocidad V_{10} definida como la mitad del ancho de la línea a un décimo de la intensidad máxima en km s^{-1} (se hizo así en lugar de tomar a la base para evitar la contaminación por ruido) y el estudio lo basamos en esta medida. Con este procedimiento no tratamos de determinar la velocidad de expansión nebular, sino hacer una medida consistente de las componentes de mayor velocidad para todo tipo de perfil de línea y para todos los objetos con la finalidad de que el estudio comparativo resulte confiable y bien sustentado.

Además, para respaldar aún más nuestros resultados, también hemos calculado las velocidades de expansión (V_{exp}) de la manera canónica y las hemos comparado con las V_{10} obtenidas. Las velocidades de expansión se calcularon de acuerdo al perfil de la línea obtenido.

Muchos de nuestros objetos muestran líneas desdobladas (perfiles dobles) indicando la existencia de una cáscara bien definida. Para tales objetos, la velocidad de expansión se obtuvo como la dada por la mitad de la separación pico-a-pico en km s^{-1} . En otros casos, sólo se encontró una única componente más o menos gaussiana. En algunos objetos, se observaron condensaciones o nudos espacialmente resueltos. En todos los casos de una única componente, los perfiles de línea estaban espectralmente resueltos, mostrando un ancho a media altura (FWHM) mayor que la resolución instrumental. En estos casos, la velocidad de expansión se tomó como la mitad del ancho de la línea a la mitad de la intensidad máxima. Las velocidades de expansión derivadas

de esta manera para los objetos de nuestra muestra están reportados en las Tablas 4.1 y 4.2 y se discuten en las secciones 4.3.1 y 4.3.2.

4.2. Descripción de los perfiles de las líneas nebulares

Como ya mencionamos, el perfil de una línea nebulosa depende de numerosos procesos internos tales como la morfología nebulosa, las estructuras térmica, de densidad y de ionización, turbulencia y campo de velocidades entre otros. Además, el perfil observado depende también de la resolución espectral y de las dimensiones de la rendija: en la mayoría de los casos donde la nebulosa está bien extendida y la rendija solamente cubre la región central, se obtiene un perfil de doble pico. En nuestro caso, los objetos con perfiles de doble pico se enlistan en la Tabla 4.1.

Por otro lado, cuando la rendija incluye a toda la nebulosa, o cuando se trata de una nebulosa llena (no sólo una cáscara de material), como podría ser el caso de nebulosas muy jóvenes, regularmente se observa una sola línea. En general, este es el caso para nebulosas compactas, no resueltas, más pequeñas que el tamaño de la rendija. Estos objetos se enlistan en la Tabla 4.2, y entre ellos encontramos las WRPNe: SwSt 1, Cn 1-5, M 1-25, M 2-43, PM 1-188, He 2-459, M 4-18, K 3-61 y, en particular, las nebulosas peculiares BD +30°3639 y M 1-32, quienes merecen una discusión especial (ver Apéndice A). También encontramos en esta categoría a las WLPNe y PNe: IC 2165, NGC 6629, IC 351, J 900, Cn 2-1, IC 418, M 2-52, Vy 1-1, YC 2-32, M 1-1, M 1-4 y NGC 7027. Otros objetos muestran perfiles singulares asimétricos, como son Hb 4 (ver Apéndice A) e IC 1747 entre las WRPNe y M 1-2, M 2-53 e IC 2149 entre las PNe. Además, algunos objetos presentan un perfil singular simétrico no-gaussiano, con extensiones de alta velocidad como son: He 2-429, M 1-32 y M 3-15. Estos dos últimos objetos se discuten con mayor detalle en el Apéndice A.

En nuestra muestra, muchas nebulosas no presentan cáscaras regulares bien definidas, o tienen una estructura extendida nudosa o filamentaria, mostrando entonces perfiles complejos o varios picos (a veces no resueltos) y alas. Este es el caso de NGC 2452, M 3-30, NGC 6543, IC 2003, IC 5217, NGC 6578, M 1-2, M 1-4 e IC 2149 entre otros. Para todos estos objetos, solamente se midió la V_{10} .

Se necesitaría un modelo cinemático detallado, incluyendo las estructuras de densidad, de ionización y térmica de la nebulosa para desconvolucionar el efecto de cada contribución al perfil de la línea. Tal procedimiento ha sido desarrollado por Gesicki & Acker (1996) y Gesicki *et al.* (1996), entre otros. Las principales fallas de tal procedimiento son que los resultados dependen fuertemente del modelo, que el modelo de fotoionización empleado asume nebulosas esféricamente simétricas, que el modelo derivado no es único y que consume mucho tiempo de CPU. No es intención de este trabajo realizar modelos cinemáticos detallados, por lo que procederemos de una manera diferente para nuestro análisis.

Los perfiles integrados de línea obtenidos para nuestros objetos caen en cinco diferentes categorías principales y se presentan en diagramas de posición-velocidad ($p-v$) junto con el perfil de línea del espectro extraído alrededor de la estrella central en la Figura 4.1. A continuación se describen los principales perfiles de línea que se obtuvieron:

- Perfiles gaussianos de una única componente. Estos se encuentran normalmente en nebulosas esféricamente simétricas como, por ejemplo, en M 4-18 cuyo perfil se muestra en la Figura 4.1a.
- Perfiles singulares asimétricos. Normalmente se encuentran en nebulosas inhomogéneas (ver Figura 4.1b).
- Perfiles singulares con extensiones de alta velocidad como alas débiles extendidas o “protuberancias” que indican la presencia de gas a alta velocidad. (Ver Figura 4.1c.)
- Perfiles complejos que muestran numerosas componentes que usualmente corresponden a nebulosas nudosas como la que se muestra en la Figura 4.1d.
- Perfiles de doble pico. Estos se encuentran principalmente en cáscaras extendidas.

Para el análisis cinemático, se midieron los perfiles de las líneas en emisión $H\beta$, $He I \lambda 5876$, $He II \lambda 4686$, $[O II] \lambda 3729$, $[O III] \lambda 5007$ y $[N II] \lambda 6584$ para la mayoría de los objetos. El propósito de seleccionar estas líneas fue estudiar posibles diferencias cinemáticas entre líneas provenientes de iones localizados en diferentes regiones de la nebulosa, a distancias diferentes de la estrella

central. Por ejemplo, mientras que $H\beta$ mapea la nebulosa en sus totalidad, la línea $He\text{ II } \lambda 4686$ da información sobre la región más interna, mientras que $[O\text{ II}] \lambda 3729$, y $[N\text{ II}] \lambda 6584$ dan información sobre las regiones más externas. En las mediciones de los anchos de las líneas, se descontaron los anchos instrumental y térmico, como se describió en el Capítulo 2.

En las siguientes secciones discutiremos brevemente las velocidades de expansión derivadas de manera clásica.

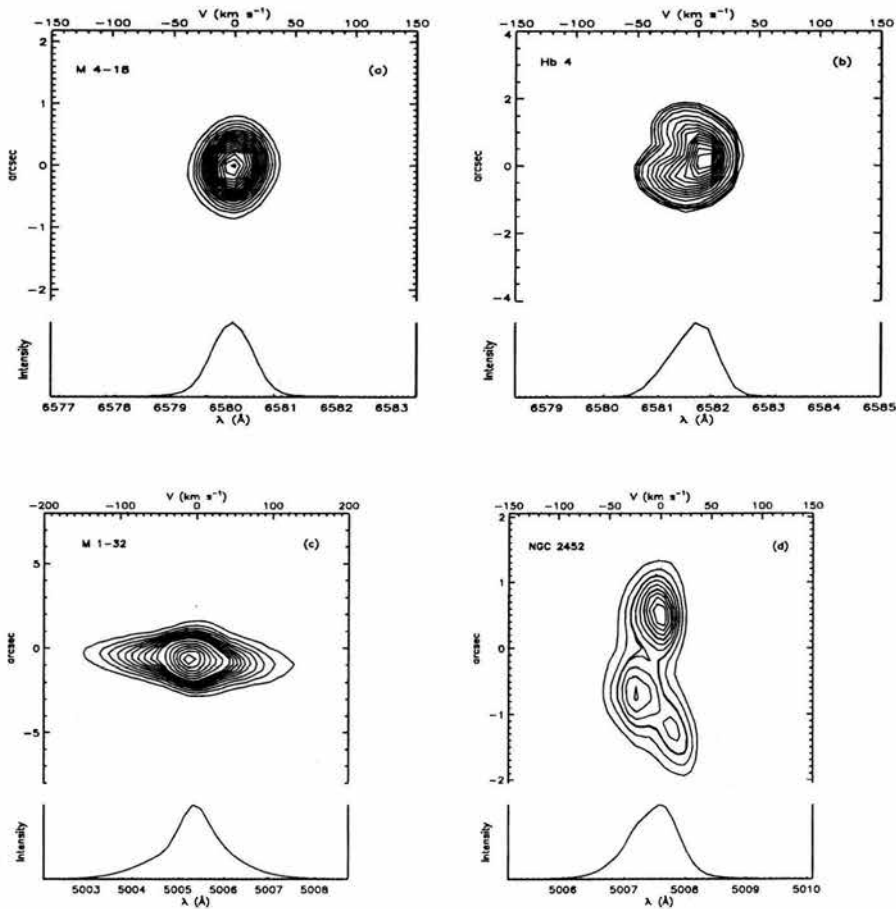


Figura 4.1: Se presentan los diagramas $p-v$ y los perfiles integrados de las líneas del espectro extraído mostrando los diferentes tipos de perfiles encontrados en los objetos de nuestra muestra. Los tipos son: a) Perfil singular gaussiano en $[\text{N II}]\lambda 6583$ de M 4-18, b) perfil singular asimétrico en $[\text{N II}]\lambda 6583$ de Hb 4, c) alas de alta velocidad en $[\text{O III}]\lambda 5007$ encontradas en M 1-32, d) estructura nudosa y compleja en $[\text{O III}]\lambda 5007$ de NGC 2452

4.3. Velocidades de expansión

4.3.1. Objetos con perfiles de doble pico

Los objetos que muestran perfiles de línea de doble pico son, en su mayoría, los mayores radios angulares de nuestra muestra. La única excepción es la WRPN K 2-16, la cual se discute en la sección A.7 del Apéndice A.

Doce objetos de nuestra muestra: seis WRPNe, dos WLPNe y cuatro PNe, presentan perfiles dobles. Los valores $2V_{exp}$, medidos como la separación pico a pico de las componentes roja y azul, de las líneas [O III] $\lambda 5007$, $H\beta$, [N II] $\lambda 6584$, y $He II \lambda 4686$ se presentan en la Tabla 4.1. También se muestran los anchos totales de las líneas a media altura (FWHM) para cada componente de $H\beta$ en km s^{-1} denotadas ΔV_1 y ΔV_2 , así como los valores $2V_{exp}$ derivados por Weinberger (1989) y Acker *et al.* (2002) para fines de comparación.

La Tabla 4.1 muestra que para un objeto dado las velocidades de expansión de diferentes iones son, en general, muy similares, aunque algunos objetos (en su mayoría nebulosas planetarias no-WR) tienen $V_{exp}([N II])$ mayores que $V_{exp}([O III])$ o $V_{exp}(H\beta)$, lo que indica que la velocidad de expansión aumenta con la distancia a la estrella central. Este hecho, predicho por modelos hidrodinámicos como debido a la aceleración del material nebuloso externo, fue notado ya por Wilson (1950) para su muestra de nebulosas planetarias. Sin embargo, hay algunos objetos donde ocurre lo contrario: especies de alta ionización presentan velocidades de expansión más altas.

Nuestros valores de $2V_{exp}$ son iguales, dentro de las incertidumbres, a aquellos catalogados por Weinberger (1989), los cuales se incluyeron en la columna 7 de la Tabla 4.1. Recientemente, Acker *et al.* (2002), basándose en modelos del campo de velocidad de varias nebulosas, han concluido que las velocidades de expansión en WRPNe y no-WRPNe son similares, pero que las WRPNe son mucho más turbulentas que las WLPNe y las PNe. Además, sus modelos indicarían que nebulosas planetarias ordinarias presentan aceleración en las zonas nebulares más externas, mientras que las WRPNe no. En la Tabla 4.1 hemos incluido las velocidades de expansión encontradas por Acker *et al.* (2002) para los pocos objetos en común; Sus valores de $2V_{exp}$ y los nuestros coinciden, excepto para la WRPN débil y extendida K 2-16, para la cual Acker *et al.* dan dos modelos.

En la muestra presentada en la Tabla 4.1, encontramos que las WRPNe tienen valores de $2V_{exp}$ (medidos de las líneas de [O III]) entre 47 y 87 km s^{-1}

con un promedio de 71.7 km s^{-1} , mientras que las WLPNe y PNe muestran valores de $2V_{exp}$ entre 34 y 52 km s^{-1} con un promedio de 42.8 km s^{-1} . Por lo tanto, las WRPNe de nuestra muestra tienen, en promedio, mayores velocidades de expansión que las WLPNe y PNe. Además, parece presentarse una tendencia sistemática de mayor V_{exp} con tipos espectrales [WC] más tempranos, aunque debido al pequeño número de objetos en esta muestra, éste no puede considerarse como un resultado concluyente.

Además de una V_{exp} más alta, las WRPNe también parecen mostrar anchos de línea más grandes. Esto es particularmente patente para WRPNe con estrellas [WC] tempranas tales como NGC 6905, NGC 6369 y NGC 1501. Sin embargo, nuestra muestra es muy limitada y no consideramos que este resultado sea concluyente.

Hay un par de PNe en la Tabla 4.1 que muestran velocidades de expansión muy grandes y líneas anchas. Ellos son PRMT 1 y NGC 4361, ambas consideradas nebulosas planetarias del halo, siendo ambas nebulosas en extremo ópticamente delgadas (las especies de ionización bajas, O^+ y N^+ , no se detectan en estas nebulosas, ver Peña *et al.* 1990 y Torres-Peimbert *et al.* 1990). Por consiguiente, en estos objetos delgados, los vientos estelares rápidos post-AGB parecen haber acelerado enormemente la cáscara presumiblemente de baja masa. Vázquez *et al.* (1999) han reportado material de alta velocidad y cinemática compleja en NGC 4361.

En conclusión, las WRPNe con perfiles dobles muestran velocidades de expansión más altas y probablemente mayor turbulencia que las WLPNe y PNe.

4.3.2. Objetos con perfiles de una sola componente

Se midieron los FWHM de $[O \text{ III}] \lambda 5007$, $H\beta$, $[N \text{ II}] \lambda 6583$ y $He \text{ II} \lambda 4686$ para todos los objetos que mostraron perfiles singulares simétricos. Los anchos térmicos e instrumentales se restaron como se indicó previamente. Los resultados se presentan en la Tabla 4.2 donde hemos incluido los valores $2V_{exp}$ para el $[O \text{ III}]$ reportados por Weinberger (1989) o de literatura más reciente (columna 7) y los valores reportados por Acker *et al.* (2002) derivados de sus modelos dinámicos (columna 8). Aunque es difícil comparar datos cinemáticos medidos por diferentes autores y diferentes procedimientos, encontramos que más del 60% de nuestros valores coinciden dentro de un factor de 1.2 con los de la literatura. Para M1-32, PM1-188, He2-459, K1-16 y YC2-32, las velocidades de expansión se dan por primera vez.

Tabla 4.1: Velocidades de expansión y turbulencia para nebulosas con líneas de doble pico⁽¹⁾.

PN G	Nombre	Tipo	$2V_{exp}^{(2)}$				$\Delta V_1^{(2)}$	$\Delta V_2^{(2)}$	$2V_{exp}(\text{OIII})^{(3)}$	$2V_{exp}^{(3)}$
			espectral	[O III]	H β	[N II]	HeII	H β		
061.4 - 09.5	NGC 6905	[WC 2-3]	87	82	91	80	25	17	87	-
002.4 + 05.8	NGC 6369	[WC 4]	71	71	73	75	24	38	83	-
029.2 - 05.9	NGC 6751	[WC 4]	84	79	79	-	24	29	80	82
144.5 + 06.5	NGC 1501	[WC 4]	81	81	84	76	20	19	74	80
120.0 + 09.8	NGC 40	[WC 8]	60	51	51	-	18	<15	58	-
352.9 + 11.4	K 2-16	[WC 11]	47	48	52	-	22	16	-	68 ó 76
100.6 - 05.4	IC 5217	wl	36	36	45	35	16	20	46	-
011.7 - 00.6	NGC 6567	wl	34	35	54	-	<20	<20	37	-
037.7 - 34.5	NGC 7009	pn	39	36	41	32	<15	<15	41	-
196.6 - 10.9	NGC 2022	pn	48	42	42	46	16	20	53	-
243.8 - 37.1	PRTM 1	pn	48	46	-	46	28	26	-	-
294.1 + 43.6	NGC 4361	pn	52	44	-	43	32	20	42	-

(1) Todas las unidades en km s^{-1} . El primer bloque corresponde a las WRPNe, el segundo a las WLPNe y el tercero a las PNe.

(2) Incertidumbres: $\pm 5 \text{ km s}^{-1}$ para $2V_{exp}$ y $\pm 12 \text{ km s}^{-1}$ para anchos de línea.

Los valores de ΔV están corregidos por anchos térmico e instrumental.

(3) Referencias: W89: Weinberger (1989); A02: Acker *et al.* (2002).

De nuestros datos, se encuentra que los FWHM promedio de las 14 WRPNe en la Tabla 4.2 son 41, 43 y 46 km s^{-1} , para $[\text{O III}]$, $\text{H}\beta$ y $[\text{N II}]$ respectivamente. La nebulosa BD+30°3639 ha sido excluida de los promedios debido a su comportamiento inusual (ver Apéndice A). Los promedios correspondientes de las no-WRPNe son: 35, 34 y 40 km s^{-1} . Esto es, los promedios para las WRPNe son 15 % mayores que los promedios correspondientes a las nebulosas planetarias no-WR. Por tanto, podemos concluir que las WRPNe tienen líneas más anchas. En este caso no podemos separar las velocidades de expansión de la turbulencia u otros efectos, pero el resultado es consistente con aquellos encontrados en la sección previa de velocidades de expansión y probablemente turbulencia más alta en WRPNe que en nebulosas planetarias no-WR.

Es interesante notar que el promedio de FWHM para el $[\text{N II}]$ es 5 km s^{-1} mayor que los valores correspondientes al $[\text{O III}]$ y a $\text{H}\beta$ sin importar el tipo nebuloso (WRPNe o no-WRPNe), confirmando que parece haber una aceleración de las cáscaras externas en todos los tipos de nebulosas.

Como se mencionó en la sección 4.2, el tamaño de la rendija juega un papel importante al derivar la velocidad de expansión. Al tratar de determinar los efectos de este sesgo observacional en nuestra muestra, en la Figura 4.2 hemos graficado los valores de V_{exp} medidos de $\text{H}\beta$ como función del diámetro angular aparente de las nebulosas. Los valores de tamaño angular se tomaron de Acker *et al.* (1992). Confirmamos que el tipo de perfil de las líneas encontradas en nuestros espectros depende de la fracción de la imagen nebulosa que se encuentra cubierta por la rendija (nebulosas más extendidas muestran perfiles dobles). También es importante notar que a cualquier tamaño angular, las WRPNe muestran valores de V_{exp} más grandes que los objetos no-WR.

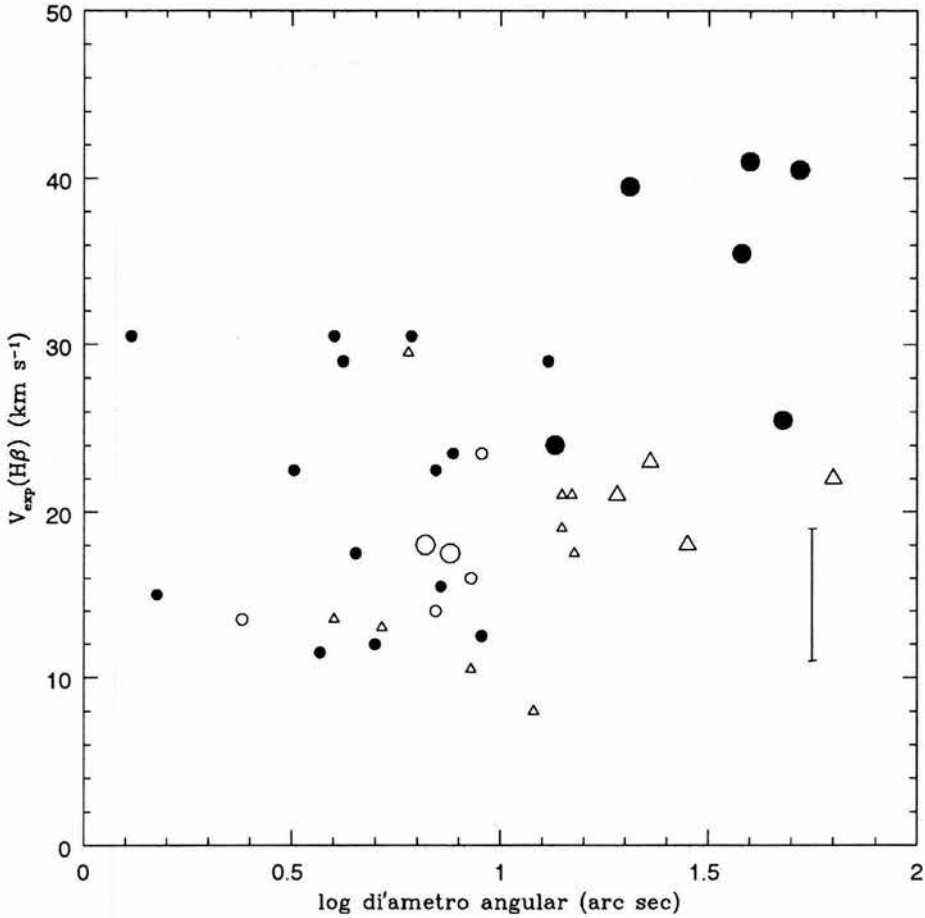


Figura 4.2: Valores de $V_{exp}(H\beta)$ como función del diámetro angular aparente de las nebulosas (tomado de Acker *et al.* 1992). Las WRPNe están representadas por círculos llenos mientras que las WLPNe y las PNe están representadas por círculos y triángulos vacíos respectivamente. En esta figura, los tamaños de los símbolos indican si el perfil es de doble pico (símbolos grandes) o de una sola componente (símbolos pequeños). En esta figura no se incluyen los objetos cuyos perfiles son complejos o nudosos. De aquí puede observarse un sesgo observacional que se desprende del hecho de si las nebulosas están espacialmente resueltas o no dado el tamaño de la rendija utilizada.

4.4. Máxima velocidad de expansión del gas, V_{10}

Considerando que una fracción importante de nebulosas planetarias muestra características cinemáticas como *ansae*, *BRETS*, *FLIERS*, *jets*, eyecciones de alta velocidad, etc., todas ellas producidas por eyecciones no esféricas, bipolares, multipolares o asimétricas de la estrella central, es razonable esperar algunas perturbaciones adicionales en el campo de velocidades de las WRPNe en comparación con las no-WR, producidas por el viento masivo [WC]. Por ejemplo, los cálculos hidrodinámicos de García-Segura & McLow (1995) han mostrado que la expansión de una burbuja caliente empujada por un viento WR resulta en una cáscara rota filamentaria probablemente con gran turbulencia.

Por este motivo y con el fin de realizar un análisis cinemático comparativo de toda nuestra muestra, que incluya todos estos efectos, hemos decidido considerar el gas nebuloso que muestra la velocidad más alta con respecto a la estrella central. Esto sólo puede medirse en la base de los perfiles de línea (la mitad del ancho a intensidad cero). Para evitar cualquier perturbación por ruido debido a la baja señal en la base de las líneas, hemos medido la velocidad como la mitad del ancho del perfil de la línea a un décimo de la intensidad máxima (denotada V_{10}), después de restar los anchos térmico e instrumental.

El método de medir la velocidad de expansión del gas a mayor velocidad como V_{10} ha sido usado previamente por Dopita *et al.* (1985) para determinar las velocidades de expansión de una muestra de nebulosas planetarias en la Nube Menor de Magallanes.

La validez de nuestro análisis se sustenta en un tratamiento sistemático de todos los datos observados, por lo que también se tomó V_{10} en aquellos casos donde una única gaussiana reproducía adecuadamente la forma de la línea en emisión o cuando el perfil de la línea mostraba una componente de doble pico. En este último caso, se tomó en cuenta la separación pico a pico además de la mitad del ancho a un décimo de la intensidad máxima de cada componente. Cuantitativamente, calculamos V_{10} , en km s^{-1} , como sigue:

Para un único perfil gaussiano:

$$V_{10} = 0.911 \text{ FWHM } (\text{km s}^{-1}).$$

Para perfiles de doble pico (dos gaussianas):

$$V_{10} = V_{exp} + 0.455 (\Delta V_1 + \Delta V_2) \quad (\text{km s}^{-1}),$$

donde ΔV_1 y ΔV_2 son los FWHM (en km s^{-1}) de las componentes y V_{exp} es el valor derivado de la forma usual tomando la mitad de la separación pico a pico también en km s^{-1} .

Para perfiles singulares no gaussianos, de alas extendidas, o complejos, V_{10} se midió directamente de los perfiles de las líneas.

La V_{10} derivada de esta manera incluye no sólo el campo de velocidad de expansión de la cáscara, sino que también la turbulencia del gas y las componentes de alta velocidad si éstas existen. Los valores obtenidos se muestran en la Tabla 4.3. Las incertidumbres son de $\pm 5 \text{ km s}^{-1}$ y mayores si están marcados con dos puntos. En la última columna de la Tabla 4.3 describimos los perfiles de línea: s para singulares, d para dobles, c para complejos y e para componentes de alta velocidad. El tipo espectral de las estrellas centrales [WC] o la indicación de si se trata de una estrella tipo *WELS* o “normal” se encuentra en la columna 2 de esta misma tabla.

Algunos objetos de nuestra muestra con perfiles o cinemática particularmente interesantes, se discuten con mayor detalle en el Apéndice A.

4.5. Análisis cinemático

En trabajos anteriores, muchos autores han buscado correlaciones entre el campo de velocidad nebular y los parámetros nebulares y estelares. Los resultados reportados no siempre son consistentes. Por ejemplo, Sabbadin (1984) y otros han reportado una correlación entre el radio nebular y la velocidad de expansión, lo cual ha sido interpretado como cambios en la velocidad de expansión como consecuencia de la evolución nebular. Recientemente, Gesicki & Zijlstra (2000) no encontraron tal correlación para una muestra de 44 nebulosas planetarias del bulbo Galáctico con distancias bien determinadas. Además, como se dijo anteriormente, la aceleración de las cáscaras nebulares externas (que se detecta como velocidades de expansión más altas para especies de baja ionización, como N^+ y O^+ , que para O^{++}), parece ser un hecho bien establecido para nebulosas planetarias en general. Sin embargo, Acker *et al.* (2002) no encontraron evidencia de tal aceleración para una muestra de 6 WRPNe.

De la Tabla 4.3 se puede notar que las V_{10} para WRPNe son, en promedio, de 21 a 23 % mayores que los respectivos valores para nebulosas planetarias no-WR. Por lo tanto, las diferencias ya encontradas para las velocidades de expansión entre WRPNe y PNe (alrededor de un factor de 2) están aumentadas cuando se usa V_{10} , lo que demuestra que las WRPNe presentan no sólo mayores velocidades de expansión y turbulencia, sino que también aparecen componentes de alta velocidad o perturbaciones de los campos de velocidad con mayor frecuencia que en las nebulosas planetarias no-WR. Por tanto, cualquier análisis comparativo del comportamiento cinemático de ambos tipos de objetos será más evidente al usar V_{10} .

Es por esto que hemos usado nuestros datos autoconsistentes para confrontar el comportamiento de V_{10} con varias propiedades de las nebulosas y sus estrellas centrales, buscando las causas físicas que afectan el campo de velocidad.

En la Figura 4.3, se grafican los valores de V_{10} , derivados a partir de las líneas $\text{He I } \lambda 5876$, $\text{He II } \lambda 4686$, $[\text{O II}] \lambda 3729$, $[\text{O III}] \lambda 5007$ y $[\text{N II}] \lambda 6584$, contra los valores derivados de $\text{H}\beta$. Se distinguen los diferentes tipos de objetos (WRPNe, WLPNe y PNe) con diferentes símbolos. Un resultado inmediato de esta figura es que, para las WRPNe, V_{10} se extiende sobre un intervalo desde 20 km s^{-1} hasta 80 km s^{-1} , mientras que, para las WLPNe y las PNe, los valores de V_{10} son menores que 60 km s^{-1} . Esto es, las WRPNe presentan en promedio, velocidades de expansión más altas y/o mayor turbulencia que las nebulosas planetarias no-WR.

La Figura 4.3 muestra que, para especies de alta ionización (O^{2+} , He^+ y He^{2+}), V_{10} sigue una correlación lineal muy cercana a 45° con $V_{10}(\text{H}\beta)$, aunque en el caso de O^{2+} vs. $\text{H}\beta$ hay un par de WRPNe que se separan claramente de este comportamiento. Éstas son BD +30°3639 y M 1-32 y se discutirán con mayor detalle en el Apéndice A. No encontramos diferencias significativas de comportamiento entre las WRPNe, WLPNe y PNe; todos los tipos de objetos presentan las mismas correlaciones dentro de las incertidumbres.

Las correlaciones obtenidas (ver Fig. 4.3) son las siguientes:

- $V_{10}(\text{He I}) = 0.99 V_{10}(\text{H}\beta) + 3 (\pm 5)$, $r = 0.96$
- $V_{10}(\text{He II}) = 1.12 V_{10}(\text{H}\beta) - 2 (\pm 8)$, $r = 0.88$
- $V_{10}([\text{O III}]) = 1.01 V_{10}(\text{H}\beta) + 1 (\pm 5)$, $r = 0.96$
- $V_{10}([\text{O II}]) = 0.98 V_{10}(\text{H}\beta) + 6 (\pm 8)$, $r = 0.91$
- $V_{10}([\text{N II}]) = 0.87 V_{10}(\text{H}\beta) + 10 (\pm 8)$, $r = 0.84$

Para las especies de baja ionización (O^+ y N^+), las correlaciones también son aproximadamente lineales a 45° , pero con mucha mayor dispersión y la correlación entre los valores de V_{10} para N^+ y O^+ y los valores de V_{10} para $\text{H}\beta$ muestra una ordenada al origen mayor que cero.

Esto puede deberse a aceleración de las zonas externas relativas a la cáscara nebulosa más interna o a mayor turbulencia de las zonas externas. Tal fenómeno ocurre tanto en las WRPNe como en las nebulosas planetarias no-WR. La mayor dispersión en estas gráficas puede tomarse como perturbaciones en el campo de velocidad de las zonas externas debido a choques o a la expansión del frente de ionización en contra del material neutro externo.

Tabla 4.2: Velocidades de expansión en objetos con perfiles simétricos de una sola componente⁽¹⁾.

PN G	Nombre	FWHM (km/s) ⁽²⁾				$2V_{exp}^{(3)}$	$2V_{exp}$
		[O III] $\lambda 5007$	H β $\lambda 4861$	[N II] $\lambda 6584$	HeII $\lambda 4686$	[O III] W89	
001.5 – 06.7	SwSt 1	24	24	33	–	26 (dM01)	34
002.2 – 09.4	Cn 1-5	46	45	48	–	36:	–
003.1 + 02.9	Hb 4	35	31	37	46	46	32
004.9 + 04.9	M 1-25	45	45	45	–	–	60
006.8 + 04.1	M 3-15	33	35	36	–	–	32
011.9 + 04.2	M 1-32	≤ 25	≤ 25	≤ 25	–	–	–
012.2 + 04.9	PM 1-188	–	61	77	–	–	–
027.6 + 04.2	M 2-43	28	30	33	–	–	40
048.7 + 01.9	He 2-429	57	58	64	–	–	–
064.7 + 05.0	B \bar{D} +30° 3639	87	47	46	–	[O III]:71,[N II]:56 (BM99)	56
068.3 – 02.7	He 2-459	–	61	66	–	–	–
096.3 + 02.3	K 3-61	55	61	49	–	–	–
130.2 + 01.3	IC 1747	59	58	59	59	55	–
146.7 + 07.6	M 4-18	–	23	26	–	38 (dMC99)	30
010.8 – 01.8	NGC 6578	32	32	37	–	–	–
159.0 – 15.1	IC 351	39	28	31:	37	30	–
194.2 + 02.5	J 900	46	47	53	43	36	–
221.3 – 12.3	IC 2165	48	47	51	47	40	–
356.2 – 04.4	Cn 2-1	28	27	–	35:	42 GZ00	–
013.7 – 10.6	YC 2-32	36	35	44	39	–	–
084.9 – 03.4	NGC 7027	44	42	56	44	43	–
103.7 + 00.4	M 2-52	38	38	32	43	15	–
104.4 – 01.6	M 2-53	33	42	39:	43:	22	–
118.0 – 08.6	Vy 1-1	23	26	35:	–	20	–
130.3 – 11.7	M1-1	62	59	–	–	78	–
147.4 – 02.3	M 1-4	29	27	–	21	27	–
166.1 + 10.4	IC 2149	< 18	21	36	–	< 20	–
215.2 – 24.2	IC 418	< 18	16	27	–	< 12	30

(1) Todos los datos tienen unidades de km s^{-1} . El primer bloque corresponde a las WRPNe, el segundo a las WLPNe y el tercero a las PNe.

(2) V_{exp} representa $\frac{1}{2}$ FWHM. Las incertidumbres son de un 20% en promedio, y mayores para los casos marcados con dos puntos.

(3) Datos tomados de Weinberger (1989) a menos que se indique lo contrario. Otras referencias: dMC99: De Marco & Crowther (1999); dM01: De Marco *et al.* (2001); BM99: Bryce & Mellema (1999), GZ00: Gesicki & Zijlstra (2000), A02: Acker *et al.* (2002).

Tabla 4.3: V_{10} para los iones seleccionados⁽¹⁾.

PN G	Nombre	[WC] ⁽²⁾	V_{10} (km s ⁻¹) ⁽³⁾					Perfiles ⁽⁴⁾	
			[O II] λ3729	[O III] λ5007	Hβ λ4861	[N II] λ6584	HeI λ5876		HeII λ4686
001.5 - 06.7	SwSt 1	9	29	22	22	30	-	-	s
002.4 + 05.8	NGC 6369	4	76:	64	64	57	67	63:	d,c
002.2 - 09.4	Cn 1-5	4	46	42	41	44	-	-	s
003.1 + 02.9	Hb 4	3-4	47:	32	32	34	31	42	s,a
004.9 + 04.9	M 1-25	6	36	41	41	41	43	-	s
006.8 + 04.1	M 3-15	5	-	30	32	29	36	-	s,e
011.9 + 04.2	M 1-32	4-5	63	89	62	65	76	-	s,e
012.2 + 04.9	PM 1-188	11	-	-	56	70	-	-	s
017.9 - 04.8	M 3-30	-	41:	52	49	68	49	52	c
027.6 + 04.2	M 2-43	8	26	26	27	30	30	-	s
029.2 - 05.9	NGC 6751	4	64	66	63	60:	81:	-	d
048.7 + 01.9	He 2-429	4-5	-	52	54	59	-	-	s
061.4 - 09.5	NGC 6905	2-3	64	64	60	64	68	67	d
064.7 + 05.0	BD+30°3639	9	62	79	43	42	-	-	s
068.3 - 02.7	He 2-459	8	-	-	56	60	-	-	s
089.0 + 00.3	NGC 7026	3	68	54	55	62	59	52	d,c
096.3 + 02.3	K 3-61	4-5	-	48	57	46	51	-	s
120.0 + 09.8	NGC 40	8	37:	47	38	36	40	-	d
130.2 + 01.3	IC 1747	4	25:	55	54	58	55	56	s,a
144.5 + 06.5	NGC 1501	4	-	58	54	51	61	66	d
146.7 + 07.6	M 4-18	11	24	-	21	24	-	-	s
161.2 - 14.8	IC 2003	3	40	42	39	44	-	-	c
243.3 - 01.0	NGC 2452	2	40:	56	58	55:	57	60:	c
352.9 + 11.4	K 2-16	11	50:	44	42	48	-	-	d
009.4 - 05.0	NGC 6629	wl	34	25	30	-	31	-	s
010.8 - 01.8	NGC 6578	wl	32	29	30	34	-	-	c
011.7 - 00.6	NGC 6567	wl	38	35	34	-	-	-	d
096.4 + 29.9	NGC 6543	wl	43	34	33	43	33	-	c
100.6 - 05.4	IC 5217	wl	62:	38	38	62	39	25	d
159.0 - 15.1	IC 351	wl	35	36	26	28:	34	34	s
194.2 + 02.5	J 900	wl	-	42	43	49	48	39	s
221.3 - 12.3	IC 2165	wl	47	44	43	47	44	43	s
356.2 - 04.4	Cn 2-1	wl	28	26	25	34:	29:	32:	s
013.7 - 10.6	YC 2-32	pn	-	33	32	40	34	36	s
037.7 - 34.5	NGC 7009	pn	36	33	30	38	33	29	d
084.9 - 03.4	NGC 7027	pn	53	40	38	51	44	40	s
103.7 + 00.4	M 2-52	pn	32	35	35	32	33	39	s
104.4 - 01.6	M 2-53	pn	36	30	37	36:	39	39:	s,a
118.0 - 08.6	Vy 1-1	pn	36:	21	24	32:	26	-	s
130.3 - 11.7	M 1-1	pn	36:	57	54	38:	57	-	s
133.1 - 08.6	M 1-2	pn	-	48	42	57::	41	49	c
147.4 - 02.3	M 1-4	pn	-	27	25	54:	34	19	c
166.1 + 10.4	IC 2149	pn	32	< 18	20	33	26	-	c
196.6 - 10.9	NGC 2022	pn	-	43	41	38	47	49	d
215.2 - 24.2	IC 418	pn	19	< 18	15	25	21	-	s
243.8 - 37.1	PRTM 1	pn	-	56	51	-	-	58	d
294.1 + 43.6	NGC 4361	pn	-	54	45	-	-	52	d

(1) El primer bloque corresponde a las WRPNe, el segundo a las WL PNe y el tercero a las PNe.

(2) El tipo espectral de la estrella central es el siguiente: un número indica el tipo espectral [WC], *wl* denota a las estrellas centrales de tipo *WELS* y *pn* para estrellas centrales de las PNe ordinarias. (3) Las incertidumbres de V_{10} son de unos 5 km s⁻¹ en promedio, y mayores para los casos marcados con dos puntos.

(4) Perfiles de línea: *s*: singular compacto, *a*: asimétrico, *e*: extensiones de alta velocidad, *d*: doble pico, *y*: complejo.

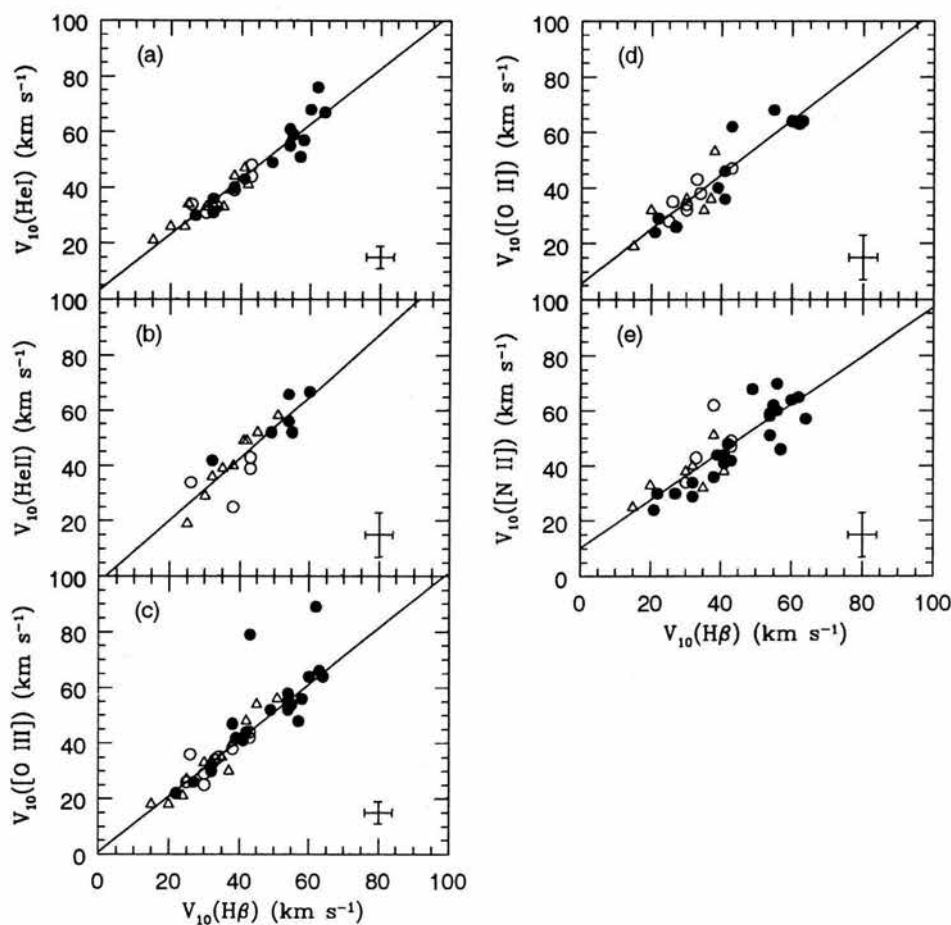


Figura 4.3: Valores de V_{10} de: a) $\text{He I } \lambda 5876$, b) $\text{He II } \lambda 4686$, c) $[\text{O III}] \lambda 5007$, d) $[\text{O II}] \lambda 3729$ y e) $[\text{N II}] \lambda 6584$, comparados con los V_{10} de $H\beta$. Los símbolos son como se describe en la Fig. 3.1: círculos cerrados para las WRPNe, círculos abiertos para las WLPNe y triángulos abiertos para las PNe.

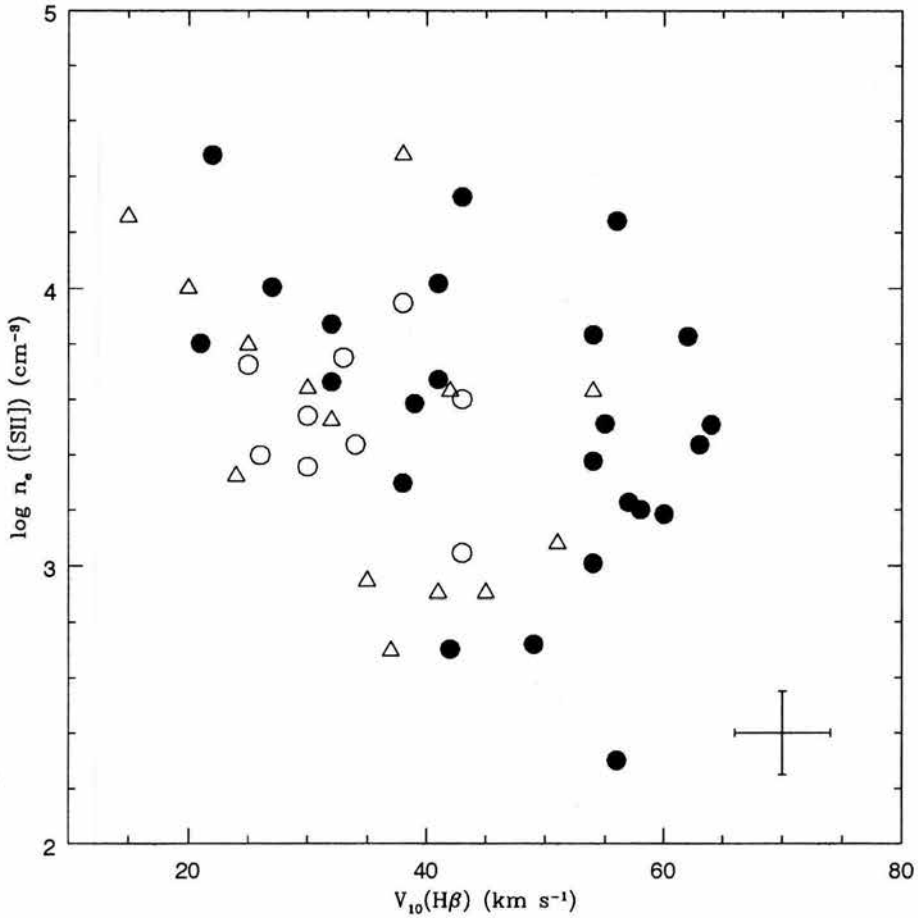


Figura 4.4: Densidades electrónicas derivadas a partir de [S II] como función de V_{10} de $\text{H}\beta$. Los símbolos son como se describe en la Fig. 4.2. El triángulo superior abierto a $30\,000\text{ cm}^{-3}$, corresponde a la Nebulosa Planetaria joven NGC 7027.

En la Figura 4.4 se presentan las densidades electrónicas nebulares derivadas del cociente de $[S\text{II}]$ contra los valores V_{10} de $H\beta$. La gráfica tiene mucha dispersión con un amplio intervalo de velocidades para una densidad dada, pero es evidente que, sin importar el tipo nebuloso (WRPNe o no), no hay objetos de baja densidad que muestren un valor bajo de V_{10} : objetos con $\log n_e \leq 3.2$ tienen $V_{10} \geq 35 \text{ km s}^{-1}$, mientras que objetos con densidades más altas muestran velocidades entre 15 y 50 km s^{-1} . Debe recordarse que las nebulosas planetarias de alta densidad son consideradas nebulosas jóvenes, por lo que el comportamiento encontrado en esta figura confirma un efecto evolutivo en el sentido que nebulosas de baja densidad (viejas) presentan material de mayor velocidad y posiblemente mayor turbulencia que los objetos de alta densidad (jóvenes).

La Figura 4.4 muestra que las WRPNe jóvenes de alta densidad (quienes, en su mayoría, están ionizadas por estrellas [WC] tardías), presentan un amplio intervalo de velocidades (de 20 a 80 km s^{-1}), mientras que las WLPNe y PNe se restringen a valores $V_{10} \leq 40 \text{ km s}^{-1}$. Ciertamente, el intenso viento estelar de las [WC] parece estar produciendo campos de velocidad muy perturbados en nebulosas planetarias aparentemente jóvenes.

En la Figura 4.4, el triángulo superior abierto con $\log n_e = 4.48$ y $V_{10} = 38 \text{ km s}^{-1}$, corresponde a la nebulosa planetaria joven NGC 7027, quien muestra una V_{10} extraordinariamente grande para su densidad electrónica. Ésto podría estar indicando la existencia de un viento estelar masivo. Ésto también fue propuesto por Keyes & Aller (1990) para obtener un campo de radiación estelar aumentado hacia 130 \AA , que resultaba necesario para ajustar un modelo de fotoionización para la nebulosa. En observaciones recientes de la estrella central, Hubeny *et al.* (1994) no han detectado tal viento, aunque no puede descartarse su presencia en el pasado reciente.

4.5.1. Correlaciones entre V_{10} y los parámetros estelares

Para estudiar el comportamiento de V_{exp} y V_{10} como función de T_* , hemos reunido los valores de T_* de la literatura y se enlistan en la Tabla 5.1. En el caso de las estrellas centrales [WC], los parámetros estelares y las características del viento se tomaron de las determinaciones hechas a partir de modelos detallados de sus atmósferas en expansión. Lo mismo se hizo para las WELS y las PNe que contaban con tales modelos y se han adoptado los

valores dados por el modelo. Para las estrellas centrales que no cuentan a la fecha con un modelo detallado, hemos tomado las temperaturas de He II de Zanstra de la misma base de datos calculada por Tylenda & Stasińska (1994). Aunque esta es una buena aproximación para la temperatura efectiva de nebulosas planetarias no-WR, sólo puede tomarse como un límite inferior de la temperatura estelar de las estrellas [WC] (ver discusión en los siguientes párrafos). Así, las temperaturas de Zanstra que se presentan en la Tabla 5.1 para estos últimos objetos, en particular los [WC] tempranos, tienen incertidumbres grandes que no podemos determinar.

Otro parámetro estelar tal como la luminosidad, así como las características del viento estelar (tasa de pérdida de masa y velocidad terminal) fueron tomados de la literatura y también se presentan en la Tabla 5.1.

Los parámetros estelares fundamentales de muchas estrellas [WC] han sido calculados a partir de modelos no-LTE de atmósferas en expansión por numerosos autores (ver referencias en la Tabla 5.1). Se ha encontrado que las temperaturas estelares, T_* , están íntimamente relacionadas con los tipos [WC] (ver, por ejemplo, Koesterke 2001). Debe notarse que la T_* dada por modelos corresponde a la temperatura en la base del viento masivo (profundidad óptica $\tau \sim 20$, e.g. Koesterke & Hamann 1997b) y que no necesariamente son las temperaturas de los flujos ionizantes “vistos” por la nebulosa (que están más relacionados con la temperatura de Zanstra). De hecho, hay algunas estrellas [WC] bien documentadas donde la temperatura a la profundidad óptica de $\tau = 2/3$ es mucho menor que la T_* y, como resultado, las nebulosas planetarias muestran un grado de ionización muy bajo. Un caso típico es NGC 6751, la cual no presenta He⁺⁺, aunque está ionizada por una estrella [WC 4] de 135 000 K de temperatura efectiva. La T_* a $\tau = 2/3$ es tan baja como 55 500 K (Koesterke & Hamann 1997b). Esto es muy diferente a lo que ocurre en nebulosas planetarias ópticamente gruesas no-WR ordinarias, donde la temperatura de He II de Zanstra y la temperatura estelar efectiva son similares (Tylenda & Stasińska 1994).

Las figuras 4.4a y 4.4b presentan el comportamiento de T_* vs. V_{exp} y V_{10} respectivamente. A pesar de las incertidumbres que afectan el valor de T_* , se nota una clara tendencia en ambas figuras que muestra que las estrellas centrales más calientes ($T_* \geq 100\,000$ K) tienen nebulosas con más altas velocidades ($V_{10} \geq 40$ km s⁻¹) y que no hay ningún objeto con una T_* grande que tenga baja velocidad. Todas las nebulosas, sin importar si son WRPNe o no, muestran este comportamiento.

Aunque las WRPNe y las no-WRPNe están bien separadas con las WRPNe cayendo en una zona de velocidades de expansión mucho más altas que las WLPNe, los objetos con temperaturas estelares menores que 100 000 K están mezclados, tanto las WRPNe como las no-WRPNe, aunque las velocidades más altas corresponden siempre a las WRPNe.

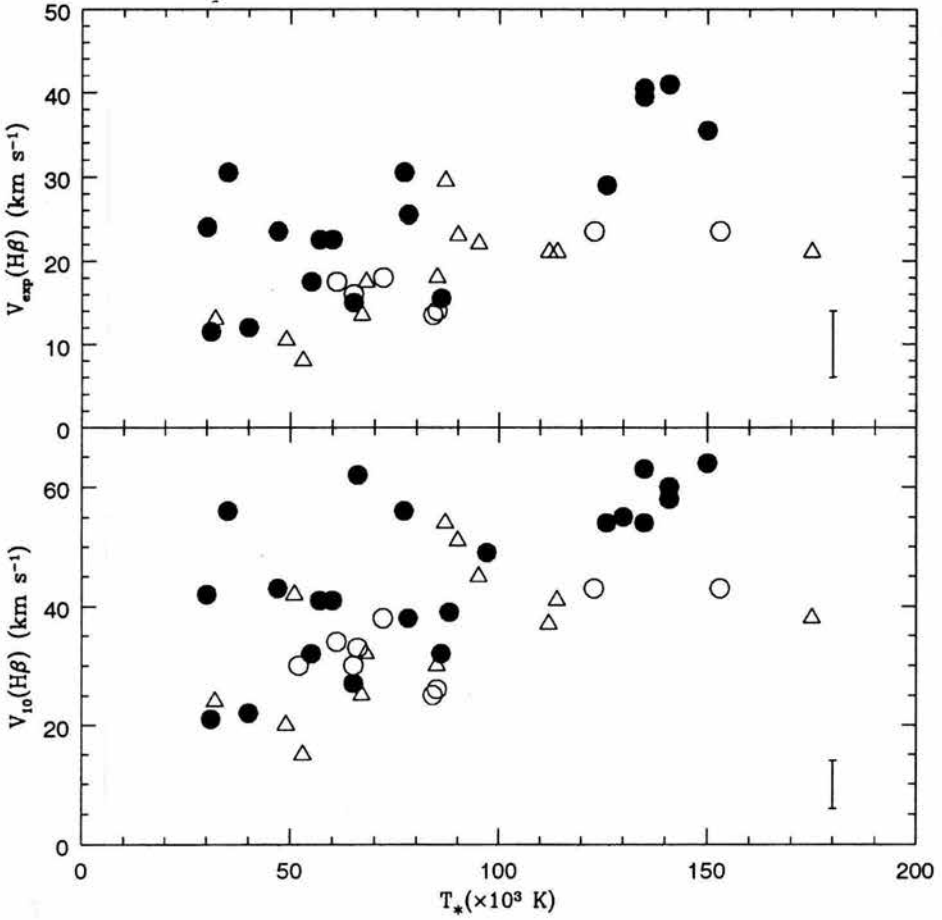


Figura 4.5: V_{exp} y V_{10} como función de las temperaturas estelares. Los símbolos son como se describe en la Fig. 4.2.

Si se supone que la temperatura estelar es un indicador de la edad de la estrella central a partir de que abandonó la *AGB* (que es el caso para estrellas centrales que evolucionan a luminosidad aproximadamente constante mientras la temperatura estelar aumenta con el tiempo), entonces es claro que mientras más vieja sea la estrella, más rápido es el campo de velocidad nebuloso, lo que indica una aceleración de la nebulosa con la edad. Este efecto es más extremo para las WRPNe. Las WRPNe evolucionadas muestran velocidades de expansión más grandes que las nebulosas planetarias no-WR evolucionadas.

Además, las WRPNe evolucionadas muestran, en promedio, velocidades de expansión mayores que las WRPNe jóvenes. Esto es lo que uno esperaría si las estrellas [WC] tempranas han evolucionado a partir de las [WC] tardías. Un modelo evolutivo hidrodinámico detallado, que incluya los efectos cinemáticos de un viento masivo de tipo [WC] de larga duración podría compararse con el comportamiento detectado en la Figura 4.5a, permitiéndolo confirmar o descartar la tendencia evolutiva propuesta. Tal modelo se desarrolla y analiza en el Capítulo 5.

En la Figura 4.5a (V_{exp} vs. T_*), la tendencia está bien definida y no presenta mucha dispersión. En la Figura 4.5b (V_{10} vs. T_*) hay mucha mayor dispersión. Algunos objetos, especialmente WRPNe, muestran una V_{10} muy alta para una T_* dada. Estos son objetos con turbulencia particularmente grande y/o componentes de alta velocidad (tales como PM 1-188, He 2-459 y M 1-32).

Acker *et al.* (2002) no han encontrado ninguna correlación entre T_* y V_{exp} en sus datos debido a que usaron las temperaturas estelares obtenidas por modelos de fotoionización. Esto es, usaron la temperatura estelar “vista” por la nebulosa, la que, como se explicó con anterioridad, podría ser varios miles de grados más baja que la temperatura efectiva de una estrella [WC], perdiendo, así, cualquier posible relación.

Para analizar los posibles efectos de los vientos estelares masivos sobre la estructura interna de ionización, en la Figura 4.6 presentamos el grado de ionización $\text{He}^{2+}/\text{He}^+$ de las WRPNe como función de la tasa de pérdida de masa, \dot{M} , y la velocidad terminal del viento, v_∞ (todos estos parámetros se enlistan en la Tabla 5.1).

La energía cinética liberada por las partículas en los vientos estelares, tanto en las [WCE] como en las [WCL], es lo suficientemente grande como para ionizar fácilmente el material gaseoso más interno, ya que para un viento

con partículas de He a $v_\infty \sim 1000 \text{ km s}^{-1}$, la energía cinética liberada es de $\sim 2.5 \times 10^{-7} \text{ erg}$, la cual es mayor que la energía necesaria para ionizar el He^0 e incluso el He^+ .

Sin embargo, es evidente en nuestras gráficas que las nebulosas altamente ionizadas están asociadas a estrellas con bajas tasas de pérdida de masa ($\log \dot{M} \leq -6$) y v_∞ mayores que 1800 km s^{-1} , que son las que tienen temperaturas superiores a $100\,000 \text{ K}$. Esto podría indicar que la energía cinética no juega un papel importante (o, por lo menos no de manera exclusiva) en el grado de ionización de las zonas internas de las nebulosas.

Buscamos posibles relaciones entre la tasa de pérdida de masa estelar y la velocidad terminal del viento como función de las velocidades nebulares. No se encontró ninguna relación, excepto por algunas débiles tendencias similares a las descritas en el párrafo anterior: las estrellas [WC] tardías (usualmente con altas \dot{M} y bajas v_∞) están asociadas a nebulosas de baja V_{10} , y vice versa, estrellas [WC] tempranas están asociadas a nebulosas con alta V_{10} .

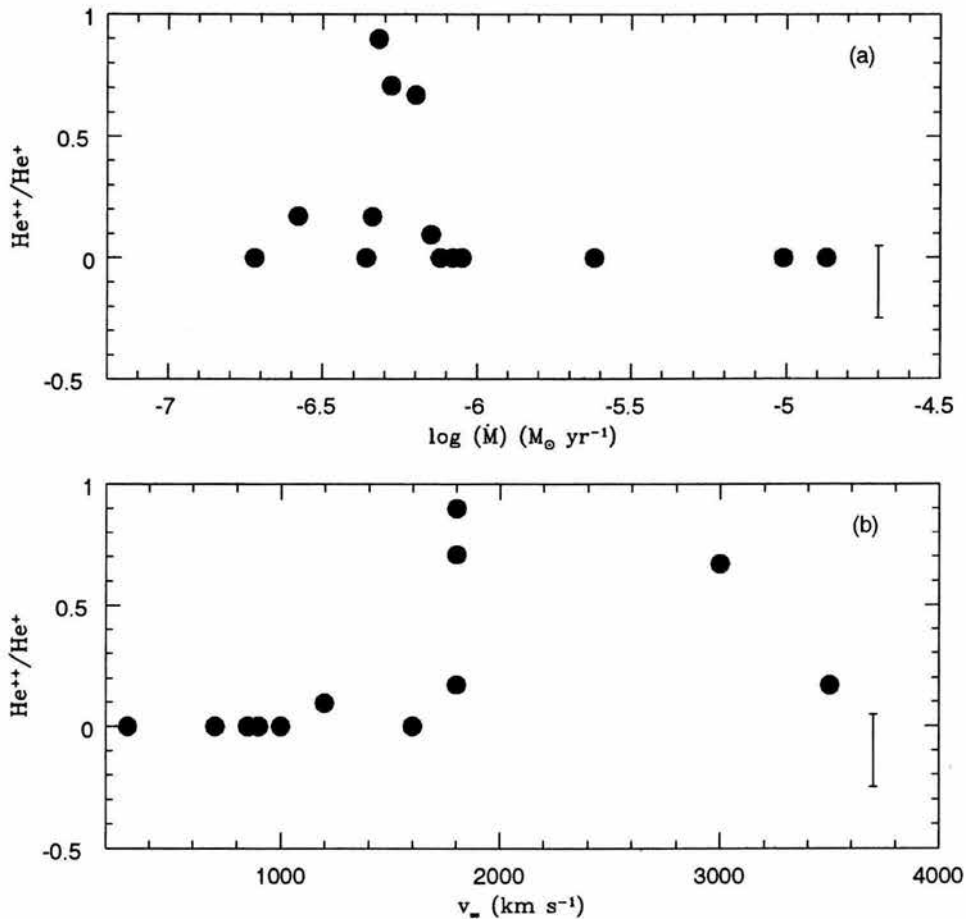


Figura 4.6: Grados de ionización ($\text{He}^{++}/\text{He}^+$) de las WRPNe como función de algunos parámetros estelares tales como: a) tasas de pérdida de masa (\dot{M}), y b) velocidades terminales del viento (v_{∞}). Claramente las estrellas con tasas bajas de pérdida de masa y $v_{\infty} \geq 2000 \text{ km s}^{-1}$ producen nebulosas con alto grado de ionización. Esto parecería indicar que el viento de las [WCL] no tienen energía suficiente para convertirse en una fuente adicional de ionización. (Ver texto para una discusión más detallada sobre este punto.)

4.6. Conclusiones del análisis cinemático

En este capítulo hemos analizado el comportamiento cinemático de una amplia muestra de nebulosas planetarias alrededor de estrellas [WC] y se han comparado con nebulosas que rodean estrellas *WELS* y nebulosas planetarias ordinarias. La validez de nuestros resultados está basada en un tratamiento sistemático de todos los datos observados.

Los resultados más importantes son los siguientes:

- Se han determinado por primera vez las velocidades de expansión para K 2-16, PRTM 1, M 1-32, PM 1-188, M 2-43, He 2-429, He 2-459, K 3-61, NGC 6578 y YC 2-32.
- Ambos tipos de objetos, WRPNe y no-WRPNe, presentan aceleración de las cáscaras nebulares externas, como se infiere del resultado: $V_{exp}([N II]) \geq V_{exp}([O III]), V_{exp}(He II)$.
- Hemos encontrado fuertes evidencias que indican que el campo de velocidad nebular se acelera con la edad nebular (indicada por la densidad electrónica), sin importar el tipo nebular (WRPNe o no-WRPNe).
- También encontramos que, mientras más joven es la estrella central (medida por su temperatura efectiva), más lento es el campo de velocidad. Este comportamiento se aplica también a las WLPNe y a las PNe, pero es mucho más extremo en las WRPNe. En el caso de las WRPNe, los objetos más viejos muestran mayores V_{exp} y V_{10} que las WRPNe jóvenes y que las nebulosas planetarias ordinarias. Esta es una evidencia indirecta que apoya la validez del camino evolutivo propuesto: estrellas [WC] tardías → estrellas [WC] tempranas.
- A partir del FWHM, hemos mostrado que las WRPNe tienen un comportamiento cinemático diferente que las nebulosas planetarias ordinarias. Las velocidades de expansión, medidas de la separación pico a pico de líneas dobles o del FWHM de las líneas, son mayores en un 15 % en las nebulosas planetarias WRPNe que en las no-WR. Además de tener velocidades de expansión más altas, las WRPNe presentan mayor turbulencia que las nebulosas planetarias ordinarias.
- Buscando evidencia de material de alta velocidad y perturbaciones del campo de velocidad, se midieron los valores de velocidad de la mitad del ancho a un décimo de la intensidad máxima de las líneas nebulares (V_{10}).

Encontramos que V_{10} para las WRPNe son más de un 20 % mayores que los valores encontrados en no-WRPNe, mostrando que las WRPNe presentan material de alta velocidad con mayor frecuencia que las no-WRPNe.

- Se encuentra que las nebulosas planetarias alrededor de estrellas *WELS* tienen un campo de velocidad mucho más parecido al de las nebulosas planetarias ordinarias que al de las WRPNe. Esta evidencia indica que las *WELS*, a pesar de sus fuertes vientos estelares, no pertenecen a la familia de las estrellas [WC].

- Las V_{exp} y V_{10} en WRPNe jóvenes, se dispersan sobre un intervalo más grande que las PNe y las WLPNe, claramente mostrando que el viento masivo [WC] afecta fuertemente la cinemática nebulosa desde estadios tempranos de la evolución nebulosa.

Capítulo 5

Estudio dinámico de las WRPNe

5.1. Introducción

Al tener las estrellas [WC] vientos tan masivos, resulta natural preguntarse de qué manera afecta el viento estelar Wolf-Rayet a la nebulosa circundante. En el Capítulo 4 demostramos que las WRPNe tienen mayores velocidades de expansión y mayor turbulencia que las nebulosas con estrellas no-WR. Esto ocurre en especial en las nebulosas alrededor de estrellas [WCE].

Consideramos que el estudio del comportamiento cinemático de las WRPNe también puede ayudar a decidir si la secuencia evolutiva propuesta para las [WC] es válida, ya que en este caso, las WRPNe más viejas deberían mostrar en su campo de velocidades el efecto del viento masivo que perdura por 10 000 años o más.

Para estudiar en detalle el efecto del viento sobre la cáscara debería hacerse un modelo dinámico individualmente para cada objeto, pero pensamos que puede extraerse mucha información analizando el comportamiento de la dinámica de las WRPNe estadísticamente con una muestra observacional suficientemente grande. La validez de tal tratamiento es que pueden obtenerse indicios y/o tendencias en el comportamiento dinámico general que permitirían apuntar a los aspectos que merecerían el desarrollo de un análisis teórico y/u observacional más detallado, tanto en conjunto como de manera individual, de estos objetos.

A continuación se presenta un análisis estadístico sobre el comportamiento dinámico de los objetos de nuestra muestra, utilizando las soluciones analíticas para la dinámica de burbujas calientes expandiéndose sobre el medio interestelar derivadas por García-Segura & McLow (1995) para nebulosas de anillo alrededor de estrellas WR masivas. En la sección 5.1.2 discutimos la validez de aplicar este modelo a estrellas centrales [WC] y a sus nebulosas.

El modelo supone que la evolución temporal de la luminosidad mecánica del viento masivo está dada por una ley de potencias de la forma:

$$L_w = \frac{1}{2} \dot{M} v_\infty^2 = \mathcal{L}_o t^\delta,$$

y da soluciones analíticas para la ecuación de movimiento de la nebulosa formada del tipo:

$$R = R(t).$$

Como nos interesa estudiar la evolución de la velocidad, se tomaron las soluciones analíticas y se derivaron con respecto al tiempo.

Supondremos que:

$$\dot{R}(t) = V_{10}.$$

De esta forma contamos con un modelo dinámico para la expansión de las nebulosas que puede aplicarse a los datos observacionales de que disponemos.

Nuestra muestra original consta de 24 WRPNe, 9 WLPNe y 14 PNe, pero para utilizar el modelo de García-Segura & McLow (1995) necesitamos conocer los parámetros del viento, específicamente su tasa de pérdida de masa y la velocidad terminal con el fin de poder derivar un valor para la luminosidad mecánica del viento, L_w , por lo que la muestra original se redujo a 15 WRPNe (7 con estrellas centrales de tipo [WCE] y 8 de tipo [WCL]), una WLPN y tres PNe a las que agregamos 10 PNe adicionales tomadas de la literatura para contar con un grupo de control que sea estadísticamente significativo comparado con el grupo de WRPNe. Una breve descripción del modelo se presenta en la Sección 5.1.1

Una vez ajustado el modelo a los parámetros del viento, fue posible comparar las soluciones analíticas del modelo con nuestros valores de velocidad máxima de la componente gaseosa, V_{10} . Para esta parte, era necesario conocer

la temperatura efectiva (T_*) y la luminosidad (L) de las estrellas centrales, por lo que la muestra original tuvo que restringirse nuevamente a sólo aquellos objetos cuyas estrellas centrales cuentan con una determinación previa de T_* y L , por lo que, finalmente, el análisis dinámico se realizó sobre 22 WRPNe (14 [WCE] y 8 [WCL]), 8 WLPNe y 23 PNe (incluidas las 10 PNe tomadas de la literatura).

Usando trazas evolutivas estándares para nebulosas planetarias, de quemado de hidrógeno para derivar el tiempo de evolución de las WELS y las estrellas centrales de las PNe y de quemado de helio para las [WC], fue posible traducir los diagramas H-R observacionales (L como función de T_*) en diagramas teóricos que involucran el tiempo de evolución, $L = L(t)$. Los parámetros estelares T_* , \dot{M} y v_∞ , fueron tomados de la literatura y se muestran en la Tabla 5.1. Las trazas evolutivas que se utilizaron se presentan en el Apéndice E.

5.1.1. Breve descripción del modelo dinámico

El modelo desarrollado por García-Segura y McLow (1995) permite analizar la formación y evolución de nebulosas WR de anillo a partir de una burbuja caliente alrededor de una estrella WR masiva.

El modelo incluye tres tipos de viento proveniente de la estrella y empieza cuando ésta alcanza la Secuencia Principal (*MS*, por sus siglas en inglés).

El primero es un viento rápido rarificado estable proveniente de la estrella de *MS* que barre el medio interestelar ambiente formando una burbuja de viento estelar con una cáscara delgada, densa y enfriada radiativamente rodeando una cavidad llena de viento caliente y chocado. Durante esta fase, se supone que el gas ambiente es homogéneo para poder usar la teoría clásica de burbujas de viento estelar (Weaver *et al.* 1977) y al terminar esta fase la estructura de temperatura y densidad de la burbuja dependerá de la eficiencia de enfriamiento en la región del viento chocado caliente. Las fuerzas del viento durante esta fase están estudiadas por Herrero *et al.* (1992). Las velocidades típicas consideradas son $v_\infty \sim 10^3$ km s⁻¹, y las tasas de pérdida de masa son $\dot{M} \sim 10^{-6} - 10^{-7}$ M_⊙ año⁻¹, con tiempos de vida de $\tau_{MS} \sim 10^6$ años.

El segundo tipo de viento sucede a medida que la estrella abandona la *MS* y evoluciona a una supergigante roja (*RSG*, por sus siglas en inglés). Suponiendo que las estrellas salen de la *AGB* quemando helio, lo cual parece ser lo más razonable, en esta fase, se tiene una tasa de pérdida de masa constante en forma de un viento denso, lento y masivo que se expande dentro

del interior rarificado de la burbuja de secuencia principal. Este viento forma un medio circunestelar denso alrededor de la estrella. Los valores típicos son: $v_{RSG} \sim 10 - 25 \text{ km s}^{-1}$ y $\dot{M} \sim 10^{-4} - 10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$, con tiempos de vida de $\tau_{RSG} \sim 10^5$ años.

El tercer tipo de viento es un viento rápido que ocurre en la fase WR con velocidades típicas de $v_{\infty} \sim 10^3 \text{ km s}^{-1}$ y tasas de pérdida de masa de $\dot{M} \sim 10^{-5} - 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ (Willis 1991). Este viento rápido barre el viento lento previo, formando la nebulosa WR de anillo observada. Finalmente, la nebulosa WR de anillo se escapa del viento de supergigante roja. Después de esto, el viento WR caliente y chocado se expande hacia la burbuja de secuencia principal remanente.

Al final de la fase *RSG*, la densidad del viento *RSG* puede modelarse como:

$$\rho = \rho_o \left(\frac{r_o}{r} \right)^2, \quad (5.1)$$

donde la densidad y el radio ρ_o y r_o están relacionados a los parámetros del viento *RSG* por:

$$\rho_o r_o^2 = \frac{\dot{M}_{RSG}}{4 \pi v_{RSG}}. \quad (5.2)$$

Después de la fase *RSG*, la estrella evoluciona directamente a la fase WR. La luminosidad mecánica del viento WR rápido es:

$$L_w = \frac{1}{2} \dot{M} v_{\infty}^2, \quad (5.3)$$

donde \dot{M} es la tasa de pérdida de masa de la estrella WR y v_{∞} es la velocidad terminal del viento a la llegada del choque a la región interna de la cáscara.

Para permitir una variación temporal continua de L_w en la transición de *RSG* a WR, se puede modelar este parámetro como:

$$L_w = L_o \left(\frac{t}{t_o} \right)^{\delta} = \mathcal{L}_o t^{\delta}, \quad (5.4)$$

donde L_o es la luminosidad mecánica del viento al salir la estrella de la fase *RSG* en el momento t_o .

La velocidad del viento *RSG* es dos órdenes de magnitud menor que la velocidad del viento WR, de manera que puede despreciarse en las ecuaciones

dinámicas. Con el fin de obtener soluciones autosimilares, se desprecia la presión externa.

Siendo $M_s = 4\pi\rho_0 r_o^2 R(t)$ la masa de la cáscara barrida y suponiendo que la cáscara barrida es delgada, de manera que la superficie de contacto entre el interior caliente y la cáscara fría se localiza a casi el mismo radio R del choque externo, el modelo de tres vientos da la solución para la ecuación de movimiento de la cáscara barrida como:

$$R = 3 \left(\frac{\gamma - 1}{4\pi\rho_0 r_o^2} \right)^{\frac{1}{3}} \left(\frac{1}{2\delta^2 + 3\delta + 9} \right)^{\frac{1}{3}} \left[\frac{\mathcal{L}_o}{\delta + 1 + (\gamma - 1)(\delta + 3)} \right]^{\frac{1}{3}} t^{\frac{\delta+3}{3}}, \quad (5.5)$$

donde, γ es el índice adiabático del gas chocado caliente y t es el tiempo medido desde el inicio de la fase WR.

Esta ecuación muestra que si la luminosidad mecánica del viento decrece con el tiempo ($\delta < 0$), ésta produce burbujas estables en desaceleración, mientras que si la luminosidad aumenta con el tiempo ($\delta > 0$), se obtienen burbujas inestables en aceleración, ya que:

$$\dot{R}(t) = 3A \left(\frac{\delta + 3}{3} \right) t^{\frac{\delta}{3}}, \quad (5.6)$$

y:

$$\ddot{R}(t) = A(\delta^2 + 3\delta) t^{\frac{\delta-3}{3}}. \quad (5.7)$$

donde:

$$A = \left(\frac{\gamma - 1}{4\pi\rho_0 r_o^2} \right)^{\frac{1}{3}} \left(\frac{1}{2\delta^2 + 3\delta + 9} \right)^{\frac{1}{3}} \left[\frac{\mathcal{L}_o}{\delta + 1 + (\gamma - 1)(\delta + 3)} \right]^{\frac{1}{3}}.$$

5.1.2. Aplicación del modelo a nuestros datos

El modelo dinámico propuesto por García-Segura & McLow (1995) fue desarrollado para describir nebulosas de anillo alrededor de estrellas Wolf-Rayet masivas de Población I. Sin embargo, parece apropiado aplicar este modelo a las estrellas centrales [WC] de nebulosas planetarias ya que los parámetros de los vientos de las [WC] son similares a los de las WR masivas y este viento está actuando sobre el viento de la AGB que da origen a la nebulosa planetaria.

Siendo así, las soluciones analíticas dadas por el modelo original (Sección 5.1.1 y ecuaciones ahí descritas) pueden traducirse tomando el inicio de la evolución ($t = t_0$) cuando la estrella abandona la *AGB* para dirigirse a la región de estrellas centrales de nebulosas planetarias en el diagrama H-R. De esta manera, las ecuaciones de movimiento de la cáscara nebulosa (Ecs. 5.5, 5.6 y 5.7), así como la expresión para la densidad del viento (Ec. 5.1), seguirán escribiéndose igual, pero ahora la Ecuación 5.2 tendrá la forma:

$$\rho_0 r_0^2 = \frac{\dot{M}_{AGB}}{4 \pi v_{AGB}}, \quad (5.8)$$

tomándose ahora los parámetros del viento *AGB* manteniendo el mismo tratamiento que en el modelo original, pero ahora suponiendo que éste describe el efecto causado por el viento Wolf-Rayet sobre la región interna de la nebulosa planetaria.

5.2. Análisis dinámico

5.2.1. Consideraciones preliminares sobre la muestra analizada

Como ya se mencionó en la Sección 4.4.1, el tipo espectral de las estrellas [WC] puede tomarse como un indicador del tiempo transcurrido desde su salida de la *AGB* y como la clasificación espectral depende principalmente de la temperatura estelar (Koesterke 2001), es posible traducir los valores de T_* a valores de tiempo evolutivo t . Para lograr esto, se elaboró un diagrama H-R para los objetos de la muestra y se les asignó una traza evolutiva adecuada a cada uno de los objetos.

Para las *WELS* y las estrellas centrales de PNe, se tomaron trazas evolutivas estándares que consideran al quemado de hidrógeno como la principal fuente de energía estelar, realizadas por Schönberner y Blöcker (ver Apéndice E). Por otro lado, debido a que las estrellas [WC] muestran núcleos totalmente (o casi totalmente) desprovistos de hidrógeno, las trazas evolutivas más adecuadas para estas estrellas son aquellas que consideran al quemado de helio como la fuente de energía estelar. Las trazas utilizadas para las [WC] fueron desarrolladas por Vassiliadis & Wood (1994) y se presentan en el Apéndice E junto con los diagramas H-R obtenidos para los objetos de la muestra.

Los valores de temperatura efectiva y luminosidad (T_* y L), así como los parámetros del viento (\dot{M} y v_∞) de las estrellas de nuestra muestra fueron tomados de la literatura. Esto entraña el problema de que los valores tanto de L como de \dot{M} dependen fuertemente de la estimación de la distancia al objeto en cuestión y diferentes autores determinan este parámetro de maneras diferentes, así que tratamos de resolver este problema utilizando la misma fuente para cuantos objetos fuera posible, de manera que las tendencias globales que se encuentran sean estadísticamente relevantes.

Para aquellas estrellas [WC] que cuentan con modelos detallados de atmósferas estelares, tomamos los valores proporcionados por éstos dando preferencia a aquellos modelos que fueron desarrollados por los mismos autores o, en su defecto, con procedimientos similares.

Desafortunadamente, no todas las estrellas de nuestra muestra han sido modeladas detalladamente, por lo que, para aquellas estrellas para las que no hay modelo, tomamos las temperaturas de Zanstra de HeII, $T_Z(\text{HeII})$, de la misma base de datos calculada por Tylenda & Stasińska (1994). La $T_Z(\text{HeII})$ es una buena aproximación para la T_* en estrellas centrales de nebulosas planetarias no-WR, particularmente en nebulosas planetarias ópticamente gruesas (Tylenda & Stasińska 1994), y un límite inferior de T_* para las estrellas [WC] (ver explicación en la Sección 4.5.1).

Los valores que se tomaron finalmente para T_* y L de las estrellas centrales y para los parámetros del viento se muestran en la Tabla 5.1. En la misma tabla se enlistan los tipos espectrales de las estrellas [WC] y WELS, así como la velocidad máxima (V_{10}) y la velocidad de expansión canónica (V_{exp}) de las componentes gaseosas. En el caso de las 10 PNe que se agregaron a la muestra, sólo se contó con el valor de V_{exp} tomado de la literatura (Acker *et al.* 1992).

5.2.2. Ajuste del modelo

La primera parte del análisis dinámico consistió en ajustar el modelo para nuestra muestra, esto es, determinar el índice δ y el valor \mathcal{L}_0 dados en la Ecuación 5.4.

Para esto procedimos de la siguiente manera: con los valores de \dot{M} y v_∞ , se calculó la L_w para cada uno de los objetos utilizando la Ec. 5.3. De esta manera se obtuvo el diagrama observacional L_w vs. T_* que se muestra en la Figura 5.1, y utilizando las trazas evolutivas ya mencionadas, se pudo construir el diagrama teórico L_w vs. t mostrado en la Figura 5.2.

Del diagrama teórico (Fig. 5.2) se obtuvo un ajuste aceptable (aunque mostrando algo de dispersión) de la Ecuación 5.4 para los objetos [WC] de la muestra con $\delta = 0.88$ y $\log \mathcal{L}_0 = 25.4 \text{ erg s}^{-1}$, por lo que el modelo que se ajusta mejor a nuestros objetos es:

$$\log L_w = (25.4) + (0.88) \log t, \quad (5.9)$$

mientras que las *WELS* y las estrellas centrales de las PNe presentaron una mayor dispersión, por lo que no fue posible obtener un buen ajuste. Sin embargo, dado que a primera aproximación no muestran una variación en L_w a diferentes valores de t , se les asignó un valor de $\delta = 0$, con lo que se obtiene un valor promedio de $\langle \log \mathcal{L}_0 \rangle = 33.8$

Tabla 5.1: Parámetros físicos estelares⁽¹⁾

PN G	Nombre	V_{10}/V_{exp} (km/s)	[WC] ⁽²⁾	T_e ($\times 10^3$ K)	v_{∞} (km/s)	$\log \dot{M}$ ($M_{\odot}/a\tilde{n}o$)	$\log L$ (L/L_{\odot})	$\log L_w$ (erg/s)	t ⁽³⁾ (años)	Ref.
001.5 - 06.7	SwSt 1	22/12	9	40	900	-6.72	3.95	34.69	715	dM01
002.4 + 05.8	NGC 6369	64/35.5	4	150	1200	-6.15	3.42	35.51	7 418	KH97a
002.2 - 09.4	Cn 1-5	41/22.5	4	< 57	-	-	3.52	-	10 218	TS94
003.1 + 02.9	Hb 4	32/15.5	3-4	86	-	-	3.96	-	1 567	TS94
004.9 + 04.9	M 1-25	41/22.5	6	60	-	-	4.02	-	1 107	L96
006.8 + 04.1	M 3-15	32/17.5	5	55	-	-	3.83	-	3 301	ZK93
011.9 + 04.2	M 1-32	62/12.5	4-5	66	-	-	3.76	-	3 652	TS94
012.2 + 04.9	PM 1-188	56/30.5	11	35	360	-5.70	3.70	34.91	2 201	LH98
017.9 - 04.8	M 3-30	49/-	-	97	-	-	3.29	-	15 896	TS94
027.6 + 04.2	M 2-43	27/15	8	65	850	-6.08	3.24	35.28	11 262	LH98
029.2 - 05.9	NGC 6751	63/39.5	4	135	1600	-6.12	3.18	35.79	7 673	KH97b
061.4 - 09.5	NGC 6905	60/41	2-3	141	1800	-6.32	3.01	35.69	7 502	KH97a
064.7 + 05.0	BD+30° 3639	43/23.5	9	47	700	-4.87	4.00	36.32	133	L96
068.3 - 02.7	He 2-459	56/30.5	8	77	1000	-5.01	4.37	36.49	184	L97
089.0 + 00.3	NGC 7026	55/-	3	130	3500	-6.34	3.79	36.25	2 303	KH97a
096.3 + 02.3	K 3-61	57/30.5	4-5	-	-	-	4.06	-	366	-
120.0 + 09.8	NGC 40	38/25.5	8	78	1000	-5.62	3.53	35.88	10 000	L96
130.2 + 01.3	IC 1747	54/29	4	126	1800	-6.58	3.78	35.43	2 245	KH97a
144.5 + 06.5	NGC 1501	54/40.5	4	135	1800	-6.28	3.60	35.73	6 058	KH97a
146.7 + 07.6	M 4-18	21/11.5	11	31	160	-6.05	3.72	33.86	1 945	dMC99
161.2 - 14.8	IC 2003	39/-	3	89	-	-	3.95	-	1 607	TS94
243.3 - 01.0	NGC 2452	58/-	2	141	3000	-6.20	3.16	36.25	7 502	KH97a
352.9 + 11.4	K 2-16	42/24	11	30	300	-6.36	3.70	34.09	3 375	L97b
009.4 - 05.0	NGC 6629	30/-	wl	< 52	-	-	3.99	-	925	TS94
010.8 - 01.8	NGC 6578	30/16	wl	65	-	-	3.91	-	1 180	TS94
011.7 - 00.6	NGC 6567	34/17.5	wl	61	1950	-	3.94	-	1 136	TS94
096.4 + 29.9	NGC 6543	33/-	wl	< 66	1900	-7.40	4.04	34.66	1 211	TS94
100.6 - 05.4	IC 5217	38/18	wl	72	-	-	3.70	-	4 041	TS94
159.0 - 15.1	IC 351	26/14	wl	85	-	-	3.81	-	4 471	TS94
194.2 + 02.5	J 900	43/23.5	wl	123	-	-	3.74	-	5 599	TS94
221.3 - 12.3	IC 2165	43/23.5	wl	153	-	-	3.51	-	6 856	TS94
013.7 - 10.6	YC 2-32	32/17.5	pn	68	-	-	3.02	-	11 771	TS94
025.3 + 40.8	IC 4593 *	-12.5	pn	51.52	1400	-8.00	4.28	33.79	141	CP85
034.6 + 11.8	NGC 6572 *	-1/16	pn	62.95	1190	-7.52	3.73	34.13	3 652	MPP93
037.7 - 34.5	NGC 7009	30/18	pn	85	2750	-8.55	3.56	33.83	14 170	TS94
043.1 + 37.7	NGC 6210 *	-2/21	pn	63.39	2300	-9.22	3.71	33.00	3 610	CP85
054.1 - 12.1	NGC 6891 *	-7/7	pn	51.29	1700	-9.22	3.85	32.74	3 092	CP85
083.5 + 12.7	NGC 6826 *	-1/11	pn	55.85	1750	-7.19	4.13	34.79	148	PCL89
084.9 - 03.4	NGC 7027	38/21	pn	175	-	-	4.21	-	312	TS94
104.4 - 01.6	M 2-53	37/21	pn	112	-	-	2.56	-	22 239	TS94
118.0 - 08.6	Vy 1-1	24/13	pn	32	-	-	4.07	-	986	TS94
123.6 + 34.5	IC 3568 *	-7/8	pn	50	1730	-7.52	3.96	34.45	903	MPP93
130.3 - 11.7	M 1-1	54/29.5	pn	87	-	-	4.03	-	1 607	TS94
133.1 - 08.6	M 1-2	42/-	pn	51	-	-	5.67	-	141	TS94
147.4 - 02.3	M 1-4	25/13.5	pn	67	-	-	4.12	-	166	TS94
166.1 + 10.4	IC 2149	20/10.5	pn	< 49	1290	-7.70	4.44	34.02	138	TS94
196.6 - 10.9	NGC 2022	41/21	pn	114	-	-	3.56	-	5 352	TS94
206.4 - 40.5	NGC 1535 *	-2/0	pn	65.53	2100	-9.00	3.91	33.14	1 229	CP85
215.2 - 24.2	IC 418	15/8	pn	53	1050	-8.20	4.47	33.34	144	TS94
243.8 - 37.1	PRTM 1	51/23	pn	90	-	-	3.50	-	14 942	P90
294.1 + 43.6	NGC 4361	45/22	pn	95	-	-	3.41	-	15 617	TS94
307.2 - 03.4	NGC 5189 *	-3/6	pn	107.15	3800	-8.22	2.68	34.44	23 095	CP85
339.9 + 88.4	LoTr 5 *	-2/7	pn	184.93	3280	-10.5	2.48	32.38	318	MPP93
345.2 - 08.8	Tc 1 *	-4	pn	47.53	1350	-6.22	4.40	35.54	135	MPP93

(1) Los valores de T_e , L , v_{∞} y $\log \dot{M}$ son de la literatura, y las referencias son: CP85: Cerruti-Sola & Perinotto (1985); dM01: De Marco *et al.* (2001); dMC99: De Marco & Crowther (1999); KH97a: Koesterke & Hamann (1997a); KH97b: Koesterke & Hamann (1997b); L96: Leuenhagen *et al.* (1996); L97a: Leuenhagen (1997a); L97b: Leuenhagen (1997b); LH98: Leuenhagen & Hamann (1998); MPP93: Modigliani *et al.* (1993); P90: Peña *et al.* (1990); PCL89: Perinotto *et al.* (1989); P-M91: Preite-Martinez *et al.* (1991); TS94: Tylenda & Stasińska (1994); ZK93: Zhang & Kwok (1993).

(2) El tipo espectral de la estrella indica es el siguiente: un número indica el tipo espectral [WC], wl denota a las estrellas centrales tipo WELS y pn indica estrellas centrales de PNe ordinarias.

(3) Tiempo transcurrido a partir de la salida de la estrella central de la AGB.

* Objetos cuyos valores de velocidad de expansión fueron tomados de la literatura.

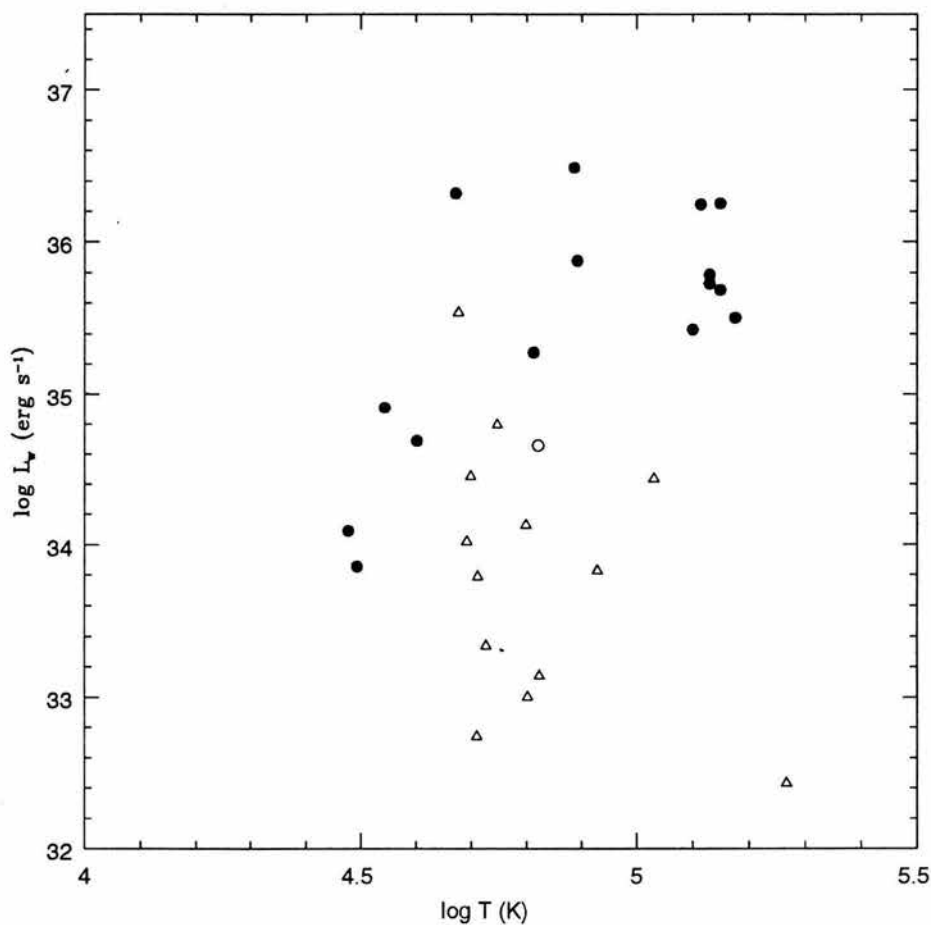


Figura 5.1: Luminosidad mecánica L_w observada como función de la temperatura estelar T_* . Las [WC] están representadas por círculos llenos, las WELS por círculos vacíos y las estrellas centrales de las PNe están respresentadas por triángulos vacíos.

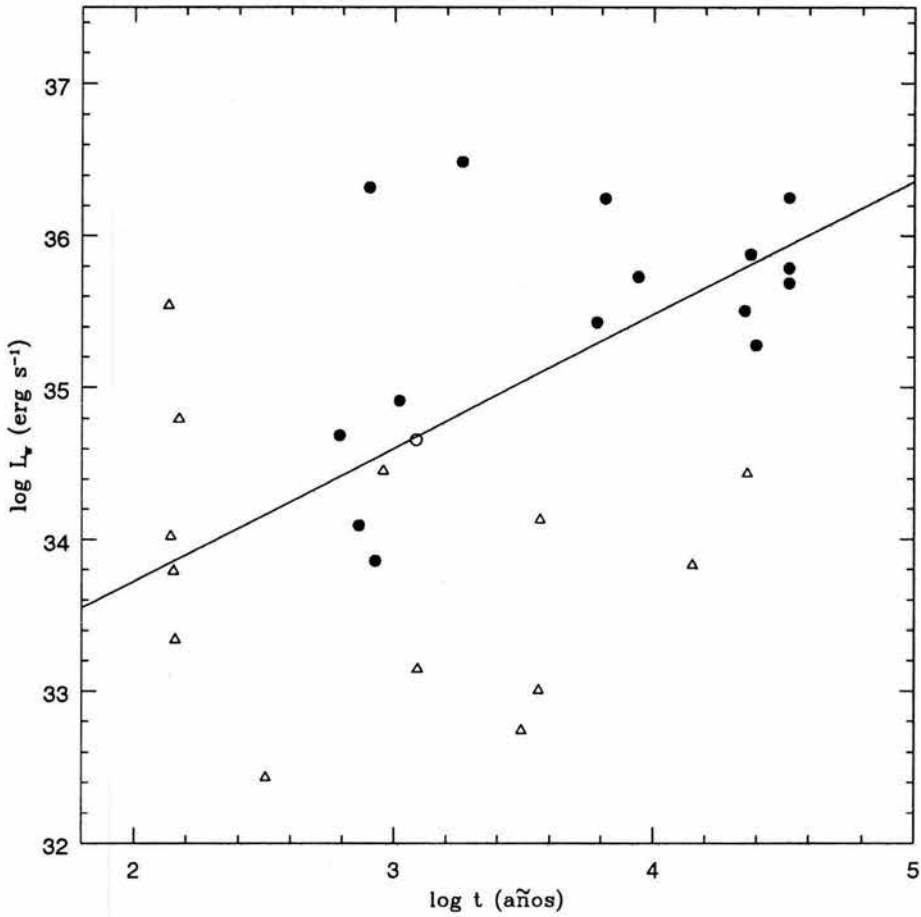


Figura 5.2: Luminosidad mecánica L_w observada como función del tiempo. La línea sólida corresponde al modelo ajustado para las [WC] (círculos llenos) con $\delta = 0.88$ y $\mathcal{L}_o = 25.4$ erg seg⁻¹. Los símbolos son como los descritos en la Fig. 5.1

5.2.3. Aplicación del modelo dinámico a los objetos de la muestra

Después de haber obtenido un valor para δ y \mathcal{L}_0 , podemos utilizar la solución dada por el modelo dinámico expresado en la Ecuación 5.6 para derivar $\dot{R}(t)$ y comparar los resultados con los valores de V_{10} de los objetos de la muestra (Fig. 5.3).

Suponiendo el caso adiabático ($\gamma = 5/3$), una velocidad del viento inicial (a la salida de la estrella de la *AGB*) típica de $v_{AGB} \sim 10 \text{ km s}^{-1}$ y tasas de pérdida de masa iniciales de $\dot{M}_{AGB} = 10^{-3}, 10^{-4}, 10^{-5}, 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ para las [WC], se obtienen las soluciones analíticas (representadas por líneas sólidas en la Figura 5.3):

$$\dot{R}_3 = (6.35 \times 10^{-3}) t^{0.29} \quad (\text{km s}^{-1}),$$

$$\dot{R}_4 = (13.67 \times 10^{-3}) t^{0.29} \quad (\text{km s}^{-1}),$$

$$\dot{R}_5 = (29.46 \times 10^{-3}) t^{0.29} \quad (\text{km s}^{-1}),$$

$$\dot{R}_6 = (63.46 \times 10^{-3}) t^{0.29} \quad (\text{km s}^{-1}),$$

donde \dot{R}_i indica la solución de velocidad de expansión para una tasa de pérdida de masa inicial de $\dot{M}_{AGB} = 10^{-i} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$.

En esta figura se puede observar que, aunque la gráfica presenta mucha dispersión, las estrellas [WC] se agrupan predominantemente alrededor de las soluciones para $\dot{M}_{AGB} = 10^{-4}$ y 10^{-5} , mientras que las *WELS* y las estrellas centrales de PNe no muestran evidencia de aceleración y se encuentran dispersas de manera que a una V_{exp} dada, los objetos cubren todo el intervalo de tiempos evolutivos.

En la Figura 5.4 se muestra la misma gráfica que en la Figura 5.3 (velocidad de expansión *vs.* tiempo), pero esta vez se utilizó la V_{exp} determinada de la manera canónica a partir de la línea de $H\beta$, en lugar de la V_{10} . De nuevo, las líneas sólidas en la Figura 5.4 representan las soluciones analíticas:

$$\dot{R}_{exp_2} = (2.95 \times 10^{-3}) t^{0.29} \quad (\text{km s}^{-1}),$$

$$\dot{R}_{exp_3} = (6.35 \times 10^{-3}) t^{0.29} \quad (\text{km s}^{-1}),$$

$$\dot{R}_{exp_4} = (13.67 \times 10^{-3}) t^{0.29} \quad (\text{km s}^{-1}),$$

$$\dot{R}_{exp_5} = (29.46 \times 10^{-3}) t^{0.29} \quad (\text{km s}^{-1}),$$

suponiendo $\gamma = 5/3$, $v_{ABG} = 10 \text{ km s}^{-1}$ y $\dot{M}_{AGB} = 10^{-2}, 10^{-3}, 10^{-4}, 10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$.

Además, se muestran las soluciones para las WLPNe y las PNe derivadas en este análisis como líneas punteadas.

En esta figura, las WRPNe se encuentran en una franja acotada por \dot{M}_{AGB} entre 10^{-3} y 10^{-4} , en tanto que las WLPNe y las PNe (ambos grupos presentan un comportamiento similar y difieren de las WRPNe) se dispersan en zonas con \dot{M}_{AGB} entre 10^{-4} y 10^{-5} .

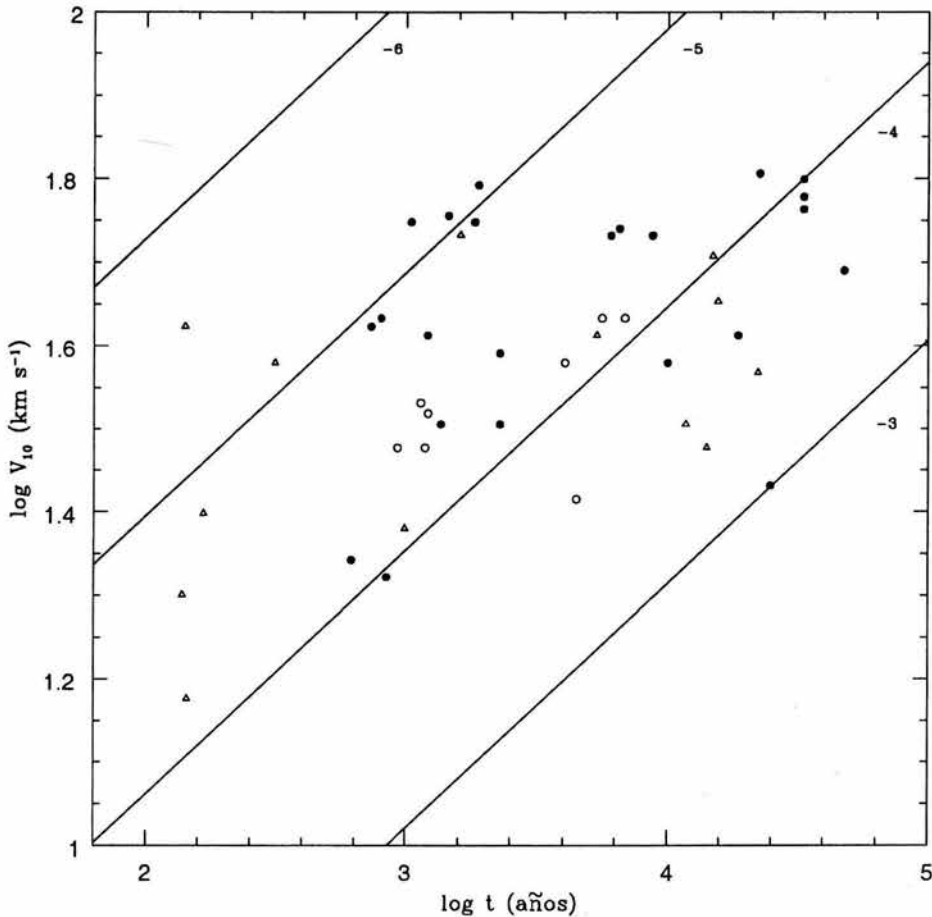


Figura 5.3: V_{10} como función del tiempo. Las líneas corresponden a las soluciones del modelo para las WRPNe con $v_{AGB} = 10 \text{ km seg}^{-1}$ y: $\dot{M}_{AGB} = 10^{-3}, 10^{-4}, 10^{-5}, 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ respectivamente para las [WC] y están indicadas por el valor $\log \dot{M}_{AGB}$. Los símbolos son como los indicados en la Fig. 5.1.

5.3. Más evidencia sobre la secuencia evolutiva [WCL] \rightarrow [WCE]

En las figuras 5.5 y 5.6 se vuelven a mostrar las figuras 5.3 y 5.4 pero sólo con los objetos WRPNe y marcando con círculos pequeños a las [WCL] y con círculos grandes a las [WCE]. Aunque las incertidumbres para los tiempos evolutivos de los objetos son muy grandes (porque provienen de las incertidumbres en la luminosidad estelar y ésta a su vez de las incertidumbres en la distancia) se encuentra una clara tendencia donde los objetos [WCL], que son más jóvenes, muestran menor velocidad de expansión, pero parecerían evolucionar a la zona de las [WCE] siguiendo trazas similares a las del modelo evolutivo.

En la Figura 5.7 se presenta el tiempo transcurrido desde la salida de las estrellas de la *AGB* hasta ahora, t , como función del tipo espectral. Se observa una relación muy clara donde las estrellas de tipo más temprano son las más viejas y las de tipo más tardío son las más jóvenes. Esta relación puede no parecer sorprendente ya que varios estudios previos han notado ya evidencia sobre este comportamiento; por ejemplo, se observa que las nebulosas alrededor de estrellas de tipo espectral temprano son más extendidas y diluídas y, por lo tanto, más evolucionadas que las nebulosas alrededor de estrellas de tipo tardío. Además, como el tipo espectral depende principalmente de la temperatura superficial de la estrella, las estrellas de tipo espectral temprano son más calientes que las de tipo tardío lo cual coloca a las estrellas de tipo temprano sobre el diagrama H-R en una región más evolucionada que las estrellas de tipo tardío. Sin embargo, nuestro resultado se basa en tiempos evolutivos derivados a partir de trazas evolutivas diferentes (ver Apéndice E) que consideran al quemado de helio como la fuente principal de energía que se asignaron a las estrellas [WC] de nuestra muestra según su posición en el diagrama H-R. Esta es la primera vez que se utilizan este tipo de trazas evolutivas sobre estrellas [WC] y nuestros resultados arrojan una nueva evidencia que apoya la secuencia evolutiva [WCL] \rightarrow [WCE] propuesta (Hamann 1997). Los símbolos grandes en esta figura indican a los objetos cuyos valores de L han sido estimados a partir de una determinación previa de distancia y los símbolos pequeños indican aquellos objetos cuyas distancias se desconocen y, por lo tanto, sus valores de L han sido supuestos.

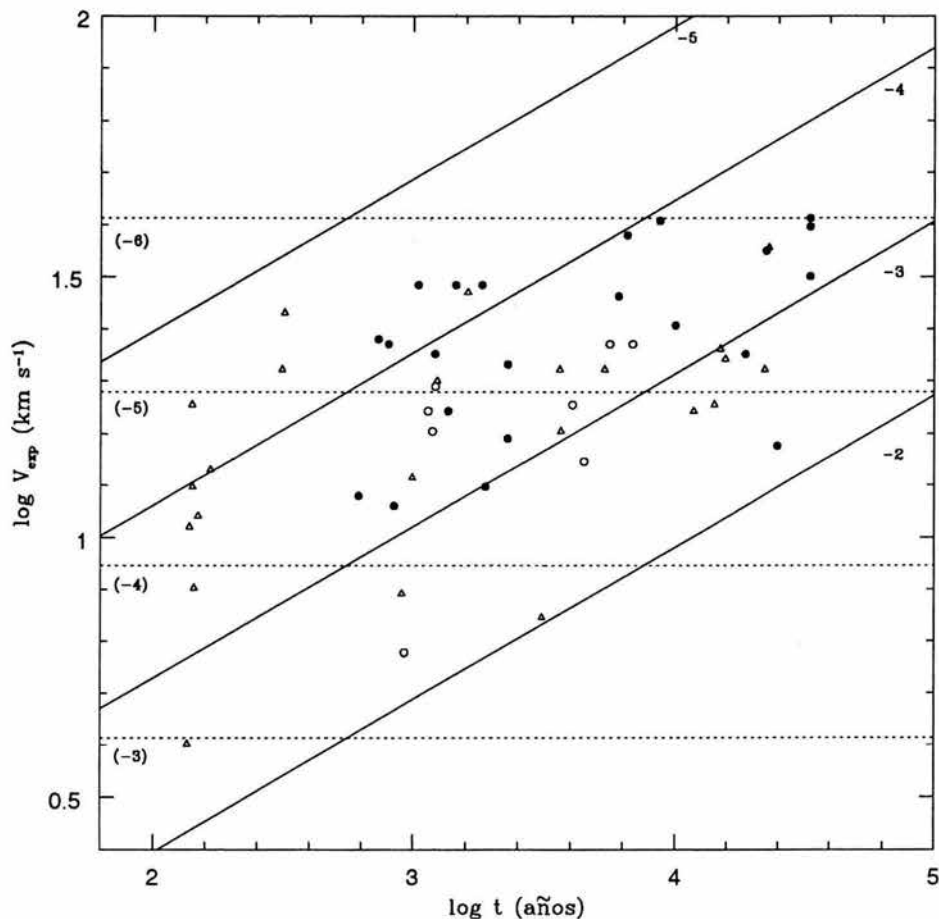


Figura 5.4: Valores de V_{exp} como función del tiempo. Las líneas sólidas - corresponden a las soluciones del modelo para las WRPNe con $v_{AGB} = 10$ km seg^{-1} y: $\dot{M}_{AGB} = 10^{-2}, 10^{-3}, 10^{-4}, 10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ para las [WC] y están indicadas por el valor $\log \dot{M}_{AGB}$. Las líneas punteadas corresponden a las soluciones del modelo para las WLPNe y PNe con $v_{AGB} = 10$ km seg^{-1} y $\dot{M}_{AGB} = 10^{-3}, 10^{-4}, 10^{-5}, 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ para las WELS y las estrellas centrales de PNe. El valor de $\log \dot{M}_{AGB}$ para estos casos está indicado entre paréntesis. Los símbolos son como los indicados en la Figura 5.1.

5.3.1. Estimación del error en los t derivados

Los valores de luminosidad estelar, L , dependen principalmente del valor adoptado para la distancia a los objetos estudiados. Este es un problema, ya que el valor derivado de distancia es muy incierto y diferentes autores derivan este parámetro de diferentes maneras y los valores obtenidos por diferentes métodos para un mismo objeto suelen ser diferentes. Estas diferencias en distancia repercuten en diferencias substanciales en las luminosidades adjudicadas y como es fundamental conocer la L de un objeto para ubicarlo en un diagrama H-R que nos permita asignarle una traza evolutiva, fue necesario tratar de estimar un límite inferior para la incertidumbre en nuestros valores de tiempo evolutivo t .

Para esto, tomamos algunos objetos que se encontraban entre dos trazas evolutivas y calculamos el t del objeto para ambas trazas. La diferencia obtenida fue de aproximadamente 0.8 dex, lo cual es bastante alto considerando que se trata de un límite inferior.

Diferencias grandes en los valores de luminosidad, L , se encuentran, por ejemplo, en el objeto BD+30°3639. Este objeto ha sido estudiado con mucho detalle en los últimos años por varios autores y se le han atribuido dos valores de distancia: 2.68 kpc (Hajian *et al.* 1993) y 1.5 kpc (Kawamura & Masson 1996). El primer valor de distancia le asigna un valor de $\log L/L_{\odot} = 4.71$, mientras que el segundo le da un valor de $\log L/L_{\odot} = 4.00$.

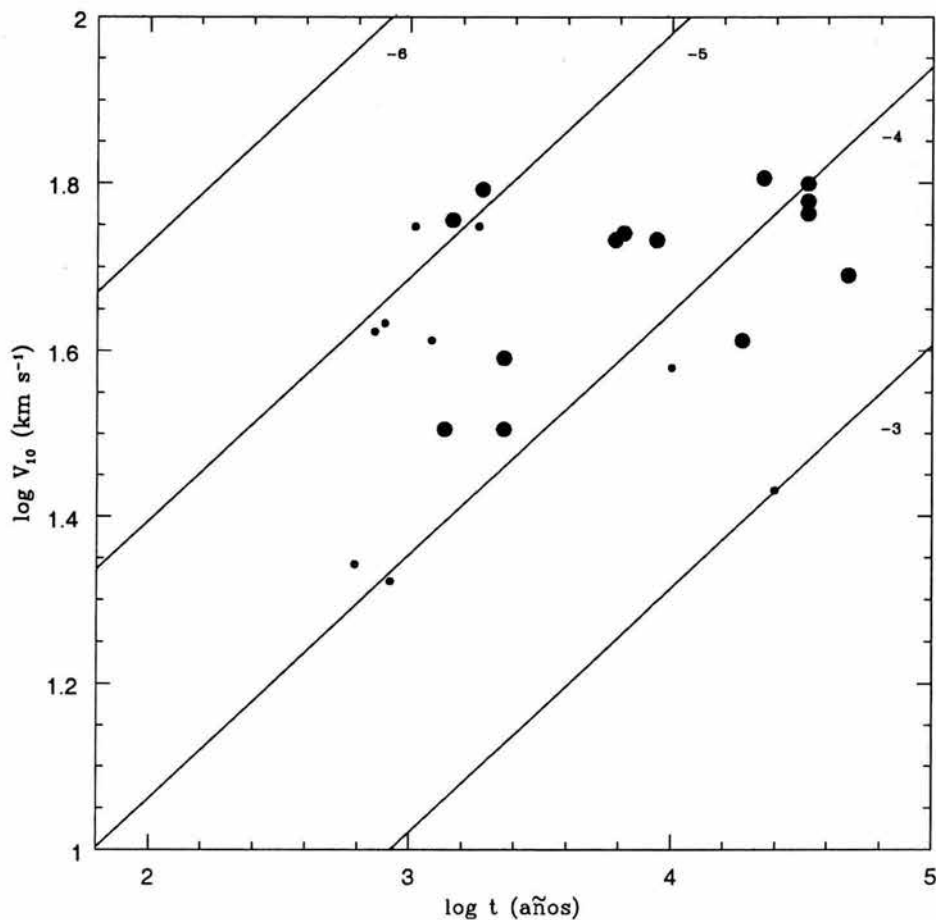


Figura 5.5: V_{10} como función del tiempo. Las líneas corresponden a las soluciones del modelo para las WRPNe con $v_{AGB} = 10 \text{ km seg}^{-1}$ y: $\dot{M}_{AGB} = 10^{-3}, 10^{-4}, 10^{-5}, 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ respectivamente para las [WC] y están indicadas por el valor $\log \dot{M}_{AGB}$. Los símbolos grandes corresponden a las [WCE] y los pequeños a las [WCL].

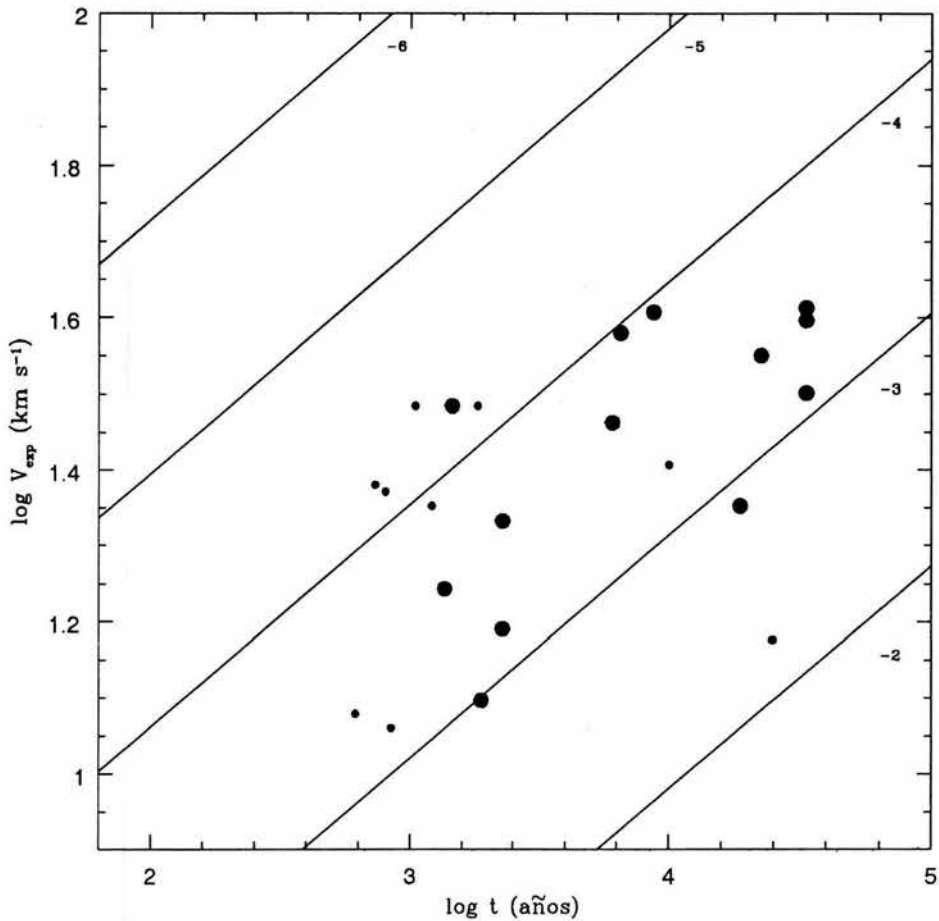


Figura 5.6: V_{exp} como función del tiempo. Las líneas corresponden a las soluciones del modelo para las WRPNe con $v_{AGB} = 10 \text{ km seg}^{-1}$ y: $\dot{M}_{AGB} = 10^{-2}, 10^{-3}, 10^{-4}, 10^{-5}, 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ respectivamente para las [WC] y están indicadas por el valor $\log \dot{M}_{AGB}$. Los símbolos grandes corresponden a las [WCE] y los pequeños a las [WCL].

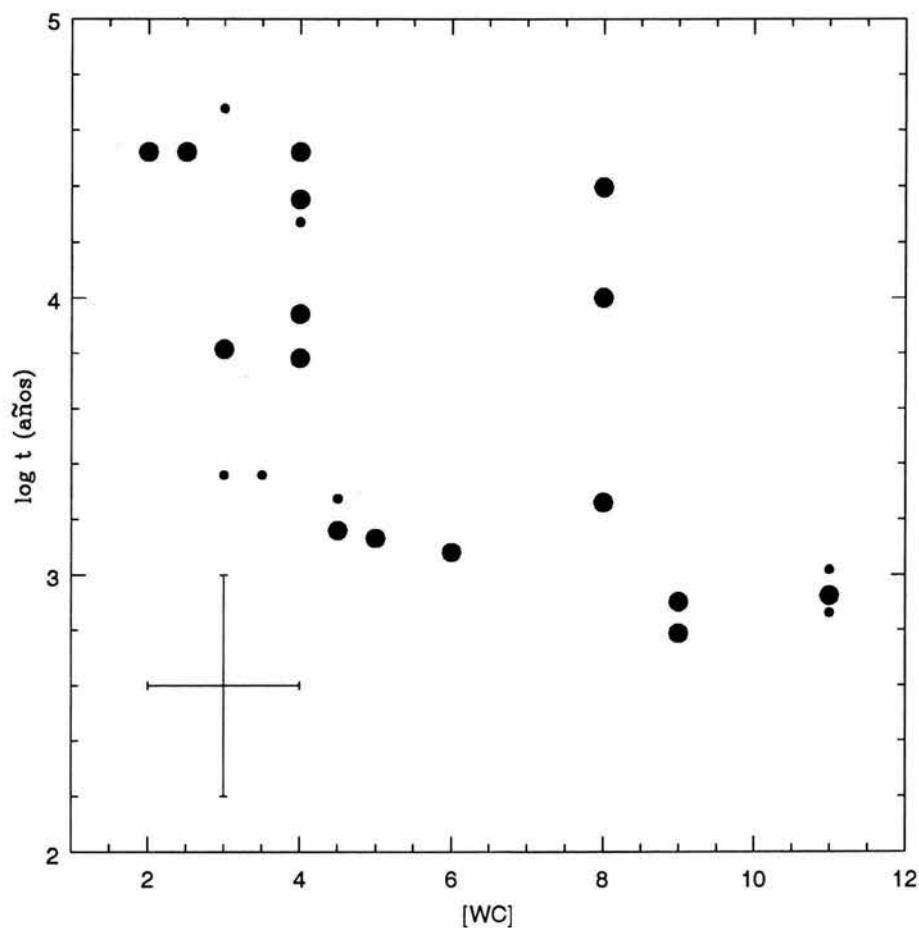


Figura 5.7: Valores derivados para el tiempo de evolución a partir de la salida de la *AGB*, t , como función del tipo espectral [WC]. Los símbolos grandes representan los objetos que cuentan con una estimación de distancia y cuya L ha sido determinada mediante un modelo individual detallado. Los símbolos pequeños indican aquellos objetos cuyo valor de L ha sido supuesto o que no cuentan con un modelo individual por lo que el valor de L ha sido estimado mediante la luminosidad de Zanstra.

5.4. Conclusiones del análisis dinámico

- En primer lugar, podemos concluir que, basándonos en el modelo, las WRPNe están constituidas por cáscaras en aceleración, mientras que las WLPNe y PNe presentan velocidades constantes o aceleraciones mucho menores.

- El comportamiento de las WRPNe en la Figura 5.2 indica que la energía mecánica del viento de las [WC] evoluciona temporalmente de acuerdo a una ley de potencias, en la forma $L_w = \mathcal{L}_0 t^\delta$ con $\delta \sim 0.88$, en tanto que el viento de las WELS y estrellas centrales de PNe no presenta este incremento de L_w o éste no es tan marcado.

- Aunque con mucha dispersión, las [WC] tienden a agruparse alrededor de las soluciones para una pérdida de masa en la AGB, $\dot{M}_{AGB} \sim 10^{-4} - 10^{-3} M_\odot \text{ año}^{-1}$ y $v_{AGB} = 10 \text{ km s}^{-1}$, mientras que en la actualidad presentan un promedio de $\langle \dot{M} \rangle \sim 10^{-6} M_\odot \text{ año}^{-1}$ y valores desde cientos hasta miles de km s^{-1} en v_∞ . Esto parece indicar que el viento estelar Wolf-Rayet ha perdido masa y se ha acelerado considerablemente desde la salida de la estrella [WC] de la AGB.

- Por otra parte, el comportamiento dinámico de las WLPNe tiene mayor concordancia con el de las PNe que con las WRPNe. Los vientos post-AGB de estos objetos parecen señalar una tasa de pérdida de masa inicial, $\dot{M}_{AGB} \sim 10^{-5} - 10^{-4} M_\odot \text{ año}^{-1}$, menor que para las WRPNe. Esto indicaría que las estrellas AGB que dan origen a las WRPNe tienen un viento más masivo y éste perdura durante la fase post-AGB.

- Por último, el comportamiento dinámico de las WRPNe en los diagramas evolutivos es consistente con la suposición de una secuencia evolutiva [WCL] \rightarrow [WCE].

Capítulo 6

Conclusiones

Hemos obtenido espectros de alta dispersión (*echelle*) y alta señal a ruido de una muestra amplia de nebulosas planetarias con núcleos de tipo espectral [WC] (24 objetos) y de una muestra similar de nebulosas con estrellas centrales con líneas en emisión débiles (*WELS*) y estrellas normales sin líneas en emisión (9 WLPNe y 14 planetarias normales). Las nebulosas WRPNe están ionizadas por estrellas que cubren todo el intervalo de tipos [WC], desde [WC 2] hasta [WC 11].

Los datos espectrales cubren un amplio intervalo de longitudes de onda (típicamente entre 3500 y 6800 Å), permitiendo la obtención de un gran número de líneas útiles para el diagnóstico del plasma. Además, la alta dispersión espectral (mejor que 0.3 Å por pixel) nos permitió resolver las líneas en emisión del gas en la mayoría de los objetos, lo que resulta útil para analizar la cinemática de los distintos iones presentes en el plasma.

Para cada objeto se obtuvieron espectros calibrados en flujo y longitud de onda, donde se midieron los flujos y los anchos de las líneas (o su separación y ancho en caso de tratarse de perfiles dobles) en emisión del gas ionizado. Se calcularon los enrojecimientos de cada objeto por medio del decremento de Balmer, y los flujos de las líneas fueron desenrojecidos usando $c(H\beta)$ y la ley de extinción de Seaton (1979).

Esta gran cantidad de datos, tratados de manera sistemática, nos permitió realizar un estudio estadístico significativo de los objetos WRPN en relación a los no-WR.

Los resultados principales son los siguientes:

Con respecto a las propiedades del plasma de las nebulosas, derivamos la densidad electrónica a partir de cocientes de líneas de $[S\ II]\lambda\lambda 6731/6717$, $[O\ II]\lambda\lambda 3726/3729$ y $[Ar\ IV]\lambda\lambda 4740/4711$, cuando fueron observables, y las temperaturas electrónicas a partir de $[O\ III]\lambda\lambda 4363/5007$ y $[N\ II]\lambda\lambda 5755/6583$. Esto permitió derivar las abundancias iónicas de los iones visibles presentes en el plasma, con un modelo de una nebulosa de dos temperaturas. Las abundancias totales de los elementos se obtuvieron a partir de las abundancias iónicas y utilizando factores de corrección por ionización para los iones no visibles.

La determinación de abundancias demuestra que los cocientes de O/H en nuestra muestra de WRPNe se dispersan en más de un factor de 10 alrededor de un promedio de $\sim 4 \times 10^{-4}$. Tal distribución es comparable a la encontrada en la muestra de nebulosas planetarias estudiadas por Kingsburgh & Barlow (1994), la cual contiene solamente un 10% de WRPNe. Similares comportamientos presentan los otros elementos determinados (N y Ne). Interesantemente, encontramos una gran dispersión en los cocientes de N/O en las WRPNe, para un tipo espectral [WC] dado, lo que indica que no hay una masa estelar preferencial para que ocurra el fenómeno Wolf-Rayet en el núcleo de una nebulosa planetaria y que estrellas centrales de distintas masas iniciales pueden llegar a mostrar el mismo tipo [WC]. Esto concuerda con los resultados obtenidos al asignar trazas evolutivas con quemado de helio a las [WC] (ver Apéndice E y Capítulo 5), donde encontramos que las masas de las estrellas [WC] están entre 0.6 y 0.8 M_{\odot} .

Entre los resultados del análisis de las condiciones físicas del plasma, encontramos una tendencia significativa mostrando que el cociente $T_{e[O\ III]}/T_{e[N\ II]}$ disminuye al aumentar la excitación del objeto, medida por el cociente O^{++}/O^{+} . En el límite de alta excitación, $T_{e[N\ II]}$ es mayor que $T_{e[O\ III]}$ por varios miles de grados. Nuestra gráfica 3.3 muestra que este comportamiento ocurre por igual para todo tipo de objetos. Esto no es lo que se espera a partir de modelos simples de fotoionización de nebulosas planetarias, y podría indicar la presencia de mecanismos adicionales de calentamiento en las zonas más externas (por ejemplo, choques o turbulencia).

Esto podría estar relacionado con el aumento en la velocidad de expansión en la nebulosa al aumentar las temperaturas estelares de las estrellas centrales (resultado descrito en el Capítulo 4, Fig. 4.5). Esta aceleración de las nebulosas ocurre en todo tipo de objetos, pero es más clara y definida en

las WRPNe.

Por otro lado, a partir del análisis cinemático de los perfiles de líneas de distintos iones, hemos demostrado que, como ya habían determinado Górny y Stasińska (1995), las WRPNe se expanden a mayor velocidad que las PNe no-WR (incluidas las WLPNe), por lo que presentan una aceleración debida a la luminosidad mecánica inyectada por el viento estelar masivo.

También encontramos que las velocidades de expansión derivadas de los iones de baja ionización (N^+ y O^+), lo cuales se esperarían en la zona más externa de las nebulosas, son ligeramente mayores que la velocidad de expansión derivada de $H\beta$ (Fig. 4.3).

Por todo lo anterior concluimos que nuestros datos indican que, en general, las zonas externas de las PNe son más calientes y presentan mayor velocidad de expansión que las zonas internas, lo que sugiere que efectivamente las zonas externas de las nebulosas están afectadas por fuentes adicionales de calentamiento además de la fotoionización.

Se ha sugerido que los tipos espectrales [WC] corresponden a una secuencia evolutiva, de tipos [WC] tardíos a tempranos. Nuestra gráfica de densidad electrónica contra tipo espectral [WC], obtenida con un conjunto homogéneo de datos, indica que las nebulosas alrededor de estrellas [WC] tempranas son más evolucionadas que las nebulosas alrededor de estrellas [WC] tardías, lo cual parece confirmar tal sugerencia. Sin embargo, dos objetos con estrellas centrales [WC] extremadamente tardías (K 2-16 y PM 1-188), cuyas densidades electrónicas se determinaron por primera vez en nuestro trabajo, mostraron ser de baja densidad (por debajo de 1000 cm^{-3}). Pueden tratarse de objetos similares a He 2-99, que no se cuenta dentro de nuestra muestra, pero de la cual Acker *et al.* (1996) sugirieron que está excitada por una estrella que ha experimentado un *flash* de helio muy tardío (con el cual la estrella habría regresado a la fase *AGB* para volver posteriormente, por segunda vez, a la zona de las estrellas centrales de nebulosas planetarias). Por otro lado, las estrellas centrales de estas nebulosas de baja densidad podrían haber evolucionado en escalas de tiempo más grandes que el resto de los núcleos de nebulosas planetarias, ya sea debido a sus masas centrales inusualmente pequeñas (que no parece ser el caso) o a un tiempo de transición excepcionalmente largo desde la punta de la *AGB*. Estudios observacionales y teóricos posteriores de estos objetos permitirían distinguir entre las distintas interpretaciones.

Parthasarathy *et al.* (1998) han sugerido que las *WELS* son las contrapartes evolucionadas de estrellas [WC] tempranas (ésto, por supuesto, no se aplica en las *WELS* en las que se ha reportado que presentan una clara presencia de hidrógeno). Al clasificarlas siguiendo los criterios de cocientes de intensidad o anchos equivalentes de líneas en emisión para [WC], encontramos que la mayoría de nuestras *WELS* son de tipos [WC] intermedios. Hemos demostrado que las nebulosas ionizadas por *WELS* muestran velocidades de expansión sistemáticamente menores que las WRPNe de tamaños angulares similares. Además, el comportamiento dinámico de las WLPNe resulta del todo similar al mostrado por las PNe, el cual es totalmente diferente al comportamiento dinámico que se observa en las WRPNe. La conclusión natural es que las *WELS* de nuestra muestra no fueron estrellas [WC] con fuertes vientos en el pasado.

Hemos utilizado un modelo dinámico, desarrollado por García-Segura y McLow (1995) para nebulosas de anillo alrededor de estrellas WR masivas, para estudiar el comportamiento dinámico de nuestro objetos. Encontramos que la dinámica de las WRPNe es notoriamente diferente de la de las nebulosas planetarias ordinarias, siguiendo las primeras una ley de evolución dinámica muy diferente y acelerada.

Los resultados del análisis dinámico parecen apoyar la propuesta de la existencia de una secuencia evolutiva: [WCL] \rightarrow [WCE], ya que tanto las WRPNe alrededor las [WC] tempranas como las WRPNe alrededor de las [WC] tardías parecen seguir el mismo comportamiento dinámico. Este resultado no es concluyente debido a la gran incertidumbre en la distancia a los objetos estudiados, pero arroja nuevas evidencias hacia el entendimiento de la naturaleza y evolución tanto de las WRPNe como de sus estrellas centrales. Se requieren observaciones y tratamientos sistemáticos de muestras más extensas de estos objetos, así como más análisis individuales detallados para lograr una conclusión definitiva acerca de la historia evolutiva de estos objetos.

Apéndice A

Descripción de objetos individuales

A.1. BD+30°3639

En nuestro análisis cinemático encontramos que la WRPN BD+30°3639 presenta un valor de $V_{10}([\text{O III}])$ mayor que el $V_{10}(\text{H}\beta)$ por unos 30 km s^{-1} . En trabajos previos (ver Bryce & Mellema 1999 y referencias ahí mencionadas) se ha estudiado el campo de velocidades de este objeto y se ha encontrado un comportamiento anómalo. Realizando un estudio espectroscópico espacialmente resuelto, Bryce & Mellema (1999) encontraron que la cáscara de N^+ es espacialmente más extendida, pero menos extendida en velocidad que la cáscara de O^{++} . Las elipses de velocidad del $[\text{N II}]$ presentados por estos autores, parecen ser casi abiertas en los extremos (*open-ended*), con la emisión del $[\text{O III}]$ emergiendo de los espacios abiertos. Sus datos de alta resolución espectral les permitieron medir que las velocidades de expansión de los perfiles del $[\text{N II}]$ y del $[\text{O III}]$ son 28 ± 1 y $35.5 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$ respectivamente, lo que coincide muy bien con nuestros valores medidos a partir de la mitad del FWHM (V_{exp}) de 23 y 43 km s^{-1} para las líneas de $[\text{N II}]$ y $[\text{O III}]$ respectivamente. Por otro lado, Acker *et al.* (2002) reportaron una velocidad de expansión de 27 km s^{-1} con una velocidad de turbulencia de 15 km s^{-1} para este objeto.

Debe notarse que esta nebulosa es de baja ionización, donde O^{++} cae en la zona nebular más interna que probablemente está interactuando y siendo perturbada por el viento masivo y turbulento, por lo que parece evidente

que la energía mecánica del viento está afectando fuertemente la zona más interna de la nebulosa.

A.2. He 2-459

La nebulosa He 2-459, que tiene una estrella central [WC 8], fue una de las que fueron consideradas como candidatas para el escenario *born-again* por Acker *et al.* (1996), ya que su cociente de [S II] indicó una densidad de 360 cm^{-3} , más baja que otras nebulosas que rodean estrellas de tipo espectral [WC] similar. Nuestras observaciones en diferentes temporadas indican consistentemente una densidad [S II] de 17000 cm^{-3} . En este objeto, el cual está altamente enrojecido, el cociente de [O II] no está disponible. Es interesante notar que este objeto muestra una línea de emisión de He I $\lambda 5876$ extremadamente débil (alrededor de 0.005 veces $H\beta$). La nebulosa es de muy baja excitación ($O^{++}/O^+ = 0.001$), con una intensidad de [O III] $\lambda 5007$ de 0.03 veces $H\beta$, por lo que, al igual que en BD+30°3639, lo más probable es que la energía mecánica del viento esté perturbando fuertemente la zona más interna de la nebulosa. Esto es muy extraño para una nebulosa excitada por una estrella central [WC 8], para la cual Leuenhagen & Hamann (1998) han derivado una temperatura efectiva de 77000 K, a partir de un análisis de la atmósfera estelar. Las temperaturas de Zanstra a partir del H I, He I y He II derivadas por estos autores con sus modelos estelares son: 47000, 45000 y 16000 K respectivamente. ¿Podría ser que, debido a la gran tasa de pérdida de masa en esta estrella ($10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$, suponiendo $\log L/L_{\odot} = 3.70$, de acuerdo a Leuenhagen & Hamann 1998) y a la gran abundancia de helio en la atmósfera, la radiación más baja que 24.6 eV sería bloqueada mucho más eficientemente que lo predicho? En cualquier caso, He 2-459 merece un estudio teórico y observacional mucho más profundo.

A.3. Hb 4

En la Figura 4.1b, presentamos el perfil singular asimétrico de la línea de [N II] $\lambda 6584$ para Hb 4. Esta es una nebulosa planetaria de Tipo I de alta excitación que muestra un núcleo nebular central brillante y estructuras externas de baja ionización o *ansae* (Corradi *et al.* 1996; Gonçalves *et al.* 2001). López *et al.* (1997) mostraron que los *ansae* están producidos por

flujos colimados a varios segundos de arco del cuerpo principal de esta nebulosa con velocidades radiales de $\pm 150 \text{ km s}^{-1}$, relativos al núcleo central. Ellos midieron una velocidad de expansión de 21.5 km s^{-1} , lo cual es idéntico (dentro de las incertidumbres) a nuestro valor a partir del HWHM del perfil para el núcleo central, mientras que el modelo de Acker *et al.* (2002) indican velocidades de expansión y turbulencia de 16 y 14 km s^{-1} respectivamente. Nuestro valor de V_{exp} es de 15.5 km s^{-1} para $H\beta$.

Nuestro diagrama posición-velocidad para la región central (Figura 4.1b) muestra una estructura similar a una cáscara rota o incompleta, con un nudo compacto brillante en el lado rojo y extensiones débiles al azul. Esta estructura es más evidente en las especies de baja ionización y produce perfiles de línea singulares asimétricos con una V_{10} de unos 32 km s^{-1} .

A.4. M1-32

El objeto M1-32 es el más conspicuo de nuestra muestra que presenta extensiones de alta velocidad. Este objeto presenta perfiles anómalos caracterizados por una componente intensa muy angosta con una velocidad de expansión menor que 20 km s^{-1} superimpuesta a unas alas azul y roja débiles muy anchas que se extienden hasta un ancho total en la base de 125 km s^{-1} (ver Fig. 4.1c). Presenta, además, un valor de $V_{10}([O\text{III}])$ mayor que el valor de $V_{10}(H\beta)$ por unos 30 km s^{-1} . Esta anomalía es similar a la encontrada en BD+30°3639 (ver sección A.1). Las alas de alta velocidad provienen de la zona central no resuelta y son mucho más anchas en las líneas $[O\text{III}]\lambda 5007$ y $\text{He I } \lambda 5876$ que en $H\beta$. Debe notarse que esta nebulosa, al igual que BD+30°3639, es de baja ionización, por lo que también parece ser que la energía mecánica del viento está afectando fuertemente la zona más interna de la nebulosa. Como la zona central no está espacialmente resuelta en nuestras observaciones, no puede determinarse la naturaleza del material de alta velocidad. Se requieren observaciones espacialmente resueltas para descubrir de dónde proviene esta emisión, pero no puede excluirse la suposición de que se trate de una eyección bipolar o multipolar.

A.5. NGC 6369

Muchos objetos que tienen una estructura extendida nudosa o filamentaria muestran perfiles de línea con varias componentes. Este es el caso de NGC 6369. NGC 6369 es una nebulosa extendida con una estructura posición-velocidad peculiar (ver Figura A.1). En la zona central, donde se localiza la estrella central, se detectan líneas bien desdobladas para todos los iones, con V_{exp} de unos 75 km s^{-1} . Un dato interesante es que las líneas del [N II] son más delgadas que las de [O III] y He I (ver Tabla 4.3). Sin embargo, a $3''$ al Este de la estrella central, se detecta un nudo muy brillante en las líneas de alta excitación (H, [O III], He I y He II) que no emite en las líneas de [N II], [O II] o [S II]. En esta zona, las especies de baja ionización presentan líneas de doble pico, mientras que las líneas de alta excitación producen un perfil singular.

Esta podría ser la zona de donde Acker *et al.* (2002) obtuvieron sus espectros con $H\alpha$ mostrando una línea de una única componente y con [N II] λ 6583 mostrando una línea compleja (ver su figura 2). Gonçalves *et al.* (2001) reportan estructuras filamentosarias de baja ionización para este objeto.

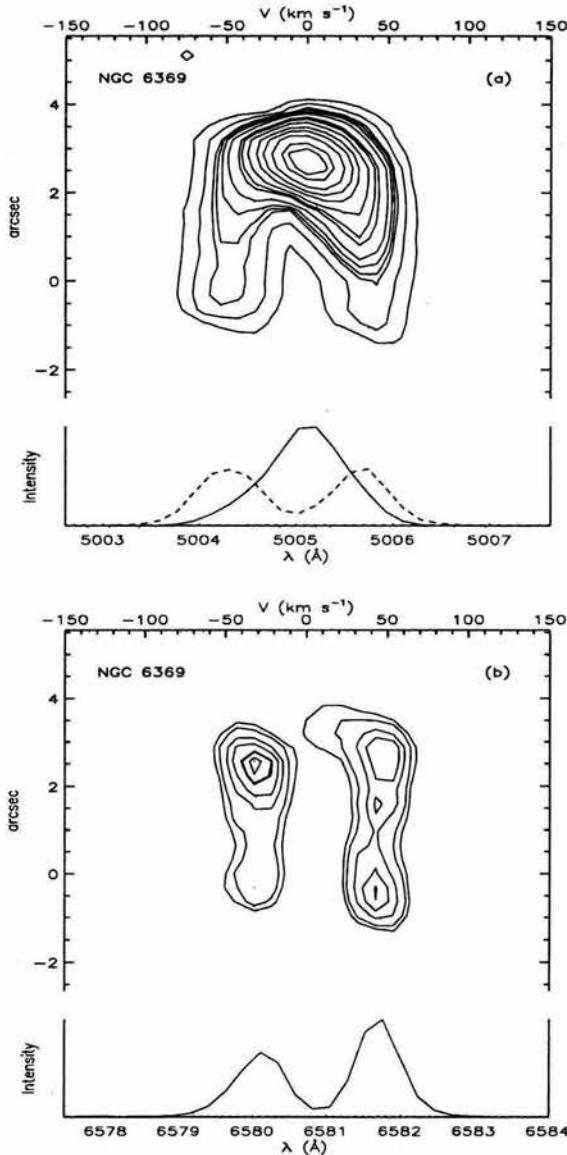


Figura A.1: Se muestran los diagramas de contorno *posición-velocidad* y los espectros extraídos de a) [O III] λ 5007 y b) [N II] λ 6583. La posición de la estrella central es de 0'' en ambos casos. En (a), la línea sólida corresponde a la extracción del nudo brillante localizado a 3'' Este de la estrella central, mientras que la línea cortada corresponde a la extracción justo en la posición de la estrella central (0''). Ésta última se muestra magnificada 5 veces de su intensidad real para lograr presentar ambas extracciones en una sola imagen. En (b), ambas extracciones, tanto a 3'' como a 0'' muestran el mismo espectro de líneas dobles.

A.6. NGC 2452

Este objeto también muestra perfiles de línea de varias componentes producidas por nudos centrales (ver Fig. 4.1d). NGC 2452 tiene 4 nudos en la región central de los cuales sólo detectamos 3, ya que el cuarto nudo es muy débil. Las velocidades de los 2 nudos más débiles detectados difieren en 10 km s^{-1} y 30 km s^{-1} aproximadamente del nudo más brillante. De la Figura 4.1d puede observarse que si la extracción del espectro se hiciera entre $-1''$ y $+1''$ alrededor de la estrella central, el perfil resultaría de dos componentes con una separación pico a pico de 30 km s^{-1} , ya que no se estarían detectando los dos nudos más débiles.

A.7. K 2-16

De entre los objetos de nuestra muestra, un porcentaje considerable muestra perfiles de doble pico (alrededor de un 30 %). Esto sucede principalmente en los objetos extendidos, espacialmente resueltos siendo posible la detección de las componentes azul y roja de las cáscaras en expansión. Sin embargo, encontramos un caso peculiar en la WRPN K 2-16 que presenta un perfil de este estilo.

La estrella central de K 2-16 es de tipo [WC 11] muy brillante con una magnitud visual de alrededor de 13 mag (probablemente variable) y fue estudiada en detalle por Leuenhagen *et al.* (1996) quienes derivaron una temperatura de $T_* = 30000 \text{ K}$, una velocidad terminal del viento de 300 km s^{-1} , una tasa de pérdida de masa de $4.4 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ y una composición química (en fracciones de masa) de $\beta_H \leq 1\%$, $\beta_{He} = 45\%$, $\beta_C = 50\%$ y $\beta_O = 5\%$. Esto es, la estrella está mostrando productos de la quema de helio en la atmósfera. De acuerdo con estos autores, la estrella es muy similar a otras estrellas [WC 11] tales como los núcleos de M 4-18, He 2-113 y otros, con un estadio evolutivo similar.

Por otro lado, la nebulosa en K 2-16 muestra una cáscara muy débil de baja ionización y extendida con diámetro angular de unos $20''$. Presenta una densidad mucho menor (10^3 cm^{-3}) que las nebulosas alrededor de la mayoría de las estrellas [WC] tardías quienes son, por lo regular, compactas y muy densas (con densidades del orden de 10^3 cm^{-3}).

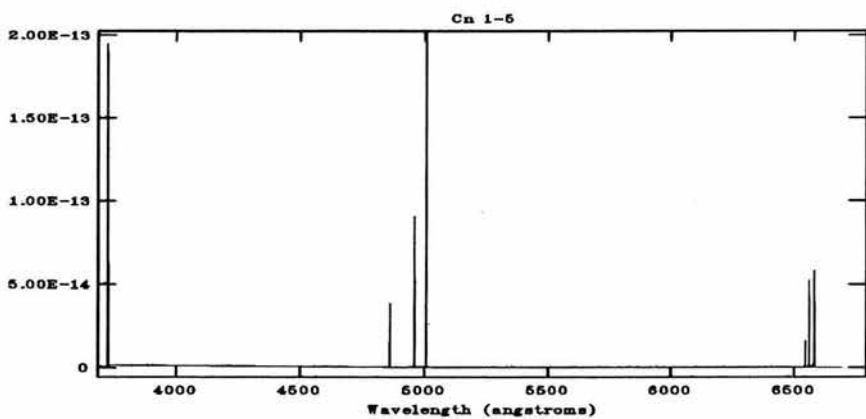
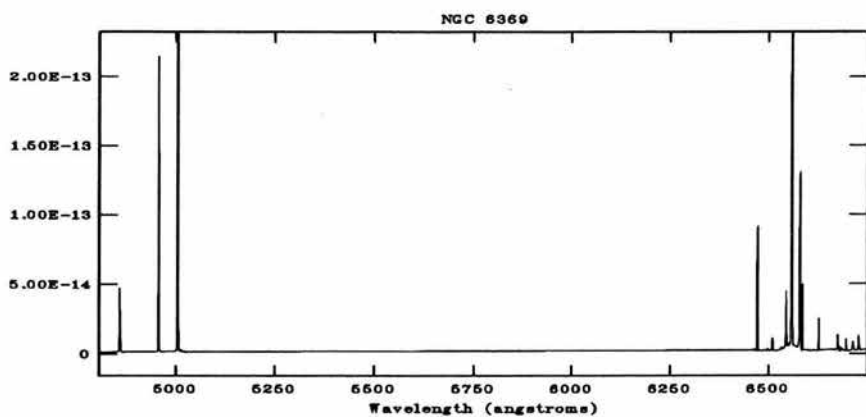
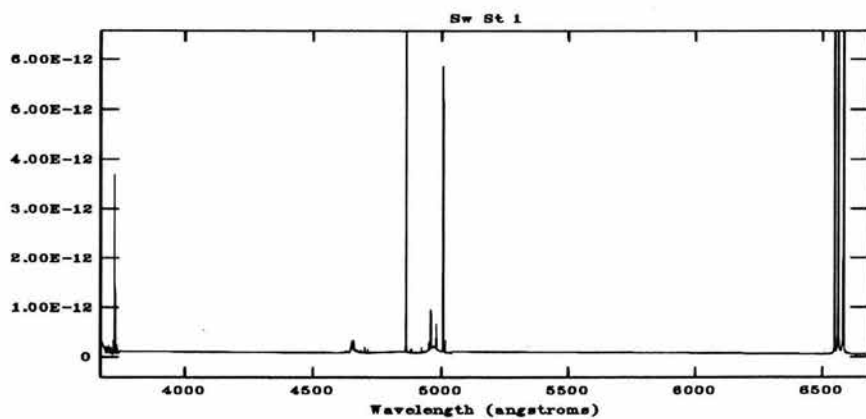
La estructura de la cáscara débil, así como la baja densidad medida son inusuales para una nebulosa alrededor de una estrella de este tipo y, además,

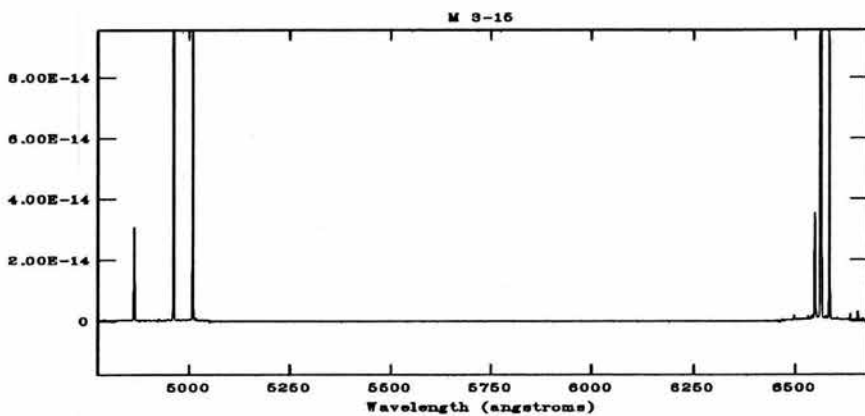
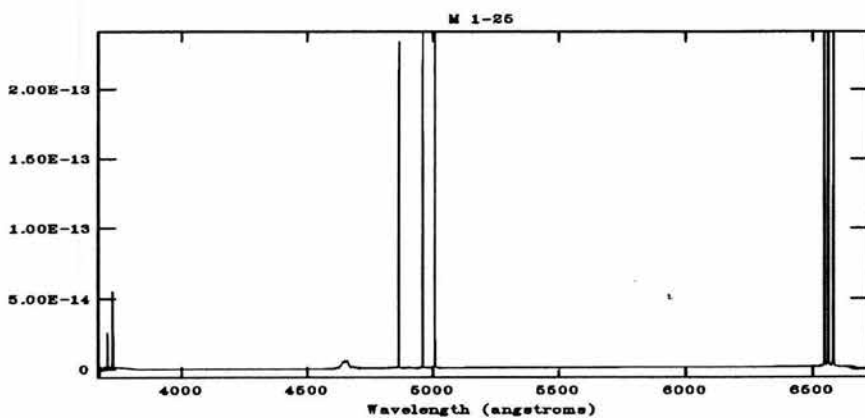
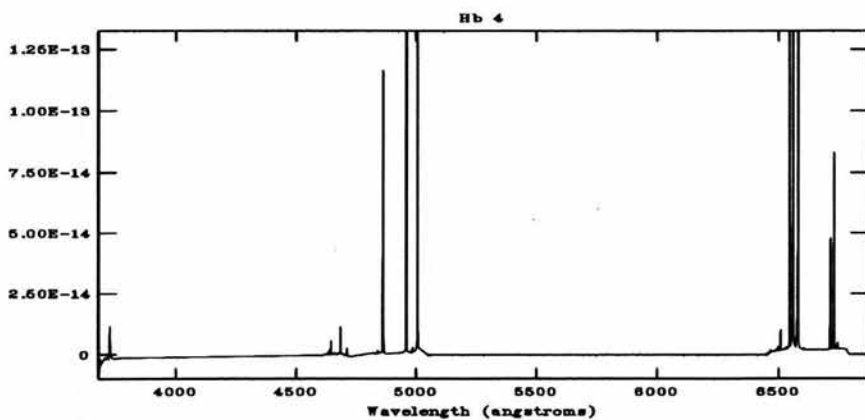
es la única nebulosa alrededor de una estrella [WC] tardía que muestra perfiles dobles. La estrella central presenta muchas líneas en emisión contaminando severamente muchas líneas nebulares, especialmente en la zona de $[\text{N II}]\lambda 6583$. Por lo tanto, se tomó especial cuidado al medir la velocidad de expansión de la nebulosa en la zona justo afuera de la emisión estelar. Nuestro valor de v_{exp} de 26 km s^{-1} , es mucho menor que la velocidad de expansión determinada por Acker *et al.* (2002), quienes reportaron una $v_{exp} = 34 \text{ km s}^{-1}$ y una velocidad de turbulencia de 12 km s^{-1} o, alternativamente, una $v_{exp} = 38 \text{ km s}^{-1}$ y una aceleración de 35 km s^{-2} , dependiendo del modelo. Parece ser que las intensas líneas estelares que contaminan la línea nebulosa $[\text{N II}]\lambda 6583$, han introducido una incertidumbre adicional en el modelo de Acker *et al.* (2002). El comportamiento cinemático de K 2-16 podría explicarse por una cáscara delgada fuertemente acelerada por el viento estelar [WC].

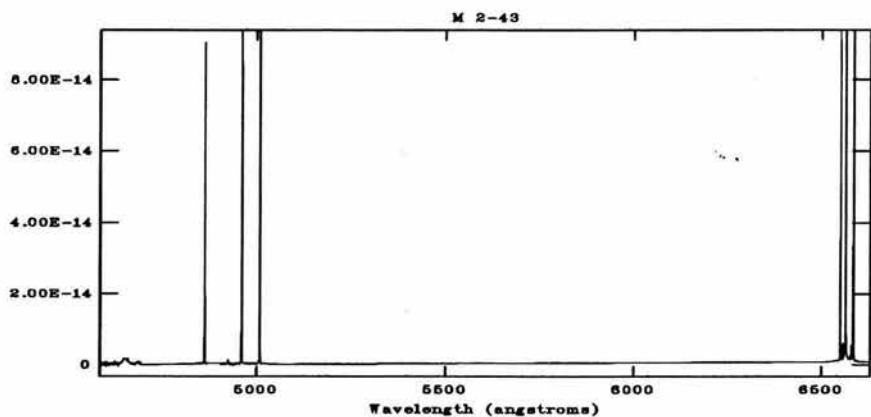
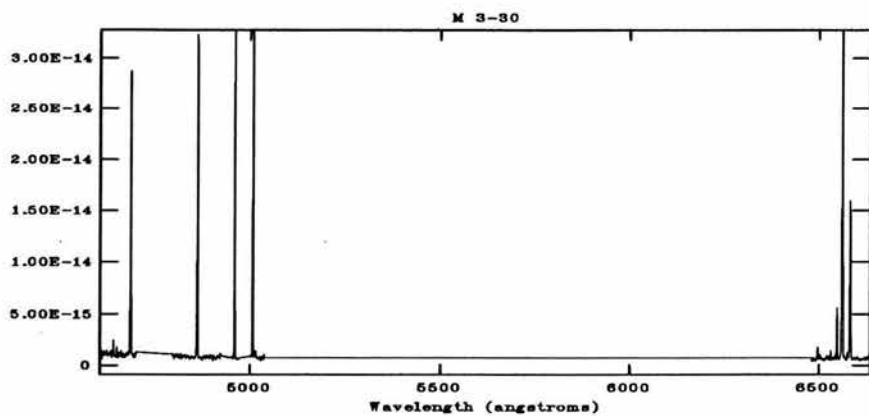
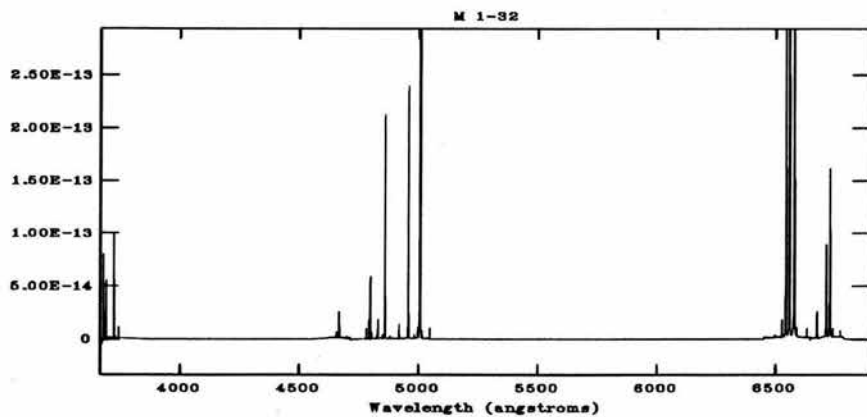
Apéndice B

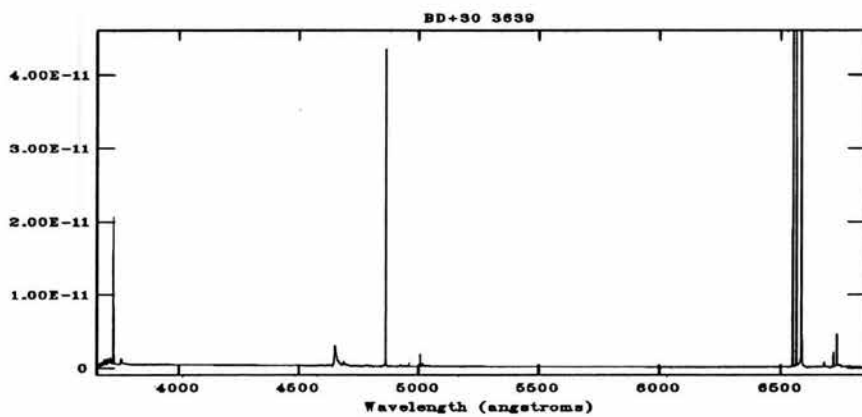
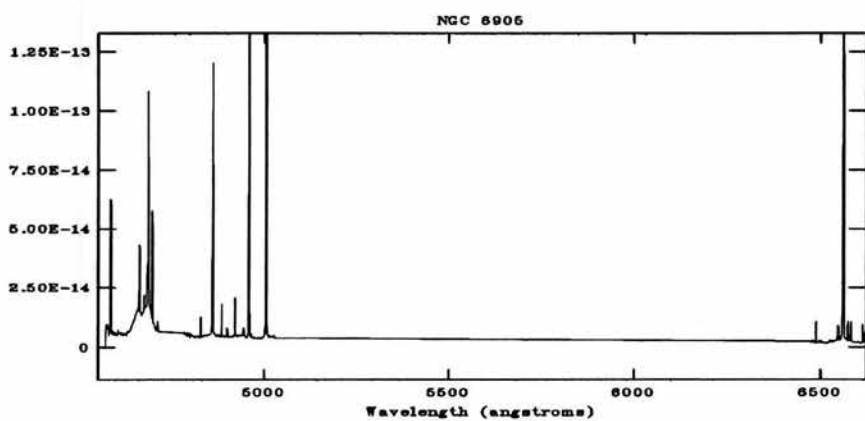
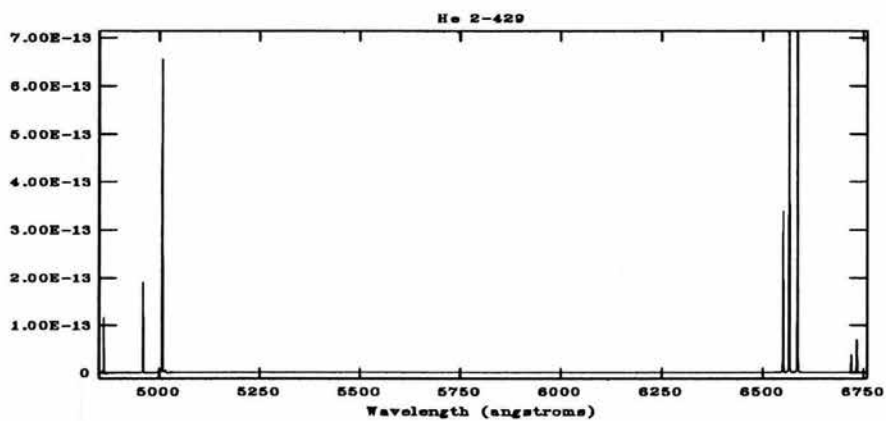
Espectros completos calibrados de todos los objetos de la muestra

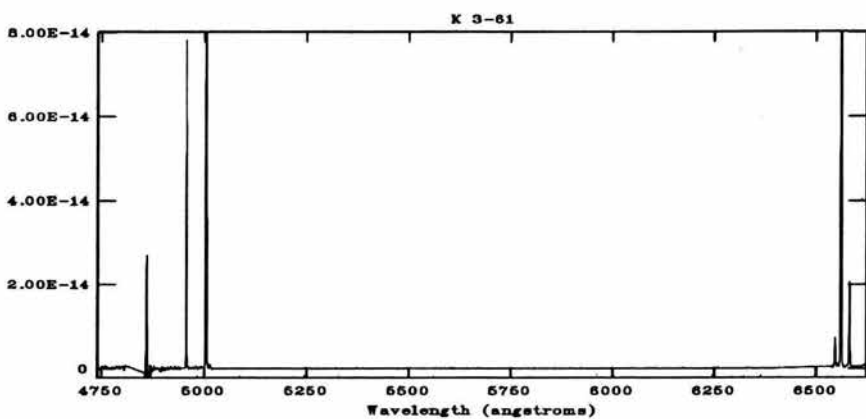
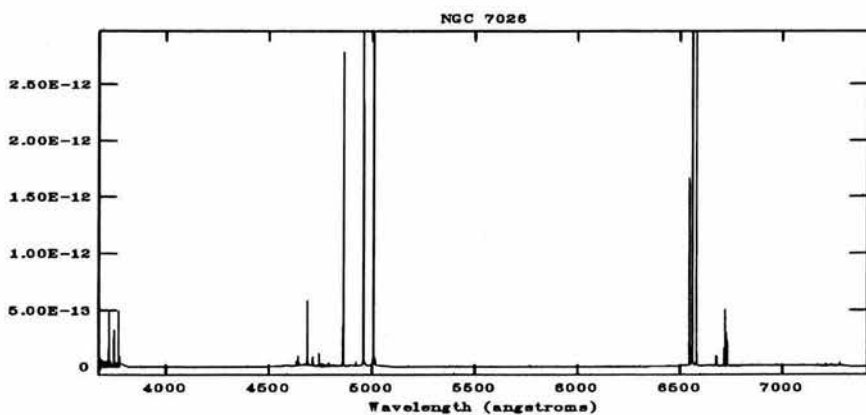
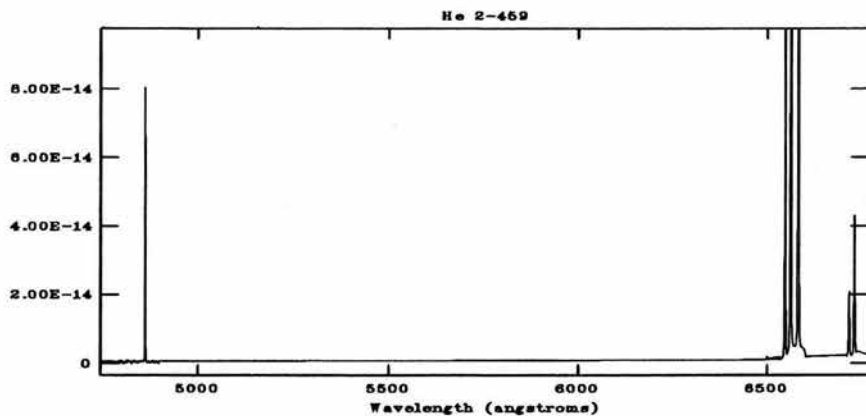
En este Apéndice se presentan los espectros completos calibrados y combinados de todo los objetos de la muestra: WRPNe, WLPNe y PNe. El proceso de calibración se describe en el Capítulo 2.

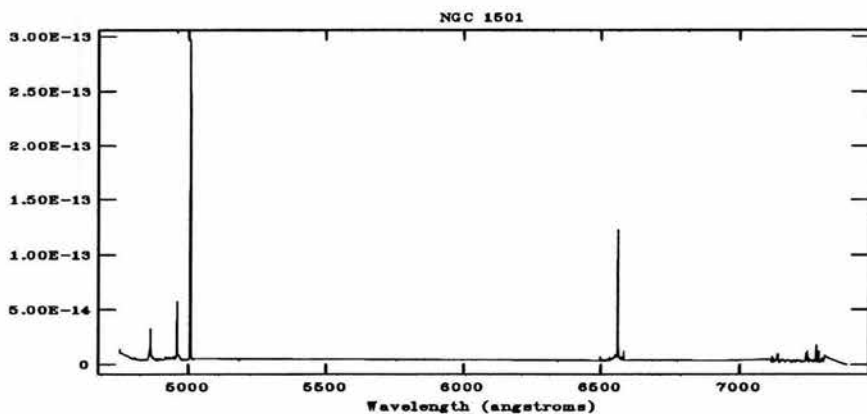
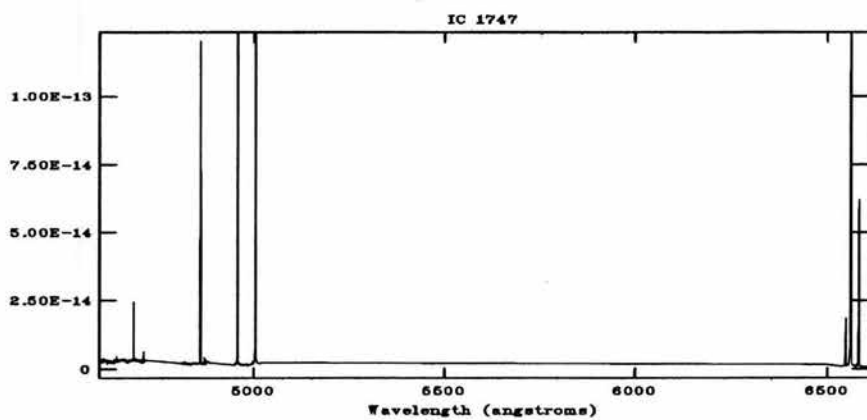
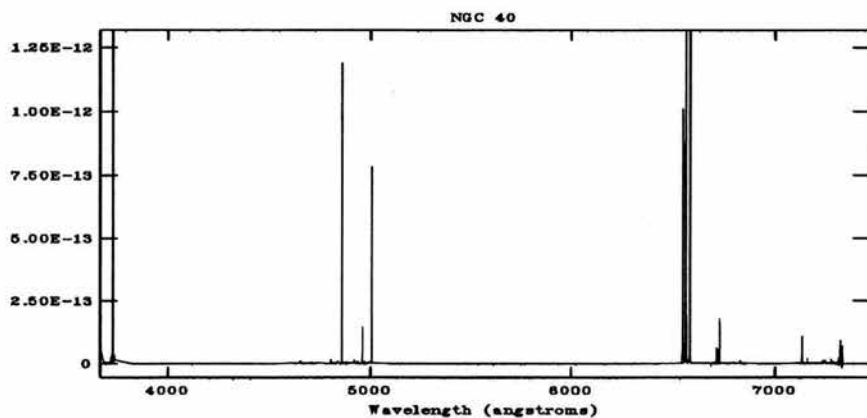


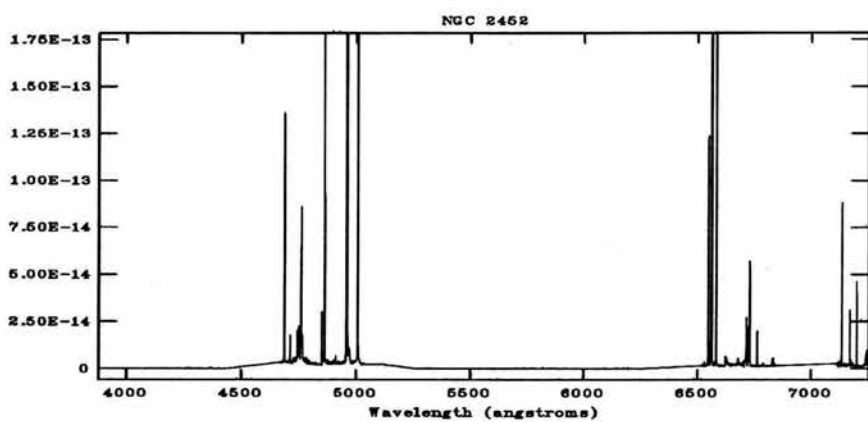
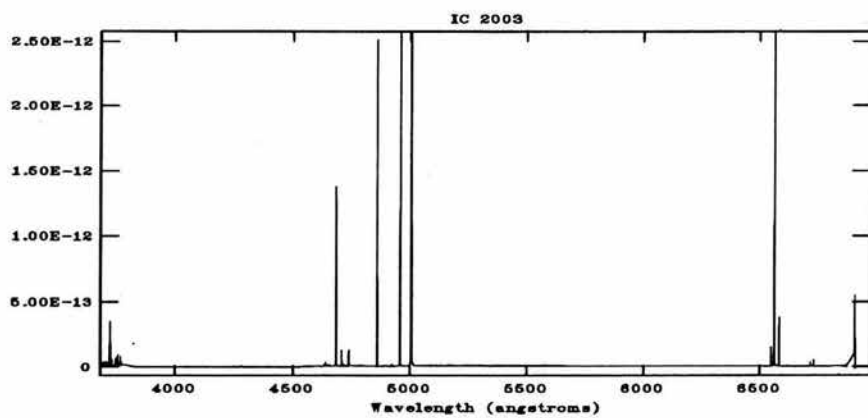
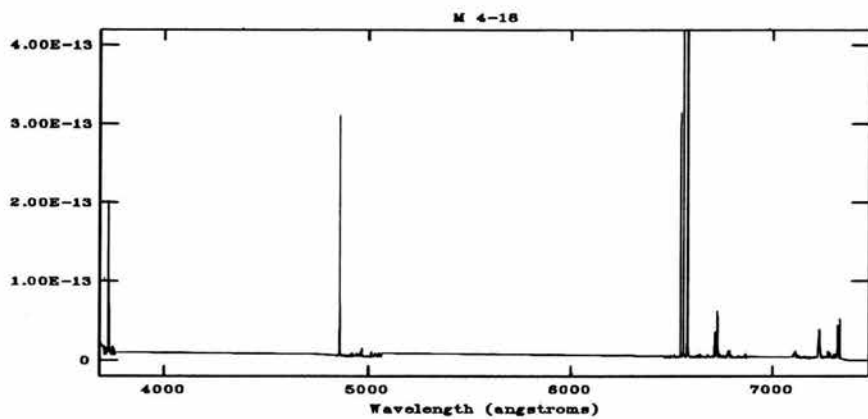












Apéndice C

Tablas de intensidades desenrojecidas e información general

C.1. Intensidades desenrojecidas de las líneas nebulares e información general

A continuación se presentan las tablas que contienen información general que se obtuvo de todos los objetos observados para la realización de esta Tesis, pero que no jugaban un papel preponderante en el estudio estadístico tales como las intensidades desenrojecidas de las líneas observadas relativas a $H\beta$, las abundancias iónicas nebulares, el diámetro aparente, el flujo total desenrojecido de $H\beta$, el enrojecimiento logarítmico de $H\beta$ ($c(H\beta)$) y los factores de corrección por ionización (ICF) utilizados para los cálculos de abundancias totales.

Todos estos datos para todas las WRPNe y 6 WLPNe de nuestra muestra se encuentran enlistados en la Tabla 2 de Peña *et al.* (2001) (ver Apéndice F). Los datos para las 3 WLPNe restantes y para las 14 PNe se encuentran a continuación en la Tabla C.1.

En la Tabla C.1 se enlistan las intensidades desenrojecidas de las líneas observadas relativas a $H\beta$, las abundancias iónicas nebulares, el diámetro aparente, el flujo total de $H\beta$, el coeficiente de desenrojecimiento y los factores de corrección por ionización (ICF) para el O utilizados para los cálculos de abundancias totales.

En todos los casos se usó la ley de desenrojecimiento de Seaton (1979). El enrojecimiento logarítmico de $H\beta$ ($c(H\beta)$) se calculó utilizando los valores predichos por la teoría para el decremento de Balmer. Los valores teóricos de los cocientes de líneas de la serie de Balmer producidas exclusivamente por recombinación del ión H^+ se tomaron de Hummer & Storey (1987) en condiciones de $T_e = 10^4$ K y $n_e \sim 10^2$ cm^{-3} , que corresponden al caso B de recombinación, el cual se refiere al caso de una nebulosa ópticamente gruesa a fotones producidos por una transición $n^2P \rightarrow 1^2S$ (serie de Lyman), esto es, en donde cada fotón de las líneas de la serie de Lyman se dispersa y/o se absorbe inmediatamente en las vecindades de la nebulosa, quedando atrapados en la nebulosa y poblando el nivel n^2P de otro átomo, por lo que no son emitidos al exterior.

Los valores de T_e y n_e dados en la Tabla 3.1 son los valores que se utilizaron para el cálculo de abundancias iónicas que se presentan en la Tabla C.1; estas abundancias iónicas fueron las utilizadas para calcular las abundancias totales y relativas que se muestran en la Tabla 3.1.

Tabla C.1: Datos generales, abundancias iónicas relativas a H e intensidades de línea desproyectadas relativas a H β = 100.

PN G	013.7-10.6	017.7-34.5	084.9-03.4	103.7-00.4	104.4-01.6	118.0-08.6	130.3-11.7	133.1-08.6	147.4-02.3
Nombre	YC 2-32	NGC 7009	NGC 7027	M 2-52	M 2-53	Vy 1-1	M 1-1	M 1-2	M 1-4
Tipo Espectral	pn	pn	pn	pn	pn	pn	pn	pn	pn
Diam('')	15.0	14.0	14.0	14.0	14.8	5.2	6.0	18.0	4.0
log Tot. F(H β)	-12.34	-10.91	-10.61	-13.54	-13.29	-10.79	-11.20	-12.15	-12.89
H α I	15.8	33.6	8.8	10.1	14.8	9.8	10.7	25.0	12.9
H α II	3.3	28.0	48.8	93.7	217.8	6.4	116.7	5.0	5.5
[OII]		0.9	16.7	6.4	250.7	4.6	8.0		
[OIII]		6.6	6.2	5.0					
[OIII] 5007	3.6	9.0	26.4	18.3	7.1	4.9	11.2	8.6	
[OIII] 5007	871.	1083.	1265.	1100.	800.	781.	1180.	172.	1231.
[NII]		0.9	0.6						
[NII]		1.1	4.1						
[NII]		0.2	4.3	13.3	395.3	1.7	0.8	1.6	
[NII]	3.8	6.3	81.5	733.7	114.2	56.5	38.9	4.6	8.4
[NII]	38.6	137.4	114.7	184.5				84.8	111.9
[NeIV]									
[NeV]		125.8					306.7		
[SII]		6.4							
[SII]		0.5	6.4	44.8	27.5			1.0	
[SII]		0.5	2.6	48.2	26.2		0.2	0.1	
[SII]		1.1	2.7	7.2		0.2	0.3	0.4	
[SII]	6312					6.0	0.5	3.4	0.9
[ArIII]	7136	11.7	11.9	21.9	20.1			4.6	16.7
[ArIV]	4711	1.2	5.1	6.9		0.7	5.2	1.5	1.7
[ArIV]	4741	1.2	5.9	8.8	6.5	0.7	3.9	0.5	2.1
[ArV]	7006		4.2				1.1		
[OIII]4363/5007	0.004	0.008	0.021	0.017	0.009	0.006	0.053	0.394	0.0069
[NII]5755/6588		0.032	0.040	0.018				0.351	
[OIII]3727/3729		2.839	2.700	1.744	0.869	1.412	1.744	1.722	
[SII]6731/6717		1.724	2.268	1.076	0.951	0.904	0.744	0.330	1.2020
[ArIV]4741/4711	1.014	1.171	3.668	0.948					
c(H β)	0.41	0.33	1.12	1.29	0.74	0.44	0.52	1.26	1.59
H α +	(5876)	1.10E-01	8.95E-02	4.52E-02	1.08E-01	6.92E-02	2.55E-03	9.13E-02	5.33E-03
H α +	(4686)	3.20E-01	2.81E-02	4.57E-02	1.16E-02		1.19E-01		
C++	(4267)		8.66E-04	6.19E-04		2.83E-04			
N+	(5884)	1.03E-06	7.20E-07	1.62E-05	8.67E-05	5.82E-05	2.36E-08	1.51E-06	
O+	(3727)		1.89E-06	3.89E-05	1.07E-06	4.82E-06	7.01E-07		
O++	(5007)	4.69E-04	2.87E-04	1.56E-04	1.96E-04	2.73E-04	5.04E-06	3.86E-04	
Ne++	(3869)	6.53E-05	9.99E-05	3.16E-05	5.46E-05	5.73E-05		9.94E-05	
Ne+++	(3423)								
S++	(6730)		3.30E-08	1.98E-05			1.19E-05		
S++	(6122)	1.70E-06	1.89E-06	1.40E-06	9.50E-07		3.35E-09		
A++	(7136)	1.43E-06	8.95E-07	4.94E-06	1.43E-06	4.99E-07	8.24E-09	2.00E-06	
A+++	(4741)	2.32E-07	6.28E-07	6.00E-07	9.72E-07	5.47E-07	9.14E-08	1.41E-06	
A+++	(7006)			4.71E-07	4.71E-07	9.44E-08	2.75E-08	2.80E-07	
O/H	icf KB94	4.78E-04	3.46E-04	3.11E-04	2.38E-04	3.38E-04	2.78E-04	7.54E-05	4.01E-04

Tabla C.1 (cont.): Datos generales, abundancias iónicas relativas a H e intensidades de líneas desproyectadas relativas a Hbeta = 100.

PN G	159 0-15.1	166.1+10.4	194.2+02.5	196.6-10.9	215.2-24.2	216.3-12.3	243.8-37.1	294.1+43.6
IC 351	IC 2149	J 900	NGC 2022	IC 418	IC 2165	PRMT 1	NGC 4361	
Tipo Espectral	pn 8.5	pn 12	pn 12	pn 12	pn 12	pn 12	pn 12	
Diam(,")	7.0	9.0	19.0	23.0	9.0	23.0	63.0	
Log Tot. F(Hbeta)	-9.98	-9.20	-11.31	-12.50	-9.49	-11.15	-13.88	-12.65
He I	5896	8.3	14.2	1.5	13.2	10.7	1.7	< 0.6
He II	5823	4.6	8.6	91.5	82.2	49.7	104.7	109.6
[O I]	3726	45.3	44.3	84.9	82.2	21.0	< 1.7	1.4
[O II]	3729	23.3	21.7	47.9	32.8	12.3		
[O III]	7325+	7.0	7.0	25.6	25.6			
[O III]	4363	16.3	11.2	15.5	0.9	20.1	13.2	6.4
[O III]	5007	1154.	1180.	392.6	208.	1195.	562.	204.
C II	4267	0.6	0.3	0.5	0.5	0.4		0.5::
[N I]	5250	0.7	0.7			1.6		
[N II]	5255	0.5	0.5			1.6		
[N II]	6584	1.3	37.2	1.7	136.0	39.4		< 0.9
[N III]	3869	97.5	25.2	52.4	4.4	88.7	75.9	19.5
[Ne IV]	4725	0.4				1.0		2.2
[Ne V]	3423			90.8		34.2		154.9:
[S II]	4069	1.3	0.5			40.7		1.7
[S II]	6717	0.2	0.4	2.3	1.8	1.8		
[S II]	6313	0.7	1.0	0.9	0.7	1.9		
[S II]	6313	0.7	1.0	0.9	0.7	1.9		
[Ar III]	7136	0.7	3.9	13.3	8.0	8.5		2.0
[Ar IV]	4711	6.7	0.1	15.9	4.6	4.6	9.1	9.3
[Ar IV]	4741	6.0	2.5	13.2	7.4	5.5	7.4	6.4
[Ar V]	7006	0.5	0.5	5.9		1.3		5.0
[O III]4363/5007	0.014	0.005	0.009	0.040	0.004	0.017	0.023	0.031
[O III]5007/4363	1.948	2.040	1.355	2.510	2.510	0.024		
[S II]6717/3729	1.385	1.177	0.367	2.130	1.650	1.650	0.813	0.688
[S II]6717/6717	0.896	0.987	0.874	0.832	1.195	1.195		
[Ar V]4741/4711								
c(Hbeta)	0.00	0.00	1.98	0.21	0.57	0.48	0.06	0.10
He+	(5876)	5.48E-02	9.55E-02	6.06E-02	1.34E-02	8.68E-02	5.41E-02	< 5.28E-01
He+	(4267)	5.85E-04	4.59E-02	4.59E-02	9.14E-02	3.44E-02	3.55E-02	< 1.70E-01
C++	(6584)	2.61E-04	2.61E-04	8.07E-06	4.57E-04	3.80E-04	4.07E-04	< 5.89E-04:
N+	(3727)	1.04E-07	6.07E-06	3.01E-05	6.55E-08	4.61E-05	4.34E-06	< 4.07E-08:
O+	(5007)	1.71E-04	2.06E-04	2.68E-04	1.74E-05	2.77E-04	7.73E-06	< 6.76E-08
Ne++	(3869)	3.59E-05	3.04E-05	1.19E-04	4.78E-06	1.22E-04	1.47E-04	4.07E-05
Ne++	(4725)	9.98E-06				2.63E-05	2.63E-05	1.45E-06
Ne++	(6710)					1.58E-05	1.58E-05	2.45E-06
S++	(6710)					9.64E-08	9.64E-08	1.48E-05::
S++	(6312)	6.06E-07	1.98E-06	1.45E-06	6.94E-07	3.13E-06	3.13E-06	5.37E-08
A++	(7136)	7.86E-07	2.64E-07	2.86E-07	1.02E-06	3.77E-07	3.77E-07	3.02E-07
A++	(4741)	4.72E-07	9.82E-09	4.62E-07	2.02E-07	3.60E-07	3.98E-07	2.04E-07
A++	(7006)	4.01E-08				9.23E-08		
O/H	icf KB94	2.80E-04	2.36E-04	4.31E-04	6.85E-05	3.99E-04	2.30E-04	

C.2. Los factores de corrección por ionización *ICF*

Para calcular las abundancias totales de un ión dado, deben considerarse todos los grados de ionización presentes. Sin embargo, en muchas ocasiones no es posible observar todos los iones presentes en una nebulosa, obteniéndose una abundancia parcial del elemento. Esto puede corregirse utilizando factores de corrección, existiendo varios esquemas modernos propuestos por muchos autores para tomar en cuenta los estadios de ionización que no se observan.

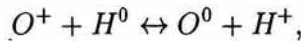
Los factores de corrección por ionización (*ICF*) utilizados para este trabajo se derivaron utilizando las expresiones dadas por Kingsburgh & Barlow (1994) siguiendo los criterios enunciados ahí. En adelante, $ICF(X)$ será el factor de corrección por ionización para el elemento X , mientras que X/H y X/O serán las abundancias totales por número del elemento X relativo al hidrógeno y al oxígeno respectivamente. Todas las abundancias iónicas (X^{m+}) son relativas al H^+ .

C.2.1. Oxígeno

Como nuestros espectros no cubrían la región UV, sólo contamos con O^+ y O^{2+} , por lo que se utilizó:

$$ICF(O) = \left[\frac{(He^+ + He^{2+})}{He^+} \right]^{\frac{2}{3}}.$$

Por otra parte, aunque en ocasiones sí se detecta la línea de [O I] 6300, se piensa que ésta emisión no proviene de la zona de H^+ ya que el equilibrio de ionización de los iones O^+ y O^0 se encuentra muy acoplado a la abundancia de H^+ a través de la reacción de transferencia de carga:



por lo que no es factible que exista una zona importante de O^0 dentro de la zona H^+ , de manera que la expresión utilizada para determinar la abundancia total de O es:

$$\frac{O}{H} = ICF(O) \frac{(O^+ + O^{2+})}{H^+}.$$

De acuerdo a Kingsburgh & Barlow (1994), los *ICF* para el oxígeno, basados en la estructura de ionización del helio, pierden validez para nebulosas altamente ionizadas, por lo que hemos calculado otro cociente O/H suponiendo que:

$$\frac{O}{H} = \frac{O^{2+}}{H^+} \times \frac{(Ne^{2+} + Ne^{3+})}{Ne^{2+}}.$$

Esto es, hemos supuesto que el cociente de abundancia Ne/O es constante e igual al cociente Ne^{2+}/O^{2+} , y hemos utilizado la abundancia de Ne^{3+} (aunque muy incierta) para corregir por la presencia de O^{3+} que no se observa. En este caso no estamos corrigiendo por la presencia de O^{4+} , pero es muy probable que sea mucho menos abundante que O^{3+} .

C.2.2. Nitrógeno

En el caso del N, el único ión observable en el visible es N^+ que, por lo general, no es el más abundante en regiones de alta excitación, por lo que se debe aplicar un *ICF* que en la mayoría de los casos es mucho mayor que 1. Dado que el potencial de ionización del N^+ es de 14.53 eV y el del O^+ es de 13.614 eV, se ha sugerido (Kingsburgh & Barlow 1994) que una expresión apropiada para determinar la abundancia de N sería a través de la abundancia del O de la manera:

$$ICF(N) = \frac{O}{O^+},$$

de manera que la abundancia total de N relativa al O se escribiría:

$$\frac{N}{O} = ICF(N) \frac{N^+}{H^+}.$$

Esta expresión ha sido probada en el caso de la Nebulosa de Orión, que por su extensión puede ser estudiada por zonas y así probar la validez de las expresiones de este estilo. Por otro lado, las observaciones UV que permiten detectar la línea $[N\text{ III}]\lambda 1750$, han corroborado este método para el cálculo de abundancia de nitrógeno. Además, existen modelos de estructuras de fotoionización que apoyan la relación $N/O \sim N^+/O^+$.

C.2.3. Neón

La única línea visible del neón en la región del visible es $[\text{Ne III}]\lambda 3869$ que permite la determinación de la abundancia de Ne^{2+} . Los demás iones del neón no son observables en el visible o son demasiado débiles como para obtener una medida confiable. Dada la similitud entre el potencial de ionización de los iones de oxígeno y neón, Kingsburgh & Barlow (1994) proponen la siguiente expresión para la determinación del neón:

$$ICF(\text{Ne}) = \frac{\text{O}}{\text{O}^{2+}},$$

de manera que la abundancia total de Ne relativa al O es:

$$\frac{\text{Ne}}{\text{O}} = ICF(\text{Ne}) \frac{\text{Ne}^{2+}}{\text{H}^+}.$$

C.2.4. Helio

En relación al He^0 , consideramos que no hay cantidades importantes de este ión en estas nebulosas porque se trata, en general, de regiones de muy alto grado de ionización. Los modelos predicen que la de zona de He^+ coincide o incluso es mayor que la zona de H^+ cuando la temperatura efectiva de la estrella central es mayor que 40 000 K, por lo que, en estos casos, el ICF es 1 o ligeramente menor que 1.

Por esto, los cocientes de abundancias He/H se calcularon suponiendo que

$$\frac{\text{He}}{\text{H}} = \frac{\text{He}^+ + \text{He}^{2+}}{\text{H}^+}.$$

Apéndice D

Diagramas $p-v$

En el Capítulo 4 se utilizaron diagramas posición-velocidad ($p-v$) para determinar la forma de los perfiles de las líneas emitidas por las nebulosas a fin de calcular la velocidad máxima del gas relativa a la estrella central. Esto se hizo suponiendo la velocidad sistémica en la posición de la estrella central como cero y la velocidad máxima del gas V_{10} como la velocidad relativa a la posición central al medir la mitad del ancho del perfil a un décimo de la intensidad total de la línea.

A continuación se presentan los diagramas posición-velocidad ($p-v$) de las líneas seleccionadas para realizar el análisis cinemático para los objetos WRPNe de nuestra muestra y los perfiles integrados extraídos de las líneas. Las líneas seleccionadas fueron: $H\beta$ $\lambda 4861$, $He\ II$ $\lambda 4686$, $[O\ III]$ $\lambda 5007$ y $[N\ II]$ $\lambda 6584$. De estas líneas, sólo se presentan aquellas que eran lo suficientemente intensas como para distinguirlas del ruido en la imagen $p-v$. Los diagramas $p-v$ presentan las imágenes bidimensionales de las líneas en km s^{-1} en el eje horizontal y segundos de arco en el eje vertical. El muestreo para la resolución espacial en el eje vertical es menor que $\pm 0''.6$ y para la velocidad en el eje horizontal es de $\pm 8 \text{ km s}^{-1}$, en promedio.

Los perfiles extraídos de las líneas que se incluyen en estos diagramas están presentados en longitud de onda (λ en \AA) en el eje horizontal de manera que coincidieran con los valores de velocidad en km s^{-1} dados en la imagen $p-v$. Como estos diagramas solamente se usaron para observar el perfil de las líneas, el eje vertical está escalado a la intensidad de la propia línea, ya que no fue requerida ninguna medida de intensidad. La precisión en calibración en longitud de onda en el eje horizontal es de $\pm 0.12 \text{ \AA}$.

Los espectros se obtuvieron centrando la rendija en la estrella central,

por lo que en todos los diagramas $p - v$ la posición de la estrella central está localizada en la posición $0''$ y tanto los diagramas $p - v$ como los perfiles extraídos están centrados a velocidad cero (λ_0). Los ceros de velocidad sistémica se pusieron a ojo con la media sistémica del perfil.

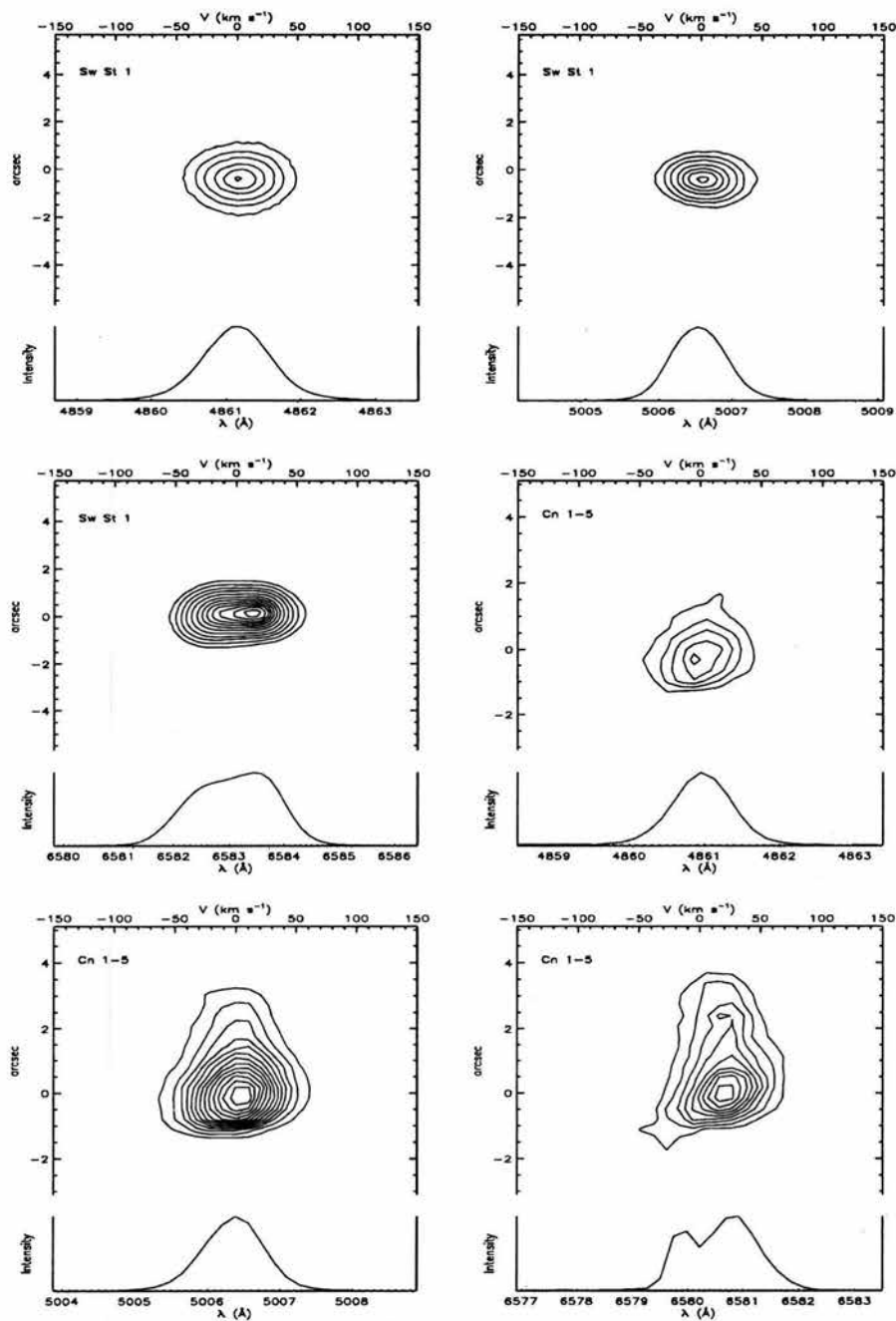


Figura D.1: Diagramas $p-v$ y perfiles extraídos de los objetos: Sw St 1 y Cn 1-5. Para Sw St 1, las incertidumbres son: $\pm 0''.2$, $\pm 0.2 \text{ \AA}$, $\pm 8 \text{ km s}^{-1}$. Para Cn 1-5: $\pm 0''.3$, $\pm 0.3 \text{ \AA}$, $\pm 10 \text{ km s}^{-1}$.

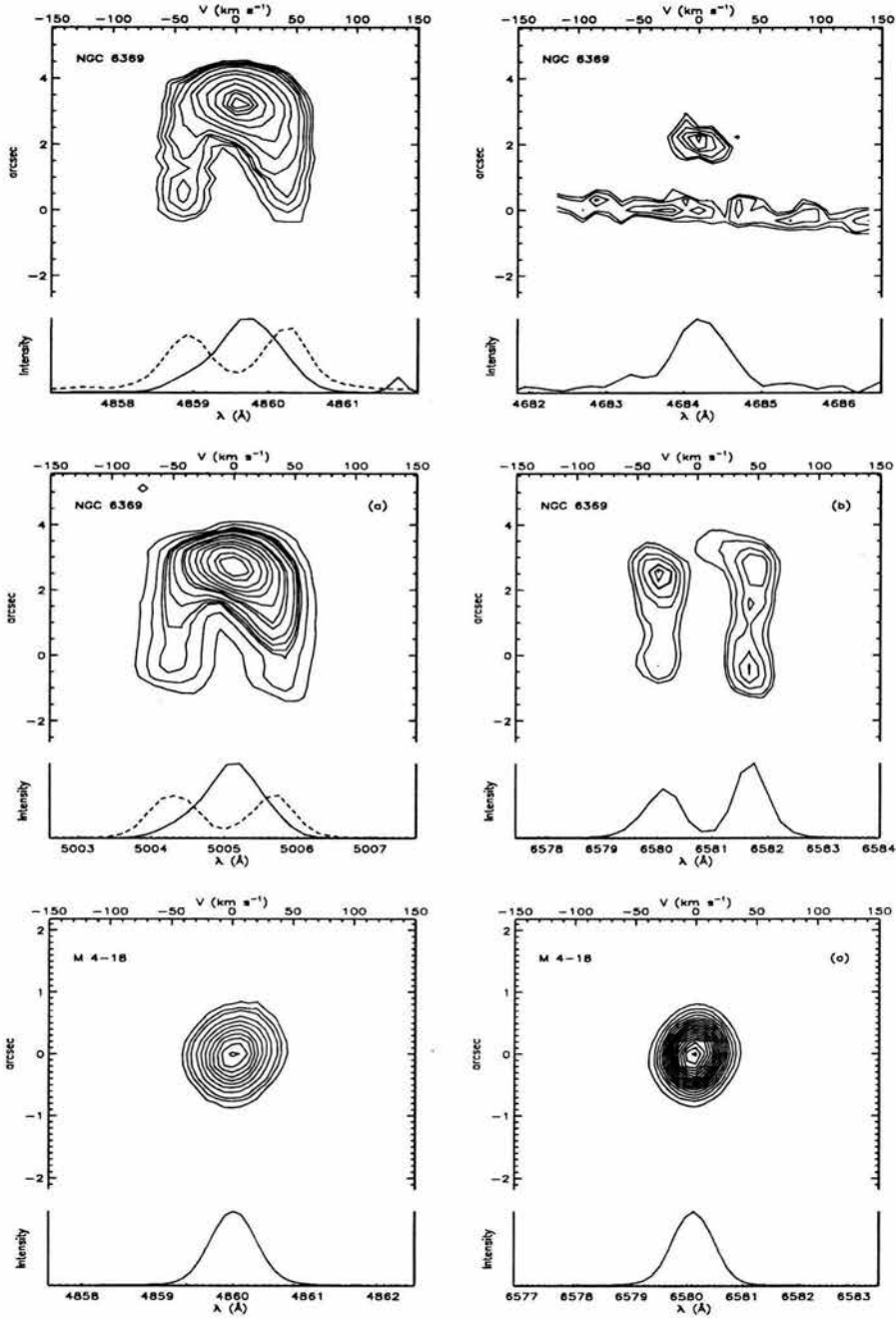


Figura D.2: Diagramas $p-v$ y perfiles extraídos de los objetos: NGC 6369 y M 4-18. Para NGC 6369, las incertidumbres son: $\pm 0''.3$, $\pm 0.3 \text{ \AA}$, $\pm 10 \text{ km s}^{-1}$. Para M 4-18: $\pm 0''.2$, $\pm 0.2 \text{ \AA}$, $\pm 8 \text{ km s}^{-1}$.

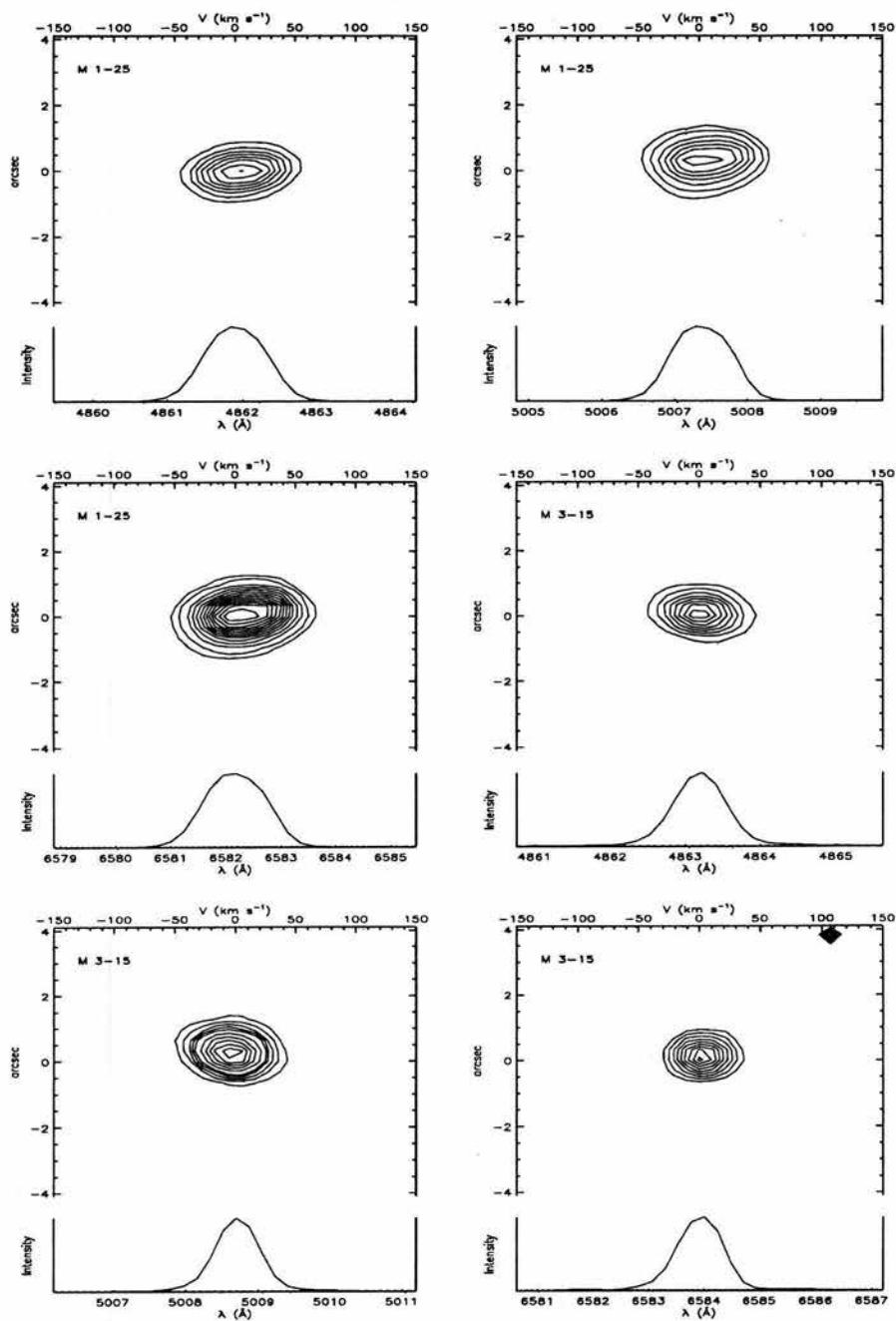


Figura D.3: Diagramas $p-v$ y perfiles extraídos de los objetos: M1-25 y M3-15. Para ambos objetos las incertidumbres son: ± 0.3 , $\pm 0.3 \text{ \AA}$, $\pm 10 \text{ km s}^{-1}$.

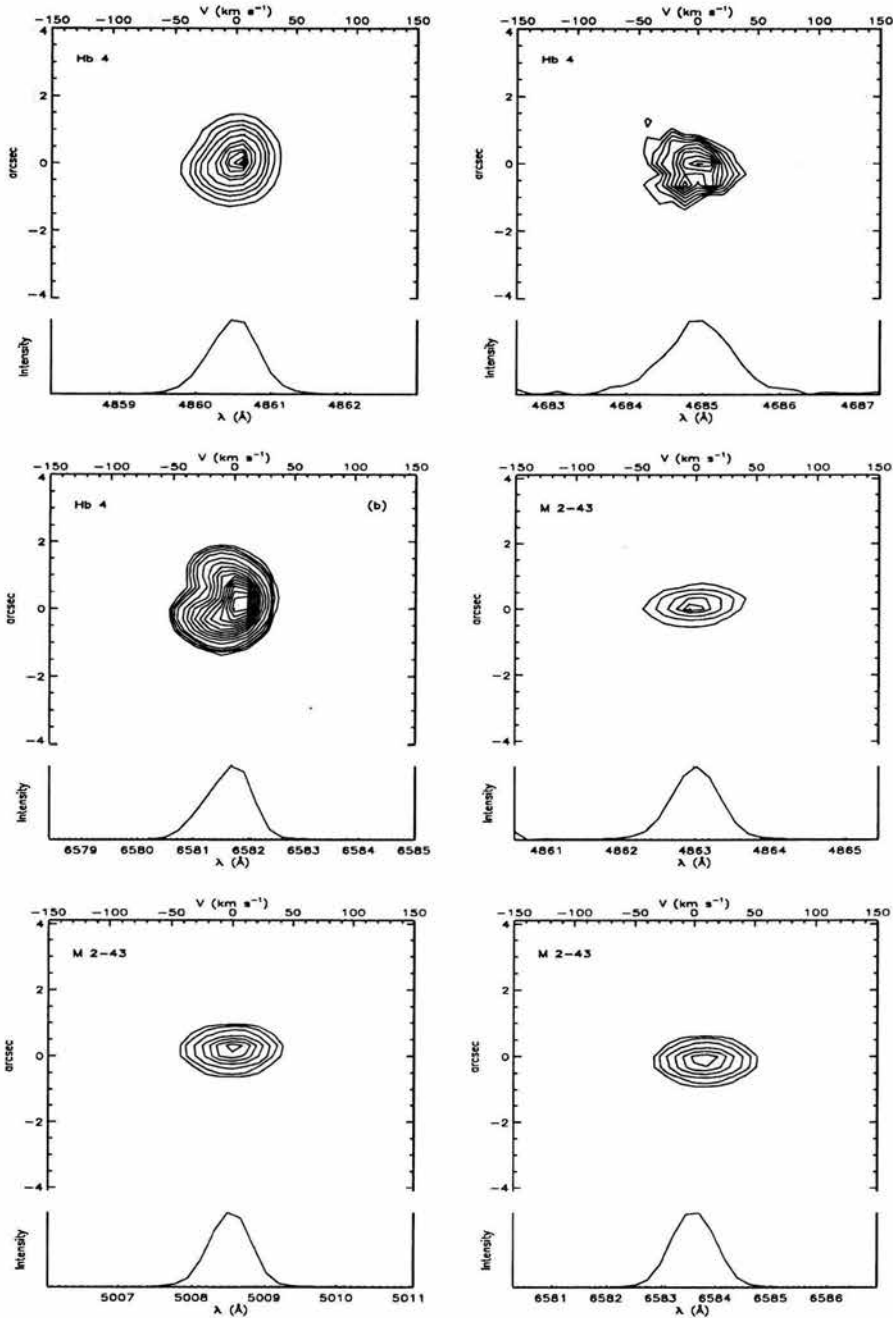


Figura D.4: Diagramas p - v y perfiles extraídos de los objetos: Hb 4 y M 2-43. Para ambos objetos las incertidumbres son: $\pm 0''.3$, $\pm 0.3 \text{ \AA}$, $\pm 10 \text{ km s}^{-1}$.

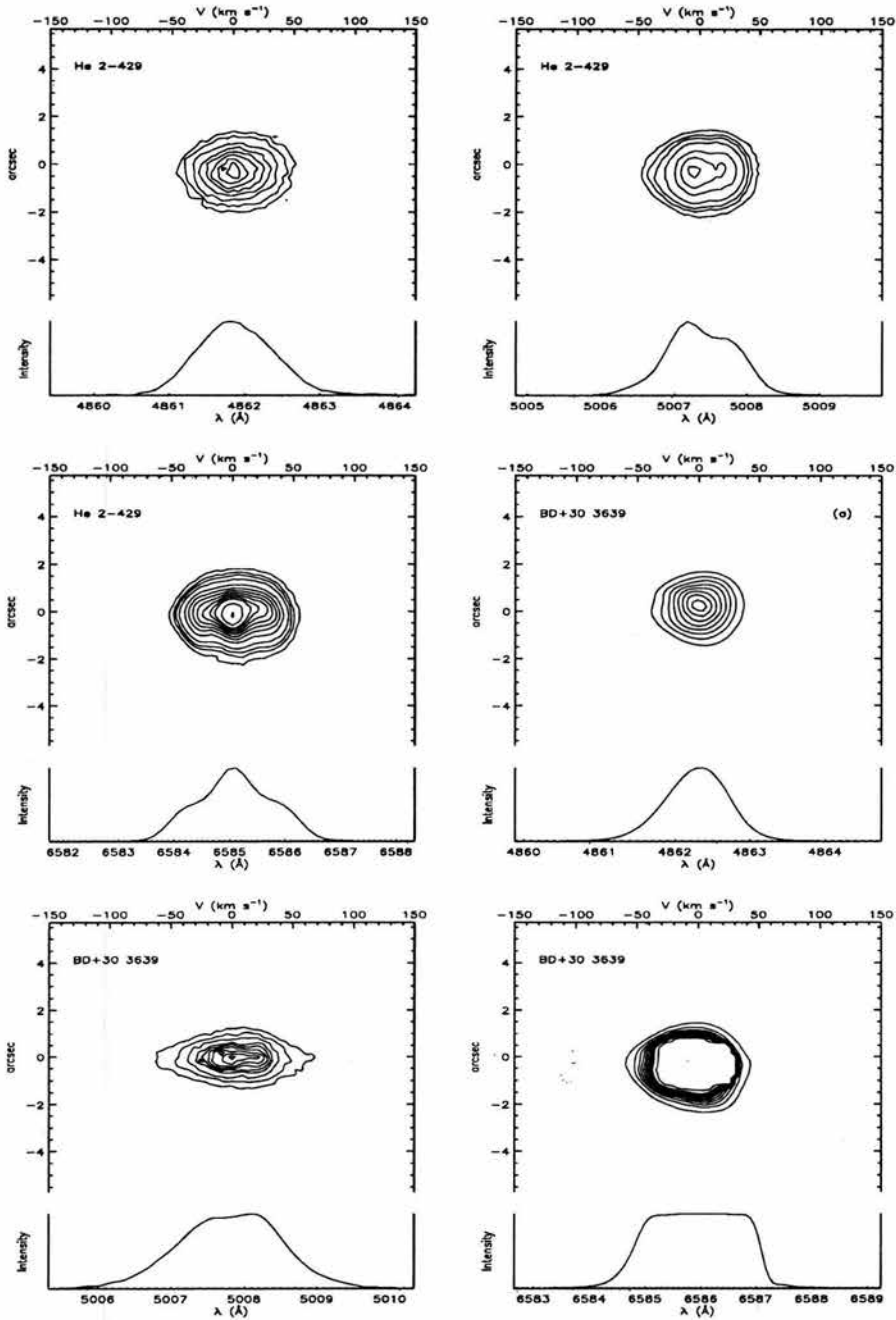


Figura D.5: Diagramas $p-v$ y perfiles extraídos de los objetos: He 2-429 y BD+30 deg 3639. Para ambos objetos las incertidumbres son: $\pm 0''.2$, $\pm 0.2 \text{ \AA}$, $\pm 8 \text{ km s}^{-1}$. La línea de $[\text{NII}]\lambda 6584$ de BD+30 deg 3639 está saturada.

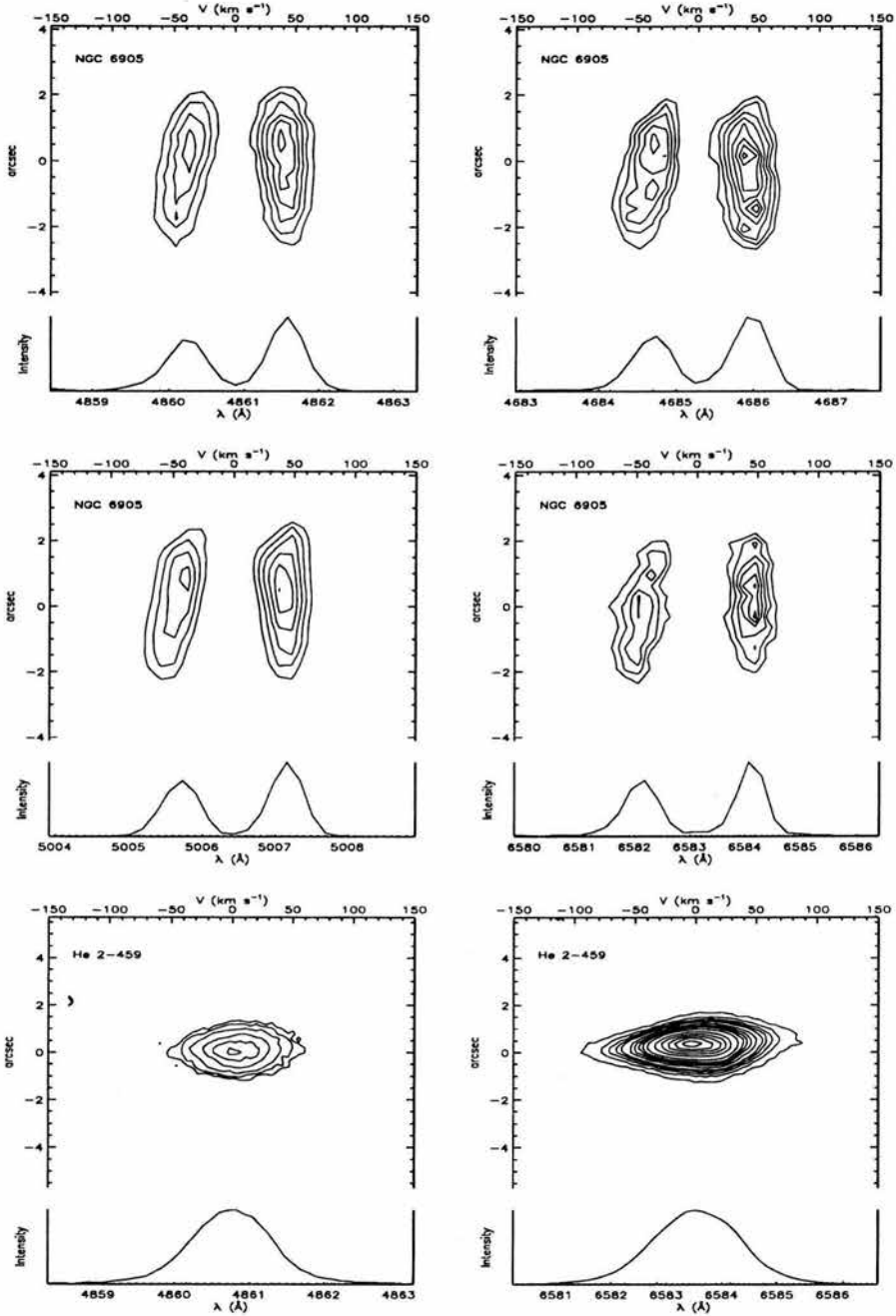


Figura D.6: Diagramas $p-v$ y perfiles extraídos de los objetos: NGC 6905 y He 2-459. Para NGC 6905, las incertidumbres son: $\pm 0''.3$, $\pm 0.3 \text{ \AA}$, $\pm 10 \text{ km s}^{-1}$. Para He 2-459: $\pm 0''.2$, $\pm 0.2 \text{ \AA}$, $\pm 8 \text{ km s}^{-1}$.

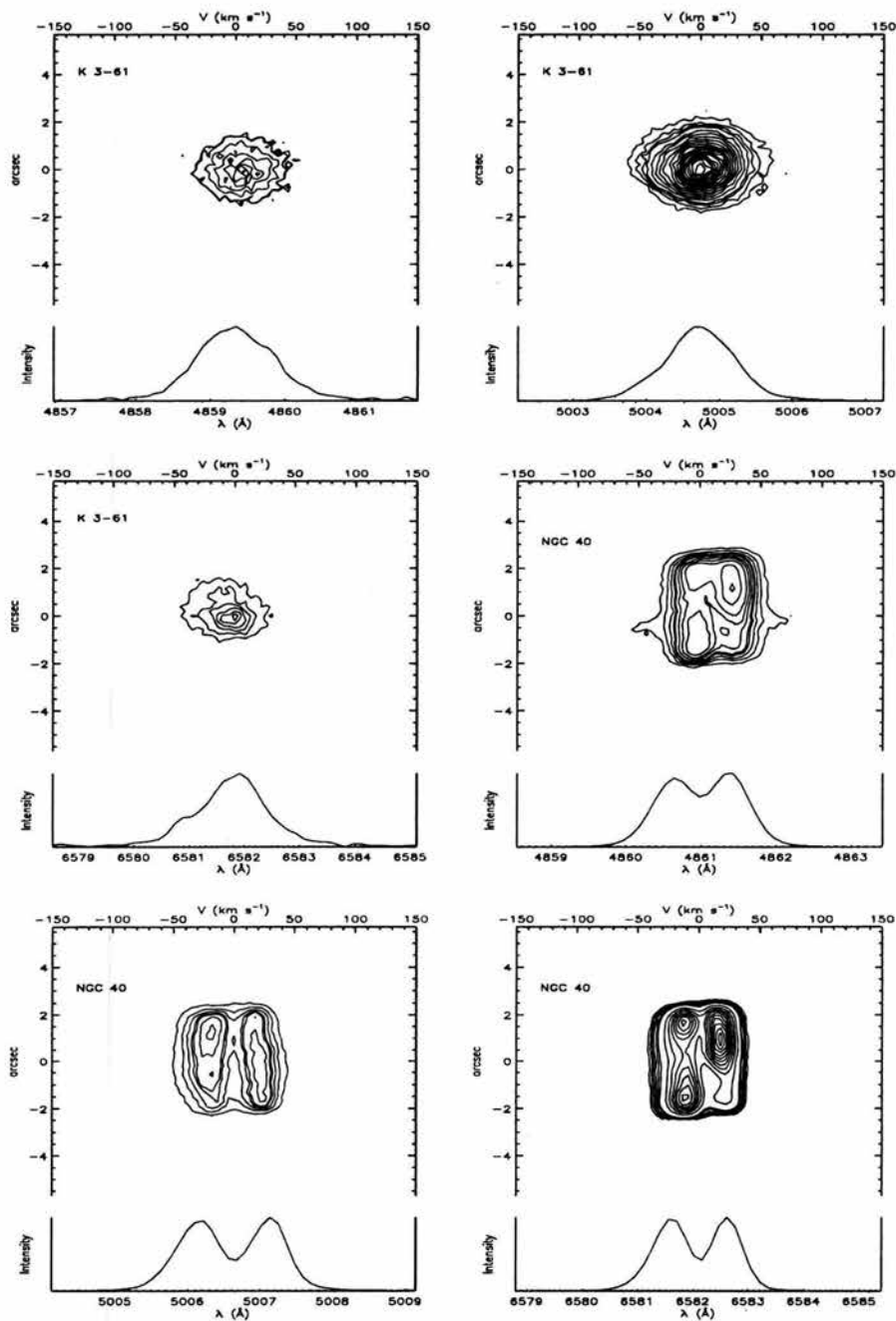


Figura D.7: Diagramas $p-v$ y perfiles extraídos de los objetos: K 3-61 y NGC 40. Para ambos objetos las incertidumbres son: $\pm 0''.2$, $\pm 0.2 \text{ \AA}$, $\pm 8 \text{ km s}^{-1}$.

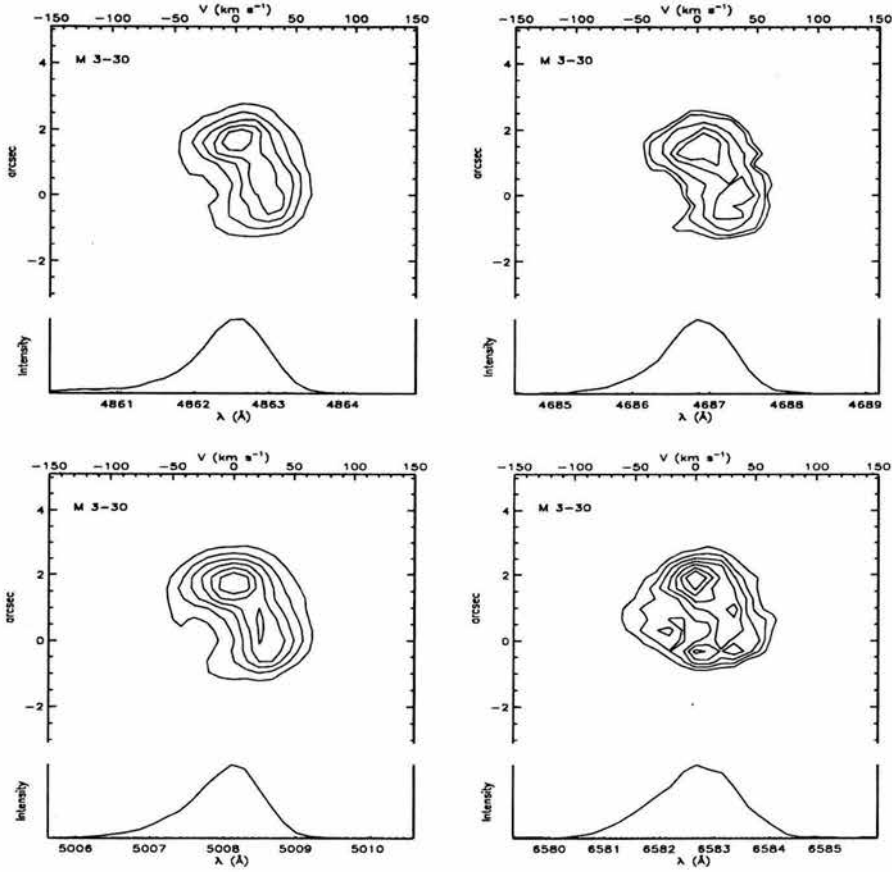


Figura D.8: Diagramas p - v y perfiles extraídos de M 3-30. Las incertidumbres son: $\pm 0''.3$, $\pm 0.3 \text{ \AA}$, $\pm 10 \text{ km s}^{-1}$.

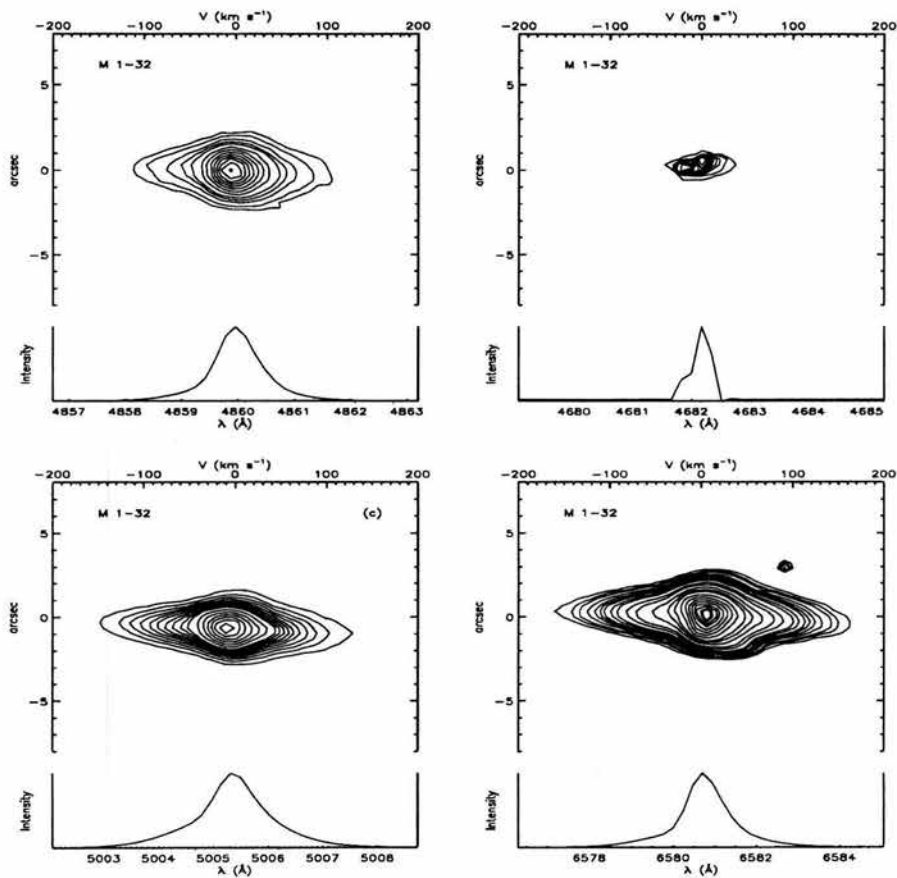


Figura D.9: Diagramas $p-v$ y perfiles extraídos de M 1-32. Las incertidumbres son: ± 0.3 , $\pm 0.3 \text{ \AA}$, $\pm 10 \text{ km s}^{-1}$.

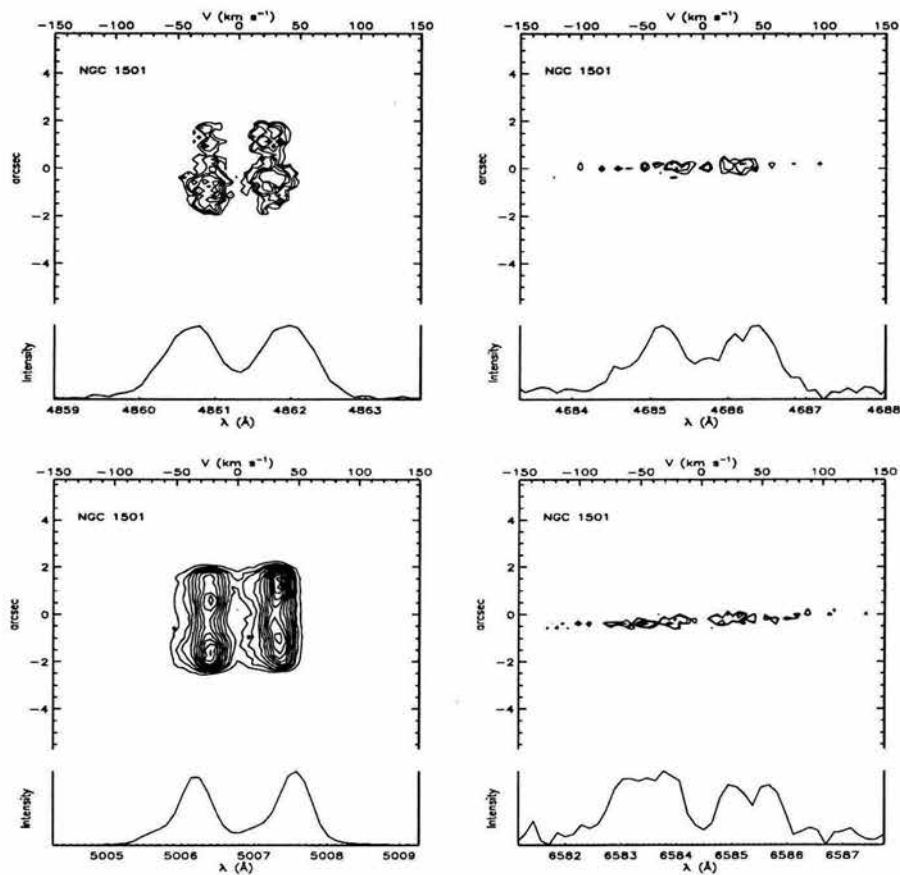


Figura D.10: Diagramas $p-v$ y perfiles extraídos de NGC 1501. Las incertidumbres son: $\pm 0''.2$, $\pm 0.2 \text{ \AA}$, $\pm 8 \text{ km s}^{-1}$.

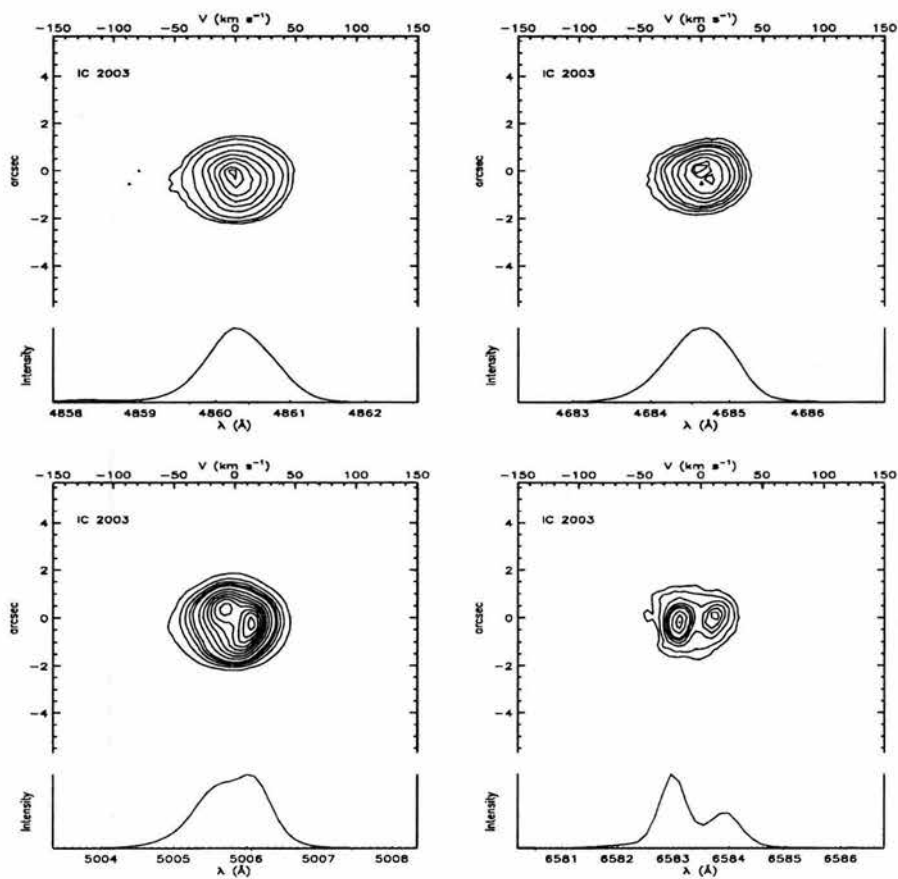


Figura D.11: Diagramas $p-v$ y perfiles extraídos de IC 2003. Las incertidumbres son: $\pm 0''.2$, $\pm 0.2 \text{ \AA}$, $\pm 8 \text{ km s}^{-1}$.

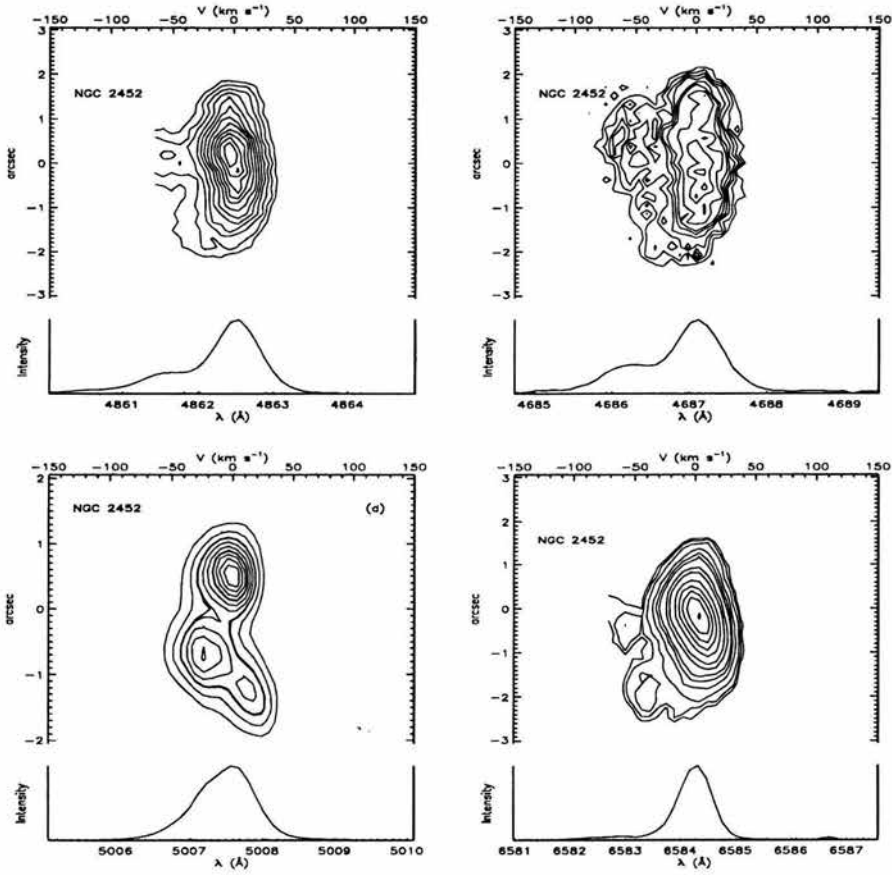


Figura D.12: Diagramas $p-v$ y perfiles extraídos de NGC 2452. Las incertidumbres son: $\pm 0''.2$, $\pm 0.2 \text{ \AA}$, $\pm 8 \text{ km s}^{-1}$.

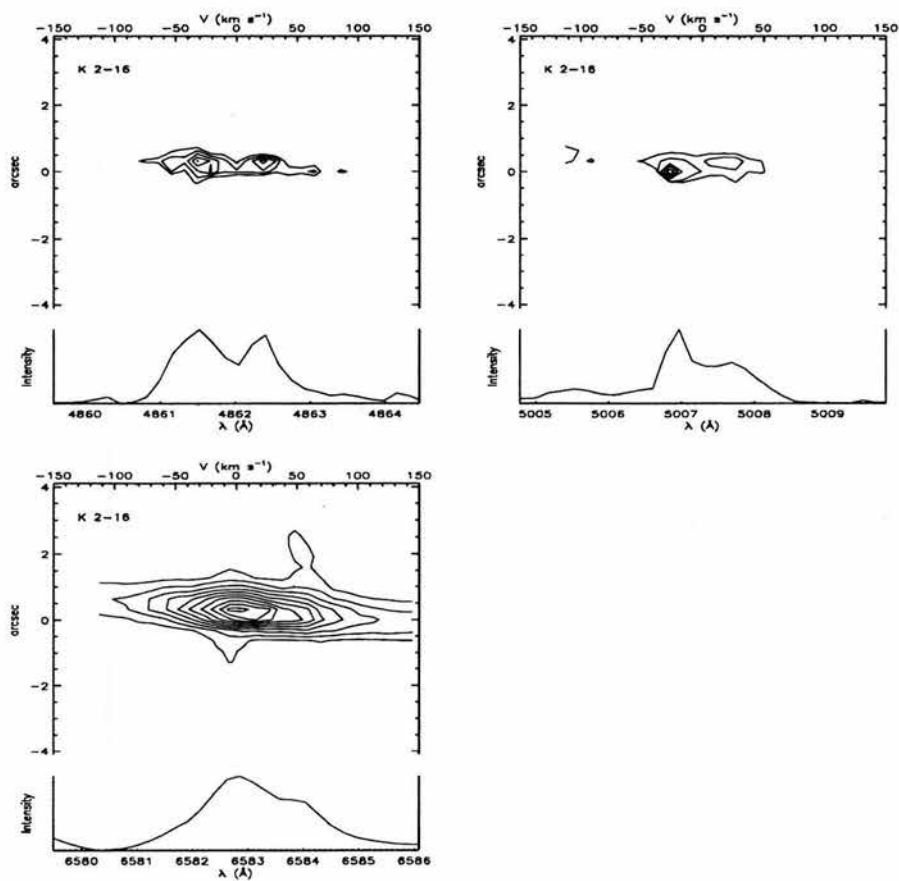


Figura D.13: Diagramas $p-v$ y perfiles extraídos de K 2-16. Las incertidumbres son: $\pm 0''.3$, $\pm 0.3 \text{ \AA}$, $\pm 10 \text{ km s}^{-1}$.

Apéndice E

Trazas evolutivas y diagramas H-R utilizadas para el análisis dinámico

Como se explicó en el Capítulo 5, se utilizaron trazas evolutivas que consideran al quemado de helio como la fuente de energía estelar (en el caso de estrellas [WC]) y trazas donde el quemado de hidrógeno es la fuente de energía más importante (para las *WELS* y estrellas centrales de PNe) y se determinaron las posiciones de los objetos de nuestra muestra en una diagrama H-R. De esta manera se adjudicó un valor de masa inicial (tomado a partir de la salida de la estrella de la *AGB*) a cada objeto de la muestra. Las trazas evolutivas de quemado de hidrógeno utilizadas son:

$m_H = 0.565 M_\odot$	Schönberner (1983)
$m_H = 0.605 M_\odot$	Blöcker & Schönberner (1990)
$m_H = 0.644 M_\odot$	Schönberner (1981)
$m_H = 0.836 M_\odot$	Blöcker & Schönberner (1990)

y las trazas evolutivas de quemado de helio utilizadas son (Vassiliadis & Wood 1994):

[M, Y, Z]	m_o M_{\odot}
2.5, 0.25, 0.008	0.805
2.0, 0.25, 0.008	0.763
1.5, 0.25, 0.008	0.721
1.5, 0.25, 0.016	0.703
1.0, 0.25, 0.016	0.661

A continuación se incluyen las trazas evolutivas de quemado de hidrógeno y helio que se usaron para determinar el tiempo evolutivo t medido a partir de la salida de la *AGB* usando la temperatura estelar T_* , así como las posiciones de los objetos de la muestra en los diagramas H-R.

En la Figura E.1 se muestra el diagrama H-R de las *WELS* y las estrellas centrales de PNe observadas con las trazas evolutivas generadas para quemado de hidrógeno, mientras que en la Figura E.2 se muestra el diagrama H-R de las [WC] con las trazas evolutivas generadas para quemado de helio. Como en todas las figuras de este trabajo, las [WC] están representadas por círculos llenos y las *WELS* y estrellas centrales de PNe por círculos y triángulos vacíos respectivamente.

En la Figura E.3 se muestran las trazas evolutivas de quemado de hidrógeno utilizadas para determinar el tiempo de evolución t a partir de la temperatura estelar T_* de las *WELS* y las estrellas centrales de PNe, mientras que en la Figura E.4 se presentan las trazas evolutivas de quemado de helio utilizadas para determinar el tiempo evolutivo t a partir de la temperatura efectiva T_* de las [WC] de nuestra muestra.

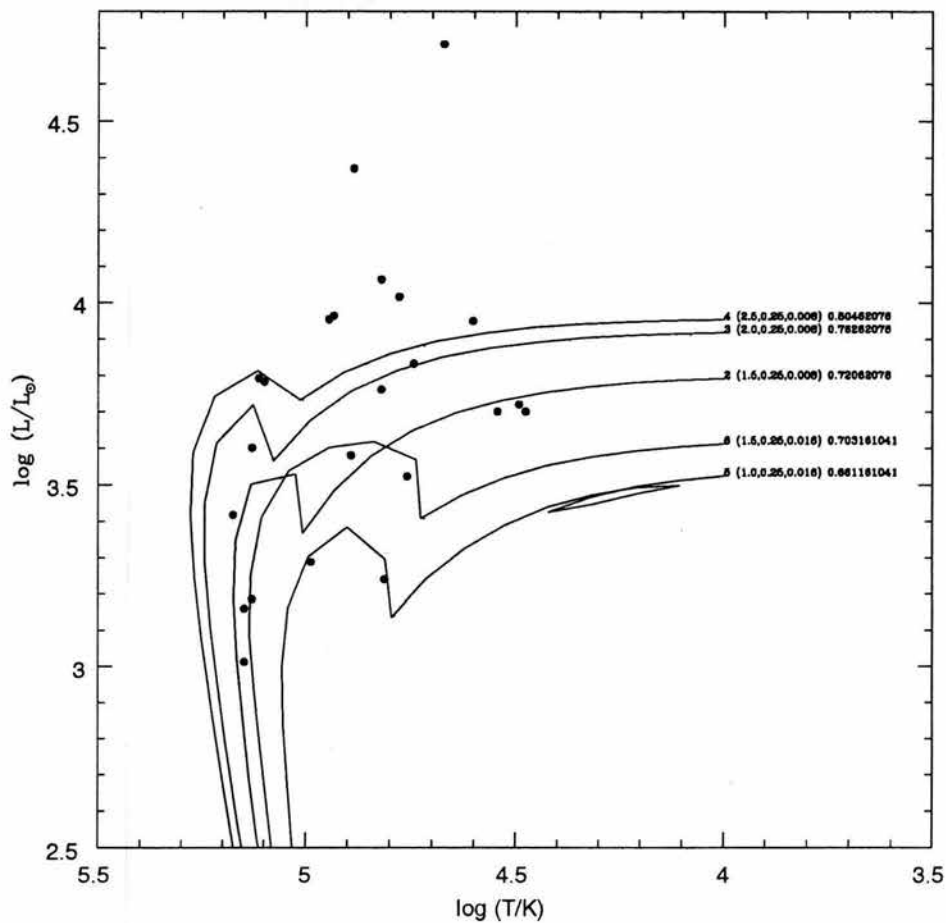


Figura E.1: Diagrama H-R de las estrellas [WC] de nuestra muestra comparadas con las trazas evolutivas para quemado de helio de Vassiliadis & Wood (1994).

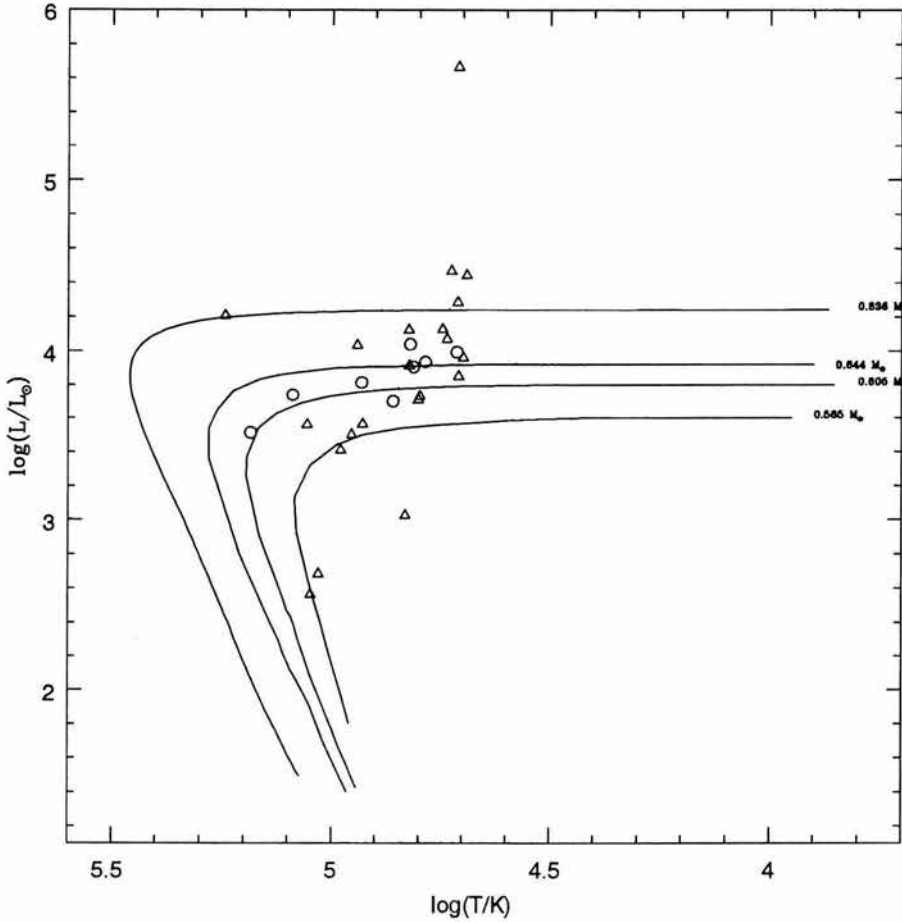


Figura E.2: Diagramas H-R de las *WELLS* y las estrellas centrales de PNe de nuestra muestra comparadas con las trazas para quemado de hidrógeno. Las *WELLS* están representadas por círculos vacíos y las estrellas centrales de PNe por triángulos vacíos.

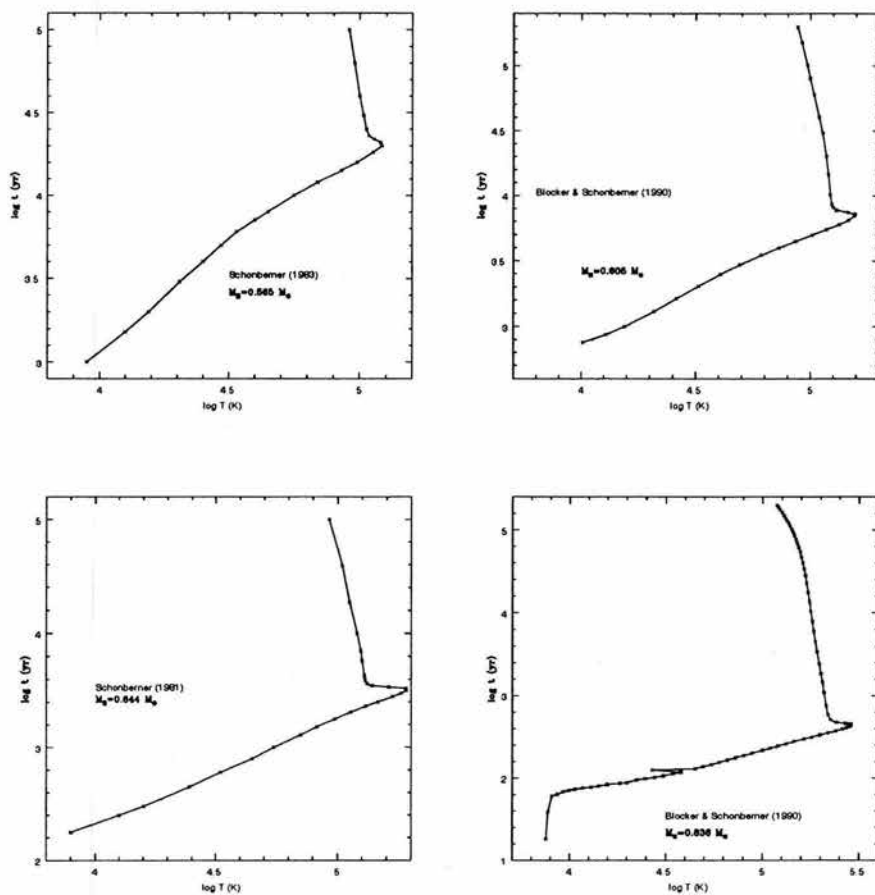


Figura E.3: Trazas evolutivas de quemado de hidrógeno utilizadas para el cálculo de t de las *WELS* y las estrellas centrales de PNe de nuestra muestra con $m_H = 0.565 M_\odot$ (superior izquierda), $m_H = 0.605 M_\odot$ (superior derecha), $m_H = 0.644 M_\odot$ (inferior izquierda) y $m_H = 0.836 M_\odot$ (inferior derecha).

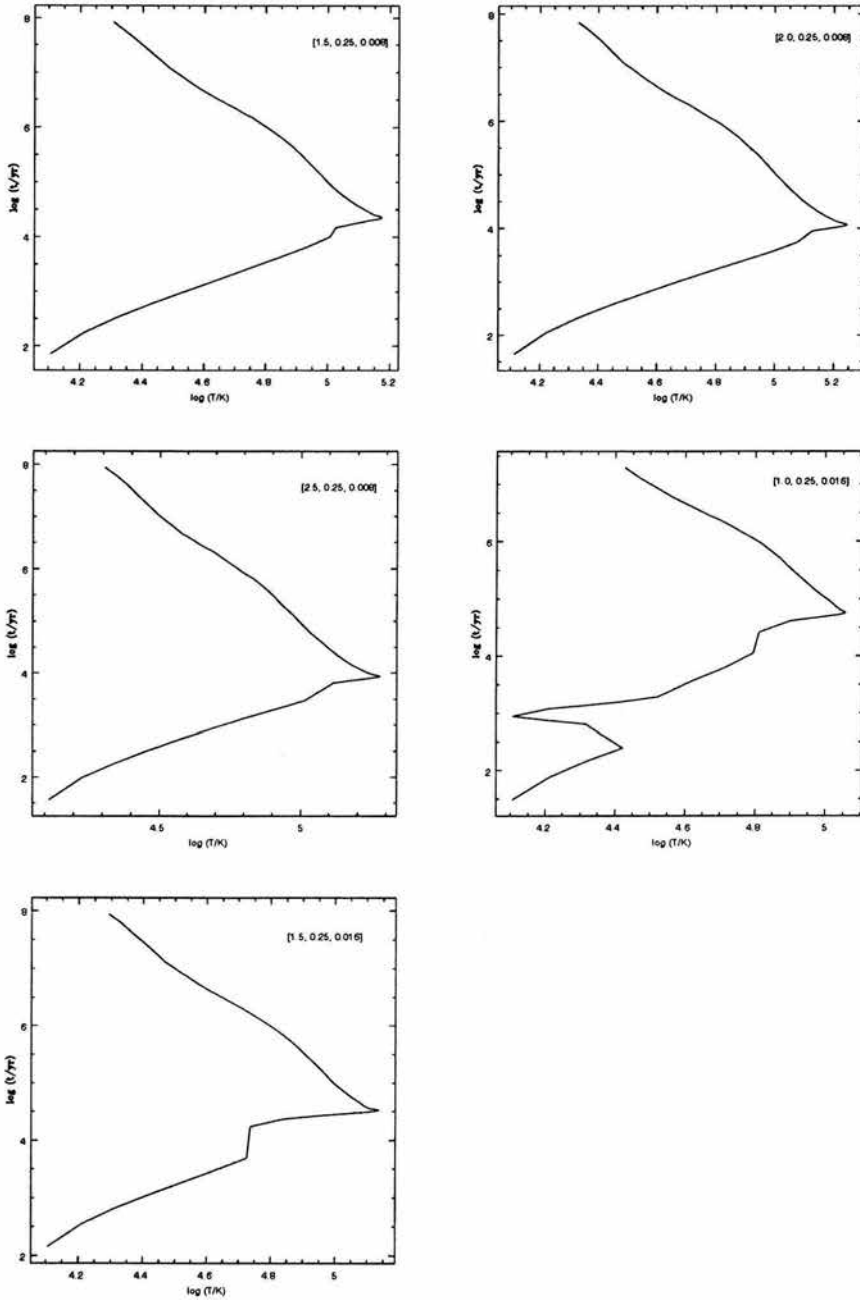


Figura E.4: Trazas evolutivas de quemado de helio de Vassiliadis & Wood (1994) utilizadas para el cálculo de t de las [WC] de nuestra muestra con diferentes valores de masa, abundancia de Helio y metalicidad (indicados como: $[M, Y, Z]$).

Apéndice F

Artículos publicados.

A continuación se enlistan los artículos publicados por la autora o en los que ha colaborado. Aquellos artículos realizados a partir de los resultados de esta Tesis que se incluyen en su totalidad más adelante en este apéndice, se indican con un círculo lleno.

A Dynamical Analysis of Planetary Nebulae with [WC] Central Stars.

Medina S., García-Segura G., Peña M., 2005, en preparación

- *Galactic Planetary Nebulae with Wolf-Rayet Nuclei. III. Kinematical analysis of a large sample of nebulae.*

Medina S., Peña M., Stasińska G., 2005, enviado a arbitraje

A Dynamical Model for Planetary Nebulae with Central Stars of the Wolf-Rayet Type.

Medina S., Peña M., García-Segura G., 2003, RevMexA&A(SC) 18, 148

Characteristics of Planetary Nebulae with [WC] Central Stars.

Peña M., Medina S., Stasińska G., 2003, RevMexA&A(SC) 18, 84

A Dynamical Model for Planetary Nebulae with [WC] Central Stars.

Medina S., García-Segura G., Peña M., 2003, RevMexA&A(SC) 15, 78

Expansion Velocities of Planetary Nebulae with [WC] Central Stars.

Peña M., Medina S., Stasińska G., 2003, RevMexA&A(SC) 15, 38

Expansion Velocities from Different Ions of Planetary Nebulae with [WC]-Type Central Stars.

Medina S. & Peña M., 2003, IAU Symp. 209, 545

The Extreme Type I Planetary Nebula M 2-52.

Peña M. & Medina S., 2002, *RevMexA&A* 38, 23

Expansion Velocities from Different Ions of Planetary Nebulae with [WC]-Type Central Stars.

Medina S. & Peña M., 2002, *RevMexA&A(SC)* 12, 169

Physical Properties of Planetary Nebulae Around [WC] Central Stars.

Peña M., Stasińska G., Medina S., 2002, *RevMexA&A(SC)* 14, 25

Planetary Nebulae with [WR] nuclei. A statistical approach.

Peña M., Stasińska G., Medina S., 2001, *RevMexA&A(SC)* 10, 9

- *Galactic Planetary Nebulae with Wolf-Rayet Nuclei. II. A consistent observational data set.*

Peña M., Stasińska G., Medina S., 2001, *A&A* 367, 983

High Resolution Spectroscopic Study of Abell 78.

Medina S. & Peña M., 2000, *RevMexA&A* 36, 121

Physical Parameters and Chemical Composition in Abell 78.

Medina S. & Peña M., 2000, *RevMexA&A(SC)* 9, 234

Spectroscopy of Planetary Nebulae with [WR] Nuclei.

Peña M., Stasińska G., Esteban C., Koesterke L., Medina S., Kingsburgh R., 1999, *IAU Symp.* 193, 382

High-Resolution Spectroscopical Study of the Planetary Nebula Abell 78.

Medina S. & Peña M., 1999, *IAU Symp.* 193, 374

- *Galactic Planetary Nebulae with Wolf-Rayet Nuclei. I. Objects with [WC]-early type stars.*

Peña M., Stasińska G., Esteban C., Koesterke L., Medina S., Kingsburgh R., 1998, *A&A* 337, 866

Spectrophotometric Studies of Planetary Nebulae with [WR] Central Stars.

Stasińska G., Peña M., Esteban C., Kingsburgh R., Koesterke L., Medina S., González R., Ruiz M.T., 1997, *IAU Symp.* 180, 269

Searching for Planetary Nebulae in Globular Clusters.

Peña M., Stasińska G., Medina S., Ayala S., 1995, *RevMexA&A(SC)* 3, 233

Bibliografía

- [1] Acker A., Gesicki K., Grosdidier Y., Durand S., 2002, *A&A* 384, 620
- [2] Acker A., Górny S.K., Cuisinier F., 1996, *A&A* 305, 944
- [3] Acker A., Marcout J., Ochsenbein F., Stenholm B., Tylenda R., 1992, en *The Strasbourg-ESO Catalogue of Galactic Planetary Nebulae*
- [4] Blöcker T., 2001, en *Low mass Wolf-Rayet Stars: origin and evolution*, eds. J. Dyson y S.A. Lamb, *Astrophysics & Space Science* 275, 1
- [5] Blöcker T., 1995, *A&A* 299, 755
- [6] Blöcker T. & Schönberner D., 1990, *A&A* 240, 11
- [7] Bryce M. & Mellema G., 1999, *MNRAS* 309, 731
- [8] Cerruti-Sola M. & Perinotto M., 1985, *ApJ* 291, 237
- [9] Corradi R.L.M., Manso R., Mampaso A., Schwarz H.E., 1996, *A&A* 313, 913
- [10] Crowther P.A., De Marco O., Barlow M.J., 1998, *MNRAS* 296, 367
- [11] De Marco O., 2003, *IAU Symp. 209, Planetary Nebulae: Their role in the Universe*, eds. S. Kwok, M. Dopita, R. Sutherland (ASP), 215
- [12] De Marco O. & Barlow M.J., 2001, *Ap&SS* 275, 53
- [13] De Marco O., Crowther P.A., Barlow M.J., Clayton G.C., de Koter A., 2001, *MNRAS* 328, 527

- [14] De Marco O. & Crowther P.A., 1999, MNRAS 306, 931
- [15] De Marco O., Crowther P.A., Barlow M.J., Clayton G.C., de Koter A., 2001, MNRAS 328, 527
- [16] Dopita M.A., Ford H.C., Lawrence C.J., Webster B.L., 1985, ApJ 296, 390
- [17] Dupree A.K., 1986, ARA&A 24, 377
- [18] Esteban C., 2002, RevMexA&A(SC) 12, *Ionized Gaseous Nebulae: A Conference to Celebrate the 60th Birthdays of Slivia Torres-Peimbert and Manuel Peimbert*, eds. W.J. Henney, J. Franco, M. Martos y M. Peña; IAUNAM, 56
- [19] Forestini M. & Charbonnel C., 1997, A&AS 123, 241
- [20] García-Segura G. & McLow M.-M., 1995, ApJ 455, 160
- [21] Gesicki K. & Acker A., 1996, ApSSc 238, 101
- [22] Gesicki G. & Zijlstra A.A., 2000, A&A 358, 1058
- [23] Gesicki K., Acker A., Szczerba R., 1996, A&A 309, 907
- [24] Gonçalves D.R., Corradi R.L.M., Mampaso A., 2001, ApJ 547, 302
- [25] Górny S.K. & Stasińska G., 1995, A&A 303, 893
- [26] Górny S.K. & Tylenda R., 2000, A&A 362, 1008
- [27] Górny S.K., Stasińska G., Szczerba R., Tylenda R. 2001, A&A 377, 1007
- [28] Groenewegen M.A.T., van den Hoek L.B., de Jong T., 1995, A&A 293, 381
- [29] Hajian A.R., Terzian Y., Bignell C., 1993, AJ 106, 1965
- [30] Hamann W.-R., 1997, IAU Symp. 180, *Planetary Nebulae*, eds. H. Habing, & H.Lamers (Reidel, Kluwer), 91
- [31] Hamuy M., Walker A.R., Suntzeff N.B., Gigoux P., Heathcote S.R., Phillips M.M., 1992, PASP 104, 533

- [32] Henry R.B.C., 1990, ApJ 356, 229
- [33] Herrero A., Kudritzki R.P., Vilchez J.M., Kunze D., Butler K., Haser S., 1992, a&A 261, 209
- [34] Herwig F., 2001, en *Low mass Wolf-Rayet Stars: origin and evolution*, eds. J. Dyson y S.A. Lamb, Astrophysics & Space Science 275, 15
- [35] Herwig F., Schönberner D., Blöcker T., 1998, A&A 340, 43
- [36] Herwig F., Blöcker T., Schönberner D., El Eid M., 1997, A&A 324, 81
- [37] Howard J.W., Henry R.B.C., McCartney S., 1997, MNRAS 284, 465
- [38] Hu J.Y. & Bibo E.A., 1990, A&A 234, 435
- [39] Hubeny I., Heap S.R., Lanz T., 1994, AAS 185, 4710
- [40] Iben I.Jr., 1995, PhR 250, 2
- [41] Iben I.Jr. & McDonald J., 1995, Lecture Notes in Phys. 443, *White Dwarfs*, eds. D. Koester y K. Werner (Springer-Verlag), 48
- [42] Iben I.Jr., Kaler J.B., Truran J.W., Renzini A., 1983, ApJ 264, 605
- [43] Hummer D.G. & Storey P.J., 1987, MNRAS 224, 609
- [44] Kawamura J. & Masson C., 1996, ApJ 461, 282
- [45] Keyes C.D. & Aller L. H., 1990, PASP 102, 59
- [46] Kingsburgh R.L. & Barlow M.J., 1994, MNRAS 271, 257
- [47] Koesterke L., 2001, en *Low mass Wolf-Rayet Stars: origin and evolution*, eds. J. Dyson y S.A. Lamb, Astrophysics & Space Science 275, 41
- [48] Koesterke L. & Hamann W.-R., 1997a, IAU Symp. 180, *Planetary Nebulae*, eds. H. Habing, & H. Lamers (Reidel, Kluwer), 114
- [49] Koesterke L. & Hamann W.-R., 1997b, A&A 320, 91

- [50] Leisy P. & Dennefeld M., 1996, *A&AS* 116, 95
- [51] Leuenhagen U., 1997a, IAU Symp. 180, *Planetary Nebulae*, eds. H. Habing, & H. Lamers (Reidel, Kluwer), 118
- [52] Leuenhagen U., 1997b, IAU Symp. 180, *Planetary Nebulae*, eds. H. Habing, & H. Lamers H. (Reidel, Kluwer), 119
- [53] Leuenhagen U. & Hamann W.-R., 1998, *A&A* 330, 265
- [54] Leuenhagen U., Hamann W.-R., Jeffery C.S., 1996, *A&A* 312, 167
- [55] Liu X.-W., 2002, *RevMexA&A(SC)* 12, *Ionized Gaseous Nebulae: A Conference to Celebrate the 60th Birthdays of Slivia Torres-Peimbert and Manuel Peimbert*, eds. W.J. Henney, J. Franco, M. Martos y M. Peña; IAUNAM, 56
- [56] López J.A., Steffen W., Meaburn J., 1997, *ApJ* 485, 697
- [57] Maciel W. & Köppen J., 1994, *A&A* 282, 436
- [58] Medina S., Peña M., Stasińska G., 2005a, *RevMexA&A*, enviado a arbitraje
- [59] Medina S., García-Segura G., Peña M., 2005b, en preparación
- [60] Mellema G., 2001, en *Low mass Wolf-Rayet Stars: origin and evolution*, eds. J. Dyson y S.A. Lamb, *Astrophysics & Space Science* 275, 147
- [61] Mellema G., 1994, *A&A* 290, 915
- [62] Méndez R.H., 1991, IAU Symp. 145, *Evolution of Stars: the Photospheric Abundance Connection*, eds. G. Michaud y A.V. Tutukov (Reidel, Kluwer), 375
- [63] Méndez R.H. & Niemela V., 1982, IAU Symp. 99, *Wolf-Rayet stars: Observations, Physics, Evolution*, eds. C.W.H. de Loore y A.J. Willis (Dordrecht, Reidel), 457
- [64] Modigliani A., Patriarchi P., Perinotto M., 1993, *ApJ* 415, 258

- [65] Osterbrock D., 1989, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*, ed. University Science Books
- [66] Paczyński B., 1971, *AcA* 21, 417
- [67] Parthasarathy M., Acker A., Stenholm B., 1998, *A&A* 329, L9
- [68] Peimbert M., 1978, IAU Symp. 76, *Planetary Nebulae: Observations and Theory*, ed. Y. Terzian, Dordrecht, Reidel, 215
- [69] Peimbert M., 1967, *ApJ* 150, 825
- [70] Peña M., Stasińska G., Medina S., 2001, *A&A* 367, 983
- [71] Peña M., Stasińska G., Esteban C., Koesterke L., Medina S., Kingsburgh R., 1998, *A&A* 337, 866
- [72] Peña M., Hamann W.-R., Koesterke L., Maza J., Méndez R.H., Peimbert M., Ruiz M.T., Torres-Peimbert S., 1997a, *ApJ* 491, 233
- [73] Peña M., Ruiz M.T., Torres-Peimbert S., 1997b, *A&A* 324, 674
- [74] Peña M., Torres-Peimbert S., Peimbert M., Ruiz M.T., Maza J., 1994, *ApJ* 428, L9
- [75] Peña M., Ruiz M.T., Torres-Peimbert S., Maza J., 1990, *A&A* 237, 454
- [76] Perinotto M., 1991, *ApJS* 76, 687
- [77] Perinotto M., Cerruti-Sola M., Lamers H.J.G.L.M., 1989, *ApJ* 337, 382
- [78] Preite-Martinez A., Acker A., Koeppen J., Stenholm B., 1991, *A&AS* 88, 121
- [79] Sabbadin F., 1984, *A&AS* 58, 273
- [80] Schönberner D., 1983, *ApJ* 272, 708
- [81] Schönberner D., 1981, *A&A* 103, 119
- [82] Seaton M., 1979, *MNRAS* 185, 57

- [83] Spitzer L., 1977, *Physical Processes in the Interstellar Medium*, ed. John Wiley & Sons, New York
- [84] Stasińska G. & Leitherer K., 1996, *ApJS* 107, 661
- [85] Stasińska G., Richer M., McCall M., 1998, *A&A* 336, 667
- [86] Szczerba R., Jeske K., Shematovich V., Zalfresso-Jundzillo M., Volk K., 1998, *IAU Symp.* 191 Poster Session, #P 5-26
- [87] Torres-Peimbert S., Peimbert M., Peña M., 1990, *A&A* 233, 540
- [88] Torres-Peimbert S. & Peimbert M., 1977, *Rev. Mex. Astron. Astrof.* 2, 181
- [89] Torres-Peimbert S., Peimbert M., Peña M., 1990, *A&A* 233, 540
- [90] Tylenda R., 1996, en *Hydrogen Deficient Stars*, eds. C.S. Jefferey y U. Heber, *ASP Conf. Series*, 101
- [91] Tylenda R. & Stasińska G., 1994, *A&A* 288, 897
- [92] Tylenda R., Acker A., Stenholm B., 1993, *A&AS* 102, 595
- [93] van den Hoek L.B. & Groenewegen M.A.T., 1997, *A&AS* 123, 305
- [94] van der Hucht K.A., Conti P.S., Lundstrom I., Stenholm B., 1981, *Space Sciece Review* 28, 227
- [95] Vassiliadis E. & Wood P.R., 1994, *ApJS* 92, 125
- [96] Vázquez R., López J.A., Miranda L.F., Torrelles J.M., Meaburn J., 1999, *MNRAS* 308, 939
- [97] Weaver R., McCray R., Castor J., Shapiro P., Moore R., 1977, *ApJ* 218, 377
- [98] Weinberger R., 1989, *A&AS* 78, 301
- [99] Werner K., Hamann W.-R., Heber U., Napiwotzki R., Rauch T., Wessolowski U., 1992, *A&A* 259, 69

- [100] Willis A.J., 1991, IAU Symp. 143, *Wolf-Rayet Stars and Interrelations with Other Massive Stars in Galaxies*, eds. K.A. van der Hucht, B. Hidayat (Reidel, Kluwer), 265
- [101] Wilson O.C., 1950, ApJ 111, 279
- [102] Wood P.R. & Faulkner D.J., 1986, ApJ 307, 659
- [103] Zhang C.Y. & Kwok S., 1993, ApJS 88, 137

Galactic planetary nebulae with Wolf-Rayet nuclei

I. Objects with [WC]-early type stars^{*,**}

M. Peña^{1***}, G. Stasińska², C. Esteban³, L. Koesterke⁴, S. Medina¹, and R. Kingsburgh⁵

¹ Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México, Apdo. Postal 70 264, México D.F. 04510, México (miriam@astroscu.unam.mx)

² DAEC, Observatoire de Paris-Meudon, F-92195 Meudon Cedex. (grazyna@obspm.fr)

³ Instituto de Astrofísica de Canarias, Spain (cel@lliac.es)

⁴ Lehrstuhl Astrophysik der Universität Potsdam, Germany (lars@astro.physik.uni-potsdam.de)

⁵ Department of Physics and Astronomy, York University, Canada (robin@aries.phys.yorku.ca)

Received 25 February 1998 / Accepted 19 June 1998

Abstract. Spatially resolved long-slit spectrophotometric data for the planetary nebulae PB 6, NGC 2452, NGC 2867, NGC 6905 and He 2-55 are presented. Different knots were observed in each nebula. All the nebulae are ionized by [WC2–3] type nuclei. For the five objects, we calculated photoionization models using the ionizing radiation field from models of expanding atmospheres. The photoionization models, built with the condition that the predicted stellar visual magnitude is equal to the observed one, were rather successful in reproducing at the same time the ionization structure and the electron temperature of the nebulae, using model atmospheres that were close ($\pm 20\,000$ K) to the best fit for reproducing the stellar features, as presented by Koesterke & Hamann (1997a). The constraints for the modelling procedure were to reproduce the observed intensity ratios of important lines of different ionization stages, and to be roughly consistent with the observed $H\beta$ flux, angular diameter and morphology of the nebulae. We found that, for some objects, only two-density models with an inner zone of lower density can meet all these requirements. These density structures are consistent with the morphology showed by the nebulae. In a couple of cases, our photoionization modelling seems to indicate that the models of expanding atmospheres used could be lacking ionizing photons with respect to their emission in the V band.

Chemical abundances in the nebulae were derived from the ionic abundances observed and ionization correction factors obtained from the models. We found that, while the five nebulae of our program have very similar exciting stars (similar stellar temperatures, mass loss rates, chemical compositions), the nebular chemical compositions are different. PB 6 and NGC 2452

are He-, N-, and probably C-rich nebulae, indicating massive progenitors ($M_{\text{initial}} \geq 2.8M_{\odot}$). In particular, abundances in PB 6 are consistent with a scenario of C produced via the triple- α process, being brought to the surface by the third dredge-up event and partially converted into N through envelope-burning. The other nebulae present typical disk-PNe abundances, showing only C enrichment ($C/O \geq 1$). Therefore their progenitors were not massive, but all underwent the third dredge-up. Thus, clearly, post-AGB stars of quite different initial masses can pass through a [WC] stage with similar atmospheric parameters. We did not find evidence for abundance variations inside any of the nebulae. In PB 6 and NGC 2867, we found that the C/O ratios derived from the C III] 1909/[O III] 5007 line ratios would induce electron temperatures significantly lower than observed. The discrepancy would be larger if carbon abundances derived from the optical C II 4267 recombination lines are considered.

Key words: planetary nebulae: general – ISM: abundances – stars: Wolf-Rayet

1. Introduction

Only about 50 planetary nebulae (PNe) in our Galaxy have central stars with detected WR features (WRPNe) among 350 PNe with a stellar continuum measured and over 1000 PNe with nebular spectroscopy available (Tylenda et al. 1993). All these objects have been reported to have WC-type central stars, mostly of [WC2–4] and [WC8–11] spectral types, with very few objects in the intermediate classes (Tylenda et al. 1993). This distribution among [WR] types is very different from the one found for Population I WR stars. The latter are divided into WN and WC types, and, among the WC types, stars are distributed preferentially in the intermediate classes with a few objects in the late and early types. While many studies have been devoted, with undeniable success, to the genesis and evolution of Population I WR stars (e.g., Meynet 1995 and references therein), the evolutionary status of the [WR] central stars of PNe is unknown. It is

Send offprint requests to: M. Peña

* Partially based on data obtained at the Observatorio Astronómico Nacional, SPM, B.C., México

** Figs. 5a to 5e are only available in the electronic version of the paper

*** Visiting astronomer at Cerro Tololo Inter-American Observatory operated by AURA under contract with the NSF.

Table 1. General properties of the studied objects and sources of the UV data.

Object (PN G)	Central star			Diam. ('')	Log total $I(H\beta)^{(3)}$	source of UV data	
	$m_V^{(1)}$	Spec. type ⁽²⁾	$T_*^{(2)}$ (kK)				$R_*^{(2)}$ (R_\odot)
PB 6 (278.8+4.9)	16.5	[WC 2]	141	4.50	12	-11.44	Henry et al. 1996
NGC 2452 (243.3-01.0)	17.0	[WC 2]	141	3.98	19	-10.94	Kingsburgh & Barlow 1994
NGC 2867 (278.1-05.9)	15.5	[WC 2]	141	3.98	14	-10.23	Kingsburgh & Barlow 1994
NGC 6905 (061.4-09.5)	15.5	[WC 2-3]	141	3.41	24 ⁽⁴⁾	-10.69	Johnson 1981
He 2-55 (286.3+02.8)	16.3	[WC 3]	128	5.20	18	-11.95	Feibelman 1995

¹ Dereddened magnitudes derived from the stellar flux at 5480 Å.

² Stellar types, temperature and transformed radius as given by Koesterke & Hamann (1997a).

³ Total $H\beta$ fluxes from Acker et al. (1992), corrected for extinction.

⁴ Diameter of the bright disk of the nebula.

not understood how a central star can expose its hydrogen-free layers before a temperature of 100 000 K is reached and how its atmosphere can be as carbon-rich as observed (Schönberner & Blöcker 1996), nor is it quite clear whether the [WC] types from 11 to 2 represent an evolutionary sequence, as suggested by Hamann (1997).

One may expect that a detailed study of the nebulae themselves will cast some light on our understanding of the history of these stars. So far, globally, WRPNe have not shown any significant difference relative to the PNe with non WR-type central stars, except larger expansion velocities (Gómyi & Stasińska 1995). Recent studies of the WRPNe in the Magellanic Clouds (Peña et al. 1997a) have arrived at the same conclusion, namely that WRPNe do not show significant differences when compared with non WR-type PNe. However, a more detailed spectroscopic study might reveal chemical inhomogeneities due to the presence of material processed by the central stars, like in the case of the knots in A 30 and A 78 (Jacoby & Ford 1983). This is one of the aims of the present study.

Searching for abundance variations across the face of a nebula requires good-quality spatially resolved spectra, together with a reliable procedure to correct for the unseen ions. Such a procedure is best achieved by constructing photoionization models that reproduce satisfactorily the main observed properties of each individual object under study.

In the recent years, a great effort has been devoted to compute models of expanding atmospheres for WR-type central stars. These models have been successfully applied to early and late [WC]-type nuclei in order to derive the fundamental stellar parameters (e.g., Leuenhagen et al. 1997; Koesterke & Hamann 1997a, b; De Marco & Crowther 1998). It is thus possible to use the ionizing radiation field predicted by these models to compute the ionization and thermal structure of WRPNe.

We have started a program of systematic observations of WRPNe to obtain spatially resolved spectroscopic data of the nebulae and their nuclei. In this work, we present the results concerning five objects which are excited by [WC 2-3] type stars. These are: PB 6 (PN G 278.8+4.9), NGC 2452 (PN G 243.3-01.0), NGC 2867 (PN G 278.1-05.9), NGC 6905 (PN G 061.4-09.5), and He 2-55 (PN G 286.3+02.8). According to

models of expanding atmospheres that have been calculated to fit the observed stellar features (Koesterke & Hamann 1997a), these stars show very similar atmospheric characteristics, presenting similar temperatures, chemical compositions and wind parameters. On the other hand, the nebulae display important differences.

General properties of the central stars and nebulae are presented in Table 1. In this table, the stellar magnitudes listed were derived from the dereddened stellar continuum fluxes at 5480 Å measured in our spectra (after subtracting the nebular continuum). The uncertainties in these measurements are about ± 0.2 mag considering that a small fraction of the light could have escaped from the narrow slit. Our values are in very good agreement with the stellar magnitudes reported by Acker et al. (1992).

The spectral classification of the stars is based on the classification scheme by Méndez & Niemela (1982) which takes into account the relative strength of the optical C IV 5805 and C III 5695 lines and the O V 5598, O VI 5290 and O VII 5670 lines. In all our stars, the C IV 5808 doublet has an equivalent width larger than 20 Å, but the most prominent emission feature is the huge O VI 3811-34 blend (see Fig. 2). Consequently, according to the recent classification scheme proposed by Crowther et al. (1998a) these central stars could be also classified as early [WO] type stars. Crowther et al. (1998a) indeed classified PB 6 and NGC 6905 as [WO 1] stars.

In this work we analyze long-slit optical spectrophotometric data combined with UV data from the IUE archives or from the literature to cover a wide wavelength range and to include the important UV carbon lines. In Sect. 2 the optical and UV data for the nebulae are presented, and we derive the usual plasma diagnostics (electron temperatures and densities). In Sect. 3, we describe the general approach used to model the nebulae. The chemical abundances found for each object on the various lines of sight are presented in Sect. 4. In Sect. 5, each object is discussed individually and the main conclusions are summarized in Sect. 6.

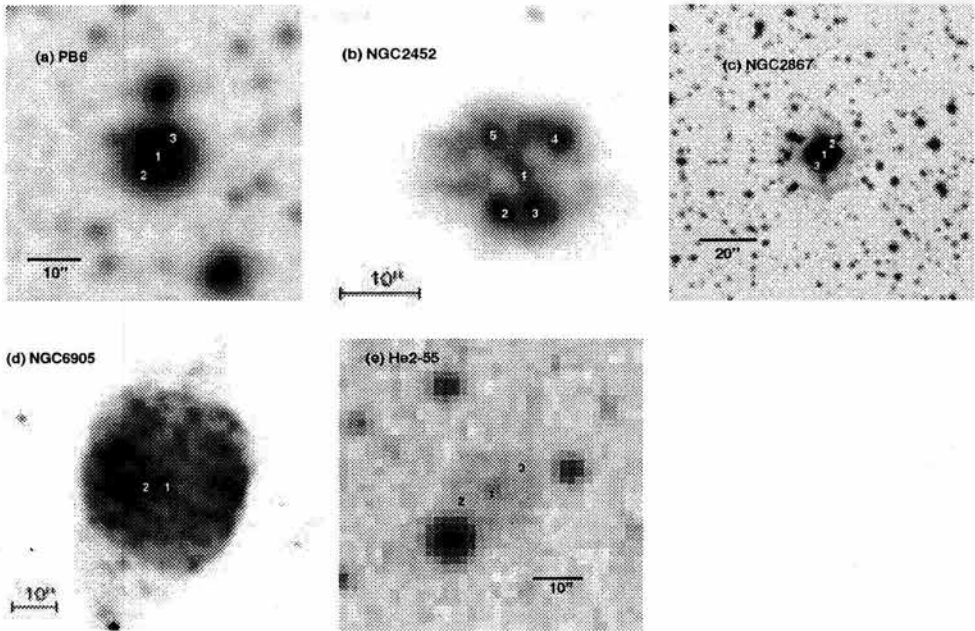


Fig. 1. Direct images of the studied nebulae, with the analyzed positions (as numbered in Tables 3 and 4) indicated on them. PB 6 and He 2-55 were obtained from the Palomar Observatory DSS; NGC 2452, and NGC 6905, from Balick (1989) and NGC 2867, from Schwarz et al. (1992)

2. Observational data and plasma diagnostics

2.1. Optical observations

Long-slit spectrophotometric data for PB 6, He 2-55, NGC 2452 and NGC 2867 were obtained at CTIO, on 1994 December 29 and 30. The 4-m telescope, equipped with a RCS spectrograph, a Reticon detector (1200×400 pix) and the grating KPGL#2, was employed. Observations were performed under photometric conditions, allowing to obtain a spatial resolution better than $2''$ along the slit.

Several spectra with slit widths of $2''$ at different slit orientations were acquired for each object, trying to observe interesting knots in the nebulae. The wavelength range from 3170 to 7470 Å was covered with a resolution of 5-6 Å. In all the cases the slit was centered in the central star and rotated along the different position angles. The log of optical observations is described in Table 2.

NGC 6905 was observed in 1995 July 30 and 1996 June 15, at the Observatorio Astronómico Nacional, San Pedro Mártir, B.C., México, with the 2.1-m telescope and the REOSC *echelle* spectrograph in the high resolution mode. The spectral range observed was 3600-6700 Å with a spectral resolution of about 0.5 Å and a spatial resolution of about $1''.5$. Three different zones, described in Table 2, were observed.

Table 2. Log of CTIO and OAN observations.

Object	P.A.	Exp. time (s)	Comments
PB 6	135°	120	CTIO, 3 spectra CS+knots
NGC 2452	152°	300	CTIO, 2 spectra CS+knots
"	195°	300	CTIO, 2 spectra CS+knots
NGC 2867	150°	180, 60, 15	CTIO, 3 spectra CS+knots
"	70°	10	CTIO, 6 spectra CS+knots
NGC 6905	E-W	900	OAN, 2 spectra CS position
"	N-S	900	OAN, 2 spectra, $5''$ north from CS
"	E-W	900	OAN, 3 spectra of southern ansa
He 2-55	135°	300	CTIO, 2 spectra CS+knots

Spectrophotometric standard stars from the list by Hamuy et al. (1992) were observed in both sets of observations for flux calibration. Data reduction was performed at Cerro Calán Observatory, University of Chile, and Instituto de Astronomía, UNAM, using the IRAF¹ reduction package.

Fig. 1 shows direct images of PB 6, NGC 2452, NGC 2867, NGC 6905 and He 2-55 with the studied positions, as numbered

¹ IRAF is distributed by NOAO, which is operated by AURA, Inc., under contract with the NSF.

Table 3a. Dereddened fluxes for PB 6

$\Theta^{(1)}$	pos. 1(CS) 0'0	pos. 2 4'4	pos. 3 4'4
extraction ap.	2'' × 5''	2'' × 5''	2'' × 8''
He I 5876	0.050	0.085	0.084
He II 1640	10.40
He II 4686	1.48	1.19	1.20
[O I] 6300	0.040	0.066	0.044
[O II] 3726+29	0.68	1.02	0.80
[O II] 7320+30	0.058	0.087	0.047
[O III] 1663	0.43
[O III] 4363	0.183	0.19	0.18
[O III] 5007	9.71	10.99	11.31
[O IV] 1402	0.82
C II] 2323
C II] 4267	0.006
C III] 1909	12
C IV 1549	16
[N I] 5200	0.016	0.036	0.023
[N II] 5755	0.041	0.058	0.046
[N II] 6584	2.07	3.29	2.38
N III] 1750	1.0
N IV] 1485	3.1
N V 1240	2.1
[Ne III] 3869	1.10	1.21	1.22
[Ne IV] 2423
[Ne IV] 4725	0.023	0.025	0.024
[Ne V] 3426	1.44	0.58	0.60
[S II] 4069	0.039	0.044	0.038
[S II] 6717	0.048	0.085	0.060
[S II] 6731	0.071	0.110	0.079
[S III] 6312	0.035	0.030	0.032
[Ar III] 7136	0.151	0.171	0.163
[Ar IV] 4711	0.239	0.100	0.101
[Ar IV] 4740	0.108	0.072	0.075
[Ar V] 7006	0.047	0.033	0.030
Δ Balmer $H\beta$...	3.9-03	4.1-03
$c(H\beta)$	0.42	0.53	0.34
$t(O III)^{(2)}$	1.48±0.06	1.43±0.06	1.37±0.06
$t(N II)^{(2)}$	1.13±0.08	1.09±0.08	1.14±0.08
$t(O II)^{(2)}$	1.3±0.2	1.7±0.2	1.2±0.2
$t(\Delta$ Balmer) $^{(2)}$...	1.46±0.09	1.35±0.08
$N_e(S II)^{(2)}$	2.7±0.5	1.7±0.6	1.7±0.6
$N_e[Ar IV]^{(2)}$	0.01::	0.2::	0.08::

⁽¹⁾ Θ is the angular distance from the central star

⁽²⁾ In all the tables t is in 10^4 K and N_e , in 10^3 cm⁻³

in Tables 3 and 4, indicated on them. For the objects observed at CTIO (all but NGC 6905), the long slit was centered in the central star and spectra from the central position and from the knots at both sides of the star were extracted. The position angles used (P.A.) are indicated in Table 1 and the extraction apertures for each position are presented in Tables 3a-e.

Calibrated spectra of the central zones for the five objects are shown in Fig. 2. The spectrum of NGC 6905 consists of 30 orders of the *echelle* spectra joined together; notice that the spectral resolution is much higher and the flux scale is different for this object.

The nebular emission lines were measured in all the spectra. The observed fluxes were corrected for reddening according to the expression:

$$\log I(\lambda) / I(H\beta) = \log F(\lambda) / F(H\beta) + c(H\beta) \times f_\lambda, \quad (1)$$

where $I(\lambda)$ and $F(\lambda)$ are the dereddened and observed fluxes respectively, $c(H\beta)$ is the logarithmic reddening correction at $H\beta$, and f_λ is the reddening law. For both, the visual and UV regions, we employed the reddening law by Seaton (1979). The value of $c(H\beta)$ was derived for each object from the Balmer decrement, by considering case B recombination theory (Hummer & Storey 1987). The most important lines, relative to $H\beta$ and corrected for reddening, are presented in Tables 3a-e, where we also present the values of $c(H\beta)$ for each position.

We estimate that, for the objects observed at CTIO, the line intensities are generally accurate within 5% for lines with $I(\lambda)/I(H\beta) > 1$, 10% for lines with $I(\lambda)/I(H\beta) \sim 0.1$ and 15% for lines with $I(\lambda)/I(H\beta) \sim 0.01$. For NGC 6905, which was observed at San Pedro Mártir, the uncertainties are probably twice as high. The data marked with a colon have uncertainties larger than 50%.

2.2. UV data

UV spectroscopic data were obtained from the literature and/or extracted from IUE archives. In Table 1 we list the references for these data. We have chosen IUE low-dispersion (spectral resolution of 6-7 Å), large-aperture ($10'' \times 23''$) observations to extract the data. In principle, this means that the dereddened UV line fluxes (scaled to the optical observations and relative to $H\beta$) represent an average over a large fraction of the nebula. However, very often, in the raw images, only the brightest central region of the nebula stands out above the noise, so it is not clear to which region the UV line intensities actually pertain. We will assume that IUE data is representative of the central zone of the nebula.

Dereddened UV line intensities, relative to $H\beta$, are presented in Tables 3a-e, together with the optical data. We estimate that even for the most intense lines, when the flux can be measured with a good precision, the line intensities relative to $H\beta$ are not more accurate than 30%. The large uncertainty is a consequence of the importance of the reddening corrections for the UV lines and of the difficulty to match the optical and UV data, which are obtained with very different apertures. This process is complex, because it depends on the ionization structure of the nebula and on its surface brightness distribution. In the case of our objects, an additional source of uncertainty is the fact that, most of the times, the differences in aperture between the optical and IUE data is corrected using the nebular He II 1640/4686 theoretical ratio, which in the case of WRPNs could be contaminated by stellar emission.

Table 3b. Dereddened fluxes for NGC 2452

$\Theta^{(1)}$	pos. 1 CS 0''	pos. 2 6''	pos. 3 8''	pos. 4 5''	9''
extraction ap.	2'' x 5''.3	2'' x 7''	2'' x 8''.8	2'' x 5''.3	2'' x 5''.3
He I 5876	0.078	0.103	0.109	0.084	0.081
He II 1640	5.63
He II 4686	0.759	0.611	0.527	0.655	0.743
[O I] 6300	0.047	0.129	0.115	0.052	0.033
[O II] 3727+29	0.74	1.42	1.59	1.02	0.802
[O II] 7320+30	0.045	0.105	0.084	0.049	0.033
O III] 1663
[O III] 4363	0.158	0.132	0.122	0.136	0.134
[O III] 5007	11.6	12.5	11.8	12.7	13.0
C II 4267	0.006
C III] 1909	4.2
C IV 1549	3.1
[N I] 5200	0.012	0.030	0.032	0.014	0.065
[N II] 5755	0.015	0.038	0.037	0.021	0.014
[N II] 6584	1.12	2.47	2.44	1.38	1.07
N III] 1750	0.6
N IV] 1485	0.9
N V 1240
[Ne III] 3869	1.05	1.29	1.23	1.15	1.07
[Ne IV] 2423	1.4
[Ne IV] 4725	0.004	0.006
[Ne V] 3426	0.654	0.222	0.138	0.19	0.21
[S II] 4069	0.042	0.065	0.057	0.045	0.040
[S II] 6717	0.114	0.247	0.254	0.148	0.111
[S II] 6731	0.146	0.322	0.304	0.191	0.140
[S III] 6312	0.040	0.052	0.044	0.046	0.040
[Ar III] 7136	0.264	0.365	0.321	0.309	0.277
[Ar IV] 4711	0.059	0.074	0.065	0.080	0.075
[Ar IV] 4741	0.053	0.059	0.050	0.063	0.060
[Ar V] 7006	0.021	0.016	0.007	0.011	0.013
Δ Balmer H/β	...	4.1-03	4.3-03	4.2-03	4.3-03
$c(H/\beta)$	0.42	0.55	0.52	0.55	0.58
$t(O III]$	1.29±0.06	1.19±0.07	1.17±0.08	1.18±0.07	1.17±0.08
$t(N II]$	0.97±0.07	1.03±0.07	1.03±0.07	1.03±0.08	1.03±0.08
$t(O II]$	1.3±0.1	1.5±0.1	1.2±0.1	1.1±0.1	1.01±0.09
$t(\Delta$ Balmer)	...	1.15±0.09	1.06±0.09	1.13±0.10	1.11±0.10
$N_e[S II]$	1.59±0.50	1.6±0.5	1.2±0.7	1.5±0.5	1.4±0.6
$N_e[Ar IV]$	2.4±0.8	1.1±0.8	0.8±0.5	1.0±0.5	1.1±0.5

⁽¹⁾ Θ is the angular distance from the central star

2.3. Plasma diagnostics

The wide wavelength range observed allowed us to perform a complete plasma diagnosis. All the available diagnostic line ratios were analyzed. Electron temperatures were derived from [O III] 4363/5007, [N II] 5755/6583, [S II] 4069/6725 and [O II] 3727/7325 line intensity ratios and from the H I Balmer-discontinuity flux difference relative to $I(H\beta)$ (taking into account the He⁺ and He⁺⁺ contribution). Electron densities were

derived from the [S II] 6717/6731 and [Ar IV] 4711/4740 line ratios. The results are presented, separately for each object, at the bottom of Tables 3a-e.

For PB 6, NGC 2452 and NGC 2867, the Balmer-discontinuity temperatures are very accurate with uncertainties of about 1 000 K. We note that for these objects, the Balmer discontinuity temperatures are equal, within the uncertainties, to the temperature derived from the [O III] 4363/5007 ratio; therefore, at least in these objects, there is no suspicion that large

Table 3c. Dereddened fluxes for NGC 2867.

$\Theta^{(1)}$	pos. 1: CS 0''	pos. 2 4''	pos. 3 4''
extraction ap.	2'' \times 5''6	2'' \times 5''6	2'' \times 6''
He I 5876	0.106	0.130	0.131
He II 1640	2.9
He II 4686	0.425	0.247	...
[O I] 6300	0.04	0.11	0.09
[O II] 3726+29	0.785	1.21	1.28
[O II] 7320+30	0.079	0.112	0.109
O III 1663	0.21
[O III] 4363	0.143	0.141	0.132
[O III] 5007	13.6	12.9	13.6
O IV 1402	0.07:
C II 2323	0.87
C II 4267	0.010	0.011	...
C III 1909	9.5
C IV 1549	2.8
[N I] 5200	0.008	0.009	0.008
[N II] 5755	0.009	0.019	0.015
[N II] 6584	0.460	0.803	0.720
N III 1750	0.1:
N IV 1485	0.2:
N V 1240
[Ne III] 3869	1.10	1.03	1.26
[Ne IV] 2423	0.35
[Ne IV] 4725	0.003:
[Ne V] 3426	0.049	0.009	0.025
[S II] 4069	0.026	0.034	0.031
[S II] 6717	0.039	0.055	0.059
[S II] 6731	0.058	0.082	0.089
[S III] 6312	0.020	0.018	0.018
[Ar III] 7136	0.071	0.108	0.149
[Ar IV] 4711	0.052	0.030	0.
[Ar IV] 4740	0.026	0.021	...
[Ar V] 7006
Δ Balmer /H β	...	4.1-03	4.3-03
c(H β)	0.35	0.35	0.37
t(O III)	1.17 \pm 0.06	1.18 \pm 0.06	1.14 \pm 0.06
t(N II)	1.12 \pm 0.10	1.20 \pm 0.09	1.16 \pm 0.09
t(O II)	1.5 \pm 0.3	1.4 \pm 0.2	1.3 \pm 0.2
t(Δ Balmer)	...	1.07 \pm 0.10	0.97 \pm 0.10
N_e [S II]	2.7 \pm 0.5	2.5 \pm 0.5	2.7 \pm 0.5
N_e [Ar IV]	0.01::	0.01::	1.0 \pm 0.7

⁽¹⁾ Θ is the angular distance from the central star

Table 3d. Dereddened fluxes for NGC 6905

$\Theta^{(1)}$	pos.1 CS 0''	pos.2 5'' E	pos.3 (ansa) 20'' S
extraction ap.	2'' \times 5''	2'' \times 5''	2'' \times 4''
He I 5876	0.04	0.026	0.09
He II 1640	5.9
He II 4686	0.83	1.01	0.62
[O I] 6300	0.018	0.019	0.20
[O II] 3727	0.162	0.123	4.28
[O II] 7325	0.060 ⁽²⁾
O III 1663	0.7::
[O III] 4363	0.105	0.104	0.20
[O III] 5007	9.22	7.44	12.6
O IV 1402	0.3::
C II 2323	0.2::
C II 4267
C III 1909	2.0
C IV 1549	6.6
[N I] 5200
[N II] 5755	0.04:
[N II] 6584	0.10	0.05	2.12
N III 1750
N IV 1485	2.9:
N V 1240	0.3::
[Ne III] 3869	0.98	0.66	1.59
[Ne IV] 2423
[Ne IV] 4725
[Ne V] 3426
[S II] 4069	0.006
[S II] 6717	0.077	...	0.292
[S II] 6731	0.099	...	0.248
[S III] 6312	0.018	0.015	0.019
[Ar III] 7136	0.147 ⁽²⁾
[Ar IV] 4711	0.047	0.065	...
[Ar IV] 4741	0.040	0.054	...
[Ar V] 7006
Δ Balmer /H β
c(H β)	0.23	0.22	0.29
t(O III)	1.21 \pm 0.08	1.31 \pm 0.08	1.4 \pm 0.3
t(N II)	1.15 \pm 0.12
t(O II)
t(Δ Balmer)
N_e [S II]	1.5 \pm 0.5	...	0.3 \pm 0.2
N_e [Ar IV]	1.8 \pm 0.5	1.6 \pm 0.5	...

⁽¹⁾ Θ is the angular distance from the central star

⁽²⁾ Data from Kingsburgh & Barlow 1994.

temperature fluctuations (such as found in some of the planetary nebulae observed by Liu & Danziger 1993) occur. The possible existence of large temperature fluctuations in planetary nebulae, generally attributed to shocks, high density condensations or abundance inhomogeneities (Peimbert 1995, but see also Stasińska 1998) casts some doubt on the relevance of the interpretation of forbidden lines by usual techniques. For

the three objects mentioned above, at least, we can be confident that the usual techniques should be valid.

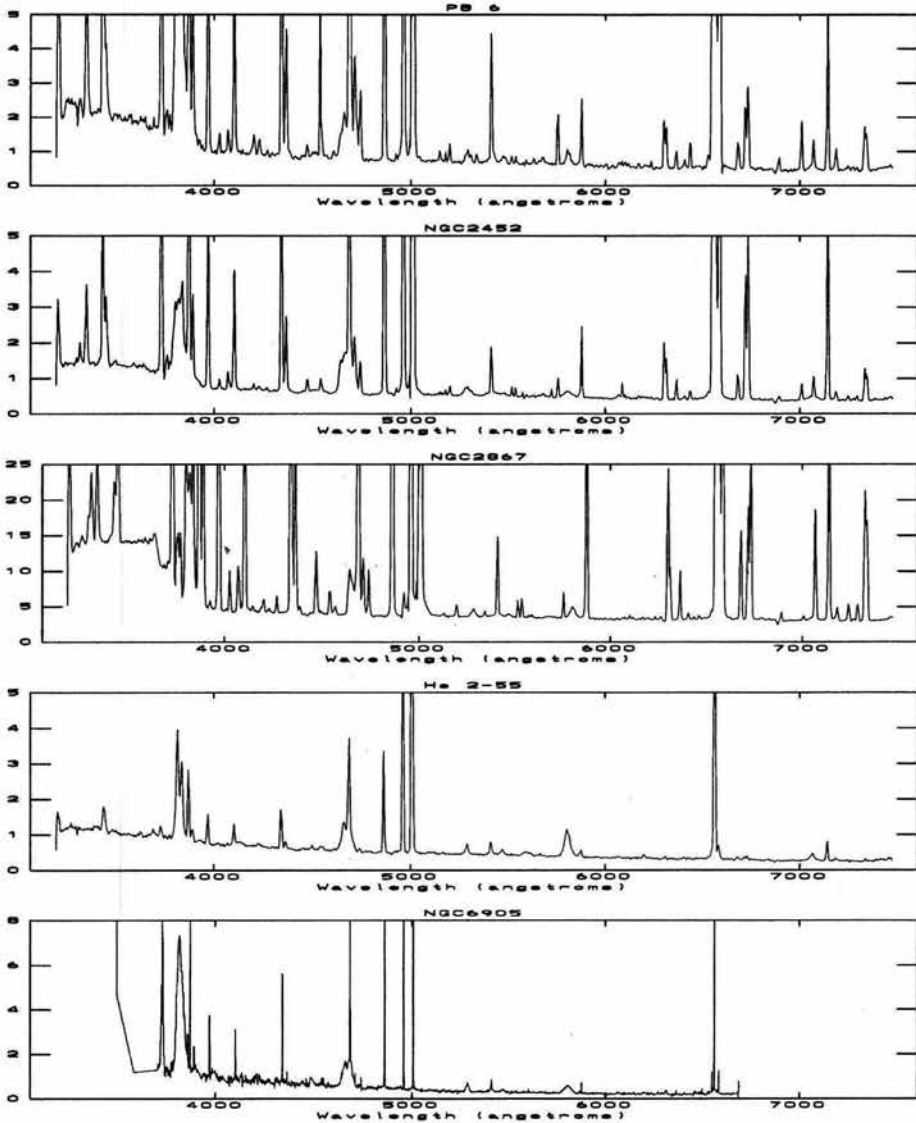


Fig. 2. Optical calibrated spectra of the central zones of the studied objects. From top to bottom we present: PB 6, NGC 2452, NGC 2867, He 2-55 and NGC 6905 (notice that the spectral resolution is much higher for the latter object). Fluxes are in units of $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$, except for NGC 6905 where the units are $10^{-14} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$. The stellar emission features are very intense in all of the objects. Nebular emission lines are much narrower and also very intense.

Table 3e. Dereddened fluxes for He 2-55.

$\Theta^{(1)}$ extraction ap.	pos CS	pos1	pos2
	0" $2'' \times 7''$	4" $2'' \times 7''$	4" $2'' \times 7''$
He I 5876	0.043 ⁽²⁾	0.046	0.034
He II 1640	7.04
He II 4686	1.20	0.998	0.998
[O I] 6300	0.006	0.005	0.002
[O II] 3727	0.229	0.195	0.147
[O III] 7325
[O III] 1663	1.8:
[O III] 4363	0.095	0.121	0.098
[O III] 5007	8.13	9.07	8.11
[O IV] 1402
C II] 2323
C II 4267
C III] 1909	2.6
C IV 1549	3.1 ⁽²⁾
[N II] 5200
[N II] 5755	0.0028	0.002:	...
[N II] 6584	0.104	0.078	0.059
[N III] 1750	0.78 ⁽²⁾
[N IV] 1485	0.3:
[N V] 1240	0.45 ⁽²⁾
[Ne III] 3869	0.862	0.899	0.861
[Ne IV] 2423
[Ne IV] 4725	0.001:	0.001:	0.001:
[Ne V] 3426	0.021
[S II] 4069	...	0.023	0.030
[S II] 6717	0.016	0.032	0.018
[S II] 6731	0.015	0.025	0.017
[S III] 6312	0.016	0.023	0.016
[Ar III] 7136	0.119	0.156	0.133
[Ar IV] 4711	...	0.066	0.063
[Ar IV] 4741	0.045	0.041	0.046
Δ Balmer $H\beta$	4.2-03
c($H\beta$)	0.60	0.50	0.60
t([O III])	1.22±0.06	1.29±0.06	1.24±0.06
t([N II])	1.4±0.1	1.2±0.1	...
t([O II])
t(Δ Balmer)	1.2:
N_e [S II]	0.5±0.2	0.2±0.2	0.5±0.2
N_e [Ar IV]	...	0.1:	0.3±0.2

⁽¹⁾ Θ is the angular distance from the central star⁽²⁾ probable contamination with stellar emission

3. Photoionization modelling

3.1. The ionizing fluxes

The ionizing fluxes of the central stars have been obtained from models of expanding atmospheres for [WR] central stars, developed in Potsdam in the recent years. The model procedure, which accounts adequately for the extreme non-LTE sit-

uation and the velocity field, has been described in detail by, for instance, Hamann & Wessolowski (1990) and Hamann et al. (1994). The models are computed assuming a spherically symmetric, homogeneous and stationary outflow. The radiation transport is calculated in the co-moving frame and the solution, achieved by the accelerated lambda iteration (ALI), is consistent with the equation of statistical equilibrium. The basic parameters which can be derived by fitting the most important spectral features of a stellar wind are: the chemical composition, the terminal wind velocity, v_∞ , the effective temperature, T_* , and a quantity termed the "transformed radius" defined as $R_t \sim R_*(v_\infty/M)^{2/3}$.

The main results of such an analysis for the objects in this work will be briefly described here. The reader interested in a more detailed description of the modelling procedure is referred to the paper by Koesterke & Hamann (1997b) where the authors present a detail analysis for the central stars of Sand 3, a [WC 3] type star (very similar to the objects studied here), and NGC 6751, a [WC 4] star.

Several individual models have been calculated for each of the program stars in order to match the shape and strength of the optical and, if *IUE* spectra were available, the *UV* emission lines. The most important lines considered are: C IV 4686, 5470 and 5805 Å, He II 4686, 4860 and 5412 Å, O V 5598 and O VI 5290 Å. The O VI blend at 3820 Å is not useful to constrain the model because the blend intensity is not well reproduced (in general, models for WCE stars predict a line twice weaker than observed). The reason for this failure is still unknown. The O V 5598 and O VI 5290 Å lines are very useful to determine ionization stratification of the stellar wind, which depends sensitively on the interplay of temperature and mass-loss rate. As one example the line fit for NGC 6905 is shown in Fig. 3 where the best fit (thick solid line) is presented with the alternative (cooler) model employed in the photoionization structure calculations (see Sect. 4). In this figure it is clear that both models fit well the He II and C IV lines, but the higher temperature model reproduces much better the highly ionized O V 5598 and O VI 5290 Å lines. Although the analysis produces a very sensitive fit and changes of about 2000 K in temperature do significantly alter the O V and O VI synthetic lines, the uncertainty of the temperature determination is definitely much larger due to systematic errors, as the fact of neglecting iron line-blanketing, possible inhomogeneities in the atmospheres and the assumption of a steady and symmetric outflow. In Table 1 are tabulated the best-fit values for T_* and R_t , as given by Koesterke & Hamann (1997a), for the stars in this work.

3.2. Fitting the overall photo-ionization structure

Photoionization models were constructed using the code PHOTO (Stasińska 1990) with the atomic data updated as described in Stasińska & Leitherer (1996). Spherical symmetry is assumed and the diffuse ionizing radiation field is treated with the outward-only approximation. A model is obtained by specifying the properties of the ionizing star, and the chemical composition and density structure of the nebula. It is computed

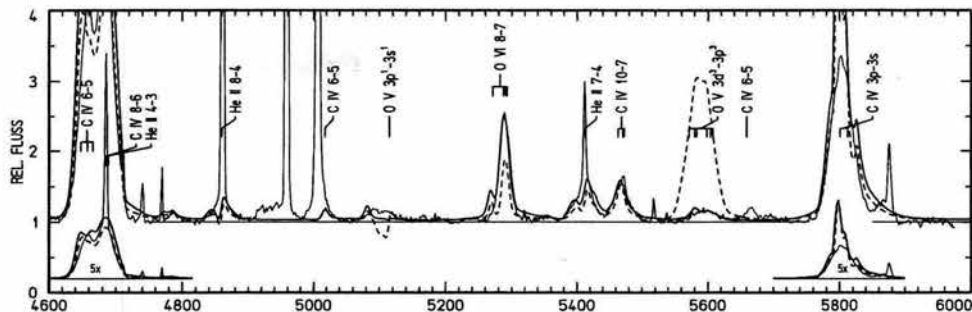


Fig. 3. Line fit of the central star of NGC 6905 in the optical. The best model atmosphere ($T_{\text{eff}}=141$ kK, thick solid line) is shown together with the synthetic spectrum of the cooler model (128 kK, broken line) which is finally used for the photoionization structure of the nebula. Both models fit well, in strength and shape, the He II and C IV lines but the hotter model reproduces much better the ionization stratification of the highly ionized oxygen lines. The cooler model shows O V much stronger and O VI weaker than observed.

inside out, by adding successive layers until a specified property of the observed nebula is reproduced (or until the gas becomes neutral). Here, as explained below, this property is the observed $[\text{O III}] 5007/[\text{O II}] 3727$ ratio on the central line of sight, which then determines how much a given model is density bounded.

To further constrain the models, in addition to the relative line intensities, the following observational data were used: the dereddened stellar visual magnitudes, the total nebular fluxes in $H\beta$, the angular radii of the main body of the nebulae and their morphological appearance. The distance to the nebulae being uncertain, we constructed models where the nebulae were supposed to lie at 0.5, 1, 2, 4 and 8 kpc from the Sun.

For each object, we first used the best-fit model atmosphere and, for each assumed distance, the stellar luminosity required to produce the observed stellar visual magnitude was calculated. With this luminosity, we computed a constant density photoionization model using the density deduced from the $[\text{S II}]$ lines. The reason for starting with a constant density model even for objects that are obviously inhomogeneous in structure is that constant density photoionization modelling is the easiest and most widespread approach for modelling planetary nebulae. It is therefore interesting to see how well can homogeneous models fit a large number of observational constraints. At this stage, the elemental abundances were those obtained by adding the ionic abundances derived from the optical observations.

As mentioned above, the models were first required to reproduce the observed $[\text{O III}] 5007/[\text{O II}] 3727$ ratio on the line of sight passing through the center of the nebula. Then, we examined whether the computed $\text{He II } 4686/H\beta$ ratio on this line of sight was equal, within the errors, to the observed one, for any of the chosen distances. This is the strongest constraint imposed on our models, and it is essential in order to correct reasonably for the unseen high ionization stages when calculating nebular abundances. As an additional check, the $[\text{Ne V}] 3426/[\text{Ne III}] 3869$ line ratio was used. We also required the computed nebular angular radius and the total $H\beta$ flux to be

compatible with the observations. That is to say, total computed $H\beta$ fluxes somewhat higher than observed are acceptable, taking into account possible leakage of ionizing photons in some directions, but, models predicting a total $H\beta$ flux much lower than observed (by more than about 50%, accounting for the uncertainty in the correction for extinction) were not considered satisfactory.

For PB 6 and NGC 2452, this procedure failed to produce the large $\text{He II } 4686/H\beta$ and the $[\text{Ne V}] 3426/[\text{Ne III}] 3869$ ratios observed, whatever distance was considered. To obtain a larger $\text{He II } 4686/H\beta$, at a given $[\text{O III}] 5007/[\text{O II}] 3727$ and using the same stellar atmosphere, one needs to consider a composite model with an inner zone of low density emitting a large part of the $\text{He II } 4686$ and $[\text{O III}] 5007$ lines, and an outer zone of density as given by the $[\text{S II}] 6717/6731$ line ratio, emitting most of the $[\text{O II}] 3727$ line. Such a density structure is actually a far better representation for all the nebulae. In direct images of the objects it is observed that, in particular, PB 6, NGC 2452, NGC 2867 and NGC 6905 present high density zones (knots), embedded in a more diffuse body (see Fig. 1).

Since the spatial information we have on our objects does not allow us to infer the 3D-density distribution in the PN envelopes, and since the photoionization code works in spherical symmetry anyway, we decided to explore the density parameter space in a schematic way. A 3×3 grid of two-density models (plus a homogeneous model) was built for each object, at each of the five distances listed above, in which we adopted the inner density as being 1/2, 1/4 and 1/8 of the outer density, and in each case, we started the increase in density at 3 different positions (determined by the amount of $\text{He II } 4686$ already emitted in the inner zone). We considered that this was a reasonable degree of sophistication of the models, and we then examined, for each object, which model provided the best fit to the conditions imposed above, including the morphological appearance. Note that, at this stage, the analysis is independent of the abundances of the elements (except for helium: a big change in the

helium abundances modifies the size of the model, but empirical helium abundances in our planetary nebulae are correct within 10% since there is no unseen neutral helium, and the temperature dependence of the hydrogen to helium emission lines ratio is very small).

None of our five PNe were satisfactorily reproduced with the grid calculated in such a way. In the cases of PB 6 and NGC 2452, the large $[\text{Ne v}] 3426/[\text{Ne III}] 3869$ line ratio observed, required a larger proportion of hard UV photons (energies > 100 eV), while for NGC 6905, NGC 2867, and He 2-55, this line ratio is much lower, indicating a smaller proportion.

Changes in the emergent UV photon distribution in the models of expanding atmospheres can be obtained by changing the effective temperature or the mass-loss rate. Variations of the mass-loss rate (or wind density) for the same effective temperature have not been considered in this paper, since Esteban et al. (1993) have found that changes in the mass-loss rate, for constant effective temperature, are a second order correction in the photoionization modelling procedure. We then computed a second series of models, using model atmospheres having more appropriate effective temperatures and whose predictions were still compatible with the observed stellar features.

3.3. Construction of the final models

From the second grid of models computed for each object, we selected the most acceptable one to derive ionization correction factors (*icf's*) and to correct for the unseen ions. The elemental abundances from the optical spectra passing through the central star were then estimated, and a new model was run with these abundances.

A final model was calculated, after some slight adjustments in the abundances, in order to reproduce the intensities of He I 5876, [N II] 6584, [Ne III] 3869, [O III] 5007, [S III] 6312 and [Ar III] 7136 on the central position. The final model parameters are listed in Table 4. The carbon abundances requires a special treatment, because of the large uncertainties expected in the carbon line intensities as mentioned in Sect. 2.3. We have thus calculated models with C/O ratios of 0.5, 1, 2 and 4 to explore the carbon abundance value. The relevance of the models with different C/O values will be considered in the next sections.

In some cases, models with different combinations of inner/outer zones from our grid were equally acceptable. Generally, they would lead to similar elemental abundances. Taking into account a possible error of 0.5 magnitude in the observed stellar magnitudes did not produce any significant difference in the results. For each object, the "best model" corresponds to a given distance of the PN, which turns out to be about 4 kpc in all the cases under study. However, the results, and especially the line ratios, are not very dependent on the assumed distance. Therefore, we caution against the use of this distance in order to argue on the absolute value of the stellar luminosity.

3.4. Graphical presentation of the models

To illustrate our modelling procedure, we present, in Figs. 4a-e, some of the models computed for the nebulae. Four diagrams are presented for each object showing the behavior of $\text{He II } 4686/H\beta$, $[\text{Ne v}] 3426/[\text{Ne III}] 3869$, the angular radius and the total nebular flux in $H\beta$, as a function of the assumed distance. In each diagram, the circles represent the constant-density models calculated with the initial stellar models (see Table 1). The squares represent our best composite models using the same star. The triangles represent our best composite models for our second choice of star, when needed. The observed values are indicated by horizontal lines.

In Figs. 5a-e, we present the line-of-sight intensity ratios computed in the final models (taking a distance of 4 kpc), as a function of the projected angular radius. Each panel corresponds to a different line ratio. The four curves plotted in each panel correspond to different C/O ratios (the curves being thicker for larger values of C/O). Observations for the different positions are represented by rectangles whose width is equal to the extraction aperture width, and whose height roughly represents the uncertainty in the line ratio. To compute the uncertainties, it was convenient to assume that, for all the objects except NGC 6905, one sigma error in the line intensity relative to $H\beta$ is given by $0.06 I(\lambda)^{0.8}$ in the optical range, and $0.5 I(\lambda)^{0.85}$ in the UV range (after aperture and reddening corrections). For NGC 6905, we multiplied these values by two. The UV intensities marked with a colon in Tables 3a-e are more uncertain than given by the above formulae.

Note that the models are not expected to reproduce the observed C IV 1549 line intensity because this line is probably strongly contaminated by emission from the [WC] stars. Also, this line, as well as N V 1240, is a resonance line, and consequently subject to selective absorption by dust. The [O I] 6300 line is not plotted because we do not expect our models to reproduce its intensity well, since it is very much dependent on the likely presence of small scale condensations in the nebulae.

3.5. General comments on the models

On the whole, we find that our best fit models reproduce the optical line ratios of He, N, O, and Ne ions rather well (at least for the central line of sight), given the observational uncertainties and the many constraints considered. The tolerance for the UV lines, due to the observational uncertainties is so large that, generally, they do not provide useful constraints. High spatial resolution spectroscopy from the UV to the optical, with an instrument like STIS on the *HST*, is needed to solve the aperture problem, in order to use UV lines as reliable diagnostic tools in the study of nebulae.

Contrary to all previous photoionization modelling of observed nebulae, (except Esteban et al. 1993 and De Marco & Crowther 1998), our models do not have the ionizing radiation field as a true free parameter. It is of course much easier to fit ultraviolet lines when, in addition with the abundances and the

ionization structure, one can play with the heating rate provided by the ionizing star.

In two of our objects (PB 6 and NGC 6905), the $H\beta$ fluxes computed in the models are significantly lower than the measured ones. Since, for each assumed distance, the stellar luminosity was adjusted to produce a visual magnitude equal to the observed one, this seems to indicate that the models of expanding atmospheres used for these objects may be predicting too few ionizing photons with respect to their emission in the V band.

This deficiency would get even worse when metal line-blanking is accounted for. A new generation of non-LTE models, taking into account this process, have now become available (Werner & Dreizler 1993; Hillier 1997; Hillier & Miller 1998; Hubeny et al. 1998; Crowther et al. 1998b). In all the cases, the effect of Fe line blanketing is to depress the Lyman continuum flux. Most of these models concern massive WR stars of much lower temperatures than our objects, therefore they are not directly relevant to our objects. The models by Werner & Dreizler (1993) do concern relatively hot PN nuclei with effective temperatures of 90 000 K, but not [WR] nuclei. They show that line-blanketed ionizing fluxes would largely affect the highest ionized nebular line fluxes such as [Ne v] 3426 Å and He II 4686 Å relative to $H\beta$. This could be the case also for [WR] central stars. Until more realistic models for [WR] nuclei can be computed, the actual impact of line-blanking on the ionizing fluxes for our nebulae cannot be estimated quantitatively.

As noted above, the distances to PNe cannot be well determined from photoionization modelling. We simply report that, for a distance of 4 kpc (where most of our best models lie), the total luminosities derived for the stars under study range between 700 and 3300 L_{\odot} . Such values are reasonable for PN nuclei, but obviously, more direct estimates of the distances are needed to discuss the position of these stars in a H-R diagram.

4. Elemental abundances

Because our models were forced to reproduce the [O III] / [O III], He II 4686 / $H\beta$ and [Ne III] / [Ne v] line ratios at best, they return a correct ionization structure (except for S and Ar, for which dielectronic recombination coefficients at nebular temperatures are not available). For those models which also reproduce the electron temperature sensitive ratios, the input abundances of the main elements (He, N, O and Ne) must correspond to the average abundances on the central line of sight.

The confidence interval for each abundance value has to be evaluated from a semi-empirical approach. To do this, we first computed the ionic abundances of He^+ , He^{++} , O^+ , O^{++} , C^{++} , N^+ , Ne^{++} , S^{++} , Ar^{++} relative to H^+ using standard methods with $T_e(O III)$ for the doubly charged ions and $T_e(N II)$ for the singly charged ones and the [S II] densities for all the ions. Then, the total abundances were derived using the *icf*'s based on the best model for each object. For the lines of sight other than the central one, we did not use the models directly, since they do not reproduce the observed ionization structure well (the models being spherically symmetric while the nebulae may depart from

such a geometry). For oxygen, we used the *icf*'s of Kingsburgh & Barlow (1994), for nitrogen we adopted $N/O = N^+/O^+$ and for neon, $Ne/O = Ne^{++}/O^{++}$, on each line of sight. For carbon, we used $C/O = C^{++}/O^{++}$. Indeed, our models show that such a procedure should be correct within 20% for all the nebulae of our study. For sulfur and argon, there is no simple formula, and we estimated the *icf*'s from the models. However, as mentioned before, we do not expect the latter abundances to be accurate.

Table 4 presents the resulting abundances for all the studied objects. The uncertainties were estimated taking into account uncertainties in line intensity measurements and reddening corrections (which propagate into the electron temperature and density determinations as seen in Tables 3a-e), and *icf*'s. For the C/O abundance ratio we present three values calculated from C III] 1909 / [O III] 5007, C II 4267 / [O III] 5007 (using the effective recombination coefficients by Péquignot et al. 1991) and C III] 1909 / O III] 1663 line intensity ratios. Discussions of the results are presented for each object separately.

5. Discussion of the objects

5.1. PB 6

This very high excitation nebula, ionized by a [WC 2] type star, has a diameter of $\sim 12''$ and shows a shell structure. It was observed at parallactic angle (P.A. 135°) and spectral data for three different positions were extracted: the central zone (including the star) and the zones at $5''3$ and $6''6$ at each side of the central star (in these positions the shell presents maximum emission). Special care was taken to extract the nebular lines in the central zone without contamination of the stellar emission lines. This can be done confidently because the nebular lines are much narrower than the stellar ones and can be easily deblended.

Our modelling procedure led to a reasonable model for this object, once we abandoned the original stellar model with $T_* = 140$ kK and $R_* = 4.50 R_{\odot}$, for a hotter one having $T_* = 158$ kK and $R_* = 3.98 R_{\odot}$. Several facts argue towards a slightly higher stellar temperature yet (or a harder ionizing radiation field): the spatial extension of the [Ne v] 3426 line is larger than predicted by the model and the predicted $H\beta$ luminosity is lower than observed.

An interesting discrepancy between models and observations is the following. The C/O abundance ratio has to be larger than 2 in order to reproduce the observed C III] 1909 line intensity, but such a high C abundance would depress the electron temperature resulting in a [O III] 4363/5007 ratio lower than observed (see Fig. 5a). The C/O value derived from C III] 1909/[O III] 5007 line ratio plus *icf*'s from the photoionization model is 2.6, but the uncertainty exceeds 30% principally due to the reddening correction and the aperture correction required to match the UV and optical spectra. From the C III] 1909/O III] 1663 ratio we obtain $C/O = 2.4 \pm 1.3$. In this case, there is no aperture correction (both lines are observed in the same IUE spectrum), and the dependence of the derived C^{++}/O^{++} ratio on the adopted electron temperature is small, but the large uncertainty is mainly due to the low signal-to-noise in O III] 1663.

Table 4. Photoionization models and total abundances

	PB 6	NGC 2452	NGC 2867	NGC 6905	He2-55
T_e (kK), R_t (R_\odot)	158, 3.98	158, 3.98	128, 5.20	128, 5.20	128, 5.20
N_{in}/N_{out}	1/8	1/4	1/4	1/8	1/4
$L(H\beta)_{in}/L(H\beta)_{out}$	0.6	0.9	0.8	0.9	0.6
He/H ⁽¹⁾	0.170	0.127	0.110	0.108	0.130
O/H ⁽¹⁾ (10^{-4})	2.9	3.5	3.9	3.1	3.6
N/O ⁽¹⁾	1.38	0.80	0.28	0.32	0.28
C/O ⁽¹⁾
Ne/O ⁽¹⁾	0.31	0.23	0.21	0.22	0.19
S/O ⁽¹⁾	0.080	0.057	0.038	0.110	0.050
Ar/O ⁽¹⁾	0.013	0.014	0.005	0.028	0.011
	pos. 1	pos. 1	pos. 1	pos. 1	pos. 1
He/H	0.176±0.008	0.127±0.006	0.112±0.006	0.108±0.007	0.147 ⁽²⁾
O/H (10^{-4})	3.2±0.5	4.2±0.6	4.3±0.6	3.7±0.7	3.4±0.5
N/O	1.3±0.2	0.6±0.1	0.27±0.05	0.37±0.07	0.35±0.06
C/O (1909/5007)	2.6±1.1	1.1±0.5	3.1±1.3	0.9±0.4	1.3±0.5
C/O (4267/5007)	7.3±1.8	3.9±1.6	4.2±1.1	...	5.5±1.4
C/O (1909/1663)	2.4±1.3	...	3.3±1.6
Ne/O	0.25±0.04	0.21±0.03	0.19±0.03	0.23±0.04	0.23±0.03
S/O	0.04±0.02	0.04±0.02	0.03±0.02	0.08±0.04	0.04±0.02
Ar/O	0.012±0.006	0.013±0.007	0.004±0.002	0.03±0.01	0.013±0.007
	pos. 2	pos. 2	pos. 2	pos. 2	pos. 2
He/H	0.172±0.008	0.130±0.007	0.111±0.006	0.117±0.006	0.132±0.007
O/H (10^{-4})	3.3±0.5	5.6±1.1	3.3±0.5	3.9±0.7	3.6±0.5
N/O	1.4±0.2	0.7±0.1	0.32±0.06	0.29±0.05	0.29±0.05
C/O
Ne/O	0.24±0.04	0.26±0.04	0.20±0.03	0.18±0.03	0.21±0.04
S/O	0.03±0.02	0.04±0.02	0.03±0.01	0.08±0.04	0.05±0.03
Ar/O	0.011±0.06	0.013±0.007	0.006±0.003	...	0.016±0.008
	pos. 3	pos. 3	pos. 3	pos. 3	pos. 3
He/H	0.172±0.008	0.128±0.006	0.106±0.005	0.13±0.02	0.122±0.006
O/H (10^{-4})	3.6±0.7	5.0±1.0	3.8±0.6	3.6±1.1	4.2±0.6
N/O	1.4±0.2	0.7±0.1	0.27±0.05	0.30±0.06	0.27±0.05
C/O
Ne/O	0.24±0.04	0.26±0.04	0.22±0.03	0.30±0.07	0.22±0.04
S/O	0.03±0.02	0.04±0.02	0.03±0.01	0.05±0.03	0.04±0.02
Ar/O	0.010±0.005	0.012±0.006	0.008±0.004	...	0.015±0.008
	pos. 4	pos. 4	pos. 4	pos. 4	pos. 4
He/H	...	0.122±0.006
O/H (10^{-4})	...	6.2±1.2
N/O	...	0.6±0.1
C/O
Ne/O	...	0.22±0.04
S/O	...	0.04±0.02
Ar/O	...	0.011±0.06
	pos. 5	pos. 5	pos. 5	pos. 5	pos. 5
He/H	...	0.128±0.006
O/H (10^{-4})	...	6.9±1.4
N/O	...	0.5±0.1
C/O
Ne/O	...	0.22±0.04
S/O	...	0.04±0.02
Ar/O	...	0.010±0.005

⁽¹⁾ abundances for the model⁽²⁾ probable stellar contamination in the He I lines

We explored the possibility that the observed C III] 1909 line may be contaminated by the star. Indeed, *IUE* spectra of Popu-

lation I WC stars do show the C III] 1909, 1923 and C IV 1549 lines in emission (Niedzielski & Rochowicz 1994). In the case

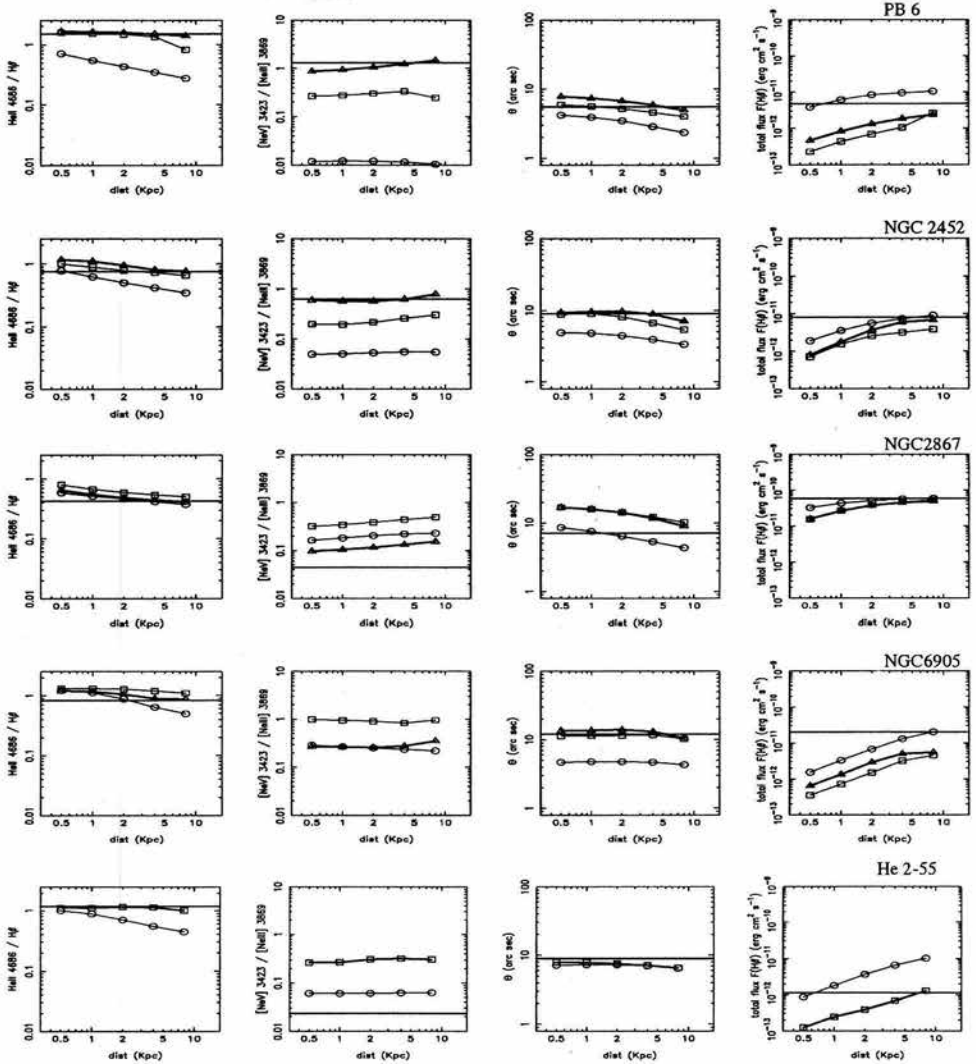


Fig. 4. Photoionization model predictions are shown. Four diagrams are presented for each nebula showing the behavior of $\text{He II } 4686/\text{H}\beta$, $[\text{Ne V}] 3426/[\text{Ne III}] 3869$, the angular radius and the total nebular flux in $\text{H}\beta$, as a function of the assumed distance. Circles represent the constant-density models calculated with the initial stellar atmosphere models (see Table 1). The squares represent the best two-density models using the same star. The triangles represent the best two-density models for our second choice of star (see Table 4). The observed values are indicated by horizontal lines.

of PB 6, however, our model atmospheres predict a negligible $\text{C III}] 1909$ equivalent width, therefore this explanation seems to be excluded.

The C/O ratio derived from the $\text{C II } 4267/[\text{O III}] 5007$ ratio is larger, by a factor of about 2.8, than the value from the $\text{C III}] 1909$ collisionally excited line. Such discrepancies be-

tween abundances derived from collisionally excited lines and recombination lines have been reported many times (see references in Stasińska 1998), and were originally attributed to low signal-to-noise data. Some authors have suggested that these discrepancies could be due to the presence of important temperature fluctuations in the ionized gas (see Peimbert et al. 1995 and references therein) and favor the recombination value. In the case of PB 6, our models show that adopting the C/O ratio derived from C II 4267 would result in an unacceptably low electron temperature. Clearly, PB 6 is one case where spectroscopy with an instrument like STIS would be necessary to provide better observational constraints.

The abundances derived for other elements are: $O/H \sim 3 \times 10^{-4}$, $N/O \sim 1.3$ and $He/H \sim 0.17$ (see Table 4). Although the C/O ratio is uncertain, it is likely to be larger than one. We find no evidence of a variation in abundance ratios across the nebula. The high C and N abundances in PB 6 are consistent with a scenario of C produced via the triple- α process, and being brought to the surface through third dredge-up (Forestini & Charbonnel 1997). The envelope was sufficiently hot at the base for envelope burning to occur, enhancing the N abundance. All this indicates that PB 6 has a progenitor with initial mass larger than about $2.8 M_{\odot}$.

Our abundances for this object can be compared with values derived by previous authors. Kaler et al. (1991) derived 7.9×10^{-4} , which they found surprisingly high for an object having a large N/O. But their estimate is strongly weighted by their determination of the O^{+3} ionic abundance from O IV] 1402 line using the O^{++} electron temperature which overestimates the O^{+3} abundance by a factor of about 3.

Henry et al. (1996), from the same optical data, found $O/H = 6.29 \times 10^{-4}$. Their procedure was to obtain a first guess for O/H using the classical *icf*, $O/H = (O^{+} + O^{++})/H^{+} (He^{+} + He^{++})/He^{+}$, from Torres-Peimbert & Peimbert (1977), which overestimates the oxygen abundance when the He^{++} zone is large, as is the case in PB 6. This first estimate was then corrected by applying the same *icf* to a tailored photoionization model for PB 6. However, this model was only constrained by the O^{++} , O^{+} and S^{+} lines, and consequently probably underestimated the He^{++} zone. As a result, they obtained an O/H ratio much larger than ours.

Torres-Peimbert & Peimbert (1977) had found $O/H = 4.2 \times 10^{-4}$, a value similar to ours, using their *icf* scheme with an observed He II 4686/H β ratio of 1.08 only, significantly smaller than the value reported by Kaler et al. (1991) or our value. It should be noticed that the low He II 4686/H β ratio reported by Torres-Peimbert & Peimbert (1977) was observed in 1975, while Kaler et al. (1991) reported observations made in 1985 and our data were obtained in 1994. This could indicate that a hardening of the stellar radiation field occurred 10–20 years ago. Such important short-time variations in central stars of PNe have been reported for other objects such as the case of LMC-N66 (e.g., Peña et al. 1997b). Monitoring of the central star of PB 6 would be interesting to search for variations of its atmospheric properties.

5.2. NGC 2452

This is also a nebula ionized by a [WC 2] star. The nebular diameter is $\sim 19''$ and the gas appears very clumpy. We obtained spectra from the central zone and the four bright knots shown in Fig. 1.

Similarly to the case of PB 6, the very high ionization level of the gas led us to abandon the initial stellar model having $T_{*} = 141$ kK and $R_{*} = 3.98 R_{\odot}$ for a hotter stellar model with $T_{*} = 158$ kK and $R_{*} = 3.98 R_{\odot}$, with good results. Though, again, the same arguments would tend to favor a yet slightly harder radiation field in the Lyman continuum.

In this object, the model is able to reproduce at the same time the intensity of the observed C III] 1909 line and the observed [O III] 4363/5007 line ratio when C/O is of the order of 1. On the other hand, a C/O ratio of 3.9 ± 1.6 such as derived from the C II 4267 recombination line would no longer be compatible with the electron temperature observed.

The abundances found for He, N, O and Ne (see Table 4) are very similar to the ones determined by Kingsburgh & Barlow (1994) from their observations. NGC 2452 is a He-, N- and C-rich nebula, although it is not as extreme as PB 6. Regarding Ar and S, the disagreement with Kingsburgh & Barlow values is large (a factor of 3). This is not surprising, since, as mentioned before, empirical *icf*'s for these ions are highly uncertain. Besides our models fail to reproduce the intensities of [Ar IV] and [Ar V] lines correctly.

Like in PB 6, the different zones investigated in NGC 2452 present the same chemical composition, within the uncertainties.

Although the present stages of the central stars in PB 6 and NGC 2452 appear very similar and the nebulae show very similar ionization degree, the abundances of helium, nitrogen and, possibly, carbon in NGC 2452 are significantly lower than in PB 6.

5.3. NGC 2867

This object, also excited by a [WC 2] type star, shows a knotty shell structure, with a diameter of about $25''$. Two of the brightest knots, located at $4''$ at each side of the central star in P.A. of 70° , were analyzed together with the central star position (see Fig. 1). The available *IUE* spectra of this object were recently studied in detail by Feibelman (1998), who classified the central star as an O VI type star.

Compared to PB 6 and NGC 2452, NGC 2867 presents a lower He II 4686/H β ratio and a much lower [Ne V] 3426 / [Ne III] 3869 ratio. To reproduce these values with our photoionization models, we had to replace the initial stellar model proposed by Koesterke & Hamann (1997a) ($T_{*} = 141$ kK, $R_{*} = 3.98 R_{\odot}$), for a cooler one with $T_{*} = 128$ kK, $R_{*} = 5.20 R_{\odot}$. Even this cooler model induces a predicted [Ne V]/[Ne III] ratio higher than observed (see Fig. 4), therefore, the star is probably still slightly cooler (or it produces less photons with energies above 100 eV). Note that, for this object, a homogeneous model can reproduce the line intensities and ionization struc-

ture reasonably well, but a composite model better represents the observed morphology of the nebula.

Here, similarly to the case of PB 6, we find a problem with the carbon lines, more severe this time. The observed [O III] 4363/5007 ratio tends to favor a moderate C/O ratio of 0.5–1, in conflict with the observed C III] 1909/[O III] 5007 line ratio which indicates a value of about 3. The C/O ratio derived from C III] 1909/[O III] 1663 intensity ratio is also high, 3.3 ± 1.6 . As in PB 6, it is not expected that the central star contributes to the C III] 1909 emission, although it does so to the C IV 1549 emission. Therefore NGC 2867 is another interesting target for STIS observations. Note that the C/O abundance ratio derived from the C II 4267 recombination line is 4.2 ± 1.1 . If such a value represented the true C/O ratio, the observed [O III] 4363/5007 ratio would be even more discrepant.

Our computed O/H abundance ratio of $4.3 \pm 0.6 \times 10^{-4}$ is smaller by a factor of 1.4 than the value obtained by Kingsburgh & Barlow (1994) for the same object. The discrepancy is due to the large difference between their [O III] 5007/H β intensity ratio of about 17, and our value of 13.6, which is above our uncertainties. Our value is derived from several spectra with different exposure times trying to avoid saturation problems, therefore we are confident in our data. The abundances of nitrogen and helium in this nebula are not especially enhanced, and are similar in all the positions observed. Therefore from the point of view of chemical composition, NGC 2867 seems to be a normal disk PN.

5.4. NGC 6905

This nebula, ionized by a [WC 2–3] type star, shows a filamentary core of $24''$ in diameter, and two faint conical lobes ending in ‘ansae’. Three positions have been analyzed: the central zone around the central star (pos. 1), a knot at $5''$ E from the central star (pos. 2), and the southern ansa located at $20''$ from the central star (pos. 3).

NGC 6905 does not show any [Ne v] 3426 in emission (the upper limit estimated by Rowlands et al. (1993) is [Ne v] 3426/H β < 0.05). For this reason, in the modelling we had to replace the initial stellar model with $T_* = 141$ kK and $R_t = 3.41 R_\odot$, for a cooler one having $T_* = 128$ kK and $R_t = 5.20 R_\odot$, and even this cooler model predicts a too high [Ne v]/[Ne III] ratio (see Fig. 4).

Here, as in the case of NGC 2452, the carbon abundance derived from the C III] 1909 line induces an electron temperature that is compatible with the observed [O III] 4363/5007 ratio.

The chemical composition obtained for NGC 6905 shows no special He- or N-enrichment and is similar to that of NGC 2867. Again, we find no evidence for abundance variations among the different regions studied. In particular, the value derived for N/O is the same in the ansa as elsewhere.

The ansa, however, deserve more attention. Cuesta et al. (1992) have performed long slit spectroscopy of this nebula, together with high resolution spectroscopy centered on H α . They noted an enhancement of [N II] 6584/H β in the southern ansa while [O III] 5007/H β kept a high level, and different kinemat-

ical properties. This led them to propose that the ansae were the result of a collimated stellar wind shock interacting with an outer halo. They also mentioned the possibility that the nitrogen abundance could be enhanced there. Our spectroscopic data for the ansa reveal important additional facts. The [O II] 3727 and [O I] 6300 lines are enhanced as well as [N II] 6584, the electron density is rather small, and the [O III] 4363/5007 ratio is marginally higher than in the main body of the nebula. That [O II] 3727 is enhanced similarly to [N II] 6584 excludes the possibility of N-enrichment. The presence of an intense [O I] 6300 line by itself is not sufficient to indicate the presence of shocks. Indeed, we have constructed photoionization models for the ansa that reproduce the observed intensities in all the low ionization lines, including [O I] 6300. The ionization parameter in the region of the ansa is small, and if there is enough matter there, the ansa will emit very strongly even in [O I] 6300. However the models hardly reproduce the very high [O III] 5007/H β observed and, the higher [O III] 4363/5007 ratio seen in the ansa argues in favor of a deposition of additional energy there. Therefore, our observations strengthen the picture proposed by Cuesta et al. (1992) of the ansae being the result of shock interaction, and the emission line spectrum is probably due to a combination of photoionization and shock heating. Because of this, the uncertainties in the ansa abundances are larger than the formal error bars given in Table 4. However, it seems likely that the chemical abundances, and specially the N/O ratio, are indeed the same as elsewhere.

Our derived O/H ratio is lower, by a factor of two, than the value given by Kingsburgh & Barlow (1994). This is principally due to the much smaller *icf* ~ 2.1 , predicted by our model, compared to the *icf* of 3.34 employed by these authors which heavily relies on the small He⁺ abundance detected in this object, and is therefore quite uncertain. Other elemental abundances, relative to oxygen, are equal within the errors.

5.5. He 2-55

This nebula is ionized by a [WC 3] central star. It presents a diffuse shell of low surface brightness with an angular diameter of about $20''$. In contrast with the previous nebulae analyzed, this object has a lower ionization degree and a much lower density. It was observed at parallactic angle (P.A. 135°) and three positions were analyzed: the central zone and two zones at both sides of the central star.

A priori, from Fig. 4, it seems that a homogeneous nebular model excited by the best fit model atmosphere, having $T_* = 128$ kK and $R_t = 5.20 R_\odot$ would appear satisfactory. But the distance predicted is of about 0.5 kpc, implying a stellar luminosity of $16 L_\odot$ and a nebular mass of $5 \times 10^{-4} M_\odot$. Such low values are of course not acceptable, and we computed two-density models with the same star. It can be seen though, that such models predict a too high [Ne v] 3426/[Ne III] 3869 intensity ratio when the observed He II 4686/H β ratio is reproduced. Probably the star is cooler than assumed (or it emits less photons above 100 eV).

For this object, there is an acceptable solution for C III] 1909/H β with C/O \sim 1, but it is not clear to what extent the C III] 1909 line is affected by stellar emission (Feibelman 1995). The O III] 1663 and N III] 1750 line intensities predicted by the models are below the observed ones by factors 5 to 10. However, the observed lines are very weak and noisy, moreover they are probably also affected by blends from the star, so we do not consider that they provide useful constraints.

The abundances we derive for He, N, O and Ne are equal, within the errors, to those given by Kingsburgh & Barlow (1994). They are similar to the ones derived for NGC 2867 and NGC 6905, with the helium abundance being slightly larger by about 15% (the helium abundance in this object is better given by the values estimated in the off-center positions, since the He I 5876 line in the central position is probably contaminated by stellar emission). Again, we do not find evidence for any change in the chemical composition across the nebula.

6. Conclusion

We have obtained high signal-to-noise long slit spectra of five PNe with [WC 2–3] spectral type nuclei which enabled us to perform a detailed nebular analysis of these objects.

The stellar spectra were analyzed separately (Koesterke & Hamann 1997a), and models of expanding atmospheres have been constructed to reproduce the observed stellar features. We used the ionizing fluxes from these model atmospheres as an input for computing photoionization models of the nebulae. This is the first time that such self-consistent models are constructed for PNe ionized by early [WC] type stars. The observational constraints in our analysis are interestingly strong, due to the large number of ionic species observed.

The photoionization modelling was rather successful in reproducing at the same time the ionization structure and the electron temperature of the nebulae, although in some cases we had to replace the best-fit model atmospheres as proposed by Koesterke & Hamann (1997a) by models about 20 000 K hotter or cooler. The adopted models still reproduce, within the uncertainties, most of the observed stellar features.

For some objects, we had to release the classical constant-density assumption, in order to reproduce at the same time, the important intensity ratios He II 4686/H β , [Ne V] 3426/[Ne III] 3869 and [O III] 5007/[O II] 3727. Actually, the composite density models which we proposed are also in better agreement with the observed morphology of the studied nebulae.

In a couple of objects, we found that the H β fluxes predicted by models were lower than the observed ones. This led us to suspect that the models of expanding atmospheres employed could be slightly short of ionizing photons with respect to their emission in the V band.

The ionization structure predicted by our models is considered to be accurate for He, C, N, O and Ne ions, allowing thus to derive the abundances of these elements with good confidence. On the other hand, the models are not expected to reproduce the observed emission line ratios of sulfur and argon ions, since

the atomic data are incomplete for these ions. Consequently, the abundances of these elements are not accurate.

Concerning the nature of the nebulae, we find that the five objects studied in this work, in spite of having central stars with very similar optical features, display very different morphologies, ionization degrees and abundance patterns. PB 6 is an extremely helium- nitrogen- and probably carbon-rich planetary nebula (a classical Type I PN), whose central star's progenitor was sufficiently massive to experience 2nd and 3rd dredge-up events, while NGC 2452 is also a N- and He-rich nebula, although not as extreme. These two objects show the highest ionization degree among the nebulae studied here and both required stellar atmosphere slightly hotter than those providing the best fit to the observed stellar features. NGC 2867, NGC 6905 and He 2-55 show a lower ionization degree than PB 6 and NGC 2452. They do not present He- or N-enrichment, showing N/O \sim 0.3 and He/H \sim 0.12. They could be classified as normal disk PNe. Their progenitors probably were not as massive as those of PB 6 and NGC 2452. Thus, clearly, post-AGB stars of quite different initial masses can pass through a [WC] stage with similar atmospheric parameters.

In none of the objects did we find significant abundance variations in N/O, Ne/O or He/O across the face of the nebula.

The only common fact for all the objects is that C/O \geq 1, that is, all the nebulae show C-enrichment, probably due to the third dredge-up event. In this sense, the sample of galactic WRPNe studied here shows a behavior similar to that of the WRPNe in the Magellanic Clouds (Peña et al. 1997a). However, the last word on carbon abundances is not said. In PB 6 and NGC 2867, we found that the range of carbon abundances, compatible with the nebular temperature derived from the observed [O III] 4363/5007 line ratio, predicts C III] 1907/H β ratios below the value estimated from *IUE* observations. This is specially noticeable in NGC 2867, where the discrepancy is by a factor of 3, i.e., larger than the estimated uncertainties. It is not excluded that the error involved in the linking of nebular *IUE* and optical spectra may be much larger than estimated. Observations with an instrument like STIS on the *HST* would be extremely valuable to better fix the observational constraints.

The discrepancy mentioned above become much important if we adopt the C/O ratios derived from the recombination C II 4267 lines, which are larger by factors of 2 to 4. Our photoionization models show that such high carbon abundances would depress the electron temperatures to a level much lower than indicated by the observations. Therefore, we are inclined to think that the carbon abundances derived from optical recombination lines are not correct, and that this is not a consequence of low signal-to-noise data.

The high signal-to-noise optical spectroscopy presented here allowed us to investigate the possible existence of temperature fluctuations (Peimbert 1995) in our objects. If such fluctuations exist at a level of $t^2 = 0.02 - 0.04$, a Balmer-decrement temperature significantly smaller than the [O III] 4363/5007 temperature should be found. This is not the case in the three nebulae for which our data allow a confident Balmer-decrement temperature determination.

Another important remark is the fact that the central stars, being of [WC] spectral type, present extremely H-deficient atmospheres and are presently ejecting He-burning products. According to Koesterke & Hamann (1997a) the chemical composition of the stellar winds consists of 60 to 70% of helium, 20% or more of carbon and about 10% of oxygen. This highly processed material has been ejected from the central star with mass loss rates near $10^{-6} M_{\odot}/\text{yr}$ for more than 50 years (at least since the time of their discovery as [WR] stars). That is, the stellar wind should have accumulated more than $5 \times 10^{-5} M_{\odot}$ of He, C and O in the inner part of the nebulae. We did not find evidence for contamination by such a material in the central zones or in any of the knots studied. In this respect, our result is similar to the one by Esteban et al. (1992) for ring nebulae surrounding Population I WR stars. Much higher spatial resolution observations in both the optical and the UV, such as can be obtained with the *HST*, could provide more light on this subject.

Acknowledgements. We thank S. Górný for his assistance concerning the WRPN images. This work received partial support from CNRS-CONACYT/México agreement (grant E130-983) and DGAPA/UNAM (grant IN109696).

References

- Acker, A., Marcout, J., Ochsenbein, F., Stenholm, B., Tylenda, R., 1992, *The Strasbourg-ESO Catalogue of Galactic Planetary Nebulae*
- Balick, B., 1989, *Planetary Nebulae*, IAU Symp. 131, S. Torres-Peimbert (ed.), Kluwer, Reidel, 83
- Crowther, P.A., Bohannan, B., Pasquali, A., 1998b, *Properties of Hot, Luminous Stars*, ASP Conference Series 131, I. Howarth (ed), p. 38
- Crowther, P.A., De Marco, O., Barlow, M.J., 1998a, *MNRAS*, 296, 367
- Cuesta, L., Phillips, J.P., Mampaso, A., 1992, *A&A*, 267, 199
- De Marco, O., Crowther, P., 1998, *MNRAS*, 296, 419
- Esteban, C., Vilchez, J.M., Smith, L.J., Clegg, R.E.S., 1992, *A&A*, 259, 629
- Esteban, C., Smith, L.J., Vilchez, J.M., Clegg, R.E.S., 1993, *A&A*, 272, 299
- Feibelman, W., 1995, *ApJ*, 449, L87
- Feibelman, W., 1998, *ApJSS*, 114, 263
- Forestini, M., Charbonnel, C., 1997, *A&AS*, 123, 241
- Górný, S.K., Stasińska, G., 1995, *A&A*, 303, 893
- Hamann, W.-R., 1997, *Planetary Nebulae*, IAU Symp. 180, Habing H., Lamers H. (eds.), Reidel, Kluwer, 91
- Hamann, W.-R., Wessolowski, U., 1990, *A&A*, 227, 171
- Hamann, W.-R., Wessolowski, U., Koesterke, L., 1994, *A&A*, 281, 184
- Hamuy, M., Walker, A.R., Suntzeff, N.B., et al., 1992, *PASP*, 104, 533
- Henry, R.B.C., Kwitter, K.B., Howard, J.W., 1996, *ApJ*, 458, 215
- Hillier, J., 1997, *WR Stars in the Framework of Stellar Evolution*, 33rd Liège Int. Astroph. Coll., L.M. Vreux et al. (eds.), 491
- Hillier, D.J., Miller D.L., 1998, *ApJ*, 496, 407
- Hubeny, I., Heap, S.R., Lanz, T., 1998, *Properties of Hot, Luminous Stars*, ASP Conference Series 131, I. Howarth (ed), 108
- Hummer, D.G., Storey, P.J., 1987, *MNRAS*, 224, 609
- Jacoby, G.H., Ford, H.C., 1983, *ApJ*, 266, 298
- Johnson, H.M., 1981, *ApJ*, 250, 590
- Kaler, J.B., Shaw, R.A., Feibelman, W.A., Imhoff, C.L., 1991, *PASP*, 103, 67
- Kingsburgh R.L., Barlow M.J., 1994, *MNRAS*, 271, 257
- Koesterke L., Hamann W.-R., 1997a, *Planetary Nebulae*, IAU Symp. 180, Habing H., Lamers H. (eds.), Reidel, Kluwer, 114
- Koesterke L., Hamann W.-R., 1997b, *A&A*, 320, 91
- Leuhenagen U., Hamann W.-R., Jeffery S., 1996, *A&A*, 312, 167L
- Liu, X.W., Danziger, I.J., 1993, *MNRAS*, 263, 256
- Méndez, R.H., Niemela, V., 1982, *IAU Symp. 99, Wolf-Rayet stars: Observations, Physics, Evolution*, de Loore C.W.H., Willis A.J. (eds.), Dordrecht, Reidel, 457
- Meynet G., 1995, *A&A*, 298, 767
- Niedzielski, A., Rochowicz, K., 1994, *A&AS*, 108, 669
- Peimbert, M., 1995, *The Analysis of Emission Lines*, Williams R. E., Livio M. (eds.), Cambridge University Press, p. 165
- Peimbert, M., Torres-Peimbert, S., Luridiana, V. 1995, *Rev Mex Astron Astrof.*, 31, 131
- Peña, M., Hamann, W.-R., Koesterke, L., et al., 1997b, *ApJ*, 491, 233
- Peña, M., Ruiz, M.T., Torres-Peimbert, S., 1997a, *A&A*, 324, 674
- Péquignot, D., Petitjean, P., Boisson, C., 1991, *A&A*, 251, 680
- Rowlands, N., Houck, J.R., Skrutskie, M.F., Shure, M., 1993, *PASP*, 105, 1287
- Seaton, M., 1979, *MNRAS*, 185, 57p
- Schönberner, D., Blöcker, T., 1996, *A&Sp Sci* 245, 201
- Schwarz, H.E., Corradi, R.L.M., Melnick, J., 1992, *A&AS*, 94, 399
- Stasińska, G., 1990, *A&AS*, 83, 501
- Stasińska, G., 1998, *Abundance profiles: diagnostic tools for galaxy history*, ASP Conf. Ser., ed. D. Friedli et al, in press
- Stasińska, G., Leitherer, K., 1996, *ApJSS*, 107, 661
- Torres-Peimbert, S., Peimbert, M., 1977, *Rev Mex Astron Astrof.*, 2, 181
- Tylenda R., Acker A., Stenholm B., 1993, *A&AS*, 102, 595
- Werner K., Dreizler S., 1993, *Acta Astronomica*, 43, 321

Galactic planetary nebulae with Wolf-Rayet nuclei

II. A consistent observational data set^{*,**}

M. Peña¹, G. Stasińska², and S. Medina¹

¹ Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México, Apdo. Postal 70 264, México D.F. 04510, México

e-mail: selene@astroscu.unam.mx

² DAEC, Observatoire de Paris-Meudon, 92195 Meudon Cedex, France

e-mail: grazyna.stasinska@obspm.fr

Received 21 September 2000 / Accepted 5 December 2000

Abstract. We present high resolution spectrophotometric data for a sample of 34 planetary nebulae with [WC] spectral type central stars (WRPNe) in our Galaxy. The observed objects cover a wide range in stellar characteristics: early and late [WC] type stars, as well as weak-emission line stars (WELS). Physical conditions in the nebulae (electron density and temperatures) have been obtained from various diagnostic line ratios, and chemical abundances have been derived with the usual empirical scheme. Expansion velocities were estimated in a consistent manner from the line profiles for most objects of the sample. A statistical study was developed for the derived data in order to find fundamental relationships casting some light on the evolutionary status of WRPNe. We found evidence for a strong electron temperature gradient in WRPNe which is related to nebular excitation. Such a gradient is not predicted in simple photoionization models. Abundance ratios indicate that there seems to be no preferential stellar mass for the Wolf-Rayet phenomenon to occur in the nucleus of a planetary nebula. Two objects, M1-25 and M1-32, were found to have a very small Ne/O ratio, a property difficult to understand. We reexamined the relation between the nebular properties of the WRPNe and the spectral types of the central stars. Our data confirm the trend found by other authors of the electron density decreasing with decreasing spectral type, which was interpreted as evidence that [WC] stars evolve from late to early [WC] types. On the other hand, our data on the expansion velocities do not show the increase of expansion velocity with decreasing spectral type, that one might expect in such a scenario. Two objects with very late [WC] type central stars, K2-16 and PM 1-188, do not follow the general density sequence, being of very low density for their spectral types. We suggest that the stars either underwent a late helium flash (the "born again" scenario) or that they have had a particularly slow evolution from the AGB. The 6 WELS of our sample follow the same density vs. [WC]-type relation as the bona fide WRPNe, but they tend to have smaller expansion velocities. Considerations about the evolutionary status of WELS must await the constitution of a larger observational sample. The analysis of the differences between the WRPNe in the Magellanic Clouds (distribution of [WC] spectral types, N/O ratios) and in the Galaxy indicates that metallicity affects the [WR] phenomenon in central stars of planetary nebulae.

Key words. planetary nebulae: general – stars: Wolf-Rayet – planetary nebulae: individual: K2-16, PM 1-188, M1-32, M3-15

1. Introduction

Since the pioneering work of Paczyński (1971), the basic scheme for the production of planetary nebulae (here-

inafter PNe) and the evolution of their nuclei is relatively well understood. Planetary nebulae are formed from stars of initial masses between 1 and 8 M_{\odot} , which have completely burnt hydrogen and helium in their cores, have twice climbed the giant branch and lost most of their mass through intense winds. At this stage, the stars consist of dense carbon-oxygen cores of about 0.6 M_{\odot} surrounded by an envelope composed of two thin shells. The innermost one is composed of helium, and the outermost of hydrogen. When the strong winds cease, the stars evolve

Send offprint requests to: M. Peña,
e-mail: miriam@astroscu.unam.mx

* Based on data obtained at the Observatorio Astronómico Nacional, SPM, B.C., México

** Tables 2 and 3 are only available at

<http://www.edpsciences.org>

towards larger effective temperatures and start ionizing the matter lost previously in the winds. The physical reason for the departure from the asymptotic giant branch is not quite understood, nor is the nature of the energy source (hydrogen- or helium-burning) during the evolution of the planetary nebula nuclei (Iben 1995).

About 50 planetary nebulae in our Galaxy are known to have central stars of Wolf-Rayet (hereinafter [WR]) type among 350 PNe with a stellar continuum measured and over 1000 PNe with nebular spectroscopy available (Tylenda et al. 1993; Górny & Stasińska 1995). All these [WR] central stars have been reported to be of [WC] spectral type, mostly [WC2-4] and [WC8-11] (Tylenda et al. 1993) and their atmospheres are almost pure helium and carbon (e.g. Hamann 1997). These planetary nebulae with [WR] nuclei, hereinafter WRPNe, have recently been the subject of much attention (e.g. Górny & Stasińska 1995; Crowther et al. 1998; Górny & Tylenda 2000; Górny et al. 2000), as they pose a problem for the theory of the evolution of PN central stars. Indeed, helium-burning models (Wood & Faulkner 1986; Vassiliadis & Wood 1994) do maintain a thin hydrogen-rich outer layer, as emphasized by Górny & Tylenda (2000). One way to obtain a hydrogen-free outer layer is through the born-again scenario (Iben et al. 1983), when a final helium-shell flash occurs while the star is in its cooling phase, and drives it back to the asymptotic giant branch (AGB). However, such a scenario cannot hold for all the WRPNe, as shown by Górny & Tylenda (2000). They suggest that the central stars of most WRPNe evolve directly from the AGB. The high carbon abundance observed in these stars implies that deep mixing has occurred (Herwig et al. 1997; Herwig et al. 1998).

It has been suggested that the spectral sequence of [WC] stars corresponds to an evolutionary sequence from late to early types, ending with the PG 1159 type stars. This suggestion was based on the analysis of the stellar atmospheres of [WC] stars (Hamann 1997; Leuenhagen & Hamann 1998) and on the nebular properties of the WRPNe (Acker et al. 1996). Górny & Tylenda (2000) provided further observational arguments for the existence of such an evolutionary sequence.

Tylenda et al. (1993) defined a category of "weak emission line stars" (hereinafter WELS), whose emission lines have much lower equivalent widths than the bona fide [WR] stars. Parthasarathy et al. (1998) claim that WELS are an intermediate stage between [WC] and PG 1159 stars.

This, however, is not the end of the story. First, not all WRPNe belong to proposed evolutionary sequence. For example 4 WRPNe with late type central stars, namely M 4-18, He 2-459, He 2-99 and NGC 40, were considered to have too low densities for such a scenario, and it has been suggested that they may have a different evolutionary status¹. Second, the carbon abundance in the wind of [WC]

stars decreases with decreasing spectral type (Hamann 1997), while the reverse is expected, at least from simple considerations. Third, Peña et al. (1998) and de Marco & Crowther (1999) have shown that PNe with nuclei of same [WC] type may have very different nebular properties (morphologies, abundance ratios, etc.) suggesting that stars with quite different initial masses can pass through the same [WC] stage. Finally, the Wolf-Rayet phenomenon is known to be variable, at least in a few cases (Peña et al. 1997a; Werner et al. 1992). Thus, it is not obvious that the stars now appearing as [WC 2-3] were of [WC-late] type before.

In order to provide a homogeneous data set for studying the nature and evolution of WRPNe, in 1995 we started a program of systematic observations of WRPNe, obtaining high resolution spectroscopic data of the nebulae and their nuclei. One of the advantages of high resolution is to safely deblend the nebular and stellar lines. This is essential for compact nebulae surrounding late type stars, where the stellar lines might otherwise affect the nebular diagnostics. In addition, this allows to estimate expansion velocities of the nebular envelopes. The first results of this effort have been presented in Peña et al. (1998), where a sample of high excitation nebulae, ionized by [WC2-3] central stars were analyzed by computing detailed photoionization models for each object. In this work, we report observational data for 29 additional PNe with nuclei of all spectral types, including a few WELS.

In Sect. 2, we present our sample, describe our observations of the nebulae and the central stars and derive the usual plasma diagnostics (electron densities and temperatures, abundance ratios). In Sect. 3, we discuss the systematics of the plasma properties in our sample. In Sect. 4, we examine the relation between the plasma properties and the [WC] type of the central stars. In Sect. 5, we present and discuss the expansion velocities of our sample. The main conclusions of this work are summarized in Sect. 6.

2. Observations

We selected for observation a sample of 23 WRPNe from the list of Tylenda et al. (1993). Together with the 5 WRPNe with early-type central stars presented in Peña et al. (1998), this constitutes a sample of 28 WRPNe.

We also observed 6 PNe ionized by WELS (NGC 6629, NGC 6578, NGC 6567, NGC 6543, IC 5217, Cn 2-1) from the list of Tylenda et al. (1993). WELS actually represent a mixed bag, since a few of them are known to present hydrogen features in their spectra (from our list these are NGC 6629 and NGC 6543, respectively classified as Of(H) and Of WR(H) by Méndez 1990). For simplicity, in the following, we will use the term WRPNe for all the PNe of our sample, regardless of whether they are excited by [WR] stars or WELS, unless explicitly stated.

Our sample is not a complete one, in that it does not reflect the true proportion of nuclei of various spectral types, and should not be used to infer such things as

¹ According to our data, NGC 40, M 4-18 and He 2-459 could actually belong to the sequence, see Sect. 4.

stellar lifetimes for example. The aim was rather to obtain a homogeneous data set for the entire range of [WC] spectral types, from [WC11] to [WC2].

The objects of our sample are presented in Table 1, which gives their PN G numbers from the Strasbourg-ESO catalogue (Acker et al. 1992) as well as their usual names.

Several observing runs have been performed at the Observatorio Astronómico Nacional, San Pedro Mártir, B.C., México, with the 2.1-m telescope and the REOSC echelle spectrograph in the high resolution mode. The general characteristics of the spectrograph have been reported by Levine & Chakrabarty (1994). The spectral range covered is wide enough to obtain the main diagnostic line ratios and the spectral resolution is always better than 0.3 Å per pixel. Table 1 shows the log of observations and describes the instrumental setup, the wavelength range and spectral resolution for each run.

Bright spectrophotometric standard stars from the list by Hamuy et al. (1992) were observed in all the runs for flux calibration. A Th-Ar lamp was used for wavelength calibration in all the spectral ranges and a tungsten bulb was used for flat-fielding. Data reduction was performed using the IRAF² reduction package.

As Table 1 shows, for each PN, we have at least two consecutive observations in each run, with exposure times allowing a good signal-to-noise in the weak lines. In addition, for bright objects, short exposures were obtained in order to avoid saturation in the most intense lines. The exposure times vary from 2 to 15 min, depending on the object. A number of PNe were observed at various epochs. The slit position was always centered at the central star except for some extended objects where several positions were observed. In this paper, we only present data for the central position, unless otherwise stated (see Table 2).

After extraction and calibration of the spectra, we found that the differences between spectra obtained in the same night, with the same slit dimensions, are smaller than 5% (under photometric conditions). Spectra from different observing runs however show larger differences. We estimated the errors in the line intensities from the measured signal-to-noise and the differences between the various observing runs.

2.1. Stellar data and classification

The spectral types of [WC] central stars are taken from recent literature and are listed in Table 2 (with references indicated in the footnotes). For WELS for which no spectral type was available, we assigned a tentative type using criteria based on the classification scheme of [WC] stars by van der Hucht et al. (1981), Méndez & Niemela (1982) and Hu & Bibb (1990). This scheme is based on the relative strength of the optical C IV 5805 and C III 5695 lines and the O V 5598, O VI 5290 and O VII 5670 lines. Crowther

et al. (1998) proposed a unified and more quantitative classification scheme of WC and WO stars, which is independent of the C/O ratios in the star atmospheres but requires good signal-to-noise in the diagnostic lines. We considered the option of using this scheme for all our objects, but because of the high resolution of our spectra, which spreads the stellar features over many pixels, we were able to classify accurately only the stars brighter than about $m_V=16$. In any case, for those objects for which several classifications are available, the proposed spectral types differ by one unit at most. It must be recalled that any spectral classification of [WC] stars orders the objects with respect to one parameter only, basically the ionization structure of the atmosphere. This ionization structure depends primarily on the temperature of the star, but other parameters such as the wind density do play a role. So, even in the Crowther et al. (1998) classification scheme, two stars of different temperatures may have the same spectral type if they differ in the other wind properties.

We also list in Table 2 the stellar visual magnitudes m_V derived from the stellar continuum fluxes at 5480 Å measured in our spectra (after subtracting the nebular continuum using the expressions given by Pottasch 1984). For stars brighter than $m_V = 15$, the uncertainties in our measurements are about ± 0.3 mag considering that a small fraction of the light could have escaped from the narrow slit. Fainter magnitudes have much larger uncertainties. For the bright stars, our values are in general in agreement with the stellar magnitudes reported in Acker et al. (1992). There are however some discrepancies larger than 0.5 mag. For instance, in our data Cn 1-5 is fainter, NGC 6567 is brighter, NGC 6551 is brighter, K 2-16 is fainter, etc., which are possibly indicating that stars could be variable. Our present data do not allow us to analyze the origin of the discrepancies or the possible stellar variations. Better photometric data are required for such an analysis.

2.2. Nebular data

The observed calibrated fluxes were corrected for reddening according to the expression:

$$\log I(\lambda) / I(H\beta) = \log F(\lambda) / F(H\beta) + c(H\beta) \times f_\lambda \quad (1)$$

where $I(\lambda)$ and $F(\lambda)$ are the dereddened and observed fluxes respectively, $c(H\beta)$ is the logarithmic reddening correction at $H\beta$, and f_λ is the reddening law. We employed the reddening law by Seaton (1979). The value of $c(H\beta)$ was derived for each object from the Balmer decrement, by considering case B recombination theory (Hummer & Storey 1987).

Dereddened intensities for the most important lines, relative to $H\beta$, are listed in Table 2. The 5 objects already presented in Peña et al. (1998) are also listed in Table 2, where additional data not reported before were included.

The intensities of the strong lines (observed flux larger than $\sim 10^{-14}$ erg cm⁻²s⁻¹) are generally

² IRAF is distributed by NOAO, which is operated by AURA, Inc., under contract with the NSF.

Table 1. Log of observations⁽¹⁾

PN G	Main Name	Observing dates (exposure times in minutes)
001.5-6.7	SwSt 1	970804(15,10,5)
002.4+5.8	NGC 6369	950729(15,15), 950731(15,15), 960615(15,15,15)
002.2-9.4	Cn 1-5	960617(15,15,15)
003.1+2.9	Hb 4	960614(15,10,10,10,15)
004.9+4.9	M 1-25	960617(15,15,15)
006.8+4.1	M 3-15	960617(15,15,15)
009.4-5.0	NGC 6629	970804(10,15)
010.8-1.8	NGC 6578	960614(15,15,15)
011.9+4.2	M 1-32	960614(15,15,15)
011.7-0.6	NGC 6567	970804(10,10)
012.2+4.9	PM 1-188	970803(15,15)
017.9-4.8	M 3-30	960617(15,15)
027.6+4.2	M 2-43	970617(15,15,15)
029.2-5.	NGC 6751	970803(15,15)
048.7+1.9	He 2-429	991004(15,15)
061.4-9.5	NGC6905	950729(15,15,15,15), 950731(15,15,15), 960614(15,15,10,10)
064.7+5.0	BD+30 3639	970804(10,5,2), 991004(2,2,1.5)
068.3-2.7	He 2-459	970803(15,15), 991004(15,15)
089.0+0.3	NGC 7026	950730(10,15,10,1), 950731(15,15,15), 981213(15,8)
096.4+29.9	NGC 6543	950730(2,10,10,2), 950731(10,10,10), 960615(2,2,4,4)
096.3+2.3	K 3-61	991004(15,15)
100.6-5.4	IC 5217	991004(10,5)
120.0+9.8	NGC 40	981212(15,15)
130.2+1.3	IC 1747	950730(15), 950731(15,5), 981213(1,15)
144.5+6.5	NGC 1501	981213(15,15), 991004(15,15)
146.7+7.6	M 4-18	981213(15,15)
161.2-14.8	IC 2003	991004(10,10,7)
189.1+19.8	NGC 2371-72	981214(15,15,15,15)
243.3-1.0	NGC 2452 ⁽²⁾	981212(15,15), 981213(15,15)
278.8+4.9	PB 6 ⁽²⁾	
278.1-5.9	NGC 2867 ⁽²⁾	
286.3+2.8	He 2- 55 ⁽²⁾	
352.9+11.4	K 2-16	960614(15,15,15), 970803(15,15)
356.2-4.4	Cn 2-1	970804(15,15)

⁽¹⁾ Set-up July 1995: 1024 × 1024 23μ CCD, 3600–6700 Å, slit 4" × 13", res. ~0.3 Å.

Set-up June 1996: 1024 × 1024 23μ CCD, 3500–6650 Å, slit 4" × 13", res. ~0.3 Å.

Set-up Aug. 1997: 2048 × 2048 19μ CCD, 3360–7360 Å, slit 4" × 13", res. ~0.2 Å.

Set-up Dec. 1998: 2048 × 2048 19μ CCD, 3360–7360 Å, slit 4" × 13", res. ~0.2 Å.

Set-up Oct. 1999: 2048 × 2048 19μ CCD, 3360–7360 Å, slit 4" × 13", res. ~0.2 Å.

⁽²⁾ Objects observed at CTIO 1994/12/30; see Peña et al. (1998).

accurate within 10%. Those with observed fluxes in the range $1-5 \cdot 10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ are accurate within 20–30%. The data marked with a colon have uncertainties larger than 50%. The line ratios that are used to derive electron temperatures and densities are explicitly listed at the bottom of Table 2, together with their uncertainties.

Table 2 also gives the values of $c(H\beta)$ derived from our observations and the observed fluxes in $H\beta$. These $H\beta$ fluxes are not of photometric quality but are given as an indication of the brightness of the objects. We also list in Table 2 the nebular diameters, taken from the Strasbourg-ESO PN catalogue (Acker et al. 1992).

2.3. Plasma diagnostics

The plasma diagnostics were performed from the emission line ratios in a standard way, using the same atomic data as listed in Stasińska & Leitherer (1996).

The wide wavelength range of our observations allowed us to determine the electron densities and electron temperatures from several line ratios.

Electron densities were derived from [O II] 3726/3729, [S II] 6717/6731 and [Ar IV] 4711/4740, electron temperatures from [O III] 4363/5007 and [N II] 5755/6583. The densities used in the derivation of the electron temperatures were those deduced from [O II] 3726/3729, when available, [S II] 6717/6731 otherwise. At the densities encountered in our sample, only the [N II] 5755/6583 temperature is dependent on the densities, and only to a small amount.

The derived electron temperatures and densities are listed in Table 3, together with the error bars based on the uncertainties in the line ratios given in Table 2.

Ionic abundances were then obtained, using $T_e[\text{O III}]$ for the high ionization species and $T_e[\text{N II}]$ (when available) for the low ionization ones. All the ionic abundances were computed using the electron densities derived from [O II] 3726/3729 (n_e from [S II] 6717/6731 was used when the former was not available). The value of the density is not important for most of the ions we are interested in, except O^+ .

Elemental abundance ratios were computed from the ionic abundance ratios using the ionization correction factors of Kingsburgh & Barlow (1994) (note that these ionization correction factors are in reasonable agreement with the modeling performed for the highly ionized objects studied in Peña et al. 1998). The abundance ratios He/H, O/H, N/O and Ne/O are given at the bottom of Table 3. The error bars that are listed for O, N and Ne only take into account the uncertainties propagated from the uncertainties in the physical conditions (electron temperature and density). Uncertainties in the ionization correction factors are not included. It must be kept in mind that, in the case of low excitation objects, evidently for Sw St 1, BD+30 3639, He 2-459, and NGC 40, the helium abundances derived in such a way are merely lower limits, since neutral helium is not taken into account. It is only with a detailed photoionization modeling that one could put stronger constraints on the helium abundance in these objects, an attempt which is outside the scope of this paper.

3. Systematics of nebular properties in our WRPNe sample

3.1. Density and temperature structure

In this section, we compare the different density and temperature diagnostics, with the aim of looking for systematic trends. PNe are ordered as a function of O^{++}/O^+ , a parameter which provides an easy description of the "excitation" of the nebula and is available for most of the

objects of our sample. The few exceptions are PM 1-188, He 2-459, K 3-61, NGC 1501 and M 4-18.

Figure 1a shows the ratio $n_{e[\text{S II}]} / n_{e[\text{O II}]}$ as a function of O^{++}/O^+ . PNe with [WC] central stars are represented by filled circles, PNe around WELS are represented by open circles (as will be the case for all our observational diagrams). Although the two determinations of $n_{e[\text{S II}]}$ and $n_{e[\text{O II}]}$ are fairly similar, the diagram shows a tendency for $n_{e[\text{S II}]} / n_{e[\text{O II}]}$ to be larger than one for WRPNe of low excitation, and marginally equal to one for WRPNe of high excitation. This tendency is the same if we use the [S II] collision strengths from Keenan et al. (1996) instead of those from Cai & Pradhan (1993) that were used here.

In principle, one expects [S II] lines to be emitted in regions of lower ionization than [O II] lines, and this is confirmed by photoionization models. One explanation of this trend could be that, for low excitation nebulae at least, which are probably ionization bounded, the density is increasing outwards, towards the ionization front. For density bounded nebulae (as is probably the case for many high excitation objects), the emission in the [S II] and [O II] lines is largely due to trace ions present in the O^{++} zone, and the [S II] and [O II] densities are expected to be equal.

Figure 1b shows $n_{e[\text{Ar IV}]} / n_{e[\text{O II}]}$ as a function of O^{++}/O^+ . In the nebulae where $n_{e[\text{Ar IV}]}$ can be derived, i.e. in the high excitation ones only, this ratio is generally compatible with 1 and, statistically, indicates no tendency for a density gradient.

It would be interesting to have a control sample of non-WRPNe observed with the same equipment to see whether ordinary PNe show a similar behavior.

Figure 1c shows the ratio $T_e[\text{O III}] / T_e[\text{N II}]$ of the electron temperatures derived from the [O III] 4363/5007 and [N II] 5755/6583 ratios respectively, as a function of O^{++}/O^+ . We note a tendency for $T_e[\text{O III}] / T_e[\text{N II}]$ to decrease as the excitation increases, with values significantly lower than 1 at the high excitation end.

Simple photoionization models at metallicities around half solar, typical of the objects of our sample (see next section), behave quite differently. $T_e[\text{O III}] / T_e[\text{N II}]$ increases steadily with stellar effective temperature as soon as T_e becomes larger than 50 000 K, and exceeds one for $T_e > 100 000$ K. The reason why the electron temperature increases outwards at low T_e is that the most energetic stellar photons are absorbed in the outer regions, and that the ions found there are less effective for the cooling. At high T_e , the energy gains are larger, inducing a higher electron temperature. Then, the ions in the outer zone become more effective for the cooling than the ions in the O^{++} zone, resulting in a negative outward temperature gradient in the nebula. In any case, the temperature gradient shown by the models is very mild. The $T_e[\text{O III}] / T_e[\text{N II}]$ versus O^{++}/O^+ plot will be investigated further, both theoretically and observationally. We plan to obtain observations of a control sample of non-WRPNe with a similar equipment, to see if non-WR nebulae behave in a similar way (the publicly available data on large samples of PNe do not allow us to analyze this question with confidence,

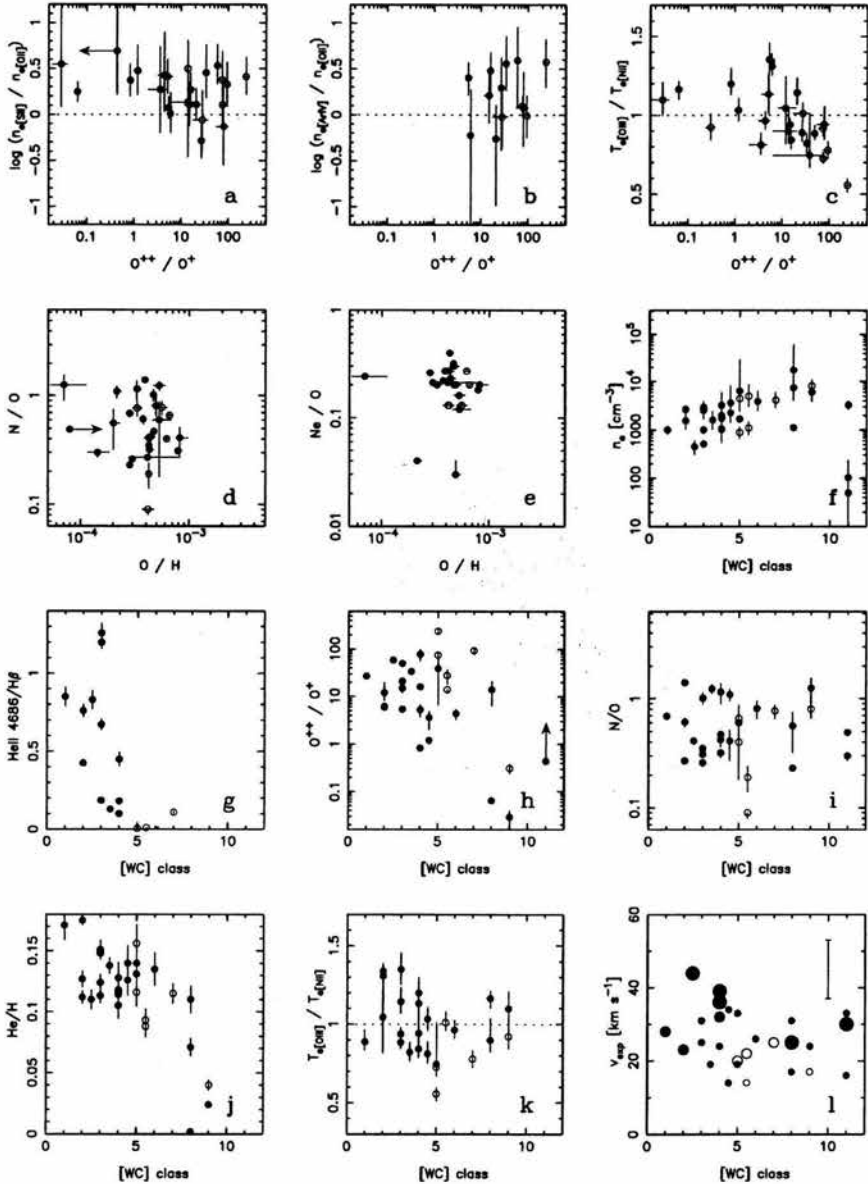


Fig. 1. The behavior of different nebular characteristics. Filled circles: PNe with [WC] nuclei, open circles: PNe with WEL stars. The [WC] types are defined with an uncertainty of one unit. The error bars in the computed quantities are indicated. In Panel l, we show the typical error bar corresponding to the measurement of the FWHM of the $H\beta$ line; large symbols indicate PNe with split line profiles; intermediate symbols, PNe with complex profiles and small symbols, PNe with Gaussian profiles

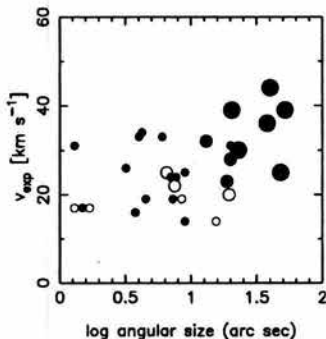


Fig. 2. The dependence of v_{exp} on the nebular diameter is shown. Symbols are the same as in Fig. 11

because $T_e[\text{O III}]$ and $T_e[\text{N II}]$ are rarely available together and with good accuracy for the same object). For the moment, one can speculate that the low $T_e[\text{O III}]/T_e[\text{N II}]$ we see in our WRPNe sample could be due to a strongly inhomogeneous structure (but this does not seem supported by our measurements of the $n_{e[\text{Ar IV}]} / n_{e[\text{O II}]}$ ratio), or to additional heating by shocks or turbulence for example.

3.2. Abundance ratios

Regarding the O/H ratios in our sample of WRPNe, we find that they spread over almost a factor 10 with a mean value $\sim 4 \cdot 10^{-4}$. Such a distribution is comparable to the distribution found for example in the sample of PNe studied by Kingsburgh & Barlow (1994), which contains only about 10% of WRPNe. One reason for such a large range is simply that the objects are located at various galactocentric distances, and that PNe are known to show an oxygen abundance gradient in the galaxy (Maciel & Köppen 1994). That there is no significant difference in the O/H distributions between our sample and that of Kingsburgh & Barlow (1994) probably reflects the fact that the spatial distributions of WRPNe and ordinary PNe in the Galaxy are similar, as indicated by the similar distribution of coordinates and proper motions (Acker et al. 1996).

Diagrams relating abundance ratios in planetary nebulae are commonly used to cast some light on the nucleosynthesis and dredge-up processes in the progenitor stars (e.g. Henry 1990; Perinotto 1991; Groenewegen et al. 1995).

Figure 1d shows N/O as a function of O/H for our sample of WRPNe. A large spread in N/O is seen, with values in N/O ranging over more than a factor 10. Such a spread is commonly observed in general samples of PNe (e.g. Torres-Peimbert & Peimbert 1977; Kingsburgh & Barlow 1994; Leisy & Dennefeld 1996). It should be noted that N/O is derived from the $[\text{N II}]6584 / [\text{O II}]3727$ intensity ratio, and is strongly affected by errors in the flux calibration, in the dereddening procedure and in the adopted electron densities. Nevertheless, the spread is much larger

than the uncertainties. Some objects clearly show enhanced nitrogen abundances, which indicates that secondary nitrogen has been dredged-up to the surface in the central star progenitor. Others show quite modest N/O ratios. One interpretation is that the progenitors of [WC] stars had quite different initial masses, similarly to the progenitors of the central stars of ordinary PN, since the amount of dredged-up nitrogen in a post-AGB star depends on the progenitor's mass. However, reality could be more complex, as nitrogen yields depend also on the intensity of mass-loss on the AGB (Forestini & Charbonnel 1997; van den Hoek & Groenewegen 1997), and progenitors of [WC] central stars might experience different mass-losses than progenitors of ordinary central stars.

Figure 1e shows Ne/O as a function of O/H in our sample of WRPNe. Compared to the N/O values, the Ne/O ones are much less scattered. This is also what is found in other samples of PNe (Henry 1990; Kingsburgh & Barlow 1994; Stasińska et al. 1998) and is taken as evidence that oxygen and neon abundances are not modified by nucleosynthesis during the life of the progenitors. However, we note that two objects, whose neon abundances are measured for the first time (M 1-25 and M 1-32) have Ne/O smaller by about a factor 10 than the rest of our WRPNe (both these objects have $\text{O}^{++}/\text{O}^+ > 1$, therefore one does not expect the ionization correction factor to introduce a significant error in the determination of Ne/O). This is reminiscent of the planetary nebula H 4-1 in the Galactic halo, which has an Ne/O ratio of $1.5 \cdot 10^{-2}$ (Howard et al. 1997), and for which there seems to be no explanation so far. Note that, apart from their unusual Ne/O ratio, M 1-25 and M 1-32 do not stand out particularly in any of the diagram in Fig. 1, except that M 1-32 lies at the lower limit of expansion velocities (see Sect. 5 and Appendix).

4. Is the proposed evolutionary [WC] sequence reflected in the nebular parameters?

We now analyze the nebular parameters as a function of the spectral type of the nucleus (panels f through l in Fig. 1)³.

Figure 1f shows the electron density as a function of the [WC] spectral type. In this figure, the electron density is derived from the $[\text{O II}]$ ratio (except in 7 cases where this ratio was not available and the density was derived from the $[\text{S II}]$). One expects $n_{e[\text{O II}]}$ to be a better indicator of the overall nebular density than $n_{e[\text{S II}]}$, since S^+ occupies a smaller volume than O^+ . $n_{e[\text{Ar IV}]}$ would probably be even better, but this data is available only for a few objects. We find that the density decreases from late to early [WC] types. The slope is not as large as seen in the figure of Górny & Tylanda (2000), who used the $n_{e[\text{S II}]}$ densities, but the trend is clearly there. In our sample, we do not

³ In panels f through l, M 3-30, whose central star type is OVI, is represented with an abscissa of 1. Cn 2-1, whose central star type is undetermined, is not represented.

have many of the objects that, in the Górný & Tylenda (2000) compilation, have $n_{e[\text{S II}]} > 10^4 \text{ cm}^{-3}$. Also, since we use $n_{e[\text{O II}]}$ rather than $n_{e[\text{S II}]}$, BD+30 3639 is plotted with a density smaller than 10^4 cm^{-3} .

Acker et al. (1996) and Górný & Tylenda (2000) interpreted the decrease in electron density with decreasing [WC] spectral type as evidence for an evolutionary sequence from late to early type [WC]. Of the four objects that Górný & Tylenda (2000) found to lie below the sequence (see the introduction), we have observations of NGC 40, M 4-18 and He 2-459. In our measurements, we find for He 2-459 a much larger density than used by these authors ($17\,000$ instead of $3\,600 \text{ cm}^{-3}$), therefore this object is well within the sequence (see also Appendix). As for NGC 40 and M 4-18, they lie only marginally below the sequence.

On the other hand, two objects of [WC 11] type, K 2-16 and PM 1-188, which had no previous determination of the density, are clearly well below the sequence. These are then candidates for being PNe with central stars having experienced a late helium flash and returned to the AGB for a "born again" evolution. Alternatively, the stars may have been evolving very slowly off the AGB, either because of their low mass, or because of a very long transition time between the tip of the AGB and the beginning of the fast wind. Unfortunately, these objects are of very low excitation, so that there is only little relevant information in our spectra that could give some additional clues to their evolutionary status. PM 1-188 appears only in panels f and l of Fig. 1. K 2-16 appears also in panels a, d, h and i (as a limit in the first three of them), and does not stand out particularly with respect to the other nebulae of our sample. In principle, it should be possible to distinguish between a "born again" scenario and one of slow stellar evolution. In the first case, the ionization stage of the nebula should be higher than the equilibrium value corresponding to the effective temperature of the central star, at least if the helium flash occurred recently (about a few hundred years ago). The spectra of K 2-16 and PM 1-188 do not seem to indicate that the nebular gas is presently recombining from a more ionized stage, since no He II lines are observed, favoring the hypothesis of a very slow evolution of the central star. However, a more careful theoretical and observational study of these objects would be warranted.

Note that, in Fig 1f, PNe that are ionized by WELS have intermediate densities as compared to the WRPN sample. If, as suggested by Parthasarathy et al. (1998), WELS were the descendants of [WC] early stars, they should be surrounded by more diluted nebulae. The fact that WELS are inside the [WC] sequence is intriguing. One explanation could be that [WC] and WELS are transient stages of the same stars.

Figure 1g shows that the nebular He II 4686 line is seen only for early type [WC] stars, with the He II 4686/H β ratio tending to increase with decreasing spectral type. Qualitatively, this is expected, since spectral types are related with stellar effective temperatures. Differences in slit

coverage, nebular masses, and stellar wind densities probably explain the scatter.

Figure 1h shows O^{++}/O^+ as a function of [WC] class. Only a weak trend is present. Actually, one does not expect a perfect correlation even between O^{++}/O^+ and stellar effective temperature, since the stellar luminosity, the nebular mass, its average density and its density structure all affect the value of O^{++}/O^+ . Therefore, the large dispersion seen in O^{++}/O^+ at a given [WC] spectral type is not surprising.

Figure 1i shows N/O as a function of [WC] class. One can note the large scatter in N/O at a given [WC] spectral type, reinforcing the suggestion that WRPNe have a range in progenitor masses.

Figure 1j displays He/H as a function of [WC] class. As noted previously, the points with the lowest values of He/H correspond to lower limits, since no account has been made for the presence of neutral helium to derive the total helium abundance. Figure 1j shows that these points represent objects with the latest, and therefore coolest [WC] central stars, which are indeed expected to produce a He $^+$ zone less extended than the H $^+$ zone. For intermediate and early type [WC] spectral classes, the helium abundances are reliable and we find a larger scatter than expected from observational uncertainties (which are of about 10–20% for each object). The contribution of the helium-rich wind from the [WC] star to the mean He/H ratio observed in a nebula is expected to be rather small if we adopt a typical mass-loss rate of $10^{-6} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ and a lifetime of 10 000 yr. Therefore, the observed scatter in He/H reflects differences in the chemical composition of the star atmospheres while on the AGB, likely due to differences in progenitors masses.

Figure 1k shows $T_e[\text{O III}]/T_e[\text{N II}]$ as a function of [WC] class. There is no clear trend in this figure, as compared with the trend seen in Fig. 1c. This seems to indicate that the behavior of $T_e[\text{O III}]/T_e[\text{N II}]$ has more to do with the nebular properties than with stellar properties or with an evolution scenario.

Interestingly, the WELS do not stand out with respect to the WRPNe in none of the diagrams discussed so far.

5. The expansion velocities

Velocity fields of planetary nebulae are an indicator of the genesis and the evolution of these objects (Mellema 2000). Basing on data compiled from the literature, it has been shown by Górný & Stasińska (1995) that, on average, WRPNe have larger expansion velocities than non-WR PNe. This was interpreted as possibly due to the effect of a stronger stellar wind in the case of WRPNe.

The high spectral resolution of our observations allowed us to study the emission line profiles in most objects of our sample. A detailed description of the velocity fields, based on the study of the profiles for lines of various ions, will be given elsewhere (Medina et al., in preparation). Here we use a simple estimate of the expansion velocity, v_{exp} , derived from the H β profile, to see whether there

is a correlation between expansion velocity and spectral type of the central star. Indeed, using expansion velocities compiled from the literature, Acker et al. (1996) found v_{exp} to increase with decreasing [WC] type.

Deriving expansion velocities from line profiles is a notoriously difficult issue. The results depend on the adopted method (as shown by Gesicki & Zijlstra 2000 using simple expanding photoionization models) and compiling expansion velocities from various sources may be misleading. Even observing all the objects with the same instrument and adopting the same procedure to derive the average expansion velocity, the result depends on the slit coverage and on the geometry of the source. In our objects we have found very different nebular line profiles. Several of them show split lines indicating the existence of a well defined shell. For such objects, the expansion velocity was assumed to be given by half the peak-to-peak distance in the $H\beta$ profile. In other cases, only one resolved line component (roughly Gaussian) was found. In some objects, spatially resolved knots or condensations were seen. In all the cases of one component, the lines profiles were spectrally resolved, showing a FWHM larger than the instrumental resolution. The expansion velocity was then assumed to be given by the half width at half maximum (subtracting the instrumental width in quadrature). The expansion velocities derived in such a way for the objects of our sample are reported in Table 2, together with an indication of the shape of the line profile (split, Gaussian, complex).

Figure 11 displays v_{exp} as function of the [WC]-type. Objects with split lines are represented by the largest circles, objects with Gaussian profiles with the smallest circles. Complex profiles are indicated with intermediate circles. As in the preceding figures, filled circles are for true [WC], open circles are for WELS.

From this figure, the trend of v_{exp} increasing with decreasing [WC] type relies on four objects (out of 29) which have the highest expansion velocities (NGC 6905, NGC 6751, NGC 1501 and NGC 6369). These four objects show split line profiles. Their larger measured expansion velocities may simply reflect an observational bias. This is confirmed by Fig. 2, which plots v_{exp} as a function of the apparent nebular diameter. It is clear, from this figure, that the type of line profile seen in our spectra depends on the fraction of the nebular image that is encompassed by the slit, and that the largest expansion velocities are found for the largest nebulae. From this, we conclude that there is no clear evidence of an increase in v_{exp} with decreasing spectral type, contrary to what is reported by Acker et al. (1996). This weakens somehow the statement that most [WC] stars evolve from late to early types. Indeed, the naive expectation is that, in such a case, the strong winds from the star would produce an increase of the nebular expansion velocity with time. This, however, should be checked by detailed hydrodynamical models following the coupled stellar and nebular evolution on a sufficiently long timescale.

Interestingly, WELS show lower values of v_{exp} than bona fide WRPNe of similar angular size. Since the expansion velocity of a nebula depends on its entire former history, this fact tends to contradict the suggestion made in the previous section that WELS and [WC] stars might be transient stages of the same objects. The nature of WELS is by no means elucidated. As mentioned above, WELS probably represent a mixed bag. One obviously would need to observe a larger sample of these objects and to study simultaneously the stellar and nebular properties.

6. Summary and prospects

We have obtained high signal-to-noise high resolution spectra of a large sample of PNe with [WC] spectral type nuclei and a smaller sample of nebulae with weak emission line central stars. The nebulae are ionized by stars spanning the whole range of [WC] types, from [WC 2] to [WC 11]. These ample data, treated in a consistent way, enabled us to perform a significant statistical study of these objects. The main results are the following.

Concerning the plasma properties of the nebulae, we found a significant trend of the electron temperature ratio $T_e[\text{O III}]/T_e[\text{N II}]$ decreasing with increasing excitation of the object as measured by the O^{++}/O^+ ratio. At the high excitation end, $T_e[\text{N II}]$ is larger than $T_e[\text{O III}]$ by several thousands degrees. This is not expected from simple photoionization models of planetary nebulae, and might indicate the presence of additional heating mechanisms in the outer zones (shocks or turbulence for example). Future observations of a control sample of non-WRPNe will enable us to show whether such a behavior is also seen in non-WR nebulae, giving some clues as to whether this additional heating mechanism can be due to the effect of the intense stellar winds from the central stars in the case of WRPNe.

The observed large dispersion in the N/O ratios in WRPNe indicates that there is no preferential stellar mass for the Wolf-Rayet phenomenon to occur in the nucleus of a planetary nebula, confirming the finding by Górný & Stasińska (1995).

Two objects, though, M 1-25 and M 1-32, whose neon abundances have been measured for the first time, have a Ne/O ratio of the order of 0.03, i.e. about ten times smaller than found in other PNe. There is only one PN known with a similarly low neon abundance: H 4-1, in the Galactic halo (Howard et al. 1997). There is no explanation so far for such anomalous Ne/O ratios in planetary nebulae.

Our data set enabled us to reexamine the relation between the nebular properties of the WRPNe and the spectral types of the central stars. It has been suggested that the [WC] sequence corresponds to an evolutionary sequence, from late to early type [WC]. Our plot of the electron density versus [WC] spectral type, obtained with a homogeneous data set, indicates that nebulae around [WC] early stars are more evolved than nebulae around [WC] late stars, seeming to confirm such a view. However,

two objects with extremely late [WC] central stars (K 2-16 and PM 1-188) for which the electron densities have been determined for the first time, were shown to be of low density (well below 1000 cm^{-3}). They may be similar in nature to He 2-99, which was not in our sample, but was suggested by Acker et al. (1996) to be powered by a star having experienced a late-helium flash. Alternatively, the central stars of these low density nebulae may have evolved on much larger time scales than the rest of PN nuclei, either due to their unusually small core mass or to an exceptionally long transition time from the tip of the AGB. Further observational and theoretical studies of these objects could enable one to distinguish between the various interpretations.

Our high resolution data allowed us to estimate the expansion velocities for almost all the PNe from our sample. Contrary to the claim by Acker et al. (1996), we do not find evidence for an increase in v_{exp} with decreasing spectral type. This, then, casts some doubt on the hypothesis that the [WC] stars evolve from late to early spectral type, since one would expect the expansion velocity to increase with time. However, a proper determination of the velocity fields in our planetary nebulae would require a more thorough analysis than performed here. Also, grids of detailed hydrodynamical models similar to the ones by Frank (1994) or Mellema (1994) but including cases of massive stellar winds would be necessary to test under what conditions exactly one expects the expansion velocities to increase with time.

Our sample includes 6 objects with weak emission line central stars (WELS). It has been suggested by Parthasarathy et al. (1998) that such stars are the evolved counterparts of early-[WC] stars (this, of course, cannot hold for the 2 WELS of our sample that have been reported to present clear hydrogen features). Most of our WELS are of intermediate [WC] types (when classified following criteria on intensity or equivalent width ratios of [WC] emission lines). In general, we find that the nebulae ionized by WELS follow the same tendencies as bona fide WRPNe. However, they show systematically lower expansion velocities than WRPNe of similar angular size (taking into account the angular size is important for the comparison of the expansion velocities, as we have shown). If one assumes that expansion velocities should be larger in the case of stronger central star winds, then the natural conclusion is that the WELS of our sample were not bona fide [WC] stars in the past. Such a conclusion is supported by the fact that the densities in nebulae ionized by WELS are not particularly low. Obviously, a much larger sample of WELS should be investigated before one can draw meaningful conclusions about the status of WELS.

It is interesting to compare the statistical properties of WRPNe in our Galaxy with those in the Magellanic Clouds (MC). There are four well established [WC] in the LMC (N 110, N 133, N 203 and MA 17) and two in the SMC (N 6 and Ln 302). This sample was studied in detail by Peña et al. (1997b).

The object SMC-Ln 302 is excited by a [WC 8] nucleus and, similarly to the galactic [WC 8] NGC 40, presents an electron density of about 1000 cm^{-3} . That is, an apparently evolved nebula around a rather cool [WC]. All the other Magellanic Clouds [WC] stars have spectral types ranging from [WC 4] to [WC 7], and are surrounded by dense nebulae ($n_{e[\text{SII}]} > 10^4 \text{ cm}^{-3}$). In the Galactic sample, only half of the [WC] stars are in the [WC 4] to [WC 7] range (Tylenda et al. 1993; Górny & Tylenda 2000) and their [S II] densities are mostly lower than 10^4 cm^{-3} .

Besides the striking difference concerning [WC] spectral type distributions and relations with nebular densities, another noticeable difference regards N/O. For the objects in the Magellanic Clouds, the N/O ratios are found between 0.1 and 0.2 (excepting SMC-N6 which presents N/O about 0.65), while for the objects in our Galactic sample they occupy a wide range of values and are all above 0.2 (30% objects have N/O > 0.5). This offset in the distribution of N/O ratios between the Magellanic Clouds and the Milky Way WRPNe is similar to the one found for non WRPNe (see Fig. 1 by Stasińska et al. 1998), where only the luminous PNe must be considered, since the WRPNe identified in the MC are all luminous). The fact that the distribution of N/O in MC WRPNe is extremely narrow could be an effect of small number statistics. In any case, the low N/O observed in the known WRPNe of the MCs seems to indicate that the [WC] progenitors did not undergo the second dredge-up event (although they obviously underwent a dredge-up phase that extracted large amounts of freshly-made carbon up to the stellar surface) implying that they possibly were not massive. This is at variance with the fact that the progenitors of Galactic WRPNe seem to have a large range of masses. Notoriously, the only known WRPN in the Magellanic Clouds with a probably high mass progenitor is LMC-N66, whose central star exhibits a highly variable mass loss, developing (apparently episodically) intense [WN]-early features (Peña et al. 1994; Peña et al. 1997a).

It seems clear that the differences in metallicity between the Magellanic Clouds and the Milky Way are largely affecting the [WR] phenomenon in central stars of planetary nebulae.

Appendix: Notes on individual objects

K 2-16

K 2-16, ionized by a [WC 11] type star is a remarkable object. The central star is very bright with a visual magnitude of about 13 mag (probably variable). It was studied in detail by Leuhenagen et al. (1996) who derived a temperature $T_e = 30000 \text{ K}$, a terminal wind velocity of 300 km s^{-1} , a mass loss rate of $4.4 \cdot 10^{-7} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ and a chemical composition (in mass fraction) $\beta_{\text{H}} \leq 1\%$, $\beta_{\text{He}} = 45\%$, $\beta_{\text{C}} = 50\%$ and $\beta_{\text{O}} = 5\%$. That is, the star is showing helium burning products in the atmosphere. According to these authors, the star is very similar to

other [WC 11] stars such as the nuclei of M 4-18, He 2-113 and others, with a similar evolutionary status.

On the other hand, the nebula in K 2-16 is quite different showing a very faint and extended shell with an angular diameter of about 20 arcsec. It presents a much lower density than nebulae around most of [WC]-late stars which are usually compact and very dense, and the shell shows a large expansion velocity.

In our spectra from the central zone, the star dominates the emission and its numerous and intense lines are blended with the faint nebular lines, hiding them. Therefore we extracted the nebular spectrum from the zone immediately outside the stellar continuum.

The oxygen abundance determined for this object is only a lower limit due to the faintness of [N II] 5755 for which only an upper limit is given.

He 2-459

This nebula, which has a [WC 8] central star, was one of those which were considered by Acker et al. (1996) as candidates for the "born again" scenario, since its [S II] ratio indicated a density of $3\,600\text{ cm}^{-3}$, lower than in other nebulae surrounding stars of similar [WC] type. Our observations from different observing runs consistently indicate a [S II] density of $17\,000\text{ cm}^{-3}$. In this object, which is highly reddened, the [O II] ratio is not available. Interestingly, this object shows an extremely weak He I $\lambda 5876$ emission line (about 0.005 of H β). The nebula is also of very low excitation, with a [O III] $\lambda 5007$ intensity of 0.03 of H β . This is quite unexpected for a nebula excited by a [WC 8] central star, for which Leuhenagen & Hamann (1998) have derived an effective temperature of 77 000 K, from a stellar atmosphere analysis. The H I, He I and He II Zanstra temperatures derived by these authors for their models of the star are 47 000, 45 000 and 16 000 K respectively. Could it be that, because of the very large mass loss rate in this star ($10^{-5} M_{\odot}\text{ yr}^{-1}$ assuming $\log L/L_{\odot} = 3.70$, according to Leuhenagen & Hamann 1998) and the large helium abundance in the atmosphere, the radiation shortward of the 24.6 eV would be much more efficiently blocked than predicted? In any case, He 2-459 deserves a much more thorough theoretical and observational study.

M 1-32 and M 3-15

High velocity material has been detected in these objects. In both cases the line profiles show a strong narrow component with an almost unresolved expansion velocity lower than 20 km s^{-1} overimposed on faint blue and red wide wings. In the case of M 1-32, the wings extend to about $\pm 100\text{ km s}^{-1}$, while in M 3-15 the wings spread from -80 km s^{-1} to $+90\text{ km s}^{-1}$. Only the HWHM of the narrow profiles have been used in Figs. 11 and 2.

Another object where high velocity ejections have been detected is Hb 4. López et al. (1996) found collimated outflows, several arcsec away from the main body of this nebula

with radial velocities of $\pm 150\text{ km s}^{-1}$. According to these authors, the nebula presents an expansion velocity of 21.5 km s^{-1} , which is identical (within uncertainties) to our value from the HWHM profile.

The nature of the high velocity material in M 1-32 and M 3-15 could be different, as the emission comes from an unresolved central zone. Spatially resolved observations are required to elucidate where this high velocity emission comes from, but a bipolar or multipolar ejection cannot be excluded.

Acknowledgements. This work received partial support from the CNRS-CONACyT/México agreement (grant E130-983), CONACyT (grant 32594-E) and DGAPA/UNAM (grants IN-109696 and IN-100799), the University Paris 7 and the Observatoire de Paris-Meudon. MP thanks the DAEC and GS the UNAM for their hospitality.

References

- Acker, A., Górný, S. K., & Cuisinier, F. 1996, *A&A*, 305, 944
 Acker, A., Marcout, J., Ochsenbein, F., Stenholm, B., & Tylanda, R. 1992, *The Strasbourg-ESO Catalogue of Galactic Planetary Nebulae*
 Cai, W., & Pradhan, A. K. 1993, *ApJS*, 88, 329
 Chu, Y. H., Jacoby, G. H., & Arendt, R. 1987, *ApJS*, 64, 529
 Crowther, P. A., de Marco, O., & Barlow, M. J. 1998, *MNRAS*, 296, 367
 de Marco, O., & Crowther, P. 1999, *MNRAS*, 306, 931
 Forestini, M., & Charbonnel, C. 1997, *A&AS*, 123, 241
 Frank, A. 1994, *AJ*, 107, 261
 Gesicki, K., & Zijlstra, A. A. 2000, *A&A*, 358, 1058
 Górný, S. K., & Stasińska, G. 1995, *A&A*, 303, 893
 Górný, S. K., & Tylanda, R. 2000, *A&A*, in press
 Górný, S. K., Stasińska, G., Szczerba, R., & Tylanda, R. 2000, *A&A*, submitted
 Groenewegen, M. A. T., van den Hoek, L. B., & de Jong, T. 1995, *A&A*, 293, 381
 Hamann, W.-R. 1997, *Planetary Nebulae*, IAU Symp. 180, ed. H. Habing, & H. Lamers (Reidel, Kluwer), 91
 Hamuy, M., Walker, A. R., Suntzeff, N. B., et al. 1992, *PASP*, 104, 533
 Henry, R. B. C. 1990, *ApJ*, 356, 229
 Herwig, F., Blöcker, T., Schönberner, D., & El Eid, M. 1997, *A&A*, 324, 81
 Herwig, F., Blöcker, T., & Schönberner, D. 1998, *A&A*, 340, 43
 Howard, J. W., Henry, R. B. C., & McCartney, S. 1997, *MNRAS*, 284, 465
 Hu, J. Y., & Bibb, E. A. 1990, *A&A*, 234, 435
 Hummer, D. G., & Storey, P. J. 1987, *MNRAS*, 224, 609
 Iben, I. 1995, *Phys. Reports* 250, 1
 Iben, I., Kaler, J. B., Truran, J. W., & Renzini, A. 1983, *ApJ*, 264, 605
 Keenan, F. P., Aller, L. H., Bell, K. L., et al. 1996, *MNRAS*, 281, 1073
 Kingsburgh, R. L., & Barlow, M. J. 1994, *MNRAS*, 271, 257
 Koesterke, L., & Hamann, W.-R. 1997a, *Planetary Nebulae*, IAU Symp., 180, ed. H. Habing, & H. Lamers (Reidel, Kluwer), 114
 Koesterke, L., & Hamann, W.-R. 1997b, *A&A*, 320, 91

- Levine, S., & Chakrabarty, D. 1994, Technical Report MU-94-04, Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México
- Leuhenagen, U., & Hamann, W.-R. 1998, *A&A*, 330, 265
- Leuhenagen, U., Hamann, W.-R., & Jeffery, S. 1996, *A&A*, 312, 167
- Laisy, P., & Dennefeld, M. 1996, *A&AS*, 116, 95
- López, J. A., Steffen, W., & Meaburn, J. 1996, *ApJ*, 485, 697
- Maciel, W., & Köppen, J. 1994, *A&A*, 282, 436
- Mellema, G. 2000, Low mass Wolf-Rayet Stars: origin and evolution, ed. L. B. F. M. Waters, & A. A. Zijlstra, *Ap&SpSci*, in press
- Mellema, G. 1994, *A&A*, 290, 915
- Méndez, R. 1990, Stellar Atmospheres: Beyond Classical Models, Proc. of the Advanced Research Workshop, Trieste, Italy (Reidel, Dordrecht), 331
- Méndez, R. H., & Niemela, V. 1982, IAU Symp. 99, Wolf-Rayet stars: Observations, Physics, Evolution, ed. C. W. H. de Loore, & A. J. Willis (Dordrecht, Reidel), 457
- Paczynski, B. 1971, *Acta Astron.*, 21, 417
- Parthasarathy, M., Acker, A., & Stenholm, B. 1998, *A&A*, 329, L9
- Peña, M., Torres-Peimbert, S., Peimbert, M., Ruiz, M. T., & Maza, J. 1994, *ApJ*, 428, L9
- Peña, M., Hamann, W.-R., Koesterke, L., et al. 1997a, *ApJ*, 491, 233
- Peña, M., Ruiz, M. T., & Torres-Peimbert, S. 1997b, *A&A*, 324, 674
- Peña, M., Stasińska, G., Esteban, C., et al. 1998, *A&A*, 337, 866
- Perinotto, M. 1991, *ApJS*, 76, 687
- Pottasch, S. R. 1984, Planetary Nebulae: A Study of Late Stages of Stellar Evolution, Astrophysics and Space Science, vol. 107 (Reidel, Dordrecht)
- Seaton, M. 1979, *MNRAS*, 185, 57p
- Schwarz, H. E., Corradi, R. L. M., & Melnick, J. 1992, *A&AS*, 94, 399
- Stasińska, G., & Leitherer, K. 1996, *ApJS*, 107, 661
- Stasińska, G., Richer, M., & McCall, M. 1998, *A&A*, 336, 667
- Torres-Peimbert, S., & Peimbert, M. 1977, *Rev. Mex. A&A*, 2, 181
- Tylenda, R., Acker, A., & Stenholm, B. 1993, *A&AS*, 102, 595
- van den Hoek, L. B., & Groenewegen, M. A. T. 1997, *A&AS*, 123, 305
- van der Hucht, K. A., Conti, P. S., Lundstrom, I., & Stenholm, B. 1981, *Space Sci. Rev.* 28, 227
- Vassiliadis, E., & Wood, P. R. 1994, *ApJS*, 92, 125
- Werner, K., Hamann, W.-R., Heber, U., et al. 1992, *A&A*, 259, L69
- Wood, P. R., & Faulkner, D. J. 1986, *ApJ*, 307, 659

Table 2. General data and dereddened line intensities relative to H(beta) = 100.

PN C	001 5-6.7	002 2-9.4	003 1+2.9	004 9+4.9	005 9+4.1	009 4-5.0	010 8-1.8	011 7-0.6	011 9+4.2	012 2+4.4 ^h	017 9-4+8	
SNr	1	1	1	1	1	1	1	1	1	1	1	
Spec. type (1)	WC 9 C	WC 4 a	WC 3-4 e	WC 3-4 e	WC 4-6 h	WC 5-6 i	WC 5-6 i	WC 5-6 i	WC 4-5 e	WC 11 C	M 1-30	
Diam (")	11.8	15.9	>17.0	17.0	>17.0	12.5	16.0	12.5	>17.0	>17.0	>17.0	
log Tot. F(Hbeta) (2)	-10.33	-11.32	-11.95	-11.92	-12.45	-10.91	-12.55	-10.93	-12.2	4	-12.29	
Position (")	0''	0''	0''	0''	0''	0''	0''	0''	0''	0''	0''	
HeI	5876	6.2	17.0	15.0	18.0	20.0	20.9	13.5	22.6	13.0	18.4	12.5
HeII	4686		10.0		13.0		2.2		0.6	1.0		85.0
[OI]	8446	1.5			7.5	2.3	2.2				11.0	
[OI]	3776	16.1	328.	63.0	30.0	48.1	20.2	16.7	8.1	11.9	113.0	13.9
[OI]	3776	16.1	328.	63.0	30.0	48.1	20.2	16.7	8.1	11.9	113.0	13.9
[OII]	4363	10.2	19.6	8.3	6.9	11.4	3.8	2.0	2.0	5.4	62.2	10.6
[OIII]	5007	26.6	762.	1226.	500.	929.	590.0	765.4	990.	343.1	29.:	4.0
CII	4267	0.2:			1.8				1.0	0.8	1.5	566.
[NI]	5200				1.2:				3.6	0.8	1.1	
[NI]	5200	3.0	34.9	112.3	21.1	41.0	8.0	33.6	11.6	31.1	151.	0.6
[NI]	5202	0.1:	112.	89.0	66.0	5.0	36.4	43.4	42.0	4.4		29.7
[NeIII]	3869				0.9							52.7
[NeIV]	4725											1.5
[SII]	4069	1.1			2.8	2.2					5.8	5.1
[SII]	4069	1.1	13.3	4.4	6.6	17.9	4.3	0.4	1.51	0.60	26.7	5.9
[SII]	6717	0.7	23.3	7.4	12.6	17.9	4.3	0.4	1.51	0.60	26.7	5.9
[SIII]	6312	2.5			2.6	1.6			1.08	0.80	2.1	1.5
[ArII]	7136	6.0										
[ArV]	4711				1.3	2.3			0.92	0.56	0.9	3.3
[ArV]	4741				1.5	2.8			0.95	0.63		2.9
[ArV]	7006											
[OIII]4363/5007(3)		0.0079	0.0085	0.0066	0.0056	0.0028	0.0041	0.0034	0.0026	0.0055	0.0064	0.0071
[NII]5755/6583		(0.0011)	(0.0009)	(0.0004)	(0.0007)	(0.0003)	(0.0006)	(0.0004)	(0.0002)	(0.0003)	(0.0006)	(0.0006)
[OIII]3727/3729		0.024	0.0114	0.0218	0.0205	0.0098	0.024	0.024	0.029	0.014	0.014	0.020
[SII]6731/6717		(0.0024)	(0.0011)	(0.0022)	(0.0021)	(0.0010)	(0.0024)	(0.0010)	(0.0010)	(0.0014)	(0.0014)	(0.002)
[SII]6731/6717		2.30	1.75	1.61	1.76	2.03	1.67	1.67	1.74	1.89	0.72	0.97
[ArV]4740/4711		(0.14)	(0.05)	(0.08)	(0.09)	(0.12)	(0.14)	(0.14)	(0.08)	(0.09)	(0.14)	(0.06)
c(Hbeta)		0.1	1.9	2.3	1.0	2.3	0.6	1.3	1.3	1.9	2.0	0.8
log F(Hbeta)		-13.4	-13.00	-12.43	-12.38	-13.16	-11.52	-11.52	-11.1	-12.42	-14.0	-13.2
v(exp) (km/s)(4)		17 g	36 s	19 g	26 g	19 g*	14 g	14 g	22 s	14 g*	33: g	28 c

Notes to Table 2: star of the carbon sequence, wc: classification for WELs. References for stellar classification: a) Koesterke & Hamann (1997a);

b) Leuenhagen (1997); c) Leuenhagen & Hamann (1998); d) Leuenhagen et al. (1996); e) Schwarz et al. (1992); f) Koesterke & Hamann (1997b);

g) Acker et al. (1996); h) Tylenda et al. (1993); i) this work; j) Chu et al. (1987)

(2) Total fluxes for Hbeta, from Acker et al. (1992). log F(Hbeta) (4x4): observed flux in a 4''x4'' slit. Units for fluxes: erg cm-2 s-1.

(3) Errors in line ratios are in parenthesis below the ratio values.

(4) In v(exp), g=gaussian profile, s=splitt profile, c=complex profile; *: high velocity material has been detected in these objects (see text).

Table 2 (continued). General data and dereddened line intensities relative to H(beta) = 100

PN G	027.644.2	029.2-5.9	048.7+1.9	061.4+9.5	064.7+5.0	068.3-2.7	089.0+0.3	096.4+29.9	096.3+2.3	100.6-5.4	120.0+9.8	130.2+1.3
main name	M 2-43	NCC 6751	He 2-429	NCC 6905	BD-30 3639	He 2-459	NCC 6543	K 3-61	IC 5217	NGC 40	IC 1747	
Spec. type	W7.0 c	W7.0 c	W7.5 e	WC 2-3 f	W1.9 d	W1.9 c	W4.6 g	W1.6 d	W1.8 d	W4.6	W4.6	
Dist. (")	1.5	20.5	4.2	40	7.7	1.3	20.0	19.5	6.1	17.0	48	13
log Tot. F(Hbeta)	-13.1	-11.26	-12.91	-10.92	-10.03	-12.73	-9.61	-13.2	-11.17	-10.66	-11.49	
Position (")	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
HeI	5876	17.0	18.1	20.9	4.0	3.6	15.5	17.3	19.0	16.0	10.1	15.1
HeII	4686				83.0	0.5	18.5	10.9	10.9	10.9	10.1	18.1
[OI]	6300	6.7	6300	1.8	1.8	5.0	5.0	1.2	1.2	3.0	3.0	18.1
[OII]	3726	21.6	101.3	142.	8.2	51.4	28.5	9.9	11.8	202.	8.6	8.6
[OIII]	3729	8.5	76.8	65.0	21.1	15.6	15.6	4.3	3.2	147.	1.3	1.3
[OIII]	5007	647.0	1546.0	14.7	150.3	6.0	734.0	3.9	3.9	1290.9	0.3	1290.9
[OIII]	5007	647.0	1546.0	14.7	150.3	6.0	734.0	3.9	3.9	1290.9	0.3	1290.9
CII	4267	1.5			922.	6.0	841.4	0.7	911.	50.0	0.7	1.2
[NII]	5200	0.5			0.3	0.5	1.2	0.5	0.6	0.6	0.7	1.2
[NII]	5755	1.2	2.3	3.7	10.0	5.2	18.0	0.3	23.4	0.8	2.3	0.7
[NII]	5864	48.0	169.1	266.	38.0	357.5	124.3	15.0	23.4	23.9	242.0	31.3
[NII]	5864	48.0	169.1	266.	38.0	357.5	124.3	15.0	23.4	23.9	242.0	31.3
[NIV]	4725		19.6		98.0	0.5	88.3	58.3	87.4	94.8		91.2
[NeV]	3423											
[SII]	4069				0.6	7.1	31.6	2.1	0.70	1.7	1.8	
[SII]	6717	0.4	10.0	3.3	3.4	4.8	5.8	9.5	0.77	2.9	10.3	2.0
[SII]	6731	0.8	15.3	6.2	4.4	10.4	12.2	15.5	1.43	4.0	14.6	2.9
[SII]	6731	0.8	15.3	6.2	4.4	10.4	12.2	15.5	1.43	4.0	14.6	2.9
[ArIII]	7136	2.6	25.1	1.5	1.3	13.2	22.0	0.59	0.59	0.7	0.7	1.4
[ArIV]	4711	0.6			4.7	4.7	2.19	0.95	4.4	4.4	3.4	3.4
[ArIV]	4741	0.3			4.0	4.0	2.37	1.17	4.6	4.6	3.5	3.5
[ArV]	7006											
[OIII]4363/5007	0.0077	0.0091	0.0024	0.0114	0.0067	0.0048	0.0027	0.0043	0.0082	0.0064	0.0091	0.0091
[NII]5755/6583	0.025	0.014	0.014	0.014	0.014	0.014	0.014	0.014	0.014	0.014	0.014	0.014
[OII]3727/3729	2.55	1.32	2.19	0.98	2.43	0.89	2.30	2.17	2.17	1.379	2.00	2.00
[SII]6731/6717	2.00	1.33	1.22	0.98	2.16	0.98	2.16	1.37	1.37	1.42	1.47	1.47
[ArV]6740/4711	0.18	0.11	0.10	0.054	0.11	0.054	0.11	0.07	0.07	0.06	0.06	0.06
c(Hbeta)	2.0	0.6	2.5	0.23	0.5	0.5	0.1	1.8	0.8	0.6	0.6	0.9
log F(Hbeta) (ex4)	-13.0	-12.9	-12.9	-11.8	-10.7	-12.8	-11.4	-13.4	-11.31	-11.8	-11.9	-11.9
v(exp) (km/s)	17 g	33 g	34 g	44 g	24 g	31 g	20 c	33 g	25 g	25 g	33 g	32 g

Table 2 (continued). General data and dereddened line intensities relative to H(beta) = 100.

PN C	144.5+6.5	146.7+7.6	161.2+4.8	180.1+19.8	243.3+1.0	278.8+4.9	278.1+5.9	286.3+2.8	352.9+11.4	356.2+4.4
NGC 1501	M-18	IC 2003	NGC 2371-72	NGC 2432		PG 6	NGC 2867	He 2-53	K 2-16	Co 2-1
Spec. type	WC 4 a	WC 11 b	WC 3 j	WC 2 f		WC 2 f	WC 2 f	WC 3 f	WC 11 d	WC 7
m(V)	14.7	14.4	16.4	14.4	13.5	11	14	18	13.5	14.0
Diam('')	52	3.7	8.6	44	19	11	14	18	23	2.4
Log Tot. F(Hbeta)	-11.28	-11.89	-10.99	-11.49	-11.87	-10.58	-12.5	-11.87	-11.53	-11.63
Position('')	0**	0**	5**	0**	0**	0**	0**	0**	0**	0**
HeI 5876	8.7	7.5	4.1	7.8	5.0	10.6	4.3	17.8	17.8	17.8
HeII 4686	45.0	67.0	125.8	75.9	148.	42.5	113.7	42.5	3.9	3.9
O2I 6300		2.0	4.0	4.7	4.0	4.0	0.6	0.6	3.4	3.4
O2II 3726		88.1	16.4	23.4	28.1	67.3*	22.3*	122.	10.9	10.9
O2III 4363		42.4	13.5	17.7	15.8	18.2	14.3	163.	8.0	8.0
O2III 5007	1190.	1015.	1362.	1161.	971.	1360.	813.	137.	1380.	1380.
CII 4267		0.6:	0.6:	0.6:	0.6:	1.0	0.6:	0.5:	0.5:	0.5:
NI 5200		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5209		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5217		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5218		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5219		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5220		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5221		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5222		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5223		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5224		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5225		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5226		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5227		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5228		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5229		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5230		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5231		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5232		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5233		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5234		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5235		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5236		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5237		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5238		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5239		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5240		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5241		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5242		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5243		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5244		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5245		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5246		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5247		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5248		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5249		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5250		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5251		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5252		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5253		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5254		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5255		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5256		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5257		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5258		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5259		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5260		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5261		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5262		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5263		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5264		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5265		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5266		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5267		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5268		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5269		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5270		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5271		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5272		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5273		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5274		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5275		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5276		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5277		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5278		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5279		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5280		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5281		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5282		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5283		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5284		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5285		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5286		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5287		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5288		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5289		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5290		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5291		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5292		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5293		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5294		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5295		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5296		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5297		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5298		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5299		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5300		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5301		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5302		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5303		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5304		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5305		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5306		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5307		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5308		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5309		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5310		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5311		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5312		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5313		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5314		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8
NI 5315		1.2	1.2	1.2	1.2	0.8	0.8			

Table 3. Physical Conditions and Abundances

name PN G	SwSt 1 001.5-6.7	NGC 6369 002.4+5.8	Cn 1-5 002.2-9.4	Hb 4 003.1+2.9	M 1-25 004.9+4.9	M 3-15 006.8+4.1	NGC 6629 009.4-5.0	NGC 6578 010.8-1.8	M 1-32 011.9+4.2	NGC 6567 011.7-0.6
n[SII]	2.80E+05 2.33E+04 3.00E+05	3.22E+03 2.64E+03 3.95E+03	4.70E+03 4.10E+03 5.41E+03	4.60E+03 3.66E+03 5.90E+03	1.04E+04 6.60E+03 1.98E+04		1.47E+03 2.44E+03 5.06E+03	2.27E+03 1.87E+03 2.77E+03	6.72E+03 5.67E+03 8.09E+03	4.32E+03 3.48E+03 5.54E+03
n[OII]	8.09E+03 6.21E+03 1.09E+04	1.73E+03 1.39E+03 2.13E+03	2.01E+03 1.52E+03 2.61E+03	1.62E+03 1.03E+03 2.40E+03	3.88E+03 2.51E+03 6.17E+03	6.33E+03 2.44E+03 2.94E+04	1.10E+03 7.86E+02 1.47E+03	8.83E+02 6.60E+02 1.13E+03	2.25E+03 1.42E+03 3.44E+03	4.97E+03 3.05E+03 8.60E+03
n[ArIV]		5.22E+03 3.82E+03 6.67E+03		5.86E+03 4.40E+03 7.37E+03				3.31E+03 2.25E+03 4.41E+03		4.72E+03 3.67E+03 5.80E+03
T[OIII]	1.06E+04 1.01E+04 1.10E+04	1.01E+04 9.91E+03 1.03E+04	1.09E+04 1.06E+04 1.13E+04	9.62E+03 9.28E+03 9.95E+03	7.97E+03 7.75E+03 8.18E+03	8.75E+03 8.39E+03 9.09E+03	8.38E+03 8.13E+03 8.62E+03	7.86E+03 7.75E+03 7.98E+03	9.99E+03 9.68E+03 1.03E+04	9.49E+03 9.35E+03 9.63E+03
T[NII]	1.15E+04 1.09E+04 1.20E+04	1.20E+04 1.14E+04 1.26E+04	9.07E+03 8.72E+03 9.40E+03	1.17E+04 1.12E+04 1.22E+04	8.34E+03 8.05E+03 8.63E+03		1.18E+04 9.02E+03 1.26E+04	1.42E+04 1.34E+04 1.51E+04	9.73E+03 9.33E+03 1.01E+04	9.38E+03 8.92E+03 9.76E+03
O++/O+	3.11E-01 2.36E-01 3.81E-01	1.57E+01 1.36E+01 1.79E+01	8.28E-01 7.10E-01 9.51E-01	3.39E+01 2.96E+01 3.83E+01	4.36E+00 3.17E+00 5.41E+00	3.88E+01 6.54E+00 6.39E+01	1.35E+01 1.28E+01 1.42E+01	2.40E+02 2.07E+02 2.74E+02	1.21E+00 1.01E+00 1.41E+00	2.83E+01 1.83E+01 3.72E+01
He/H	3.99E-02	1.14E-01	1.16E-01	1.38E-01	1.35E-01	1.40E-01	9.34E-02	1.56E-01	1.26E-01	8.79E-02
O/H	3.19E-05 2.72E-05 4.02E-05	4.73E-04 4.45E-04 5.01E-04	4.29E-04 3.99E-04 4.68E-04	5.28E-04 4.71E-04 5.99E-04	4.93E-04 4.52E-04 5.44E-04	5.29E-04 4.61E-04 6.74E-04	4.16E-04 3.72E-04 4.71E-04	6.57E-04 6.19E-04 6.99E-04	2.15E-04 2.01E-04 2.36E-04	4.24E-04 4.04E-04 4.46E-04
N/O	8.03E-01 6.63E-01 9.31E-01	4.72E-01 4.39E-01 5.04E-01	3.17E-01 2.94E-01 3.39E-01	1.23E+00 1.11E+00 1.34E+00	8.11E-01 6.46E-01 9.51E-01	5.97E-01 1.82E-01 8.72E-01	8.84E-02 8.31E-02 9.34E-02	6.58E-01 6.10E-01 7.05E-01	1.09E+00 1.22E+00	1.93E-01 1.42E-01 2.36E-01
Ne/O	2.03E-01 2.00E-01 2.05E-01	4.01E-01 3.94E-01 4.10E-01	4.01E-01 1.56E-01 1.64E-01	1.60E-01 1.56E-01 1.64E-01	3.43E-02 3.36E-02 3.52E-02	1.24E-01 1.21E-01 1.28E-01	1.33E-01 1.30E-01 1.37E-01	1.96E-01 1.94E-01 1.99E-01	3.71E-02 3.64E-02 3.79E-02	1.27E-01 1.26E-01 1.28E-01

Table 3 (continued)

name PN G	PM 1-188 012.2+4.9	M 3-30 017.9-4.8	M 2-43 027.6+4.2	NGC 6751 029.2-5.9	He 2-429 048.7+1.9	NGC 6905 061.4-9.5	BD+30 3639 064.7+5.0	He 2-459 068.3-2.7	NGC 7026 089.0+0.3	NGC 6543 096.4+29.9
n[SII]	5.01E+01 1.00E+01 2.35E+02	5.24E+02 4.00E+02 6.59E+02	1.01E+04 5.62E+03 2.52E+04	2.73E+03 2.10E+03 3.55E+03	6.81E+03 5.04E+03 9.72E+03	1.53E+03 1.29E+03 1.81E+03	2.12E+04 1.21E+04 6.14E+04	1.74E+04 1.02E+04 6.19E+04	3.25E+03 2.76E+03 3.83E+03	5.64E+03 4.05E+03 8.32E+03
n[OII]		1.01E+03 8.37E+02 1.19E+03	7.39E+03 4.05E+03 1.63E+04	1.06E+03 8.82E+02 1.25E+03	3.64E+03 1.78E+03 8.03E+03	4.51E+02 3.11E+02 6.01E+02	5.99E+03 3.83E+03 1.01E+04		2.55E+03 1.73E+03 3.70E+03	4.42E+03 3.98E+03 4.93E+03
n[ArIV]		1.99E+03 4.91E+02 3.53E+03				1.77E+03 7.35E+02 2.82E+03		4.14E+03 3.04E+03 5.27E+03	5.52E+03 4.71E+03 6.35E+03	
T[OIII]		1.03E+04 1.01E+04 1.06E+04	1.05E+04 1.02E+04 1.08E+04	1.12E+04 1.08E+04 1.15E+04	7.67E+03 7.48E+03 7.85E+03	1.21E+04 1.17E+04 1.25E+04	1.01E+04 9.61E+03 1.05E+04		9.16E+03 9.00E+03 9.31E+03	7.90E+03 7.83E+03 7.98E+03
T[NII]		1.16E+04 1.10E+04 1.21E+04	1.17E+04 1.04E+04 1.24E+04	9.93E+03 9.09E+03 1.07E+04	9.49E+03 8.92E+03 9.99E+03	9.19E+03 8.71E+03 9.57E+03	2.00E+04 8.71E+03 2.31E+04	9.81E+03 9.53E+03 1.01E+04	1.09E+04 1.05E+04 1.12E+04	
O++/O+		2.72E+01 2.34E+01 3.12E+01	1.43E+01 6.41E+00 2.11E+01	5.16E+00 3.73E+00 6.70E+00	3.58E+00 2.05E+00 4.81E+00	5.86E+01 5.71E+01 6.03E+01	2.94E+02 1.85E+02 3.92E+02		1.47E+01 1.23E+01 1.68E+01	7.54E+01 6.76E+01 8.35E+01
He/H		1.71E-01	1.10E-01	1.28E-01	1.40E-01	1.10E-01	2.37E-02	2.02E-03	1.24E-01	1.16E-01
O/H		2.82E-04 2.61E-04 3.06E-04	2.01E-04 1.84E-04 2.27E-04	4.41E-04 4.04E-04 4.86E-04	8.21E-04 7.58E-04 9.76E-04	4.23E-04 3.83E-04 4.73E-04	7.02E-05 5.25E-05 1.12E-04	1.67E-07 1.24E-07 6.25E-07	4.67E-04 4.41E-04 4.96E-04	6.17E-04 5.94E-04 6.43E-04
N/O		6.85E-01 6.36E-01 7.34E-01	5.61E-01 3.22E-01 7.50E-01	4.19E-01 3.58E-01 4.77E-01	4.07E-01 2.73E-01 5.09E-01	4.07E-01 3.86E-01 4.26E-01	1.25E+00 9.04E-01 1.54E+00		1.01E+00 8.90E-01 1.13E+00	3.96E-01 3.75E-01 4.17E-01
Ne/O		2.63E-01 2.59E-01 2.68E-01		2.26E-01 2.22E-01 2.31E-01	2.00E-01 1.95E-01 2.04E-01	2.72E-01 2.68E-01 2.78E-01	2.39E-01 2.32E-01 2.47E-01		3.22E-01 3.19E-01 3.27E-01	2.74E-01 2.72E-01 2.77E-01

Table 3 (continued)

name PN G	K 3-61	IC 5217	NGC 40	IC 1747	NGC 1501	M 4-18	IC 2003	NGC 2371-72	NGC 2452	PN 6
	096.3+2.3	100.6-5.4	120.0+9.8	130.2+1.3	144.5+6.5	146.7+7.6	161.2-14.8	189.1+19.8	243.3-1.0	278.8+4.9
n[SII]	1.69E+03 1.41E+03 2.01E+03	8.85E+03 7.41E+03 1.08E+04	1.98E+03 1.70E+03 2.29E+03	2.38E+03 1.65E+03 3.41E+03	1.02E+03 5.58E+02 1.64E+03	6.35E+03 5.36E+03 7.64E+03	3.84E+03 3.40E+03 4.35E+03	1.19E+03 1.07E+03 1.31E+03	1.59E+03 1.43E+03 1.77E+03	2.69E+03 2.27E+03 3.18E+03
n[OII]		4.15E+03 2.91E+03 6.02E+03	1.12E+03 1.01E+03 1.24E+03	3.23E+03 1.76E+03 5.89E+03		3.27E+03 2.71E+03 3.95E+03	2.99E+03 2.27E+03 3.91E+03	1.00E+03 8.34E+02 1.16E+03	1.57E+03 1.02E+03 2.26E+03	
n[ArIV]		4.08E+03 3.44E+03 4.74E+03		3.88E+03 2.66E+03 5.14E+03			1.64E+03 4.03E+02 2.91E+03	2.52E+03 1.95E+03 3.09E+03	9.34E+02 1.00E+01 1.91E+03	1.82E+02 1.00E+01 1.12E+03
T[OIII]	8.91E+03 8.66E+03 9.14E+03	1.12E+04 1.09E+04 1.15E+04	1.00E+04 9.66E+03 1.03E+04	1.12E+04 1.09E+04 1.14E+04	1.05E+04 1.02E+04 1.09E+04		1.28E+04 1.25E+04 1.31E+04	1.27E+04 1.23E+04 1.31E+04	1.30E+04 1.27E+04 1.32E+04	1.48E+04 1.45E+04 1.51E+04
T[NII]		1.44E+04 1.38E+04 1.51E+04	8.62E+03 8.46E+03 8.77E+03	1.19E+04 1.08E+04 1.29E+04		8.63E+03 8.23E+03 9.02E+03	1.12E+04 1.06E+04 1.17E+04	9.41E+03 9.04E+03 9.77E+03	9.74E+03 9.54E+03 9.95E+03	1.13E+04 1.11E+04 1.16E+04
O++/O+		9.39E+01 7.56E+01 1.10E+02	6.42E-02 5.91E-02 7.05E-02	7.86E+01 5.60E+01 9.92E+01			2.14E+01 1.84E+01 2.45E+01	5.37E+00 4.62E+00 6.15E+00	6.01E+00 5.33E+00 6.68E+00	6.24E+00 5.81E+00 6.66E+00
He/H	1.31E-01	1.15E-01	7.11E-02	1.18E-01	1.05E-01		1.13E-01	1.51E-01	1.27E-01	1.75E-01
O/H	4.73E-04 4.29E-04 5.27E-04	3.30E-04 3.01E-04 3.63E-04	2.84E-04 2.66E-04 3.05E-04	3.29E-04 3.07E-04 3.55E-04	4.91E-04 4.44E-04 5.48E-04	1.44E-04 1.17E-04 1.82E-04	2.99E-04 2.82E-04 3.18E-04	7.91E-04 7.36E-04 8.55E-04	3.75E-04 3.57E-04 3.94E-04	3.89E-04 3.73E-04 4.08E-04
N/O		7.67E-01 6.50E-01 8.71E-01	2.33E-01 2.25E-01 2.42E-01	1.15E+00 8.92E-01 1.37E+00		2.98E-01 2.71E-01 3.23E-01	2.61E-01 2.37E-01 2.84E-01	3.12E-01 2.90E-01 3.33E-01	6.07E-01 5.53E-01 6.59E-01	1.40E+00 1.32E+00 1.47E+00
Ne/O	3.01E-01 2.95E-01 3.07E-01	1.98E-01 1.94E-01 2.01E-01		2.00E-01 1.98E-01 2.03E-01	2.02E-01 1.98E-01 2.06E-01		2.10E-01 2.08E-01 2.13E-01	1.78E-01 1.76E-01 1.81E-01	2.25E-01 2.23E-01 2.27E-01	2.68E-01 2.65E-01 2.70E-01

Table 3 (end)

name PN G	NGC 2867	He 2- 55	K 2-16	Cn 2-1
	278.1-5.9	286.3+2.8	352.9+11.4	356.2-4.4
n[SII]	2.66E+03 2.39E+03 2.97E+03	5.16E+02 4.50E+02 5.85E+02	5.04E+02 3.00E+02 7.37E+02	5.32E+03 4.39E+03 6.54E+03
n[OII]			1.03E+02 2.91E+01 1.81E+02	2.24E+03 1.33E+03 3.61E+03
n[ArIV]	2.60E+03 1.48E+03 3.75E+03	3.53E+03 2.27E+03 4.82E+03		
T[OIII]	1.17E+04 9.45E+03 1.37E+04	1.22E+04 1.20E+04 1.25E+04		9.70E+03 9.40E+03 9.99E+03
T[NII]	1.12E+04 1.10E+04 1.15E+04	1.38E+04 1.34E+04 1.42E+04	1.17E+04 1.17E+04 1.18E+04	1.06E+04 1.04E+04 1.08E+04
O++/O+	1.15E+01 8.30E+00 2.00E+01	4.95E+01 4.63E+01 5.27E+01	4.45E-01 4.36E-01 4.54E-01	7.42E+01 6.04E+01 8.68E+01
He/H	1.12E-01	1.48E-01		1.05E-01
O/H	4.12E-04 2.78E-04 8.04E-04	4.24E-04 4.03E-04 4.48E-04	7.89E-05 7.77E-05 8.02E-05	5.57E-04 5.04E-04 6.23E-04
N/O	2.67E-01 2.58E-01 2.76E-01	3.50E-01 3.38E-01 3.62E-01	4.86E-01 4.77E-01 4.96E-01	7.77E-01 6.64E-01 8.78E-01
Ne/O	2.12E-01 1.96E-01 2.43E-01	2.71E-01 2.68E-01 2.73E-01		1.34E-01 1.32E-01 1.37E-01

Galactic planetary nebulae with Wolf-Rayet nuclei

III. Kinematical analysis of a large sample of nebulae*

Selene Medina¹, Miriam Peña¹, and Grażyna Stasińska²

¹ Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México, Apdo. Postal 70-264, México, D.F., 04510, México

e-mail: selene, miriam@astroscu.unam.mx

² LUTH, Observatoire de Meudon, 5, place Jules Janssen, 92195 Meudon Cedex, France

e-mail: grazyna.stasinska@obspm.fr

Received —; accepted —

Abstract.

High resolution spectroscopic data of a sample of 24 planetary nebulae with WR-type nuclei (WRPNe) and 9 nebulae around weak emission line stars (WELS) are analyzed. The data are used to determine the expansion velocity in different ions of the gaseous component in each object. A sample of 14 ordinary planetary nebulae (PNe) were also observed to use them as a control sample. Expansion velocities were obtained for the whole sample and we also measured the line widths at the base of lines, searching for evidence of turbulence and/or perturbations to the velocity field (high velocity material). Our data clearly demonstrate that WRPNe have larger expansion velocities and possibly more turbulence than planetary nebulae around WELS (WLPNe) and ordinary objects. In addition, WRPNe shows in average more evidence of perturbations to the velocity field since early epochs. Many young WRPNe present very large expansion velocities. In all cases (WRPNe, WLPNe and PNe), a clear tendency of larger velocities in the external nebular zones is found. In addition, all the objects show expansion velocities increasing with age: V_{exp} average is larger for low-density highly-ionized nebulae. Also V_{exp} average is larger for nebulae showing higher stellar temperatures. Nevertheless this effect of age is more noticeable for evolved WRPNe, showing that the mechanical energy of [WC] wind might have been accelerating the nebula for a long time. A similar relationship was found between the nebular expansion velocities and the terminal velocities of the [WC] wind.

Key words. stars: circumstellar matter – stars: AGB and post-AGB – ISM: kinematics and dynamics – planetary nebulae: general

1. Introduction

Among galactic planetary nebulae with known central stars, less than 15% of the sample have nuclei presenting Wolf-Rayet features. All these stars have been classified as belonging to the [WC] spectral type, showing almost pure helium and carbon in their atmospheres (e.g. Tylenda et al. 1993; Hamann 1997).

Many recent studies have been devoted to these planetary nebulae (hereinafter WRPNe) and their central stars with interesting new results. Górný & Stasińska (1995) found that the physical properties and chemical abundances of WRPNe were not different from those of non-WR PNe, except for higher expansion velocities. Since then, Peña et al. (2001) reported an unexpected behavior of the $[O\ III]/[N\ II]$ electron temperature ratios for WRPNe which does not seem to be present in non-WR PNe. In addition, Górný et al. (2001) have found that in an infrared diagram ($H - K$) vs. ($J - H$), WRPNe spread over a

larger zone than non-WR PNe which is probably more reflecting differences in dust and stellar properties than differences in nebular characteristics. And recently, Acker et al. (2002) have concluded that WRPNe show higher turbulent velocities, but similar expansion velocities that normal PNe.

For the central stars, several scenarios to produce such H-deficient low-mass stars have been proposed (e.g. Blöcker 2001; Herwig 2001). In addition, Górný & Tylenda (2000) and De Marco (2002) have provided further observational and theoretical arguments for the existence of the evolutionary sequence: [WC]-late \rightarrow [WC]-early stars, ending with the PG 1159 type stars, proposed by Acker et al. (1996) and Hamann (1997), among others. However, this proposition is still debated.

Parthasarathy et al. (1998) have claimed that “weak emission line stars” (WELS), as defined by Tylenda et al. (1993), are an intermediate stage between [WC] and PG 1159 stars. However, Peña et al. (2001) have argued that PNe around WELS are more similar to non-WR PNe than to WRPNe and consider doubtful Parthasarathy et al. proposition.

Send offprint requests to: S. Medina

* Based upon data collected at Observatorio Astronómico Nacional, San Pedro Mártir, B.C., México

atic observations of WRPNe, to gather a homogeneous high-resolution spectroscopic data set for studying the nature and evolutionary status of WRPNe. From these data, Peña et al. (1998, Paper I) presented detailed photoionization models for a sample of very high excitation nebulae, ionized by [WC 2-3] central stars. Peña et al. (2001, Paper II) reported line intensities, physical conditions and chemical composition for 34 PNe with nuclei of all [WC] spectral types, including a few WELS.

In this work, our high resolution data are employed to analyze the kinematical behavior of 24 WRPNe of our sample with the purpose of studying the effects of the massive [WC] wind on the nebular shell. We analyze the different kinematical phenomena affecting the nebular profiles: Expansion velocities, turbulence and high velocity material. In particular we address the problem if WRPNe present higher expansion velocities and/or turbulence compare with non-WR PNe. To perform our analysis we have included a sample of 14 ordinary planetary nebulae (non-WR neither WELS nucleus) which are useful as a control sample to confirm that any special trend found for WRPNe is not an instrumental effect. Nine planetary nebulae ionized by a central star of the WELS-type (hereinafter WLPNe) have been considered also in the analysis.

In Section 2, the observations and data reduction are described. The line profiles are discussed in Section 3. The expansion velocities derived for the sample are presented and analyzed in Section 4, where a brief discussion regarding turbulence can be found. In Section 5, the line profiles are analyzed searching for the highest velocity material. The kinematical analysis of selected nebular lines is presented in Section 6. Finally, our main conclusions are summarized in Section 7. An Appendix has been included where we present some interesting objects.

2. Observations and data reduction

All observational data were systematically gathered with the 2.1-m telescope ($f/7.5$) at the Observatorio Astronómico Nacional, San Pedro Mártir, B.C., México on 1995 July 29-31, 1996 June 14-17, 1997 August 3-4, 1998 December 11-14, 1999 October 4-7, and 2000 November 1-3. High-resolution spectra were always obtained using the REOSC Echelle Spectrograph plus the University College London camera, whose general characteristics have been reported by Levine & Chakrabarty (1993). Two different CCD detectors were employed: for observing runs on 1995 and 1996 we used a CCD Tektronix of 1024×1024 ($23 \mu\text{m}$) pixels, providing an average spectral resolution of 0.3 \AA and an instrumental width of 18 km/s with a 150μ slit width, and since 1997 and on, we used a CCD Thomson of 2048×2048 ($14 \mu\text{m}$) pixels, giving a resolution of 0.2 \AA and 14 km s^{-1} of FWHM (instrumental width) with a $150 \mu\text{m}$ slit width. The instrumental widths were measured using the comparison lamp spectra.

The description of the observations for most of WRPNe and WLPNe presented here, was given in Paper II, where a detailed list of objects, observing dates, exposure times and instrumental set-up were given. In Table 1 we present the log of observa-

ordinary PNe).

At least two consecutive observations were taken for each object in each run. Different exposure times (from 2 to 15 minutes) were used to obtain a good S/N for the weak lines without saturating the most intense ones. The spectrograph slit was always E-W oriented and placed at the central star position, although, extended objects allowed us to move the slit in different position throughout the nebula. In the present work, the reported data are only those from the star centered slit position.

A Th-Ar lamp was used for wavelength calibration in all the spectral ranges and a tungsten bulb was used for flat fielding. Standard stars from the list by Hamuy et al. (1992) were observed each night for flux calibration. Data reduction was performed using the package IRAF¹ and includes standard bias-subtraction and flat-field correction for all spectra.

In Table 2, we present all the objects in the sample for which a kinematical analysis has been performed. Some nebular characteristics as electron temperatures from [O III] lines, densities from [S II] lines and ionic abundance ratios obtained from our spectra are also given. The data for WRPNe and some WLPNe were taken from Papers I and II. For the other objects the nebular characteristics were derived by using the same procedures as reported in those papers. In addition, in Table 2 we present the stellar classification, stellar temperature and wind parameters, taken from the literature. All these data will be used in the interpretation of the kinematical data.

3. Line profiles

With the high spectral resolution of our data, we have obtained well resolved line profiles for all the sample, except for a couple of objects showing FWHM of lines lower than our instrumental resolution. Therefore we have an extense data set including different kind of objects, obtained in a consistent way which allows us to perform a reliable comparative analysis.

A nebular line profile depends on several internal processes such as the nebular morphology, the thermal, density and ionization structures, turbulence, expansion velocity field, etc. In addition, the observed profile depends also upon the spectral resolution and the slit dimension: in most of the cases where the nebula is well extended and the slit just covers the central portion, a double peak profile is obtained. On the other hand, when the slit includes the entire nebula, or we are dealing with a filled nebula (as could be the case of very young nebulae) a single profile is usually observed. This fact was thoroughly explained in Paper II (see its Figure 2). In our sample, many nebulae do not present well defined regular shell, or they have knots at different velocities, showing then complex profiles.

A detailed kinematical model, including the density, ionization and thermal structures of the nebula, would be required to deconvolve the effect of each contribution to the line profile. Such a procedure has been developed by, e.g., Gesicki & Acker (1996), Gesicki et al. (1996), among others. The main weaknesses of such a procedure are that the results are strongly

¹ IRAF is distributed by NOAO, which is operated by AURA, Inc. under contract with the NSF.

PNG	Usual name	Obs. date (d/m/y)
013.7 – 10.6	YC 2-32	02/11/00
037.7 – 34.5	NGC 7009	01/11/00
084.9 – 03.4	NGC 7027	02/11/00
103.7 + 00.4	M 2-52	02/11/00
104.4 – 01.6	M 2-53	01/11/00 02/11/00
118.0 – 08.6	Vy 1-1	02/11/00
130.3 – 11.7	M 1-1	01/11/00 02/11/00
133.1 – 08.6	M 1-2	01/11/00 02/11/00
147.4 – 02.3	M 1-4	03/11/00
159.0 – 15.1	IC 351	11/12/98
166.1 + 10.4	IC 2149	13/12/98
194.2 + 02.5	J 900	02/11/00
196.6 – 10.9	NGC 2022	02/11/00
215.2 – 24.2	IC 418	12/12/98 13/12/98
221.3 – 12.3	IC 2165	03/11/00
243.8 – 37.1	PRTM 1	12/12/98 13/12/98 14/12/98
294.1 + 43.6	NGC 4361	04/10/99

(1) Observing descriptions:

2048 × 2048, 14 × 14 μm² pixel CCD detector

Slit dimensions: 4" × 13", oriented E-W

Wavelength range 3360 – 7360 Å, res. ~ 0.2 Å

model dependant, the derived model is not unique, and it is very much time consuming. Therefore we will proceed in a different way for our analysis.

The line profiles obtained for our objects fall mainly into five different categories: a) single Gaussian-type profiles (which are usually found for spherically symmetric nebulae the prototype being M 4-18 whose profile is shown in Figure 1a), b) single asymmetrical profiles (usually produced by inhomogeneous nebulae, see Figure 1b), c) single profiles with high velocity extensions (faint extended wings or "shoulders" indicating high velocity gas as shown in Figure 1c), d) complex profiles showing several components which usually correspond to knotty nebulae as the one presented in Figure 1d, and e) double peak profiles found mainly in extended shells.

Objects with double peak profiles are listed in Table 3 and objects with single regular (not asymmetrical) profiles are presented in Table 4. For the other objects, the type of line profile is indicated in the last column of Table 5.

For the kinematical analysis, the profiles of Hβ, He I λ5876, He II λ4686, [O II] λ3729, [O III] λ5007 and [N II] λ6584 emission lines were measured for most of the objects. The purpose for selecting these lines was to study possible kinematical differences between lines arising from ions located in different regions of the nebula, at different distances from the central star. For instance, while the Hβ line is mapping the whole nebula, the He II λ4686 line gives information about the inner region,

regions.

4. Expansion velocities

Expansion velocities were derived as it is usual in the literature, from the peak-to-peak separation of lines for the objects with double peak lines. In addition, considering that from dynamical models Gesicki & Zijlstra (2000) have found that half the FWHM is a good approximation for V_{exp} when the two components of lines are not resolved, the FWHM of lines was measured for objects showing single lines with no asymmetries nor complex profiles. Objects with high velocity wings or very asymmetrical profiles, for which is very difficult to define the expansion velocity, were excluded.

4.1. Objects with split profiles

Twelve objects of our sample (six WRPNe, two WLPN, and four ordinary PNe) present split profiles. $2V_{exp}$ values, measured as the peak-to-peak separation of the red and blue components, for [O III] λ5007, Hβ, [N II] λ6583, and He II λ4686 lines are presented in Table 3.

The line widths (FWHM) for each component of Hβ, ΔV_1 and ΔV_2 , are also listed. The instrumental and thermal widths have been subtracted from each line by assuming that they add in quadrature. The instrumental width has been measured from the comparison lamp lines. The thermal contribution to velocity, for any ion can be expressed as $V_{th} = 21.4 \sqrt{T_e/A}$, where T_e is the electron temperature and A is the atomic mass, therefore for Hβ, the thermal width is: $V_{th} = 21.4 \sqrt{T_e}$ while for [O III] it is $V_{th} = 5.35 \sqrt{T_e}$, etc. The electron temperature employed for each object has been listed in Table 2. The individual line widths in Table 3 are therefore indicating turbulence or high velocity components.

Table 3 shows that, for a given object, the expansion velocities from different ions are, in general, very similar, although some objects (mostly non-WR PNe) have larger V_{exp} ([N II]) than V_{exp} ([O III]) or V_{exp} (Hβ), which is indicating that the expansion velocity increases with the distance to the central star. This fact, predicted by hydrodynamical models as due to acceleration of the external nebular material, was already noticed by Wilson (1950) for his sample of PNe. Nevertheless there are some objects where the opposite occurs: High ionization species present higher V_{exp} .

Our $2V_{exp}$ values are equal, within uncertainties with those from the catalogue by Weinberger (1989), which have been included in column 7 of Table 3.

Recently, Acker et al. (2002), based upon modeling the velocity field of several nebulae, have concluded that the expansion velocities in WRPNe and non-WR PNe are similar but WRPNe are much more turbulent than WLPNe and ordinary PNe. In addition, their models would indicate that ordinary PNe present acceleration in the outer nebular zones, while WRPNe do not. In Table 3 we have included the expansion velocities found by Acker et al. (2002) for the few objects in common; their $2V_{exp}$ values and ours coincide, except for the faint and

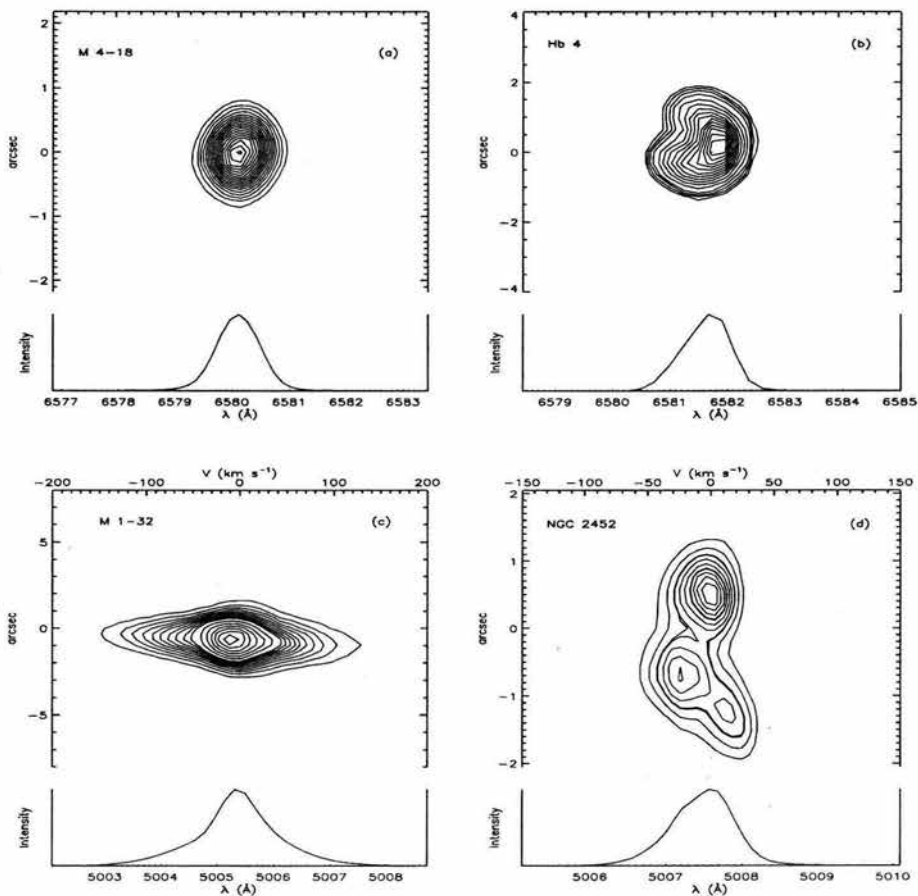


Fig. 1. a) simple Gaussian $[\text{N II}]\lambda 6583$ profile of M 4-18, b) asymmetrical $[\text{N II}]\lambda 6583$ profile of Hb 4, c) $[\text{O III}]\lambda 5007$ high velocity wings found in M 1-32, d) knotty structure and complex $[\text{O III}]\lambda 5007$ profile in NGC 2452

extended WRPN K2-16 for which Acker et al. give two models.

In the sample presented in Table 3, we found that WRPNs have $2V_{exp}$ values (as measured from $[\text{O III}]$ lines) ranging from 47 to 87 km s^{-1} with an average of 71.7 km s^{-1} , while WLPNs and ordinary PNs show $2V_{exp}$ from 34 to 52 km s^{-1} with an average of 42.8 km s^{-1} . Therefore, definitely, WRPNs have, in average, larger expansion velocities than WLPNs and ordinary PNs. Also a systematic trend of higher V_{exp} with earlier [WC] type seems to be present, although due to the small number of objects in this sample, this can not be considered as a conclusive result.

In addition to higher V_{exp} , WRPNs seem also to show larger line widths. This is particularly true for WRPNs with early [WC] stars such as NGC 6905, NGC 6369 and NGC 1501. However our sample is very limited and we do not consider this result as conclusive.

There are a couple of ordinary PNs in Table 3, showing very large expansion velocities and wide lines. They are PRMT 1 and NGC 4361, considered both halo PNs, and being both extremely optically-thin nebulae (the low ionization species, O^+ and N^+ , are not detected in these nebulae, see Peña et al. 1990 and Torres-Peimbert et al. 1990). Therefore, in these thin objects the fast post-AGB stellar winds seem

shell. Vázquez et al. (1999) have reported high velocity material and a complex kinematics in NGC 4361.

In conclusion, WRPNe with split profiles are showing higher expansion and more turbulence than WLPNe and ordinary PNe.

4.2. Objects with single profiles

The FWHM of [O III] $\lambda 5007$, H β , [N II] $\lambda 6583$ and He II $\lambda 4686$ were measured for all the objects showing single symmetrical profiles. Instrumental and thermal widths were subtracted as indicated in Sect. 4.1. The results are presented in Table 4 where we have included $2V_{exp}$ values for [O III] from the compilation by Weinberger (1989) or from more recent literature (column 7) and the values reported by Acker et al. (2002) from their dynamical models (column 8). Although it is difficult to compare kinematical data measured by different authors with different procedures, we found that more than 60% of our values coincide within a factor of 1.2 with those from the literature. For M 1-32, PM 1-188, He 2-459, K 1-61, and YC 2-32, the expansion velocities are given for the first time.

From our data, it is found that the FWHM averages of the 14 WRPNe in Table 4 are 41, 43 and 46 km s⁻¹, for [O III], H β and [N II] respectively (the unusual nebula BD+30°3639 has been excluded from the average, see the Appendix). The corresponding averages for non-WR PNe are: 35, 34 and 40 km s⁻¹. That is, the averages for WRPNe are 15% larger than the corresponding averages for non-WR PNe. Therefore WRPNe have wider lines. In this case we cannot disentangle expansion velocities from turbulence or other effects, but the result is consistent with the results found in the previous section of higher expansion velocities and probably higher turbulence in WRPNe than in non-WR PNe.

Interestingly, the FWHM average for [N II] is 5 km s⁻¹ larger than the corresponding values for [O III] and H β , regardless the nebular type (WRPNe or non-WR PNe) confirming that there seems to be acceleration of the external shells in all kind of nebulae.

As mentioned in Section 3, the slit size plays an important role in deriving V_{exp} whether it covers the nebula entirely or not. On trying to determine the effects of this observational bias on our sample, in Figure 2 we have reproduced the Fig. 2 from Paper II for our sample objects, featuring V_{exp} from H β as a function of the apparent nebular diameter. The angular size values were taken from Acker et al. (1992). Having now a larger sample than the one in Paper II—including more WRPNe and WLPNe and a control sample of ordinary PNe—we confirm that the type of line profile seen in our spectra depends upon the fraction of the nebular image that is encompassed by the slit (larger nebulae show split profiles). Also, it is worth to notice that at any given angular size, WRPNe show larger V_{exp} values than the non-WR objects.

5. Line widths at the base of lines

Considering that an important fraction of PNe shows kinematical features like ansae, BRETS, FLIERS, jets, high veloc-

lar, multipolar or asymmetrical ejections of the central star, it seems likely to expect some additional perturbations in the velocity field of WRPNe as compared with non-WR PNe, caused by the massive [WC] wind. For instance, the hydrodynamical computations of García-Segura & McLow (1995) have shown that the expansion of a hot bubble pushed by a WR wind results in a filamentary broken shell with probably large turbulence.

Therefore, in order to perform a comparative kinematical analysis of all our sample, which includes all these effects, we have decided to consider the nebular gas showing the highest velocity relative to the central star. This can only be measured at the base of the line profiles (half the full width at zero intensity). To avoid any noise disturbance due to the low signal at the base of the lines, we have measured such a velocity as the half width of the line profile at one tenth maximum intensity (hereinafter V_{10}), after subtracting the instrumental and thermal widths as described in section 3.1. A similar treatment was previously used by Dopita et al. (1985) to determine the expansion velocities of a sample of planetary nebulae in the SMC.

The validity of our analysis is based upon a systematic treatment of all the observed data, therefore V_{10} was also taken in those cases where a single Gaussian was adequately reproducing the shape of the emission line or when the line profile showed a double peak component (objects in Tables 3 and 4). In the latter case, half the full width at 1/10 intensity of each component was added to the peak-to-peak separation. Quantitatively, we computed V_{10} in km s⁻¹, as follows:

- For a single Gaussian profile,

$$V_{10} = 0.911 \text{ FWHM km s}^{-1}.$$

- For double peak profiles (two Gaussians):

$$V_{10} = V_{exp} + 0.455 [\Delta V(1) + \Delta V(2)],$$

where $\Delta V(1)$ and $\Delta V(2)$ are the FWHM (in km s⁻¹) of the components and V_{exp} is the value derived in Sect. 3.1.

- For single not-Gaussian, wing-extended, or complex profiles, V_{10} was measured directly from the line profiles.

V_{10} derived in such a way includes not only the expansion velocity field of the shell, but also the turbulence of the gas and high velocity components if they exist. The values are listed in Table 5. Uncertainties are about 5 km s⁻¹ and larger if marked with a colon. In the last column of Table 5 we describe the line profiles: s for single, d for double, c for complex, h for high velocity components. The spectral type of the [WC] central stars or an indication if the star is a WELS or a "normal" central star can be found in column 2.

Some objects in our sample with particularly interesting profiles or kinematics are discussed in more detail in the Appendix.

6. Kinematical analysis

In previous works, several authors have searched for correlations among the nebular velocity field and the nebular and stellar parameters. The reported results are not always consistent. For instance, Sabbadin (1984) and others have reported a correlation between the nebular radius and V_{exp} , which has been interpreted as changes in V_{exp} as a consequence of nebular evolution. Recently Gesicki & Zijlstra (2000) have not found such

distances. Also, as said before, acceleration of the external nebular shells (appearing as higher expansion velocities for low ionization species (N^+ , O^+) than for O^{++}) seems to be a well established fact. But Acker et al. (2002) have not found evidence of such an acceleration for WRPNe.

From Table 5, it is shown that V_{10} for WRPNe are in average 21 to 23% larger than the values for non-WR PNe. Therefore, the differences already found for the expansion velocities are enhanced when using V_{10} , demonstrating that WRPNe present not only larger V_{exp} and turbulence but that also high velocity components or perturbations of the velocity fields appear more frequently than in non-WR PNe. Thus, any comparative analysis of the kinematical behavior in both kind of objects will be more evident by using V_{10} .

Therefore we have used our consistent data to confront the behavior of V_{10} with several properties of the nebulae and their central stars, searching for the physical causes affecting the velocity field. The analysis of our WRPN and non-WRPN sample are presented in the following subsections.

6.1. V_{10} for different ions in different type of objects

In Figure 3, the values of V_{10} derived from He I, He II, [O II], [O III] and [N II] lines are plotted against the value derived from $H\beta$. Different kind of objects (WRPNe, WLPNe, and PNe) are shown with different symbols. An immediate result from this figure is that V_{10} for WRPNe extends over a wide range from 20 km s^{-1} up to 80 km s^{-1} , while V_{10} for ordinary PNe and WLPNe are lower than 60 km s^{-1} . This is consistent with our results of Sect. 3, in the sense that WRPNe present, in average, higher expansion velocities and larger turbulence than non-WR PNe.

Figure 3 shows that V_{10} for the high ionization species (O^{++} , He^+ and He^{++}) follow a very close 45° linear correlation with $V_{10}(H\beta)$, although in the case of O^{++} vs. $H\beta$ there are a couple of WRPNe that conspicuously depart from this behavior. They are BD+30°3639 and M 1-32 that will be discussed in more detailed in the Appendix. Interestingly, we do not find significant differences among WRPNe, WLPNe, and PNe; all kind of objects present the same correlations within uncertainties.

For low ionization species (O^+ and N^+ in panels 3d and 3e), the correlations are also approximately 45° linear, but with a much larger dispersion and most of the objects show larger V_{10} for N^+ and O^+ than for $H\beta$. This could be due to acceleration of the external zones relative to the inner nebular shell or to higher turbulence of the external zones. Such a phenomenon is occurring in WRPNe as well as in non-WR PNe. The larger dispersion in these graphs can be accounted for the perturbations on the velocity field of the external zones due to shocks or expansion of the ionization front against the neutral external material.

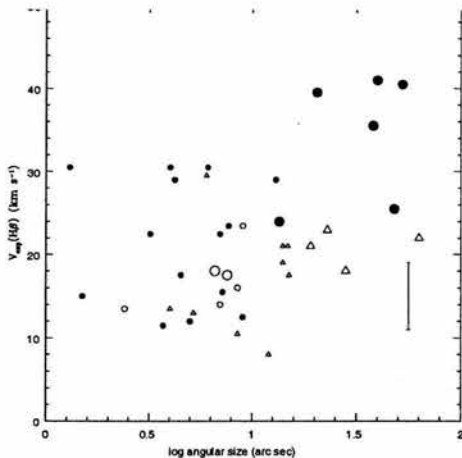


Fig. 2. The dependence of V_{10} from $H\beta$ on the nebular diameter is shown. WRPNe are marked with black circles, WLPNe are marked with open circles and ordinary PNe are marked with open triangles.

6.2. Correlations of V_{10} with the nebular density

In Figure 4, nebular electron densities derived from the [S II] ratio are plotted versus V_{10} from $H\beta$. The graph is largely spread. A wide range of velocities correspond to a given density, but it is evident that, regardless the nebular type (WRPNe or not) there is no object with low density showing a small V_{10} : objects with $\log n_e \leq 3.2$ have $V_{10} \geq 35 \text{ km s}^{-1}$, while objects with higher densities show velocities between 15 and 50 km s^{-1} . It should be remembered that high density PNe are considered young nebulae, therefore the behavior found in Figure 4 is confirming an evolutionary effect in the sense that low density (old) nebulae present faster material and possibly larger turbulence than high density (young) objects.

Figure 4 shows that young high-density WRPNe (which are mostly ionized by [WC]-late stars), present a wide range in velocities (from 20 to 80 km s^{-1}) while ordinary PNe and WLPNe are constrained to $V_{10} \leq 40 \text{ km s}^{-1}$. Certainly, the intense stellar wind seems to be producing very perturbed velocity fields in seemingly young PNe.

In Figure 4, the upper open circle at $\log n_e = 4.48$ and $V_{10} = 38 \text{ km s}^{-1}$, corresponds to the young PN NGC 7027 which shows an extraordinarily large V_{10} for its density. It could be indicating the existence of a massive stellar wind. This was also proposed by Keyes & Aller (1990) in order to obtain an enhanced stellar radiation field shortward 130 \AA , necessary to fit a photoionization model for the nebula. In recent observations of the central star, Hubeny et al. (1994) have not detected such a wind, however its presence in the near past can not be discarded.

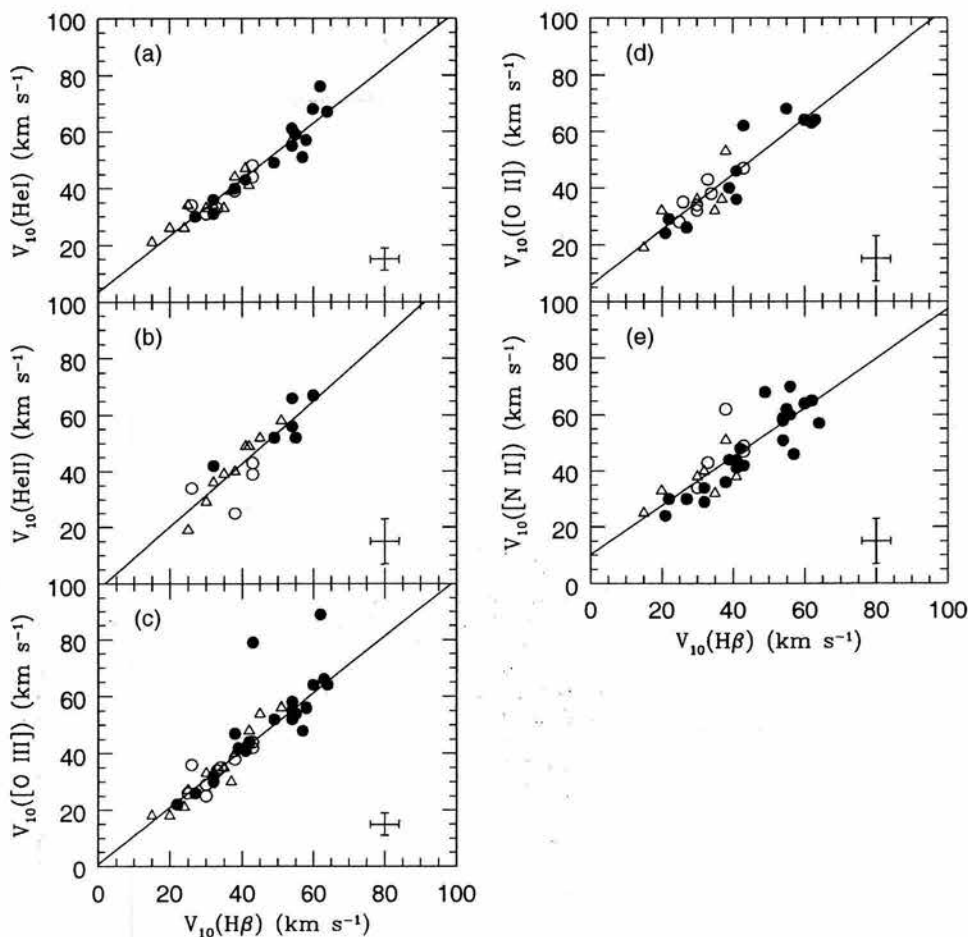


Fig. 3. V_{10} from $H\beta$ are compared to V_{10} from: a) He I, b) He II, c) [O III], d) [O II] and e) [N II]. Symbols are as described in Fig. 2.

6.3. Correlations of V_{10} with characteristics of the central stars

6.3.1. Stellar temperature and nebular expansion

The fundamental stellar parameters of many [WC] stars have been calculated from non-LTE expanding atmosphere models by several authors (see references in Table 2). It is found that stellar temperatures, T_* , are closely related to [WC] types (see for instance Koesterke 2001). It should be noticed that T_* given by models corresponds to the temperature at the base of the massive wind (optical depth $\tau \sim 20$, e.g. Koesterke & Hamann 1997b) and these are not necessarily the temperatures

of the ionizing fluxes “seen” by the nebula (more related to the Zanstra temperature). In fact there are some well documented [WC] stars where the temperature at optical depth $\tau=2/3$ is much lower than T_* , and as a result the planetary nebulae show a very low ionization degree. A typical case is NGC 6751 which does not present He^{++} although it is ionized by a [WC 4] star of 135 kK of effective temperature. T_* at $\tau = 2/3$ is as low as 55.5 kK (Koesterke & Hamann 1997b). This is very different of what occurs in ordinary optically-thick non-WR PNe, where the He II Zanstra temperature and the stellar effective temperature are similar (Tylanda & Stasińska 1994).

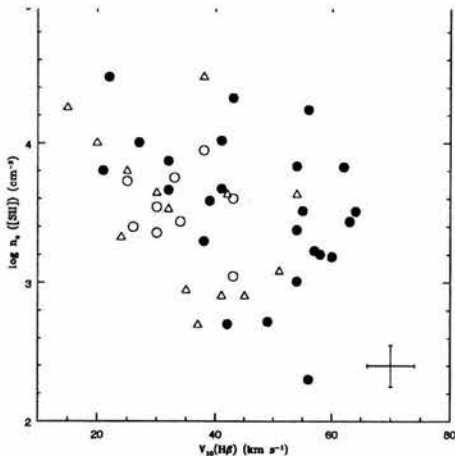


Fig. 4. Electron densities derived from [S II] are plotted versus V_{10} from H β . Symbols are as described in Fig. 2. The upper open triangle well above 10000 cm^{-3} , corresponds to the young PN NGC 7027.

To study the behaviour of V_{exp} and V_{10} as a function of T_* , we have gathered the values of T_* from the literature and they are listed in Table 3. For [WC] stars which have been modeled, the model values have been adopted. For the non-modeled WRPNe and the other objects we have listed the He II Zanstra temperatures from the same data base as computed by Tylenda & Stasińska (1994). Although this is a good approximation for the effective temperature for non-WR PNe, it could be only a lower limit for the stellar temperature of [WC] stars. Thus, the Zanstra temperatures presented in Table 3 for the latter objects, in particular the [WC]-early ones, have large uncertainties that we can not determine.

Figures 5a and 5b present the behavior of T_* vs. V_{exp} and V_{10} respectively. In spite of the uncertainties affecting T_* , a clear tendency is noticed in both figures showing that hotter central stars ionize nebulae with larger velocities and there is no object with a large T_* showing a low velocity. All nebulae, regardless if they are WRPNe or ordinary PNe, display this behaviour. Two main groups can be distinguished in these figures: In the first, with stellar temperatures below 100 kK, WRPNe and non-WR PNe are mixed although the larger velocities correspond always to WRPNe; in the second group, for T_* larger than 100 kK, WRPNe and non-WR PNe are well separated and WRPNe lie in a zone of much higher velocities than non-WR PNe.

If it is assumed that the stellar temperature is an indicator of the age of the central star (which is the case for central stars evolving at approximately constant luminosity), then it is clear that the older the central star, the faster the nebular velocity field, indicating an acceleration of the nebula with age. This effect is more extreme for WRPNe. Evolved WRPNe show larger acceleration than evolved non-WR PNe.

velocities than young WRPNe. This is what one might expect if [WC]-early stars have evolved from [WC]-late ones. A detailed hydrodynamical evolutionary model, including the kinematical effects of a long-term massive [WC] type wind should predict the behavior detected in Figure 5a, allowing us to confirm or discard the proposed evolutionary trend. Such a model is in progress (Medina et al., in preparation) and will be published elsewhere.

In Figure 5a (T_* vs. V_{exp}), the trend is well defined, and there is not much dispersion. In Fig. 5b (T_* vs. V_{10}) there is much larger dispersion. Some objects, specially WRPNe, show very large V_{10} for a given T_* . These are objects with particularly large turbulence and/or high velocity components (such as PM 1-188, He 2-459 and M 1-32).

Acker et al. (2002) have not found any correlation between T_* and V_{exp} in their data, because they have used the stellar temperatures obtained from photoionization models. That is, they used T_* "seen" by the nebulae, which, as explained above, could be several thousands degrees lower than the effective temperature for a [WC] star. Any possible relation is thus destroyed.

6.3.2. [WC] mass loss rate and wind velocity vs. nebular characteristics

It is worth to notice that the kinetic energy liberated from the particles in the stellar winds can easily ionize the innermost gaseous material thus perturbing the ionization equilibrium. Therefore, to analyze possible effects of the massive stellar winds on the nebular parameters, in Figure 6 we present the nebular ionization degree $\text{He}^{++}/\text{He}^+$ of WRPNe as a function of the mass-loss rate, \dot{M} , and the terminal velocity of the wind, v_∞ (all these parameters are listed in Table 2). It is evident in these graphs that highly ionized nebulae are associated with stars with low mass-loss rates ($\log \dot{M} \leq -6$) and v_∞ larger than 1800 km s^{-1} . This is expected if we consider that such wind parameters are characteristics of [WC]-early (therefore hot) stars, which produce very excited nebulae with large V_{exp} . On the other hand, high mass-loss and low terminal velocities are found in [WC]-late stars which produce low ionization nebulae.

We searched for possible relations between stellar mass loss rate and v_∞ vs. nebular velocities. No correlations were found except for some weak tendencies similar to those described in the paragraph above: [WC]-late stars (usually with large \dot{M} and low v_∞) are associated with low V_{10} nebulae, and vice versa, [WC]-early stars are associated with high V_{10} nebulae.

7. Main conclusions

Along this work we have analyzed the kinematical behavior of a large sample of planetary nebulae around [WC] stars, and they have been compared to nebulae around WELS and ordinary PNe. The validity of our results is based on a systematic treatment of all the observed data.

The main conclusions are as follows.

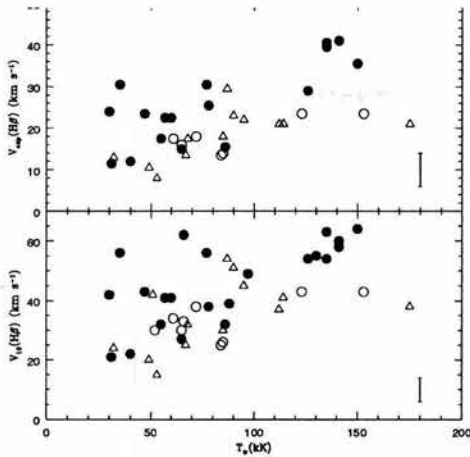


Fig. 5. Stellar temperatures are plotted versus V_{exp} and V_{10} . Symbols are as described in Fig. 2.

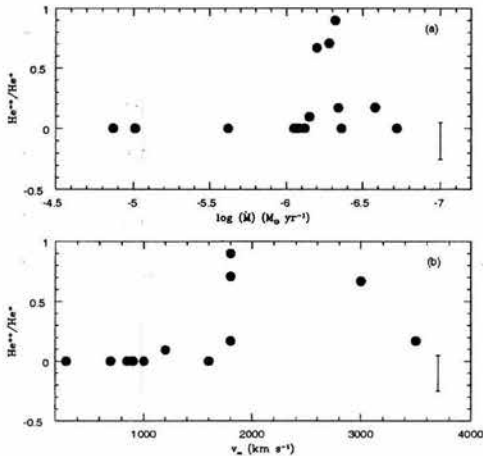


Fig. 6. Ionization degrees ($\text{He}^{++}/\text{He}^+$) are plotted against some stellar parameters such as: a) mass-loss rates (\dot{M}), and b) wind terminal velocities (v_∞). Symbols are as described in Fig. 2.

– Expansion velocities for K 2-16, PRTM 1, M 1-32, PM 1-188, M 2-43, He 2-429, He 2-459, K 3-61, NGC 6578, and YC 2-32 are given for the first time.

– We have shown that WRPNe have a different kinematical behavior than ordinary PNe. Expansion velocities, measured from the peak-to-peak separation of split lines or from the FWHM of lines, are lower by 15% in non-WR PNe than

turbulence than ordinary PNe.

– Both type of objects (WRPNe and non-WR PNe) present acceleration of the external nebular shells.

– Searching for evidence of high velocity material and perturbations of the velocity field, the half widths at one tenth of maximum intensity of the nebular lines (V_{10}) were measured. We have found that V_{10} for WRPNe are more than 20% larger than the values found in non-WR PNe, showing that WRPNe present high velocity material more frequently than non-WR PNe.

– It is worth to notice that PNe around WELS were found to have a velocity field very much alike to ordinary PNe, rather than to WRPNe. This evidence is indicating that WELS, despite their strong stellar winds, do not belong to the [WC] family.

– We have found strong evidences indicating that the nebular velocity field accelerates with the nebular age (indicated by the nebular electron density), regardless the nebular type (WRPNe or non-WR PNe).

– We also found that, the younger/older the central star is (as measured by its effective temperature), the slower/faster is the nebular velocity field. This behavior applies to WLPNe and ordinary PNe as well, but it is more extreme in WRPNe. In the case of WRPNe the older objects show a much larger V_{exp} and V_{10} than young WRPNe and ordinary PNe. This is an indirect evidence supporting the validity of the proposed evolutionary path: [WC]-late stars \rightarrow [WC]-early stars.

– V_{exp} and V_{10} in young WRPNe spread over a much larger range than ordinary PNe and WLPNe, clearly showing that the massive [WC] wind strongly affects the nebular kinematics since early stages of nebular evolution.

Appendix A: Profile description of individual objects

A.1. Single symmetrical profiles. The peculiar M 1-32 and BD+30° 3639

Several of our objects show single symmetrical profiles. They are in general unresolved compact nebulae, smaller than the slit size. Among them we find the WRPNe: SwSt 1, Cn 1-5, M 1-25, M 2-43, PM 1-188, He 2-459, M 4-18, K 3-61, and in particular the peculiar BD+30° 3639 and M 1-32 which deserve a special discussion (see below). Also the WLPNe and ordinary PNe: IC 2165, NGC 6629, IC 351, J 900, Cn 2-1, IC 418, M 2-52, Vy 1-1, YC 2-32, M 1-1, M 1-4 and NGC 7027 show single symmetrical profiles.

A.1.1. M 1-32 and BD+30° 3639

The WRPNe M 1-32 and BD+30° 3639 present V_{10} from [O III] larger than V_{10} from H β by about 30 km s⁻¹. It is well known that BD+30° 3639 shows this anomalous behavior in its velocity field (Bryce & Mellema 1999 and references therein) and we have found that M 1-32 shows a similar anomaly. M 1-32 has very unusual profiles characterized by a very-narrow intense component (with FWHM smaller than 25 km s⁻¹) and

s^{-1} (see Fig. 1c). The wings emerge from the central zone and they are much wider in [O III] λ 5007 and He I λ 5876 than in H β .

It should be noticed that both objects are low ionization nebulae (BD+30°3639 in particular), where O⁺⁺ lies in the inner nebular zone which is probably interacting with (and being perturbed by) the [WC] massive and turbulent wind. It seems evident that the mechanical energy of the wind is strongly affecting the inner zone in both nebulae.

In a spatially resolved spectroscopic study of BD+30°3639, Bryce & Mellema (1999) found that the N⁺ shell is more spatially extended but less spectrally extended than the O⁺⁺ shell. The [N II] velocity ellipses presented by these authors appear to be almost open-ended, with [O III] emission emerging from the gaps. The high spectral resolution data of Bryce & Mellema allowed them to measure the expansion velocities of [N II] and [O III] profiles to be 28 ± 1 and 35.5 ± 1 km s⁻¹ respectively, which coincide very well with our half FWHM of 23 and 43 km s⁻¹ for [N II] and [O III] lines respectively. Acker et al. (2002) reported an expansion velocity of 27 km s⁻¹ with a turbulent velocity of 15 km s⁻¹ for this object.

A.2. Objects showing single asymmetrical profiles

In Figure 1b, we present the single asymmetrical line profile of [N II] λ 6584 for Hb 4. This is a high excitation Type I planetary nebula showing a bright central nebular core and outer low ionization structures or ansae (Corradi et al. 1996; Gonçalves et al. 2001). López et al. (1997) showed that the ansae are produced by collimated outflows with radial velocities of ± 150 km s⁻¹, relative to the central core. They measured an expansion velocity of 21.5 km s⁻¹ for the central core, while the model by Acker et al. (2002) indicates expansion and turbulence velocities of 16 and 14 km s⁻¹ respectively. Our V_{exp} value is 15.5 km s⁻¹ from H β .

Our position-velocity diagram for the central core (Fig. 1b) shows a structure similar to a broken or incomplete shell, with a bright compact knot in the red side and fainter extensions to the blue. This structure is more evident at low-ionization species and produces asymmetrical single line profiles with a V_{10} of about 32 km s⁻¹.

Another nebula with similar asymmetrical profiles is IC 1747, where we also detected a bright knot and faint extensions to the blue. Extracted profiles show an intense component with an extended blue wing. Images by Balick (1987) show a knotty ring nebula.

Among ordinary PNe, M 1-2, M 2-53 and IC 2149 show similar asymmetrical single profiles.

A.3. Objects showing high velocity extensions

The most conspicuous object presenting high velocity extensions is M 1-32 and it was described above. Other objects showing also high velocity extensions are: He 2-429, where the profile is not as wide as in M 1-32, and M 3-15, where two very faint high-velocity knots (located in the central zone) at -90 and 80 km s⁻¹ are detected. In the latter case, the knots are

of the bright component is reported in Tables 4 and 5. M 3-15 is also peculiar in the sense that this nebula shows an extraordinarily low neon abundance (Peña et al. 2001)

A.4. Complex (knotty) profiles

Several objects having an extended knotty or filamentary structure show complex single profiles or several not well resolved peaks and wings. This is the case of NGC 2452 (Fig. 1d), M 3-30, NGC 6543, IC 2003, IC 5217, NGC 6578, M 1-2, M 1-4, and IC 2149, among others. For all these objects, only V_{10} was measured.

A.5. K 2-16: a [WC]-late object with double-peak profiles

This is a very-faint extended low-ionization nebula with a shell morphology. The faint shell structure as well as the low density measured are unusual for a nebula around a [WC 11] star (Peña et al. 2001). K 2-16 is the only nebula around a [WC]-late star showing double peak profiles. The central star presents many intense emission lines severely contaminating several nebular lines, specially in the zone of [N II] λ 6583. Therefore we took special care in measuring the expansion velocity of the nebula in the zone outside the stellar emission. Our value V_{exp} of 26 km s⁻¹ is much smaller than the expansion velocity determined by Acker et al. (2002), who have reported $V_{exp} = 34$ km s⁻¹ and a turbulent velocity of 12 km s⁻¹ or alternatively, a $V_{exp} = 38$ km s⁻¹ and an acceleration of 35 km s⁻¹, depending on the model. It seems that the stellar lines affecting the nebular [N II] λ 6583 has introduced an additional uncertainty in Acker et al. model.

The kinematical behaviour of K 2-16 could be explained by a thin shell strongly accelerated by the [WC] stellar wind.

A.6. Peculiar line profiles in NGC 6369

NGC 6369 is an extended nebula with a peculiar position-velocity structure (see Fig. A.1). At the central zone (0'', where the central star is located) well split lines for all the ions are detected, with V_{exp} of about 75 km s⁻¹. Interestingly, [N II] lines are thinner than [O III] and He I lines (see Table 3). At 3'' to the East from the central star a very bright knot is detected in high excitation lines (H, [O III], He I, and He II) which does not emit in [N II], [O II], nor [S II] lines. In this zone, low ionization species present double peak lines, while high excitation lines are single. This should be the zone where Acker et al. (2002) obtained their spectrum with H α showing a single line component and [N II] λ 6583, a complex line (see their Fig. 2). Gonçalves et al. (2001) report filamentary low-ionization structures for this object.

Acknowledgements. Invaluable comments by M. Peimbert are deeply appreciated. This work was partially supported by DGAPA/UNAM (grants IN-109696, IN-100799 and IN-114601), CONACYT/Mexico (grant 32594-E), and CONACYT-CNRS exchange agreement. S.M. acknowledges scholarship by DGE/UNAM and CONACYT.

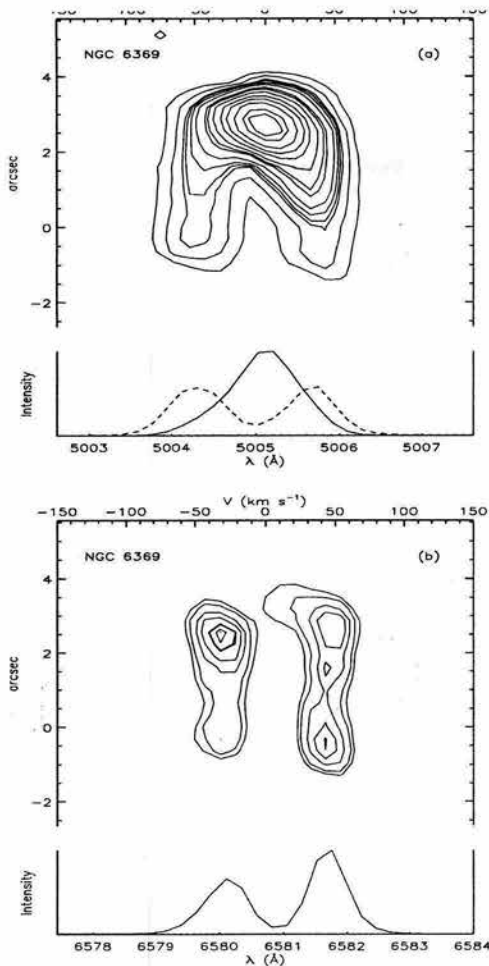


Fig. A.1. Position-velocity contour diagrams and the extracted spectra from a) [O III] $\lambda 5007$ and b) [N II] $\lambda 6583$ are shown. The position of the central star is at $0''$ in both cases. In (a), the solid line corresponds to the extraction of the bright knot at $3''$ East from the central star, whereas the dashed line corresponds to the extraction at the central star position ($0''$). The latter is shown $5 \times$ its actual intensity to feature both extractions in a single plot. In (b), both extractions at $0''$ and $3''$ show the same split-line spectrum.

References

- Acker, A., Gómy, S.K., & Cuisinier, F. 1996, *A&A*, 305, 944
Acker, A., Gesicki, K., Grosdidier, Y., & Durand, S. 2002, *A&A*, 384, 620
Balick, B. 1987, *AJ*, 94, 671
Blöcker, T. 2001, *ApSSc*, 275, 1
Bryce, M., & Mellema, G. 1999, *MNRAS* 309, 731
Corradi, R.L.M., Manso, R., Mampaso, A., & Schwarz, H.E. 1996, *A&A*, 313, 913
De Marco, O. 2002, in *IAU Symp. 209, Planetary Nebulae: Their role in the Universe*, in press
De Marco, O., & Crowther, P.A. 1999, *MNRAS*, 306, 931
De Marco, O., Crowther, P.A., Barlow, M.J., Clayton, G.C., & de Koter, A. 2001, *MNRAS*, 328, 527
Dopita, M.A., Ford, H.C., Lawrence, C.J., & Webster, B.L. 1985, *ApJ*, 296, 390
García-Segura, G., & McLow, M.-M. 1995, *ApJ*, 455, 160
Gesicki, K., & Acker, A. 1996, *ApSSc*, 238, 101
Gesicki, G., & Zijlstra, A.A. 2000, *A&A*, 358, 1058
Gesicki, K., Acker, A., & Szczerba, R. 1996, *A&A*, 309, 907
Gonçalves, D.R., Corradi, R.L.M., & Mampaso, A. 2001, *ApJ*, 547, 302
Gómy, S.K., & Stasińska, G. 1995, *A&A*, 303, 893
Gómy, S.K., & Tylenda, R. 2000, *A&A*, 362, 1008
Gómy, S.K., Stasińska, G., Szczerba, R., & Tylenda, R. 2001, *A&A*, 377, 1007
Hamann, W.-R. 1997, in *IAU Symp. 180, Planetary Nebulae*, eds. H. Habing, & H.Lamers (Reidel, Kluwer), 91
Hamuy, M., Walker, A.R., Suntzeff, N.B., et al. 1992, *PASP*, 104, 533
Herwig, F. 2001, *ApSSc*, 275, 15
Hubeny, I., Heap, S.R., & Lanz, T. 1994, *AAS*, 185, 4710
Keyes, C.D., & Aller, L. H. 1990, *PASP*, 102, 59
Koesterke, L. 2001, *Ap&SS*, 275, 41
Koesterke, L., & Hamann, W.-R. 1997a, in *IAU Symp. 180, Planetary Nebula*, eds. H. Habing, & H. Lamers (Reidel, Kluwer), 114
Koesterke, L., & Hamann, W.-R. 1997b, *A&A*, 320, 91
Leuenhagen, U. 1997a, in *IAU Symp. 180, Planetary Nebula*, eds. H. Habing, & H. Lamers (Reidel, Kluwer), 118
Leuenhagen, U. 1997b, in *IAU Symp. 180, Planetary Nebula*, eds. H. Habing, & H. Lamers (Reidel, Kluwer), 119
Leuenhagen, U., & Hamann, W.-R. 1998, *A&A*, 330, 265
Leuenhagen, U., Hamann, W.-R., & Jeffery, C.S. 1996, *A&A*, 312, 167
Levine, S., & Chakrabarty, D. 1993, Technical Report MU-94-04, Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México
López, J.A., Steffen, W., & Meaburn, J. 1997, *ApJ*, 485, 697
Parthasarathy, M., Acker, A., & Stenholm, B. 1998, *A&A*, 329, L9
Peña, M., Stasińska, G., & Medina, S. 2001, *A&A*, 367, 983
Peña, M., Ruiz, M.T., Torres-Peimbert, S., & Maza, J. 1990, *A&A* 237, 454
Peña, M., Stasińska, G., Esteban, C., et al. 1998, *A&A*, 337, 866
Preite-Martinez, A., Acker, A., Koeppen, J., & Stenholm, B. 1991, *A&AS*, 88, 121
Sabbadin, F. 1984, *A&AS*, 58, 273
Torres-Peimbert, S., Peimbert, M., & Peña, M. 1990, *A&A*, 233, 540
Tylenda, R., & Stasińska, G. 1994, *A&A*, 288, 897
Tylenda, R., Acker, A., & Stenholm, B. 1993, *A&AS*, 102, 595
Vázquez, R., López, J.A., Miranda, L.F., Torrelles, J.M., & Meaburn, J. 1999, *MNRAS*, 308, 939
Weinberger, R. 1989, *A&AS*, 78, 301
Wilson, O.C. 1950, *ApJ*, 111, 279
Zhang, C.Y., & Kwok, S. 1993, *ApJS*, 88, 137

PN G	Name	T_e (kK)	N_e (cm^{-3})	He ⁺⁺ /He ⁺	O ⁺⁺ /O ⁺	[WC] ⁽²⁾	T_* (kK)	v_∞ (km s^{-1})	$\log \dot{M}$ ($M_\odot \text{ yr}^{-1}$)	Ref.
001.5 - 06.7	SwSt 1	1.06	30000	0.0	0.3	9	40	900	-6.72	dM01
002.4 + 05.8	NGC 6369	1.01	3220	0.1	15.7	4	150	1200	-6.15	KH97a
002.2 - 09.4	Cn 1-5	1.09	4700	0.0	82.8	4	< 57	-	-	TS94
003.1 + 02.9	Hb 4	0.96	4600	0.1	33.9	3-4	86	-	-	TS94
004.9 + 04.9	M 1-25	0.80	10400	0.0	43.6	6	60	-	-	L96
006.8 + 04.1	M 3-15	0.87	7443	0.0	38.8	5	55	-	-	ZK93
011.9 + 04.2	M 1-32	0.99	6720	0.0	12.1	4-5	66	-	-	TS94
012.2 + 04.9	PM 1-188	-	200	-	-	11	35	360	-5.70	LH98
017.9 - 04.8	M 3-30	1.03	525	0.9	27.2	-	97	-	-	TS94
027.6 + 04.2	M 2-43	1.05	10100	0.0	14.3	8	65	850	-6.08	LH98
029.2 - 05.9	NGC 6751	1.12	2730	0.0	5.2	4	135	1600	-6.12	KH97b
048.7 + 01.9	He 2-429	0.77	6810	-	3.6	4-5	-	-	-	-
061.4 - 09.5	NGC 6905	1.21	1530	2.9	58.6	2-3	141	1800	-6.32	KH97a
064.7 + 05.0	BD+30°3639	1.01	21200	0.0	0.0	9	47	700	-4.87	L96
068.3 - 02.7	He 2-459	2.00:	17400	-	-	8	77	1000	-5.01	L97
089.0 + 00.3	NGC 7026	0.92	3250	0.2	14.7	3	130	3500	-6.34	KH97a
096.3 + 02.3	K 3-61	0.89	1690	-	-	4-5	-	-	-	-
120.0 + 09.8	NGC 40	1.00	1980	-	0.1	8	78	1000	-5.62	L96
130.2 + 01.3	IC 1747	1.12	2380	0.2	78.6	4	126	1800	-6.58	KH97a
144.5 + 06.5	NGC 1501	1.05	1020	0.7	-	4	135	1800	-6.28	KH97a
146.7 + 07.6	M 4-18	0.86	6350	-	-	11	31	160	-6.05	dMC99
161.2 - 14.8	IC 2003	1.28	3840	-	21.4	3	88	-	-	TS94
243.3 - 01.0	NGC 2452	1.30	1590	0.7	6.0	2	141	3000	-6.20	KH97a
352.9 + 11.4	K 2-16	1.17	504	-	0.4	11	30	300	-6.36	L97b
009.4 - 05.0	NGC 6629	0.84	3470	0.0	13.5	w1	< 52	-	-	TS94
010.8 - 01.8	NGC 6578	0.79	2270	0.0	240	w1	65	-	-	TS94
011.7 - 00.6	NGC 6567	1.12	2730	0.01	28.3	w1	61	-	-	TS94
096.4 + 29.9	NGC 6543	0.79	5640	0.0	75.4	w1	< 66	-	-	TS94
100.6 - 05.4	IC 5217	1.12	8850	0.1	93.9	w1	72	-	-	TS94
159.0 - 15.1	IC 351	1.31	2500	1.0	24.7	w1	85	-	-	TS94
194.2 + 02.5	J 900	1.13	1110	0.7	9.2	w1	123	-	-	TS94
221.3 - 12.3	IC 2165	1.41	3984	0.8	19.0	w1	153	-	-	TS94
356.2 - 04.4	Cn 2-1	0.97	5320	0.07	74.2	w1	84	-	-	P-M91
013.7 - 10.6	YC 2-32	0.88	3337	0.03	-	pn	68	-	-	TS94
037.7 - 34.5	NGC 7009	1.08	4371	0.3	151.8	pn	85	-	-	TS94
084.9 - 03.4	NGC 7027	1.64	30000	1.1	2.8	pn	175	-	-	TS94
103.7 + 00.4	M 2-52	1.41	879	1.3	127.1	pn	-	-	-	-
104.4 - 01.6	M 2-53	1.11	496	0.1	1.6	pn	112	-	-	TS94
118.0 - 08.6	Vy 1-1	0.99	2101	0.0	56.6	pn	32	-	-	TS94
130.3 - 11.7	M 1-1	2.7:	3000	46.7	7.2	pn	87	-	-	TS94
133.1 - 08.6	M 1-2	-	4264	0.02	-	pn	51	-	-	TS94
147.4 - 02.3	M 1-4	1.03	6276	0.06	-	pn	67	-	-	TS94
166.1 + 10.4	IC 2149	0.95	10000	0.0	6.8	pn	< 49	-	-	TS94
196.6 - 10.9	NGC 2022	1.51	800	8.7	62.5	pn	114	-	-	TS94
215.2 - 24.2	IC 418	0.87	18000	> 0.1	0.44	pn	53	-	-	TS94
243.8 - 37.1	PRTM 1	1.63	1200	7.8	> 300	pn	90	-	-	P90
294.1 + 43.6	NGC 4361	1.93	800	> 19	> 180	pn	95	-	-	TS94

(1) Nebular data are mostly from Paper II. T_e , v_∞ and $\log \dot{M}$ values were taken from literature, and the references are:

dM01: De Marco et al. (2001); dMC99: De Marco & Crowther (1999); KH97a: Koesterke & Hamann (1997a); KH97b: Koesterke & Hamann (1997b); L96: Leuenhagen et al. (1996); L97a: Leuenhagen (1997a), L97b: Leuenhagen (1997b); LH98: Leuenhagen & Hamann (1998); P90: Peña et al. (1990); P-M91: Preite-Martínez et al. (1991); TS94: Tylenda & Stasińska (1994); ZK93: Zhang & Kwok (1993).

(2) Central star type is as following: a number indicates the [WC] spectral type, *w1* is for WELS and *pn* for "normal" stars.

PN G	Name	star	$2V_{exp}^{(1)}$				$\Delta V_1^{(1)}$	$\Delta V_2^{(1)}$	$2V_{exp}(\text{OIII})^{(2)}$	$2V_{exp}^{(2)}$
			[O III]	H β	[N II]	He II	H β	H β		
061.4 – 09.5	NGC 6905	[WC 2-3]	87	82	91	80	25	17	87	–
002.4 + 05.8	NGC 6369	[WC 4]	71	71	73	75	24	38	83	–
029.2 – 05.9	NGC 6751	[WC 4]	84	79	79	–	24	29	80	82
144.5 + 06.5	NGC 1501	[WC 4]	81	81	84	76	20	19	74	80
120.0 + 09.8	NGC 40	[WC 8]	60	51	51	–	18	<15	58	–
352.9 + 11.4	K 2-16	[WC 11]	47	48	52	–	22	16	–	68 or 76
100.6 – 05.4	IC 5217	w1	36	36	45	35	16	20	46	–
011.7 – 00.6	NGC 6567	w1	34	35	54	–	<20	<20	37	–
037.7 – 34.5	NGC 7009	pn	39	36	41	32	<15	<15	41	–
196.6 – 10.9	NGC 2022	pn	48	42	42	46	16	20	53	–
243.8 – 37.1	PRTM 1	pn	48	46	–	46	28	26	–	–
294.1 + 43.6	NGC 4361	pn	52	44	–	43	32	20	42	–

(1) Uncertainties: $\pm 5 \text{ km s}^{-1}$ for $2V_{exp}$, and $\pm 12 \text{ km s}^{-1}$ for line widths.

ΔV s have been corrected for thermal and instrumental widths.

(2) References are: W89: Weinberger (1989); A02: Acker et al. (2002).

Table 4. Expansion velocities in objects with single symmetrical lines

PN G	Main Name	FWHM (km/s) ⁽¹⁾				$2V_{exp}^{(2)}$	$2V_{exp}$
		[O III]	H β	[N II]	He II	[O III]	
		$\lambda 5007$	$\lambda 4861$	$\lambda 6584$	$\lambda 4686$	W89	
001.5 – 06.7	SwSt 1	24	24	33	–	26 (dM01)	34
002.2 – 09.4	Cn 1-5	46	45	48	–	36:	–
003.1 + 02.9	Hb 4	35	31	37	46	46	52
004.9 + 04.9	M 1-25	45	45	45	–	–	60
006.8 + 04.1	M 3-15	33	35	36	–	–	32
011.9 + 04.2	M 1-32	≤ 25	≤ 25	≤ 25	–	–	–
012.2 + 04.9	PM 1-188	–	61	77	–	–	–
027.6 + 04.2	M 2-43	28	30	33	–	–	40
048.7 + 01.9	He 2-429	57	58	64	–	–	–
064.7 + 05.0	BD+30°3639	87	47	46	–	[O III]:71,[N II]:56 (BM99)	56
068.3 – 02.7	He 2-459	–	61	66	–	–	–
096.3 + 02.3	K 3-61	55	61	49	–	–	–
130.2 + 01.3	IC 1747	59	58	59	59	55	–
146.7 + 07.6	M 4-18	–	23	26	–	38 (dMC99)	30
010.8 – 01.8	NGC 6578	32	32	37	–	–	–
159.0 – 15.1	IC 351	39	28	31:	37	30	–
194.2 + 02.5	J 900	46	47	53	43	36	–
221.3 – 12.3	IC 2165	48	47	51	47	40	–
356.2 – 04.4	Cn 2-1	28	27	–	35:	42 GZ00	–
013.7 – 10.6	YC 2-32	36	35	44	39	–	–
084.9 – 03.4	NGC 7027	44	42	56	44	43	–
103.7 + 00.4	M 2-52	38	38	32	43	15	–
104.4 – 01.6	M 2-53	33	42	39:	43:	22	–
118.0 – 08.6	Vy 1-1	23	26	35:	–	20	–
130.3 – 11.7	M1-1	62	59	–	–	78	–
147.4 – 02.3	M 1-4	29	27	–	21	27	–
166.1 + 10.4	IC 2149	< 18	21	36	–	<20	–
215.2 – 24.2	IC 418	< 18	16	27	–	<12	30

(1) FWHM represents $2V_{exp}$. Uncertainties are in average about of 20%, and larger for the cases marked with a colon.

(2) Data are from Weinberger (1989) unless indicated otherwise. Other references are: dMC99: De Marco & Crowther (1999); dM01: De Marco et al. (2001); BM99: Bryce & Mellema (1999), GZ00: Gesicki & Zijlstra (2000), A02: Acker et al. (2002).

PNG	Usual Name	[WC] ⁽¹⁾	V_{10} (km s ⁻¹) ⁽²⁾						profiles ⁽³⁾
			[O II] $\lambda 3729$	[O III] $\lambda 5007$	H β $\lambda 4861$	[N II] $\lambda 6584$	He I $\lambda 5876$	He II $\lambda 4686$	
001.5 - 06.7	SwSt 1	9	29	22	22	30	-	-	s
002.4 + 05.8	NGC 6369	4	76:	64	64	57	67	63:	d,c
002.2 - 09.4	Cn 1-5	4	46	42	41	44	-	-	s
003.1 + 02.9	Hb 4	3-4	47:	32	32	34	31	42	s,a
004.9 + 04.9	M 1-25	6	36	41	41	41	43	-	s
006.8 + 04.1	M 3-15	5	-	30	32	29	36	-	s,h
011.9 + 04.2	M 1-32	4-5	63	89	62	65	76	-	s,h
012.2 + 04.9	PM 1-188	11	-	-	56	70	-	-	s
017.9 - 04.8	M 3-30	-	41:	52	49	68	49	52	c
027.6 + 04.2	M 2-43	8	26	26	27	30	30	-	s
029.2 - 05.9	NGC 6751	4	64	66	63	60:	81:	-	d
048.7 + 01.9	He 2-429	4-5	-	52	54	59	-	-	s
061.4 - 09.5	NGC 6905	2-3	64	64	60	64	68	67	d
064.7 + 05.0	BD+30°3639	9	62	79	43	42	-	-	s
068.3 - 02.7	He 2-459	8	-	-	56	60	-	-	s
089.0 + 00.3	NGC 7026	3	68	54	55	62	59	52	d,c
096.3 + 02.3	K 3-61	4-5	-	48	57	46	51	-	s
120.0 + 09.8	NGC 40	8	37:	47	38	36	40	-	d
130.2 + 01.3	IC 1747	4	25:	55	54	58	55	56	s,a
144.5 + 06.5	NGC 1501	4	-	58	54	51	61	66	d
146.7 + 07.6	M 4-18	11	24	-	21	24	-	-	s
161.2 - 14.8	IC 2003	3	40	42	39	44	-	-	c
243.3 - 01.0	NGC 2452	2	40:	56	58	55:	57	60:	c
352.9 + 11.4	K 2-16	11	50:	44	42	48	-	-	d
009.4 - 05.0	NGC 6629	w1	34	25	30	-	31:	-	s
010.8 - 01.8	NGC 6578	w1	32	29	30	34	-	-	c
011.7 - 00.6	NGC 6567	w1	38	35	34	-	-	-	d
096.4 + 29.9	NGC 6543	w1	43	34	33	43	33	-	c
100.6 - 05.4	IC 5217	w1	62:	38	38	62	39	25	d
159.0 - 15.1	IC 351	w1	35	36	26	28:	34	34	s
194.2 + 02.5	J 900	w1	-	42	43	49	48	39	s
221.3 - 12.3	IC 2165	w1	47	44	43	47	44	43	s
356.2 - 04.4	Cn 2-1	w1	28	26	25	34:	29:	32:	s
013.7 - 10.6	YC 2-32	pn	-	33	32	40	34	36	s
037.7 - 34.5	NGC 7009	pn	36	33	30	38	33	29	d
084.9 - 03.4	NGC 7027	pn	53	40	38	51	44	40	s
103.7 + 00.4	M 2-52	pn	32	35	35	32	33	39	s
104.4 - 01.6	M 2-53	pn	36	30	37	36:	39	39:	s,a
118.0 - 08.6	Vy 1-1	pn	36:	21	24	32:	26	-	s
130.3 - 11.7	M 1-1	pn	36:	57	54	38:	57	-	s
133.1 - 08.6	M 1-2	pn	-	48	42	57:	41	49	c
147.4 - 02.3	M 1-4	pn	-	27	25	54:	34	19	c
166.1 + 10.4	IC 2149	pn	32	< 18	20	33	26	-	c
196.6 - 10.9	NGC 2022	pn	-	43	41	38	47	49	d
215.2 - 24.2	IC 418	pn	19	< 18	15	25	21	-	s
243.8 - 37.1	PRTM 1	pn	-	56	51	-	-	58	d
294.1 + 43.6	NGC 4361	pn	-	54	45	-	-	52	d

(1) Central star type as in Table 2.

(2) Uncertainties of V_{10} values are in average about of 5 km s⁻¹, and larger for the cases marked with a colon.

(3) Line profiles are as following: s: single compact, a: asymmetrical, h: high velocity extensions, d: double peak, and c: complex.