

**Características Físicas Comparativas de Nebulosas  
Planetarias con Estrellas Centrales Ricas y Pobres en  
Hidrógeno**

**por Walter Alfredo Weidmann**

Presentado ante la Facultad de Matemática, Astronomía y Física  
como parte de los requerimientos para la obtención del grado de  
Doctor en Astronomía de la  
UNIVERSIDAD NACIONAL DE CORDOBA

Córdoba, Argentina  
Febrero, 2009  
©FaMAF - UNC 2009

**Dr. Gustavo J. Carranza**  
**Director**

*a bi*  
*con amor*

- La presente investigación fue realizada en el Observatorio Astronómico de Córdoba bajo una beca otorgada por la SECYT-UNC y posteriormente por una beca del Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas (CONICET) de la Republica Argentina.
- La gran mayoría de las observaciones analizadas en este trabajo han sido llevadas a cabo en el Complejo Astronómico El Leoncito (San Juan Argentina), que opera bajo convenio del CONICET y las Universidades Nacionales de La Plata, Córdoba y San Juan.

El trabajo presentado en esta Tesis es el resultado de investigaciones realizadas por mi, Walter Alfredo Weidmann, excepto donde se menciona explícitamente resultados obtenidos por otros autores. Los resultados originales aquí presentados han sido parcialmente publicados en: *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 2008, vol. 120, pag. 380; *Astronomy and Astrophysics*, 2008, vol. 488, pag. 245. Otros resultados, aún inéditos, han sido comunicados en congresos locales e internacionales.

# Resumen

El fenómeno de nebulosa planetaria (NP) es considerado como una fase de transición en la evolución de estrellas de masa baja e intermedia. Las NP conforman uno de los más importantes subsistemas de la Vía Láctea.

A pesar de que en los más de dos siglos transcurridos desde que las NP son estudiadas, y de que su número se ha incrementado año a año, estos objetos presentan aún grandes interrogantes. Uno de éstos y quizás el más importante, está relacionado con aspectos concernientes a la estrella central de la nebulosa. Si bien el número de NP conocidas en nuestra Galaxia es alto (unas 3000), la cantidad de estrellas centrales de NP estudiadas es relativamente baja, inferior al 10 % de las NP galácticas. A principios de la década de 1990 se descubrió que la gran mayoría de estas estrellas pueden clasificarse en dos categorías bien diferenciadas: aquellas que poseen una atmósfera rica en hidrógeno y las que no.

Con el objeto de aumentar el número de estrellas centrales de nebulosas planetarias con tipo espectral determinado, y buscar posibles diferencias estadísticas entre los parámetros nebulares observados que nos permitan caracterizar estos dos grupos de NP, es que iniciamos un estudio observacional de estos objetos. Para esto estudiamos una muestra homogénea propia de más de setenta NP del hemisferio sur de las que se desconocía el tipo espectral de su estrella central. Cabe destacar que esta rama de la astrofísica está muy poco desarrollada en el país.

La mayor parte de los datos analizados en el presente trabajo fueron obtenidos con el instrumental del Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO) y su telescopio de 2.15 m durante 50 noches de observación. El tipo de estudio observacional consistió en espectroscopía de ranura larga en baja y media dispersión.

Los resultados mas importantes que se consiguieron son los siguientes.

1) Se clasificaron espectralmente cincuenta y nueve estrellas centrales de nebulosas planetarias, con lo cual incrementamos un 19 % el número conocido de estos objetos.

2) Las estrellas estudiadas se dividieron en dos grupos, las ricas y las deficientes en hidrógeno, y se analizaron las propiedades físicas del gas emisor de cada grupo. Entre los resultados más destacados podemos mencionar que las estrellas deficientes en hidrógeno poseen nebulosas de mayor densidad, mayor excitación, mayor abundancia de oxígeno y son de tamaño angular relativamente pequeño. Estos indicadores sugieren que estas estrellas serían algo más masivas y además que la masa

---

gaseosa de su envoltura es inferior que las del otro grupo. Encontramos que estos resultados son razonablemente consistentes con el modelo de *born-again* planteado inicialmente por Iben et al. (1983) para explicar la ausencia de hidrógeno en las atmósferas de estas estrellas.

3) Varios de los objetos considerados en este trabajo habían sido muy poco estudiados anteriormente, por lo que los resultados que hemos obtenido contribuyen a aumentar el conocimiento de las nebulosas planetarias.

4) Queremos destacar, finalmente, a algunas NP de nuestra muestra a las que les hemos descubierto en sus núcleos, estrellas de un tipo espectral poco usual, tales como [WO] y PG 1159.

**Palabras clave:** Nebulosa Planetaria, Medio Interestelar, Espectroscopía.

# Abstract

The phenomenon of planetary nebula (PN) is considered to be a phase of transition in the evolution of low- and intermediate- mass stars. The PN's constitute one of the most important subsystems of the Milky Way.

In spite of the fact that more than two centuries have elapsed since the NP are studied, and that their number has increased year after year, these objects still possess important questions. One of these and perhaps the most important one, is related to aspects of the central star of the nebula. Though the number of PN's known in our Galaxy is high (about 3000), the number of central stars of PN's studied is relatively low, below about 10 % of the number of galactic nebulae. At the beginning of the decade of 1990 it was discovered that the great majority of these stars can be classified in two well differentiated categories: those stars that possess an atmosphere rich in hydrogen, and the ones that not.

With the purpose of enlarging the number of central stars of planetary nebulae with spectral type determined, and seeking possible statistical differences among the observed nebular parameters that will allow us to characterize the two groups of PN's, is that we proposed an observacional study of these objects. To this aim we studied a homogeneous sample of more than seventy PN's of the Southern Hemisphere with central stars of unknown spectral type. It is worth remarking that this branch of astrophysics has been scarcely developed in our country.

Most of the data used in this work were obtained with the 2.15 m telescope and instrumental of the Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO, San Juan, Argentina), during 50 observing nights. Our study consisted essentially of long-slit spectroscopy in low and medium dispersion.

The main results of this work are the following:

1) Fifty-nine spectra of central stars of planetary nebulae were classified, increasing a 19 % the previous number of classified objects.

2) The stars studied were divided into two groups, those rich and those deficient in hydrogen, and the physical properties of the emitting gas of each group were analyzed. The H-deficient stars have nebulae of greater density, greater excitation, and greater abundance of oxygen than the H-rich stars, and are of relatively small angular size. These indicators suggest that these stars would be something more massive than the stars of the other group, and that the mass of their envelopes are lower. We find that these results are reasonably consistent with the evolutionary

---

model of *born-again* stars presented initially by Iben et al. (1983) to explain the deficiency of hydrogen.

3) Several of the objects analyzed in this work had very few previous studies, for which our results contribute to enlarge the general knowledge of the planetary nebulae.

4) We want to emphasize, finally, that in several PN's of our sample we have discovered nuclei of unusual spectral type, such as [WO] and PG 1159.

**Keyword:** Planetary Nebulae, Interstellar Medium, Spectroscopy.

# Índice general

Índice de Figuras	XI
Índice de Tablas	XIII
<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
1.1. Organización de la tesis . . . . .	2
<b>2. Características de las NP</b>	<b>4</b>
2.1. Una visión actual . . . . .	4
2.2. Emisión de energía de una NP . . . . .	7
<b>3. Estrellas centrales de NP</b>	<b>11</b>
3.1. Evolución de estrellas de masa baja e intermedia . . . . .	11
3.2. Distintos tipos espectrales en ECNP . . . . .	14
3.2.1. ECNP deficientes en hidrógeno . . . . .	15
3.2.2. ECNP ricas en hidrógeno . . . . .	19
3.2.3. Algunas consideraciones especiales . . . . .	20
3.3. Esquema evolutivo . . . . .	24
3.4. Reflejos de un complicado rompecabezas . . . . .	27
<b>4. Adquisición y reducción de las observaciones</b>	<b>28</b>
4.1. Proceso de observación . . . . .	28
4.2. Reducción de espectros . . . . .	31
4.3. Códigos utilizados . . . . .	32
4.4. Análisis de errores . . . . .	32
<b>5. Determinación de parámetros</b>	<b>35</b>
5.1. Constante de extinción . . . . .	35
5.2. Temperatura y densidad electrónica . . . . .	36
5.3. Clase de excitación . . . . .	38
5.4. Abundancia de metales y He . . . . .	39
5.5. Tipos de Peimbert . . . . .	42
5.6. Diagramas de diagnóstico . . . . .	43

---

5.7. Clasificación espectral de la estrella central . . . . .	44
<b>6. Datos y resultados</b>	<b>46</b>
6.1. Criterios para la selección de la muestra observada . . . . .	46
6.2. Descripción de la muestra de NP observadas . . . . .	47
6.3. Correlaciones con parámetros nebulares . . . . .	57
6.3.1. Distribución en la Galaxia y morfología . . . . .	57
6.3.2. $E_C$ , $T_e$ y $N_e$ . . . . .	58
6.3.3. Abundancia de iones . . . . .	61
6.3.4. Diagramas de diagnóstico . . . . .	64
6.4. Comparación con otros trabajos . . . . .	68
<b>7. Objetos individuales</b>	<b>70</b>
7.1. Th 2-A (PN G306.4-00.6) . . . . .	70
7.1.1. Conclusiones . . . . .	74
7.2. Ap 2-1 (PN G035.1-00.7) . . . . .	75
7.3. DeHt 1 (PN G228.2-22.1) . . . . .	77
7.4. G294.3-03.4 . . . . .	78
<b>8. Conclusiones y discusión</b>	<b>80</b>
8.1. Resultados generales . . . . .	80
8.2. Trabajo futuro . . . . .	85
8.3. Aportes de esta tesis . . . . .	86
<b>A. Detalles del proceso de observación</b>	<b>87</b>
A.1. Algunos comentarios . . . . .	87
A.2. Calibración de los datos . . . . .	88
A.3. Medición de líneas . . . . .	90
A.4. Fuentes de incerteza . . . . .	90
A.4.1. "Seeing" . . . . .	90
A.4.2. Brillo de cielo . . . . .	91
A.4.3. Refracción diferencial . . . . .	91
A.4.4. Coeficiente de extinción . . . . .	92
A.4.5. Rayos cósmicos . . . . .	92
A.4.6. Flexiones del espectrógrafo . . . . .	92
A.4.7. Guiado del telescopio . . . . .	93
A.4.8. Consideraciones menores . . . . .	93
<b>B. Parámetros nebulares determinados</b>	<b>94</b>
<b>C. Atlas de espectros</b>	<b>111</b>

---

<b>D. Algunos resultados extra</b>	<b>115</b>
D.1. Distancia . . . . .	115
D.2. Magnitud de la estrella central . . . . .	116
D.3. Velocidad radial y de expansión . . . . .	118
<b>E. Detalles de las Tareas IRAF y códigos</b>	<b>121</b>
<b>Referencias</b>	<b>124</b>
<b>Agradecimientos</b>	<b>137</b>

# Índice de Figuras

2.1. Esquema de fuerzas en una NP. . . . .	6
2.2. Diagrama de niveles de energía del OIII. . . . .	8
2.3. Distribución espectral de energía en una NP. . . . .	9
2.4. Espectro sintético de una NP en el rango 3600–5400 Å. . . . .	9
2.5. Espectro sintético de una NP en el rango 5400–6650 Å. . . . .	10
2.6. Espectro sintético de una NP en el rango 6650–9000 Å. . . . .	10
3.1. Camino evolutivo de una ECNP. . . . .	13
3.2. Espectro óptico de un objeto post-AGB. . . . .	13
3.3. Espectros de enanas blancas. . . . .	14
3.4. Distintos tipos espectrales de ECNP. . . . .	15
3.5. Espectros comparativos de tres estrellas WR. . . . .	16
3.6. Espectro de estrella WELS. . . . .	17
3.7. Espectros de estrellas O(He). . . . .	19
3.8. Espectros de estrellas PG 1159 y WC-PG1159. . . . .	19
3.9. Espectros comparativos de ECNP evolucionadas. . . . .	19
3.10. Espectro de estrella Be. . . . .	21
3.11. Espectros del objeto Sakurai. . . . .	22
3.12. Evolución esquemática de una estrella de masa intermedia. . . . .	26
4.1. Evaluación del proceso de observación y reducción. . . . .	33
5.1. Modelo de ionización estratificada en una NP. . . . .	38
6.1. Diagrama color-magnitud de las ECNP observadas. . . . .	47
6.2. Espectro de la estrella central de G313.9+02.8. . . . .	55
6.3. Distribución espacial de nuestros objetos. . . . .	58
6.4. Distribución de la EC observada. . . . .	59
6.5. Test KS aplicado a la EC. . . . .	59
6.6. Distribución de la densidad electrónica en las NP observadas. . . . .	61
6.7. Distribución de la abundancia total de He y O. . . . .	63
6.8. Distribución de la abundancia total de N para las NP-PH. . . . .	63
6.9. Distribución de las abundancias del He, O y N de las NP observadas. . . . .	63
6.10. Diagrama de diagnóstico clásico. . . . .	65

---

6.11. Diagrama $I(5007)/I(H\beta)$ vs. $I(4363)/I(H\gamma)$ . . . . .	65
6.12. Diagrama color-color de los flujos IRAS (12, 25 y 60 $\mu\text{m}$ ). . . . .	66
6.13. Diagrama color-color en las bandas JHKs. . . . .	67
6.14. Comparación de la constante de extinción. . . . .	68
7.1. Imagen de la nebulosa planetaria Th 2-A tomada con GEMINI. . . . .	71
7.2. Comparación de la intensidad de las líneas de emisión. . . . .	71
7.3. Espectro óptico de la estrella central de Th 2-A. . . . .	74
7.4. Imagen de la nebulosa planetaria Ap 2-1. . . . .	75
7.5. Espectro de Ap 2-1 con la red de 1200 $\text{l mm}^{-1}$ . . . . .	76
7.6. Espectro de Ap 2-1 con la red de 300 $\text{l mm}^{-1}$ . . . . .	76
7.7. Variación espacial de $I(6717)/I(6731)$ en Ap 2-1. . . . .	76
7.8. Espectro de la estrella central de la nebulosa DeHt 1. . . . .	78
7.9. Perfil estelar $H\alpha$ en la NP DeHt 1. . . . .	78
7.10. Espectro de la estrella central de G294.3-04.4 . . . . .	79
7.11. Espectro de la nebulosa asociada a G294.3-04.4 . . . . .	79
A.1. Secuencia de puesta en foco del sistema de observación. . . . .	88
A.2. Evaluación de la estabilidad fotométrica. . . . .	89
A.3. Comparación de flujos de líneas medidos. . . . .	90
A.4. Evaluación de la calidad de los datos analizados . . . . .	91
A.5. Tasa de pixeles afectados por rayos cósmicos. . . . .	92
A.6. Cuantificación de las flexiones del espectrógrafo . . . . .	93
A.7. Perturbaciones en el guiado del telescopio. . . . .	93
D.1. Correlación entre EW y $c(H\beta)$ . . . . .	116

# Índice de Tablas

2.1. Abundancia media de He y metales en las NP. . . . .	7
3.1. Líneas de emisión mas importantes en estrellas WR. . . . .	17
3.2. Número de estrellas conocidas en los distintos tipos espectrales. . . .	24
4.1. Características generales del telescopio y del detector . . . . .	29
4.2. Turnos de observación en CASLEO . . . . .	29
4.3. Características generales de las redes de difracción usadas. . . . .	30
5.1. Cocientes de líneas útiles. . . . .	37
6.1. Lista de objetos que componen nuestra muestra. . . . .	48
6.2. Objetos de programa con baja relación S/R. . . . .	53
6.3. Lista de NPB con núcleos pobres en hidrógeno. . . . .	59
6.4. Abundancia media de He y metales en las NP estudiadas. . . . .	62
7.1. Flujos medidos de las líneas de emisión de Th 2-A. . . . .	72
7.2. Diagnóstico del plasma nebuloso de Th 2-A con datos de CASLEO. Comparación entre nuestro trabajo y KB94. . . . .	72
7.3. Líneas de emisión de la estrella central de Th 2-A. . . . .	73
8.1. Resumen del test KS. . . . .	80
B.1. Lista de parámetros nebulares determinados. . . . .	95
B.2. Abundancia de los iones del N, O, S y Ar relativa al H <sup>+</sup> . . . . .	99
B.3. Abundancia de los iones del Ne, Cl, K y He relativa al H <sup>+</sup> . . . . .	103
B.4. Abundancias totales de los elementos observados. . . . .	107
D.1. Distancias determinadas . . . . .	116
D.2. Magnitudes determinadas. . . . .	118
D.3. Velocidades radiales determinadas. . . . .	119
D.4. Velocidades de expansión determinada. . . . .	120

# Capítulo 1

## Introducción

El estudio de las nebulosas planetarias trata con una de las etapas finales en la existencia de las estrellas de masa baja e intermedia. Desde el descubrimiento de la primera nebulosa planetaria (NP) en 1764 por Charles Messier hasta la actualidad se han encontrado gran cantidad de estos fascinantes objetos, no sólo diseminados dentro de la compleja estructura de nuestra Galaxia, sino también en galaxias cercanas. Las NP forman parte de uno de los más importantes subsistemas de la Vía Láctea, por lo que si conociéramos más acerca de las mismas, un importante espacio en blanco en nuestras ideas acerca de la estructura galáctica sería llenado. Ya al promediar el siglo XX se vio la importancia de estos objetos no sólo en el contexto de la estructura galáctica, sino también en el campo de la evolución estelar.

A pesar de que en los más de dos siglos transcurridos desde que las NP son estudiadas, y de que su número conocido se incrementa año a año, de tal forma que actualmente se conocen unas 3000 NP galácticas y otras tantas extragalácticas, estos objetos presentan aún grandes interrogantes. Uno de éstos, quizás el más importante, está relacionado con aspectos de la estrella central de la nebulosa; esta estrella es la que originó la envoltura gaseosa, la que le dio características particulares, y además es la responsable de que la nebulosa brille.

El espectacular avance que en los últimos años han experimentado las técnicas de observación como así también la gran cantidad de observaciones llevadas a cabo en un amplio rango espectral, han hecho posible la elaboración de modelos cada vez más detallados que nos han ayudado a entender y responder varios interrogantes acerca de las NP. Sin embargo, si bien las estrellas centrales de las nebulosas planetarias (ECNP) no estuvieron exentas a estos avances, su entendimiento no está tan avanzado como el de su envoltura gaseosa, tal vez debido a que el estudio sistemático de estos objetos es relativamente reciente.

Las primeras observaciones espectroscópicas sistemáticas de ECNP brillantes se realizaron a fines de la década de 1940. Merece citarse el trabajo de Aller (1948), en el cual, si bien son analizadas unas pocas ECNP (13 espectros), ya se distinguían las estrellas con líneas de emisión, otras con líneas de absorción, y otras que sólo mostraban un continuo sin ninguna característica. Pero no fue sino hasta 1991 en

que R. Méndez puso de manifiesto que, si bien las ECNP muestran una importante variedad de tipos espectrales (ver Capítulo 3), en general pueden dividirse en dos grandes grupos: las ricas y las pobres en hidrógeno.

Nuestras primeras observaciones de NP comenzaron a mediados de 2004, cuando realizamos estudios de la cinemática y física del gas emisor en una serie de NP peculiares (Weidmann & Carranza 2005 y 2006). Al poco tiempo se hizo evidente la necesidad de obtener información acerca de las estrellas centrales, dado que la mayoría de los objetos que estaban en estudio carecían de esto. Es así que se orientó nuestro interés hacia las ECNP (que constituye una rama de la astronomía que está muy poco desarrollada en el país), para lo cual deseamos contar con material observacional propio que conformara un buen grupo homogéneo de NP, y nos permitiera así obtener conclusiones estadísticas.

La motivación de este trabajo de tesis está fundada en el hecho de que, si bien el número de NP conocidas es alto, la cantidad de estrellas centrales de NP estudiadas es relativamente baja (inferior al 10 % de las NP galácticas). Esto se debe sobre todo a la dificultad que presenta la observación de las ECNP, ya sea por lo débiles que son (el 60 % de las ECNP tienen magnitudes visuales  $V > 15,5$ ), como así también porque están envueltas por una cáscara gaseosa que emite principalmente en una variedad de líneas brillantes que muchas veces ocultan líneas estelares (como, por ejemplo, las de la serie de Balmer).

El objetivo de este trabajo de tesis es, por un lado, incrementar el número de ECNP con tipo espectral determinado y, por el otro, contribuir a la caracterización de aquellas NP que poseen estrellas centrales ricas y pobres en hidrógeno. Esencialmente pretendemos estudiar las posibles diferencias estadísticas de parámetros nebulares (tanto observados como de catálogo) entre estos dos grupos de NP, las que tienen uno u otro tipo de estrella central.

Algunos autores (Ej. Girard et al. 2007) anteriormente llevaron a cabo trabajos semejantes, en general con datos obtenidos de diversas publicaciones y siempre analizando un pequeño grupo de variables. Sin embargo, un rasgo esencial de este trabajo de tesis es que se cuenta con una muestra observacional propia de más de setenta NP del hemisferio sur de las que se desconocía el tipo espectral de su estrella central, y se analiza un importante número de sus parámetros nebulares, aspecto que no se tuvo en cuenta en trabajos anteriores. Esta muestra es fundamentalmente homogénea en lo que respecta al sistema de observación utilizado, en el proceso de reducción de los datos, y en la metodología para la determinación de los distintos parámetros nebulares.

## 1.1. Organización de la tesis

Esta tesis se encuentra organizada de la siguiente manera: en el Capítulo 2 se describen brevemente las NP, haciendo hincapié en el aspecto observacional, fundamentalmente en la región del óptico. En el Capítulo 3 se describen los distintos tipos

espectrales hallados en las estrellas centrales de las NP y se plantea la problemática de su secuencia evolutiva. En el Capítulo 4 se detalla minuciosamente todo el proceso de observación y reducción de datos. Los aspectos más técnicos relativos a la observación desde CASLEO son tratados en el Apéndice A. En el Capítulo 5 se describe de que forma y con que criterio fueron determinados los distintos parámetros nebulares, como así también los modelos seguidos para la clasificación espectral de las ECNP. El Capítulo 6 está dedicado a la selección de la muestra de NP con la que se trabajó y a los resultados estadísticos obtenidos para ésta en su conjunto, en tanto que las mediciones obtenidas para cada una de las NP que conformaron nuestra muestra final de objetos se encuentran detalladas en el Apéndice B. A lo largo de todo el proceso de investigación, en el cual fueron observados y analizados numerosos objetos, se encontraron algunas nebulosas con características especiales que son descriptas en detalle en el Capítulo 7. Finalmente, en el último capítulo (Capítulo 8) son analizados nuestros resultados en forma global y se plantean las conclusiones del trabajo de tesis en el marco de las teorías actuales y en las perspectivas de investigación futura.

# Capítulo 2

## Características generales de las Nebulosas Planetarias

### 2.1. Una visión actual

El fenómeno de nebulosa planetaria (NP) es considerado como una fase de transición en la evolución de estrellas de masa baja e intermedia. Estas estrellas, tras su paso por la rama asintótica de las gigantes (AGB), eyectan sus capas más externas y, al cabo de un tiempo relativamente corto, se transforman en enanas blancas.

El número estimado de NP en nuestra Galaxia es aún incierto, si bien se conocen unas 3000 (Parker et al. 2003), y se predicen cantidades que van desde 6000 (de Marco & Moe 2005) hasta 80000 (Frew & Parker 2006), lo que implica que un gran número de NP permanecen aún sin ser descubiertas. El principal obstáculo para poder precisar este número es la alta extinción interestelar que existe en el plano galáctico, especialmente hacia el centro de nuestra Galaxia; la extinción impide detectar los objetos oscurecidos por polvo mediante la técnica estándar de utilizar filtros centrados en las líneas espectrales más intensas del rango óptico, por ejemplo [OIII] en 5007 Å o H $\alpha$ . Por otra parte, es sabido que las NP están fuertemente concentradas hacia el disco y núcleo de la Galaxia (Kohoutek & Kuehl 2001); sin embargo, la forma real de esta distribución es desconocida, lo que impide que sea comparada con la distribución observada en otras galaxias (cf. el trabajo sobre M31 de Ciardullo et al. 1989). Por otra parte, las observaciones indican que no hay una clara evidencia de que las NP se concentren en los brazos espirales de la Galaxia (Pottasch 1992), contrariamente a lo que se sospechaba, ver Fig. 5 de Maciel & Faundez-Abans (1985).

No sólo en nuestra Galaxia se han observado NP, sino también en galaxias del Grupo Local (Ford et al. 2002), especialmente en las Nubes de Magallanes (Shaw 2006); incluso se han descubierto NP intra cúmulos de galaxias (Feldmeier 2006), lo que da cuenta de una antigua interacción entre galaxias. Un importante resultado que se desprende de estas observaciones es la determinación de la función de luminosidad de las NP (Méndez et al. 2008 y Ciardullo et al. 1989b).

La vida de una NP puede acotarse entre el momento en que ésta comienza a

brillar y aquél en el que el brillo superficial de la envoltura gaseosa es tan bajo que la NP se torna invisible. Un tratamiento detallado que pone en evidencia el brillo de una nebulosa en  $5007 \text{ \AA}$  conforme pasa el tiempo está dado por Marigo et al. (2004). Ahora, asumiendo un radio máximo de unos  $0,9 \text{ pc}$  (un caso límite es la NP de  $1,5^\circ$  de diámetro descubierta por Hewett & Irwin 2004), y una velocidad promedio de expansión de  $25 \text{ km s}^{-1}$ , se puede estimar una vida de unos  $2 \times 10^4$  años; un tratamiento más refinado muestra que el tiempo de vida de una NP depende tanto de la masa de su progenitora como de la metalicidad (Moe & De Marco 2006).

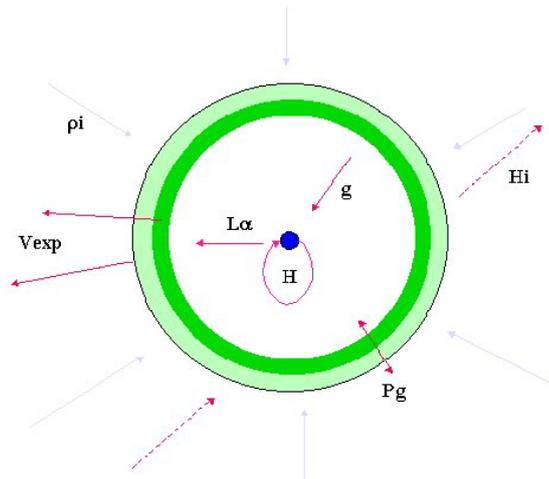
Un tratamiento detallado de la función de masa de las ECNP, tanto observada como sintética, puede verse en Phillips (2001). Sin embargo, no todas las estrellas de secuencia principal de entre  $0,56$  y  $8 M_\odot$  ascienden por la rama asintótica y eventualmente desencadenan una NP (capítulo 3.6 de Moe & De Marco 2006), por tres razones: **1)** si el núcleo de He remanente es inferior a  $0,47 M_\odot$  la estrella nunca encenderá el He y se convertirá en una enana blanca de He; **2)** si la estrella que enciende el He en su centro posee una envoltura poco masiva: se estima que el 2% del total de las enanas blancas proviene de estos objetos; **3)** si la estrella pertenece a cierto tipo de sistemas binarios.

Las NP forman un sistema compuesto mayoritariamente por una estrella central, una envoltura de gas ionizado en expansión y una cáscara de polvo. Se podría agregar también el viento procedente de la estrella central y una envoltura de gas neutro, cuya masa es relativamente baja ( $0,3 M_\odot$  en promedio). También se sabe que la masa media de las ECNP es  $0,5 M_\odot$  y que una estrella progenitora de hasta  $8 M_\odot$  puede dar origen a una NP. Claramente hay una inconsistencia en las estimaciones de masa, fenómeno conocido como el “problema de la masa faltante”. Actualmente se sabe además que la cáscara ionizada (visible en el óptico) de las NP tiene una importante fracción de polvo (observada en el infrarrojo) y una envoltura de material neutro, compuesta fundamentalmente por HI y H<sub>2</sub> (visible en radio). La relación entre la masa de gas y polvo es  $0,001 < M_{polvo} / M_{gas} < 0,006$  (Phillips 2007). En tanto que la relación  $M_{molecular} / M_{gas}$  está entre 1 y 10. Por otra parte, como es de esperar la masa de la envoltura gaseosa es proporcional a la masa de la progenitora, ver Fig. 8 de Boffi & Stanghellini (1994).

Las NP devuelven al medio interestelar aquellos elementos formados en las reacciones nucleares que se desarrollaron en la estrella progenitora, lo que implica que las NP tienen una importante influencia sobre la evolución química de la Galaxia. La cantidad de material nuclear procesado en las estrellas que es insertado en el medio interestelar por supernovas y NP es aproximadamente igual durante el primer giga-año de la evolución galáctica, pero luego el material eyectado por las NP domina por aproximadamente un orden de magnitud (Rauch et al. 2000).

La envoltura gaseosa liberada por la estrella progenitora está afectada por un conjunto de fuerzas (ver Fig. 2.1) que, en gran medida, son las responsable de modelar su morfología. En particular, el campo magnético Galáctico podría ser el causante de la orientación preferencial de las NP en la Galaxia (Weidmann & Díaz 2008). Por otra parte, el medio interestelar circundante puede deformar la morfología de la NP

de tal manera que la envoltura gaseosa esté totalmente descentrada con relación a la estrella que la eyectó (Tweedy & Napiwotzki 1994).



**Figura 2.1:** Esquema que muestra las fuerzas intervinientes en la deformación de la envoltura nebulosa.  $H_i$  representa el campo magnético Galáctico,  $\rho_i$  es la densidad del medio interestelar,  $P_g$  la presión del gas,  $H$  el campo magnético estelar,  $V_{exp}$  la velocidad de expansión,  $g$  la fuerza de gravedad estelar y  $L\alpha$  la radiación ionizante.

La morfología de las NP constituye un tema extenso que ha sido tratado por diferentes autores a lo largo de los años, entre los primeros trabajos está el de Curtis (1918). Si bien no se ha establecido una clasificación única, pueden distinguirse los siguientes tipos morfológicos principales de NP: redondas (R), elípticas (E), bipolares (B) y punto-simétricas (PS). También se describen en algunos casos morfologías tipo cuadrupolares (Q), "one-sided", irregulares (I) y estelares (S). Estas clasificaciones vienen acompañadas frecuentemente de datos más precisos de la estructura de la nebulosa, con detalles tales como la presencia de chorros, asas, dobles envolturas o estructuras filamentosas.

Observando las NP con una buena resolución espacial se puede observar que, en muchos casos, se aprecian también estructuras altamente articuladas llamadas "micro estructuras", un subgrupo de las cuales son los pares de baja ionización y/o alta velocidad dispuestos en forma simétrica respecto del núcleo, como es el caso de los chorros y asas, conocidos por su sigla en inglés "FLIERS" (por "Fast Low Ionization Emission Regions"). Un tratamiento clásico de estas estructuras es el de Balick et al. (1993). Si bien el número de NP con morfología bien determinada no es elevado debido fundamentalmente a que la mayoría de ellas presentan un pequeño tamaño angular, se han estimado los porcentajes de cada tipo morfológico: **E** 57% (se incluyen las tipo R), **B** 27,5%, **I** 8,5% y **PS** 7% (Górny et al. 1999 y Manchado et al. 1996).

Una complicación que hay que tener en cuenta al determinar la morfología de una NP es que ésta es sensible a la resolución espacial con la cual el objeto fue obser-

vado. Por otra parte, en algunos casos la morfología también depende de la banda fotométrica utilizada. Y en otros casos una fortuita orientación relativa de una NP puede dar lugar a una clasificación morfológica errónea, como en las NP tipo anillo (p. ej. IC 418), que podrían ser en realidad NP bipolares observadas en la dirección de la visual. Estas estructuras morfológicas observadas, combinadas con observaciones cinemáticas de las NP, permiten confeccionar modelos tridimensionales de la distribución del gas, y contribuir de esta manera al entendimiento de los mecanismos de pérdida de masa por parte de la estrella progenitora (Weinberger 1989 y Steffen & López 2006).

En cuanto al gas ionizado de la nebulosa, numerosos han sido los trabajos tendientes a aportar datos acerca de la composición química y propiedades físicas del gas emisor, por lo que actualmente se tiene una importante muestra de objetos con estos parámetros determinados. De éstos se desprende que la temperatura y densidad electrónica media en las NP son:

$$\langle N_e \rangle = 4000 \text{ cm}^{-3} \quad \text{y} \quad \langle T_e \rangle = 10^4 \text{ K}$$

La composición química de las NP depende sutilmente de su morfología; la Tabla 2.1 da detalles de dicha composición.

**Tabla 2.1:** Abundancia media de He y metales en las NP (Phillips 2003). Las unidades están expresadas en  $[x/H] = \log(x/H) + 12$ .

	$\langle \text{He}/\text{H} \rangle$	$\langle \text{O}/\text{H} \rangle$	$\langle \text{Ne}/\text{H} \rangle$	$\langle \text{N}/\text{H} \rangle$	$\langle \text{S}/\text{H} \rangle$	$\langle \text{Ar}/\text{H} \rangle$	$\langle \text{Cl}/\text{H} \rangle$
NP	11,07	8,57	7,98	8,20	6,85	6,33	5,14
⊙	10,95	8,66	7,84	7,78	7,14	6,18	5,50

## 2.2. Emisión de energía de una NP

Es sólo desde hace un tiempo relativamente corto que se ha podido observar un número significativo de NP en un amplio rango espectral, cubriendo desde los rayos-X hasta el radio, lo que ha permitido un estudio sistemático de su distribución de energía.

Una NP es un sistema formado principalmente por una estrella central, una nube de gas ionizado y una cáscara de polvo. El continuo de la estrella puede aproximarse por la emisión de un cuerpo negro a una temperatura de entre 0,3 y  $2 \times 10^5$  K; la emisión de la nebulosa ionizada está dominada por transiciones ligado-libre, libre-libre, continuo de dos fotones, y líneas de emisión producto de la recombinación de iones excitados colisionalmente. En tanto que la emisión del polvo está bien representada por un continuo térmico de unos 100 K.

El espectro óptico de una NP consiste de líneas de emisión y de un continuo. Este espectro refleja las condiciones físicas de la nebulosa, especialmente la temperatura y densidad electrónicas, la abundancia de los elementos y el campo de radiación de la estrella central.

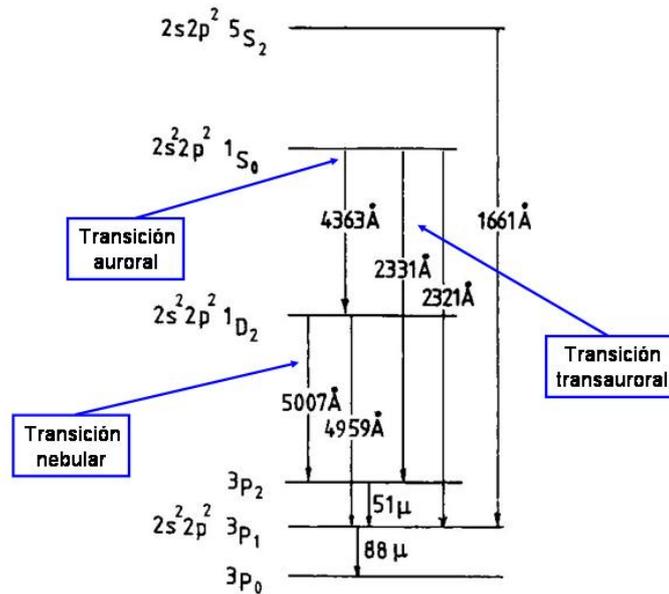
El espectro de líneas de una nebulosa de baja densidad, en particular de una NP, puede ser dividido en dos grandes grupos: a) aquellas líneas formadas por recombinación de iones a través de la captura de un electrón por un ion cargado positivamente; y b) aquellas líneas formadas por la excitación colisional de un átomo o ion (usualmente por un electrón) seguida por emisión espontánea. La absorción de líneas de radiación por parte de la nebulosa se considera despreciable para todos los niveles de energía  $n \geq 2$ , debido a la muy baja población de estos niveles en las condiciones nebulares.

El mecanismo más importante de formación de líneas de los elementos más pesados que el hidrógeno y el helio es la excitación colisional. Las líneas formadas por este proceso suelen ser tan intensas como las propias líneas del hidrógeno, a pesar de tener una menor abundancia de los elementos involucrados, pues el proceso colisional es usualmente algunos órdenes de magnitud más rápido que el proceso de recombinación radiativa.

Las líneas excitadas colisionalmente pueden ser tanto permitidas como prohibidas; estas últimas tienen una probabilidad de transición de 5 a 10 órdenes de magnitud inferior al de las líneas permitidas. Sin embargo en una nebulosa planetaria ellas dominan el espectro por dos razones: a) la configuración del nivel fundamental de muchos iones tiene niveles de energía separados por una pequeña diferencia (del orden de  $kT_e$ ), por lo que la radiación emitida se da fundamentalmente en la región del óptico y el ultravioleta cercano (ver Fig. 2.2), en tanto que las transiciones permitidas son frecuentemente de mayor energía, lo que las hace visibles en el ultravioleta lejano; b) la densidad electrónica es tan baja que la desexcitación colisional es muy baja.

Como la energía de los electrones en el medio interestelar, aun en las NP, es relativamente pequeña, sólo pueden excitarse colisionalmente los niveles bajos de los iones. Por lo tanto, sólo se pueden producir líneas de emisión entre el infrarrojo y el ultravioleta cercano. Los elementos más abundantes, como el C, N, O, etc., y sus iones, tienen términos con transiciones permitidas hacia abajo, pero están lejos del nivel fundamental y no pueden ser excitados por choques de electrones. Sin embargo, estos mismos elementos tienen términos con un mismo valor de  $n$ , pero con diferentes valores de  $l$ . Estos términos son estados metaestables muy bajos, generalmente divididos en varios niveles; las transiciones  $D \rightarrow P$  se llaman nebulares, las  $S \rightarrow D$  aurorales, y las  $S \rightarrow P$  transaurorales. Por ejemplo las transiciones del OIII y el NII corresponden a la configuración  $np^2$ , en tanto que las transiciones del NI y el OII corresponden a la configuración  $np^3$ .

Los mismos procesos físicos que afectan al hidrógeno y al helio también influyen en los elementos más pesados. Empero además hay un número de otros procesos que son importantes, como es el caso de la recombinación dieléctrica o la fluores-



**Figura 2.2:** Diagrama de niveles de energía que muestra los seis niveles más bajos del ion OIII. Se indican las longitudes de onda de las líneas observadas más importantes.

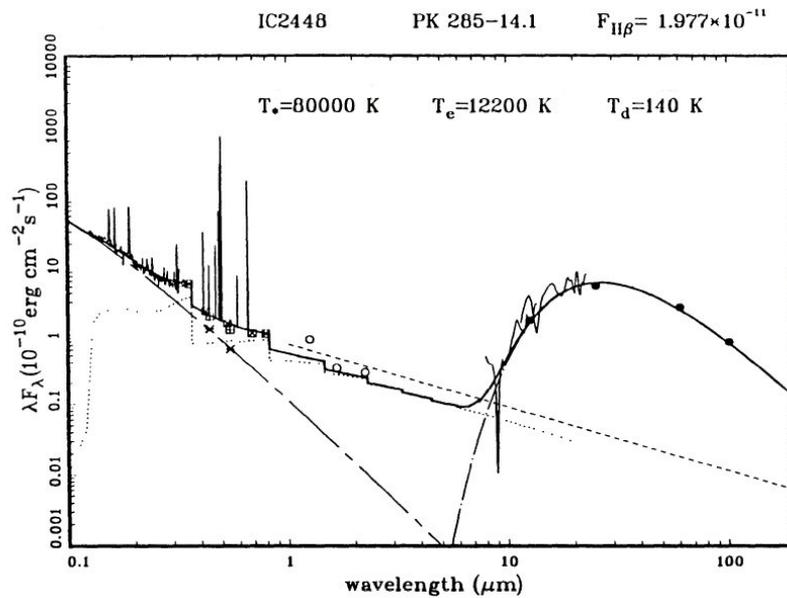
cencia, donde los fotones producidos por un ion coinciden con la transición de otro.

Finalmente, las NP también emiten un continuo de radiación en todo el rango de longitudes de onda, desde el ultravioleta lejano hasta el radio. La causa de esta emisión en la región del óptico es principalmente la interacción entre electrones e iones tanto del hidrógeno como del helio (transiciones libre-ligado, libre-libre y el continuo de dos fotones). Un tratamiento mucho más detallado de la emisión de energía, tanto de líneas como del continuo en las nebulosas planetarias, puede verse en Pottasch (1984). Por otra parte, el continuo correspondiente a la región del infrarrojo lejano no puede ser explicado por procesos relativos a los átomos de hidrógeno o helio. El sorprendente aumento en la emisión nebulosa que se observa a partir de los 8 μm y que tiene su máximo en los 40 μm se debe a la emisión térmica del polvo.

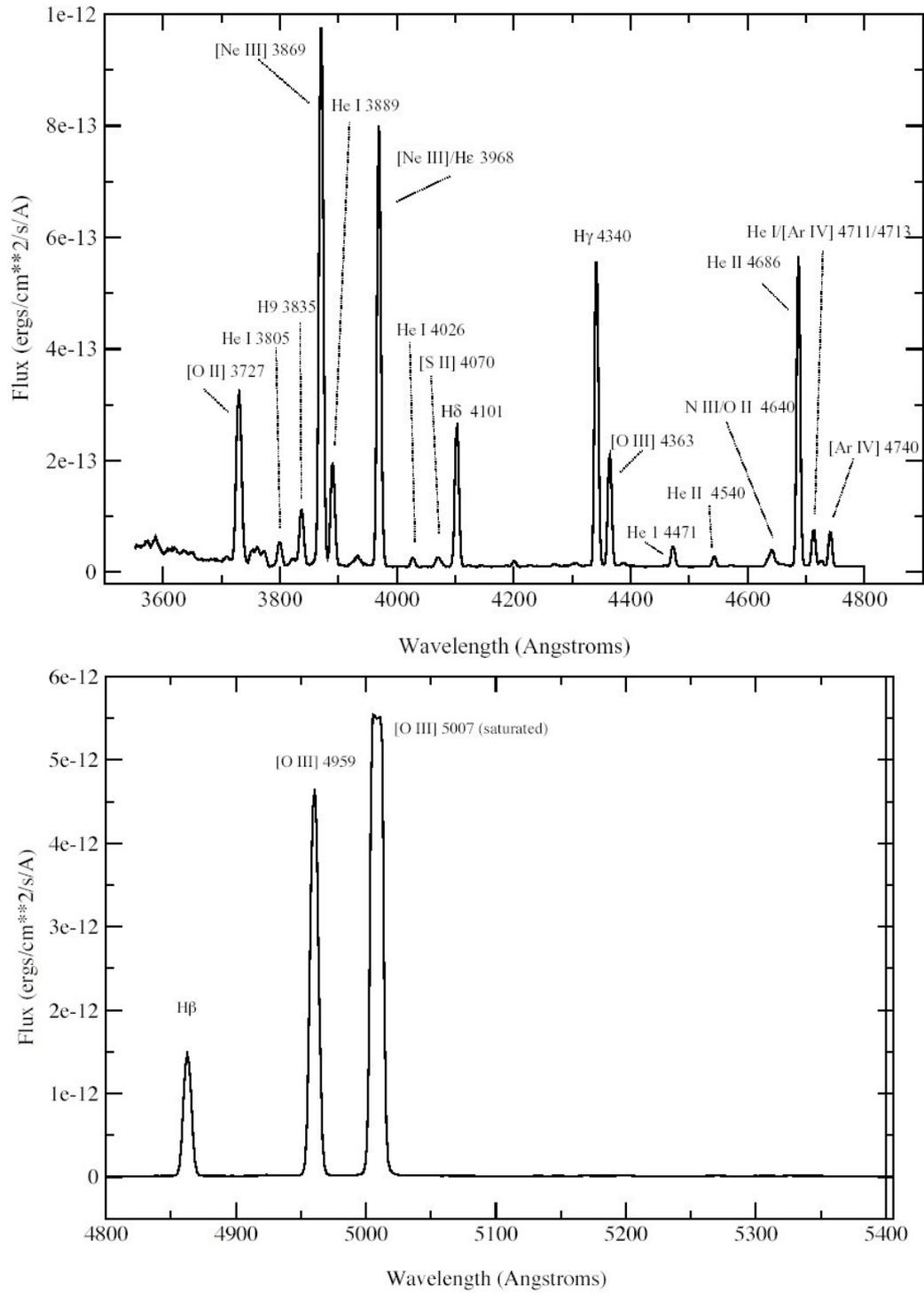
Yendo hacia longitudes de onda mayores, el espectro en radiofrecuencias de las NP es una importante fuente de información ya que, a estas frecuencias, las NP son ópticamente delgadas. El continuo nebuloso es casi enteramente el resultado de transiciones libre-libre originadas por el paso cercano de un electrón a un protón o a un ion de helio. El modelado de esta emisión se ajusta muy bien a las observaciones; la emisión de la NP se ajusta a él a partir de la longitud de onda de 1000 μ.

La Fig. 2.3 muestra cómo se modela la emisión de cada uno de los sistemas que componen una NP y cuál de éstos es el más importante en diferentes regiones del espectro electromagnético. Se podría agregar también la emisión en rayos X proveniente fundamentalmente de la interacción de los fuertes vientos emanados de la estrella central con el medio interestelar. Una importante colección de NP a las que se les modeló su distribución de energía puede verse en Zhang & Kwok (1991).

Es de interés hacer hincapié en la emisión de líneas en la región del óptico debido a la preponderancia que tiene la espectroscopía de las NP en este trabajo. Las Figs. 2.4, 2.5 y 2.6 muestran un espectro sintético de NP en el que se pueden apreciar las líneas de emisión más frecuentes que emiten estos objetos. Más aún, en Hyung & Aller (1995) puede verse un extenso y detallado listado de líneas de emisión observadas en la NP NGC 7009, donde aparecen los iones, longitud de onda precisa e intensidad relativa de todas las líneas de emisión observadas en la región del óptico.



**Figura 2.3:** Distribución de energía de IC 2448 en el rango de 1250 Å a 100 μm; las líneas verticales ilustran las líneas de emisión. El continuo estelar está modelado por la línea entrecortada por guiones; la emisión nebular está en línea de puntos, mientras que la emisión del polvo está representada por la línea de trazos entrecortada por puntos. La curva sólida es la suma de los modelos. La curva de trazos indica el nivel de emisión de las transiciones libre-libre extrapolada desde la región ópticamente delgada del continuo de radio. Adaptado de Zhang (1993).



**Figura 2.4:** Espectro sintético de una NP en el rango 3600–5400 Å.

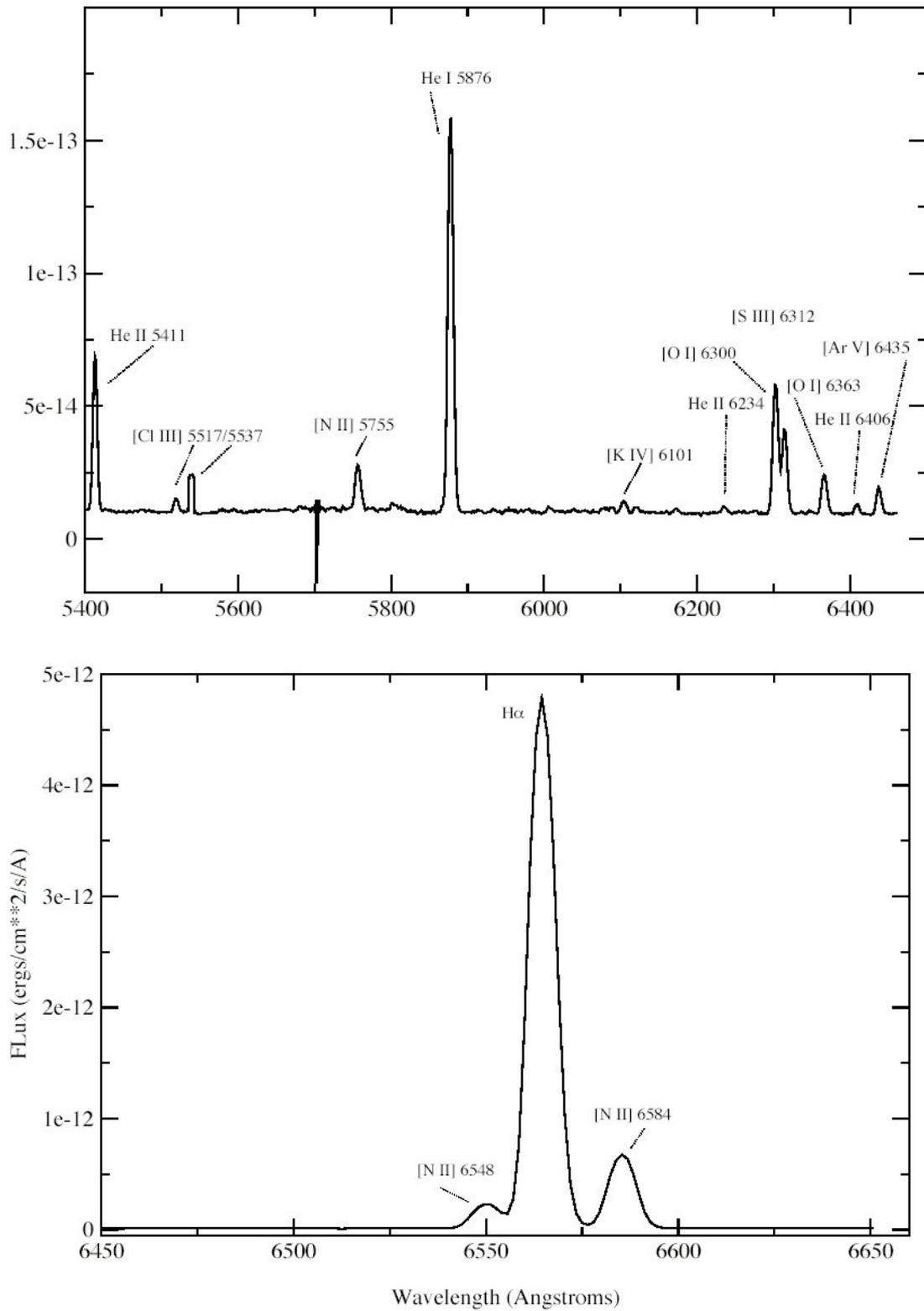


Figura 2.5: Espectro sintético de una NP en el rango 5400–6650 Å.

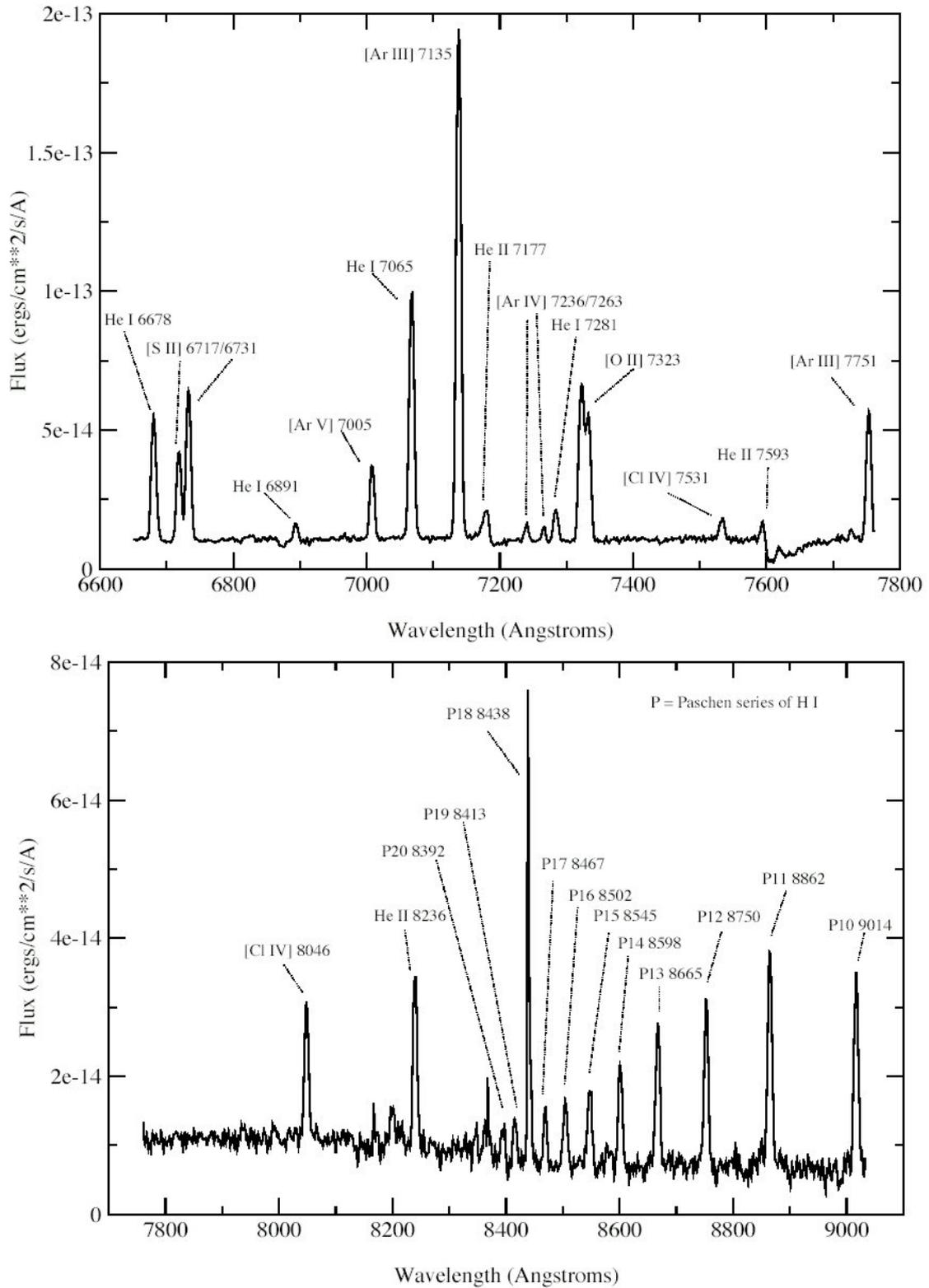


Figura 2.6: Espectro sintético de una NP en el rango 6650–9000 Å.

# Capítulo 3

## Estrellas centrales de Nebulosas Planetarias

### 3.1. Evolución de estrellas de masa baja e intermedia

La formación de una nebulosa planetaria es una etapa en la evolución de muchas estrellas. Podemos dividir la evolución de una estrella de masa baja o intermedia en dos etapas, la primera comprendida entre que la estrella abandona la secuencia principal hasta la eyección de la nebulosa. Y la segunda etapa, desde que la estrella comienza a eyectar material hasta que extingue su energía.

El que se haya separado de esta manera responde al hecho de que, la primera de estas dos etapas evolutivas está bien estudiada, tanto observacional como teóricamente (cf., Chiosi et al. 1992 e Iben 1991). Por consiguiente haremos una muy breve descripción de esta etapa. Mientras que el segundo estadio evolutivo es mucho menos entendido, sobre todo en la fase inicial de la NP.

Durante su permanencia en la secuencia principal, la estrella desarrolla un núcleo de helio inerte. En la etapa subgigante, la estrella quema hidrógeno en una cáscara que rodea dicho núcleo, y debido a la expansión de la envoltura, se convierte en una gigante roja que asciende, en el diagrama HR, por la “rama de las gigantes” (RGB). Esta etapa continúa hasta que el núcleo de helio tiene masa suficiente como para encenderse a su vez.

Cuando el núcleo de helio consumió una importante fracción de su combustible, la combustión de éste se lleva a cabo en una cáscara que rodea a un núcleo de carbono y oxígeno, y la estrella se convierte en gigante roja por segunda vez ascendiendo por la llamada “rama asintótica de las gigantes” (AGB). Las estrellas AGB poseen un núcleo de carbono y oxígeno que fue el resultado de la combustión del helio; este núcleo está rodeado por un cáscara donde se quema helio y otra más externa donde se quema hidrógeno. Conforme la estrella evoluciona hacia el extremo de la AGB ambas cáscaras comienzan a interactuar: sólo una cáscara se enciende a la vez. Mientras la cáscara del hidrógeno está en combustión, el helio se enciende violentamente con una muy alta producción de energía (fogonazo de helio). Como

resultado de esto las capas más externas se expanden y el hidrógeno se apaga. Después de un tiempo, a su vez el helio se apaga debido a que el combustible se consumió; finalmente, al contraerse nuevamente la envoltura de la estrella, el hidrógeno se vuelve a encender. Todo este proceso puede repetirse varias veces durante la fase de AGB, y recibe el nombre de “pulsos térmicos”.

Las partes externas de la estrella AGB están formadas por una envoltura convectiva de material no procesado. Debido al enorme tamaño de estas estrellas, el material de la superficie está débilmente ligado a la estrella y una combinación de presión de radiación y pulsaciones tipo Mira da como resultado un fuerte viento estelar. Se observan tasas de pérdidas de masa del orden de  $10^{-4} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ , lo cual produce una rápida disminución de la masa de la estrella. Esta pérdida de masa es muy eficiente, tanto que una estrella con una masa inicial de  $8 \pm 2 M_{\odot}$  (Weidemann & Koester 1983) al cabo de su evolución se convierte en una enana blanca con masa por debajo del límite de Chandrasekhar de  $1.4 M_{\odot}$ .

Al acabar la etapa de los pulsos térmicos, la zona convectiva, que se extiende sobre la mayor parte del radio estelar, no puede sostenerse durante mucho tiempo y la estrella comienza a contraerse a luminosidad constante. Esto resulta en un rápido incremento de la temperatura superficial, que puede alcanzar los  $10^5$  K. Después que la temperatura alcanza los 20000 K el flujo ultravioleta de la estrella es lo suficientemente fuerte como para ionizar el hidrógeno que la rodea, y que fuera expulsado por la estrella durante la etapa de AGB. Aquí es cuando la envoltura gaseosa que rodea a la estrella comienza a brillar, y ha nacido una NP.

Finalmente, el combustible de hidrógeno y el helio se extinguen y la fusión nuclear en las cáscaras se detiene. Esto se corresponde aproximadamente con el punto más caliente que alcanzan las ECNP en el diagrama HR (ver Fig. 3.1). En este momento la producción de energía cesa y se tiene una enana blanca con un núcleo de electrones degenerados, la cual se va enfriando paulatinamente; las enanas blancas más frías que se han observado tienen temperaturas efectivas de unos 4000 K.

En la Fig. 3.1 se muestran tres regiones del diagrama HR que hemos llamado PPN, NP y WD. Las estrellas correspondientes a la región NP serán tratadas en detalle en el Capítulo 3.2, mientras que las dos restantes, que son las etapas menos conocidas, son descritas brevemente a continuación.

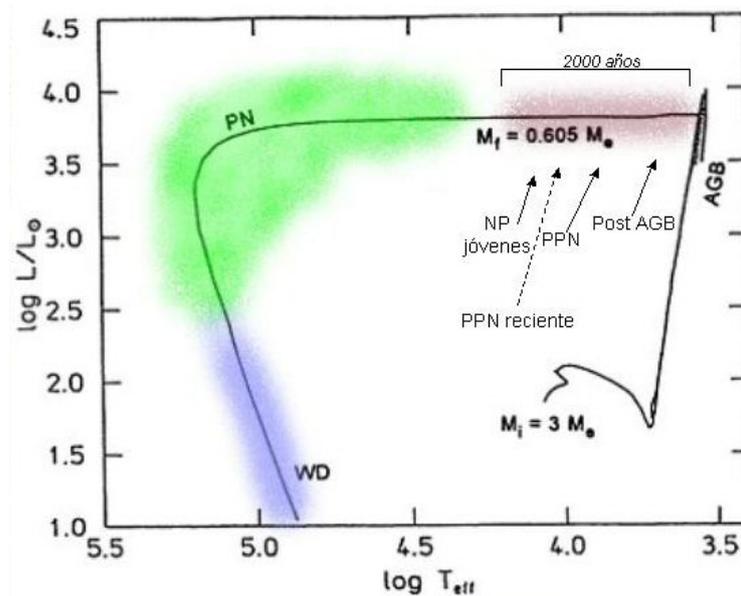
Los objetos de transición entre la etapa de AGB y la de NP reciben diversos nombres (ver Fig. 3.1), tales como: post-AGB, proto nebulosas planetarias (PPN), proto nebulosas planetarias recientes y nebulosas planetarias jóvenes. Estas denominaciones no tienen características bien diferenciadas ni siguen una secuencia evolutiva. De aquí en adelante nos referiremos a estos objetos de transición como PPN.

Las PPN consisten en una estrella que está evolucionando desde la izquierda del diagrama HR a luminosidad constante, envuelta por una densa cáscara de gas y polvo en expansión, tanto que muchas PPN no tienen una contraparte óptica debido a que están fuertemente oscurecidas por el polvo. Estos objetos son detectados y clasificados como PPN mediante observaciones en bandas infrarrojas, razón por la cual es que hace relativamente poco tiempo que se los está estudiando; la diversidad

### 3. ESTRELLAS CENTRALES DE NP Evolución de estrellas de masa baja e intermedia

de nombres que reciben tal vez sea un reflejo de lo poco que se conoce sobre estas etapas de la evolución estelar.

Se ha observado que una importante fracción de las PPN muestra morfologías con simetría axial, a pesar de que las morfologías observadas en las envolturas de estrellas AGB son mayormente esféricas; los motivos de tal cambio morfológico aún se desconocen. Una de las PPN mas conocidas quizás sea la nebulosa "Huevo" (AFGL 2688), la cual presenta una marcada simetría axial. Otro de los ejemplos mas conocidos es el "Rectángulo Rojo" (HD 44179), el que se sabe tiene un núcleo binario.



**Figura 3.1:** Camino evolutivo de una ECNP, cuya estrella progenitora tiene una masa de  $3 M_{\odot}$  (adaptado de Schonberner 1997).

El tiempo empleado en esta etapa de transición es muy breve, de aproximadamente el 10 % (Kwok 1993) de la vida de una NP. Es decir que, a lo sumo, esta etapa evolutiva cubre unos 2000 años. Más aún, el pasaje de PPN a NP puede ser muy rápido, de hasta algunas decenas de años (Parthasarathy et al. 1993 y García-Lario et al. 1993).

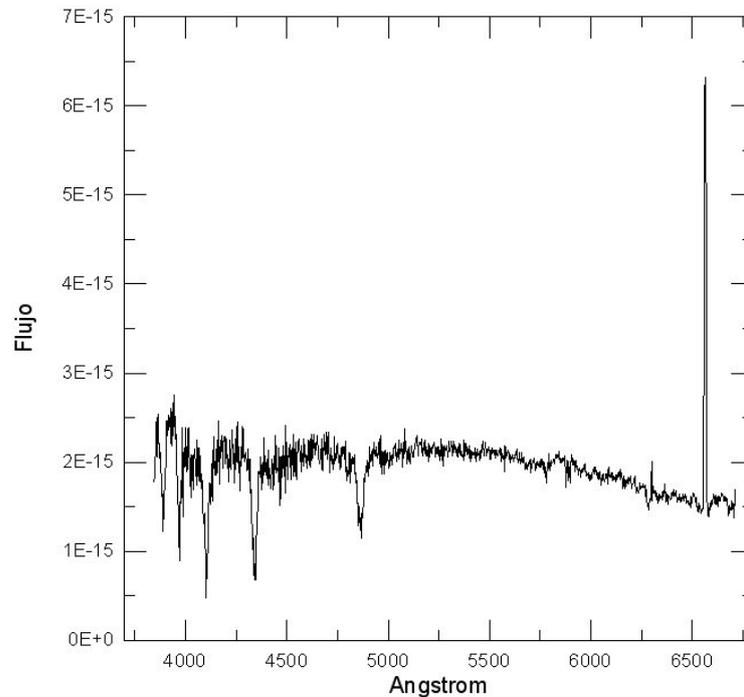
Los tipos espectrales MK que presentan las PPN son del tipo tardíos: F, G, M, además algunas PPN muestran perfiles P Cygni o fuertes emisiones  $H\alpha$  (Waters & Sahu 1993). La Fig. 3.2 muestra un ejemplo de un espectro de una estrella post-AGB (Waters & Sahu 1993). Un posible esquema evolutivo (planteado por Hu et al. 1993) es el siguiente:

$$[K-M] \longrightarrow [F-G] \longrightarrow [(F-G) \text{ con emisión } H\alpha]$$

Más recientemente Suárez et al. (2003) analizaron espectros ópticos de una gran muestra de PPN, y encontraron tipos espectrales que van desde las B hasta las M

### 3. ESTRELLAS CENTRALES DE NP Evolución de estrellas de masa baja e intermedia

(algunos con emisión en  $H\alpha$ ), a los que interpretan como una posible secuencia evolutiva hacia temperaturas efectivas más altas.



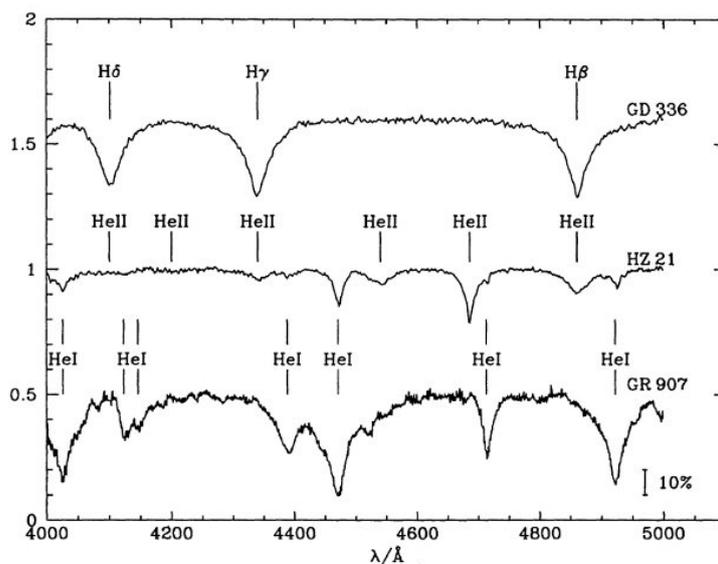
*Figura 3.2: Espectro óptico de IRAS 21289+5815, un ejemplo de objeto post-AGB (Suárez et al. 2006). Nótese la fuerte emisión  $H\alpha$ .*

Por otra parte, las enanas blancas (WD) constituyen el producto final más común de la evolución estelar. Sin embargo no está claro aún si todas las WD pasaron por una fase de NP. Werner et al. (1997) y Kwitter et al. (1989) tomaron imágenes de larga exposición de enanas blancas con el fin de detectar restos de envolturas gaseosas, y en ambos casos los resultados fueron negativos.

Dentro de las WD se distinguen cinco subtipos principales (cuyos espectros pueden verse en las Figs. 3.3 y 3.9):

- **DA:** sólo líneas de Balmer, no hay HeI ni metales (ej. DeHt 5);
- **DAO:** están dominadas por el H pero también tienen HeII (ej. Sh 2-174);
- **DO:** fuertes líneas de HeII, HeI o H presente (ej. HZ 21); se conocen tres estrellas DO que podrían estar asociadas a NP muy viejas (Dreizler 1999);
- **DB:** sólo líneas de HeI, no hay H ni metales (ej. GR 907); no se conoce ninguna estrella de este tipo asociada a una NP;
- **DC:** sólo continuo, no hay líneas más profundas que un 5% del continuo en ninguna parte del espectro electromagnético (ej. WD 0107-106).

Los subtipos de enana blanca más comunes en los núcleos de las NP son los DA y DAO, ambos suman unas 40 estrellas (Méndez 1991 y Napiwotzki & Schonberner 1995). El común denominador en todos los espectros de estrellas WD es el ancho de sus líneas de absorción, producto de una muy alta gravedad superficial, que en la mayoría de los casos cumple  $\log g > 6,5$ , y del efecto Stark.



*Figura 3.3: Espectros de subtipos de enanas blancas, en los que están indicadas las líneas más importantes (Napiwotzki 1998): DA (GD 336), DO (HZ 21), DB (GR 907).*

## 3.2. Distintos tipos espectrales en ECNP

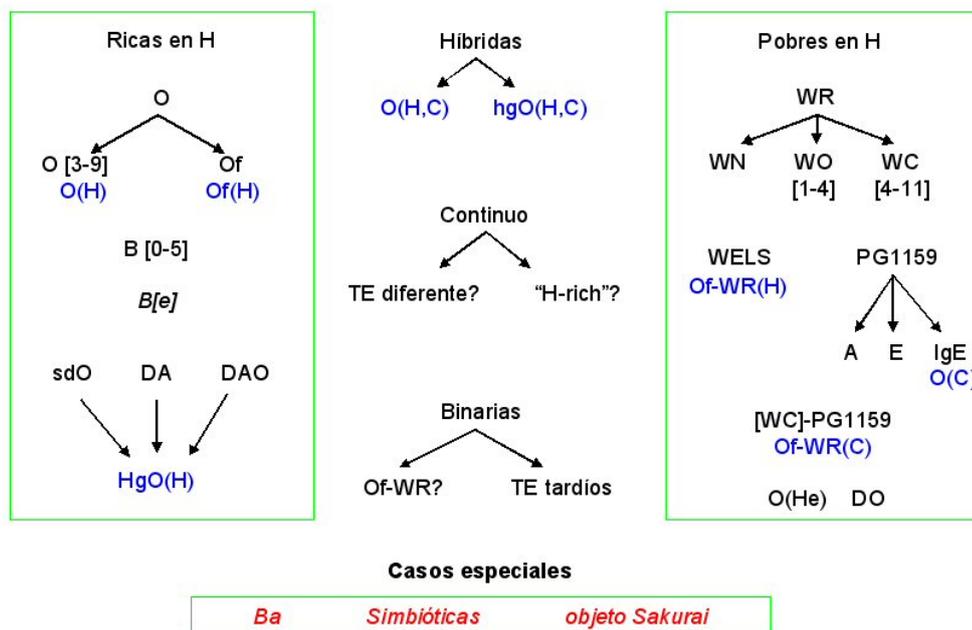
En esta sección sólo se pretende describir cualitativamente los distintos tipos espectrales que se observan en los núcleos de las nebulosas planetarias. La descripción detallada de las características de cada uno de los objetos está mas allá del propósito de este trabajo.

En la población de ECNP observada pueden distinguirse algunas clases espectrales tales como O, Of, sdO, WR, Of-WR (Lutz 1978). Desde el punto de vista evolutivo de estas estrellas, la subclasificación más importante es, sin embargo, aquella deducida del análisis de sus abundancias superficiales. En este sentido, las ECNP pueden dividirse en dos grupos bien definidos: ricas y deficientes en hidrógeno (Méndez 1991), en la Fig 3.4 puede verse un panorama general. En el primer grupo el hidrógeno es el elemento dominante, y sus tipos espectrales más comunes son O y Of. En el segundo grupo la atmósfera estelar está prácticamente libre de hidrógeno, siendo el carbono y el helio los elementos más abundantes.

En lo que respecta a las características espectrales se pueden distinguir dos clases de ECNP deficientes en hidrógeno. El espectro de muchas de estas estrellas está

dominado por líneas de emisión anchas e intensas, propias de las estrellas Wolf-Rayet (de aquí en adelante WR). Por otro lado, el resto de las ECNP deficientes en hidrógeno presentan un espectro que está dominado por líneas de absorción. Sin embargo, también existen otras ECNP que no se ajustan a este esquema, como A 30 y A 78 cuyos espectros presentan tanto líneas de emisión como de absorción; más adelante describiremos a este grupo de estrellas.

### Tipos espectrales de las ECNP



**Figura 3.4:** Distintos tipos espectrales que se encuentran los núcleos de las NP. Las flechas indican los tipos espectrales que están incluidos en otro más amplio, en tanto que aquellos que incluyen paréntesis son los nombres dados por Méndez (1991). Los corchetes indican los subtipos en los que se puede dividir

### 3.2.1. ECNP deficientes en hidrógeno

- [WR]

Las estrellas [WR] son semejantes a las WR, sus espectros están dominados por líneas de emisión anchas e intensas. A su vez, las WR se subdividen en tres secuencias, WC, WO y WN. La primera subdivisión de las WR fue hecha por Perek & Kohoutek (1967), quienes distinguieron las WC de las WN. Posteriormente, Barlow & Hummer (1982) introdujeron la subclase WO. En lo que respecta a las [WR] sólo se encuentran del subtipo [WC] y [WO]; existe un único caso de una [WN] (Morgan et al. 2003), es un objeto que se encuentra en

la Nube Mayor de Magallanes. Si bien algunos años atrás algunos objetos habían sido clasificados como NP y poseían en sus núcleos estrellas del tipo WN, posteriormente se descubrió que en realidad no eran NP sino que se trataba de estrellas WN masivas de población I con nebulosas tipo anillo: uno de los casos más interesantes es el de M 1-67.

En lo que hace a las estrellas WO, la característica más prominente es el doblete 3811-34 Å del OVI, el cual está también presente, aunque con mucha menor intensidad, en las WC4 y una WN (HD104994). Otras líneas intensas de las WO son CIV + HeII 4658-86 Å y el doblete CIV 5801-12 Å, las que también están presente en las WC. Actualmente sólo se conocen cuatro estrellas WO (van der Hucht 2001 y Drew et al. 2004) y una veintena de [WO] (Acker & Neiner 2003 (AN03) y Gesicki et al. 2006); hasta el momento no se han notado claras diferencias entre las estrellas WO y [WO] (Polcaro et al. 1997). Más aún, las estrellas [WC] están definidas de manera similar que sus contrapartes masivas de población I: WC.

Las líneas más importantes de las estrellas [WR] están listadas en la Tabla 3.1, mientras que los criterios de clasificación seguidos para discriminar las distintas clases de [WC] y [WO] están detallados en la Sección 5.7. Un buen criterio para decidir si una ECNP es una [WC] o [WO] es la línea del CIII en 5696 Å, la cual está ausente en las [WO] (Kingsburgh et al. 1995 y Crowther et al. 1998). Finalmente, la Fig. 3.5 muestra ejemplos de espectros de los tres subtipos de WR; más ejemplos pueden verse en AN03.

Merece un tratamiento especial las estrellas [WC] tardías o [WCL], ya que se conocen muy pocos de estos objetos. Las líneas de emisión más importantes que presentan son las del CIII en 5826 y 5696 Å, y es de esperar que las líneas del CIV sean muy débiles; también se observan líneas de absorción del He (HeII 11-4). Un ejemplo es la estrella central de la nebulosa SwSt 1, la cual fue clasificada como [WC9] (De Marco et al. 2001); un tratamiento general puede verse en Leuenhagen & Hamann (1998).

Actualmente se han clasificado 65 WELS, 45 [WC] y 29 [WO], mayormente siguiendo las listas de AN03 y Górný et al. (2004) (ver Tabla 3.2), a lo que hay que agregar que del relevamiento del MASH<sup>1</sup> se detectaron 23 NP asociadas a estrellas [WR] (Parker et al. 2006).

#### ■ WELS

Un pequeña fracción de ECNP muestra líneas de emisión más angostas y débiles que las [WR]; estas estrellas son llamadas WELS ("weak emission-line stars") y fueron definidas por Tylenda et al. (1993). El estado evolutivo de las WELS no es claro, sin embargo hay fuertes argumentos para sospechar que su evolución no está asociada a las [WR] (cf. Girard et al. 2007).

---

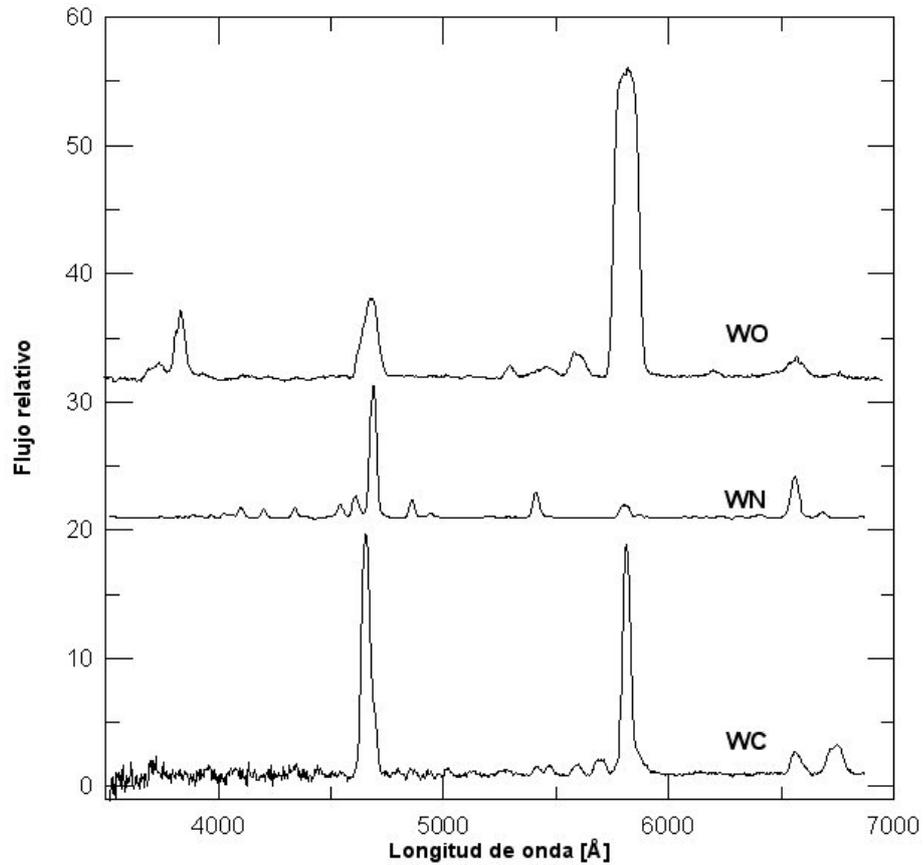
<sup>1</sup>MASH: Macquarie/AAO/Strasbourg H $\alpha$

**Tabla 3.1:** Algunas de las líneas más importantes que aparecen en los espectros de los distintos subtipos de estrellas [WR], en el rango espectral de 3500 a 7000 Å. Dentro de las [WC] se distinguen la tempranas de las tardías, WCE y WCL respectivamente.

Línea	Ion	WR
4058	NIV	WN
4603	NV	WN
4619	NV	WN
4640 (4634+4641)	NIII	WN
4938 (4933+4944)	NV	WN
5314	NIII	WN
3822 (3811+3834)	OVI	WO
5290	OVI	WO
5590	OV	WO
5666	(OVII+OVI)	WO
4267	CII	WCL
4649	CIII	WC
5470	CIV	WCE
5696	CIII	WCL
5806 (5801+5812)	CIV	WC
6461	CII	WCL

La morfología del espectro de las estrellas WELS se confunde con las de otros subtipos. Peña et al. (2001) y Koesterke (2001) argumentaron que hay cierta relación entre las WELS y PG1159. Por otro lado las diferencias entre las WELS y las [WC] también son sutiles. No existe un criterio estricto para diferenciar ambos tipos espectrales; usualmente, si las líneas de emisión son muchas e intensas (no sólo el CIV), el objeto es clasificado como [WC]. Si, en cambio, las líneas son débiles (normalmente sólo se ve el CIV) se asume que se trata de una estrella WELS.

Las características espectrales más relevantes de las WELS están en la región de 4650 Å, donde aparecen las líneas: 4634 Å (NIII), 4641 Å (NIII), 4650 Å (CIII) y 4658 Å (CIV). Es de destacar que estas líneas del NIII no están presentes en las [WC]. También es común la presencia de las líneas del CIV en 5801 y 5812 Å, que en general son más débiles que las líneas del NIII, hasta incluso invisibles. Hay que tener en cuenta que las líneas del NIII también se generan en la nebulosa, por lo que hay que estar seguros del origen de esta emisión. Por otra parte, una singularidad que aparece en las WELS son líneas del HeII en absorción, principalmente en 4542 y 5412 Å (ver Fig. 3.6); un tratamiento más detallado de este tipo de estrellas puede verse en Marcolino & de Araújo (2003). Si bien es difícil proponer una clasificación para estas estrellas Marcolino & de



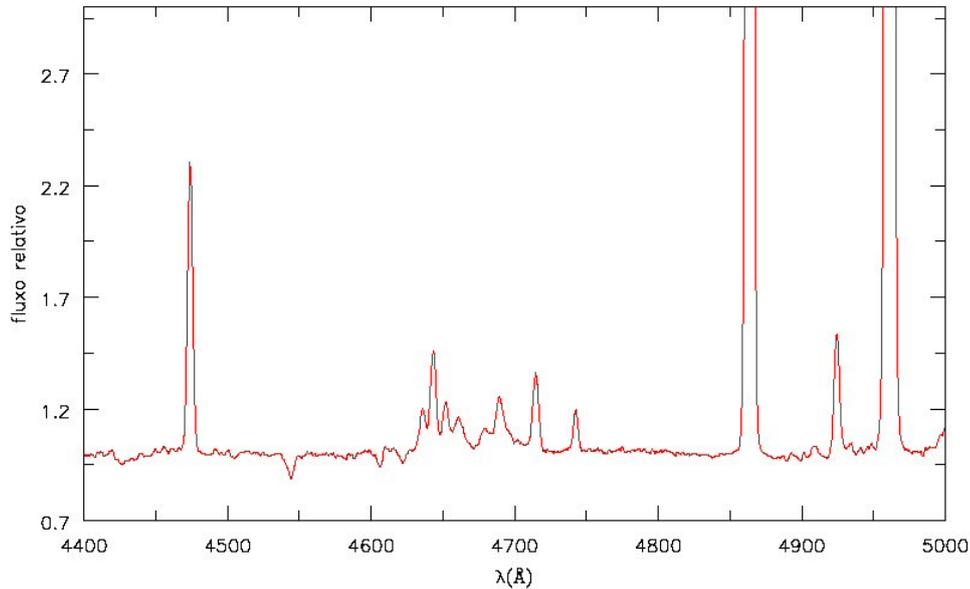
**Figura 3.5:** Espectros comparativos de tres estrellas WR: Brey 93 (WO), WR 7 (WN) y WR 13 (WC). Todos los espectros fueron obtenidos durante nuestros turnos de observación en CASLEO. Nótese lo débil de las líneas del CIV (en particular 5806 Å) en WR 7 y la fuerte presencia del OVI en 3822 Å en Brey 93.

Araújo (2003) sugieren dividirlos en dos grupos de acuerdo a la intensidad de las líneas del CIV.

Es importante aclarar que aquellas ECNP que fueron clasificadas por Méndez (1991) como Of-WR(H) actualmente han sido reclasificadas como WELS; éste es el caso de PB 8, NGC 6543 y NGC 6572.

- PG 1159

El tipo espectral PG 1159 (GW Vir) fue implementado por McGraw et al. (1979); este reducido grupo de estrellas incluye tanto estrellas aisladas como ECNP. Sin embargo es posible que todas las PG 1159 sean sucesoras de NP (Jacoby & van de Steene 1995). Actualmente se conocen 35 estrellas PG 1159, de las cuales 13 son ECNP (Górny & Tylenda 2000 y Werner & Herwig 2006). A pesar de que las PG 1159 componen un reducido grupo de estrellas, se las subdivide en **A**



**Figura 3.6:** Espectro de la estrella central de He 2-12 (gentileza de W. L. F. Marcolino), clasificada como WELS. Nótese la estructura de líneas de emisión en la región de 4650 Å y la absorción del HeII en 4542 Å.

(su espectro sólo muestra líneas de absorción); **E** (el espectro muestra algunas líneas de emisión del HeII, CIV y OVI en 4686, 4659 y 5291 Å respectivamente); y **Lg E** (las líneas de absorción del espectro son más angostas que en el resto de las PG 1159; además tienen emisión del CIV en 4659 Å). En todos los casos están ausentes las líneas del H y HeI.

El subtipo **A** es el grupo mayoritario; su espectro está dominado fundamentalmente por líneas del CIV en 4441, 4541, 4554, 4647, 4659 y 4786 Å, mientras que las líneas del CIV en 5801 y 5812 Å son débiles o invisibles. En las Figs. 3.9 y 3.8 se muestran espectros como ejemplo. Un completo resumen de este tipo de estrellas puede verse en Werner (1992). Un detallado estudio de los objetos PG 1159 fue llevado a cabo por Miller Bertolami & Althaus (2006), que considerando una importante muestra de objetos y un modelo actualizado de atmósfera estelar, pudieron confeccionar un diagrama HR en el cual se pone en evidencia que las PG 1159 están asociadas a las etapas finales de la evolución de las estrellas pobres en hidrógeno (ver Cap. 3.3). Una lista de espectros ópticos puede verse en Hügelmeyer et al. (2005) y Dreizler & Heber (1998).

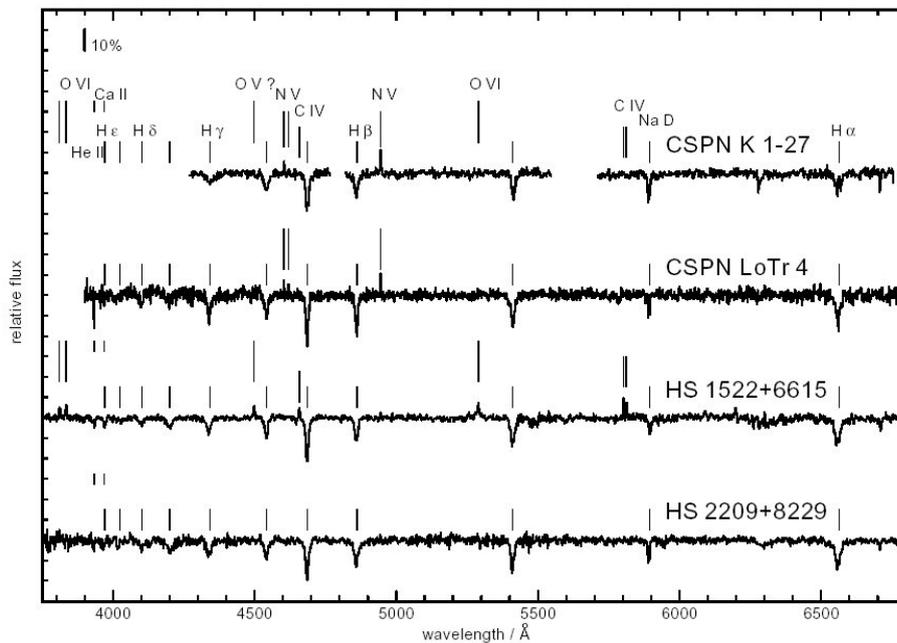
- **O(He)**

Estrellas que muestran un espectro dominado por líneas de absorción del He. Son estrellas muy raras, sólo se conocen 4 objetos de los cuales dos son ECNP: K 1-27 y LoTr 4. Espectros de estas estrellas se muestran en la Fig. 3.7. Su estado evolutivo en relación con las estrellas post-AGB aún no ha sido aclarado

(Rauch et al. 1998 y 2008).

- [WC]-PG1159

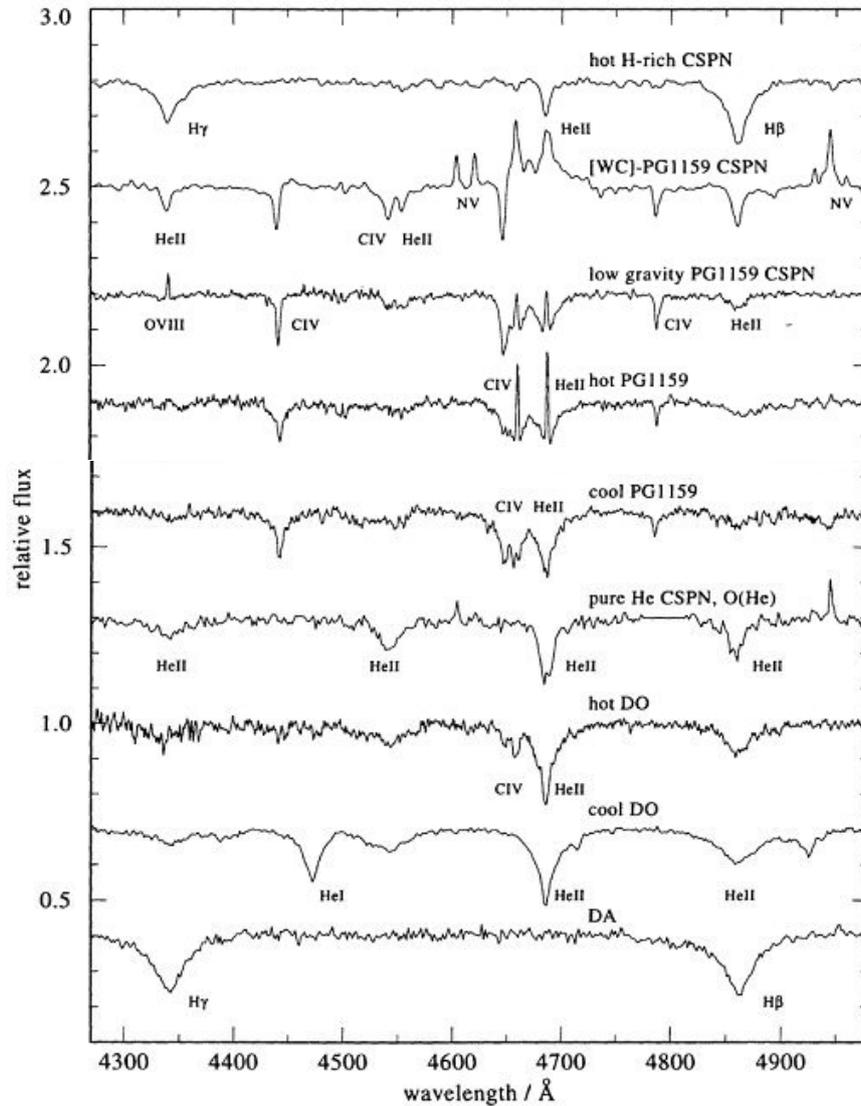
Esta subclase espectral, antiguamente denominada Of-WR(C) (Méndez 1991) sólo cuenta con dos miembros: A30 y A78. El espectro de estas estrellas combina anchas líneas de emisión (p. ej. en 5008 Å del CIV) con líneas de absorción del HeII y CIV. Por otra parte, ambas estrellas muestran evidencia de pérdida de masa. Espectros de esta subclase se muestran en la Fig. 3.8. Las características espectrales de esta subclase son similares a las de las estrellas WELS, por lo que posiblemente ambos tipos espectrales compartan la misma subclase (Parthasarathy et al. 1998).



**Figura 3.7:** Espectros de estrellas O(He). Nótese las importantes líneas de absorción del HeII en 4686 y 5413 Å, comparables a las líneas de la serie de Balmer, (Rauch et al. 1998).

### 3.2.2. ECNP ricas en hidrógeno

El grupo de ECNP ricas en hidrógeno está compuesto por estrellas con tipos espectrales O, Of, B y más tardíos. La clasificación de estas estrellas sigue los mismos criterios que para las estrellas de población I. Resumidamente, las estrellas O tienen líneas de absorción del H, HeI y HeII; además, se las puede subclasificar a través de cocientes de líneas. En el caso de estrellas O tempranas: HeII(4541)/HeI(4471) y HeII(4200)/HeI+II(4026), mientras que en O tardías se usan: HeII(4541)/HeI(4387)



**Figura 3.8:** Espectros comparativos de las subclases: PG 1159, [WC]-PG1159, WD y O(He) (Napiwotzki 1998).

y HeII(4200)/HeI(4144). Las estrellas O3 no tienen HeI y las O7 están definidas por HeII(4541) = HeI(4471).

En ocasiones, estrellas tanto de población I como II con tipos espectrales O muestran líneas de emisión: estas estrellas son llamadas Of. En general estas líneas de emisión corresponden a: NIII (4635-4640-4642) y HeII (4686 Å). Esta última es frecuentemente angosta, con FWHM < 4 Å, y en ocasiones suele observarse un perfil P Cygni; en tanto que las líneas del HeII en 4200 y 4541 Å se encuentran en absorción. Un ejemplo de ECNP clasificada como Of es NGC 6826. Una descripción interesante sobre Of en ECNP puede verse en Heap (1977). Un tratamiento general de la clasificación de las estrellas tempranas puede verse en Jaschek & Jaschek (1987).

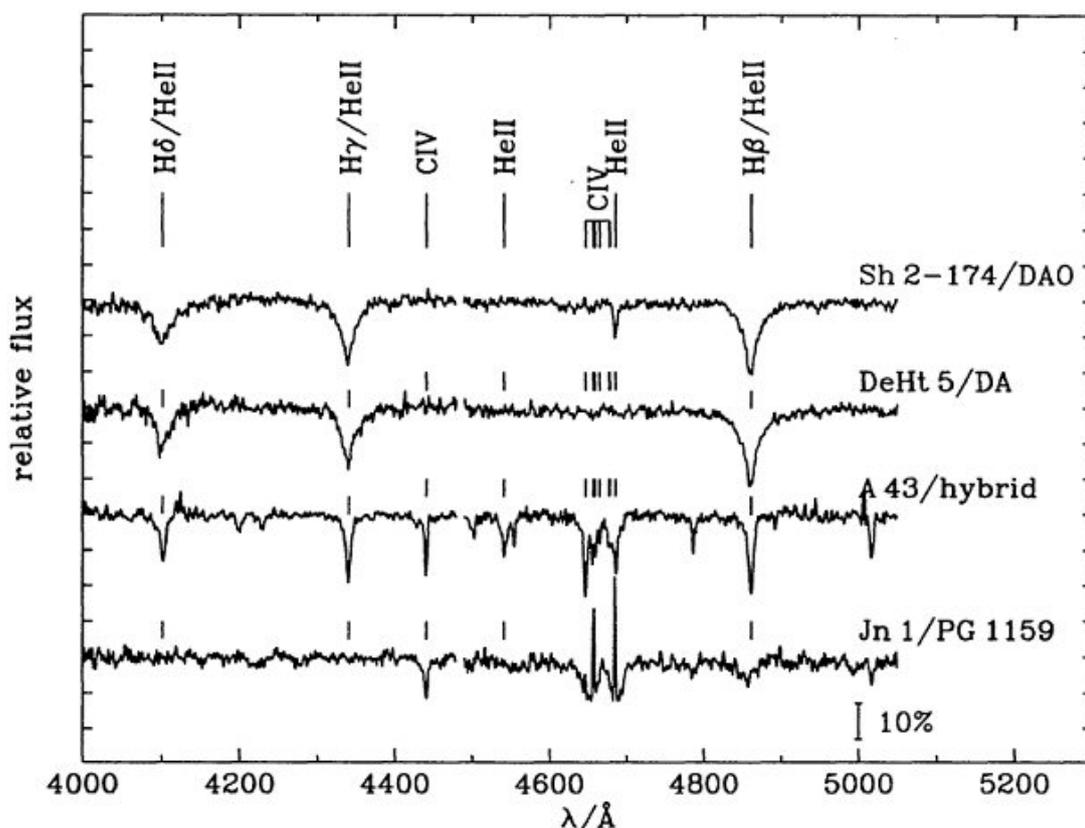


Figura 3.9: Espectros comparativos de ECNP evolucionadas (Napiwotzki 1998).

Más detalles sobre la clasificación de estrellas tempranas ver Walborn & Fitzpatrick (1990).

En general no es fácil detectar las líneas de absorción del H, HeI y HeII de las ECNP ya que en la mayoría de las NP, también hay emisión nebulosa de estos iones.

En lo que hace a las estrellas tipo B, la característica fundamental es que no poseen líneas del HeII. Para subclasificarlas se emplean unas débiles líneas del silicio. Son muy pocas las ECNP clasificadas como estrellas B, entre ellas Sh 2-71 (PN G035.9-01.1) y M 2-54 (PN G104.8-06.7). Ambas estrellas forman parte de sistemas binarios.

Finalmente, también se encuentran ECNP con tipos espectrales A y más tardíos. Sin embargo Lutz (1987) afirma que estrellas más frías que B5III-V no son capaces de ionizar la nebulosa. NP cuyas estrellas centrales sean de tipos espectrales B o más tardíos podrían representar PPN o sistemas binarios (ver Méndez et al. 1978 y Lutz 1977). Un completo listado de estrellas con tipos espectrales tardíos puede verse en De Marco (2009).

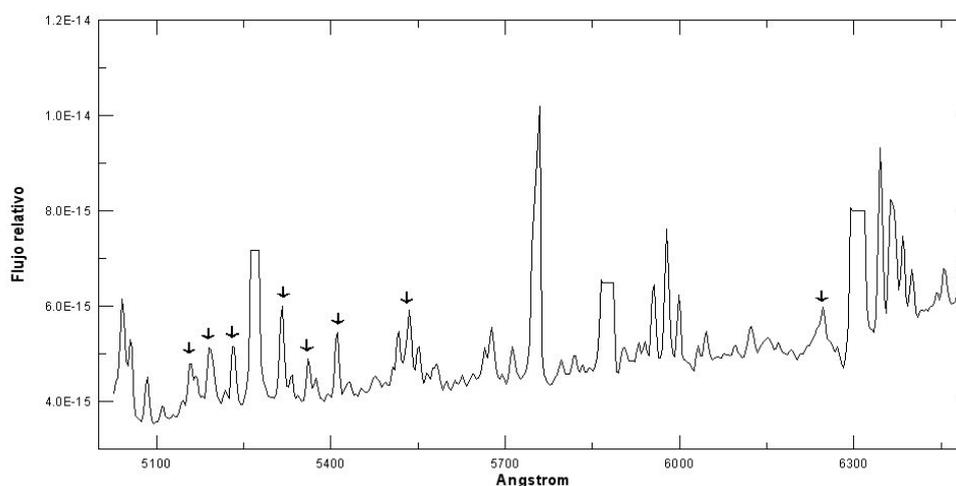
### 3.2.3. Algunas consideraciones especiales

Claro está que no todas las ECNP poseen un espectro que pueda ser clasificado en la categoría de ricas o pobres en hidrógeno. A continuación se enumeran algunas estrellas o grupos de estrellas que poseen características muy particulares.

#### ■ Estrellas B[e]

Se llaman estrellas B[e] a las que tienen tipo espectral B y que, además, muestran líneas de emisión en el óptico, líneas permitidas de baja excitación de metales, principalmente FeII, líneas de emisión prohibidas como, por ejemplo, [OI] y [FeII] (4244, 4287, 4415, 5273 Å), en algunos casos iones de mayor excitación como [ArIII] o [OIII], fuertes líneas de la serie de Balmer, y un fuerte exceso infrarrojo (ver Fig. 3.10). En realidad, una denominación más apropiada es la de “estrellas que experimentan el fenómeno B[e]”, ya que éstas conforman un grupo muy heterogéneo constituido por objetos con diferentes estados evolutivos.

Lamers et al. (1998) listan siete NP confirmadas que evidencian el fenómeno B[e] en sus estrellas centrales. Sorprendentemente, todas estas NP son de apariencia compacta. Recientemente se confirmó otra ECNP con fenómeno B[e], se trata de He 2-90 (Kraus et al. 2005). Aun se desconoce si este fenómeno es un evento común en la evolución de las NP, que aparentemente estaría asociado a NP jóvenes. Kondratyeva (2001), aportó alguna evidencia al respecto mostrando que la NP Th 4-4 evolucionó de una estrella B[e].



**Figura 3.10:** Espectro de He 2-90, tomado desde CASLEO el 22 de marzo de 2006, las líneas nebulares intensas están truncadas. Se indican las líneas de emisión de la ECNP: FeII (5169, 5198, 5235, 5317, 5363, 6248 Å) y [FeII] (5413, 5527 Å).

#### ■ Híbridas

Algunas estrellas PG 1159 muestran líneas de absorción del hidrógeno. Solo existen cuatro objetos que exhiben estas características, tres de los cuales se encuentran en los núcleos de las NP NGC 7094 (PN G066.7-28.2), A 43 (PN G036.0+17.6) y Sh 2-28 (PN G030.6+06.2), mientras que al objeto restante no se le detectó ninguna nebulosa asociada (Dreizler et al. 1996). Un espectro de ejemplo puede verse en la Fig. 3.9. Probablemente estas estrellas representen un vínculo entre las secuencias evolutivas de las estrellas ricas y las pobres en hidrógeno.

- Continuo

En 1984 se conocían 17 NP cuyas estrellas centrales fueron clasificadas como de tipo espectral continuo, ya que sus espectros no mostraban ningún tipo de líneas hasta el 5%. Méndez et al. (1981) sugirió que lo que podía estar ocurriendo era que las líneas de emisión se superpusieran con las de absorción. Feibelman (1994) analizó espectros IUE de una muestra completa de ECNP clasificadas como tipo espectral continuo. Los resultados evidenciaron que la mayoría de estas estrellas mostraban líneas, tanto de absorción como emisión, sin embargo algunas ECNP, tales como IC 289, aún hoy son clasificadas como de tipo espectral continuo. Una prueba, de que las ECNP clasificadas como tipo espectral continuo serían en realidad estrellas ricas en hidrógeno puede verse en Kudritzki et al (1981).

- Estrella de bario

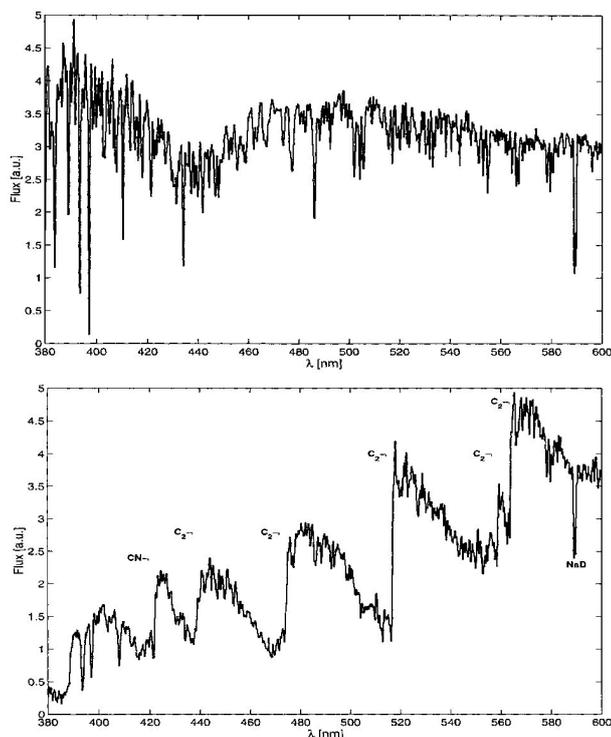
Recientemente, Bond et al. (2003), descubrieron que la estrella central de la NP WeBo 1 (PN G135.6+01.0) es una estrella de bario. La estrella forma parte de un sistema binario de muy largo período (superior a 800 días), donde la envoltura gaseosa, tipo anillo, aparentemente no sería común al sistema binario. Aún se desconoce que rol ocuparían estos tipos de estrellas en el escenario evolutivo.

- Objeto Sakurai

Fue descubierto en 1996 por astrónomos aficionados japoneses (Nakano et al. 1996) y posteriormente se vio que el objeto está rodeado por una NP de apariencia vieja (Duerbeck & Benetti 1996 y Jacoby et al. 1998). Las observaciones espectroscópicas mostraron un rápido y dramático cambio en el corto lapso de un año. En el año 1997 su espectro estaba dominado por bandas del CN (3888 y 4216 Å) y C2 (4392, 4737, 5165 y 5655 Å), las cuales no existían un año antes (ver Fig. 3.11). La hipótesis más fuerte es que se estaría en presencia de un fenómeno de "flash" del helio tardío, el cual de acuerdo a modelos de Iben et al. (1983) tendría una duración de 17 años. Por otro lado, observaciones en el infrarrojo sugieren que el objeto sufre episodios de pérdida de masa, lo que refuerza la teoría mencionada.

En dos objetos más se observaron estos fenómenos, V605 Aql (la estrella central de A 58, cuyo cambio comenzó en 1917 y su espectro es actualmente [WCE];

Clayton & De Marco 1997) y FG Sge (la cuál comenzó a aumentar de brillo en 1894 y que hoy es una estrella supergigante fría y pobre en hidrógeno; Jeffery & Schoenberner 2006).



**Figura 3.11:** Espectros del objeto Sakurai; el del panel superior fue tomado en abril de 1996, mientras que el inferior es de marzo de 1997 (Kerber 1998).

#### ■ Estrellas Simbióticas

Las estrellas simbióticas son sistemas binarios en los que interactúa una estrella fría con una muy caliente, con transferencia de masa. Esto da como resultado un espectro con líneas de emisión. Las simbióticas se dividen en los tipos D y S. Las tipo D, observadas en el infrarrojo, evidencian la presencia de polvo caliente, mientras que las S lucen un espectro infrarrojo semejante al de una estrella tardía. Algunas de las tipo D muestran morfologías bipolares (Viotti 1987 y Taylor 1988).

Diversas similitudes entre ambas entidades hicieron suponer la posibilidad de que exista alguna conexión evolutiva entre las simbióticas tipo D y algunas NP bipolares (Lutz et al. 1989): las simbióticas podrían ser las progenitoras de algunas NP bipolares (Leedjarv 1993). Estas sospechas aún hoy persisten (Arrieta et al. 2005, Corradi 2003, Kwok 2003), los hechos observacionales que las sostienen son, por un lado la precencia de NP con núcleos binarios, y por otro que las NP bipolares son morfológicamente idénticas a algunas simbióticas

tipo D. Los espectros ópticos que muestran ambos tipos de objetos son idénticos. Sin embargo tanto los mecanismos de pérdida de masa como las masas involucradas en las envolturas gaseosas son diferentes en ambas entidades. Más aún, se han ensayado diagramas de diagnóstico que intentan separar una estrella simbiótica de una NP (Gutiérrez-Moreno 1995).

A pesar de que tanto las estrellas simbióticas como las NP son objetos con características bien definidas, aún existen objetos dudosos de los cuales se desconoce si son NP o estrellas simbióticas. Actualmente existen cuatro objetos que se sospecha son estrellas simbióticas (Belczynski et al. 2000), y que además están catalogados como NP: 19w32 (PN G359.2+01.2), He 2-43 (PN G003.4-04.8), M 1-44 (PN G004.9-04.9) y He 2-442 (PN G061.8+02.1). Un análisis sobre el vínculo entre NP y estrellas simbióticas puede verse en López et al. (2004).

- Estrellas R CrB

Aquellas estrellas tipo R de la Corona Boreal (R CrB) se cree que guardan un vínculo evolutivo con las estrellas centrales de las NP. Estos son objetos post-AGB deficientes en hidrógeno y usualmente variables, actualmente se conocen unas 50 estrellas de este tipo tanto en nuestra Galaxia (Ej. UW Cen) como en las Nubes de Magallanes. Además se subdividen en cinco subgrupos. Dos artículos interesantes en los que se describen sus propiedades y el posible vínculo con la NP son Clayton (1996) y Clayton (2000).

- Binarias

La visión tradicional que se tiene de la evolución de estrellas de masa baja e intermedia sólo contempla a estrellas aisladas (Cap. 3.1). Este escenario, a pesar de ser ampliamente aceptado (y que cuenta con una importante base observacional y de modelos teóricos que lo avalan), tiene algunos puntos sin resolver como, por ejemplo, que no existe un claro mecanismo que explique cómo una estrella AGB aislada puede eyectar una nebulosa altamente no esférica (Soker 1998). Por otro lado, un sistema binario puede influir de diferentes formas en la pérdida de masa, incluso hasta inducirla (Zijlstra 2007), lo que explicaría muchas de las morfologías observadas en NP. Quizás las NP con morfologías bipolares serían los candidatos ideales donde buscar binarias; sin embargo, sólo se conoce una NP bipolar con núcleo binario, NGC 2346. Esto hace replantearse cuán necesaria es la presencia de un núcleo binario para originar determinadas morfologías.

En lo que respecta a las binarias visuales, éstas juegan un rol menos importante en el moldeado de morfologías de las NP. Núcleos binarios con semiejes mayores superiores a unos cientos de unidades astronómicas no influirían en la pérdida de masa de la estrella progenitora pero sí en su posterior morfología (Soker 1999).

Los sistemas binarios en NP pueden separarse en visuales y cercanos (aquellos

en los cuales no se resuelven las dos estrellas). La confirmación de una binaria visual es complicada, ya que los períodos involucrados son de varios cientos de años. Ciardullo et al. (1999) confeccionó una lista de 19 NP con posibilidad de poseer un núcleo binario de este tipo. Por otro lado De Marco (2006) recopiló 25 NP que poseen núcleos binarios cercanos (la mayoría de ellos detectado en forma fotométrica o espectroscópica). Ambas listas constituyen actualmente el total de las NP con núcleo binario confirmado. Los tipos espectrales de las ECNP de la lista de De Marco (2006) son propios de estrellas tardías ricas en hidrógeno; es notorio el hecho de que no se haya detectado evidencia de estrellas pobres en hidrógeno con núcleo binario.

Las dificultades observacionales como así también los prolongados tiempos de observación que se necesitan para confirmar la presencia de una estrella binaria son obstáculos en la detección de nuevas binarias en los núcleos de las NP (Zijlstra 2007). A pesar de que se estima que un alto porcentaje de ECNP formarían sistemas binarios (Soker 1997), en la actualidad se tiene que entre un 10 y un 15 % de las ECNP poseen núcleos binarios. El estudio de los núcleos binarios en las NP presenta numerosos interrogantes que demandan un gran volumen de observaciones, y que necesariamente deben ser suplidos para poder comprender la evolución de las ECNP.

De una recopilación de publicaciones recientes y catálogos de ECNP pudimos realizar una estimación del número de ECNP que se han catalogado en los diferentes tipos espectrales (Tabla 3.2). Sin embargo es imperiosa la necesidad de contar con una lista actualizada de las ECNP que posean tipo espectral conocido (incluyendo los núcleos de las PPN y los sistemas binarios), para poder llevar a cabo trabajos estadísticos más completos y arrojar luz sobre el intrincado rompecabezas que representa la etapa final de la evolución de estrellas de masa baja e intermedia. La lista más actual con la que se cuenta en el presente es el catálogo de Acker (1992–96), que rápidamente requiere de una actualización que contemple las nuevas ECNP clasificadas, las que fueron reclasificadas y, sobre todo, la incorporación de los nuevos tipos espectrales como las PG 1159 y las WELS.

### 3.3. Esquema evolutivo

Como se dijo en la Sección 3.1, las estrellas que están en condiciones de producir una NP son las que poseen masas entre  $0,56 M_{\odot}$  y  $8 M_{\odot}$ . Las estrellas con  $M < 0,56 M_{\odot}$  no producirán una NP visible ya que el tiempo de transición en la etapa de post-AGB es demasiado lento, por lo que son llamadas “NP perezosas”. Las estrellas con  $M > 8 M_{\odot}$  finalizarán su existencia como supernovas.

También se mencionó que se cree que la secuencia evolutiva de las ECNP se inicia con la etapa de PPN y finaliza con una enana blanca fría. Por otro lado en la Sección 3.2 se puso de manifiesto la diversidad de tipos espectrales que pueden encontrarse en las ECNP, distinguiéndose entre las ricas y las deficientes en hidrógeno.

**Tabla 3.2:** Número de miembros con los que cuenta cada uno de los tipos espectrales que se encuentran en las ECNP. En el caso de las estrellas ricas en hidrógeno sólo se tiene una cota inferior, ya que las listas consultadas son relativamente viejas.

TE deficientes en H	catalogadas	TE ricas en H	catalogadas
[WO]	29	O(H)	>46
[WC]	45	Of	>18
WELS	69	espectro tardío	66
PG 1159	13	DA	8
O(He)	2	DAO	13
[WC]-PG1159	2	hgO(H)	16
DO	3?	híbridas	3
DB	0	B[e]	>6
posibles simbióticas	>4	continuo	>6

El desafío ahora es estudiar si existe alguna secuencia evolutiva entre los diversos tipos espectrales que pueblan a estos dos grandes grupos. Si bien aun no se tiene certeza acerca del porqué de esta distribución bimodal entre las ECNP, existe la hipótesis de que todas las ECNP se originan como ricas en hidrógeno y que algunas de éstas experimentarían un segundo “flash” (estrellas “born-again”, cf. Iben et al. 1983 y Schoenberner 1983), por el cual expulsarían su atmósfera rica en hidrógeno dejando al descubierto una capa rica en helio y carbono.

Las ECNP deficientes en hidrógeno se subdividen en cuatro grupos, [WCE], [WCL], WELS y PG 1159. El estudio de las propiedades nebulares (Górny & Tylen-da 2000), o de la secuencia de enfriado del polvo en la nebulosa (Zijlstra et al. 1994), así como el análisis espectroscópico (Hamann 1997), parecen indicar que existe un vínculo evolutivo: [WCE]  $\rightarrow$  [WCL]  $\rightarrow$  WELS  $\rightarrow$  PG 1159.

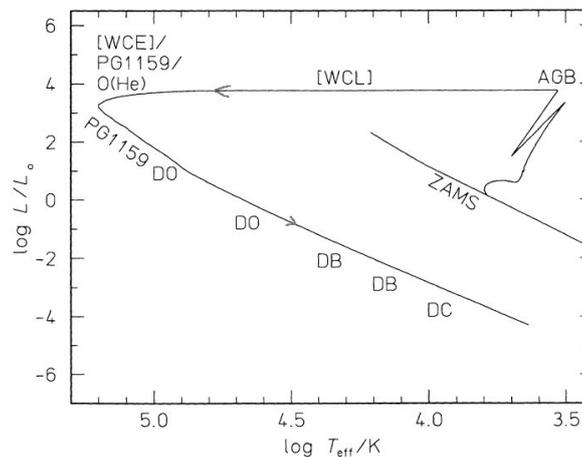
AN03 realizaron un detallado estudio de una importante muestra de estrellas [WR], en el que encuentran que las PPN evolucionan a [WC11], y éstas aumentan su temperatura conforme envejecen de la siguiente forma: [WC11] a [WC4]  $\rightarrow$  [WO4] a [WO1], lo cual refuerza el esquema evolutivo mayormente aceptado. Un hecho curioso es la escasez de objetos con tipo espectral entre [WC5] y [WC7], esto podría indicar que el tiempo en el cual una estrella manifiesta estos tipos espectrales es un corto estadio en su etapa evolutiva.

Por otra parte los objetos [WC]-PG1159 son considerados objetos de transición entre las [WC] y las PG 1159. Y es probable que las WELS y los [WC]-PG1159 sean un mismo tipo espectral (Parthasarathy et al. 1998). Sin embargo Girard et al. (2007), encuentran que las estrellas WELS no participarían de la secuencia evolutiva de las [WC], sino que mas bien componen una subclase diferente de ECNP.

Para la etapas finales de la evolución de las ECNP pobres en hidrógeno Dreizler (1999) plantea el siguiente esquema evolutivo: PG 1159  $\rightarrow$  DO  $\rightarrow$  DB  $\rightarrow$  DC. Se

ha observado que las DO más frías tienen una temperatura de  $4,8 \times 10^4$  K mientras que en las estrellas DB más calientes se observan temperaturas de a lo sumo  $3,0 \times 10^4$  K. No se han observado enanas blancas pobres en hidrógeno en este intervalo de temperaturas; esta discontinuidad es conocida como “la laguna de las DB”.

Ahora, uniendo los modelos más aceptados que han planteado diferentes autores en relación a los sucesivos estadios evolutivos de las ECNP pobres en hidrógeno, se puede sintetizar el esquema evolutivo mostrado en la Fig. 3.12. Si bien es un modelo consensuado, no está libre de dudas, y también existen otras alternativas evolutivas (Rauch et al. 1998). Queda por resolver aun una serie de interrogantes tales como cuál es el rol de las estrellas O(He), qué tipo de estrellas son las WELS, o si las híbridas son un vínculo entre las estrellas deficientes y las ricas en hidrógeno.



**Figura 3.12:** Evolución esquemática de una estrella de masa intermedia en el diagrama HR. Se encuentran marcadas las posiciones de las estrellas post-AGB deficientes en hidrógeno (adaptado de Dreizler 1999).

En lo que hace a la evolución de las ECNP con atmósfera abundante en hidrógeno, el panorama es un poco más sencillo. Nuevamente, la secuencia evolutiva se inicia con estrellas post-AGB que evoluciona a una B temprana u O tardía, que aumenta su temperatura conforme envejece hasta alcanzar un tipo espectral O temprano, y posteriormente un enana blanca DA/DAO. La estrella sale de la AGB con una envoltura residual rica en H, y se mueve en el diagrama HR a luminosidad constante hacia altas temperaturas. El tipo espectral va de O tardío a O temprano. Por qué algunas tienen espectro O y otras Of? Porque si hay un viento estelar más denso, He II 4686 pasa de estar en absorción a estar en emisión (Kudritzki & Méndez 1989). Al principio la emisión es angosta; después se ensancha, y los perfiles de Balmer se vuelven de tipo PCygni, porque el viento es tan denso que la atmósfera pasa a ser más extendida, y las líneas se forman en regiones que se están expandiendo. Todo depende de la tasa de pérdida de masa, y es probable que eso dependa simplemente de la distancia de la estrella al límite de Eddington en un diagrama gravedad-Teff (comunicación privada Méndez R.). Una estrella rica en hidrógeno, si no le ocurre

un flash de He tardío, termina como DA; una estrella que ha perdido su hidrógeno termina como una no-DA, según cual sea el elemento más liviano que esté presente (los elementos pesados se hunden por estratificación gravitatoria a altas gravedades superficiales).

Ahora, si bien es difícil establecer una secuencia evolutiva entre las ECNP, más complicado aun resulta relacionar objetos diferentes como son las estrellas post-AGB, ECNP y WD. Dos preguntas de difícil respuesta son: ¿Todas las NP provienen de estrellas AGB? ¿Todas las WD fueron en su momento núcleos de NP? En lo que hace al primer interrogante, se puede aportar que los diagramas  $\log g$  vs.  $\log T_{\text{eff}}$  de las ECNP están en buen acuerdo con lo predicho para estrellas post-AGB, salvo algunas excepciones (Méndez et al. 1988). Por otra parte, tanto la masa media ( $0,61 M_{\odot}$ ) de las ECNP, así como la tasa predicha de nacimientos por volumen, ( $1,1 \times 10^{-12}$  PN año $^{-1}$  pc $^{-3}$ ) de las NP, son comparables a las de las WD (Gesicki & Zijlstra 2007). Estos resultados, si bien no son concluyentes, aportan evidencia para responder las preguntas anteriores.

### 3.4. Reflejos de un complicado rompecabezas

Parar cerrar este capítulo quisiera mostrar otras maneras en que se manifiestan la gran variedad de fenómenos y tipos espectrales que revelan las ECNP, desde un punto de vista indirecto, es decir, sin tener en cuenta el espectro de la ECNP. Si bien la visión que se tiene de una NP es la de una cáscara esférica que rodea una enana blanca, las observaciones han mostrado que existe una gran diversidad en las morfologías y microestructuras (Capítulo 2), como por ejemplo la presencia de chorros, en algunos casos altamente colimados (p. ej. He 2-90), que se sospecha están asociados a núcleos binarios con transferencia de masa (Guerrero et al. 2001).

Una morfología muy interesante presentan las llamadas "Punto Simétricas" (p. ej. M 1-16), que sugieren una pérdida de masa intermitente, que en algunos casos podría estar acompañada por una rotación (Guerrero et al. 2004, Vázquez et al. 2008, Schwarz 1992). Por otra parte, una característica morfológica relativamente común es la de las NP con doble envoltura (p. ej. M 2-2): se sospecha que un 25 % de las NP presentan esta característica, con dos expulsiones idénticas de materia (Stanghellini 1997), fenómeno diferente al de las estrellas "born again", en el cual la segunda pérdida de masa es totalmente asimétrica (p. ej. A 30).

Hace algún tiempo que se conoce la existencia de NP asociadas físicamente a cúmulos globulares (se conocen cinco casos, de los cuales quizás el más representativo es el de Ps 1 en M15); y actualmente existe una fuerte evidencia de que habría NP asociadas a cúmulos abiertos (Bonatto et al. 2008). Esto pone de manifiesto que existe un amplio rango de masas entre las progenitoras de las NP.

Finalmente, sumado a la alta variedad de tipos espectrales en las ECNP, lo que dificulta establecer una secuencia evolutiva, hay que agregar que se observaron casos de variabilidad en el tipo espectral, como el de Lo 4, que pasó de ser una PG 1159

a una [WC] en siete meses. Es decir, esta estrella mutó de un tipo tardío a uno más temprano (Bond 2008).

# Capítulo 4

## Adquisición y reducción de las observaciones

### 4.1. Proceso de observación

La mayor parte de los datos analizados en el presente trabajo fueron obtenidos con el instrumental del Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO), excepto un caso en particular (que se detallará mas adelante), en el que se observó la NP Th 2-A desde el observatorio Las Campanas y posteriormente desde Gemini Sur (Propuesta GS-2007B-Q-251). El modo utilizado para la observación fue espectroscopía de ranura larga en baja y media dispersión. Esto nos permitió obtener información de las condiciones físicas de las NP como así también poder clasificar espectralmente sus respectivas estrellas centrales. En tanto que, con la dispersión media, obtuvimos datos cinemáticos en algunos casos y en otros una mejor resolución espectral que permitiera la separación de determinadas líneas de emisión estelares. Como complemento también se observó en alta dispersión (modo Echelle) la estrella central de la NP DeHt 1, la que será tratada en detalle más adelante. Los aspectos observacionales relacionados a este modo de observación, desde CASLEO, están detallados en González (2000).

A continuación detallaré el proceso de observación involucrado en la espectroscopía de ranura larga desde CASLEO: caracterización del sistema de observación en su conjunto y los criterios adoptados. Algunas consideraciones generales, factores que influyeron en la observación y posteriormente en los datos, experiencias y experimentos que llevé a cabo, se encuentran detallados en el Apéndice A.

Las observaciones fueron hechas enteramente con el telescopio de 2,15 m “Jorge Sahade” del CASLEO con el espectrógrafo REOSC, las características generales están mostradas en la Tabla 4.1. Mayores detalles sobre el instrumental de CASLEO pueden consultarse en Levato (1997). Los turnos de observación asignados a este trabajo de tesis están detallados en la Tabla 4.2.

El espectrógrafo fue utilizado siempre en dispersión simple y en orden I con las redes de 300, 600 y 1200  $\text{l mm}^{-1}$ . Se llevaron a cabo experimentos para la obser-

*Tabla 4.1: Características generales del telescopio y del detector*

Características del Telescopio	Características del Detector.
Longitud Oeste: $4^h 37^m 12^s$	Tektronix de $1024 \times 1024$
Latitud: $-31^\circ 47' 57''$	Tamaño del pixel $24\mu\text{m} \times 24\mu\text{m}$
Altura s.n.m.: 2552 m	Chip adelgazado ( <i>thinned</i> )
Diámetro del espejo primario: 2153 mm	Sin recubrimiento ( <i>coating</i> )
Razón focal Cassegrain: 8,485	Ganancia 1: $7,97 \text{ e}^- \text{ ADU}^{-1}$
	Ganancia 4: $1,98 \text{ e}^- \text{ ADU}^{-1}$
	Ruido de lectura (gain 1): $0,4 \text{ e}^-$
	Ruido de lectura (gain 4): $7,4 \text{ e}^-$
	Corriente oscura $0,4 \text{ e}^- \text{ h}^{-1} \text{ px}^{-1}$

*Tabla 4.2: Turnos de observación en CASLEO*

Numero de noches	Mes	Año	Espectros tomados
4	Noviembre	2005	4
5	Marzo	2006	34
6	Agosto	2006	35
5	Septiembre	2006	40
3	Noviembre	2006	11
4	Abril	2007	35
5	Agosto	2007	38
3	Diciembre	2007	12
5	Mayo	2008	16
5	Agosto	2008	11
5	Diciembre	2008	20

vación en orden II, que daría la ventaja de tener una mayor precisión en las determinaciones de velocidades radiales y de expansión para las NP. Sin embargo éstos fracasaron ya que no se contaba con un filtro que aislara las líneas rojas del orden I. La razón por la cual se emplearon estas tres redes de difracción es el siguiente. La red de  $300 \text{ l mm}^{-1}$  muestra un amplio rango espectral, que permite clasificar la estrella central como así también observar un gran número de líneas nebulares mediante las cuales es posible determinar las condiciones físicas imperantes en la NP. La red de  $600 \text{ l mm}^{-1}$  se utilizó en casos puntuales (para objetos que previamente fueron observados con la red de  $300 \text{ l mm}^{-1}$ ), de manera de separar líneas de emisión estelares. En tanto que la red de  $1200 \text{ l mm}^{-1}$  se empleó para obtener información cinemática en aquellas NP que carecían de la misma. Los detalles de las distintas redes utilizadas se muestran en la Tabla 4.3.

**Tabla 4.3:** Características generales de las redes de difracción usadas. La resolución, rango espectral, poder resolvente y dispersión media fueron medidos directamente de nuestros espectros. Hay que tener en cuenta que la resolución espectral mejora hacia el azul.

red \ características	#270	#260	#360
$l \text{ mm}^{-1}$	300	600	1200
Blaze [ang.]	5000	5000	7500
Disp. media [ang. $\text{mm}^{-1}$ ]	142,1	68,3	27,1
Resolución [ang. $\text{px}^{-1}$ ]	3,41	1,64	0,61
Rango espectral [ang.]	3500	1650	600
Poder resolvente	2000	4000	10100
Resolución en Vel. [ $\text{km s}^{-1}$ ]	151,2	74,9	29,7

En lo que hace al detector, se optó por utilizarlo en ganancia 4 y sin redimensionar (*binning*). Si bien algunos autores mencionan en sus publicaciones que apelaron al “binning” del CCD (Napiwotzki & Schoenberner 1995), hay que tener en cuenta que éste tiene sentido sólo cuando se trabaja con muy pocas cuentas y el ruido de lectura domina la relación señal-ruido. Técnicamente también tiene sentido cuando se hacen múltiples lecturas del CCD y el “overhead” de la lectura lleva mucho tiempo de observación. Finalmente, si se decide a realizar un “binning” al CCD, es necesario tomar todas las calibraciones con ese modo de lectura (“Bias”, “Flats”, etc.).

Los anchos de las ranuras utilizadas estuvieron entre  $250 \mu\text{m}$  y  $300 \mu\text{m}$ , dependiendo de las condiciones de “seeing” y de la red de difracción a usar. En general, la red de  $1200 \text{ l mm}^{-1}$  se utilizó con un ancho de ranura de  $250 \mu\text{m}$ , lo que corresponde a  $2,8''$  y  $3,4''$ , respectivamente, en el plano del cielo ( $50 \mu\text{m}$  en el plano focal del telescopio cubren  $0,565''$  en el plano del cielo). La ranura tiene un largo de  $283''$ , tamaño que permitió cubrir la mayoría de las NP observadas.

Con la excepción de un pequeño grupo de NP, la mayoría se observó con la ranura en un ángulo de posición de  $90^\circ$  (es decir, orientada de este a oeste). Los ángulos en los que se utilizó la red de difracción fueron en promedio de  $5^\circ$  y  $25^\circ$  para las redes de 300 y  $1200 \text{ l mm}^{-1}$  respectivamente, de esta manera se cubren los rangos espectrales de 3500 a  $7000 \text{ \AA}$  y 6400 a  $7400 \text{ \AA}$ .

En nuestros espectros se usó siempre el “Decker” I. Es conveniente el uso del “Decker”, ya que de lo contrario entra luz espúrea al espectrógrafo, cuya dispersión (o “scattering”) contamina el espectro de interés.

Las imágenes de calibración que se obtuvieron en las distintas noches de observación fueron “flats” (de cúpula y cielo) y “bias”. Los “darks” obtenidos con el fin de estudiar la corriente de oscuridad mostraron que ésta era muy pequeña. A lo sumo se puede esperar que ésta contribuya, en promedio, con  $4 \text{ ADU px}^{-1}$  en una inte-

gración de 3600 segundos, valor que se consideró despreciable, y en consecuencia no se realizaron correcciones por corriente de oscuridad.

Los bias, adquiridos en general al comienzo de la noche de observación, fueron 20 por noche. En tanto que los flats fueron 10 de cielo y 3 de cúpula. El que se hayan adquirido tan pocos flats de cúpula está asociado con el importante tiempo de integración requerido por éstos (unos 2700 seg trabajando con la red #270). Aun así, la región azul del espectro contó con una pobre señal. En el caso de los flats de cielo, el tiempo de integración fue considerablemente más corto; por otro lado, según observaciones realizadas por González (2000), el decaimiento del brillo del cielo después de la puesta del sol es aproximadamente exponencial a un ritmo de una magnitud cada 6,8 minutos, lo que deja suficiente tiempo para realizar los flats de cielo.

CASLEO también cuenta con la posibilidad de adquirir flats de lámpara, los cuales requieren un muy bajo tiempo de integración. Sin embargo se vió que éstos, comparados con los de cúpula, no hacen un buen trabajo a la hora de corregir efectos tales como viñeteo, variaciones espaciales de sensibilidad, flecos (los flecos que encontramos son variaciones de una décima de ADU) y trampas de carga (pixeles o columnas frías). Para más detalles relacionados con los flats, ver Pedersen (1986) y Meurs (1986).

## 4.2. Reducción de espectros

Los espectros obtenidos tienen un formato de  $1024 \times 600$  pixeles (las 10 columnas finales corresponden al "overscan") y fueron reducidos siguiendo las técnicas usuales con el paquete IRAF ("Image Reduction and Analysis Facility").

La primera etapa de la reducción consiste en el tratamiento de los espectros bidimensionales, que incluye los siguientes pasos: 1) "Trimming" (corte de los bordes no útiles), 2) Corrección por "Overscan" (éste fue siempre ajustado por una recta), 3) Sustracción del nivel cero o "bias", 4) Corrección por campo plano ("Flatfield"); primero se llevó a cabo un aplanado del campo en el sentido de la dispersión y, posteriormente, en caso de que existiera un gradiente de iluminación en la ranura (superior al 3%, tener en cuenta que la iluminación de la ranura depende de la longitud de onda), se efectuó un aplanado del campo en la dirección espacial. 5) Removido de rayos cósmicos. Algunos aspectos particulares acerca de las tareas de IRAF empleadas en la reducción pueden verse en el Apéndice E.

La segunda etapa de reducción consiste en la extracción del espectro. Los espectros fueron extraídos en general usando una ventana de 3 pixeles a ambos lados de la traza, la que siempre fue ajustada con un polinomio de segundo orden. La ventana de extracción no debe ser ni demasiado ancha para evitar sumar ruido, ni muy angosta para no perder señal. La sustracción del fondo de cielo se llevó a cabo seleccionando al menos una región del espectro bidimensional a ambos lados de la traza; en la mayoría de los casos se lo ajustó por una recta.

La última etapa de reducción involucra la calibración de los espectros unidimensionales. La linealización del espectro se efectuó mediante el ajuste de un polinomio de orden 4; el criterio para esta elección está basado en el hecho de que se sabe que la dispersión de la red en el plano focal sigue esta función. Seleccionada la función de ajuste se fueron eliminando líneas hasta que la dispersión de los residuos fuera  $0,34 \text{ \AA}$  (un décimo de la dispersión). En lo que respecta a la calibración en flujo, se ajustó un “spline3” (con orden variable) a la función sensibilidad. Para más detalles sobre los aspectos relativos a la reducción ver Gilliland (1992).

### 4.3. Códigos utilizados

Una importante fracción de parámetros nebulares y estelares implicó el uso de determinados códigos, algunos de ellos desarrollados por mí. En lo que hace a las condiciones físicas del gas nebuloso se hizo uso de la tarea ABUND, mientras que las intensidades de las líneas de emisión fueron desentrañadas mediante la tarea REDCORR, ambas en el paquete NEBULAR (Shaw & Dufour 1995). Las velocidades radiales observadas se las refirió al sistema heliocéntrico y LSR a través de la tarea RVCORRECT.

Mientras que para determinar la abundancia del He y las magnitudes de las estrellas centrales de las NP, diseñé los códigos correspondientes, los cuales están listados en el Apéndice E

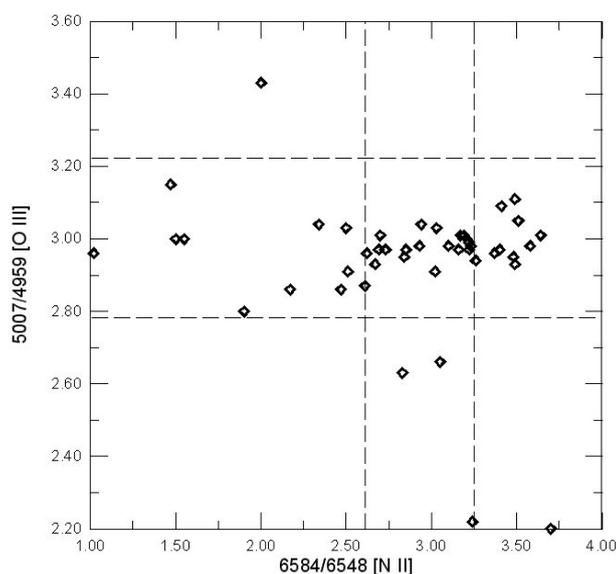
### 4.4. Análisis de errores

A la hora de tratar el tema de los errores es deseable conocer el aporte que cada uno de éstos introduce por separado y en que medida pueden controlarse para mejorar la calidad de las observaciones. Diversos son los factores que contribuyen a aumentar las incertezas en las mediciones, y éstas comienzan en el proceso mismo de observación (véase el capítulo A.4) y continúa con la reducción del espectro.

El proceso de reducción paradójicamente conlleva una pérdida en la relación señal-ruido (ver Newberry 1991). Por otro lado, se sabe que los cocientes de las líneas nebulares del [OIII] 5007/4959 y las del [NII] 6584/6548 son independientes de las condiciones físicas reinantes en la NP. Por esta razón ambos cocientes se convierten en buenos indicadores de la calidad del proceso combinado de observación y reducción. Estos cocientes de líneas fueron determinados (para una gran muestra de NP) por Acker et al. (1989):

$$I(5007)/I(4959) = 3,01 \pm 0,23 \text{ y } I(6584)/I(6548) = 2,92 \pm 0,32$$

Los resultados son satisfactorios, y pueden verse en la Fig. 4.1. Nótese la dispersión que muestran los cocientes de las líneas del [NII], esto es debido a que en



**Figura 4.1:** Evaluación del proceso de observación y reducción a través del cociente de líneas que son independientes de las condiciones físicas de la nebulosa. No se encuentra la totalidad de los objetos de la muestra ya que en algunos casos fue imposible la separación de las líneas del [NII], y en otros las líneas del [OIII] eran invisibles. Las regiones delimitadas corresponden a los intervalos de valores determinados por Acker et al. (1989).

reiteradas ocasiones la emisión  $H\alpha$  es muy intensa en relación a las líneas del [NII], lo que dificultó la operación de “desdoblado” (*deblending*).

Un método interesante para estimar la incerteza en la linealización del espectro es tomar dos espectros consecutivos de un objeto (en la misma noche de observación), reducirlos y calibrarlos por separado. Al determinar los baricentros de las distintas líneas, en ambos espectros, se verá que existe una diferencia sistemática. Esta diferencia se interpretó como asociada a la linealización. Las comparaciones mostraron que esta incerteza es del orden de  $0,1 \text{ \AA}$ . Sumado a ésta hay que tener en cuenta que un pequeño ruido, prácticamente aleatorio, se introduce cada vez que se remuestra el espectro en una nueva grilla de coordenadas (por ejemplo al calibrarlo en longitud de onda, por causa de la interpolación entre los puntos). Según experimentos realizados por González (2000), este error es del orden de  $0,005 \text{ px}$ .

El límite de precisión teóricamente alcanzable en la medición de la posición de un rasgo espectral está dado por el carácter discreto del espectro, esto es por la resolución del registro. Aún en ausencia total de ruido la función analógica original no ajusta los puntos de registro discreto ya que éstos representan la integral de la función en el intervalo de un pixel. Una consecuencia de esto es que, cuando se ajusta una función (por ejemplo una gaussiana) a una línea, el máximo de la función no coincide exactamente con el centro de la función que dio origen al registro, aún cuando ésta hubiera sido también una gaussiana libre de ruido. La desviación es función del máximo respecto del centro de un pixel, y depende del método numérico usado

para el ajuste.

Como se mencionó en el Apéndice A.3 el ajuste de las líneas de emisión se llevó a cabo con la tarea SPLOT. Sin embargo, para verificar cuán bueno es este ajuste, se lo comparó con el realizado por la tarea NGAUSSFIT, cuyo algoritmo de ajuste es más robusto que el SPLOT. Los resultados mostraron que el ajuste que hace SPLOT, aún en líneas con poca señal, es muy confiable. Las diferencias en el baricentro fueron ínfimas, mientras que en el caso del FWHM y el flujo de la línea, se vieron diferencias del 2%. En este sentido los errores introducidos por el algoritmo de ajuste pueden ser despreciados. Por lo que la precisión que se alcanza para la determinación del baricentro en una gaussiana es el máximo teórico: 0,1 px (Bosch 1998).

Frecuentemente en nuestros espectros de baja resolución hubo que medir líneas que se encuentran "solapadas" (*deblending*), como es el caso por ejemplo de H $\alpha$  y los [NII]. Esta medición también es realizada con SPLOT. Sin embargo, además de los espectros de baja resolución, en algunos objetos se contó con espectros de resolución media (que muestra estas líneas separadas), lo que permite estimar el error cometido en el proceso de *deblending*, que se estimó inferior al 5% para espectros con buena señal, mientras que en el resto de los casos puede alcanzar el 10%.

Existen numerosas discusiones acerca del tratamiento de los errores (ver, p.ej., Cuisinier et al. 1996 y Cuisinier et al. 2000) y otras tantas expresiones que intentan cuantificar las incertezas en las mediciones de las líneas, ya sea en el flujo o en el baricentro. Algunas de estas expresiones pueden verse en Skillman et al. (1993), González-Delgado et al. (1994) y Keel (1996).

Una de las expresiones mas simple es la planteada por González-Delgado et al. (1994), Ecuación 4.1, donde:  $\sigma_l$  es el error en el flujo de la línea,  $\sigma_{cont}$  representa la desviación estándar del continuo en la vecindad de la línea,  $N$  es el número de píxeles usados para determinar el flujo de la línea,  $EW$  es el ancho equivalente de la línea de emisión y  $\Delta$  es la dispersión en  $\text{\AA mm}^{-1}$ . A través de esta, y midiendo una serie de líneas de distinta intensidad en distintos espectros, se ve que en general se puede esperar tener un error del 1% en las mediciones de flujo. En cuanto a los errores asociados a las distintas magnitudes determinadas, se propagaron los errores.

$$\sigma_l = \sigma_{cont} \sqrt{N} \left[ 1 + \frac{EW}{N\Delta} \right]^{1/2} \quad (4.1)$$

# Capítulo 5

## Parámetros nebulares analizados

### 5.1. Constante de extinción

El estudio de las NP, así como de otros tantos objetos astronómicos, frecuentemente requiere del conocimiento de la constante de extinción interestelar, la que es necesaria para determinar cocientes de líneas, flujos absolutos, luminosidades, etc. Si bien existen diversos métodos para obtener el valor de esta constante (Pottasch 1984), uno de los más empleados es el que hace uso del decremento de Balmer.

En este trabajo, la extinción interestelar  $c(H\beta)$  fue obtenida a partir del cociente observado de las líneas de la serie de Balmer  $H\alpha/H\beta$ , adoptando 2,87 como su valor intrínseco (caso B recombinación, temperatura electrónica de  $10^4$  K, densidad electrónica de  $10^4$   $\text{cm}^{-3}$ , Osterbrock 1989), y la ley estándar de extinción (Seaton 1979). Análogamente se tiene para el cociente de  $H\gamma/H\beta$  un valor intrínseco de 0,466. Es así que las expresiones que hemos utilizado para determinar la constante de extinción fueron:

$$c(H\beta) = 0,37^{-1} \times \log[I(H\alpha)/I(H\beta) \times (2,87)^{-1}] \quad (5.1)$$

$$c(H\gamma) = -0,13^{-1} \times \log[I(H\gamma)/I(H\beta) \times (0,466)^{-1}]. \quad (5.2)$$

Propagando errores y asumiendo un error del 4% en la determinación del flujo de las líneas de emisión (tener en cuenta que tanto  $H\alpha$  como  $H\beta$  están entre las líneas más intensas de las NP), se tiene una incerteza de 0,1 en  $c(H\beta)$ , que es perfectamente aceptable.

En general ambas constantes de extinción son diferentes, lo que se atribuye a la incerteza en la medición de  $H\gamma$  debido a su modesta intensidad; por lo tanto, en nuestro caso usamos siempre la  $c(H\beta)$  para desafectar nuestras mediciones del enrojecimiento interestelar.

La corrección por extinción interestelar de las líneas de emisión se realizó mediante la tarea REDCORR del paquete STSDAS (dentro del entorno IRAF), configu-

rando la ley de extinción más actual que la tarea provee (Cardelli et al. 1989). Sin embargo, se vio que la elección de la ley de extinción no produce variaciones significativas en la determinación de  $c(H\beta)$ , excepto para longitudes de onda cortas, inferiores a 3700 Å. También se experimentó desenrojecer una misma línea con diferentes valores para la constante de extinción, comprobándose de esta manera que una variación del 0,1 en  $c(H\beta)$  arrojó resultados comparables.

Ahora, teniendo en cuenta que la determinación de la constante de extinción depende de las condiciones físicas del plasma en la nebulosa, puede darse el caso (sin significado físico) de que  $H\alpha/H\beta < 2,87$  (ver Tovmassian et al. 2001, donde se describe uno de estos casos excepcionales en NP). En nuestra muestra de objetos se dieron unos pocos casos en los que la determinación de  $c(H\beta)$  resultó ser algo inferior a cero; para ellos, por lo tanto, se adoptó justamente el valor cero para la constante de extinción.

## 5.2. Temperatura y densidad electrónica

La densidad electrónica ( $N_e$ ) se determina a través del cociente de intensidades de líneas emitidas por el mismo ion desde dos niveles con aproximadamente la misma energía, pero con diferente probabilidad de transición radiativa. Los mejores cocientes son aquellos que corresponden a líneas nebulares como los dobletes del [ArIV] en 4725 Å, [ClIII] en 5527 Å y [SII] en 6723 Å.

Tanto la densidad como la temperatura electrónica se calcularon en forma interactiva con las tareas TEMDEN o ABUND de STSDAS. Ambas tareas requieren el conocimiento de una magnitud para determinar la otra, por lo que el método es iterativo. Cuando no se pudieron derivar la densidad o la temperatura del espectro analizado, se asumieron valores medios de  $4000 \text{ cm}^{-3}$  y  $10^4 \text{ K}$  respectivamente.

En cuanto a la densidad, los cocientes de líneas empleados para calcularla (que el rango espectral y la resolución nos permitieron usar), están detallados en la Tabla 5.1. Sin embargo, las líneas más intensas son las del [SII] y fueron, por ende, las más utilizadas para el cálculo de la densidad electrónica. En algunos espectros también pudieron medirse las líneas del [ClIII] y del [ArIV], pero éstas son en general débiles, lo que hizo que la determinación de la densidad estuviera afectada por una mayor incerteza. Por otra parte, las líneas del [KV] no fueron observadas en ningún espectro. Una comparación entre las densidades obtenidas de los diferentes cocientes de líneas es discutida por Copetti & Writzl (2002).

La obtención de una densidad electrónica media (y en general de cualquier parámetro nebuloso) que sea representativa de la nebulosa, requiere elegir un criterio. Aquellos objetos extendidos o de morfología tipo anillo son los más complicados, ya que en su región central son visibles aquellos iones con mayor potencial de ionización, y en la región del borde son visibles los de menor potencial de ionización (ver Fig. 5.1). Por ello, el criterio adoptado fue hacer la extracción del espectro bidimensional en la región del borde (la de mayor brillo superficial), para obtener allí

todos los parámetros nebulares.

No es sencillo estimar el error en la densidad electrónica ya que depende fuertemente de la S/N. Sin embargo, repetidas mediciones de un grupo de espectros de buena señal mostraron que puede esperarse una incerteza del 15–20 %. Un tratamiento detallado sobre el error en la determinación de la densidad electrónica puede verse en Phillips (1998) y Torres-Peimbert & Peimbert (2003).

En ciertas ocasiones el cociente de líneas del [SII] quedó fuera de los límites  $0,46 < I(6717) / I(6731) < 1,40$  donde esta determinación es creíble (pues fuera de dichos límites las densidades implicadas serían muy altas o muy bajas), por lo que en estos casos sólo se indicaron cotas para la  $N_e$ .

**Tabla 5.1:** Cocientes de líneas que permiten determinar la densidad y temperatura electrónicas, compatibles con el rango y la resolución espectral del sistema de observación que hemos usado.

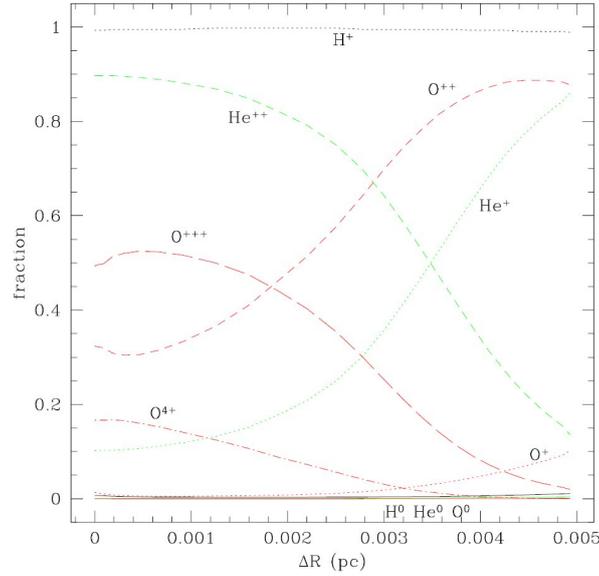
Densidad electrónica		Temperatura electrónica	
Ion	Cociente de líneas	Ion	Cociente de líneas
[SII]	I(6716) / I(6731)	[NII]	I(6548+6583) / I(5755)
[ClIII]	I(5517) / I(5537)	[OI]	I(6300+6363) / I(5577)
[ArIV]	I(4711) / I(4740)	[OIII]	I(4959+5007) / I(4363)
[KV]	I(6223) / I(6349)	[SII]	I(6716+6731) / I(4068+4076)
—	—	[KIV]	I(6102+6796) / I(4511)
—	—	[CaV]	I(5309+6087) / I(3996)

La temperatura electrónica ( $T_e$ ) puede ser derivada del cociente de intensidades entre líneas aurorales y nebulares de un mismo ion. El cociente teórico de las intensidades de las líneas se resuelve tomando en cuenta la población de los cinco primeros niveles de energía de cada ion, usando la intensidad colisional y los coeficientes A de Einstein recomendados por Mendoza (1983). Sin embargo, las diferencias que resultan del mismo cálculo con 6 niveles es despreciable (Acker et al. 1989).

Tampoco es sencillo determinar las incertezas en la determinación de la temperatura, aunque para el caso de  $T_e([OIII])$  se vio que, cuando la línea en 4363 Å era relativamente débil (lo que corresponde a bajas temperaturas,  $T_e < 10^4$  K), se podía tener una imprecisión de hasta el 30 % en el cociente de las líneas I(4959)/I(4363), lo que implicaba a su vez una imprecisión de aproximadamente el 10 % en la determinación de la temperatura. Mientras que para mayores temperaturas, la incerteza de dicho cociente era del orden del 15 %, lo que se tradujo en una imprecisión del 7 % en la temperatura. Por otra parte, la línea en 5755 Å, necesaria para obtener la  $T_e([NII])$ , era en general lo bastante débil como para esperar que las temperaturas derivadas con el ion del nitrógeno fueran menos precisas que aquellas derivadas con el oxígeno. Además, es pertinente hacer notar que estos cocientes de líneas son sensibles a la densidad electrónica (ver Ecuación 5.3, donde a y b son constantes), aunque tal dependencia es relevante sólo para altas densidades electrónicas; por ejemplo, si se

estima una  $T_e \simeq 1,9 \times 10^4$  K asumiendo una densidad de  $10^4 \text{ cm}^{-3}$ , esta estimación de  $T_e$  disminuirá a  $1,6 \times 10^4$  K adoptando una densidad de  $5 \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$ .

La Ecuación 5.3 muestra una de las expresiones de las puede obtenerse la temperatura electrónica, en la que se pone de manifiesto la dependencia de ésta con la densidad. Tanto la temperatura como la densidad electrónica de cada NP están listadas en la Tabla B.1.



**Figura 5.1:** Modelo de ionización estratificada en una NP, para los iones de H, He y O como función del radio de la nebulosa, adaptado de Marigo et al. (2004).

$$\frac{I(5007 + 4959)}{I(4363)} = \frac{a 10^{1,43} 10^4 T_e^{-1}}{1 + 0,01 b N_e T_e^{-0,5}}. \quad (5.3)$$

Los cocientes disponibles para el cálculo de la temperatura están enumerados en la Tabla 5.1. Los cocientes [NII], [SII] y [OIII] son los que hemos utilizado, ya que las demás líneas en general no fueron observadas. Por otra parte, como la línea auroral [NII] (5755) no es sólo el resultado de una excitación colisional, sino que hay otros mecanismos contaminantes (Liu et al. 2000), la intensidad  $I(5755)$  debió ser corregida para la determinación de la  $T_e(\text{NII})$ . No obstante, tal corrección produjo un cambio relativamente pequeño de la temperatura, del orden del 7%.

### 5.3. Clase de excitación

Al observar su espectro, las diferencias entre una NP y otra pueden atribuirse casi enteramente a las condiciones de excitación del gas, mientras que la composi-

ción química juega un rol secundario. Aquellas NP de baja excitación como NGC 40 están caracterizadas por una fuerte emisión del [OII] en 3727 Å, una prominente serie de Balmer y líneas nebulares verdes débiles. A medida que el nivel de excitación crece, las líneas nebulares verdes del [OIII] en 5007 y 4959 Å dominan el espectro, en tanto que aquella en 3727 Å pierde importancia, y en aquellos objetos de mayor nivel de excitación la línea del HeII en 4686 Å se vuelve comparable en intensidad a  $H\beta$ .

Debe enfatizarse el hecho de que el efecto de la ionización estratificada (Fig. 5.1) en las NP tiene una importante influencia en la apariencia del espectro. La región nebulosa más cercana a la estrella central se encuentra en un nivel de excitación superior al de las zonas más alejadas, circunstancia fácilmente explicable por la absorción sistemática de los fotones de mayor energía en la región más interior de la NP (Bowen 1928). Es por esto que las NP ópticamente gruesas se describen mejor por una única clase de excitación que las NP ópticamente delgadas, que frecuentemente tienen una fuerte emisión de HeII (4686 Å) en la región interior, rodeada ésta por una cáscara con fuerte emisión del [OII] en 3727 Å (Minkowski 1942).

La clase de excitación (EC) de las NP se derivó por medio de la expresión dada por Dopita & Meatheringham (1990), que tiene la ventaja de presentar la EC en forma continua:

$$EC = 0,45 [F(5007)/F(H\beta)] \quad 0,0 < EC < 5,0 \quad (5.4)$$

$$EC = 5,54 [F(4686)/F(H\beta) + 0,78] \quad 5,0 \leq EC < 10,0. \quad (5.5)$$

En ocasiones puede darse el caso de que el cociente  $F(5007)/F(H\beta)$  indique una EC superior a 5, mientras que  $F(4686)/F(H\beta)$  indique una  $EC < 5$ . En estos casos se optó por indicar sólo una cota inferior a la clase de excitación. Esta situación se nos presentó, por ejemplo, en Hb 8 (PN G 003.8-17.1).

Otra situación que se puede dar es obtener  $EC > 10$ . El único objeto en el que se detectó esto fue en LoTr 8 (PN G 315.7+05.5). Existen dos posibles situaciones en las cuales pueden suceder esto: 1) la nebulosa es ópticamente delgada y por lo tanto el cociente HeII/ $H\beta$  se incrementa; 2) la nebulosa tiene una abundancia de He muy alta, situación que se da en NP masivas.

La EC está fuertemente relacionada con el flujo de fotones ionizantes proveniente de la estrella central. La relación entre la temperatura efectiva ( $T_{\text{eff}}$ ) y la EC es análoga a la existente entre el tipo espectral y la  $T_{\text{eff}}$  para el caso de las estrellas. Por otra parte, también es probable que la EC correlacione con la edad de la NP (Gurzadian & Egikian 1991).

## 5.4. Abundancia de metales y He

El gas interestelar es más conspicuo cuando está ionizado por una estrella caliente que se encuentra en las proximidades, como es el caso de las regiones HII, NP, galaxias AGN o cuásares. Este plasma a unos  $10^4$  K produce un espectro con intensas líneas de emisión de recombinación del hidrógeno y helio, más líneas de elementos pesados (C, N, O, Ne, S, Ar, Cl, ...) excitados colisionalmente. La nebulosa es, de esta manera, ópticamente delgada en la mayoría de estas líneas. Los procesos de excitación de los iones son bien conocidos y los datos atómicos con los que se cuenta son bastante precisos, por lo que se pueden derivar datos creíbles acerca de la composición química del gas nebuloso.

Una primera aproximación, bastante buena de hecho, para este cálculo es asumir que toda la región espacial en la cual la nebulosa emite radiación visible puede ser tratada como un volumen de gas homogéneo e isotérmico y con un nivel de ionización uniforme.

A través de la medición de la intensidad de las líneas de recombinación observadas del H y He, más las líneas prohibidas de los iones del N, O, Ne, S y Ar, hemos derivado la abundancia total de estos elementos con respecto al H en la mayoría de las NP de nuestra muestra. Lo hicimos en la región de la NP en la cual el hidrógeno se encuentra ionizado, la "esfera de Strömgren", donde se cumple que  $N(\text{H})/N(\text{H}^+) = 1$ ; para esta tarea empleamos el conocido código NEBULAR de STSDAS, el cual tiene la ventaja que es libre, fácil de conseguir y usar, y está orientado a nebulosas gaseosas tales como NP y regiones HII (si bien puede no estar totalmente actualizado).

Como se mencionó en el Capítulo 2, hay dos mecanismos principales de formación de líneas de emisión en una NP, aquellas provenientes de recombinaciones (ORL, "optical recombination lines"), y otras producto de excitaciones colisionales (ECL, "collisionally excited lines"). Con ambos grupos de líneas se pueden determinar las abundancias de elementos pesados, para lo cual existen expresiones diferentes. La Ecuación 5.6 permite derivar la abundancia mediante líneas CEL, en tanto que la Ecuación 5.7 requiere líneas ORL:

$$\frac{N(X^{i+})}{N(H^+)} = \frac{I_{jk}}{I_{H\beta}} \frac{\lambda_{jk}}{\lambda_{H\beta}} \frac{\alpha_{H\beta}}{A_{jk}} \left( \frac{N_j}{N(X^{i+})} \right)^{-1} Ne \quad (5.6)$$

$$\frac{N(X^{i+})}{N(H^+)} = \frac{I_{jk}}{I_{H\beta}} \frac{\lambda_{jk}}{\lambda_{H\beta}} \frac{\alpha_{H\beta}}{\alpha_{jk}}, \quad (5.7)$$

donde  $I_{jk}/I_{H\beta}$  es el cociente de intensidades de una línea  $\lambda_{jk}$ , excitada colisionalmente y emitida por el ion  $X^{i+}$ , relativa a  $H\beta$ ,  $\alpha_{H\beta}$  es el coeficiente de recombinación efectivo de  $H\beta$ ,  $A_{jk}$  es el coeficiente de Einstein que mide la probabilidad de transición espontánea,  $N_j/N(X^{i+})$  es la fracción de la población del ion en su ni-

vel superior  $j$ , desde el cual la línea  $\lambda_{ik}$  proviene, y  $\alpha_{jk}$  es el coeficiente efectivo de recombinación de una ORL emitida por el ion  $X^{+i-1}$ .

La ventaja de determinar abundancias con líneas ORL es que éstas tienen una muy débil dependencia tanto con la temperatura como con la densidad electrónica. Pero como contrapartida, hay pocas líneas de elementos pesados en nuestro rango espectral.

Un problema de larga data es que la abundancia determinada a través de líneas ORL es sistemáticamente mayor a la determinada con líneas ECL: en algunos casos esta última tiene una magnitud diez veces inferior. Una posible explicación es la presencia de fluctuaciones espaciales de temperatura (Peimbert et al. 1993); sin embargo, Liu (2003) aclara que este mecanismo no es suficiente para explicar tal diferencia.

En nuestro caso las abundancias fueron determinadas usando líneas de emisión CEL, excepto para la abundancia del He, ya que las líneas usadas para este fin son el producto de una recombinación.

La abundancia total de un elemento puede ser determinada directamente sumando todos los estados importantes de ionización. Sin embargo, se presenta una complicación cuando alguno de estos estados de ionización no es observado en el rango óptico; por ejemplo, en este rango el N sólo está representado por el  $N^+$ . Por este motivo es necesario hacer alguna corrección para poder contemplar los estados de ionización que no son observados y así obtener la abundancia total del elemento. Esta corrección es conocida como "factor de corrección de ionización" (ICF), y está basada en el hecho de que los iones con potenciales de ionización similares se encuentran en la misma proporción, por lo que se asume que los iones  $N^+$  y  $O^+$  comparten la misma zona. En nebulosas con líneas del HeII, éste coexiste con el  $O^{+++}$ , y el  $Ne^{++}$  y  $O^{++}$  se encuentran en la misma región. Es así que los ICFs que adoptamos para los diferentes iones son:

$$\frac{O}{H} = \frac{O^+ + O^{++}}{H^+} \left( \frac{He}{He^+} \right)^{2/3} \quad \text{Kingsburgh \& Barlow (1994)} \quad (5.8)$$

$$\frac{N}{H} = \frac{N^+}{H^+} \left( \frac{O}{O^+} \right) \quad \text{Torres-Peimbert \& Peimbert (1977)} \quad (5.9)$$

$$\frac{S}{H} = \frac{S^+ + S^{++}}{H^+} \left[ 1,43 + 0,196 \left( \frac{O^{++}}{O^+} \right)^{1,29} \right] \quad \text{Koeppen et al. (1991)} \quad (5.10)$$

$$\frac{Ar}{H} = \frac{Ar^{++} + Ar^{+++} + Ar^{++++}}{H^+} \left( \frac{S^+ + S^{++}}{S^{++}} \right) \quad \text{Aller (1984)} \quad (5.11)$$

$$\frac{Ne}{H} = \frac{Ne^{++}}{H^+} \left( \frac{O^+ + O^{++}}{O^{++}} \right) \quad \text{Peimbert (1990)} \quad (5.12)$$

$$\frac{Cl}{H} \approx \frac{Cl^{++}}{H^+} \left( \frac{He}{He^+} \right)^2 \quad \text{Samland et al. (1992)} \quad (5.13)$$

El caso del argón es más delicado; para este elemento se desarrollaron algunas estimaciones del ICF más detalladas, como la propuesta por Ratag & Pottasch (1990) que depende tanto de la EC como del número de iones visibles.

Dentro de las fuentes de error en la determinación de la abundancia total de los diferentes elementos, además de la incerteza propia en la medición del flujo de las diferentes líneas de emisión, hay que sumar aquella proveniente de los datos atómicos involucrados, los que en general son bastantes precisos (entre un 5 y un 10%). Los gradientes y fluctuaciones de temperatura (es de esperar que exista un gradiente radial de temperaturas en una NP), son tenidos en cuenta parcialmente en las determinaciones de abundancias al adoptar la  $T_e(\text{NII})$  para los iones de baja ionización ( $\text{N}^+$ ,  $\text{O}^+$ ,  $\text{S}^+$  y  $\text{S}^{++}$ ), en tanto que para aquellas especies cuyo estado de ionización es mayor ( $\text{O}^{++}$ ,  $\text{Ne}^{++}$ ,  $\text{Ar}^{++}$  y  $\text{Ar}^{+++}$ ) se usa la  $T_e(\text{OIII})$ . Por otra parte, los ICFs son una importante fuente de incerteza de muy difícil evaluación.

En lo que respecta al He, las abundancias del  $\text{He}^+$  y  $\text{He}^{++}$  se derivan de las líneas de recombinación 3889, 4026, 4471, 5876, 6678 y 4686 Å. En el caso de la abundancia del  $\text{He}^+$  se realizó un promedio pesado con las cinco líneas observadas, tomando como peso la emisividad intrínseca de cada una relativa a 4471 Å (asumiendo una densidad de  $10^4 \text{ cm}^{-3}$  y una temperatura de  $10^4 \text{ K}$ ): 23, 5, 10, 28 y 8 respectivamente.

Hemos usado la ecuación dada por Olive & Skillman (2001) para derivar la abundancia ( $\text{He}^+/\text{H}$ ). En esta ecuación despreciamos el término de la corrección por fluorescencia, que es pequeño, afecta sólo a algunas de las líneas del HeI, y depende solamente de la profundidad óptica del HeI (3389), por lo que la expresión se redujo a:

$$(\text{He}^+/\text{H}) = I(\lambda)/I(\text{H}\beta) \times E(\text{H}\beta)/E(\lambda) \times (1 + \gamma)^{-1}, \quad (5.14)$$

cuyo primer término es el cociente de las líneas desenrojadas, el siguiente es la emisividad teórica escalada por  $\text{H}\beta$ , y el último es la corrección por el factor colisional. La emisividad teórica escalada por  $\text{H}\beta$  fue obtenida de Benjamin et al. (1999) y la expresión para el factor de corrección colisional de Kingdon & Ferland (1995). Se usó la temperatura del [OIII] como representativa de la zona de donde proviene la emisión del He; cuando no tuvimos dicha temperatura utilizamos el valor  $10^4 \text{ K}$ .

Para la abundancia del  $\text{He}^{++}$  se usó la ecuación 9 de Kunth & Sargent (1983):

$$(\text{He}^{++}/\text{H}) = (0,065 + 0,024 t - 0,0052 t^2) \times I(4686)/I(\text{H}\beta), \quad (5.15)$$

donde  $t$  es la temperatura electrónica en unidades de  $10^4 \text{ K}$ .

La abundancia total del He es la suma de las abundancias de  $\text{He}^+$  y  $\text{He}^{++}$ ; sin embargo, no hay que perder de vista que no podemos obtener la abundancia del

$\text{He}^0$ . Es de destacar que en NP de baja excitación ( $EC \leq 4$ ) se puede tener una importante cantidad de He en estado neutro que no es observable. Por lo tanto, para estas NP sólo se tiene una cota inferior en la abundancia del He. Como contrapartida, el hecho de tener  $N(\text{O})/N(\text{O}^+) > 0,4$  implica un objeto altamente ionizado, por lo que es de esperar que el He neutro no contribuirá significativamente a la abundancia total (Torres-Peimbert & Peimbert 1977).

## 5.5. Tipos de Peimbert

En la década de 1970 las NP fueron clasificadas de acuerdo a su composición química y a sus propiedades espacio-cinemáticas en cuatro grupos, denominados tipos de Peimbert (Peimbert 1978; Peimbert & Serrano 1980; Peimbert & Torres-Peimbert 1983; Peimbert 1990).

Las NP Tipo I son objetos con una sobreabundancia de He y N,  $(\text{He}/\text{H}) > 0,125$ . Son objetos con morfologías de preferencia bipolar y muy filamentosos. Se caracterizan por sus muy intensas líneas de emisión de [OI], [NI], [SII] y [NeV]. Las masas de las progenitoras están acotadas entre  $3 M_{\odot} < M_p < 5 M_{\odot}$  mientras que la distancia media al plano de la Galaxia  $\langle |z| \rangle$  es 120 pc.

Tipo II: son objetos de población I intermedia, con una altura media respecto al plano de la Galaxia de 150 pc, y un rango de masas para sus progenitoras de  $1,2 M_{\odot} < M_p < 2,4 M_{\odot}$ , en tanto que la abundancia de nitrógeno está acotada:  $\log(N/\text{H}) + 12 \lesssim 8,3$ .

Tipo III: nebulosas de alta velocidad peculiares  $\Delta V > 60 \text{ km s}^{-1}$ , que no son población de halo.

Tipo IV: población de halo, poseen velocidades radiales superiores a  $100 \text{ km s}^{-1}$  y estrellas progenitoras menos masivas. Estas NP no participan del movimiento de rotación galáctica y están afectadas de un fuerte subabundancia de elementos pesados.

La mayoría de las NP se encuentran en el Tipo II con  $(\text{He}/\text{H}) < 0,125$ ,  $\log(N/\text{O}) < 0,3$ , altura respecto al plano Galáctico  $|z| < 1 \text{ kpc}$  y velocidades radiales peculiares  $V < 60 \text{ km s}^{-1}$ .

En la década del 1980 se subdividió el tipo II en IIa y IIb tomando como criterio la abundancia del N (Faúndez-Abans & Maciel 1987):  $\log(N/\text{H}) + 12 \geq 8$  (tipo IIa), y  $\log(N/\text{H}) + 12 < 8$  (tipo IIb). Posteriormente las NP del bulbo de la Galaxia fueron clasificadas en un quinto tipo de Peimbert (ver Maciel 1989 para más detalles).

## 5.6. Diagramas de diagnóstico

Los diagramas de cocientes de líneas proveen una útil herramienta para evaluar las condiciones físicas y la identificación de las clases de ionización de las NP. Los diagramas de densidad electrónica versus clase de excitación, introducidos por Sa-

badin et al. (1977), comparan la intensidad relativa de los cocientes  $H\alpha/[NII]$ ,  $[SII] 6717/6731$  y  $H\alpha/[SII]$  observados en remanentes de supernovas, regiones HII, objetos Herbig-Haro y NP. Se espera que estos objetos ocupen diferentes regiones en estos diagramas debido a los diferentes procesos que operan en ellas. Por ejemplo, las regiones HII son nebulosas ionizadas por fotoionización que muestran un restringido rango en las condiciones de excitación y densidad electrónica, en tanto que la NP muestran un amplio rango en las densidades electrónicas y clases de excitación dependiendo de su estado evolutivo. Riesgo & López (2006), disponiendo de una importante muestra de NP galácticas, llevaron a cabo una actualización de los límites de la región que ocupan las NP en estos diagramas; éstos también aportan información específica con relación a ellas acerca de su tamaño angular y su mecanismo de ionización más importante: por ejemplo, puede distinguirse la excitación colisional de la radiativa.

Estos diagramas de diagnóstico empíricos también demostraron ser muy útiles a la hora de discriminar diferentes clases de nebulosas ionizadas galácticas y extragalácticas (Magrini et al. 2003), una de cuyas principales ventajas es que intervienen líneas de emisión relativamente intensas. Sin embargo, hay que tener presente que existen factores que pueden afectar estos cocientes de líneas como, por ejemplo, el tamaño y la orientación de la ranura, factores estudiados por Phillips (2004b).

Si se quisiera incluir en estos diagramas a las estrellas simbióticas, éstas ocuparían la misma región que las NP, por lo que de esta manera serían indistinguibles. Para esto Gutiérrez-Moreno (1988) sugirió el empleo del diagrama que grafica los cocientes de líneas  $5007/4363$  versus  $4363/H\gamma$ , en el cual las simbióticas (tanto las tipo S como las D) y las NP aparecen claramente separadas. Las estrellas simbióticas se encuentran bien caracterizadas por alta densidad y excitación. El cociente  $5007/4363$  es mucho más alto para las NP que para las estrellas simbióticas debido a la intensidad de la línea en  $4363 \text{ \AA}$ . Para densidades electrónicas superiores a  $10^4 \text{ cm}^{-3}$  (que es el caso de la mayoría de las estrellas simbióticas) la desexcitación colisional pasa a ser importante y por ende contribuye más fuertemente al despoblamiento del nivel medio ( $^1D^2$ ), comparado con el despoblamiento del nivel superior ( $^1S^0$ ). Esto resulta en una disminución de la intensidad en aquellas líneas originadas en el nivel medio  $^1D \rightarrow ^3P$  con respecto a las líneas emitidas en el nivel superior ( $^1S \rightarrow ^1D$ ). Esto explica por qué las simbióticas ocupan una región mucho más restringida: en todas ellas se verifica que el cociente  $5007/4363$  es menor a 10.

Más aún, Gutiérrez-Moreno et al. (1995) discriminan tres regiones en el diagrama  $5007/H\beta$  versus  $4363/H\gamma$ : región A:  $R3 = 5007/4363 > 27,5$ ; región B:  $27,5 > R3 > 13,1$ ; y región C:  $R3 < 13,1$ . La región A incluye las NP, mientras que la C incluye a las estrellas simbióticas; en tanto que en la región de transición B se ubican objetos clasificados como NP jóvenes. En nuestro caso este diagrama es útil, no ya para discriminar entre NP y estrellas simbióticas, sino para evaluar la importancia de la desexcitación colisional.

## 5.7. Clasificación espectral de la estrella central

Como se vio en el Capítulo 3 las ECNP pueden ser agrupadas en aquellas que son pobres y las que son ricas en hidrógeno. La proporción de las estrellas clasificadas entre ambos grupos es comparable, contrariamente a lo encontrado por Méndez (1991). No obstante hay que tener presente que esta proporción puede estar viciada por el criterio de selección de nuestra muestra de objetos. De todas maneras la proporción que se ha asumido de 3:1 (Méndez 1991) en favor de las ricas en hidrógeno debería reanalizarse ya que, como se muestra en la Tabla 3.2, la cantidad de estrellas tanto ricas como deficientes en hidrógeno que se conoce es muy similar. Por lo pronto es imperativo contar con un listado actualizado de las ECNP con tipos espectrales determinados que permita dar una visión más realista de la proporción de estrellas entre estos dos grupos.

Si bien en muchos casos la identificación de la estrella central es trivial, en otros, especialmente en aquellos objetos de grandes dimensiones angulares y bajo brillo superficial, la situación es más complicada. Para estos casos recurrimos a las coordenadas publicadas por Kerber et al. (2003).

Para cada uno de los espectros inspeccionados se relevaron las líneas estelares tanto de absorción como emisión. En general las líneas de absorción encontradas corresponden a líneas del HeI y HeII; las líneas de la serie de Balmer se observaron en pocas NP, aquellas cuyo brillo superficial es muy bajo.

Debido a la baja señal que tienen nuestros espectros de las estrellas centrales, el número de líneas de absorción que se identificaron, salvo en pocos casos, fue reducido. Por lo tanto el criterio adoptado para la clasificación espectral de las estrellas ricas en hidrógeno fue clasificar como estrellas tipo O a aquellas en las que se observan líneas del HeII (fundamentalmente en 4686 Å), mientras que las estrellas en las que se observaron sólo líneas del HeI fueron clasificadas de como tipo B.

Solamente en cinco NP se pudo detectar un número suficiente de líneas de absorción, lo que permitió hacer la clasificación espectral de sus estrellas centrales con más precisión. Para esto, seguimos los criterios de clasificación de Walborn & Fitzpatrick (1990). Por otra parte, hemos descubierto además una estrella con tipo espectral tardío (ver Sección 7.3): para su clasificación comparamos este espectro con aquellos publicados en diferentes atlas de espectros ópticos (Jacoby et al. 1984, Silva & Cornell 1992), los cuales resultaron muy útiles ya que tanto sus rangos espectrales como las resoluciones son semejantes a las de nuestros espectros.

En lo que respecta a la clasificación de las estrellas pobres en hidrógeno se siguió fundamentalmente el criterio de AN03 que contempla tanto los cocientes de líneas de emisión como sus anchos. Sin embargo, como en general el número de líneas estelares identificadas fue reducido, se adoptó el criterio de clasificar como estrellas [WC] a aquellas en las que se observó una emisión ancha en 5806 Å (que suele ser la línea más intensa de estas estrellas, ver Fig. 3.5), mientras que cuando se observaron líneas de emisión débiles y angostas, fundamentalmente en la región en 4650 Å, se clasificó a la estrella como WELS. Finalmente se descubrieron dos estrellas que

## 5. DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS Clasificación espectral de la estrella central

presentan líneas de absorción del CIV en 5806 y 4650 Å, que fueron clasificadas como estrellas de tipo PG 1159 siguiendo el criterio de Werner (1992).

# Capítulo 6

## Datos y resultados

### 6.1. Criterios para la selección de la muestra observada

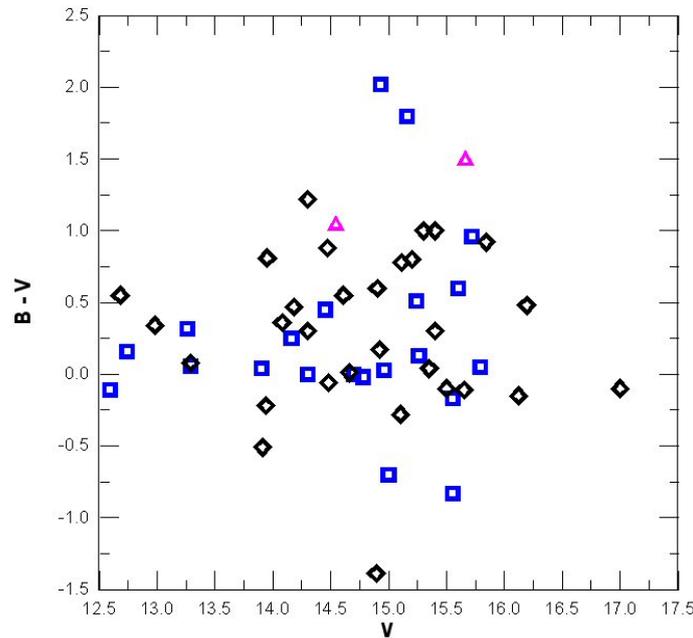
Los objetos que componen nuestra muestra final de nebulosas planetarias (Tabla 6.1) fueron seleccionados conforme a una serie de criterios y prioridades. Partimos, para esta selección, del catálogo más actual de ECNP con que se cuenta, el de Acker et al. (1992).

Primero seleccionamos del catálogo aquellas NP cuyas estrellas centrales no tuvieran determinado su tipo espectral, y cuya declinación, además, fuera inferior a  $5^\circ$ , de manera que pudieran ser observadas desde CASLEO. A estos objetos preseleccionados les asignamos un orden de prioridades.

La **primera prioridad** correspondió a las NP cuya estrella central fuera más brillante que una magnitud  $V$  o  $B$  de 15. Con esto nos aseguramos el obtener espectros con buena relación señal-ruido en un tiempo de integración de 3600 s.

En la **segunda prioridad** se agruparon NP con estrellas centrales de magnitud visual entre 15 y 16 (ver Figura 6.1). Sin embargo, hay que tener en cuenta que las magnitudes publicadas en el catálogo de Acker et al. (1992) pueden no ser muy confiables; por ejemplo, para la NP Th 2-A se reporta una  $V = 14,47$ , mientras que observaciones del HST (Ciardullo et al. 1999) le asignan  $V = 17,08$ . Llama la atención en la Figura 6.1 que la fracción de estrellas azules es pequeña a pesar de que se trata de objetos muy calientes. Este hecho posiblemente resulta de que las magnitudes no fueron bien determinadas, lo que puede deberse, por un lado, a la antigüedad de las mediciones y, por el otro, al haberse hecho una cruda sustracción del flujo nebuloso.

Después se buscó en la literatura la clase de excitación para las NP que tuviesen una magnitud  $V > 16$ , y seleccionamos aquellas que cumplieran la condición  $EC > 5$ . Objetos con estas características necesitan de una fuente ionizante muy caliente en su núcleo, condición que cumplen las estrellas WR, que poseen líneas de emisión prominentes que pueden ser detectadas incluso cuando la estrella es muy débil. Esto se ve reflejado en la Figura 6.1, donde se puede apreciar que las ECNP con  $V > 16$  fueron clasificadas como deficientes en hidrógeno. Las NP seleccionadas de este modo fueron ubicadas en el **tercer orden de prioridades**.



**Figura 6.1:** Distribución de magnitudes visuales e índices de color de la muestra de ECNP observada. Los datos fueron obtenidos del catálogo de Acker et al. (1992). Los cuadrados representan ECNP ricas en hidrógeno (también se incluyen las de tipo espectral “sólo continuo”), los rombos representan a las ECNP deficientes en hidrógeno, en tanto que los triángulos son ECNP con tipo espectral dudoso.

Un grupo de NP listadas en el catálogo de Acker et al. (1992) no tienen información ni del tipo espectral ni de la magnitud. Por esta razón buscamos imágenes en banda ancha de estas nebulosas y seleccionamos aquellas en las que se evidencia la presencia de una estrella central lo suficientemente brillante como para poder ser observada desde CASLEO. Por otra parte, en los últimos años se han publicado algunos artículos en los que se reportan nuevas NP. Es por esto que también buscamos NP con estrellas centrales brillantes en el catálogo MASH<sup>1</sup> y los trabajos de Boumis et al. (2003) y Shaoguang (2003). Incluimos entonces en la **cuarta prioridad** a los objetos que no tenían datos en el catálogo de Acker et al. (1992) y los provenientes de los estudios mencionados.

No todas las NP preseleccionadas fueron observadas; hubo casos en los cuales los objetos se encontraban en campos estelares muy poblados, lo que hizo muy difícil tanto la observación como la posterior extracción del espectro. En otros casos, aparecieron publicaciones recientes con información acerca del tipo espectral de la estrella central.

<sup>1</sup>Macquarie/AAO/Strasbourg H $\alpha$  Planetary Galactic Catalog, (Parker et al. 2006).

## 6.2. Descripción de la muestra de NP observadas

En la Tabla 6.1 se listan las NP que componen la muestra final; la quinta columna describe la abundancia del hidrógeno en la atmósfera de la estrella central. De las 67 NP de la muestra, 35 son deficientes y 22 son ricas en hidrógeno. Esta proporción no es real, sino que está viciada por el criterio de selección adoptado. Si bien no hay un acuerdo generalizado, se cree que tal proporción es de tres a uno en favor de las ricas en hidrógeno. En este sentido, el primer intento de hacer una estadística confiable puede verse en Mendez et al. (1986) Ahí se resalta que si uno trabaja con baja resolución, hay un enorme efecto de selección que favorece la detección de estrellas [WC]. Por eso el porcentaje que encontró en ese momento fue de un 35 % de estrellas pobres en hidrógeno, el cual se podría suponer como un límite superior.

Por otra parte, 7 ECNP no mostraron ninguna característica en el continuo estelar, a pesar de contar con espectros con buena relación señal-ruido. Tales estrellas fueron clasificadas como “continuo” y, por consideraciones que se hicieron en la Sección 3.2.3, serán tratadas como ricas en hidrógeno. Finalmente, tres estrellas mostraron un conjunto de líneas de absorción y emisión que no es compatible con ninguno de los tipos espectrales descriptos en el Capítulo 3.

**Tabla 6.1:** Lista de nebulosas planetarias que componen la muestra estudiada. Excepto aquellos objetos que tienen asterisco, el resto no posee datos publicados de su estrella central. Las dos primeras columnas indican, respectivamente, el nombre usual y la designación estándar en el catálogo de nebulosas planetarias galácticas. La quinta columna indica si la ECNP es rica (“r”) o deficiente (“p”) en hidrógeno, mientras que si el objeto no evidencia ninguna característica está clasificado como de tipo espectral “continuo” (“c”). La última columna detalla el criterio de selección (prioridad) con el que fue seleccionado cada objeto.

Nombre	PN G	AR (2000)	DEC (2000)	Abund. H	Crit.
H 1-62	000.0-06.8	18 13 17.92	-32 19 43.02	p	1
PC 12	000.1+17.2	16 43 49.25	-18 56 33.00	r	2
IC 4634	000.3+12.2	17 01 33.48	-21 49 33.08	p	1
H 1-63	002.2-06.3	18 16 18.49	-30 07 35.75	r?	1
M 1-38	002.4-03.7	18 06 05.82	-28 40 34.28	c	1
IC 5148	002.7-52.4	21 59 31.63	-39 22 36.60	r	2
Ap 1-12	003.3-04.6	18 11 35.05	28 22 37.28	p	1
Hb 8	003.8-17.1	19 05 36.26	-33 11 38.92	p	4
M 1-55	011.7-06.6	18 36 34.14	-21 48 57.28	r	1
M 1-53	015.4-04.5	18 35 48.17	-17 36 08.39	p	1
Sa 1-8	020.7-05.9	18 50 44.21	-13 31 02.41	r	1
Ap 2-1	035.1-00.7	18 58 07.90	01 37 06.08	c	2
IRAS19021+0209	036.4-01.9	19 04 38.50	02 14 23.00	c	4
NGC 6790	037.8-06.3	19 22 56.97	01 30 46.45	p	1

Tabla 6.1 continuación.

Nombre	PN G	AR (2000)	DEC (2000)	Abund. H	Crit.
K 4-19	038.4-03.3	19 13 23.00	03 25 16.00	r?	1
M 1-65	043.1+03.8	18 56 33.17	10 52 13.76	p?	1
A 14*	197.8-03.3	06 11 08.71	11 46 47.39	r	2
K 2-2*	204.1+04.7	06 52 30.37	09 57 48.30	r	1
M 1-6	211.2-03.5	06 35 44.60	-00 05 41.11	p	2
DeHt 1*	228.2-22.1	05 55 06.37	-22 54 01.03	r	4
SaSt 2-3	232.0+05.7	07 48 03.54	-14 07 42.63	r	1
M 1-11	232.8-04.7	07 11 16.64	-19 51 03.00	p	1
G234.2-01.4	234.2-01.4	07 26 16.30	-19 36 18.00	r	4
M 1-14	234.9-01.4	07 27 56.49	-20 13 23.40	p?	1
M 1-12	235.3-03.9	07 19 21.43	-21 43 55.25	p	1
Y-C 2-5	240.3+07.0	08 10 41.65	-20 31 32.87	p	3
KLSS 1-9	240.8-19.6	06 24 36.40	-33 04 49.00	r	4
M 3-4	241.0+02.3	07 55 11.19	-23 37 45.58	c	2
M 3-1	242.6-11.6	07 02 49.64	-31 35 41.26	c	3
M 4-2	248.8-08.5	07 28 55.18	-35 45 15.40	p	4
M 3-6*	253.9+05.7	08 40 44.23	-32 22 09.17	p	1
Ns 238	254.6+00.2	08 20 56.71	-36 13 46.73	r	1

En la Tabla 6.2 se listan las NP de las que no se pudo obtener ningún indicio acerca del tipo espectral de su estrella central por lo débil de ésta. Todos los parámetros físicos determinados para cada NP están detallados en el Apéndice B.

A continuación se describen brevemente los espectros de las estrellas centrales de las NP que componen la muestra final, mientras que un atlas de los espectros tomados puede verse en el Apéndice C. El tipo espectral que se indica inmediatamente después del nombre del objeto corresponde a la clasificación que nosotros realizamos. En algunos casos puntuales, que se encuentran señalados debidamente, damos la clasificación realizada por otros autores.

**H 1-62 (PN G000.0-06.8):** WCL, posiblemente [WC10]. Emisión del CIII en 5696 (FWHM = 10 Å) y 5826, ambas característica de las WCL. Las líneas 4650 y 5806 del CIV aparecen muy difusas. Además hay dos líneas (que podrían ser nebulares) en 5200 (NII?) y 5056 (SiII?). Se espera contar con un mejor espectro en el futuro.

**PC 12 (PN G000.1+17.2):** O. Hay HeII en absorción en 4200, 4686, 5413 y quizás 4541, el HeI no se ve por estar en emisión en la nebulosa.

**IC 4634 (PN G000.3+12.2):** [WC] o WELS. Emisión del CIV en 5806 Å, línea que de hecho se ve desdoblada, lo que sugiere anchos de línea angostos; posiblemente esto apoye la hipótesis de que se trate de una WELS. No hay otras líneas importantes. Está presente la línea 4650 del CIV y la 4267 del CII, que es débil y posiblemente nebulosa. Este objeto fue clasificado previamente como continuo por Hyung et al. (1999) y Feibelman (1994).

Tabla 6.1 continuación.

Nombre	PN G	AR (2000)	DEC (2000)	Abund. H	Crit.
PB 2	263.0-05.5	08 20 39.79	-46 20 13.23	p?	4
PB 4	275.0-04.1	09 15 07.62	-54 52 38.53	p	2
IC 2501	281.0-05.6	09 38 47.49	-60 05 27.94	p	1
IC 2553	285.4-05.3	10 09 21.66	-62 36 40.92	p	3
He 2-47	285.6-02.7	10 23 09.02	-60 32 34.30	p	1
Lo 5	286.5+11.6	11 13 50.50	-48 05 32.74	r	4
He 2-51	288.8-05.2	10 35 45.87	-64 19 03.73	?	3
IC 2621	291.6-04.8	11 00 19.53	-65 14 54.15	p	2
G294.3-03.4	294.3-03.4	11 29 04.60	-64 54 40.00	?	4
Lo 6	294.1+14.4	12 00 43.51	-47 33 12.01	c	4
He 2-90*	305.1+01.4	13 09 36.01	-61 19 33.20	r	2
Th 2-A	306.4-00.6	13 22 34.75	-63 20 55.21	p	1
He 2-97	307.2-09.0	13 45 24.01	-71 28 48.76	p	3
He 2-105	308.6-12.2	14 15 25.71	-74 12 49.80	r	1
NGC 5307	312.3+10.5	13 51 03.31	-51 12 15.89	p	1
He 2-107	312.6-01.8	14 18 42.50	-63 07 10.72	p	2
G313.9+02.8*	313.9+02.8	14 16 38.30	-58 09 45.00	p	4
He 2-434	320.3-28.8	19 33 50.72	-74 32 58.71	r	1

**H 1-63 (PN G002.2-06.3):** rica en hidrógeno? Tiene una absorción de HeII en 4541, débil pero notoria, y no hay otra característica, a pesar de que se tiene una buena señal de la estrella central. Las otras líneas del HeI o HeII seguramente no se ven a causa de la emisión nebulosa. Hay líneas de [FeIII], muy posiblemente nebulares.

**M 1-38 (PN G002.4-03.7):** continuo. Espectro sin ninguna característica distinguible.

**IC 5148 (PN G002.7-52.4):** rica en hidrógeno. Están la serie de Balmer y la línea del HeII en 4686 Å en absorción.

**Ap 1-12 (PN G003.3-04.6):** PG 1159. Hay CIV en absorción en 4650 y 5806 Å, además de líneas del HeI (4387, 4471, 4922 y 5876 Å) y líneas débiles del HeII en 4686 y 5413 Å. Se ven además líneas de absorción desconocidas en 5502, 5593 y 5642 Å. En 5200 hay una fuerte emisión superpuesta a lo que parece ser una absorción ancha. Por otra parte, llama la atención la fuerte emisión del CIII en 5696 Å.

**Hb 8 (PN G003.8-17.1):** WELS. Tiene la estructura de líneas de emisión característica del tipo WELS en torno a 4650 Å, no se ve emisión del CIV en 5806.

**M 1-55 (PN G011.7-06.6):** O tardía (Of?). Es difícil saber si la emisión en 4634 del NIII es nebulosa o no. Se ven absorciones de HeII: 4026, 4200 (muy débil), 4471 y 5413 Å. Las líneas en 4541 y 4686 no se ven debido a la baja relación señal-ruido. Las líneas del HeII en 4026 y 4200 son comparables (el cociente I(4200)/I(4026) es 1,2), lo que sugiere un tipo O5.

Tabla 6.1 continuación.

Nombre	PN G	AR (2000)	DEC (2000)	Abund. H	Crit.
NGC 5979	322.5-05.2	15 47 40.63	-61 13 02.68	p	3
He 2-141	325.4-04.0	15 59 09.06	-58 23 50.97	p?	1
He 2-128	325.8+04.5	15 25 07.89	-51 19 40.92	p?	2
WRAY 17-75	329.5-02.2	16 12 34.35	-54 23 35.34	r	2
PC 11*	331.1-05.7	16 37 42.01	-55 42 25.48	p	1
He 2-187	337.5-05.1	17 01 37.41	-50 22 56.63	r	1
NGC 6026	341.6+13.7	16 01 20.78	-34 32 38.01	r	1
Sp 3*	342.5-14.3	18 07 19.03	-51 01 11.62	r	1
PC 17	343.5-07.8	17 35 41.11	-46 59 51.25	p	1
Cn 1-3	345.0-04.9	17 26 11.80	-44 11 29.10	p	1
IC 4663	346.2-08.2	17 45 28.47	-44 54 11.47	p?	2
IC 4699	348.0-13.8	18 18 31.17	-45 59 03.21	p	2
NGC 6337	349.3-01.1	17 22 15.96	-38 28 57.63	p	1
Fg 3	352.9-07.5	18 00 11.85	-38 49 51.70	c	1
H 1-35	355.7-03.5	17 49 13.92	-34 22 53.32	p	2
M 1-27	356.5-02.3	17 46 45.40	-33 08 35.04	?	1
Te 2022	358.8-00.0	17 42 42.39	-29 51 35.41	r	1

**M 1-53 (PN G015.4-04.5):** pobre en hidrógeno. Tiene CIV en emisión en 5806 Å (aparece desdoblada), y también en 4658, aunque más débil. Posiblemente se trate de una WELS. Hay dos estrellas muy próximas entre sí en la región central, por lo que se tuvo particular cuidado en la identificación: la que hemos analizado corresponde a la señalada por Kerber et al. (2003) como la estrella central.

**Sa 1-8 (PN G020.7-05.9):** O. Hay sólo dos líneas de absorción del HeII en 4541 y 5413 Å, además de una serie de líneas de absorción débiles. No se ven líneas de HeI ya que están superpuestas a las líneas nebulares.

**Ap 2-1 (PN G035.1-00.7):** continuo. No tiene ninguna línea de emisión o absorción; sin embargo, da la impresión de que la emisión nebulare de H $\beta$  está sobre una absorción. Este objeto está tratado en detalle en el Capítulo 7.2.

**IRAS19021+0209 (PN G036.4-01.9):** continuo. No hay evidencia de emisión o absorción; el continuo estelar tiene buena señal.

**NGC 6790 (PN G037.8-06.3):** WELS. El espectro con la red de 600 l mm<sup>-1</sup> muestra claramente la estructura de líneas en torno a 4650 Å típica de las WELS. Asimismo es visible la emisión del CIV en 5806 Å con un FWHM de 14 Å. Por otra parte hay una emisión en 6461 Å que podría ser CII; sin embargo, no se puede asegurar que sea estelar. Esta estrella fue clasificada previamente como continuo por Feibelman (1994), mientras que tanto Zhang & Kwok (1991) como Aller et al. (1996) la clasifican como posible WN.

**K 4-19 (PN G038.4-03.3):** rica en hidrógeno? Se tomaron dos espectros: en uno se

insinúa una absorción del HeII en 5413 Å, y en el otro aparece una posible absorción del CIV en 4647 Å. Por otra parte, es probable que exista una absorción en H $\beta$ .

**M 1-65 (PN G043.1+03.8):** pobre en hidrógeno? Débil absorción del CIV en 4441 Å. Además hay absorciones desconocidas en 3865 y 4005: esta última podría ser del CIII. Posiblemente se trate de una PG 1159. Kondratyeva (1994) la clasifica como Of-WR.

**A 14 (PN G197.8-03.3):** rica en hidrógeno. Está bien marcada la serie de Balmer y es visible el doblete del NaI (5889-5895). Hay una absorción inusual en 5855 Å. No se ve CaII (3933) por lo que podría ser una B8-B9 donde el CaII aún no está muy desarrollado, y el HeI ya aparece muy débil (y perdido en el ruido). Esta estrella fue clasificada como B5III-V por Lutz & Kaler (1987).

**K 2-2 (PN G204.1+04.7):** O3 o sdO. Napiwotzki (2003) la clasifica como sdO, hgO(H). Nosotros observamos líneas de Balmer y líneas intensas de HeII (4026, 4686 y 5411 Å), mientras que no se observa ninguna de HeI. La línea 4026 del HeII no es una característica clásica de las DAO. Napiwotzki aclara (comunicación privada) que él ha detectado la línea del CIV en 5806 Å en un espectro "échelle". Las líneas del H son intensas y dominan el espectro, por lo que esta estrella es claramente rica en H. A juzgar por el ancho de las líneas, nos inclinamos por una O3 o sdO, como hemos indicado arriba.

**M 1-6 (PN G211.2-03.5):** [WCL]? Se ven líneas de emisión en 4650 Å del CIII+CIV y 5696 Å del CIII. Esta última es más frecuente en [WCL] que en WELS. Esta ECNP fue observada por Kondratyeva (1994), quien reportó líneas del NV (4603), NV (4619), NII (4640), NII (4634), CIV (4650), HeII (4686) y CIII (5696). También Gesicki et al. (2006) la observan por tener líneas de emisión. En ningún caso se clasifica a la estrella central.

**DeHt 1 (PN G228.2-22.1):** tardía, podría ser una K4V o una K0-2III (por comparación con librerías de espectros). Su característica más relevante es que posee una muy fuerte emisión en H $\alpha$ : un tratamiento detallado de este objeto se presenta en la Sección 7.3. Bond et al. (1989) la clasifican como K; sin embargo, no mencionan la emisión en H $\alpha$  pero sí se aventuran a decir que se trataría de un sistema binario.

**SaSt 2-3 (PN G232.0+05.7):** B. Se observan las líneas del HeI (4920 y 4713) bastante débiles y, además, la línea (intensa) del CIII en 4650 Å en absorción. Se insinúan las líneas del SiIV en 4089 y 4116 Å. Comparando con librerías de espectros se encuentra similitud con el tipo de una estrella supergigante B0Ib. Este objeto amerita ulteriores estudios. Kohoutek (1997) sugiere que posiblemente se trate de una PPN.

**M 1-11 (PN G232.8-04.7):** [WCL]. Hay líneas de absorción y emisión. Absorciones en 5806 (CIV), 5412 (HeII) y 4728 (línea desconocida). Emisión en 5826 (CIII), 5696 (CIII, intensa), 5958 (SiII?) y 6047, que es una línea desconocida pero que, sin embargo, también la reportan De Marco et al. (2001) en un trabajo sobre objetos [WCL]. Las líneas del CIII observadas son características de las [WCL].

**G234.2-01.4 (MASH):** B0-B3. Es más temprana que B5 ya que MgII (4481) aparece aún muy débil. La serie de Balmer se presenta bien marcada y el HeII está ausente. Se ven líneas en torno a 4650 Å que podrían ser del CIII, y también se manifiesta

**Tabla 6.2:** Objetos de programa cuyo continuo estelar fue observado con baja relación S/R. La tercer columna muestra una estima de la magnitud visual de la ECNP, obtenida a partir de la intensidad del continuo estelar. En la cuarta columna se agregaron datos inéditos correspondientes tanto a la estrella central como a su envoltura gaseosa.

Nombre	PN G	Magnitud	Notas
G 002.6+04.8	002.6+04.8*	$V > 16,5$	posiblemente CIV en 5806 Å esté en absorción
G 025.4-09.2	025.4-09.2*	$V > 16,5$	
H 1-7	345.2-01.2	$V > 16,5$	Górny & Siódmiak (2003) no reportan líneas de emisión estelar en esta ECNP
H 2-20	002.8+01.7	$V > 17,0$	
Hb 6	007.2+01.8	$V > 16,5$	
He 2-118	327.5+13.3	$V > 17,0$	
He 2-133	324.8-01.1	$V > 16,5$	emisión de CIV en 5806 Å?
IRAS15359-5226	326.9+02.2	$V > 17,0$	muy bajo brillo superficial
LoTr 8	315.7+05.5	$V > 16,5$	EC $\simeq 10$ , aparece una línea ancha en 4686 Å
M 1-41	006.7-02.2	$V > 16,5$	
M 2-7	353.7+06.3	$V > 17,0$	hay una estrella de campo en la región central
M 3-21	355.1-06.9	$V > 16,5$	$V_{lsr} = -64 \text{ km h}^{-1}$ , EC $> 5$
MA 13	023.9+01.2	$V > 17,0$	$V_{lsr} > 200 \text{ km h}^{-1}$
PN 1611-4504	336.1+04.1	$V > 17,0$	C = 2,34, EC = 6,9, $N_e[\text{S II}] = 3600 \text{ cm}^{-3}$ $N(\text{He}^+)/N(\text{H}^+) = 0,103$ $N(\text{He}^{++})/N(\text{H}^+) = 0,042$
PTB 20	016.1+07.7	$V > 17,0$	objeto seleccionado del relevamiento de Boumis et al. (2003)
Sn 1	013.3+32.7	$V > 16,0$	se observa que la ECNP es un objeto caliente
Vo 3	260.7+00.9	–	posible no NP

el CII+OII en 4070 Å. Para determinar la luminosidad falta una mayor resolución espectral que permita ver si están presentes las líneas del SIV en 4089 y 4116; sin embargo, dado que las líneas del H no parecen muy anchas, la luminosidad posiblemente corresponda a un tipo III.

**M 1-14 (PN G234.9-01.4):** [WCL]? Hay líneas de absorción del HeII: 4541 y 5413, además de una línea desconocida en 6180 Å. También se ve emisión del CIII en 5696, y una línea ancha en 4650 Å de apariencia estelar.

**M 1-12 (PN G235.3-03.9):** WELS. Están presentes las líneas de CII en 4267 Å y CIV en 5472 y 5806(?). Además aparecen bien definidas las líneas de emisión características en la región de 4650 Å. Kondratyeva (1994) también detectó líneas de CII y CIII.

**Y-C 2-5 (PN G240.3+07.0):** WELS. Emisión del CIV en 5806 Å (desdoblada), además de las líneas de emisión características de las WELS: 4641 del NIII, 4650 del CIII y 4658 del CIV.

**KLSS 1-9 (PN G240.8-19.6):** rica en hidrógeno. Posiblemente es una estrella tardía, no se ve HeI ni HeII, y la serie de Balmer se presenta bien marcada. La estrella central está identificada por las coordenadas dadas por Kerber et al. (2003). Desafortunadamente, el bajo brillo superficial de esta nebulosa hizo imposible poder observar alguna línea de emisión. Sin embargo, Kerber et al. (1994) reportan un diá-

metro de  $600''$ , por lo que claramente se trata de un objeto evolucionado. Esto nos hace pensar que, de ser efectivamente la estrella central, entonces seguramente se trate de una enana blanca del tipo DA.

**M 3-4 (PN G241.0+02.3):** continuo. No hay características en el espectro.

**M 3-1 (PN G242.6-11.6):** continuo. No se ven líneas a pesar de que hay buena señal de la estrella central.

**M 4-2 (PN G248.8-08.5):** pobre en hidrógeno? Hay líneas de emisión que probablemente sean de la estrella, tales como: 5146 (CII), 5343 (CII), 5572 (OV?), 5592 (OIII) y 5806 (CIV). La emisión del CIV es la más intensa.

**M 3-6 (PN G253.9+05.7):** WELS (clasificada por AN03). Nosotros observamos HeII en absorción en 4200 y 4541 Å y posiblemente en 5413 Å. Están, además, una fuerte emisión en 5806 Å del CIV (se insinúa la presencia de dos líneas solapadas), así como la estructura clásica de líneas de emisión de las WELS en torno a 4650 Å. Sin embargo, llama la atención la intensidad de la línea del CIV y la presencia de tantas líneas de absorción del HeII.

**Ns 238 (PN G254.6+00.2):** O8-9. Se distinguen líneas del HeII, HeI, H y CIII. Se observa que la intensidad de la 4541 es menor que la de la 4471, en tanto que la 4200 es muy débil y la 4686 es intensa. Posiblemente también hay SiIV en 4089 Å. Quizás este objeto sea una nebulosa de reflexión; sin embargo, Ns 238 ocupa una posición en los diagramas de diagnóstico que es compatible con las NP (ver Fig. 6.10).

**PB 2 (PN G263.0-05.5):** WELS? Emisión muy débil del CIV en 5806 y 4650 Å.

**PB 4 (PN G275.0-04.1):** [WCL]? Hay emisión del CII en 4267 y 6462 Å, no se puede decidir si la emisión es nebulosa o no. Lo mismo ocurre con la emisión del NII en 5667 y 5680 Å. Es posible que esté presente el CIV en 5806 Å aunque muy débil, mientras que la emisión en 4649 Å es ancha, por lo que posiblemente sea emisión estelar.

**IC 2501 (PN G281.0-05.6):** [WC]. Hay emisión del CIV en 5806 Å (FWHM = 22 Å) y en 4650 Å.

**IC 2553 (PN G285.4-05.3):** WELS? Débil emisión del CIV en 5801+5812 (ambas líneas están bien separadas), y débil emisión del CIII en 5696 Å. Posible emisión del OVIII en 6068 y emisiones desconocidas en 6160 y 6170 Å.

**He 2-47 (PN G285.6-02.7):** [WCL]. Emisión del CII en 4267 Å, del CIV en 4650 Å, del CIII en 5696 Å y desconocida en 6050 Å. Absorción del HeII en 5412. Tomando en cuenta el FWHM de 5696 (15 Å), posiblemente se trate de una [WC9].

**Lo 5 (PN G286.5+11.6):** O tardía. Están presentes líneas de la serie de Balmer y el HeII en 4686, 5413 y posiblemente 4542 Å. Parece que tiene una alta gravedad superficial a juzgar por el ancho de las líneas de absorción. Comparando con librerías de espectros se ven semejanzas con un tipo O5–O8.

**He 2-51 (PN G288.8-05.2):** Hay líneas de absorción en 5271, 5660, 5710 y 5786 Å. Quizás se trate de un objeto tardío. Este es uno de los objetos que no hemos podido clasificar.

**IC 2621 (PN G291.6-04.8):** [WC]. Tiene emisión del CIV en 5806 y 4658 Å, más una emisión desconocida en 4570 Å.

**Lo 6 (PN G294.1+14.4):** continuo. La estrella no parece tener He ni H, y hay una fuerte absorción en 5173 (OIII? o CIII?).

**G294.3-03.4 (MASH):** posible simbiótica (ver Sección 7.4).

**He 2-90 (PN G305.1+01.40):** B[e] (clasificada por Kraus et al. 2005).

**Th 2-A (PN G306.4-00.6):** [WO3pec] (ver Sección 7.1).

**He 2-97 (PN G307.2-09.0):** [WC7-9]. Aparecen líneas del CIV en 5806 y 4650 Å, y CII en 4267 Å, todas anchas. Los cocientes de estas líneas sugieren una [WCL] tipo 7-9, mientras que el FWHM de 5806 es consistente con un tipo [WC5-9].

**He 2-105 (PN G308.6-12.2):** O temprana. Están presentes las líneas de absorción del HeII en 4200, 4540, 4686 y 5412 Å. No pueden verse las líneas de HeI debido a la emisión nebulosa.

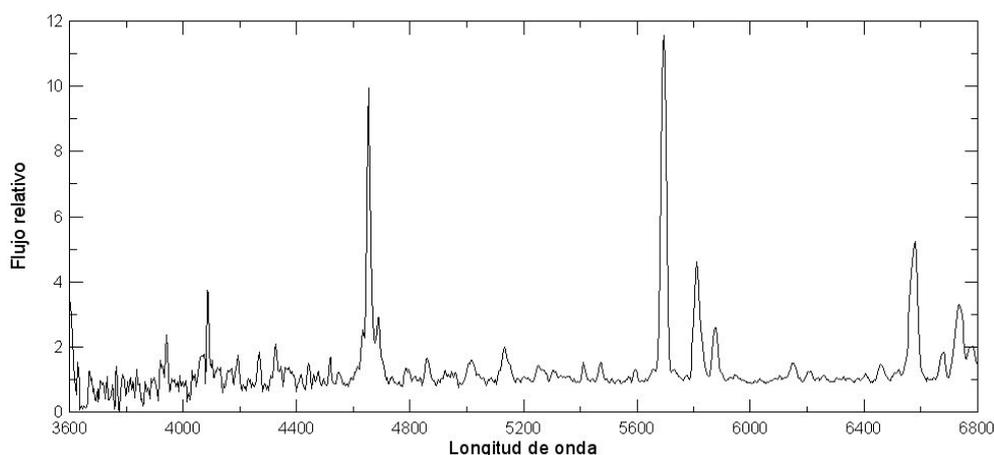
**NGC 5307 (PN G312.3+10.5):** [WR]. Aparece CIV en emisión en 5806 (FWHM = 19 Å) y 4658 Å.

**He 2-107 (PN G312.6-01.8):** [WCL]. Están presentes el CIII en 5696 Å y el NIII en 4640Å (ancha) que es claramente emisión estelar. También se observa una absorción del HeII en 5413. El FWHM de 5696 (15 Å) es consistente con una [WC9].

**G313.9+02.8 (MASH):** [WC9]. Todos los criterios adoptados por Crowther et al. (1998) coinciden en que el objeto es de tipo [WC9]. En el espectro aparece muy notorias las líneas del CIV en 5806 (FWHM 25Å), 5696 (FWHM 20Å) y 4650 (FWHM 17Å). Los anchos equivalentes de las líneas de emisión cumplen:

$$\log(W5806/W5696) = -0.47 \quad \log(W5806/W4267) = +0.47 \quad \log(W4686/W5876) = 0.$$

Este es uno de los mejores espectros de [WR] que hemos podido obtener desde CASLEO (ver Fig. 6.2). En el relevamiento MASH, Parker et al. (2006) mencionan que esta NP puede tener una WR en su centro pero no la clasifican.



**Figura 6.2:** Espectro de la estrella central de G313.9+02.8 tomado desde CASLEO. Las débiles líneas nebulares fueron removidas, no obstante podría quedar alguna contaminación en H $\alpha$ . Nótese las fuertes líneas de emisión del CIV, HeI y HeII.

**He 2-434 (PN G320.3-28.8):** O. Hay líneas de absorción del HeII 4200, 4541 y

5413 Å; la línea 4686 no es visible. Comparando con librerías de espectros se encuentra similitud con una O6,5Ib.

**NGC 5979 (PN G322.5-05.2):** WELS. Tiene CIV en 5806 Å, débil emisión en 4649–4650 y posible emisión del HeII en 4686 Å. Además hay líneas no identificadas, que pueden ser nebulares, en 6172, 5346 y 5346 Å.

**He 2-141 (PN G325.4-04.0):** WELS? Tiene características típicas de WELS en la región de 4650 Å. Además hay una sutil emisión del CIII en 5826 Å, más otras emisiones no identificadas en 6070 Å (posible OVII) y en 5970 Å.

**He 2-128 (PN G325.8+04.5):** WELS. Hay líneas de emisión en la región de 4650 Å. El espectro con la red de 600 l mm<sup>-1</sup> no muestra muchos detalles debido a la pobre señal; sin embargo, hay indicios de NIII (4641), CIII (4650) y CIV (4658).

**WRAY 17-75 (PN G329.5-02.2):** O temprana. Se aprecia la serie de Balmer en absorción y líneas del HeII en 5413, 4541 y 4686 Å débil. Se ven también líneas débiles del HeI, lo que justifica el tipo espectral asignado.

**PC 11 (PN G331.1-05.7):** pobre en hidrógeno? No hay analogía con ningún tipo espectral. A juzgar por las líneas del CIV y la ausencia de las de HeII, la estrella puede ser pobre en hidrógeno. Hay líneas de absorción en 4180 (?), 4556 (CIV), 4588 (?), 5170 (MgI?), 5711 (CIII) y 6456 (CIV?). Gutiérrez-Moreno et al. (1987) sugieren que se trata de una simbiótica, en tanto que Gutiérrez-Moreno & Moreno (1998) proponen un núcleo binario.

**He 2-187 (PN G337.5-05.1):** O5f. Se observa HeI, por lo que el tipo sería más tardío que O3. Como I(4471) (HeI) < I(4541) (HeII), el tipo es más temprano que O7. Por otra parte, el cociente I(4200)/I(4026) sugiere un tipo O5. Además aparece la línea de emisión 4640 del NIII; esta línea bien podría ser nebular, aunque en el espectro bidimensional no hay indicios en este sentido. En la parte más roja del espectro se ven dos líneas de absorción en 5800 y 5593 Å: la primera podría ser CIV, mientras que la segunda es desconocida. La estrella HD46223 (clasificada como O5f) presenta la línea 5800, pero no la otra, en tanto que la estrella CD282561 (O6fp) tiene la 5593 pero no la 5800. Ahora bien, el hecho de que HD46223 muestre la línea de 5800 en absorción puede considerarse como argumento en favor de la hipótesis de que el tipo de nuestro objeto sea Of.

**NGC 6026 (PN G341.6+13.7):** O7. Líneas de absorción del HeII y de la serie de Balmer, y posible absorción del CIII en 4647. Se observa HeI en 4468, 4920, 5876 y 6678 Å, y HeII en 5413, 4686, 4540, 4200 y 4026 Å. Las intensidades de las líneas 4541 y 4471 son comparables, lo que sugiere un tipo O7. La estrella fue clasificada como binaria (Hillwig et al. 2006), con un tipo espectral compuesto M0V.

**Sp 3 (PN G342.5-14.3):** O temprana. Están presentes las líneas de Balmer y del HeII en 5413, 4200, 4540 y 4686 Å, y no parece haber HeI. Merece destacarse además la emisión del CIV en 5806. Por medio de observaciones en el ultravioleta, Gauba et al. (2001) la clasifican como O3V y posible binaria.

**PC 17 (PN G343.5-07.8):** WELS. Se aprecia el CIV en emisión en 5806 Å. El espectro tomado con la red de 600 l mm<sup>-1</sup> muestra claramente que es una WELS con las cuatro líneas de emisión del NII, CIV y CIII.

**Cn 1-3 (PN G345.0-04.9):** WELS. Se observa la estructura de líneas típica de estrellas WELS en 4650 Å; en particular, la más intensa de éstas es la del CIV en 4658 Å.

**IC 4663 (PN G346.2-08.2):** posiblemente se trate de una estrella pobre en H. Hay líneas de emisión no identificadas en 5591 y 5682 Å (pueden ser N y O). El espectro tomado con la red de 600 l mm<sup>-1</sup> muestra una débil emisión del CIV en 4650 y 4658 Å.

**IC 4699 (PN G348.0-13.8):** WELS. El espectro tomado con la red de 600 l mm<sup>-1</sup> muestra las líneas 4650 del CIII y 4658 CIV, esta última débil. El CIV en 5806 Å también se ve muy débil con un FWHM de 10 Å.

**NGC 6337 (PN G349.3-01.1):** [WC6-7]. Presenta una intensa emisión del CIV en 5806, y otra emisión ancha en 4642. Es posible que esté la línea del OVI en 3822 Å. A juzgar por el FWHM de 5806 (20Å, bastante angosto) se trataría de una [WC6-7]. Por otra parte, es sorprendente la similitud morfológica entre esta NP y Th 2-A (ver Fig. 7.1) ambas son tipo anular y con una marcada estructura filamentosa, además de asas simétricas en un ángulo de posición de 140°.

Esta es una de las primeras nebulosas planetarias que se encontraron, fue descubierta por Herschel (1834) y ha sido un objeto muy estudiado a lo largo de la historia. Sin embargo no existe en la literatura ningún artículo que describa las características de su estrella central. Por este motivo constituye un buen ejemplo que pone de manifiesto la complicación que representa el estudio de las ECNP.

**Fg 3 (PN G352.9-07.5):** continuo. No presenta ninguna línea de emisión o absorción.

**H 1-35 (PN G355.7-03.5):** WELS. Emisión estelar del CIV en 4658 Å, en tanto que 5806 Å aparece muy débil.

**M 1-27 (PN G356.5-02.3):** Of-WR? Se ven las siguientes líneas de absorción: 4200 y 5411 de HeII, 4920 de HeI y 5590 (OIII+OV?), junto a otras líneas de absorción no identificadas en 4756, 5449, 6007, 6190 y 6453 Å. Por otra parte, también aparecen líneas de emisión en 4267 (CII), 4485 (SiIII), 4620 (CII), 5134 (CII) y 5696 (CIII) junto, además, a líneas no identificadas en 5064, 5626 y 6334 Å. El hecho de que se observe 5592 en absorción implica que existe una clara diferencia entre este objeto y los de tipo [WCL]; esta característica también se encuentra en la NP K 2-16. Las líneas definidas de absorción del HeII y HeI hacen pensar en una estrella O y, por otra parte, las líneas de emisión del CII y CIII sugieren una [WCL], pues 5806 está ausente. Análogamente a lo que pasa con K 2-16, el cual es un objeto muy raro que no está bien definido.

**Te 2022 (PN G358.8-00.0):** B temprana. Posible alta gravedad superficial, no hay líneas del HeII, aparece H $\beta$  en absorción y se ve (en espectros tomados con la red de 1200 l mm<sup>-1</sup>) que la línea de emisión nebular de H $\alpha$  está montada sobre una absorción ancha. Las líneas de HeI presente son: 4920 (con alas), 5876 y 6678. El hecho de que no aparezca HeII implica que la estrella es de tipo B; el ancho equivalente de H $\beta$  también sugiere que es temprana. Aparecen asimismo líneas que no pudimos identificar: 6613, 6994 y 7064 Å, todas en absorción y bien definidas en los espectros obtenidos con la red antes mencionada.

### 6.3. Correlaciones entre los tipos espectrales de las ECNP y los distintos parámetros nebulares

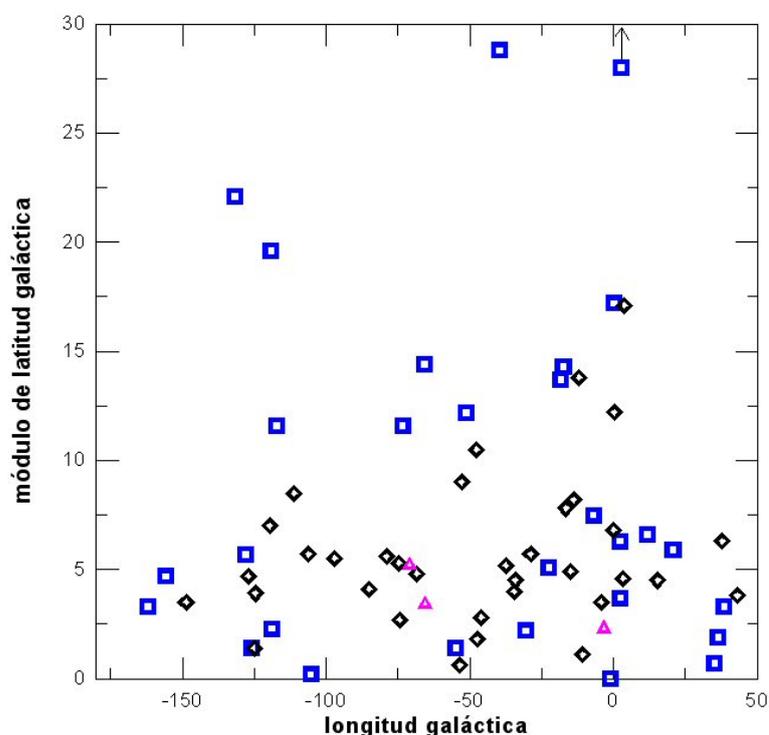
#### 6.3.1. Distribución en la Galaxia y morfología

La posición que ocupan estas NP en la Galaxia puede evaluarse a través de sus coordenadas galácticas. Tal distribución (Figura 6.3). sugiere una tendencia a que las nebulosas planetarias con núcleos deficientes en hidrógeno (NP-PH) estén más próximas al plano galáctico que las nebulosas planetarias con núcleos ricos en hidrógeno (NP-RH):  $\langle |b_r| \rangle = 11,7 \pm 12,5$  contra  $\langle |b_p| \rangle = 5,8 \pm 3,8$ . Esto sugiere que las estrellas progenitoras de las NP-PH son más masivas que las del otro grupo.

Ahora bien, es interesante notar que el 32 % de las NP-PH se encuentra en dirección al centro galáctico (definido por  $-10^\circ < l, b < +10^\circ$ ), contra sólo el 9 % de las NP-RH. Este resultado se obtiene tomando en cuenta los objetos listados por AN03 y Acker et al. (1992), para estrellas deficientes y ricas en hidrógeno respectivamente. Este hecho también fue observado por Górný et al. (2004), quienes lo atribuyen a un efecto de selección. Las estrellas del núcleo galáctico conforman una población diferente a las estrellas del disco, ambas con propiedades bien definidas. Más aún, las NP del núcleo galáctico también parecen tener propiedades diferentes a las demás; por ejemplo, como fue sugerido por Isaacman (1977), la interacción entre la envoltura gaseosa y el medio interestelar cercano al centro galáctico (más denso), causaría que la nebulosa se disgregue en unos 5000 años, que es un orden de magnitud menor al tiempo de vida medio de las NP de la vecindad solar. En resumen, las NP del bulbo galáctico serían más jóvenes que las demás. Por lo pronto éste no es un hecho que afecte significativamente a nuestros resultados ya que el número de NP de nuestra muestra que se encuentra en dirección al centro Galáctico es reducido (ver Fig. 6.3).

Si bien la diversidad morfológica que muestran las NP es importante, existen unos pocos tipos (ver Sección 2.1) que incluyen a la gran mayoría de las NP; numerosos trabajos estadísticos han mostrado que algunos parámetros nebulares correlacionan con la morfología. En nuestro caso no se observan vínculos entre las morfologías de las NP con el tipo de estrella central (rico o deficiente en H). La gran mayoría de las NP de la muestra son elípticas o circulares, incluyendo aquellas de tipo anillo, en tanto que las de tipo bipolar, punto simétricas e irregulares conforman una muy pequeña fracción de la muestra y se encuentran repartidas entre los dos grupos de estrellas centrales. Por lo pronto, Gorný et al. (1994) encuentran que las NP con núcleos [WR] no tienen una morfología preferencial.

Sin embargo, las NP bipolares (NPB) tienen propiedades que difieren significativamente del resto de las NP. Estos objetos están a alturas respecto del plano de la Galaxia mucho menores que el resto de las NP, sus estrellas centrales son más calientes, sus órbitas galácticas son más circulares, manifiestan sobreabundancia de He, N y Ne, cuentan con velocidades de expansión significativamente superiores, son de mayores dimensiones y sus estrellas progenitoras son más masivas. Por esto qui-



**Figura 6.3:** Distribución espacial de los objetos de la muestra. Los símbolos son los mismos que en la Figura 6.1. La ausencia de objetos en el rango  $50^\circ < l < 200^\circ$  se debe a que allí las NP tienen declinación superior a  $15^\circ$ .

simos estudiar si existe alguna relación entre las NPB y las NP-PH. La muestra de NPB tomada para este análisis sumó 66 NPB y resultó de la combinación de objetos listados por Schwarz et al. (2008), Dobrincic et al. (2008) y Phillips (1997). Si bien se encontró que sólo un pequeño número de NPB posee núcleos pobres en hidrógeno (Tabla 6.3), este resultado también se observó en las NPB con núcleos abundantes en hidrógeno (con una muestra de apenas siete objetos).

No obstante, observando las imágenes de las NP de nuestra muestra se aprecia que las NP-PH poseen una marcada estructura interna con filamentos y chorros, lo que sugiere una más violenta eyección de masa; por su parte, las NP-RH exhiben una morfología más homogénea. Este hecho también fue observado (pero solo para NP con núcleos [WR]) por Górný (2001).

### 6.3.2. Clase de excitación, temperatura y densidad electrónica

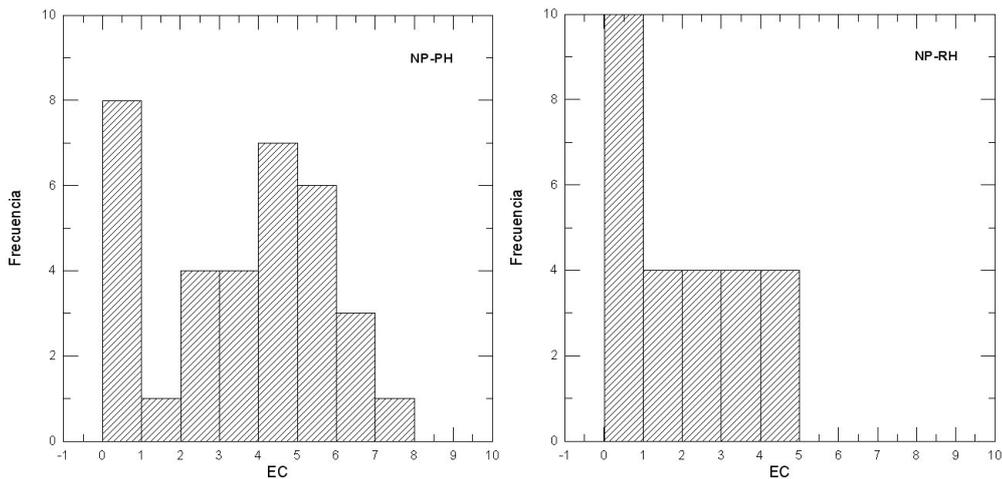
La intensidad de la radiación ionizante proveniente de la estrella central puede estudiarse a través de la clase de excitación (EC). La Figura 6.4 muestra la distribución de la EC para ambos grupos de estrellas centrales. En algunos casos la EC no pudo calcularse debido a que el [OIII] en  $5007 \text{ \AA}$  no era visible. En general esto se debe a que la emisión del [OIII] es demasiado débil y la señal se pierde en el ruido,

**Tabla 6.3:** Lista de NPB con núcleos pobres en hidrógeno.

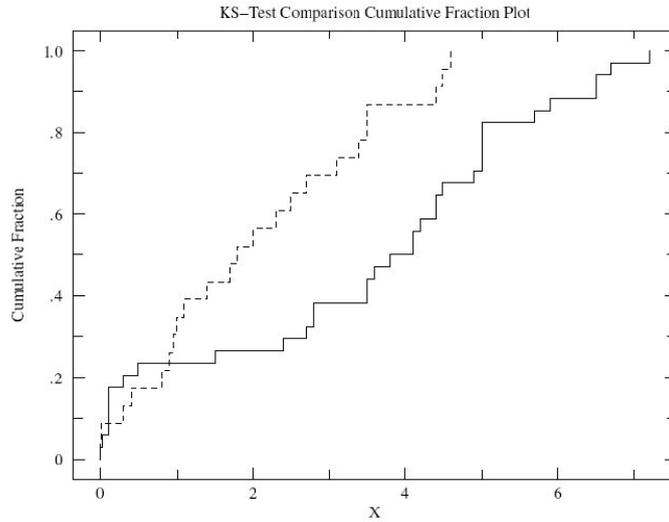
Nombre	PN G	Tipo espectral	Referencia
NGC 6309	009.6+14.8	WELS	Górny et al. (2004)
Na 2	025.9-10.9	WELS	Marcolino & de Araújo (2003)
NGC 7026	089.0+00.3	[WO3]	AN03
NGC 650	130.9-10.5	PG1159	Werner & Herwig (2006)
MyCn 18	307.5-04.9	[WC]-PG1159?	AN03

mientras que, en otros pocos casos, el responsable es el bajo brillo superficial. Cuando se dio esta situación se adoptó como criterio que, si  $H\beta$  tenía una intensidad al menos diez veces superior al ruido del espectro a ambos lados de ella, y  $5007 \text{ \AA}$  no era visible, entonces la EC era menor a 1. Tres fueron los objetos a los que se les aplicó este criterio: IRAS19021+0209, M 1-55 y K 4-19, por lo que al histograma de la derecha de la Figura 6.4 deben sumársele estas tres NP: esto acentúa aun más el hecho de que para las NP-RH se tiene  $EC < 5$ . Por otra parte, de las ocho NP-PH con  $EC < 1$ , cuatro corresponden a estrellas [WCL], es decir, a las [WC] más frías.

En algunas ocasiones resultó que la EC derivada del cociente  $I(5007)/I(H\beta)$  era inferior a cinco, mientras que la EC derivada del cociente  $I(4686)/I(H\beta)$  era superior a cinco: en estos casos se adoptó el resultado del primer cociente. Dos objetos que manifestaron fuertes discrepancias entre estas dos determinaciones fueron PB 4 y NGC 6337 (ambas son NP-PH), por lo que ambos podrían tener una EC superior a la tabulada (es decir, superior a 5).



**Figura 6.4:** Distribución de las EC de las NP de la muestra. Las tres NP con núcleos deficientes en hidrógeno a las que se les estimó una  $EC > 5$  fueron incluidas en el diagrama asumiendo  $EC = 5$ . Al panel de la derecha se incluyeron las tres NP para las cuales se estimó un  $EC < 1$ .



**Figura 6.5:** Gráfico comparativo de las funciones de fracciones cumulativas para la EC de ambas muestras. La máxima separación entre ambas es:  $D=0,4224$ . De acuerdo al test KS esto representa una probabilidad de 0.9 % de que ambas muestras sean iguales.

De manera de poder cuantizar cuan diferentes son ambas distribuciones de EC, aplicamos el test de Kolmogorov-Smirnov (KS)<sup>2</sup>. La Fig. 6.5 muestra el resultado de este test basado en la comparación de las funciones de fracciones cumulativas; para el caso de la EC arroja una probabilidad de 0,9 % de que ambas distribuciones sean iguales. Lo que es una fuerte evidencia que pone de manifiesto las diferencias entre ambas muestras. Para mas detalles acerca de este test consultar Press et al. (1992).

En lo que hace a las condiciones físicas del gas emisor, ya sea su temperatura como su densidad electrónica media, las hemos podido medir en la mayoría de las NP de la muestra (ver Apéndice B). Hemos encontrado que la temperatura electrónica media (obtenida del ion [OIII]) de las NP-PH es similar a la de las NP-RH:

$$\begin{aligned} \langle T_e([\text{OIII}]) \rangle \\ (\text{NP-PH}) &= (11,4 \pm 1,9) \times 10^3 \quad (22 \text{ NP}) \\ (\text{NP-RH}) &= (13,6 \pm 5,9) \times 10^3 \quad (12 \text{ NP}). \end{aligned}$$

En el Apéndice B también se listan las  $T_e([\text{NII}])$ . En aquellas NP a las que se le pudo determinar ambas temperaturas (un total de 23, de las cuales sólo 4 son NP-RH), se verifica que, para bajas temperaturas, la  $T_e([\text{NII}])$  es superior a la  $T_e([\text{OIII}])$  y viceversa. La relación encontrada (considerando sólo las NP-PH), si bien presenta un bajo coeficiente de correlación, es:

$$T_e([\text{NII}]) - T_e([\text{OIII}]) = (11600 \pm 5000) - (0.83 \pm 0.44) \times T_e([\text{OIII}]).$$

<sup>2</sup><http://www.physics.csbsju.edu/stats/KS-test.html>

Esta relación tiene una pendiente algo más pronunciada que la encontrada por Girard et al. (2007). La importancia de estas dos determinaciones de temperatura estriba en el hecho de que la  $T_e([\text{OIII}])$  es representativa de las regiones de mayor excitación de la nebulosa, es decir, aquella más cercana a la estrella central, en tanto que la  $T_e([\text{NII}])$  representa las regiones más externas del objeto. Por lo tanto, resultaría de interés estudiar las distribuciones relativas de estas temperaturas en muestras de NP-RH y NP-PH, desafortunadamente sólo contamos con cuatro NP-RH con ambas temperaturas medidas.

En cambio se obtiene un resultado diferente al analizar la distribución de la densidad electrónica; como se puede ver en la Figura 6.6, es notable la tendencia a que las NP-RH tengan una densidad electrónica menor. Más concretamente, se tiene que la densidad media para cada uno de los dos grupos de ECNP es:

$$\begin{aligned} & \langle N_e([\text{SII}]) \rangle \\ (\text{NP-PH}) &= 6,8 \times 10^3 \quad (30 \text{ NP}) \\ (\text{NP-RH}) &= 2,5 \times 10^3 \quad (19 \text{ NP}). \end{aligned}$$

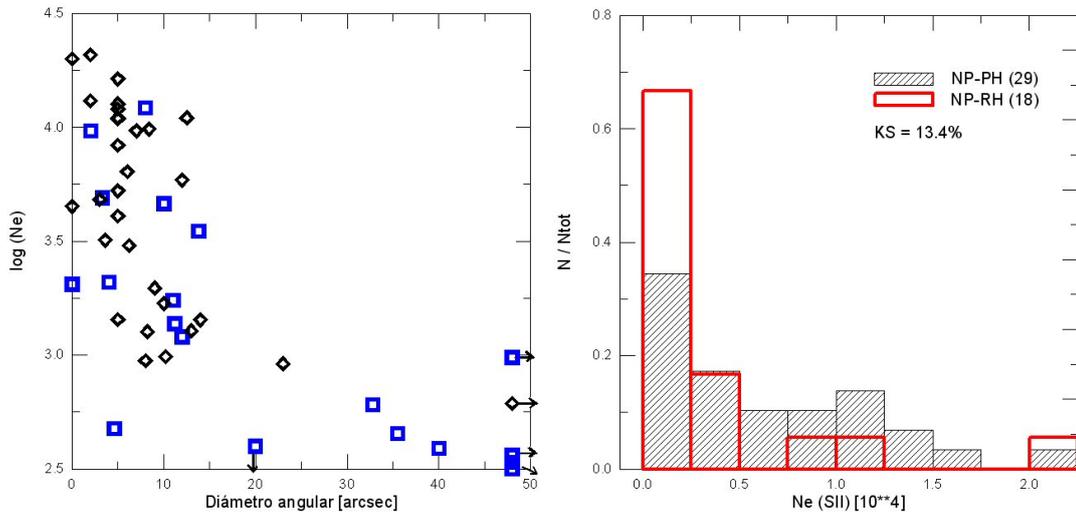
Más aún, de la Figura 6.6 se desprende que no sólo las NP-RH son menos densas que el resto, sino también que son de dimensiones mayores, lo que puede interpretarse como que las NP-RH son más viejas que las NP del otro grupo. El test KS arroja una probabilidad del 0,2 % de que la distribución de tamaños angulares de ambas muestras sean iguales. Sin embargo, Górný & Tylenda (2000) compararon una muestra de NP-PH (en la que excluyeron las NP con núcleos tipo WELS) con otras NP y encontraron que no hay diferencia entre las densidades electrónicas de ambos grupos de NP. Hay que tener presente que las NP con núcleos WELS podrían estar incluidas en su muestra de control, de ser así la densidad media de esta muestra de control estaría sobrestimada ya que las NP con núcleos WELS presentan un amplio rango de densidades electrónicas (Girard et al. 2007).

### 6.3.3. Abundancia de iones

La abundancia de los distintos elementos que componen el gas emisor en las NP de la muestra analizada fue obtenida siguiendo el procedimiento descrito en el Capítulo 5.4.

Como se sabe, los sucesivos “dragados” (*dredge-ups*) que experimenta la estrella en sus etapas evolutivas avanzadas son los responsables de llevar hacia la envoltura elementos que fueron sintetizados en su interior profundo (Marigo et al. 1998), en particular N, C y He. Por otro lado, las abundancias de elementos más pesados tales como Ne, Ar, Cl y S se mantienen inalteradas, ya que los procesos nucleares que experimentan estas estrellas poco masivas no alcanzan a sintetizarlos.

Es por esto que las abundancias observadas del Ne, Ar, Cl y S son un reflejo de las que poseía el medio interestelar en donde se formó la estrella progenitora. Por lo tanto, un incremento en la abundancia de estos elementos puede ser indicativo de



**Figura 6.6:** Distribución de la densidad electrónica en las NP observadas, obtenida a través del [SII]. Los cuadrados representan a las NP-RH, mientras que los rombos identifican a las NP-PH. Nótese que estas últimas son significativamente más densas, lo que se aprecia más claramente en el panel de la derecha. Donde además se incluye el resultado del test KS.

una edad menor de la estrella (como la vida de las estrellas depende esencialmente de su masa, es de esperar que las progenitoras más masivas sean más jóvenes), ya que el medio interestelar se enriquece con elementos pesados (en particular S, Cl y Ar) producto de las explosiones de supernova de tipo Ia (Pasquali & Perinotto 1993, Woosley & Weaver 1995 y Nomoto et al. 1997). Por otra parte, las abundancias del He, C y N son indicadores de la masa de la estrella progenitora (Phillips 2003): cuanto más abundantes son estos elementos, tanto más masiva es la estrella.

Por su parte, la abundancia del O puede o no ser modificada por los procesos nucleares de la progenitora. De todas maneras, una sobreabundancia de este elemento indicaría que fue sintetizado en el núcleo de una progenitora masiva o bien que la progenitora se formó en un medio interestelar enriquecido con O; en ambos casos esta sobreabundancia estaría indicando un estrella progenitora masiva.

En resumen, un incremento en la abundancia de cualquiera de estos elementos apunta a una estrella progenitora más masiva.

Tanto en la Figura 6.9 como en la 6.7 puede verse que la gran mayoría de las NP analizadas tienen una abundancia de He superior a la solar, como es de esperar (al Sol aún le quedan unos  $10^9$  años durante los cuales incrementará su abundancia de He). La abundancia media de He en las NP-PH es apenas superior a la de las NP-RH (ver Tabla 6.4), sin embargo como se observa en la Figura 6.7, ambas muestras pueden ser diferenciadas.

Por otro lado, y a pesar de que hay pocos objetos con determinaciones de abundancia, se desprende de la Tabla 6.4 que sistemáticamente las NP-PH tienen mayores abundancias tanto de He como de elementos pesados que las NP-RH, en particular de S, Cl y Ar. Esto último sugiere la tendencia de que las estrellas progenitoras de

las NP-PH sean más jóvenes que las de las NP-RH.

Puede sorprender el hecho de tener abundancias del Cl y S inferiores a las respectivas abundancias solares. Éste es un hecho observacional aún no aclarado, aunque se sospecha que los ICF (definidos en el Capítulo 5.4) puedan haber sido subestimados. Peimbert et al. (1991) plantearon la hipótesis de que, para tener una abundancia de O inferior a la solar, la ionización haya sido producida por una onda de choque (*shock*); esto implicaría una sobreestimación de la  $T_e$  y, de esta manera, una subestimación de la abundancia de elementos pesados, en especial el O.

**Tabla 6.4:** Abundancia media de He y elementos pesados en las NP estudiadas. Las incertezas adoptadas corresponden a las desviaciones estándar. Las abundancias medias de las regiones HII fueron obtenidas de Dufour (1984) en tanto que la del sol de Grevesse et al. (2007).

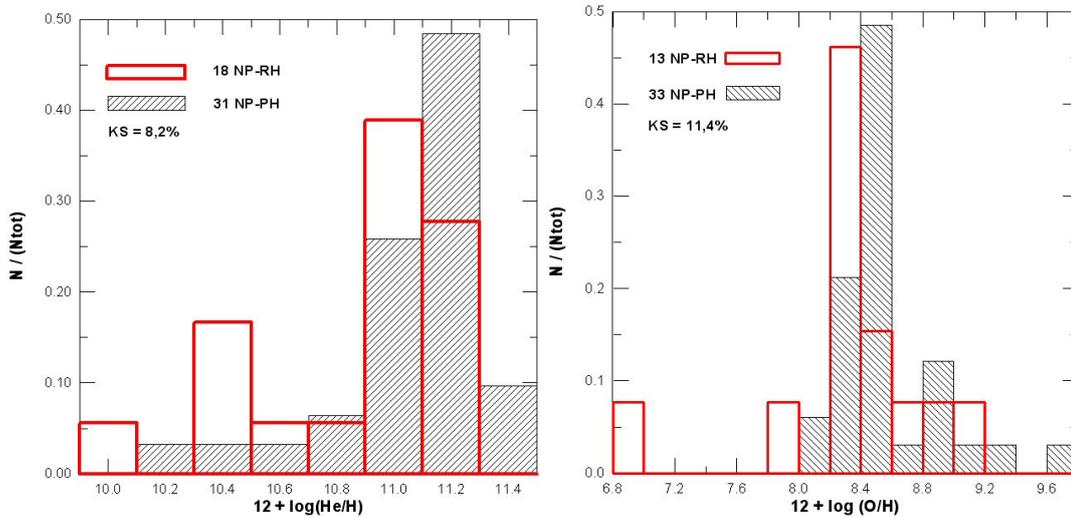
$12 + \log (X/H)$	NP-RH	N	NP-PH	N	$\odot$	Reg. HII
He	$10,87 \pm 0,36$	18	$11,05 \pm 0,26$	31	10,95	11,00
N	$8,02 \pm 0,37$	6	$8,04 \pm 0,37$	25	7,78	7,57
O	$8,35 \pm 0,53$	13	$8,57 \pm 0,34$	33	8,66	8,70
Ne	$7,54 \pm 0,26$	8	$7,78 \pm 0,26$	25	7,84	7,90
S	$6,90 \pm 0,68$	6	$7,22 \pm 0,70$	25	7,14	7,06
Cl	$4,77 \pm 0,20$	3	$4,86 \pm 0,39$	19	5,50	–
Ar	$5,36 \pm 0,28$	3	$5,84 \pm 0,49$	11	6,18	6,42

Es de particular interés estudiar más detalladamente la distribución de la abundancia del O, ya que este elemento pudo ser medido en la mayoría de nuestras NP. La Figura 6.7 compara esta distribución para ambos grupos de NP y puede verse claramente que son similares, con un muy marcado pico, pero en valores diferentes. Éste es el resultado más claro derivado de las abundancias, es decir, que la abundancia de las nebulosas NP-RH es menor que la de las NP-PH, lo que sugiere que las NP-PH tendrían progenitoras más masivas.

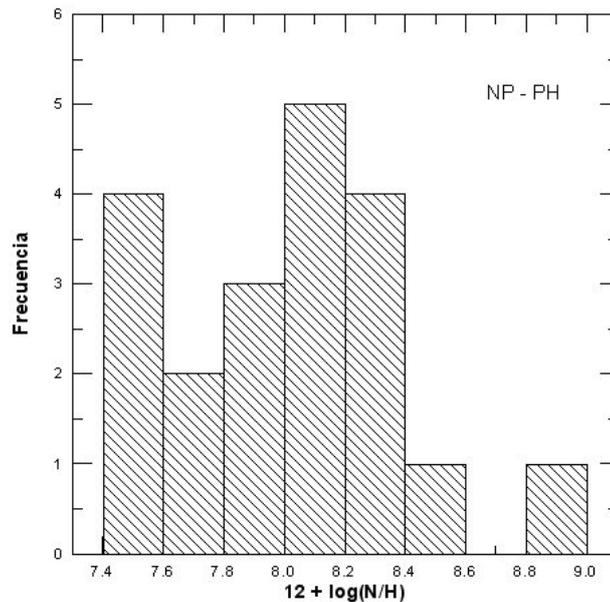
Desafortunadamente no podemos realizar un análisis semejante para la abundancia del N, ya que sólo en muy pocas NP-RH ésta pudo ser determinada. No obstante, la Figura 6.8 muestra la distribución de tal abundancia para las NP-PH, donde se ve que el pico está en un valor superior al de la abundancia solar, confirmando así que las progenitoras de las NP-PH serían más masivas.

Ahora bien, el hecho de que la abundancia de O indique que la progenitora de las NP-PH son más masivas, mientras que la abundancia del He sólo indique una sutil tendencia, puede estar asociado, por un lado, a que no hemos tenido en cuenta los efectos de la fluorescencia al determinar  $(He/H)$ . Pero, por otro lado, este hecho observacional también fue notado por Phillips (2003), quien afirma que tal combinación es difícil de explicar con los actuales modelos de “dragado” (van den Hoek & Groenewegen 1997).

Un hecho muy curioso que merece ser destacado es el que se desprende de la



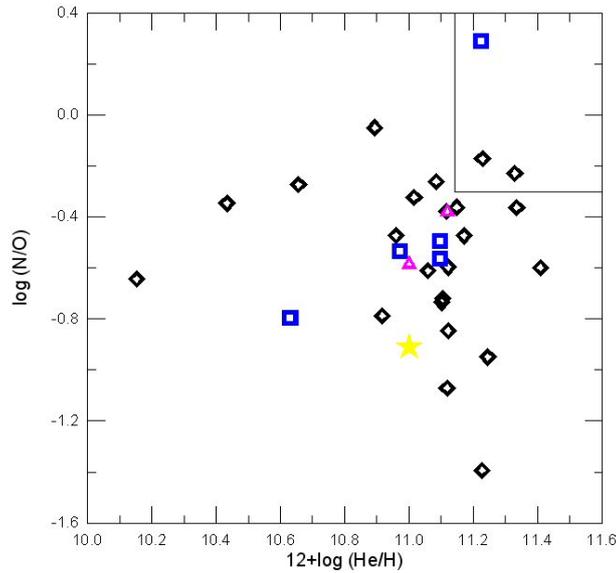
**Figura 6.7:** Distribución de la abundancia total de He y O. Se indica además la probabilidad de que ambas muestras sean iguales, el resultado del test KS.



**Figura 6.8:** Distribución de la abundancia total de N para las NP-PH. No se incluyeron aquellas NP con latitud galáctica entre  $-10^\circ$  y  $+10^\circ$  para evitar contaminación.

Figura 6.9. A primera vista es evidente que los objetos se distribuyen en dos regiones preferenciales del diagrama. La más poblada es aquella que se encuentra por debajo de la región (señalada en dicha figura) de las NP tipo I, y la otra es una correlación lineal muy marcada, definida preferentemente para objetos con abundancia de He sub-solar. Este hecho también es evidente en el trabajo de Girard et al. (2007), aunque estos autores no hacen ningún comentario al respecto. Sin embargo Dufour

(1991) observa esta correlación lineal y menciona que es esperable en aquellas progenitoras que han sufrido un segundo “dragado”. Por lo pronto, en nuestro caso la gran mayoría de los objetos que siguen esta correlación son NP-PH, lo cual es una evidencia adicional de que las progenitoras de las NP-PH tienden a ser más masivas.



**Figura 6.9:** Distribución de las abundancias del He, O y N de las NP de la muestra. La región delimitada del diagrama es la correspondiente a las NP de tipo I. Los símbolos representan lo mismo que en la Figura 6.1; la estrella representa la abundancia solar. Nótese que la mayoría de los objetos tiene una abundancia de He superior a la solar, como cabe esperar.

Por lo mencionado en el Capítulo 5.5, puede resultar de interés buscar si hay alguna correlación entre la abundancia de hidrógeno de las ECNP y los tipos de Peimbert, especialmente aquellas NP de tipo I, dadas sus excepcionales características. Desafortunadamente nuestra muestra cuenta con pocas nebulosas con tipos de Peimbert determinados, y éstas no muestran ninguna correlación importante con la abundancia de hidrógeno de sus estrellas centrales. Por este motivo ampliamos la muestra con las NP-PH que se listan en AN03, más aquellas NP del catálogo de Acker et al. (1992) cuyas estrellas centrales son ricas en hidrógeno. Como resultado obtuvimos que el porcentaje de NP-RH con que contaba cada uno de los cuatro grupos de Peimbert es consistente con el de las NP-PH. Por esto se concluye que la abundancia de hidrógeno en las ECNP no correlaciona con los tipos de Peimbert de sus respectivas NP.

No obstante, como se ve en la Figura 6.9, hay tres NP que tienen las abundancias típicas de NP tipo I: Fg 3, PB 4 y NGC 6337. Las dos últimas fueron clasificadas previamente como de tipo IIa y nuestras mediciones confirman que la abundancia del N es consistente con tal clasificación; sin embargo, tanto la abundancia N/O como la He/H hacen pensar que se trata de una NP tipo I. Mas aún, NGC 6337 es una NP muy filamentosa y que además tiene una distancia respecto al plano de

la Galaxia de 30 pc, por lo que creemos que, efectivamente, NGC 6337 es una NP de tipo I. Hemos clasificado, por lo tanto, dos nuevas NP dentro de los tipos de Peimbert, Fg 3 y NGC 6337.

### 6.3.4. Diagramas de diagnóstico

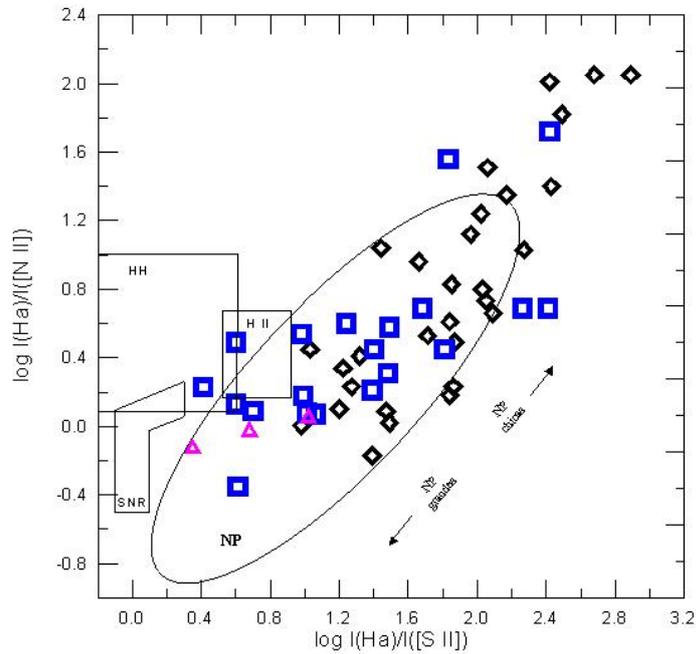
Por lo mencionado en el Capítulo 5.6 en relación a los diagramas de diagnóstico, el empleo de éstos resulta de gran utilidad a la hora de discriminar distintos tipos de objetos nebulares; estos diagramas pueden, por lo tanto, aportar evidencia tendiente a caracterizar las propiedades de los dos grupos de NP que estamos analizando.

La Figura 6.10 muestra el diagrama de diagnóstico usual para líneas de emisión  $\log(H\alpha/[SII])$  vs.  $\log(H\alpha/[NII])$ , en el que se evidencia que todas las NP de la muestra se encuentran en una región consistente con las NP, como es de esperar, y en todas ellas predomina la excitación radiativa. Sin embargo, dos NP con núcleos ricos en hidrógeno se encuentran en una confusa ubicación entre los objetos HH y las regiones HH. Éstas son: Te 2022 y G234.2-01.4; ambas nebulosas poseen estrellas de tipo espectral B temprano en sus núcleos. Desafortunadamente, debido al bajo brillo superficial de ambas nebulosas, se observaron muy pocas líneas nebulares, lo que impidió hacer un análisis más detallado.

Por otra parte, de la Figura 6.10 se desprende que ambos grupos de NP ocupan regiones diferentes, aunque en parte se superponen. Las NP cuyos núcleos son ricos en hidrógeno poseen  $\log(H\alpha/[NII]) < 0,7$  (con la excepción de NGC 6026 y He 2-434), en tanto que el 50% de las NP con núcleos pobres en hidrógeno supera este límite. Más aún, la mayoría de los miembros de este último grupo también se ubica en la región  $\log(H\alpha/[SII]) > 1,8$ . Estos dos resultados están diciendo que las NP-PH cuentan con una mayor densidad electrónica y un mayor grado de excitación que el resto, y de la Figura 6.10 se deduce que poseen menores dimensiones. Estos tres resultados ya los habíamos mencionado anteriormente, sólo que ahora los obtenemos por medio de otros indicadores.

En el segundo diagrama de diagnóstico (Figura 6.11) están representadas nuestras NP en el plano  $I(5007)/I(H\beta)$  vs.  $I(4363)/I(H\gamma)$ . Como se explicó en el Capítulo 5.6, este diagrama es útil para separar estrellas simbióticas de las NP; estas últimas ocupan la región A (anteriormente definida) y, efectivamente, se ve que nuestros objetos se encuentran en dicha región, con la excepción de dos: WRAY 17-75 y He 2-90, que se localizan en la región de las NP jóvenes. El núcleo de He 2-90 está clasificado como de tipo espectral [Be], lo que podría ser un indicio de que el fenómeno [Be] se manifiesta en las primeras etapas evolutivas de las NP. Del segundo objeto se sabe muy poco, y nuestras observaciones no nos permiten determinar la densidad ni la abundancia de metales, por lo que poco se puede decir acerca de su estadio evolutivo; sin embargo, hay que considerarlo como un posible objeto joven.

Lo importante de este segundo diagrama de diagnóstico es el hecho de que nos permite, nuevamente, distinguir entre nuestros dos grupos de objetos en estudio. Claramente de la Figura 6.11 se ve que, si bien en el extremo inferior izquierdo del

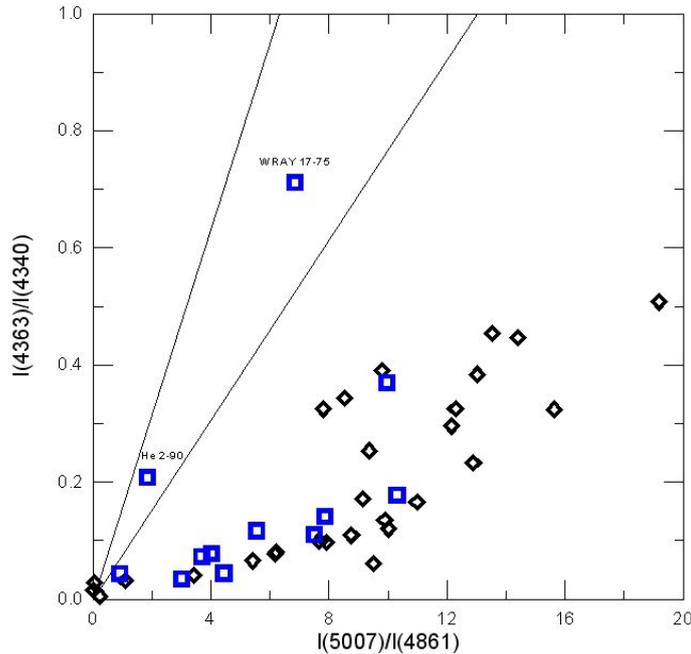


**Figura 6.10:** Diagrama de diagnóstico para las NP de la muestra, los símbolos representan lo mismo que en la Figura 6.1. Los límites de las áreas ocupadas por las regiones HII, RSN y objetos HH son los originales de Cantó (1984), en tanto que los límites correspondientes a las NP son los de Riesgo & López (2006).

diagrama ambos grupos se encuentran mezclados, las NP-RH poseen  $I(4363)/I(H\gamma) < 0,2$ . Más aún, la mayoría de las NP que superan este límite cuentan con núcleos deficientes en hidrógeno (sólo una NP posee núcleo rico en H, M 3-4); estos objetos ocupan una región del diagrama dentro de un acotado rango en  $I(5007)/I(4363)$ . Esto nos está diciendo que la desexcitación colisional es un mecanismo muy poco eficiente en las NP con núcleos ricos en hidrógeno; pero este mecanismo es más relevante en el otro grupo de NP, posiblemente debido a la mayor densidad electrónica propia de estas nebulosas.

Otros son los diagramas de diagnóstico con los que pueden evaluarse los objetos de la muestra, en particular aquellos relacionados con la emisión infrarroja. Pottasch et al. (1988) estudiaron los colores IRAS de galaxias, regiones HII, estrellas de tipo espectral M, estrellas OH/IR y NP, y concluyeron que se puede acotar una región del diagrama en la que sólo se encuentren NP; un estudio más refinado puede verse en Veen & Habing 1988.

La Figura 6.12 muestra el diagrama color-color para los objetos de nuestra muestra, en el que es notorio el hecho de que todas las NP-PH están en la región correspondiente a las NP, en tanto que más del 50 % de los objetos del otro grupo cae fuera de la misma. Los límites que se adoptaron para la región ocupada por las NP son los de Manchado et al. (1989). En particular, cabe destacar que en el área domina-



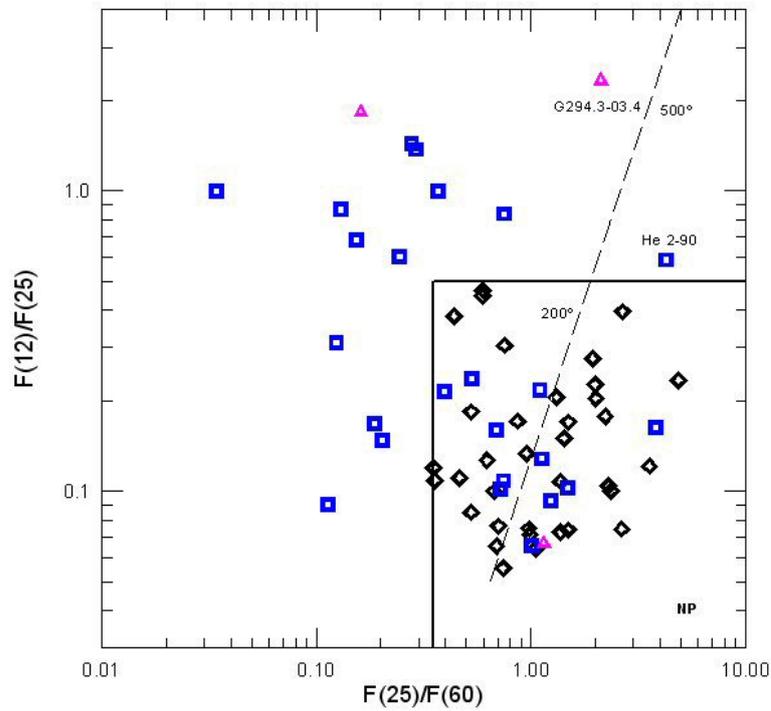
**Figura 6.11:** Diagrama  $I(5007)/I(H\beta)$  vs.  $I(4363)/I(H\gamma)$  para las NP observadas; los símbolos son los mismos que los de la Figura 6.1. Las dos rectas corresponden a  $I(5007)/I(4363) = 13,1$  y  $27,5$ , respectivamente, y definen las tres regiones descritas en el Capítulo 5.6.

da por regiones HII (a la izquierda de aquella ocupada por las NP) no sorprende encontrar estos dos objetos: NS 238 y Ap 2-1, pues son considerados como posibles regiones HII. Pero también la nebulosa Sp 3 se encuentra en esta región, y si bien de este objeto no se tiene certeza alguna acerca de su naturaleza, claramente posee características especiales.

Hay, por otra parte, otros dos objetos de interés señalados en la Figura 6.12: G294.3-03.4 (tratado en detalle en el Capítulo 7.4) está en la región ocupada por estrellas tipo M, mientras que He 2-90 muestra colores propios de las estrellas OH/IR, es decir, manifiesta propiedades características de NP jóvenes. Claramente la Figura 6.12 está diciendo que la emisión del polvo en las NP-RH cubre un rango significativamente más amplio que en las NP-PH; sin embargo, no es trivial dar una explicación a este hecho, que podría estar asociado al tamaño de los granos de polvo, su composición química, o muy posiblemente a su densidad.

Nuestros objetos también pueden ser analizados en las bandas del infrarrojo cercano. En el plano  $(H - K)$  vs.  $(J - H)$  nuevamente se puede aislar una región en la cual sólo se encuentran NP. Esta región fue definida primero por Whitelock (1985) y, posteriormente, García-Lario et al. (1997) delimitaron cinco regiones en las que se pueden identificar diferentes tipos de objetos: en particular, la región V es la ocupada principalmente por NP (aunque también se las encuentra en las otras regiones).

La Figura 6.13 muestra la distribución de nuestros objetos de programa en el plano  $(H - K)$  vs.  $(J - H)$ . Los datos fotométricos fueron obtenidos de Ramos-



**Figura 6.12:** Diagrama color-color de los flujos IRAS (12, 25 y 60  $\mu\text{m}$ ) para los objetos de la muestra; los símbolos usados son los mismos que en la Figura 6.1. La región ocupada mayormente por las NP se encuentra demarcada, y además se indica la emisión de un cuerpo negro a diferentes temperaturas.

Larios & Phillips (2005), y para aquellos objetos que no se encontraban en esta lista y cuyo tamaño angular era inferior a  $9''$  se utilizó el catálogo de fuentes puntuales del 2MASS<sup>3</sup>. De la figura es evidente que las NP-PH se encuentran en su gran mayoría concentradas en la región V, en tanto que el 70 % de las NP-RH se distribuyen en la región I.

Aquellas NP que se encuentran apenas por encima del límite superior de la región V son objetos que están afectados por enrojecimiento interestelar. Si asumimos  $E_{B-V}/c = 1,46$  (Pottasch et al. 1984) y  $A_v/E_{B-V} = 3,1$ , usando la constante de extinción  $c$  obtenida de nuestras mediciones, obtenemos para todos estos casos una  $A_v > 1$ , lo que hace que estos objetos se desplacen efectivamente a la región V.

Dos casos puntuales merecen una atención especial, He 2-90 y NGC 6337. La posición del primero en el diagrama color-color corresponde a objetos post-AGB con una importante emisión de polvo caliente, posiblemente asociado a pérdida de masa. Por su parte, el lugar ocupado por NGC 6337 es muy particular, por lo que posiblemente haya una determinación errónea de la magnitud, lo que no sorprende teniendo en cuenta que se trata de una NP de tamaño angular importante.

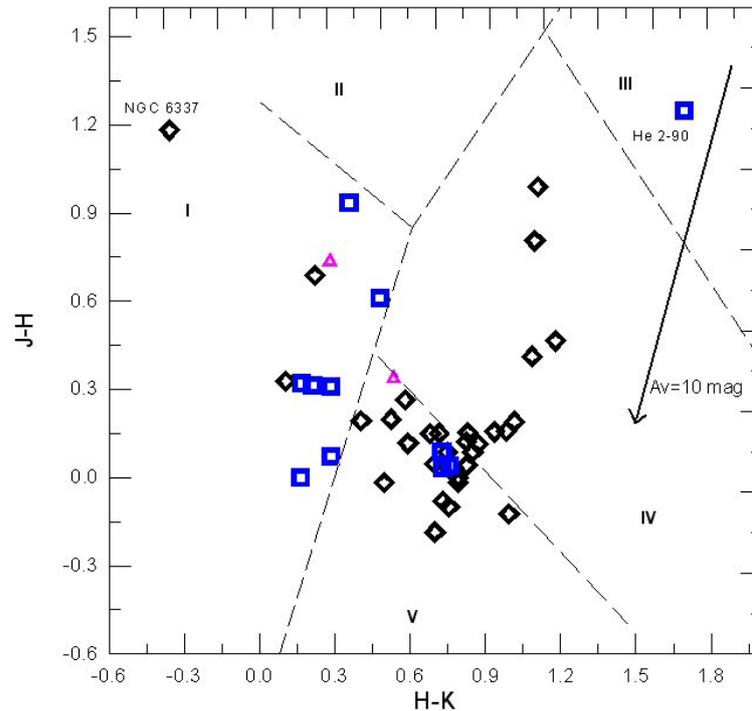
Las diferentes fuentes que contribuyen a la emisión infrarroja en estas bandas son: emisión térmica del plasma, continuo estelar, líneas de emisión y emisión tér-

<sup>3</sup><http://cdsarc.u-strasbg.fr/viz-bin/Cat?II%2F246>

mica de polvo caliente ( $T_d \simeq 1000$  K).

Los objetos de la región V muestran un característico exceso en la banda  $J$  con respecto a la emisión esperada para un plasma a una temperatura electrónica de  $10^4$  K; esto se debe a la fuerte presencia del triplete del HeI en  $1,083 \mu\text{m}$ . Este exceso es más pronunciado en objetos de EC media (que es la que predomina en las NP-PH); en EC altas este triplete se debilita y cobra importancia la emisión de HeII en  $1,162 \mu\text{m}$ , en tanto que para EC bajas predomina el helio neutro.

Las NP de la región I (notar que el 70% de las NP-RH están en esta región) muestran colores infrarrojos similares a aquellos de estrellas de secuencia principal y supergigantes, lo que interpretamos como un importante aporte de la emisión de la estrella central en relación a la emisión del plasma, lo que seguramente se corresponde con objetos de bajo brillo superficial.



**Figura 6.13:** Diagrama color-color en las bandas 2MASS JHKs de las NP de la muestra; los símbolos usados son los mismos que los de la Figura 6.1. Las cinco regiones que se muestran están descritas en García-Lario et al. (1997). Nótese que el vector enrojecimiento es paralelo a la frontera entre las regiones I y V.

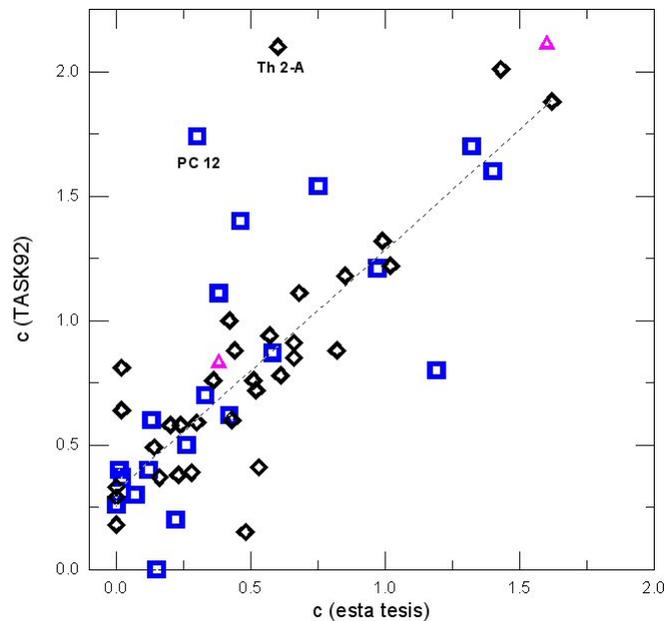
Un detalle a tener en cuenta es que aquellas NP que poseen una distribución preferencial del polvo (por ejemplo un disco en el caso de las NPB) sufren un alteración en la distribución de energía observada (Monteiro et al. 2004).

Finalmente podemos agregar que se usaron datos de catálogo relativos a la cinemática de las NP estudiadas (Acker et al. 1992), temperatura de la estrella central (Phillips 2003b) y velocidades de expansión (Weinberger 1989), para poder analizar

el comportamiento de tales parámetros en ambos grupos de NP. Aunque no hemos encontrado diferencias significativas, se insinúa una sutil tendencia a que los núcleos de las NP-PH sean algo más calientes. En el caso de las velocidades de expansión, se sabe que éstas son mayores en las NP con núcleos [WR] (Peña et al. 2003). En nuestro caso esto no se pudo confirmar debido a que las WR de nuestra muestra son muy pocas y, además, para muchos de los objetos que hemos analizado se desconoce la velocidad de expansión. Un detalle interesante que no ha sido tenido en cuenta en trabajos anteriores es el análisis de la velocidad radial. Seleccionamos de nuestra muestra de objetos aquellos cuyas velocidades radiales fueran superiores a  $100 \text{ km s}^{-1}$  (objetos con esta características, pertenecen al halo de la Galaxias y por ende son objetos de masa reducida), si bien son pocos los que presentaron esta característica, encontramos que las dos terceras partes de estos son objetos que hemos clasificados como NP-PH. Este es un indicio que no favorece la hipótesis de segregación de masas.

## 6.4. Comparación con otros trabajos

El estudio de Girard et al. (2007) constituye un buen marco de referencia donde evaluar nuestros resultados; allí se comparan parámetros nebulares de NP con núcleos [WO], [WC] y WELS con el resto de las NP.



**Figura 6.14:** Comparación de la constante de extinción determinada en este trabajo de tesis con la obtenida por Tylenda et al. (1992). Los símbolos son los mismos que en la Figura 6.1.

Las  $T_e$  que ellos obtuvieron para sus objetos es inferior para las NP-PH. Este es un resultado que nosotros hemos corroborado. La abundancia de He encontrada

por Girard et al. es superior para NP con núcleos WR que para el resto; sin embargo, al reunir las WR con las WELS, se tiene una distribución en abundancia que es indistinguible de aquella correspondiente a las NP-RH. Este resultado es nuevamente consistente con lo que nosotros encontramos. Si bien Girard et al. no comparan las EC entre las NP-PH y las otras NP, sí observan que la distribución de EC en las NP-PH tiene un pico en  $EC = 5$ , lo que está de acuerdo con nuestros resultados.

Sin embargo, el análisis de los diagramas de diagnóstico es diferente del nuestro. El más notorio es el  $\log(H\alpha/[SII])$  vs.  $\log(H\alpha/[NII])$ , en el cual nosotros vemos que tanto las NP-PH como las NP-RH ocupan regiones diferentes (aunque se solapan parcialmente), en tanto que Girard et al. no observa ninguna diferencia. Quizás esto es debido a que dichos autores consideran cuatro grupos de NP (aquellas con núcleos WC, WO, WELS y el resto de las NP) y una muestra de pocos objetos (48 NP-PH). Finalmente, los diagramas de diagnóstico del infrarrojo no los pudimos comparar ya que Girard et al. (2007) adoptaron criterios diferentes a los nuestros y, en el caso puntual del infrarrojo cercano, usa una base de datos diferente: DENIS<sup>4</sup>.

También comparamos nuestras determinaciones de la constante de extinción con aquellas publicadas por Tylenda et al. (1992), la cual constituye una muy completa recopilación. El resultado puede verse en la Figura 6.14, donde se evidencia una marcada correlación lineal. Pero también se observa una sistemática subestimación en nuestras mediciones (la ordenada al origen es de 0,25 aproximadamente), lo que posiblemente esté asociado a que se adoptaron valores intrínsecos diferentes de los cocientes de líneas. Por otra parte hay dos objetos para los que se ve una marcada discrepancia. En el caso de Th 2-A KB94 determinaron una constante de extinción de 1.07 la que está mas de acuerdo a mi determinación. En lo que respecta a PC 12, contamos con datos de una muy buen relación S/N por lo que creemos que el resultado que obtuvimos es confiable.

---

<sup>4</sup>*Deep Near Infrared Southern Sky Survey*,  
<http://cdsweb.u-strasbg.fr/DENIS/>

# Capítulo 7

## Notas sobre objetos individuales

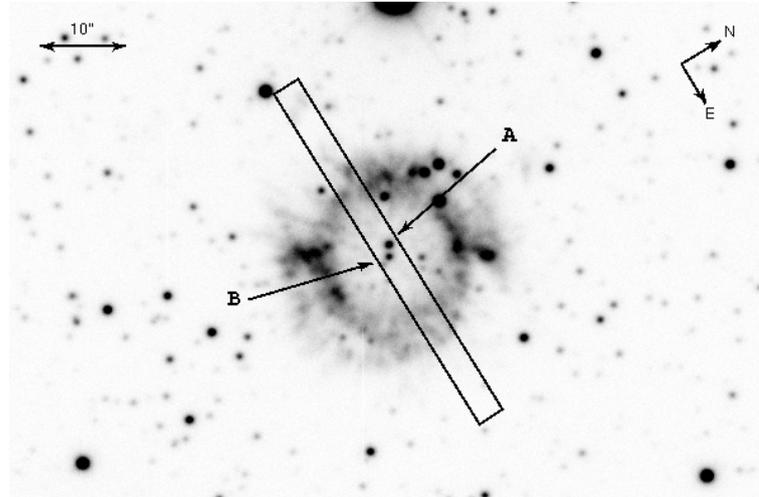
La intención de este capítulo es mostrar en detalle el tipo de análisis que se realizó con la mayoría de los objetos observados. Para esto seleccionamos un pequeño grupo de NP de nuestro propio material de observación, y que se distinguen por algunas características especiales.

1. Th 2-A: es una NP a la que le hemos descubierto un núcleo [WO]. En este caso ponemos énfasis en la delicada labor que constituye la clasificación espectral.
2. Ap 2-1: es una NP sospechada de ser una región HII ultracompacta, que hemos observado en diferentes oportunidades. Aquí queremos destacar aspectos del estudio cinemático y de la distribución espacial de los parámetros nebulares.
3. G294.3-03.4: es un objeto muy peculiar que hemos observado en reiteradas ocasiones y del cual sospechamos que es una estrella simbiótica.
4. DeHt 1: descubrimos que posee una estrella central con tipo espectral tardío, por lo que necesariamente debe tener un núcleo binario. Por este motivo hemos iniciado un plan sistemático de observación tendiente a obtener una curva de velocidades radiales que ponga en evidencia la presencia de este sistema binario.

### 7.1. Th 2-A (PN G306.4-00.6)

La nebulosa Th 2-A (AR =  $13^{\text{h}}22^{\text{m}}33,9^{\text{s}}$ ; DEC =  $-63^{\circ}21'01''$ ; EQ = 2000.0) tiene morfología de tipo anillo (Westerlund et al. 1967), con velocidad radial y de expansión  $V_{lrs} = -45 \pm 18 \text{ km s}^{-1}$  y  $V_{exp} = 18 \text{ km s}^{-1}$  (Meatheringham et al. 1988). Asumiendo una distancia de 2,07 kpc (Phillips 2004) y un tamaño angular de  $27,3''$  (Tylenda et al. 2003), estimamos una edad dinámica de 7000 años, ignorando los efectos del gradiente de velocidad como así también las desaceleraciones a lo largo del tiempo (pese a estas consideraciones, aún hoy las estimaciones de edad mediante métodos cinemáticos es un tema controversial, ver Schonberner et al. 2005). Esto

indica que Th 2-A es una NP vieja, por lo que, teniendo en cuenta el escenario evolutivo planteado por AN03 para estrellas deficientes en hidrógeno, es de esperar que su núcleo sea una [WR] temprana.



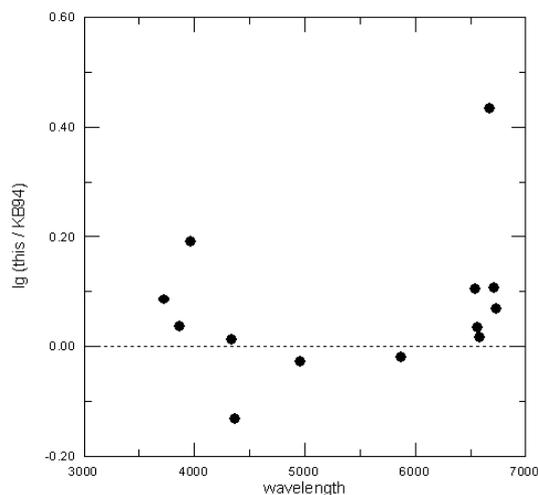
**Figura 7.1:** Imagen de la nebulosa planetaria Th 2-A tomada con GEMINI Sur el día 16 de enero de 2008; se utilizó el filtro H $\alpha$  y el "seeing" de la noche fue 0,7". Se indica el tamaño y la orientación de la ranura empleada cuando se la observó desde CASLEO. La estrella B es la verdadera estrella central de Th 2-A.

Nuestras primeras observaciones de Th 2-A fueron realizadas el 21 de marzo de 2006 en CASLEO. La calidad de los datos puede ser corroborada mediante los cocientes de las líneas [OIII] 5007/4959 y [NII] 6584/6548, los que no son sensibles a las condiciones físicas reinantes en la nebulosa. La Tabla 7.1 muestra que ambos cocientes están muy próximos a los esperados para ambas líneas, ver Capítulo 4.1. Los flujos de las líneas, mostrados en la Tabla 7.1, pueden ser comparados con las mediciones de Kingsburgh & Barlow (1994, de aquí en adelante KB94); ambas mediciones correlacionan bastante bien (dentro de un 25 %), excepto la línea HeI 6678, quizás por su debilidad (ver Fig. 7.2).

El flujo observado de las líneas de emisión está en la Tabla 7.1, mientras que los resultados obtenidos para el plasma nebuloso están indicados en la Tabla 7.2.

La estrella central de Th 2-A (objeto A en la Fig. 7.1) fue descrita por Kerber et al. (2003) por ser la estrella que se encontraba en un bien definido centro fotométrico. Ciardullo et al. (1999), mediante observaciones con el Telescopio Hubble (HST), determinó una magnitud  $V = 17,08$  y un color  $(V - I) = 0,71$ . Nosotros, a través de las imágenes HST-WFPC2 obtenidas de la base de datos del MAST<sup>1</sup>, notamos que la estrella B parecía estar más centrada que la A. Más aún, realizamos una fotometría preliminar en las imágenes HST y determinamos que la estrella B es más azul que la A. Por otro lado, no hemos encontrado en la literatura ningún estudio espectroscópico de la estrella central de Th 2-A.

<sup>1</sup>Multimission Archive at the Space Telescope Science Institute.



**Figura 7.2:** Comparación de la intensidad de las líneas de emisión medidas en este trabajo (usando el espectro de CASLEO) con aquellas medidas por KB94.

La compañera visual de la estrella A (ver Fig. 7.1) está a una distancia angular de  $1,4''$ , por lo que ambas estrellas entraron en la ranura de  $3''$  utilizada en CASLEO. Para discernir cuál de las dos estrellas era efectivamente la estrella central de Th 2-A observamos ambas estrellas con el *Gemini Multi-Object Spectrograph* (GMOS) en Gemini Sur, Chile (propuesta GS-2007B-Q-251); la ranura de  $0,5''$  se orientó apropiadamente para obtener los espectros de las estrellas A y B al mismo tiempo. Se usó una red de  $600 \text{ l mm}^{-1}$  con una dispersión de  $0,45 \text{ \AA px}^{-1}$  y se cubrió el rango espectral  $3630\text{--}6440\text{\AA}$ .

Por otro lado, N. Morrel nos proveyó de un espectro adicional obtenido con el telescopio Baade Magellan de  $6,5 \text{ m}$  de Las Campanas, Chile. Este espectro cubre el rango  $3800\text{--}6610$  y  $6700\text{--}9430\text{\AA}$ , con una dispersión de  $1,2$  y  $1,3 \text{ \AA px}^{-1}$  respectivamente.

Nuestros espectros de la estrella central de Th 2-A (estrella B en la Fig. 7.1) muestran líneas de emisión anchas e intensas de CIV y OVI, típicas de estrellas WR, lo que confirma que la estrella B es efectivamente la estrella central de Th 2-A. La totalidad de las líneas de emisión identificadas en nuestro espectro están en la Tabla 7.3, aunque algunas de las más débiles no pudieron ser medidas. La base de datos utilizada para la identificación de las líneas de emisión fue NIST<sup>2</sup> (Ralchenko et al. 2007). En especial notamos tres líneas de emisión que identificamos como OVI 3822, OVI 5290 y CIV 5440, características de estrellas WO. El espectro es similar al de otras ECNP con núcleo [WO] (AN03), como por ejemplo PN G324.0+03.5 y PN G011.9+04.2.

Si bien los iones que se identificaron son los que usualmente se asocian a estas líneas de emisión en estrellas [WR], otros autores (Werner et al. 2007) proponen que otros serían los iones responsables de determinadas líneas como, por ejemplo, la emisión en  $6067\text{\AA}$  (que se suele asociar a los iones OVIII/OVII), tendría al ion del

<sup>2</sup>National Institute of Standards and Technology, <http://physics.nist.gov/PhysRefData/>.

**Tabla 7.1:** Flujos medidos de las líneas de emisión nebulara ( $F_\lambda$ ) normalizados a  $F_{H\beta} = 100$  (corregidos por extinción). Datos obtenidos con el espectro de CASLEO.

Identificación	$F_\lambda$	Identificación	$F_\lambda$
3727 <sup>a</sup> [OII]	135,2	5007 [OIII]	1562,7
3869 [NeIII]	216,0	5876 HeI	6,9
3968 [NeIII] + He $\epsilon$	88,1	6548 [NII]	30,7
4101 NIII + H $\delta$	19,9	6563 H $\alpha$	291,6
4340 H $\gamma$	41,0	6584 [NII]	81,9
4363 [OIII]	13,3	6678 HeI	4,3
4686 HeII	40,2	6717 [SII]	6,7
4861 H $\beta$	100,0	6731 [SII]	7,4
4959 [OIII]	533,1		

<sup>a</sup>Línea contaminada por H13 y H14.

**Tabla 7.2:** Diagnóstico del plasma nebulara de Th 2-A con datos de CASLEO. Comparación entre nuestro trabajo y KB94.

Parámetros	Esta Tesis	KB94
$c(H\beta)$	0,72	1,07
$N_e(SII)$ ( $\text{cm}^{-3}$ )	900	1220
$T_e(OIII)$ (K)	9900	12500
EC	6,5	–
$Ne^{++}/H^+$	$1,5 \times 10^{-4}$	$8,7 \times 10^{-5}$
$O^{++}/H^+$	$6,0 \times 10^{-4}$	$2,9 \times 10^{-4}$
$He^+/H^+$	0,045	0,0496
$He^{++}/H^+$	0,042	0,0425

NeVIII como su verdadero origen.

En la Fig. 7.3 se muestra el espectro de Las Campanas de la estrella central de Th 2-A, en el que se señalan las líneas más importantes. Llevamos a cabo una clasificación cualitativa de esta estrella siguiendo el criterio propuesto por AN03, el cual se basa en cocientes de líneas de emisión desenojeadas y el FWHM. Este criterio reveló que la estrella en cuestión sería una [WO3]; sin embargo, el FWHM de CIV 5806 es muy elevado, comparable a una [WO4]pec, razón por la cual proponemos un tipo espectral [WO3]pec para la estrella central de Th 2-A. Finalmente, la temperatura superficial de la estrella central fue estimada por Preite-Martinez (1989) en  $1,57 \times 10^5$  K, la cual es consistente con la obtenida por AN03 para una muestra de cuatro estrellas [WO3].

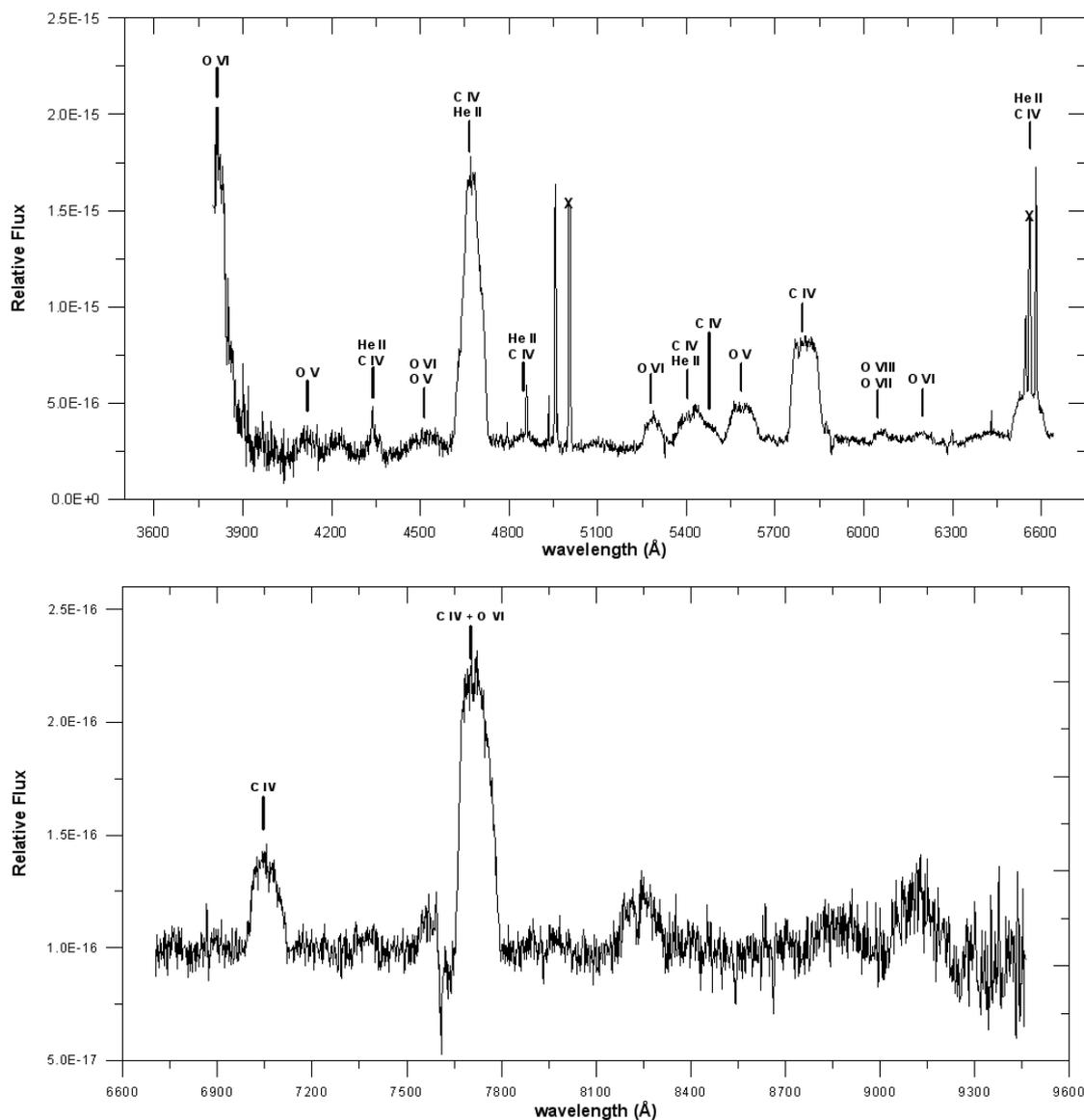
**Tabla 7.3:** Líneas de emisión identificadas en el espectro de Las Campanas de la estrella central de la NP Th 2-A en el rango espectral 3520–9430 Å. La primera columna muestra las longitudes de onda medidas del baricentro de la línea; cuando no fue posible separar dos líneas muy próximas se utilizó el baricentro del par. Las marcas “:” y “n.m.” se refieren a incerteza en la medición y valores no medidos, respectivamente.

Línea Å	Ion	Transición	FWHM Å	$W_\lambda$ Å
3822	O VI	3811, 34 ( $3p^2P \rightarrow 3s^2S$ )	80	580
4118	O V	4119-78 ( $3p^3D \rightarrow 3s^3P^0$ ),	31	67
	O V	4120-59 ( $3d^3P^0 \rightarrow 3p^3S$ )		
4222	C IV ?	4219 ( $8p^2P \rightarrow 6s^2S$ )	58	22
4342	He II, C IV	4339 (10 $\rightarrow$ 4), (20 $\rightarrow$ 8)	40	20
4515	O VI	4499 (10 $\rightarrow$ 8),	101	44
	O V	4521 (9 $\rightarrow$ 7), 4523 ( $3d^1p^0 \rightarrow 3p^1D$ )		
4674	C IV	4658 (6 $\rightarrow$ 5), 4685 (8 $\rightarrow$ 6),	66	385
	He II	4686 (4 $\rightarrow$ 3)		
4856	He II, C IV	4859 (8 $\rightarrow$ 4), 4859 (16 $\rightarrow$ 8)	50	9
5101	O V?	5114 ( $3p^1P \rightarrow 3s^1S$ )	9	71
5287	O VI	5290 (8 $\rightarrow$ 7)	54	33
5413	C IV, He II	5411 (14 $\rightarrow$ 8), 5411 (7 $\rightarrow$ 4)	88	59
5468	C IV	5470 (10 $\rightarrow$ 7)	66	19
5590	O V	5590 ( $3d^3D \rightarrow 3p^3P^0$ )	92	82
5803	C IV	5801, 12 ( $3p^2P^0 \rightarrow 3s^2S$ )	86	190
6067	O VIII	6068 (10 $\rightarrow$ 9), 6064 (13 $\rightarrow$ 11),	70	14
	O VII	6085 (12 $\rightarrow$ 10)		
6197	O VI	6200 (11 $\rightarrow$ 9, 13 $\rightarrow$ 11)	71	12
6383:	O III ?	6381 ( $3p^4P \rightarrow 3s^2D$ )	n.m.	
6436:	He II	6406 (15 $\rightarrow$ 5),	n.m.	
	O V	6460, 6466 ( $3d^1 \rightarrow 3p^1$ )		
6555	He II	6560 (6 $\rightarrow$ 4),	79	63
	C IV	6560 (12 $\rightarrow$ 8)		
7060	C IV	7062 (9 $\rightarrow$ 7)	88	44
7567:	?		n.m.	
7725	C IV	7726 (7 $\rightarrow$ 6), 7736 (11 $\rightarrow$ 8),	95	158
	O VI	7717 (9 $\rightarrow$ 8)		
8844:	?		n.m.	
9111:	O III ?	9116 ( $3d^3F^0 \rightarrow 4p^3D$ )	n.m.	

### 7.1.1. Conclusiones

Presentamos por primera vez el espectro óptico de la ECNP Th 2-A y confirmamos que su estrella central es la B y no la A como se suponía (ambas se muestran en la Fig. 7.1). Considerando el criterio de AN03 para la clasificación de ECNP, proponemos para esta estrella un tipo espectral [WO3]pec, que es consistente con lo siguiente.

- De acuerdo a Girard et al. (2007), los parámetros nebulares que hemos determinado (baja densidad electrónica, alta temperatura electrónica y alta clase de excitación) son los apropiados para una estrella [WO].
- La edad dinámica de la nebulosa indica que se trataría de una NP vieja, hecho que está de acuerdo con el escenario evolutivo:



**Figura 7.3:** Espectro óptico de la estrella central de Th 2-A tomado en diciembre de 2007 en Las Campanas. Las líneas de emisión nebulares más intensas fueron truncadas (señaladas con X). Nótese lo intensas y anchas que son las líneas de emisión estelar.

*postAGB*  $\longrightarrow$  [WC11] a [WC4]  $\longrightarrow$  [WO4] a [WO1]  $\longrightarrow$  Pg 1159

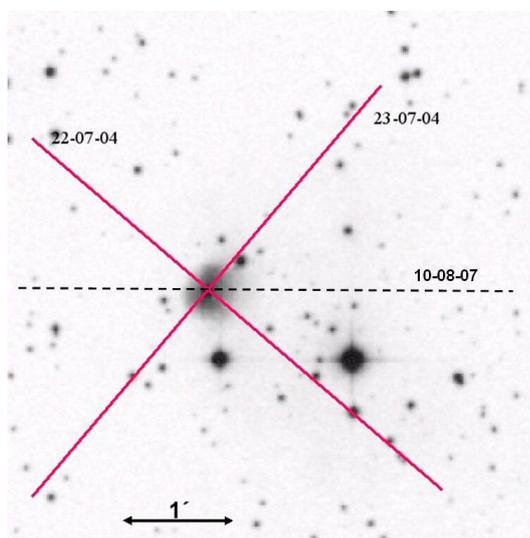
- Este espectro de [WO] temprana es compatible con la muy alta temperatura superficial determinada por Preite-Martinez et al. (1989).

Cabe destacar, finalmente, la importancia de realizar observaciones en diferentes épocas, lo cual ayudaría a determinar la posible binaridad de esta estrella. Parale-

lamente se debería aplicar un modelo de atmósfera estelar que permita obtener el resto de los parámetros estelares.

## 7.2. Ap 2-1 (PN G035.1-00.7)

La nebulosa Ap 2-1 es un objeto que se encuentra en el disco galáctico y en dirección al centro de la Galaxia; sus coordenadas ecuatoriales son: AR =  $18^{\text{h}}58^{\text{m}}10,5^{\text{s}}$ ; DEC =  $+01^{\circ}36'57,5''$ ; EQ = 2000.0. Fue descubierta por Apriamasvili en 1962 y está sospechada de ser una región HII compacta (Glushkov et al. 1975, Acker et al. 1987, Zijlstra et al. 1989 y Soker 1997); a pesar de esto, en la literatura no se encuentran estudios detallados de este objeto. La apariencia general de Ap 2-1 es la de una elipse elongada según un ángulo de posición de  $138^{\circ}$ , con una conspicua estrella central de magnitudes:  $B = 16,96 \pm 0,25$  y  $V = 15,16 \pm 0,25$  (Tylenda et al. 1991); por otra parte también se ha reportado la presencia de un halo (Jewitt et al. 1986). La nebulosa ha sido observada en radio en las frecuencias de 2,7; 5,0; 8,1 y 14,7 GHz (Cahn & Rubin 1974, Milne & Aller 1982, Zhang 1995, entre otros), encontrándose flujos relativamente altos comparados con los que se esperaría para una nebulosa planetaria. Hemos estudiado esta nebulosa con el fin de aportar datos que permitan definir su naturaleza física (región HII o NP) y obtener información acerca de las condiciones físicas del gas emisor como así también de su cinemática.



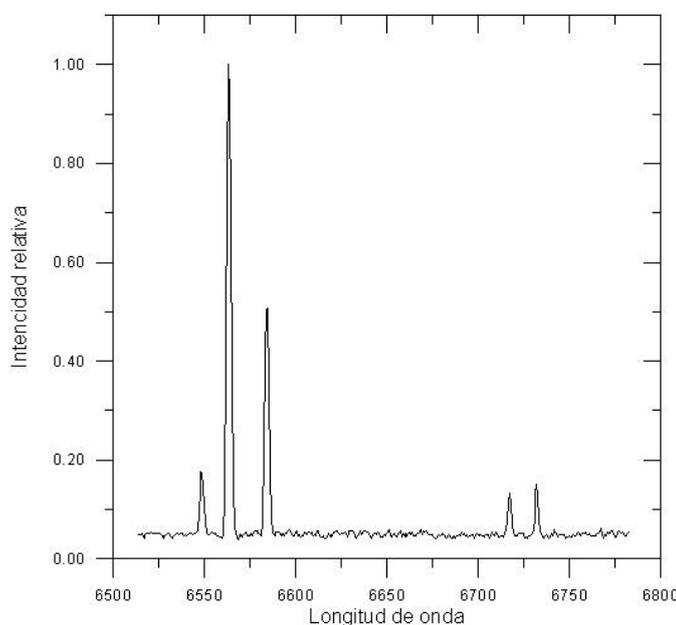
**Figura 7.4:** Imagen de Ap 2-1 obtenida del relevamiento DSS2 ("Digital Sky Survey") en la banda roja, donde se indican los ángulos de posición de la ranura de los distintos espectros tomados en CASLEO. La línea de trazos indica que se usó la red de  $300 \text{ l mm}^{-1}$ .

Se tomaron tres espectros de ranura larga con las redes de  $1200 \text{ l mm}^{-1}$  y  $300 \text{ l mm}^{-1}$  los días 22 y 23 de julio de 2004 y 10 de agosto de 2007. Los ángulos de posición de

la ranura fueron  $135^\circ$  y  $45^\circ$  (Fig. 7.4), coincidentes con los ejes mayor y menor del objeto.

La red de  $1200 \text{ l mm}^{-1}$  permitió obtener una precisión razonable en la determinación de la velocidad radial y la de expansión. Por su parte, la red de 300 contribuyó a la determinación de las condiciones físicas del gas emisor como así también el tipo espectral de la estrella ionizante.

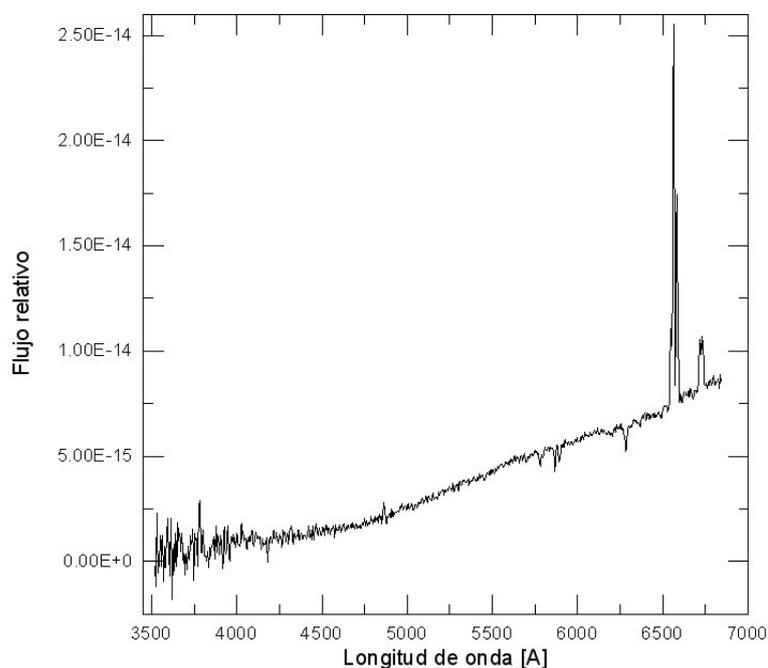
Presentamos por primera vez la velocidad radial del objeto,  $V_H = 15 \pm 16 \text{ km s}^{-1}$  y  $V_{LSR} = 31 \pm 16 \text{ km s}^{-1}$ , referidas a los sistemas heliocéntrico y estándar local (LSR) respectivamente; para el cálculo de la velocidad radial se utilizó la línea  $H\alpha$  (usamos  $6562,77\text{\AA}$  para  $H\alpha$  en el vacío), ya que es la más intensa; para la determinación de las incertezas se utilizó la expresión de Keel (1996).



**Figura 7.5:** Espectro de la nebulosa Ap 2-1 tomado con la red de  $1200 \text{ l mm}^{-1}$  en el ángulo de posición  $45^\circ$ .

Para poder tener una estima de la velocidad de expansión de la nebulosa recurrimos a un modelo empleado por Sabbadin et al. (1984) y descrito en la Sección ??, obteniéndose como resultado  $V_{exp} = 37 \text{ km s}^{-1}$

Se ve que el objeto está afectado de una fuerte extinción (ver Tabla B.1), la cual posiblemente se deba al polvo propio del objeto. Por otro lado, la NP tiene una muy baja EC (no se ven las líneas del [OIII]) y una densidad electrónica relativamente baja:  $600 \text{ cm}^{-3}$ . En lo que respecta a la estrella central, es poco lo que se puede decir, a pesar de que se tiene una buena señal del continuo estelar; éste no muestra ninguna línea de emisión ni de absorción por lo que la estrella fue clasificada como de tipo espectral continuo (ver Fig. 7.6).



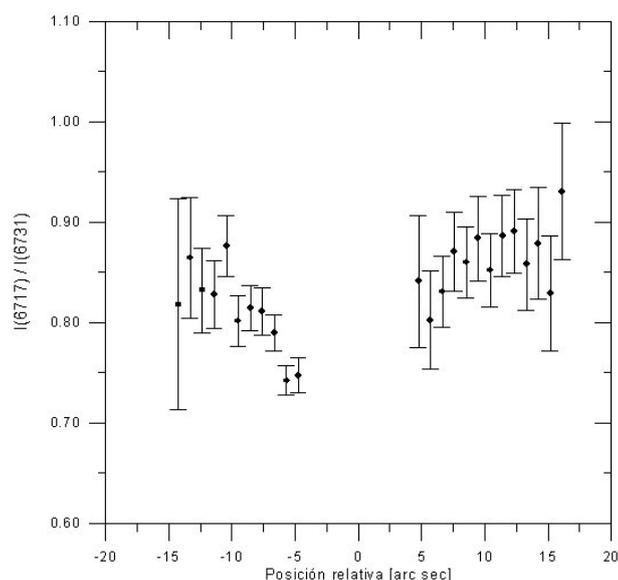
**Figura 7.6:** Espectro de la nebulosa planetaria Ap 2-1 tomado con la red de  $300 \text{ l mm}^{-1}$ . Nótese la notable ausencia de líneas de emisión nebulosa y la importante extinción interestelar, reflejada no sólo en la intensidad relativa entre  $H\alpha$  y  $H\beta$  sino también en la profundidad de las líneas interestelares 5780, 5893 y 6283Å.

Usamos los cocientes de las líneas del [SII], 6717 y 6731Å para determinar la densidad electrónica de la nebulosa (Fig. 7.7). La incerteza en el flujo de las líneas se obtuvo teniendo en cuenta el ruido del continuo en la cercanía de la línea de emisión correspondiente; mientras que para determinar el error en el cociente de los flujos se propagaron los errores. Es notorio el incremento de densidad hacia el centro de la nebulosa, ésta va de  $0,6 \pm 10^3 \text{ cm}^{-3}$  en las regiones más externas a  $1,0 \pm 10^3 \text{ cm}^{-3}$  hacia el interior del objeto, lo que es una característica de las regiones HII compactas. Este incremento de la densidad electrónica hacia el centro había sido notado previamente por Jewitt et al. (1986).

El cociente del flujo de  $H\alpha$  y la suma de las líneas del nitrógenos [NII], 6548 y 6584Å, de acuerdo a nuestras mediciones (ver Fig. 6.10), son consistentes con los de una NP. No obstante existen otras características que hacen sospechar de su naturaleza: el flujo del objeto en 5 GHz (320 mJy, medido por Zhang en 1995) es significativamente superior al medio de las NP: el 92 % de las NP tienen un flujo inferior a 300 mJy, mientras que las regiones HII poseen un flujo medio de 1 Jy.

La densidad electrónica es creciente hacia el centro del objeto, lo que es característico de las regiones HII compactas; sin embargo, la morfología de éstas es irregular, mientras que la morfología de Ap 2-1 presenta una estructura tipo cáscara como puede verse en la Fig. 7.4.

Finalmente los cocientes de los flujos IRAS:



**Figura 7.7:** Variación del indicador de densidad electrónica  $I(6717) / I(6731)$  con la posición a lo largo de la nebulosa (con la ranura en un ángulo de posición de  $45^\circ$ ). Los puntos correspondientes a la región central están afectados de una gran incerteza (debido a la presencia de la estrella central), por lo que fueron removidos.

$$\log(F_\nu(100\mu\text{m})/F_\nu(25\mu\text{m})) = 1,18 \text{ y } \log(F_\nu(60\mu\text{m})/F_\nu(25\mu\text{m})) = 0,88$$

muestran que Ap 2-1 se encuentra en la región dominada por las regiones HII (Jourdain et al. 1990).

Ninguna de estas evidencias es concluyente para asegurar la naturaleza de Ap 2-1, por lo que es necesario obtener más información (no solo espectroscópica) de la nebulosa, de manera de tener información más detallada de los parámetros físicos.

### 7.3. DeHt 1 (PN G228.2-22.1)

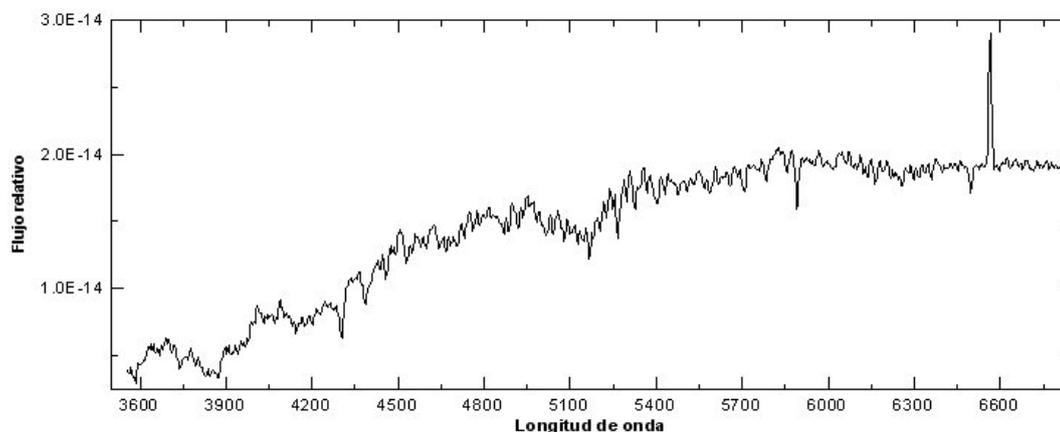
Este objeto de bajo brillo superficial fue descubierto por Dengel et al. (1980). Cuenta con un diámetro óptico de  $132''$  y su morfología presenta anillos brillantes al NO y SE del núcleo (que podrían marcar la localización del plano orbital del posible núcleo binario). Por otra parte, hay evidencia de interacción con el medio interestelar, ya que la estrella central aparece descentrada (Bond & Livio 1990). La distancia se estima inferior a 2,07 kpc (Kaler et al. 1990).

En el espectro de la nebulosa sólo se observan las líneas del [OIII] en 5007 y  $H\alpha$  (Kaler et al. 1990). El espectro de la estrella central fue clasificado como tipo K (Bond et al. 1989), se observan las líneas H y K del CaII en emisión, y las observaciones del IUE<sup>3</sup> revelan un continuo caliente. Se sugiere que se trata de una binaria cerrada.

<sup>3</sup>The International Ultraviolet Explorer,

Livio (1993) reporta variaciones fotométricas de 3,3 o 6,6 días que podrían ser el período de rotación de la estrella fría. Sin embargo, Afsar & Bond (2005) realizan observaciones espectroscópicas y concluyen que hay muy pocas probabilidades de que esta estrella sea variable en velocidad radial.

Hemos observado este objeto desde CASLEO por tres noches consecutivas con dispersión cruzada en diciembre de 2007, y durante cinco noches seguidas en diciembre de 2008 con la red de  $600 \text{ l mm}^{-1}$  con el objetivo de determinar los parámetros orbitales. Estos espectros aún no han sido analizados. En nuestro espectro con la red de  $300 \text{ l mm}^{-1}$  (Fig. 7.8) observamos las líneas interestelares en 5780 (ancho equivalente:  $1.1 \text{ \AA}$ ) y 5893 ( $2,3 \text{ \AA}$ ). Teniendo en cuenta el importante ancho equivalente de la línea 5893 y la latitud galáctica de la nebulosa, es seguro concluir que este objeto se encuentra a una gran distancia. Clasificamos la estrella central como tardía, podría ser una K4V o una K0-2III, por comparación con librerías de espectros. Pero sin lugar a dudas lo más destacado del espectro es una fuerte emisión estelar en  $H\alpha$  (la cual no había sido reportada anteriormente), lo que lleva a pensar que se trata de un muy buen candidato a una estrella binaria interactuante. Más aún, da la impresión de que la línea está desdoblada (Fig. 7.9). De la emisión nebulosa no pudimos obtener señal.

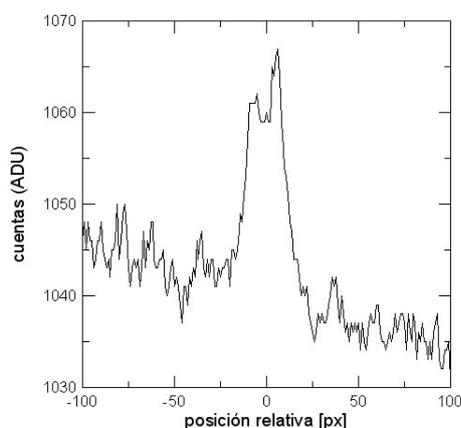


*Figura 7.8:* Espectro de la estrella central de la nebulosa DeHt 1. Nótese la fuerte emisión estelar en  $H\alpha$ .

## 7.4. G294.3-03.4

Se trata de una estrella relativamente brillante ( $V = 11,4$ ) con una nebulosa en forma de arco al oeste, la cual es visible claramente en imágenes con filtro  $H\alpha$ , y que presumiblemente se encuentre asociada a la estrella. Es muy poco lo que hay publicado sobre este objeto, y no se encontraron espectros ópticos de la estrella ni

[http://certificate.ucl.ac.uk/modules/year\\_one/iue/instrument.html](http://certificate.ucl.ac.uk/modules/year_one/iue/instrument.html).

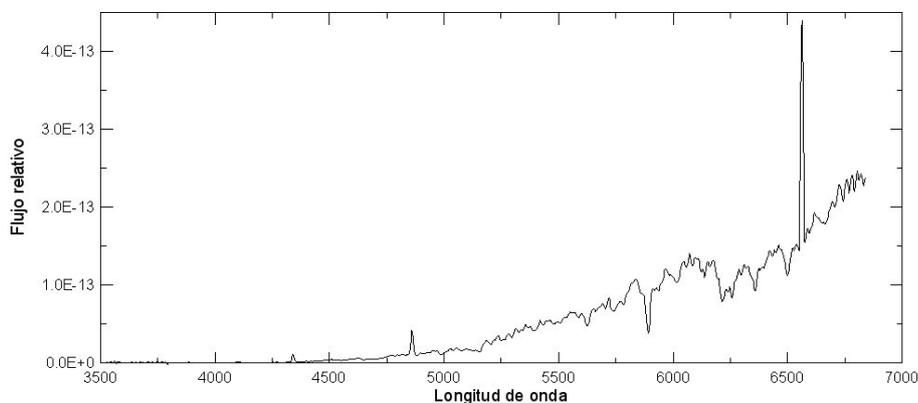


**Figura 7.9:** Perfil de la línea estelar  $H\alpha$ . Espectro echelle de CASLEO, con resolución de  $\sim 0,2 \text{ \AA px}^{-1}$ .

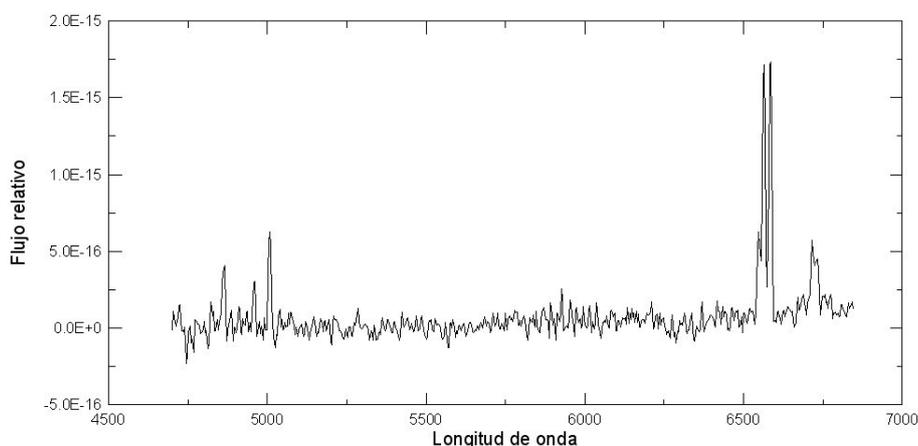
de la nebulosa. Otros nombres con que se lo conoce son Hen 3-658, WRAY 15-811 y CGCS 3033.

El objeto fue incluido en el primer listado del catálogo MASH (Parker et al. 2006) como una posible NP, y por este motivo lo incluimos en nuestra muestra. No obstante, había sido clasificado previamente como una estrella de carbón (Alksnis et al. 2001) mediante espectros en el cercano y lejano infrarrojo. Fue descartado como objeto Herbig Ae/Be (Thé et al. 1994) y como remanente de supernova (Duncan et al. 1997).

Hemos tomado espectros de baja dispersión de este objeto peculiar en reiteradas ocasiones. El espectro consiste de un continuo de estrella tardía con las líneas de emisión de la serie de Balmer (Fig. 7.10). La nebulosa posee una densidad electrónica y una clase de excitación muy baja (Fig. 7.11). Si bien en el diagrama de diagnóstico en el óptico (Fig. 6.10) ocupa una posición compatible con las NP, en el correspondiente al lejano infrarrojo (Fig. 6.12), se encuentra en una posición compatible a la de las estrellas OH/IR.



**Figura 7.10:** Espectro de la estrella central de G294.3-04.4. Nótese la fuerte emisión en  $H\alpha$ ,  $H\beta$  y  $H\gamma$ .



**Figura 7.11:** Espectro de la nebulosa asociada a G294.3-04.4. Nótese la baja excitación y lo intensa de las líneas del [NII] en 6548 y 6584Å. De las líneas del [SII] se insinúa además una baja densidad electrónica.

Pero sobre todo queremos destacar, en nuestras observaciones, el sorprendente cambio que sufrieron las intensidades relativas de las líneas de emisión  $H\alpha$  y  $H\beta$  de la estrella. En los espectros tomados el 12 de abril y el 3 de julio de 2007 se ve que  $H\alpha/H\beta = 34$ , en tanto que en los espectros tomados los días 25, 28 y 29 de mayo de 2008 se observa que  $H\alpha/H\beta = 8,6$ . Es decir, que en el lapso de un año el cociente de líneas se redujo a un 25 %.

Es difícil proponer una explicación a este fenómeno; sin embargo, si suponemos que se trata de una estrella simbiótica, entonces es posible que estas variaciones se deban a la presencia de una nube de polvo que está orbitando el sistema. Con los espectros que tenemos no es posible afirmar la naturaleza de este objeto, por lo que esperamos contar en el futuro con espectros en el infrarrojo cercano que aporten evidencia en algún sentido.

# Capítulo 8

## Conclusiones y discusión

### 8.1. Resultados generales

La presente investigación puso de manifiesto la complejidad de la naturaleza de las nebulosas planetarias (NP) así como de los diversos aspectos que se necesitan tener en cuenta al realizar estudios estadísticos de las mismas.

Hemos podido concluir que los dos grupos de nebulosas analizados, aquél constituido por las NP cuyos núcleos (es decir, estrellas centrales) son ricos en hidrógeno (NP-RH), y aquél con núcleos deficientes en hidrógeno (NP-PH), corresponden a objetos diferentes, aunque no se pudo encontrar un indicador que logre diferenciarlos sin ambigüedad. Sin embargo, creemos que tales diferencias están necesariamente ligadas a las características de sus estrellas progenitoras. La Tabla 8.1 muestra un resumen de los resultados obtenidos, a través del test KS, al comparar los diferentes indicadores para ambas muestras.

*Tabla 8.1: Probabilidad porcentual de que las distribuciones de los diferentes indicadores, en ambas muestras, sean iguales. Donde  $\theta$  es el tamaño angular y  $b$  la latitud galáctica.*

	$N_e$	$\theta$	EC	$ b $	He/H	O/H
KS	13,4	0,2	0,9	10,6	8,2	11,4

Como se vio en la Sección 6.3, hemos encontrado diferencias entre las NP-PH y las NP-RH tales como, por ejemplo, que en todos los diagramas de diagnóstico analizados ambos grupos se encuentran en regiones diferentes, aunque a veces superpuestas parcialmente. Sin embargo, las diferencias más concretas que encontramos fueron, en primer lugar, que las NP-PH se encuentran más próximas al plano de la Galaxia, tienen una mayor clase de excitación y una mayor abundancia de O (y, en general, de los demás elementos observados), que las NP-RH: estos indicadores nos dicen que las estrellas progenitoras de las NP-PH son más masivas que las del otro grupo.

En segundo lugar, también encontramos que las NP-PH tienen dimensiones angulares menores y mayores densidades electrónicas que las NP-RH: ambos indicadores sugieren que las envolturas gaseosas de las NP-PH son más jóvenes que las de las NP-RH. Interpretamos que la juventud de la envoltura gaseosa de las NP-PH está asociada a una masa nebular menor; si la estrella central de la NP expulsa poca materia al medio interestelar, ésta rápidamente se diluye y, en consecuencia, disminuye su brillo superficial, por lo que la nebulosa solamente es visible en su etapa de juventud.

De nuestro trabajo se puede concluir que las NP-PH provienen de progenitoras más masivas, y que expulsan una envoltura gaseosa poco masiva comparada con las NP-RH. No obstante, éste parece ser un resultado contradictorio, pues las estrellas más masivas liberan una envoltura también más masiva (Boffi & Stanghellini 1994). Una explicación para esta paradoja puede residir en la hipótesis del “segundo estallido” o “fogonazo tardío del helio” o fenómeno *born-again*, que fuera explicado en el Capítulo 2. Sintéticamente, esta hipótesis propone que la ausencia de hidrógeno en las atmósferas de las estrellas centrales de NP-PH se debe a que estas estrellas han experimentado una segunda expulsión de materia (liberando al medio interestelar el remanente de hidrógeno de su atmósfera), dejando al descubierto capas más internas en las que predominan el helio y el oxígeno.

Queremos llamar la atención, en primer lugar, al hecho particular de que en nuestro trabajo no hicimos uso, en ningún momento, de la distancia a la que se encuentra cada objeto. Éste es un dato a destacar, ya que para las NP tal parámetro está afectado de una gran incerteza. En segundo lugar, queremos también señalar que el resultado que hemos obtenido acerca de la distribución de la EC (ver Sección 5.3) es original y aporta una importante evidencia que ayuda a discriminar entre ambos grupos de nebulosas, las NP-PH y las NP-RH.

Para enmarcar el problema, debemos mencionar que actualmente se consideran tres posibles escenarios que pueden explicar la ausencia de hidrógeno en la atmósfera de una importante fracción de estrellas centrales de NP-PH. Dichos escenarios son:

1. Un proceso de pérdida intensa y continua de masa por parte de la estrella después de la fase de gigante asintótica, que agota todo el hidrógeno de la atmósfera, proceso que continuaría hasta que la atmósfera tenga una abundancia de helio comparable a la del carbono. Sin embargo, llegada esta etapa, la luminosidad que se requeriría para mantener los intensos vientos estelares determinados en las [WR] ( $10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ) se estima superior a la observada (Górny & Tylenda 2000).
2. Un pulso térmico tardío, planteado inicialmente por Iben et al. (1983). Este escenario inevitablemente implica que las NP-PH deberían estar en el interior de una envoltura gaseosa más vieja y tenue, lo que, de acuerdo a Górny & Tylenda (2000), no es lo que se observa.

3. La tercera posibilidad fue planteada por Tylenda & Gorny (1993), y requiere la presencia en el núcleo de la NP de un sistema binario. Desafortunadamente, hasta el momento no se conocen estrellas [WR] o PG 1159 que formen parte de sistemas binarios.

Si bien aún no existe una clara tendencia en favor de alguna de estas teorías, la hipótesis de un pulso térmico tardío es la que cuenta con menores contradicciones desde el punto de vista observacional. El modelo *born-again* planteado por Iben et al. (1983) fue para una estrella de  $0,6 M_{\odot}$ , que corresponde aproximadamente a una estrella progenitora de  $3 M_{\odot}$ . En este modelo transcurren 19.000 años desde que la NP empezó a brillar hasta que ocurre el pulso térmico tardío; este tiempo es comparable a la vida media de las envolturas gaseosas de las NP. Aquellos objetos de los que se tiene una fuerte evidencia de que han sufrido un episodio de estas características (A 78, A 30 y el objeto Sakurai) corresponden a NP de muy bajo brillo superficial y gran tamaño angular, es decir objetos viejos. Y esta es la evidencia observacional más sólida.

Si aceptamos que el mecanismo responsable de la ausencia de hidrógeno en las NP-PH es un pulso térmico tardío, y conforme a nuestra conclusión de que las NP-PH serían el resultado de estrellas progenitoras con masas superiores a las de las NP-RH, debemos concluir también que el pulso ocurre entonces en las estrellas más masivas, dentro del rango de masas estelares que pueden engendrar una NP. Esta hipótesis también fue sugerida por Gorny & Tylenda (2000). Sin embargo, en este punto surge la pregunta de si: dada la población observada de NP, hay suficientes potenciales estrellas progenitoras.

Para que la hipótesis del segundo estallido concuerde con nuestros resultados se debería cumplir que las estrellas que experimenten este episodio sean más masivas y que, además, la materia liberada en este segundo evento sea inferior a la del primero.

Para producir una segunda expulsión de materia se requiere contar con energía suficiente y, en este caso, las estrellas que tienen más chances son aquellas más masivas. Por otra parte, es de esperar que esta segunda expulsión efectivamente libere menos masa que la primera, porque la estrella ya pasó por una fase de supergigante y experimentó una serie de pulsos térmicos con la consiguiente pérdida de masa; además, aquí la materia liberada interactúa con el medio interestelar, comprimiéndolo y contribuyendo así a aumentar el brillo superficial de la nebulosa. Pero cuando ocurre la segunda expulsión la estrella ya es más compacta, por lo que debería ser más difícil desprender parte de su atmósfera; aquí, la materia expulsada encuentra una menor resistencia del medio interestelar, lo que permite una rápida dilución del gas y una abrupta disminución del brillo superficial.

Más concretamente, la masa estelar mínima para que ocurra un *born-again* es, en principio, la masa mínima para que una estrella entre en la fase de los pulsos térmicos. Eso depende de la metalicidad y además de la tasas de pérdida de masa que tiene la estrella en las etapas de RGB y AGB, que no son bien conocidas. El modelo de Iben et al. (1983) no menciona que se necesite una masa mínima para desencadenar

un *born-again*. Por lo pronto, en modelos actuales (Miller Bertolami & Althaus 2007), la masa mínima que se incluye es de  $1 M_{\odot}$ . Estrellas con masas iniciales inferiores a  $1 M_{\odot}$  (el límite exacto depende de la metalicidad) pierden demasiada masa en las etapas de RGB y AGB, y no llegan a la fase de pulsos térmicos y, por lo tanto, no pueden desencadenar un *born-again*. Por otra parte, no todas las estrellas con masas superiores a una masa solar tienen que experimentar un *born-again*: una estimación un tanto antigua supone que sólo un  $\sim 15\%$  de las estrellas post-AGB experimentan un pulso térmico luego de abandonar la AGB. Un trabajo muy completo en donde se puede examinar en profundidad esta hipótesis es el de Iben (1995). La frecuencia de objetos que sufren un *born-again* es tratada en Iben (1984), mientras que dos trabajos actuales donde se estudian los tipos de *born-again* y se explica el proceso son Blöcker (2003) y Herwig (2001).

En lo que respecta a la masa expulsada durante el pulso térmico no es mucho lo que se sabe. Durante la etapa RGB+AGB (incluyendo la fase de los pulsos térmicos) la estrella pierde casi toda su masa. Por ejemplo, una estrella de  $6 M_{\odot}$  pierde unas  $5 M_{\odot}$  y una estrella de  $1 M_{\odot}$  pierde unas  $0,5 M_{\odot}$ . Por el contrario, como dijimos antes, durante el *born-again* la estrella ya no tiene prácticamente envoltura y la masa que se expulsa es mucho menor. Un trabajo interesante desde el punto de vista observacional es el de van Hoof et al. (2007), quienes estiman que la masa liberada en un evento *born-again* está entre  $10^{-4}$  y  $10^{-2} M_{\odot}$ .

Puede verse entonces que el modelado de un escenario de *born-again* cuenta aún con varios interrogantes y supuestos; sin embargo, queda claro que las estrellas con chances de experimentar un pulso térmico tardío serían las más masivas. Aunque la masa liberada en esta segunda expulsión parece ser demasiado pequeña comparada con aquella de las NP-PH.

Ahora bien, se podría pensar que la muestra de NP-RH está afectada de un efecto de selección tendiente a favorecer a aquellas NP con estrellas centrales brillantes y/o con una débil envoltura, ya que en estos casos se distinguen fácilmente las líneas del hidrógeno en el continuo estelar; esto implica seleccionar estrellas de evolución más bien "lenta", es decir, poco masivas (Gorny & Stasinska 1995). Sin embargo, nuestra muestra de objetos incluye NP que no han sido clasificadas previamente. Como NP-RH con las características citadas seguramente fueron, en gran medida, ya clasificadas, este posible efecto de selección no debería afectar en forma significativa nuestra muestra.

En la literatura consultada, las opiniones acerca de si la masa de las estrellas progenitoras de las NP-PH es superior a la de las NP-RH están divididas. Tylenda & Gorny (1993), utilizando diagramas que involucran la temperatura de Zanstra con algunas propiedades nebulares, encuentran que las NP-PH serían más masivas. Sin embargo advierten que los procesos nucleares que actúan en las NP-PH podrían ser diferentes a los de las NP-RH, lo que alteraría la distribución de los objetos en estos diagramas.

Stanghellini (1996) observa que las NP-RH poseen luminosidades, temperaturas efectivas y abundancias de helio inferiores a las de las NP-PH, lo que se refleja en

una segregación de masas entre los dos grupos de objetos que estiman en inferior a  $0,6 M_{\odot}$ .

Como se mencionó en el Capítulo 6.3, hemos encontrado evidencia de estrellas que pasaron por un “segundo dragado”, y todas ellas son NP-PH. El “primer dragado” ocurre en todas las estrellas que alcanzan la fase de gigante roja, mientras que el “segundo dragado” ocurre sólo en estrellas más masivas (Iben & Renzini 1983), por lo que ésta es una evidencia más de que las NP-PH provienen de estrellas progenitoras más masivas.

Como contrapartida, otras evidencias indicarían que no existe una correlación entre la masa de la progenitora y la abundancia de hidrógeno en sus atmósferas. Górný et al. (1994) y Górný (2001) concluyen, contrariamente a nuestros resultados, que no hay diferencias en las abundancias de los elementos entre las NP con núcleo [WR] y el resto de las NP (hay que tener en cuenta que sólo se consideraron NP con núcleos [WR]). Por consiguiente, ambos grupos de objetos no deberían diferenciarse en las masas de sus progenitoras.

Un hecho que llama la atención es que de ser las NP-PH objetos que resultan de progenitoras más masivas, sus nebulosas no muestren preferencia por una morfología bipolar.

Por su parte, Górný & Tylenda (2000) presentan otra visión de como sería un *born-again*: ellos proponen que las estrellas más masivas experimentan una evolución más rápida y la fase de quema del helio ocurriría cuando la nebulosa es aún joven (es decir, cuando su tamaño lineal es pequeño) y densa. Sin embargo, esta teoría no podría explicar lo observado en los objetos A 78 y A 30, mencionados antes.

Con este trabajo hemos aportado una importante evidencia observacional a favor de la hipótesis del segundo estallido que explica la ausencia de hidrógeno en las estrellas centrales de las NP-PH. Nuestros resultados no contradicen en absoluto aquellos encontrados por Tylenda et al. (1993) y AN03, quienes han observado una secuencia evolutiva en las estrellas [WR], y además que las estrellas WELS serían objetos diferentes que no participan de tal secuencia evolutiva (como fue descrito en el Capítulo 3.2). Si bien ambos trabajos mostraron que las estrellas WELS son objetos diferentes a las [WR], ambos grupos de estrellas poseen atmósferas deficientes en hidrógeno. Por tanto, en ambos casos la ausencia de hidrógeno puede explicarse con la hipótesis del segundo estallido.

Por otra parte también se obtuvieron algunos resultados secundarios.

1. Se determinaron parámetros nebulares originales de varios objetos de nuestra muestra, contribuyendo de esta manera a aumentar el conocimiento de estos conspicuos objetos nebulares.
2. Las estrellas de tipo espectral “continuo”, muestran características compatibles con las NP-RH, por lo que la hipótesis planteada inicialmente por Méndez (1991) de que las ECNP con tipo espectral “continuo” son en realidad NP-RH, parece ser acertada.

3. Las NP sospechadas de ser regiones HII (Ap 2-1 y Ns 238), efectivamente muestran las características de tales objetos en los distintos diagramas de diagnóstico.

## 8.2. Trabajo futuro

Poco se mencionó a lo largo de la tesis a las dos NP cuyas estrellas centrales no pudieron ser clasificadas: He 2-51 (PN G288.8-05.2) y M 1-27 (PN G356.5-02.3). Estos objetos son candidatos muy interesantes para futuras observaciones, ya que muy probablemente se traten de estrellas poco comunes. La posible estrella simbiótica es otro objeto que amerita ulteriores estudios; en comunicación privada con E. Brandi se discutió la posible naturaleza simbiótica de este objeto. Por otra parte, el grupo de estrellas que hemos clasificado como [WR] y PG 1159 requieren observaciones con instrumental de mayor potencia que nos permita obtener un buen espectro y poder así concretar una clasificación más precisa; para esto se piensa repetir el procedimiento descrito en el Capítulo 7.1 para el uso de Gemini.

Este trabajo de tesis ha puesto en evidencia lo desactualizado de las listas de ECNP y su incidencia directa, por ejemplo, en la determinación de la proporción entre NP-RH y NP-PH. Por lo que, como trabajo futuro inmediato, encararemos el confeccionamiento de una lista actualizada y lo más completa posible de las ECNP galácticas; en particular, incluiremos aquellos tipos espectrales que no fueron tenidos en cuenta en el catálogo de Acker et al. (1992), como las estrellas PG 1159 y WELS.

Por otra parte, planeamos continuar con las observaciones de la estrella central de la NP DeHt 1, para poder caracterizar los parámetros orbitales de este aún no confirmado sistema binario. Éste constituye un estudio de gran importancia ya que, como fue mencionado en el Capítulo 3.2.3, se conocen muy pocos objetos con núcleo binario y aún queda un importante número de interrogantes en relación a la relevancia de la binaridad en la evolución de las NP, como por ejemplo su incidencia en su morfología.

Como fue mencionado en el Capítulo 5.1, la constante de extinción interestelar derivada del cociente entre  $H\alpha$  y  $H\beta$  presenta muy frecuentemente diferencias con aquella obtenida del cociente entre  $H\gamma$  y  $H\beta$ . Los trabajos consultados en los que se menciona tal diferencia hacen un muy pobre o nulo análisis del origen de estas discrepancias, argumentándose en todos los casos que se deben a la baja señal-ruido. Nosotros creemos que éste es un tema que requiere una mayor atención; el instrumental de la Estación Astrofísica de Bosque Alegre brinda los medios apropiados para encarar un estudio sobre esta problemática.

En el Capítulo 4 se describió el criterio adoptado para la obtención de los parámetros nebulares medios. Sin embargo las NP no son objetos con densidad, temperatura electrónica y proporción de iones uniformemente distribuida. Por esto es interesante evaluar cuán bueno es el criterio que aplicamos (y el que en general se

aplica frecuentemente); para esto se pensó en observar una pequeña muestra de NP y realizar un mapeo espectroscópico, por ejemplo mediante la técnica de ranura larga secuencial, lo que también puede ser llevado a cabo perfectamente desde la Estación Astrofísica de Bosque Alegre.

### **8.3. Aportes de esta tesis**

El aporte más destacado de este trabajo de tesis fue la clasificación espectral de un importante número de ECNP, con lo que se logró incrementar en un 17% el número de ECNP con tipo espectral determinado. Además se aportó evidencia observacional, con resultados independientes de la distancia, en favor de la hipótesis de un pulso térmico tardío para explicar la ausencia de hidrógeno en las atmósferas de las NP-PH, y que este grupo de nebulosas procedería de estrellas progenitoras más masivas.

Por otra parte este trabajo sirvió para orientar mis futuras líneas de trabajo. Como se mencionó en la Sección anterior, una serie de trabajos quedaron pendientes, algunos de los cuales fueron producto de inquietudes surgidas en el proceso de investigación, y otros estuvieron relacionados con objetos puntuales que despiertan gran interés y que seguramente contribuirán al entendimiento de estas etapas finales en la evolución estelar.

# Apéndice A

## Detalles del proceso de observación

### A.1. Algunos comentarios previos a la observación

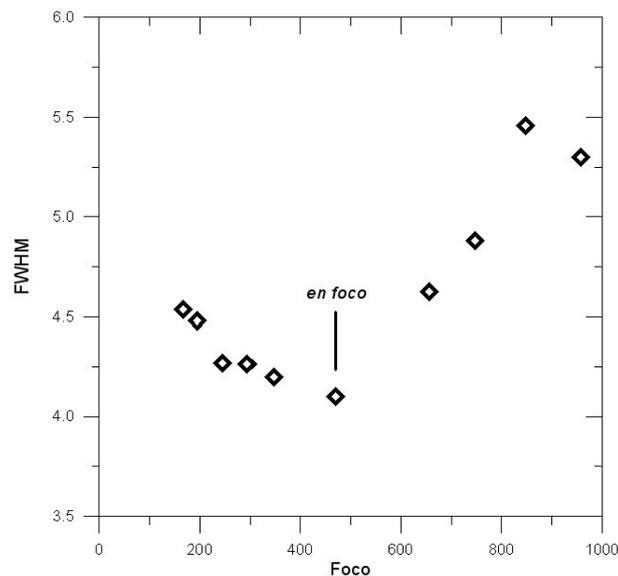
Para llevar a cabo las observaciones, se requiere cierta preparación y diagramación que llevan su tiempo, y está bien que eso suceda. Son pocas las noches de observación que se asignan al año, por lo que se debe procurar ser lo más eficiente posible.

Un aspecto fundamental previo a la observación es estimar el tiempo de integración de cada objeto que, en el caso particular de nebulosas, depende de factores tales como la red de difracción que se pretende utilizar, el tamaño de la ranura, el rango espectral en el que se está interesado, el brillo superficial del objeto, etc. Si bien uno desea obtener la mejor relación señal-ruido (S/N) posible, hay que tener en cuenta que las líneas más intensas de las NP, como  $H\alpha$  y  $[OIII] 5007\text{\AA}$ , pueden saturar el detector con facilidad; una solución a este problema es tomar más de un espectro y posteriormente combinarlos, lo que resulta en un aumento de la S/N. Sin embargo siempre es conveniente tomar un espectro de 3600 s antes que dos espectros de 1800 s, ya que en este último caso el ruido de lectura se introduce dos veces (más detalles en Newberry 1991). En nuestro caso hemos mantenido siempre la misma configuración instrumental, y la estimación del tiempo de integración se realizó a través de una expresión empírica que involucra el tamaño angular, el flujo de  $H\beta$  y la intensidad de la línea del  $[OIII] 5007\text{\AA}$  de la NP.

El rol que juega la electrónica del CCD en la calidad de los datos es en general pobremente analizada, a pesar que tanto la ganancia como el ruido de lectura (Re) intervienen en algunas tareas del paquete IRAF para la reducción de los espectros. Ahora bien, en ausencia de señal de entrada, los datos de buena calidad muestran una distribución gaussiana cuyo ancho está relacionado con el ruido de lectura. Para evaluar las posibles variaciones en el Re se midió el “ancho a la mitad del máximo” (FWHM) de la distribución de “unidades analógicas a digitales” (ADU) para el BIAS combinado de 15 noches de observación, obteniéndose como resultado una dispersión de  $0,3 e^-$ , asumiendo una ganancia de  $1,98 e^- \text{ADU}^{-1}$ . Esto muestra que, al menos en el lapso de tiempo de un año, las variaciones en el

ruido de lectura no son importantes. No obstante se debería llevar a cabo un análisis más detallado tendiente a determinar nuevamente este valor medio del ruido de lectura, ya que seguramente ha cambiado. Para más detalles relacionados con la electrónica del CCD ver el volumen de la *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, vol. 23, p. 240 (1992).

Quizás uno de los aspectos más delicados y sensibles a la hora de observar sea la puesta en foco del sistema de observación. Para esto existen tres opciones, donde se cumple la regla de que la rapidez del procedimiento es inversamente proporcional a la precisión: la más rápida es poner en foco el telescopio observando la imagen de una estrella en la cámara de guiado; otra un poco más delicada es tomar espectros cortos de una estrella y estudiar el FWHM de ésta en un corte espacial; y, finalmente, el mucho más lento método de Foucault. En nuestro caso, en la mayoría de las noches se optó por el segundo procedimiento. La Fig. A.1 muestra los resultados de un experimento donde se evaluó cuán sensible es el foco a las variaciones en posición del espejo secundario del telescopio. Se concluyó que dentro de las 50 unidades los cambios en el FWHM son despreciables.



*Figura A.1:* Secuencia de puesta en foco del sistema de observación. El eje de ordenadas indica el FWHM del continuo de una estrella estándar medido en la misma región del espectro bidimensional.

## A.2. Calibración de los datos

La etapa final en la reducción de los espectros involucra la calibración de éstos; para la gran mayoría de los espectros sólo se realizaron dos calibraciones: en longitud de onda y en flujo.

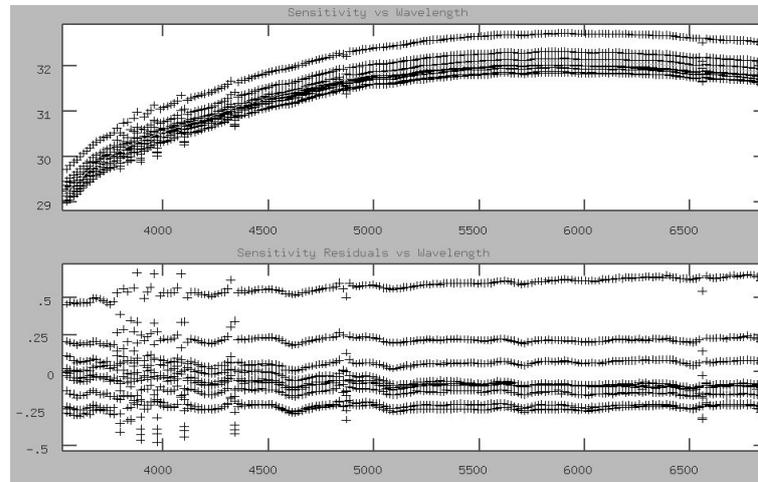
El contar con buenos espectros de lámparas de comparación es un factor importante si se quieren obtener espectros de buena calidad, sobre todo si se está interesado en medir velocidades radiales. En el caso de CASLEO, se cuenta con tres opciones de lámparas: CuNeAr, NeAr y ThAr; la última está pensada para observaciones con alta resolución espectral debido a la gran densidad de líneas, y es por esto que su uso en baja resolución no es aconsejable. En el caso de las restantes, sus diferencias son irrelevantes ya que las líneas del Cu en la región del visible son muy pocas. En resumen, en todos nuestros espectros se utilizó la lámpara CuNeAr que es de uso tradicional para espectroscopía en baja resolución. Una desventaja que presenta ésta lámpara es que cuenta con muy pocas líneas en la región azul del espectro (en particular para longitudes de onda inferiores a  $4800\text{\AA}$ ), ocasionando un pobre muestreo en esta región del espectro.

Por otra parte la calibración en flujo requiere la observación de estrellas estándar espectrofotométricas, las que juegan un rol vital en todos los aspectos de la astronomía espectroscópica, independientemente del tipo de objeto bajo estudio o la resolución espectral. El rol de una estándar espectrofotométrica es corregir la sensibilidad y transmisión del sistema atmósfera + telescopio + espectrógrafo + detector. Sin estrellas estándar no se podrían determinar con precisión los cocientes de líneas; un tratamiento general sobre estrellas estándar espectrofotométricas puede verse en Walsh (1996). Todas las noches se tomaron espectros de al menos dos estrellas estándar fotométricas, obtenidas de Stone & Baldwin 1983 y Hamuy et al. (1992). Esta segunda lista está compuesta por estrellas brillantes calibradas en flujo cada  $16\text{\AA}$ ; algunos aspectos acerca de la calibración en flujo pueden verse en Fluks & Thé (1992).

En rigor, al observar una estrella estándar se debe abrir la ranura de manera de asegurar que entre toda la luz de ésta, procedimiento que representó una importante pérdida de tiempo y de homogeneidad en nuestras observaciones. Hay que tener en cuenta que los FLATs deben tener el mismo tamaño de ranura que los espectros a ser corregidos por éstos. Sin embargo, como no se pretende tener una precisa calibración en flujo, el tamaño de la ranura no se alteró durante el turno de observación. Sí, en cambio, se tuvo especial cuidado en que la estrella estándar estuviera bien centrada en la ranura. Un experimento demostró lo distorsionadas que pueden resultar las calibraciones en flujo cuanto más descentrada esté la estrella estándar.

Para cuantificar cuán estable a niveles espectrofotométricos es una noche en CASLEO, se tomaron espectros de estrellas estándar fotométricas cada hora. Los resultados pueden verse en la Fig. D.1, que muestra que, si bien existen variaciones, éstas no son muy importantes. Este experimento justifica que el tomar dos espectros de estrellas estándares durante toda la noche de observación es suficiente.

Finalmente, si se está interesado en tener buenas calibraciones en flujo para NP, es conveniente observar NP estándar de flujo, que están listadas en Dopita & Hua (1997, de aquí en adelante DH97). Algunas de estas NP fueron observadas para poder evaluar la calidad de nuestras observaciones: los resultados mostraron la gran mayoría de los cocientes de líneas aquí determinados difieren en menos de un 15 %



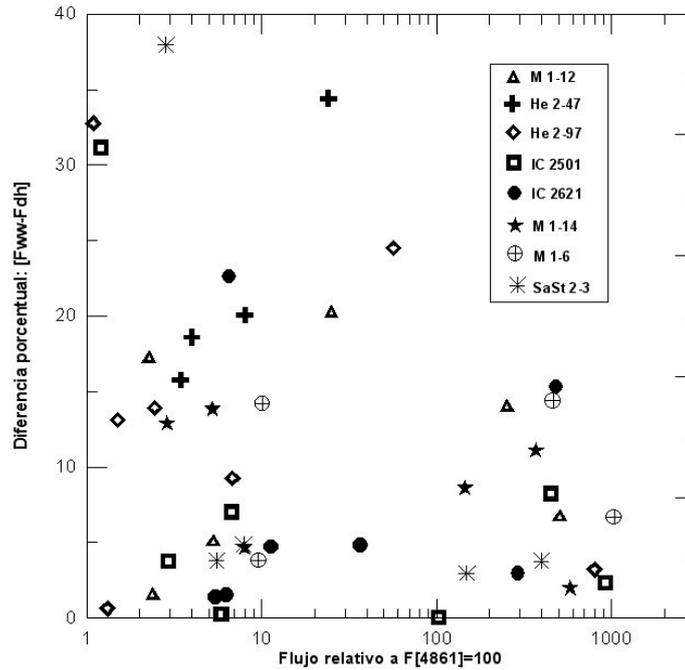
**Figura A.2:** Determinación de la función de sensibilidad para una noche de trabajo (detalle de la tarea "sensfunc", IRAF). Se observaron nueve estrellas estándar a lo largo de la noche. Nótese que las condiciones atmosféricas no variaron significativamente.

con aquellos obtenidos por DH97. Y como es de esperar las mayores diferencias se ven en las líneas más débiles. La Fig. A.3 muestra los flujos relativos a  $F[H\beta]=100$  de las líneas medidas, vs. el valor absoluto de la diferencia porcentual de los flujos determinados por nosotros y por DH97 (ambos referidos a  $F[H\beta]=100$ ). Si bien un 15% puede resultar una diferencia modesta, hay que tener en cuenta que las mediciones de DH97 son determinaciones fotométricas precisas, en las que se tuvo la precaución de abrir adecuadamente la ranura, orientarla con el ángulo paraláctico y además se observó cada objeto en al menos dos oportunidades.

### A.3. Medición de líneas

Las mediciones de las líneas tanto de emisión como de absorción se realizaron íntegramente con la tarea SPLOT de IRAF. En el proceso de medición se ajustaron perfiles gaussianos a las líneas de emisión, con la precaución de tomar una buena porción de continuo a ambos lados de la línea de interés para así asegurar un buen ajuste. Las líneas solapadas fueron desdobladas mediante la misma tarea SPLOT, poniendo como condición que el FWHM de ambas (en el caso que sólo sean dos líneas) sea el mismo, lo que reduce los parámetros libres de la tarea y realiza un ajuste más confiable. En el caso de las líneas de absorción tanto estelar como interestelar, hay que tener un especial cuidado en estimar correctamente por dónde pasa el continuo, ya que ésta es la mayor fuente de incerteza a la hora de medir anchos equivalentes.

Por otra parte, siendo que las líneas de la serie del hidrógeno disminuyen su intensidad y separación hacia el azul, es posible que se produzca una contaminación a otras líneas de emisión. Este es el caso de  $[OII] 3727\text{\AA}$  que está contaminada por la presencia de las líneas H13 y H14 del hidrógeno, y para la cual se aplicó una



*Figura A.3:* Comparación de flujos de líneas determinados en esta tesis con aquellos determinados por DH97.

corrección a la intensidad de la línea 3727 desenojizada, tomando en cuenta la emisividad teórica de las líneas de la serie de Balmer de  $H14 + 0.85 H13$ . La línea del neón  $[NeIII] 3968\text{\AA}$  está contaminada por He; la línea del argón  $[ArIV] 4711\text{\AA}$  está contaminada por HeI  $4713\text{\AA}$ , y para la corrección se asumió que  $I(HeI \lambda 4713) = 0,132 I(HeI \lambda 4471)$ .

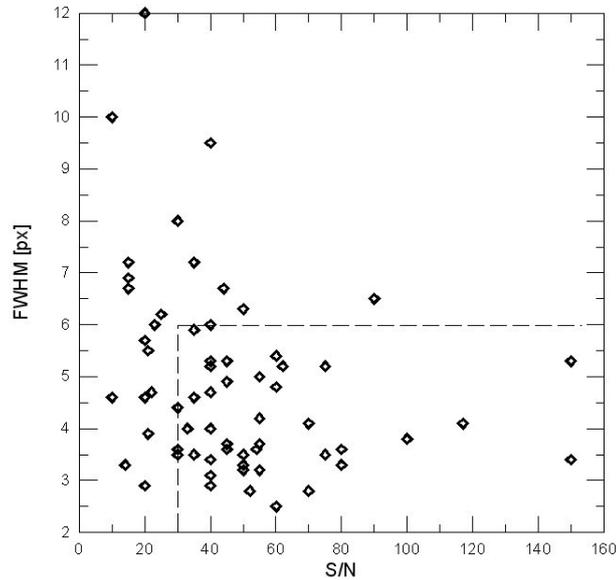
## A.4. Fuentes de incerteza

### A.4.1. "Seeing"

El "seeing" de cada noche pudo ser estimado de forma grosera con las imágenes obtenidas por la cámara de guiado ST7, resultando en la mayoría de los casos un valor entre  $2''$  y  $4''$  (valores no corregidos por masa de aire). El "seeing" se suele descomponer en un "seeing" externo (propio del sitio), de cúpula, de espejo e instrumental (para más detalles ver Guisard 1996).

Sin embargo, una alternativa para evaluar la calidad del cielo y del sistema de observación es medir el FWHM de la estrella central de la NP. Esto tiene la ventaja de que se están considerando, además del "seeing", los errores de guiado del telescopio, y las flexiones del espectrógrafo. La Fig. A.4 muestra los resultados de nuestras observaciones que, como puede verse, presentan un FWHM bastante superior al "seeing" promedio, lo que a las claras está indicando que existe una importan-

te degradación en la calidad de los datos, proveniente de problemas de guiado y flexiones de la red.



*Figura A.4:* Calidad de los datos analizados. Distribución del FWHM de ECNP para objetos de programa contra la relación S/N medida sobre el continuo estelar entorno a 6400 Å. Los datos dentro de la región delimitada son considerados de buena calidad.

#### A.4.2. Brillo de cielo

Otro punto a tener en cuenta es el brillo del cielo, el que depende de una variedad de factores, que van desde la presencia de la Luna hasta la actividad solar. Los efectos que produce la Luna, además del evidente aumento del brillo del fondo de cielo, es la presencia de las fuertes bandas de absorción H y K del CaII en 3969 Å y 3934 Å (Patat 2004 y Krisciunas & Schaefer 1991). Por otro lado, las líneas de cielo en la mayoría de los casos resultan ser una molestia, ya que frecuentemente éstas coinciden con líneas emisión nebulares (ver Leinert et al. 1998). Además, la intensidad de éstas correlaciona con la actividad solar (Patat 2004a), la distancia cenital y hasta sufren variaciones durante la misma noche.

#### A.4.3. Refracción diferencial

En rigor la ranura debería orientarse con un ángulo de posición igual al ángulo paraláctico, para salvar las pérdidas de luz ocasionadas por la refracción diferencial. Estas pérdidas dependen de la altura cenital y del intervalo en longitud de onda que se observe; trabajando a una masa de aire de 1,5 la refracción diferencial entre 4000 Å y 6000 Å es de 1,08'', mientras que a una masa de aire de 3,0 es de 2,75''. La gran

mayoría de nuestras observaciones se realizaron con masas de aire inferiores a 1,5. Por esta razón y, sumado al hecho de la pérdida de tiempo que conlleva la rotación del espectrógrafo, la refracción diferencial no fue tomada en cuenta. Un tratamiento detallado de la refracción diferencial en espectroscopía puede consultarse en el artículo de Filippenko (1982).

#### A.4.4. Coeficiente de extinción

Al calibrar en flujo es necesario contar con los coeficientes de extinción del sitio. En nuestras observaciones fueron utilizados aquellos determinados por Minniti et al. (1989). Sin embargo, tales coeficientes dependen de ciertos factores, algunos de los cuales hacen que este coeficiente sea variable con períodos tanto largos como cortos; para una descripción detallada de este fenómeno, véase Burki et al. (1995). Ciertamente, una más adecuada calibración de los datos requeriría de la actualización de estos coeficientes.

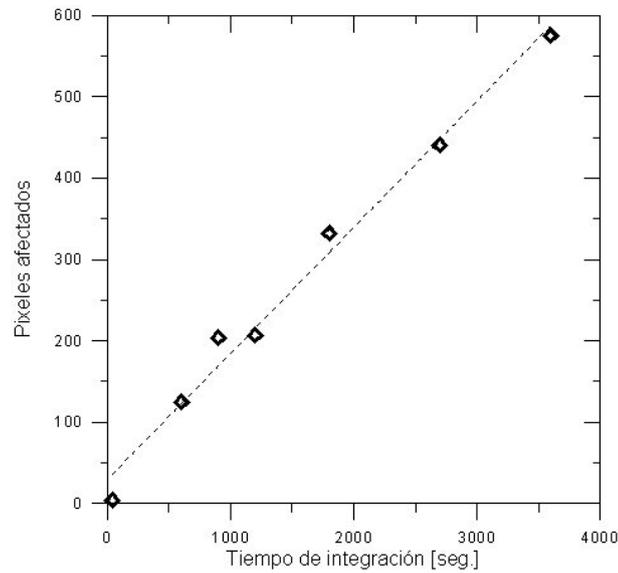
#### A.4.5. Rayos cósmicos

Los rayos cósmicos suelen ser una molestia ya que, en muchos casos, es difícil removerlos de los espectros; el problema es aún mayor si alguno de éstos cae en una línea de emisión o continuo estelar. Se sabe que los rayos cósmicos son un 87 % protones y un 12 % partículas alfa, mayormente originados en supernovas y el Sol, aunque también podría generarlos la misma electrónica del sistema de observación. En experimentos llevados a cabo con DARKs se vio que la tasa de pixeles afectados por rayos cósmicos es lineal. La Fig. A.5 muestra los resultados obtenidos de una serie de DARKs (con distintos tiempos de integración) tomados para este fin; puede verse que en una integración de 3600 seg se esperan unos 550 pixeles afectados. Asumiendo que éstos se distribuyan en forma homogénea en el "chip", y considerando un continuo estelar con un FWHM de 4 pixeles, al cabo de una hora de integración se espera que unos 16 pixeles del continuo estelar sean afectados por rayos cósmicos. Un análisis de la influencia de los rayos cósmicos en los datos astronómicos puede verse en D'Odorico & Deiries 1987.

#### A.4.6. Flexiones del espectrógrafo

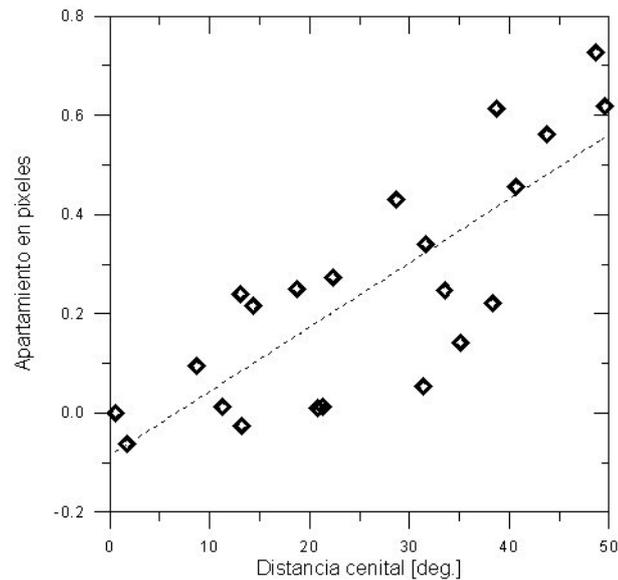
El espectrógrafo REOSC utilizado en nuestras observaciones está adosado al foco Cassegrain del telescopio "Jorge Sahade", y no está exento de flexiones mecánicas. Éstas hacen sentir su influencia provocando desplazamientos de las líneas de emisión. Para evaluar estas flexiones se midió la posición de líneas de emisión de la lámpara CuNeAr para distintas distancias cenitales.

Los resultados, presentados en la Fig. A.6, muestran que las flexiones no son despreciables. Si se está interesado en estudiar la cinemática de un objeto, estas flexiones podrían conducir a malas determinaciones de la velocidad radial. Con la red



**Figura A.5:** Tasa de píxeles afectados por rayos cósmicos. La dimensión de las imágenes analizadas es de  $131 \times 1002$  píxeles.

de  $1200 \text{ l mm}^{-1}$  (dispersión de  $0,61 \text{ \AA pixel}^{-1}$ ) una apartamiento de  $0,1$  pixel implica un error de unos  $3 \text{ km s}^{-1}$ . Esto pone en evidencia la importancia de tomar imágenes de comparación antes y después de observar el objeto de interés.



**Figura A.6:** Cuantificación de las flexiones del espectrógrafo REOSC de CASLEO.

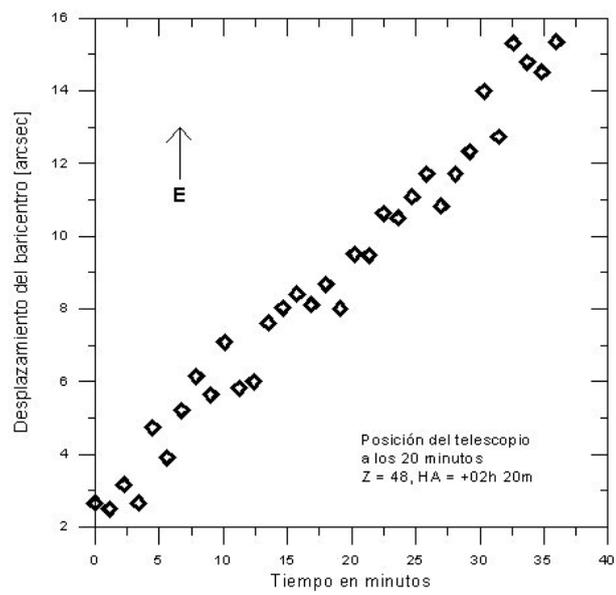
#### A.4.7. Guiado del telescopio

Cuando se realizan integraciones prolongadas, hecho que fue frecuente para nuestros objetos de programa, nos vemos forzados a corregir la posición del telescopio de manera tal que el objeto que está siendo observado quede bien centrado en la ranura. El origen de esta perturbación está en variaciones en el guiado del telescopio. Con el fin de determinar la importancia de este efecto se caló una estrella brillante y se determinó su posición cada 60 segundos. El resultado, mostrado en la Fig. A.7, muestra cuán importantes fueron las variaciones sufridas en ascensión recta, en tanto que en declinación no se vio una tendencia clara.

Este resultado revela los importantes problemas de guiado del telescopio (posiblemente originados en un mal balanceado), lo que hizo imprescindible el estar atento a la cámara de guiado para corregir la posición del telescopio. De acuerdo a este resultado, se esperaba que al cabo de 60 minutos el telescopio se hubiera desplazado unos 25'' de su posición original y, en consecuencia, hubo que corregir la posición de éste permanentemente generando de esta manera una importante degradación en la calidad de los datos.

#### A.4.8. Consideraciones menores

Finalmente y por completitud, se debe agregar que tanto efectos originados en el aluminizado del espejo (*Messenger* 32 y 38 de 1983 y Gilliotte 2001a y 2001b), las aberraciones ópticas (que se incrementan al alejarse del cenit, Guisard 1996b) y problemas de foco del telescopio (que se degrada hacia final de la noche, posiblemente por los cambios de temperatura sufridos por la óptica), si bien pueden tener una influencia menor, seguramente afectaron nuestras observaciones.



*Figura A.7: Perturbaciones en el guiado del telescopio.*

## **Apéndice B**

### **Parámetros nebulares determinados**



Tabla B.1 continuación.

objeto	PN G	$c(H\beta)$	E C	$T_e[NII]$	$T_e[SII]$	$T_e[OIII]$	$N_e[SII]$	$N_e[CIII]$	$N_e[ArIV]$
M 1-6	211.2-03.5	1,43	0,5	1,06	0,96	1,35	11,00	-	-
DeHt 1	228.2-22.1	-	-	-	-	-	-	-	-
SaSt 2-3	232.0+05.7	0,38	0,0	0,84	-	-	2,09	-	-
M 1-11	232.8-04.7	-	0,1	0,71	0,53	-	59,00	-	-
G234.2-01.4	234.2-01.4	>0,17	-	-	-	-	0,03	-	-
M 1-14	234.9-01.4	0,82	1,5	0,95	0,99	0,99	6,38	6,23	-
M 1-12	235.3-03.9	0,66	0,1	0,70	0,45	-	-	-	-
Y-C 2-5	240.3+07.0	0,00	4,4	-	-	1,34	-	-	1,25
KLSS 1-9	240.8-19.6	-	-	-	-	-	-	-	-
M 3-4	241.0+02.3	0,22	4,5	-	-	1,53	3,49	-	-
M 3-1	242.6-11.6	0,02	3,5	1,09	1,12	1,09	1,37	3,78	-
M 4-2	248.8-08.5	0,16	3,8	-	-	1,46	3,03	-	1,23
M 3-6	253.9+05.7	0,02	2,7	-	-	0,82	1,27	0,23	-
Ns 238	254.6+00.2	1,40	0,4	-	-	1,67	0,98	-	-
PB 2	263.0-05.5	0,44	5,0	1,23	-	1,21	4,81	4,15	3,41
PB 4	275.0-04.1	0,36	3,6	1,70	-	0,96	0,98	5,61	-
IC 2501	281.0-05.6	0,53	4,1	1,04	0,96	1,00	13,09	14,47	-
IC 2553	285.4-05.3	0,14	5,9	1,22	-	1,39	1,97	7,44	4,44
He 2-47	285.6-02.7	0,02	0,1	0,87	0,53	1,12	12,69	-	-
Lo 5	286.5+11.6	0,01	2,3	-	-	2,58	-	-	-

Tabla B.1 continuación.

objeto	PN G	$c(H\beta)$	E C	$T_e[\text{NII}]$	$T_e[\text{SII}]$	$T_e[\text{OIII}]$	$N_e[\text{SII}]$	$N_e[\text{ClIII}]$	$N_e[\text{ArIV}]$
He 2-51	288.8-05.2	0,38	4,6	1,06	1,29	1,08	0,45	-	9,15
IC 2621	291.6-04.8	0,61	6,5	1,19	0,84	1,09	16,30	102,47	13,58
Lo 6	294.1+14.4	0,15	4,4	-	-	0,74	0,36	-	-
G294.3-03.4	294.3-03.4	0,53	0,8	-	-	-	0,12	-	-
He 2-90	305.1+01.4	0,75	0,8	-	-	-	-	-	-
Th 2-A	306.4-00.6	0,60	6,5	-	-	0,99	0,92	-	-
He 2-97	307.2-09.0	0,43	3,5	1,60	-	1,02	8,35	-	-
He 2-105	308.6-12.2	0,12	1,8	-	-	1,17	-	-	-
NGC 5307	312.3+10.5	0,30	6,7	1,53	-	1,26	11,00	0,96	2,20
He 2-107	312.6-01.8	1,62	0,3	0,72	-	-	1,68	-	-
G313.9+02.8	313.9+02.8	-	-	-	-	-	-	-	-
He 2-434	320.3-28.8	0,00	4,6	-	-	1,09	4,62	1,38	0,82
NGC 5979	322.5-05.2	0,23	3,5	-	-	1,53	0,95	-	1,16
He 2-141	325.4-04.0	0,20	7,2	1,67	-	1,36	1,43	-	1,96
He 2-128	325.8+04.5	0,85	2,8	1,47	-	1,00	5,26	2,99	-
WRAY 17-75	329.5-02.2	1,19	3,1	-	-	1,80	-	-	-
PC 11	331.1-05.7	-	>5	-	-	-	10,90	-	-
He 2-187	337.5-05.1	0,46	1,1	-	-	-	-	-	-
NGC 6026	341.6+13.7	0,26	2,5	1,10	-	-	0,39	-	-
Sp 3	342.5-14.3	0,07	0,3	-	-	-	0,45	1,94	-

Tabla B.1 continuación.

objeto	PN G	$c(H\beta)$	E C	$T_e[\text{NII}]$	$T_e[\text{SII}]$	$T_e[\text{OIII}]$	$N_e[\text{SII}]$	$N_e[\text{CIII}]$	$N_e[\text{ArIV}]$
PC 17	343.5-07.8	0,52	4,4	-	-	1,03	-	4,65	0,65
Cn 1-3	345.0-04.9	0,48	2,8	1,53	-	0,98	12,01	-	-
IC 4663	346.2-08.2	0,24	4,2	1,40	-	1,19	1,28	-	-
IC 4699	348.0-13.8	0,00	5,7	-	-	1,22	1,43	-	-
NGC 6337	349.3-01.1	0,42	4,1	1,23	-	1,15	0,61	4,70	-
Fg 3	352.9-07.5	0,33	2,0	1,12	-	0,92	9,63	12,17	-
H 1-35	355.7-03.5	0,99	2,4	1,32	-	0,99	20,79	-	-
M 1-27	356.5-02.3	1,60	0,0	0,66	0,60	-	4,91	-	-
Te 2022	358.8-00.0	-	-	-	-	-	1,20	-	-



Tabla B2 continuación.

objeto	PN G	N I	N II	O I	O II	O III	S II	S III	Ar III	Ar IV	Ar V
SaSt 2-3	232.0+05.7	-	3,681	0,176	34,230	0,181	0,051	-	-	-	-
M 1-11	232.8-04.7	2,963	30,200	2,431	229,300	2,865	0,149	0,189	-	-	-
G234.2-01.4	234.2-01.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
M 1-14	234.9-01.4	0,033	1,926	0,157	22,680	12,250	0,024	0,151	-	0,016	-
M 1-12	235.3-03.9	3,616	22,170	3,068	549,100	5,124	0,374	0,304	0,072	-	0,023
Y-C 2-5	240.3+07.0	-	-	-	-	14,040	-	0,037	-	0,058	-
KLSS 1-9	240.8-19.6	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
M 3-4	241.0+02.3	-	-	-	-	10,280	-	-	-	0,045	-
M 3-1	242.6-11.6	0,055	0,861	0,393	3,139	20,540	0,039	0,313	-	0,013	-
M 4-2	248.8-08.5	-	-	-	-	9,634	-	0,108	-	0,050	-
M 3-6	253.9+05.7	-	-	-	-	68,780	-	1,714	0,612	0,058	-
Ns 238	254.6+00.2	-	-	-	-	0,737	-	-	-	-	-
PB 2	263.0-05.5	0,025	0,423	0,391	1,256	23,150	0,012	0,120	0,165	0,043	0,025
PB 4	275.0-04.1	-	0,063	-	0,093	31,520	0,008	0,232	-	0,060	-
IC 2501	281.0-05.6	0,059	1,473	0,992	8,007	30,620	0,041	0,193	0,319	0,022	-
IC 2553	285.4-05.3	-	0,305	0,345	1,205	10,200	0,018	0,151	0,053	0,055	0,007
He 2-47	285.6-02.7	-	13,680	1,613	30,380	0,575	0,139	0,066	-	-	-
Lo 5	286.5+11.6	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
He 2-51	288.8-05.2	0,309	3,771	1,364	9,053	27,630	0,131	0,544	-	0,038	-
IC 2621	291.6-04.8	-	3,324	1,778	3,732	53,780	0,066	0,580	-	0,195	0,078

Tabla B2 continuación.

objeto	PN G	NI	N II	O I	O II	O III	S II	S III	Ar III	Ar IV	Ar V
Lo 6	294.1+14.4	-	-	-	-	110,000	-	-	-	-	-
G294.3-03.4	294.3-03.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
He 2-90	305.1+01.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Th 2-A	306.4-00.6	-	-	-	-	60,000	-	-	-	-	-
He 2-97	307.2-09.0	0,017	0,325	0,151	0,594	25,180	0,007	0,327	-	0,014	-
He 2-105	308.6-12.2	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
NGC 5307	312.3+10.5	0,000	0,028	0,016	0,249	21,660	0,003	0,069	0,063	0,009	-
He 2-107	312.6-01.8	-	14,490	-	57,510	8,922	0,093	-	-	-	-
G313.9+02.8	313.9+02.8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
He 2-434	320.3-28.8	-	-	-	-	27,390	-	0,121	-	0,025	-
NGC 5979	322.5-05.2	-	-	-	-	7,856	-	0,081	-	0,091	0,039
He 2-141	325.4-04.0	-	0,649	0,426	1,364	18,620	0,019	0,230	-	0,049	-
He 2-128	325.8+04.5	-	0,522	0,233	1,200	21,190	0,012	0,310	-	-	-
WRAY 17-75	329.5-02.2	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
PC 11	331.1-05.7	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
He 2-187	337.5-05.1	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
NGC 6026	341.6+13.7	-	-	-	-	14,280	-	-	-	0,050	-
Sp 3	342.5-14.3	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
PC 17	343.5-07.8	-	-	-	-	31,190	-	0,118	-	0,040	-
Cn 1-3	345.0-04.9	-	0,313	0,114	1,279	22,900	0,009	0,419	0,437	0,018	-



**Tabla B.3:** Abundancia de los iones observados del Ne, Cl y K relativa al  $H^+$ , en unidades de  $10^{-5}$ . Las columnas de la 6 a la 10 corresponden a la determinación de la abundancia de  $He^+$  con distintas líneas de emisión.

objeto	PN G	Ne III	Cl III	K IV	3889	4026	4471	5876	6678	$He^+$	$He^{++}$
H 1-62	000.0-06.8	-	-	-	0,346	-	-	0,054	0,027	0,041	-
PC 12	000.1+17.2	1,362	-	-	0,177	0,091	0,086	0,107	0,105	0,097	-
IC 4634	000.3+12.2	9,914	0,006	0,001	0,174	0,108	0,107	0,118	0,107	0,110	0,0003
H 1-63	002.2-06.3	1,017	-	-	0,022	0,106	0,029	0,018	0,061	0,047	0,0001
M 1-38	002.4-03.7	-	-	-	0,241	0,026	-	0,040	0,016	0,027	-
IC 5148	002.7-52.4	-	-	-	0,223	-	-	0,111	0,081	0,096	0,0170
Ap 1-12	003.3-04.6	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Hb 8	003.8-17.1	7,435	0,004	-	0,280	0,116	0,090	0,080	0,095	0,095	0,0006
M 1-55	011.7-06.6	-	-	-	-	-	-	0,107	0,020	0,064	-
M 1-53	015.4-04.5	9,761	-	-	0,225	0,107	0,128	0,089	0,096	0,105	0,0046
Sa 1-8	020.7-05.9	6,400	-	-	0,168	-	0,107	0,095	0,106	0,103	-
Ap 2-1	035.1-00.7	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
IRAS19021+0209	036.4-01.9	-	-	-	-	-	-	0,046	0,064	0,055	-
NGC 6790	037.8-06.3	6,044	0,002	0,001	0,029	0,158	0,036	0,023	0,078	0,065	0,0036
K 4-19	038.4-03.3	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
M 1-65	043.1+03.8	-	-	-	0,134	-	0,049	0,075	0,054	0,059	-
A 14	197.8-03.3	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
K 2-2	204.1+04.7	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0,0056
M 1-6	211.2-03.5	-	-	-	0,021	-	-	0,008	0,043	0,024	-

Tabla B.3 continuación.

objeto	PN G	Ne III	Cl III	K IV	3889	4026	4471	5876	6678	He <sup>+</sup>	He <sup>++</sup>
DeHt 1	228.2-22.1	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
SaSt 2-3	232.0+05.7	-	-	-	0,063	-	-	-	-	-	-
M 1-11	232.8-04.7	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
G234.2-01.4	234.2-01.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
M 1-14	234.9-01.4	1,489	0,005	-	0,202	0,106	0,105	0,092	0,109	0,103	0,0004
M 1-12	235.3-03.9	-	0,029	-	-	-	0,131	0,378	0,074	0,103	-
Y-C 2-5	240.3+07.0	4,359	-	-	0,173	-	0,044	0,029	0,052	0,042	0,0490
KLSS 1-9	240.8-19.6	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
M 3-4	241.0+02.3	3,975	-	-	0,097	-	-	-	0,078	0,088	0,0650
M 3-1	242.6-11.6	3,000	-	-	0,187	0,111	0,100	0,091	0,099	0,100	0,0002
M 4-2	248.8-08.5	1,695	0,001	0,001	0,045	0,061	0,013	0,011	0,029	0,032	0,0700
M 3-6	253.9+05.7	17,340	0,006	-	0,317	-	-	0,115	0,164	0,140	0,0027
Ns 238	254.6+00.2	-	-	-	-	-	-	0,048	0,085	0,067	-
PB 2	263.0-05.5	6,559	0,002	0,002	0,115	0,126	0,060	0,050	0,081	0,086	0,0110
PB 4	275.0-04.1	9,642	0,006	-	0,228	0,092	0,113	0,115	0,122	0,111	0,0200
IC 2501	281.0-05.6	9,824	0,007	-	0,162	0,138	0,115	0,103	0,110	0,117	0,0002
IC 2553	285.4-05.3	3,920	0,004	0,001	0,191	0,120	0,067	0,056	0,088	0,083	0,0250
He 2-47	285.6-02.7	-	-	0,218	0,032	-	0,018	0,021	0,062	0,033	0,0001
Lo 5	286.5+11.6	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
He 2-51	288.8-05.2	11,340	-	-	0,137	-	0,109	0,096	0,133	0,113	0,0240
IC 2621	291.6-04.8	10,010	0,014	0,003	0,044	0,079	0,037	0,035	0,074	0,054	0,0330

Tabla B.3 continuación.

objeto	PN G	Ne III	Cl III	K IV	3889	4026	4471	5876	6678	He <sup>+</sup>	He <sup>++</sup>
Lo 6	294.1+14.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
G294.3-03.4	294.3-03.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
He 2-90	305.1+01.4	-	-	-	0,000	0,078	0,001	0,000	0,021	0,020	-
Th 2-A	306.4-00.6	15,310	-	-	-	-	-	0,051	0,040	0,046	0,0419
He 2-97	307.2-09.0	5,375	0,004	-	0,133	0,134	0,115	0,111	0,112	0,121	0,0013
He 2-105	308.6-12.2	-	-	-	0,193	0,336	0,183	0,116	0,139	0,146	-
NGC 5307	312.3+10.5	4,979	0,002	0,001	0,314	0,092	0,069	0,045	0,071	0,069	0,0380
He 2-107	312.6-01.8	-	-	50,550	0,455	-	0,247	0,132	0,245	0,247	0,0050
G313.9+02.8	313.9+02.8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
He 2-434	320.3-28.8	6,333	0,004	-	0,136	0,086	0,081	0,071	0,086	0,081	-
NGC 5979	322.5-05.2	1,397	-	0,002	0,132	-	0,024	0,013	0,034	0,024	0,0960
He 2-141	325.4-04.0	3,680	-	-	0,114	-	0,089	-	0,100	0,101	0,0454
He 2-128	325.8+04.5	3,410	0,006	-	0,224	-	0,109	0,114	0,117	0,113	0,0006
WRAY 17-75	329.5-02.2	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0,0570
PC 11	331.1-05.7	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
He 2-187	337.5-05.1	-	-	-	0,215	-	-	0,076	0,077	0,077	-
NGC 6026	341.6+13.7	4,150	-	-	0,158	-	-	0,035	0,052	0,044	0,0580
Sp 3	342.5-14.3	-	-	-	0,160	-	0,186	0,142	0,131	0,153	-
PC 17	343.5-07.8	10,530	0,004	-	0,193	0,100	0,115	0,113	0,084	0,103	0,0020
Cn 1-3	345.0-04.9	4,602	0,004	-	0,122	0,098	0,113	0,113	0,108	0,108	0,0002
IC 4663	346.2-08.2	4,903	0,011	4,756	0,276	0,110	0,057	0,057	0,082	0,077	0,0850







Tabla B.4 continuación.

objeto	PN G	He/H	N/H	O/H	Ne/H	S/H	Cl/H	Ar/H	N/O
He 2-51	288.8-05.2	11,12	8,24	8,62	8,18	7,18	-	-	-0,38
IC 2621	291.6-04.8	10,89	8,87	8,92	8,03	7,69	5,61	-	-0,05
Lo 6	294.1+14.4	-	-	9,04	-	-	-	-	-
G294.3-03.4	294.3-03.4	-	-	-	-	-	-	-	-
He 2-90	305.1+01.4	9,90	-	-	-	-	-	-	-
Th 2-A	306.4-00.6	10,82	-	9,07	8,18	-	-	-	-
He 2-97	307.2-09.0	11,08	8,15	8,41	7,74	7,94	4,57	5,14	-0,26
He 2-105	308.6-12.2	11,22	-	-	-	-	-	-	-
NGC 5307	312.3+10.5	11,25	7,46	8,41	7,70	7,66	4,45	-	-0,95
He 2-107	312.6-01.8	11,41	8,23	8,83	-	6,13	-	-	-0,60
G313.9+02.8	313.9+02.8	-	-	-	-	-	-	-	-
He 2-434	320.3-28.8	10,98	-	8,44	7,80	-	4,55	-	-
NGC 5979	322.5-05.2	11,17	-	8,19	7,15	-	-	-	-
He 2-141	325.4-04.0	11,02	8,14	8,47	7,60	7,25	-	-	-0,32
He 2-128	325.8+04.5	11,15	7,99	8,35	7,56	7,48	4,79	-	-0,36
WRAY 17-75	329.5-02.2	10,76	-	-	-	-	-	-	-
PC 11	331.1-05.7	-	-	-	-	-	-	-	-
He 2-187	337.5-05.1	11,02	-	-	-	-	-	-	-
NGC 6026	341.6+13.7	11,10	-	8,33	7,62	-	-	-	-
Sp 3	342.5-14.3	11,15	-	-	-	-	-	-	-



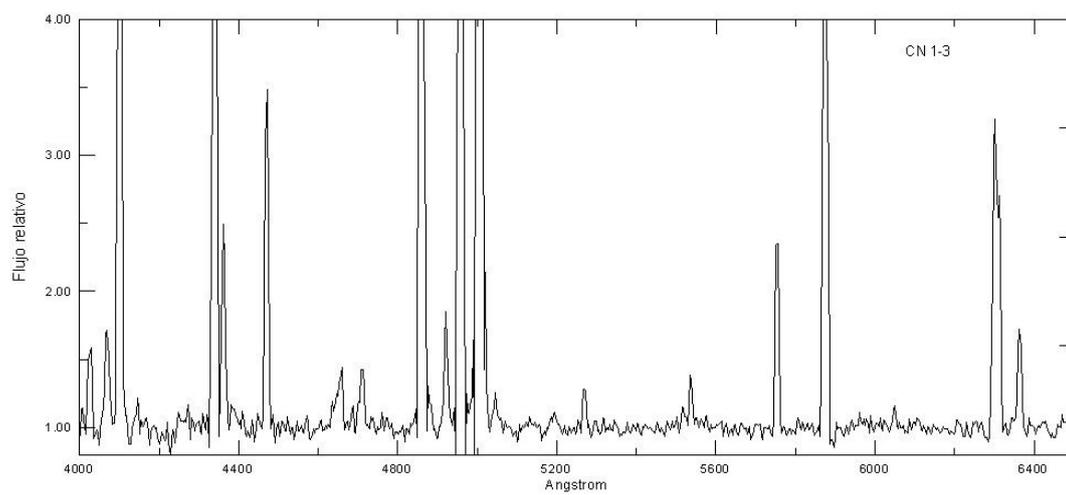
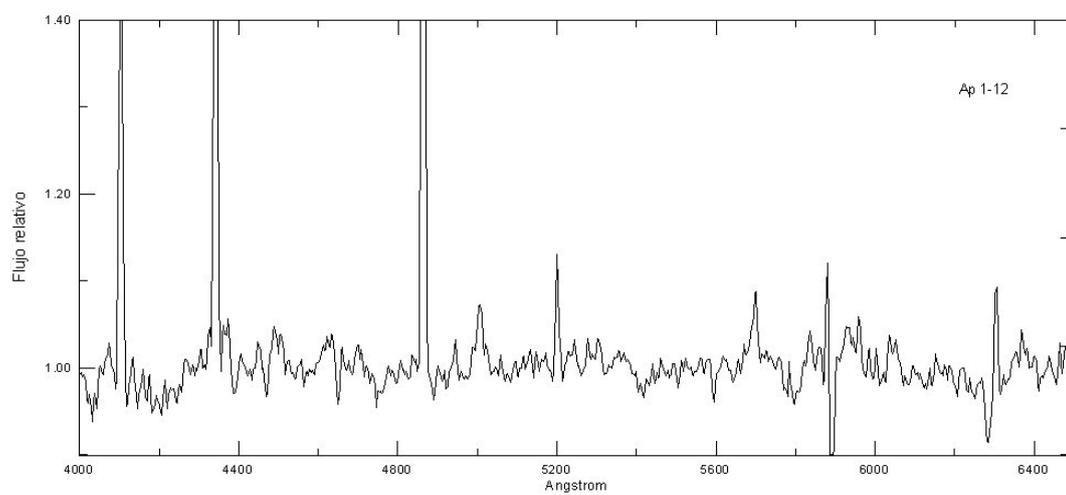
# Apéndice C

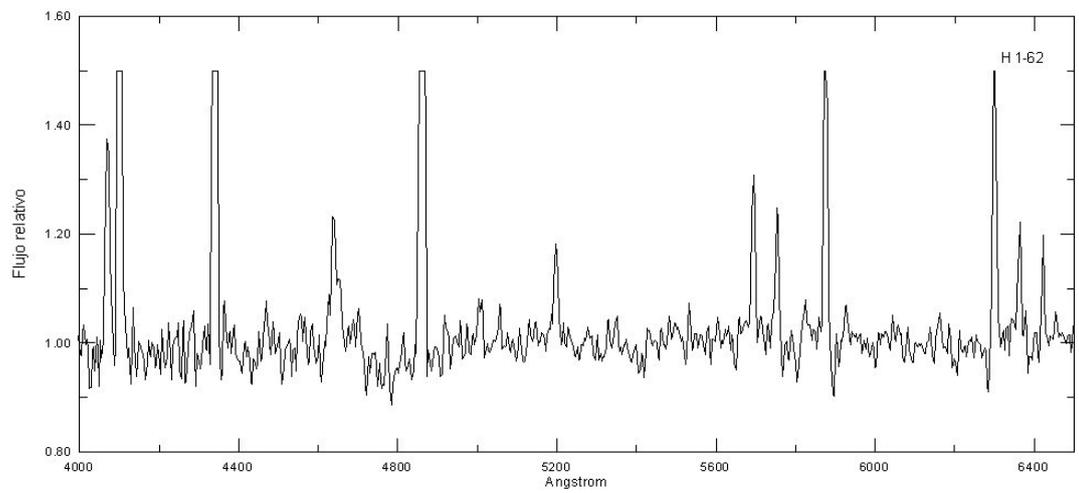
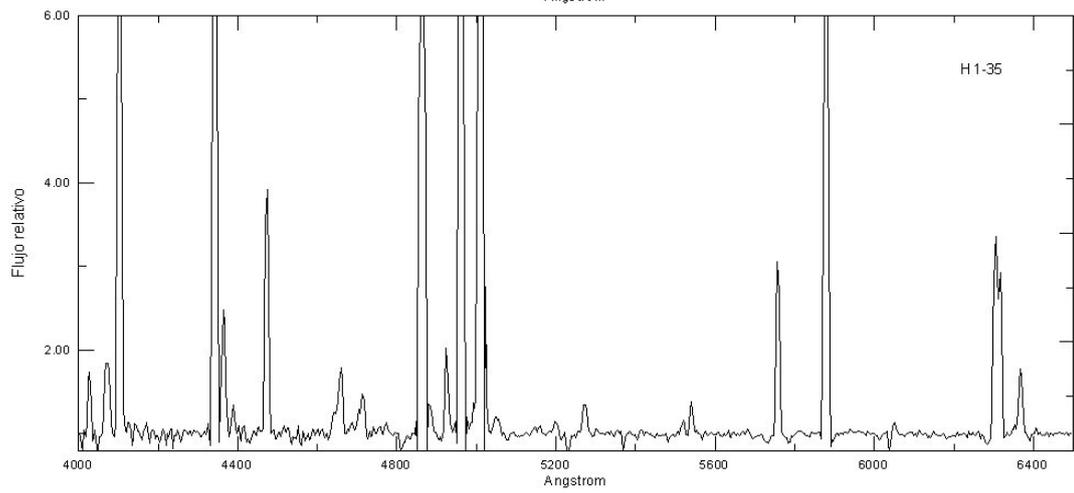
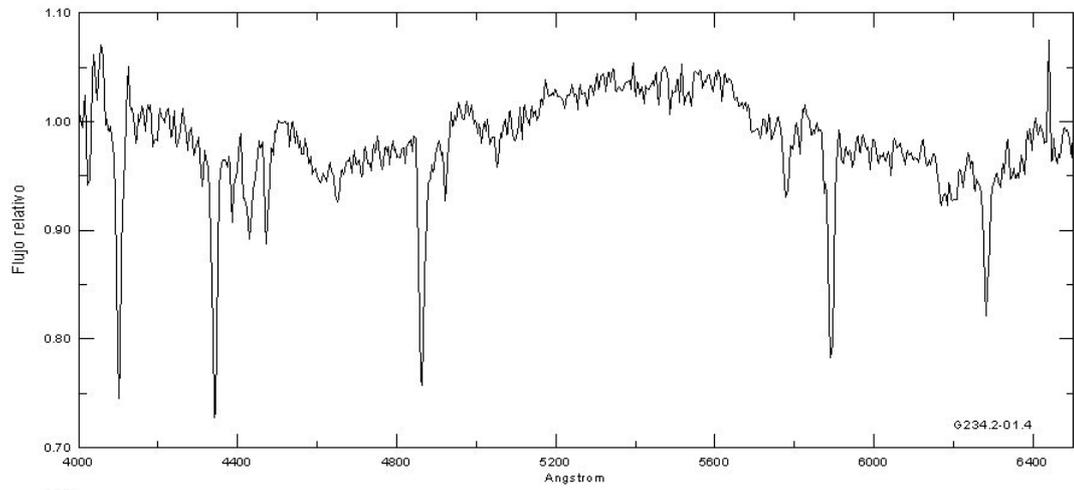
## Atlas de espectros

Los espectros están normalizados y acotados en el rango de 4000 a 6500 Å. Aquellas líneas intensas fueron truncadas con el fin de destacar el continuo estelar. Los rayos cósmicos no fueron removidos. En este atlas no incluimos las ECNP clasificadas como tipo espectral continuo ni aquellas que poseían una clasificación espectral anterior.

## C. ATLAS DE ESPECTROS

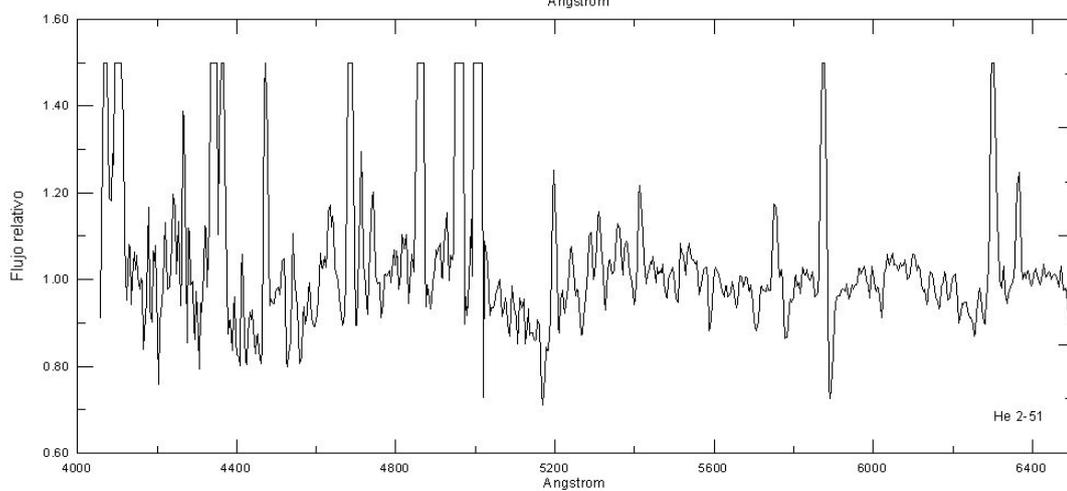
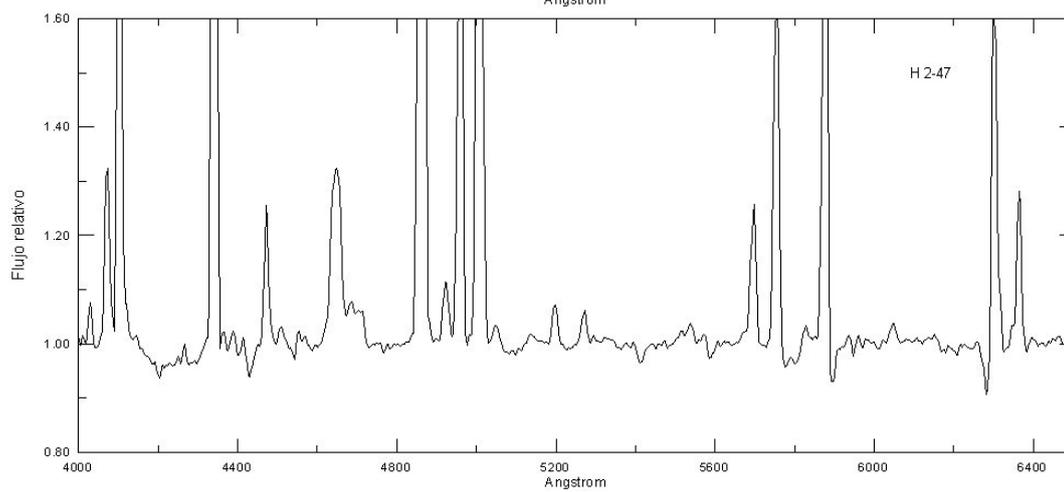
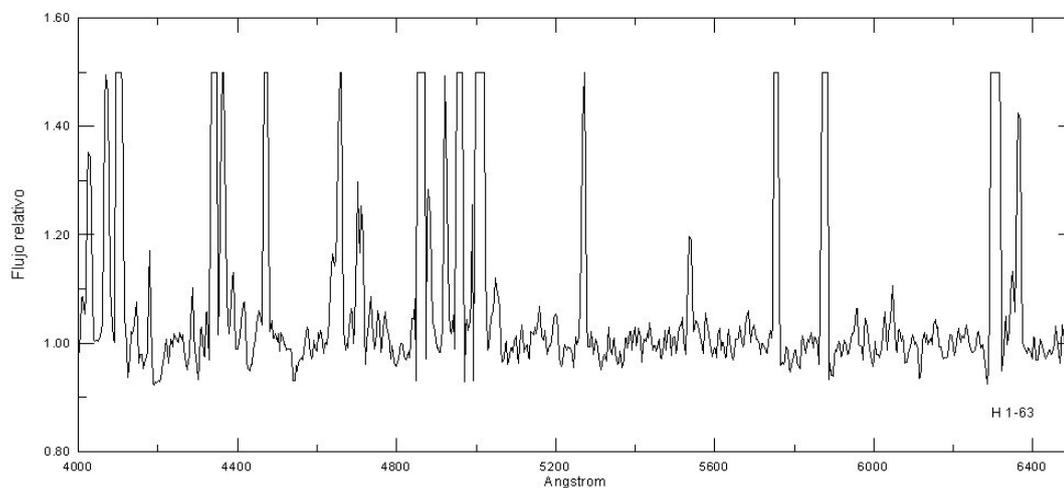
---





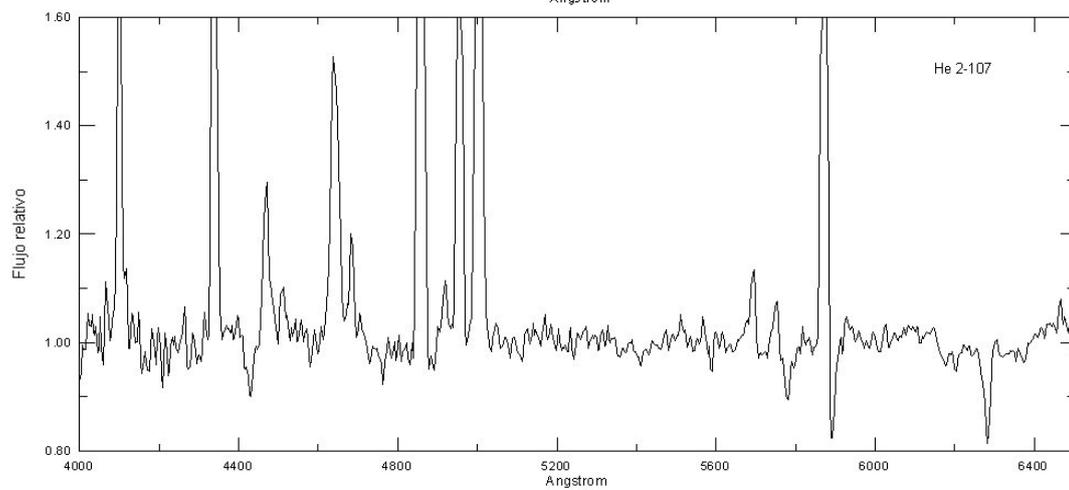
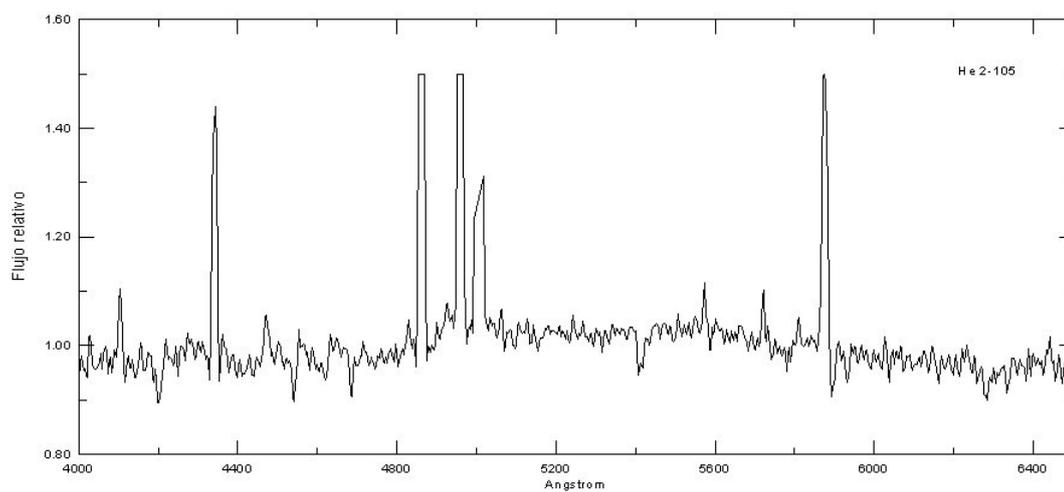
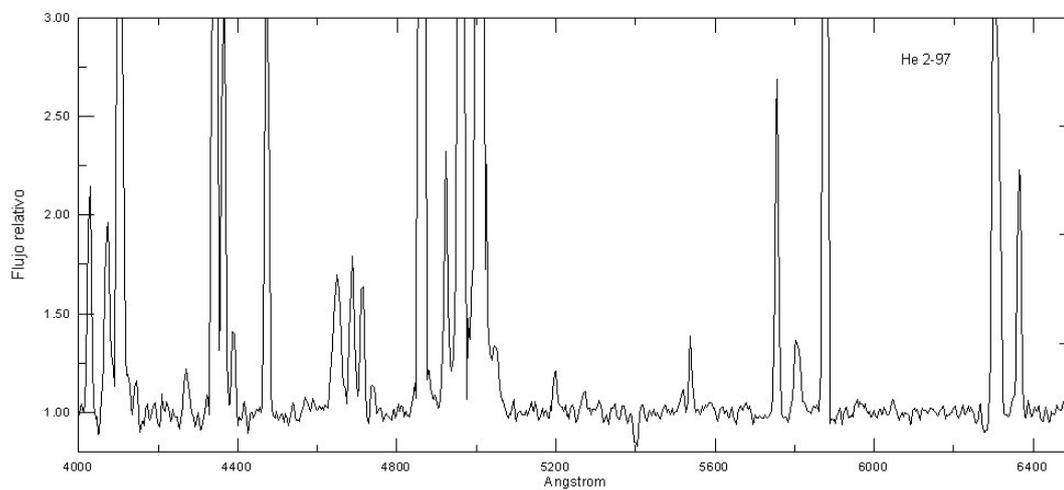
## C. ATLAS DE ESPECTROS

---



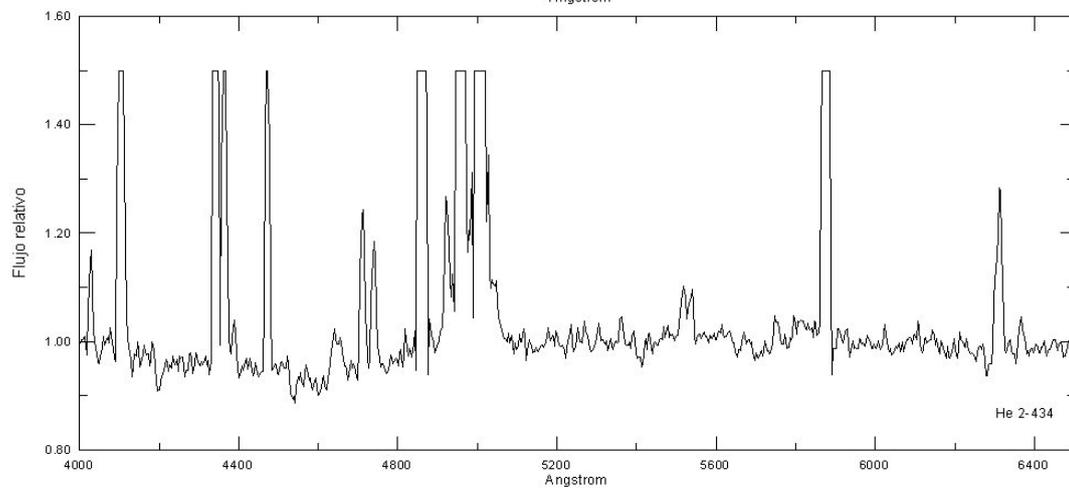
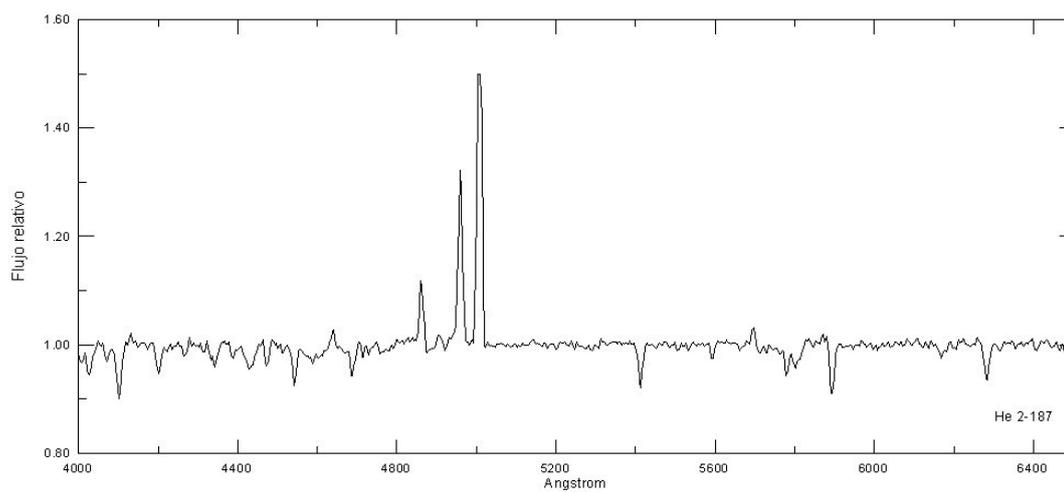
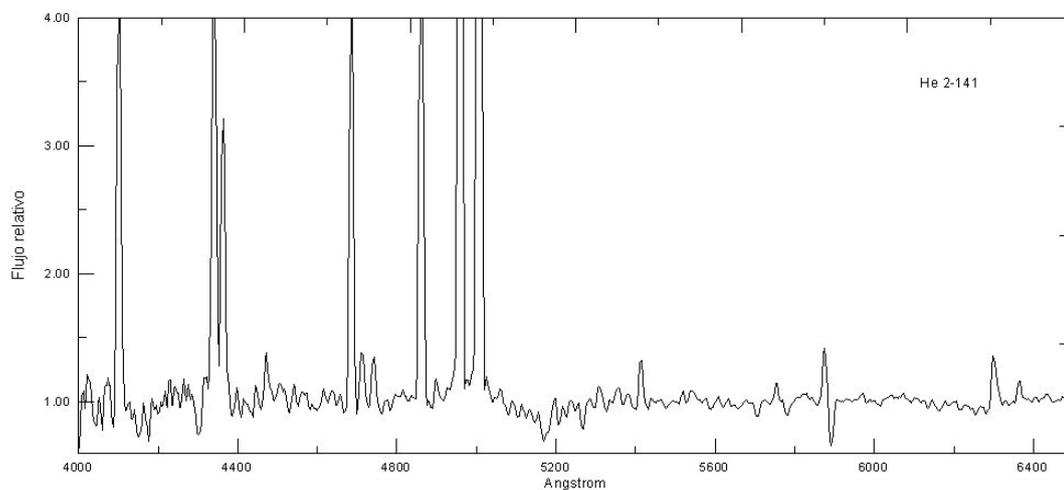
## C. ATLAS DE ESPECTROS

---



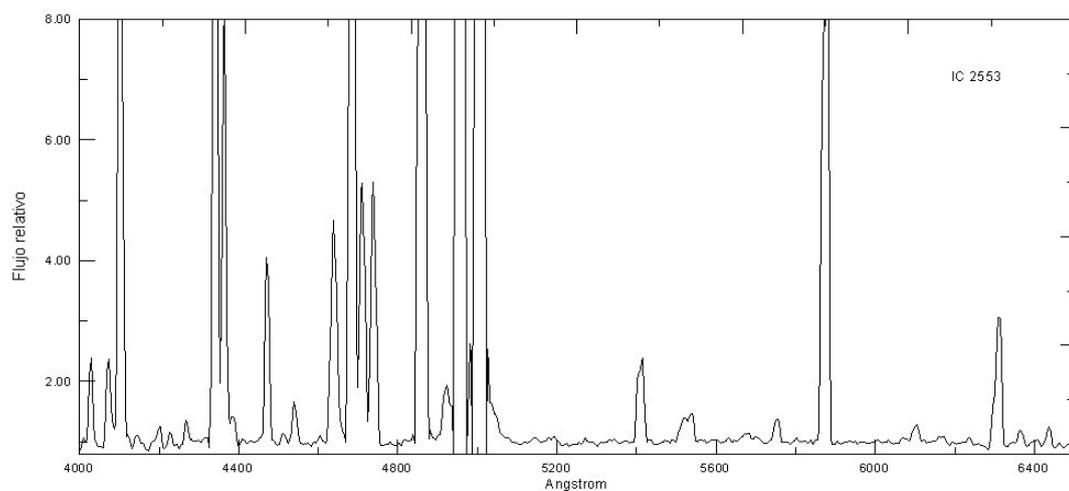
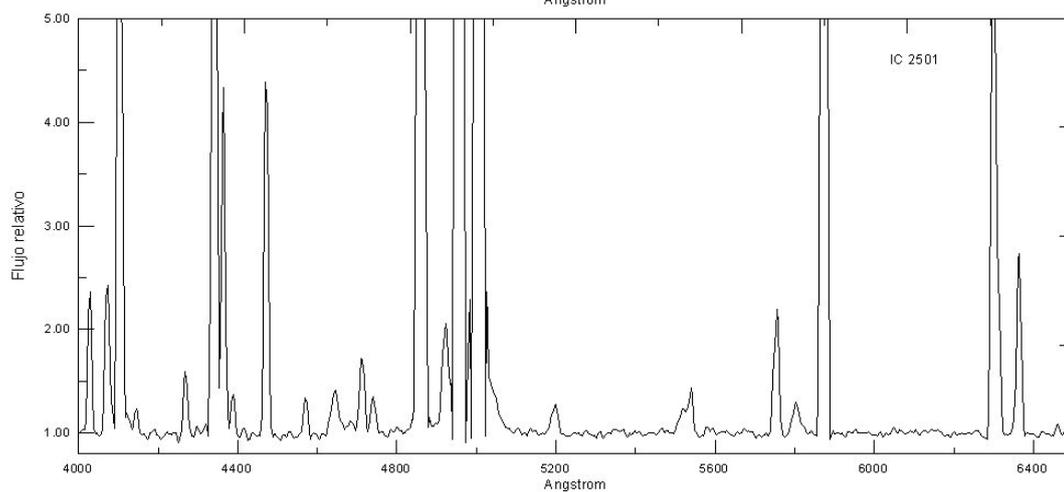
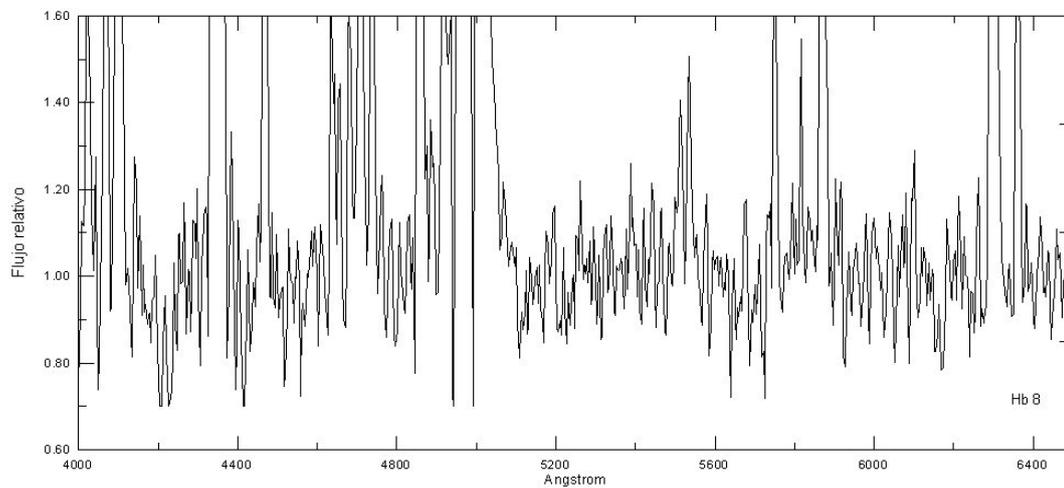
## C. ATLAS DE ESPECTROS

---



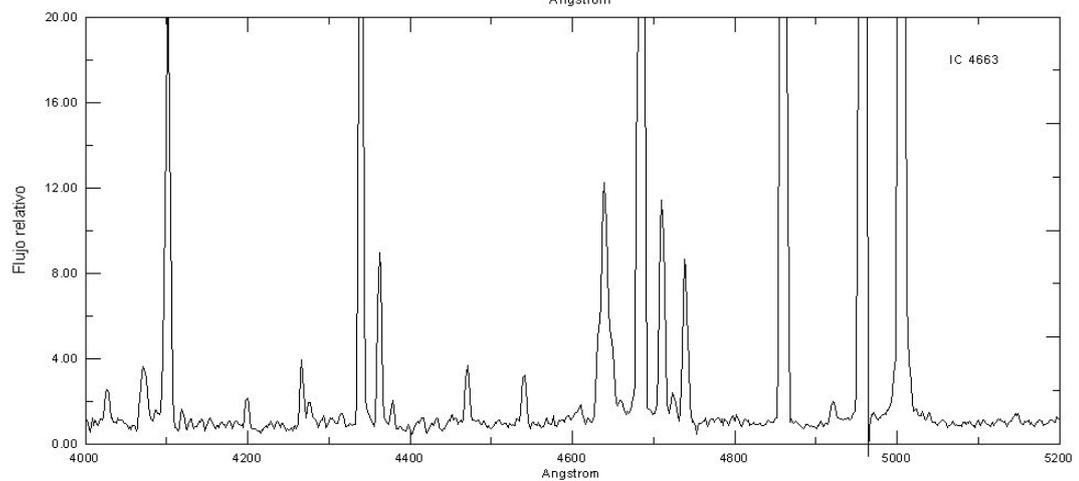
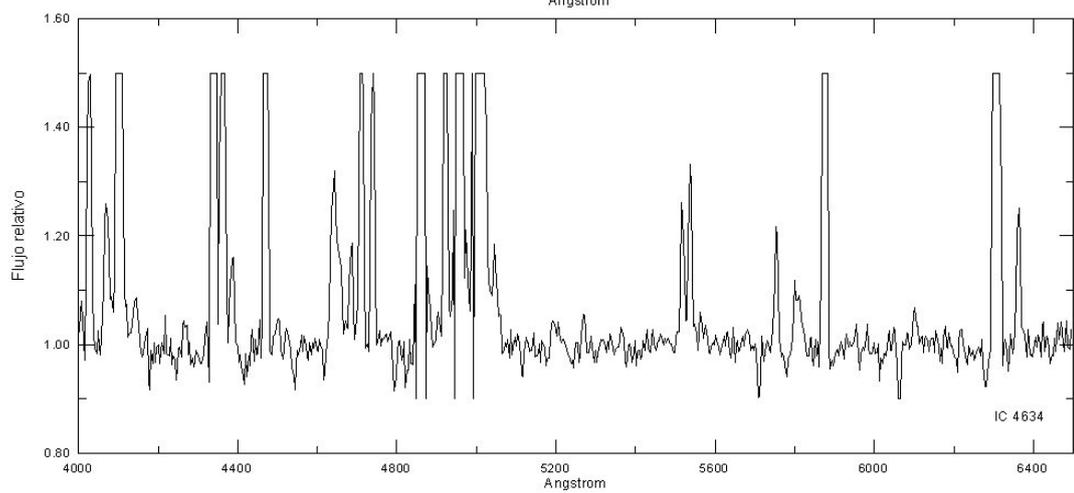
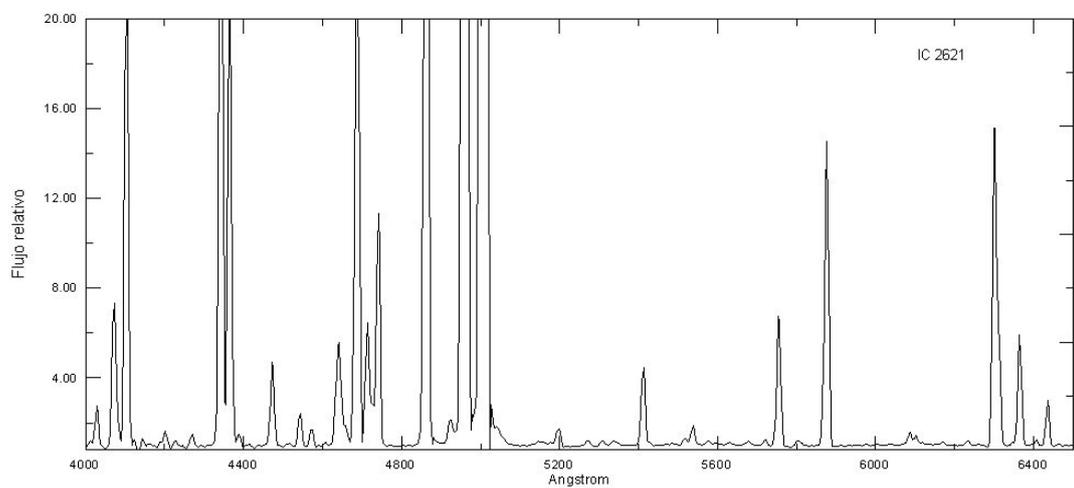
## C. ATLAS DE ESPECTROS

---



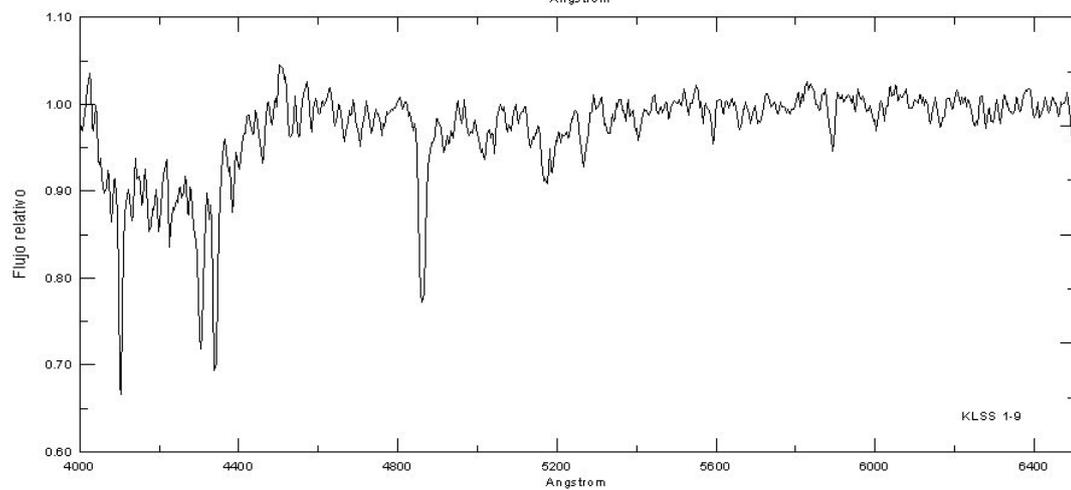
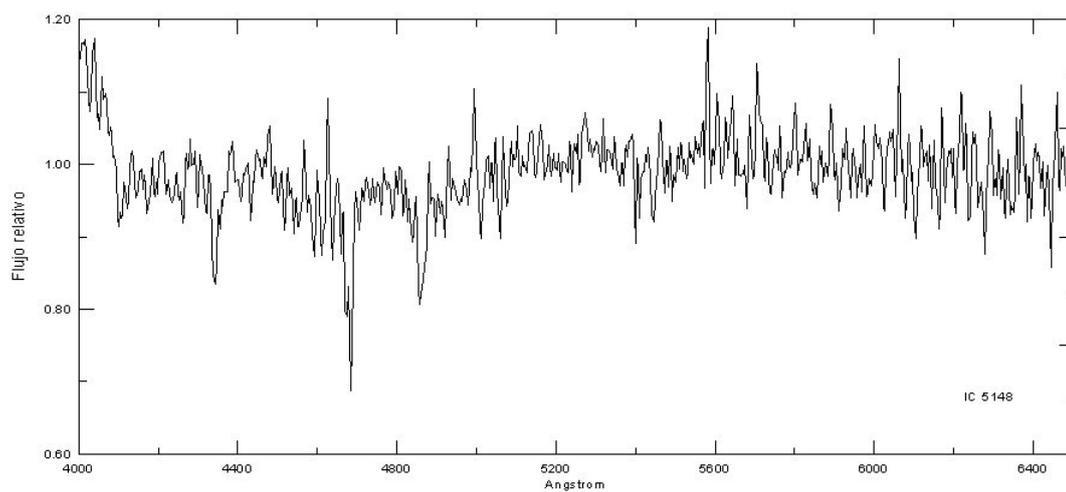
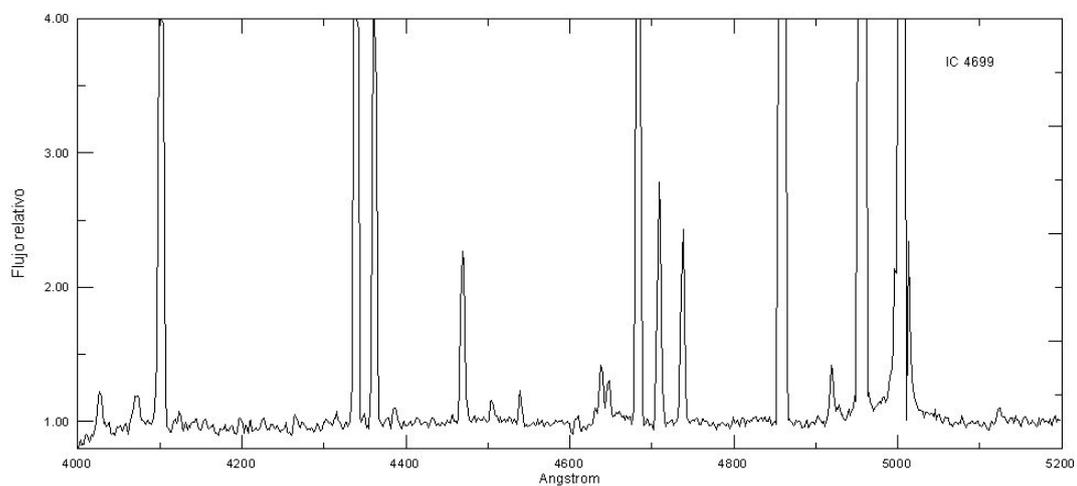
## C. ATLAS DE ESPECTROS

---



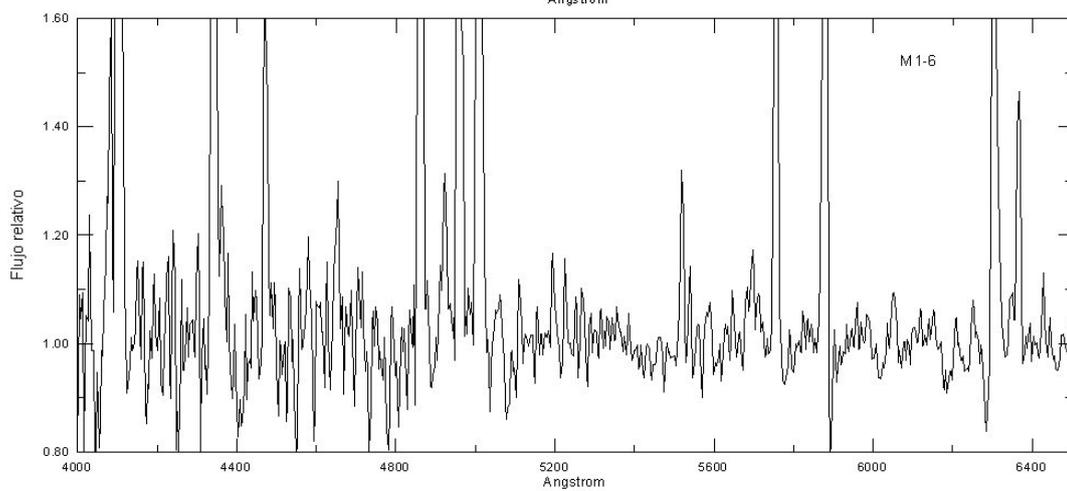
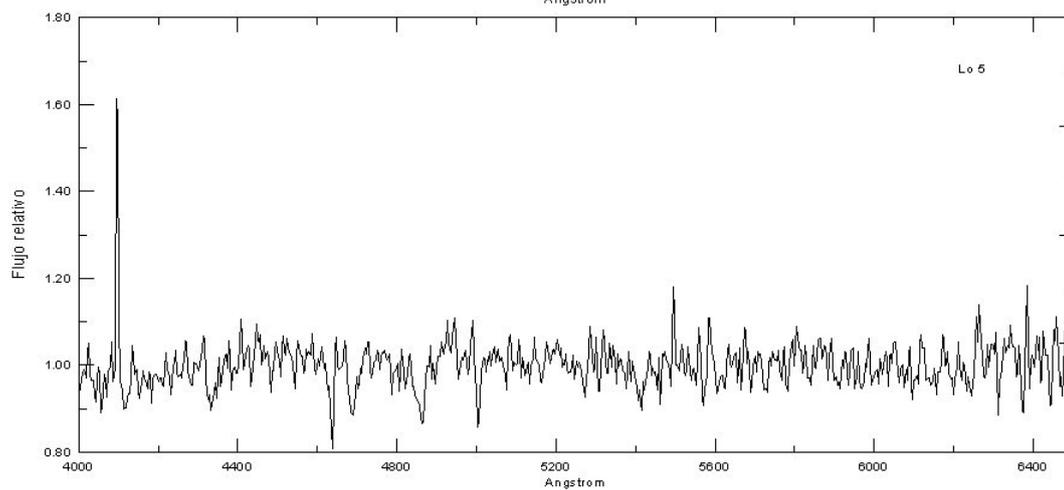
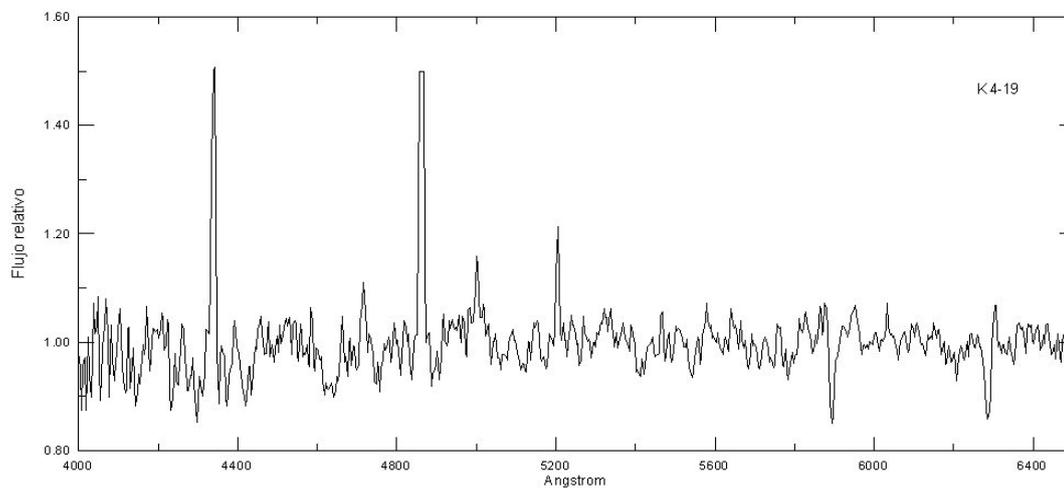
## C. ATLAS DE ESPECTROS

---



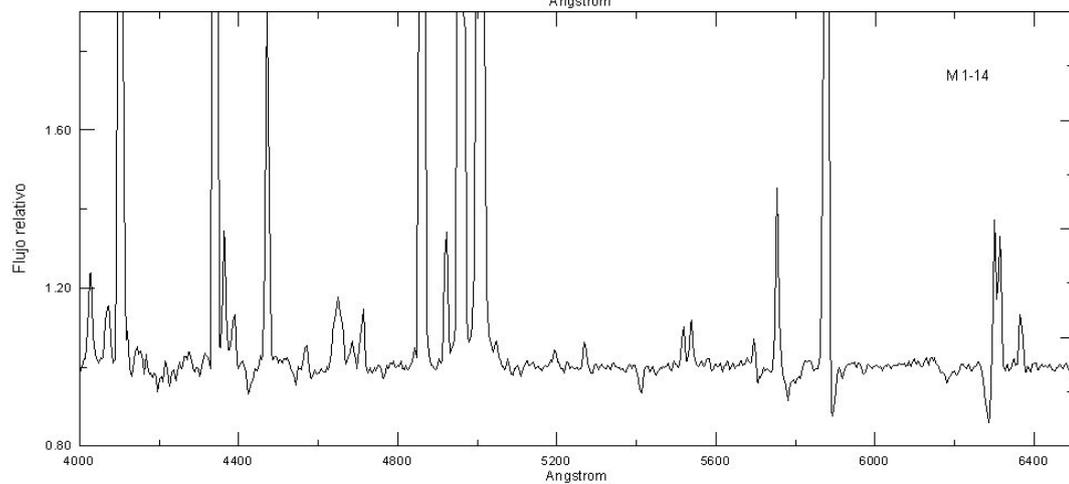
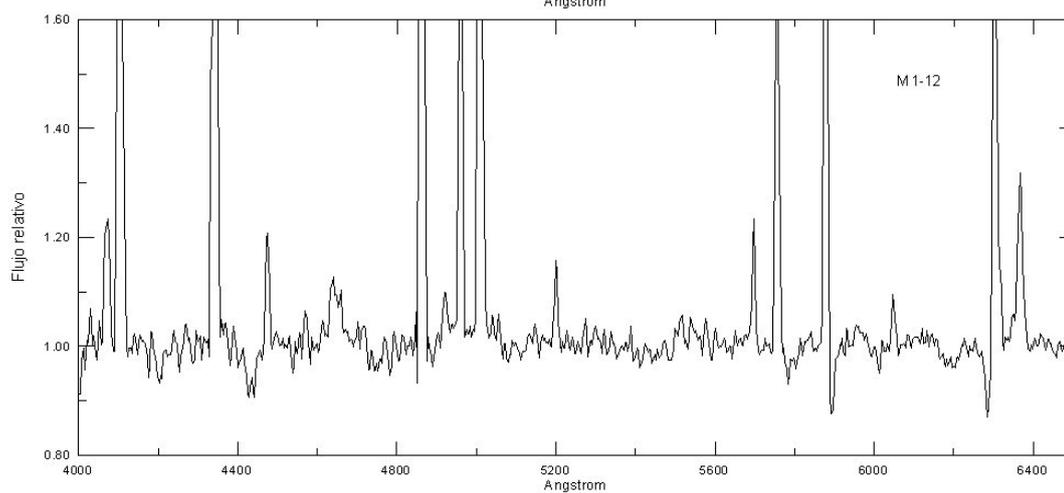
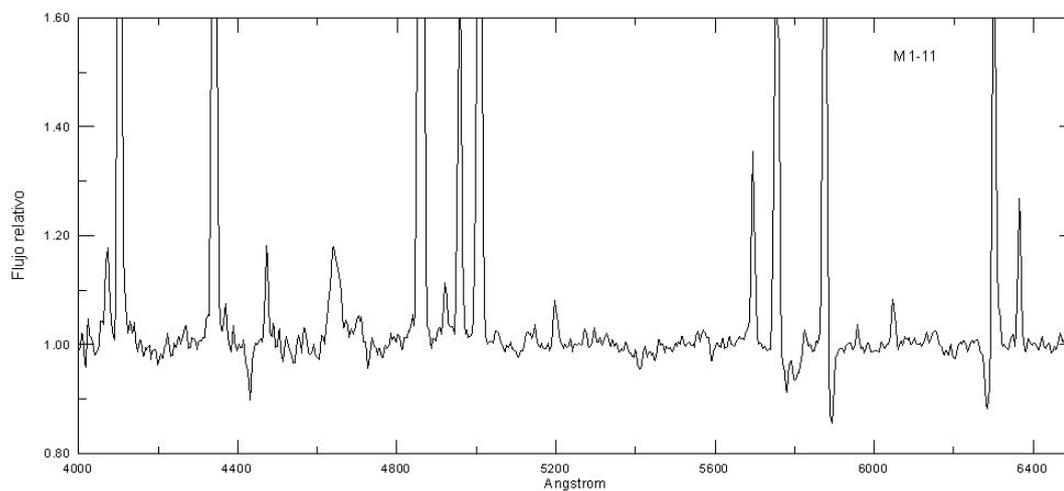
## C. ATLAS DE ESPECTROS

---



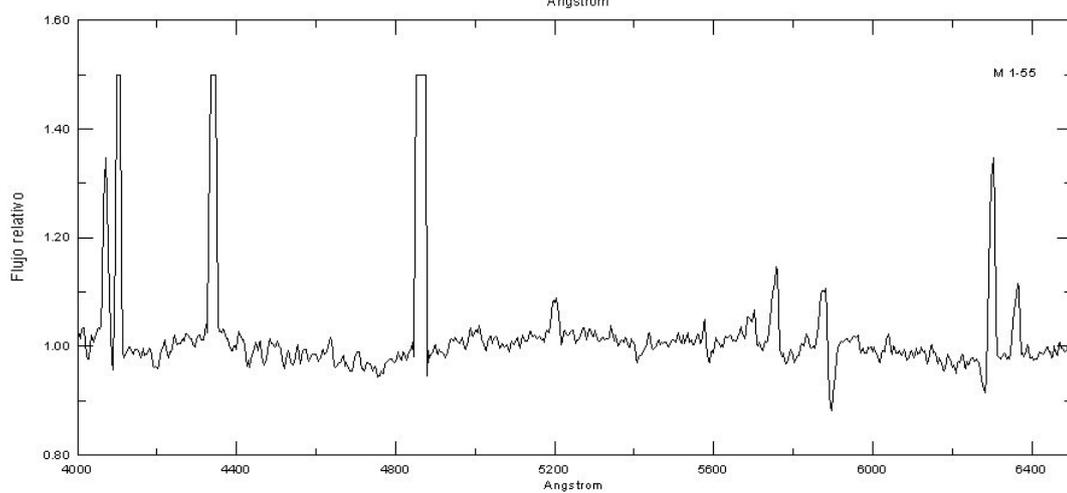
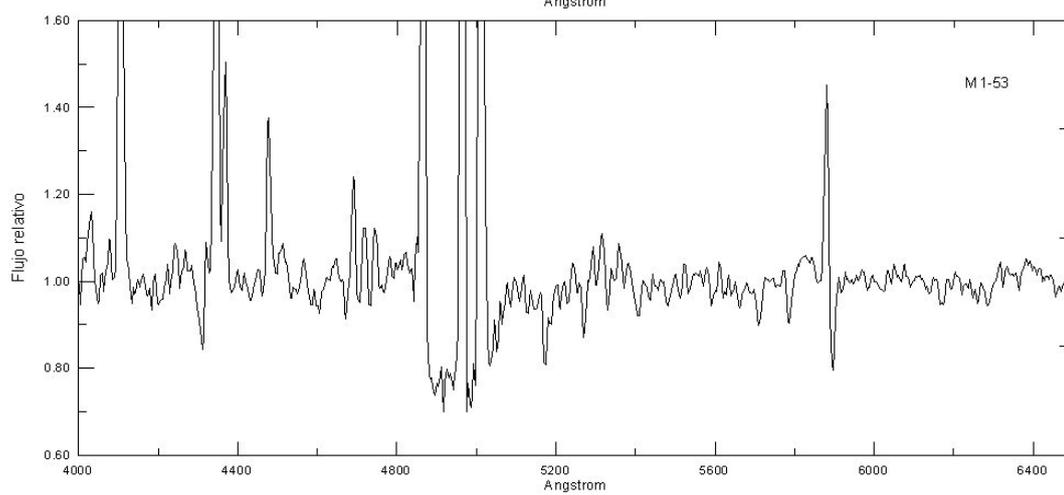
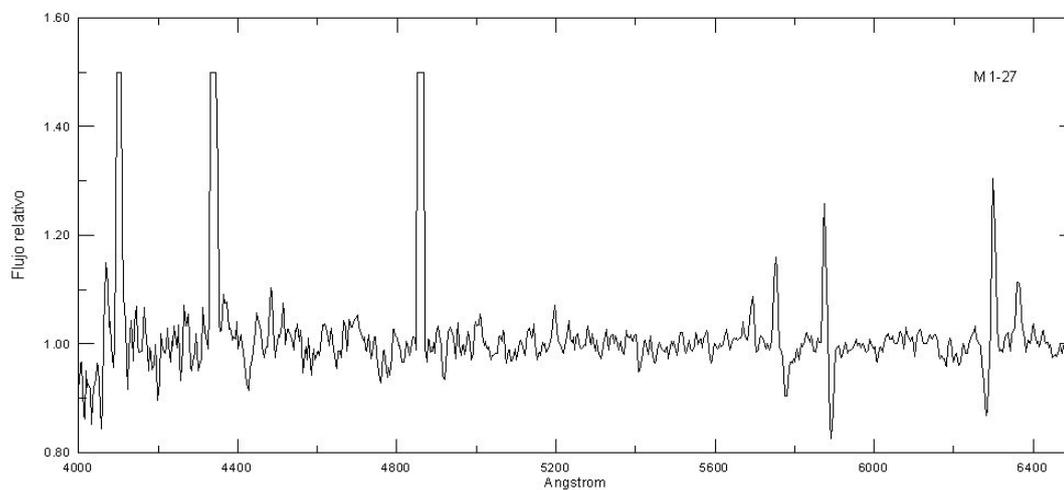
## C. ATLAS DE ESPECTROS

---



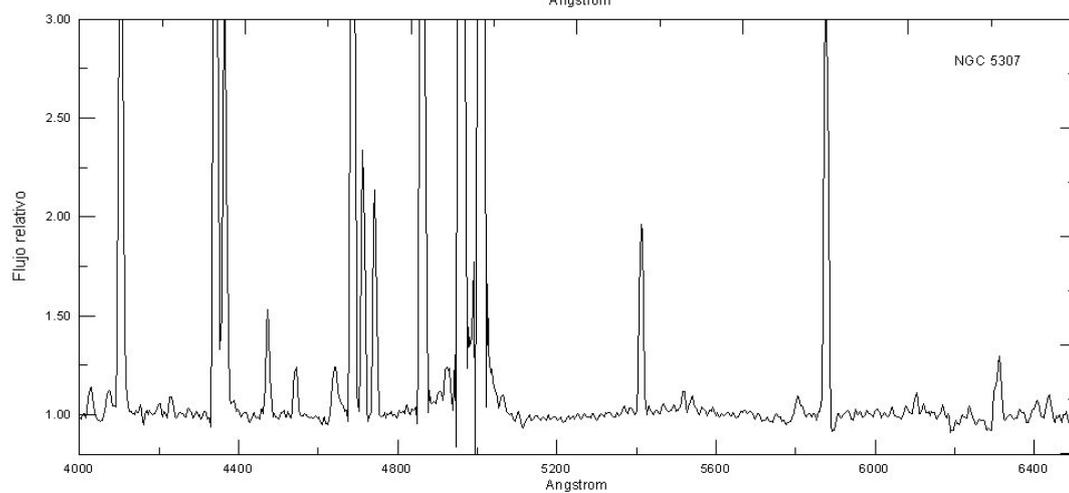
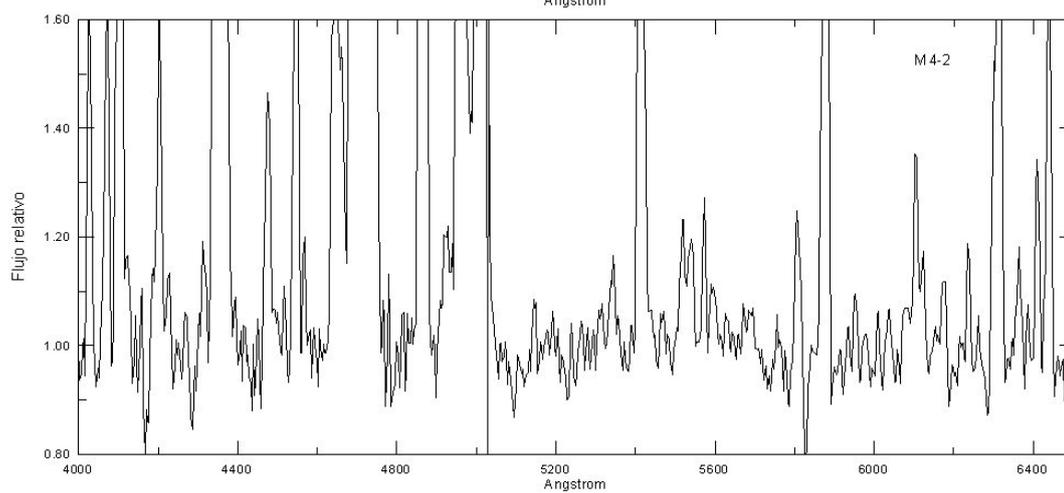
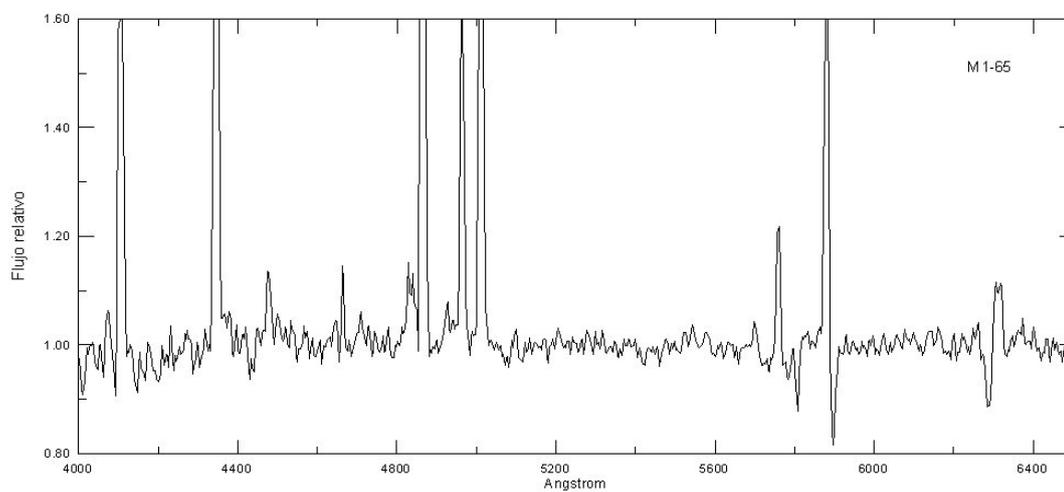
## C. ATLAS DE ESPECTROS

---



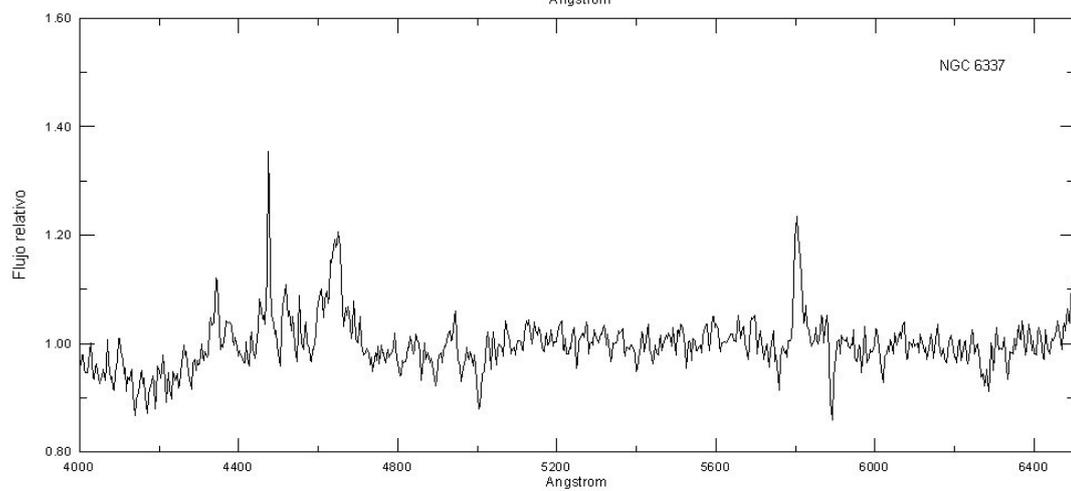
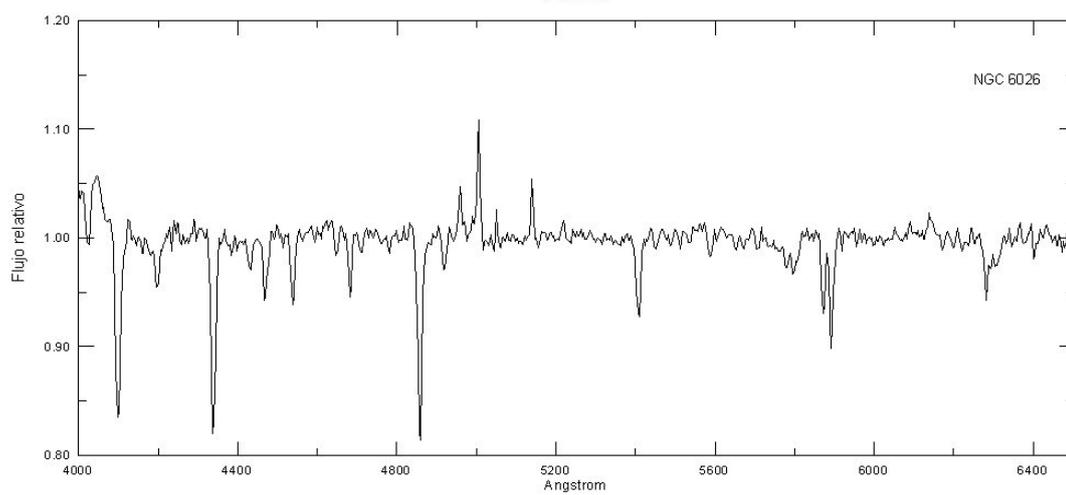
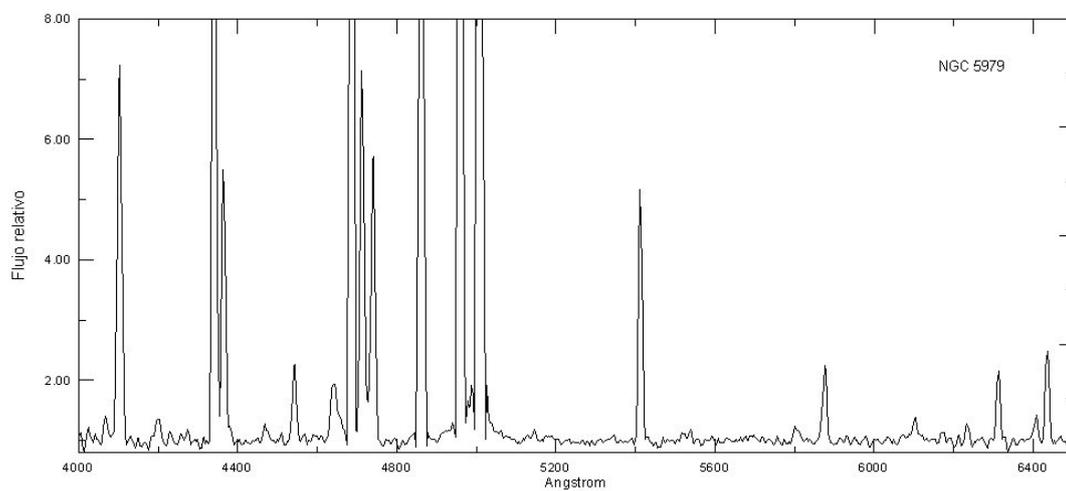
## C. ATLAS DE ESPECTROS

---



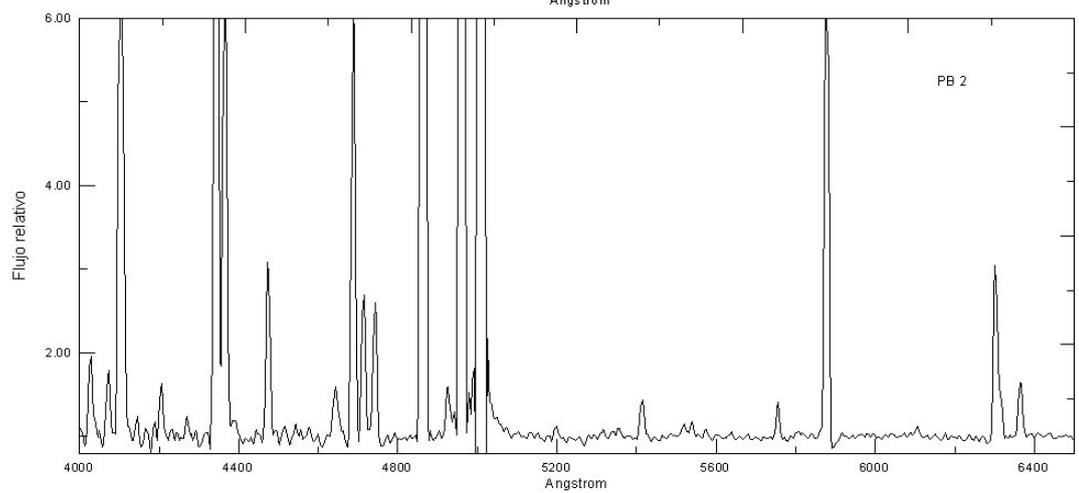
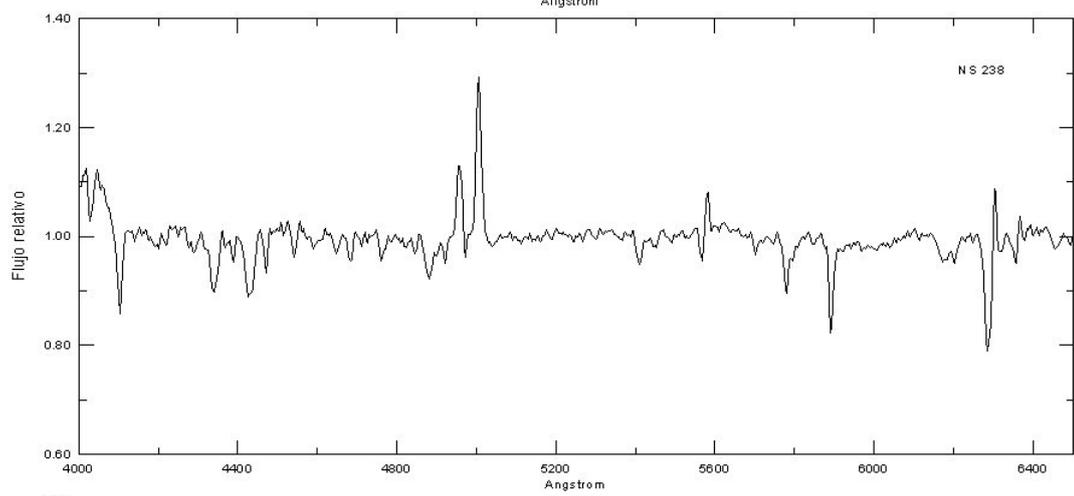
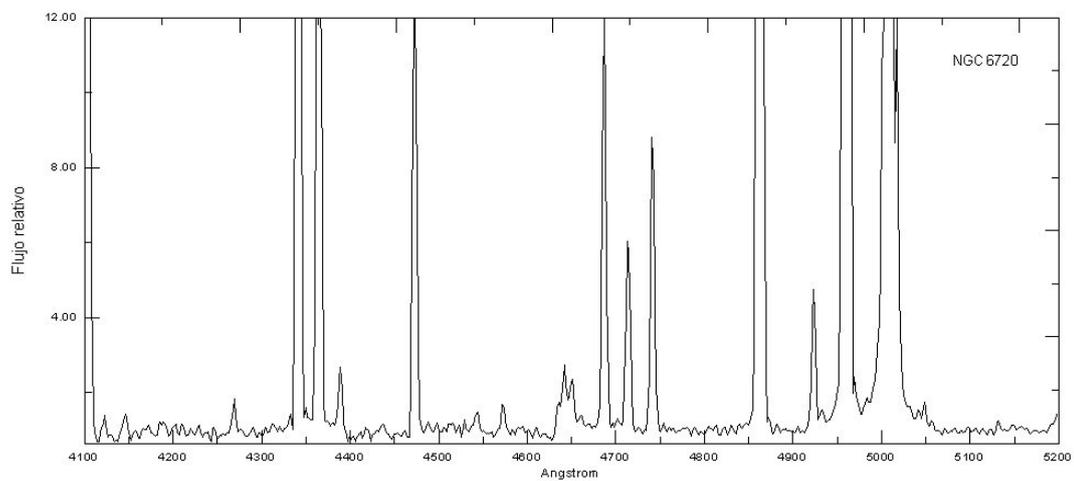
## C. ATLAS DE ESPECTROS

---



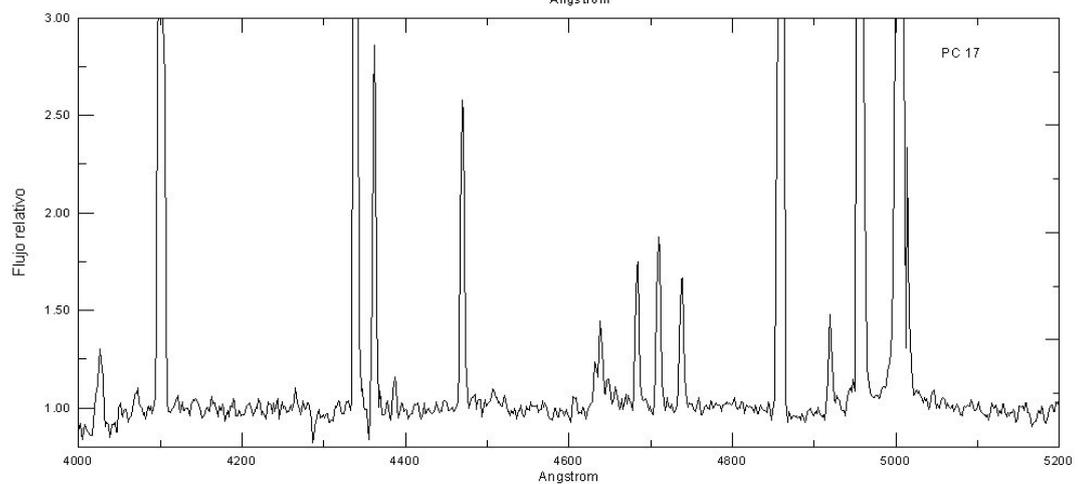
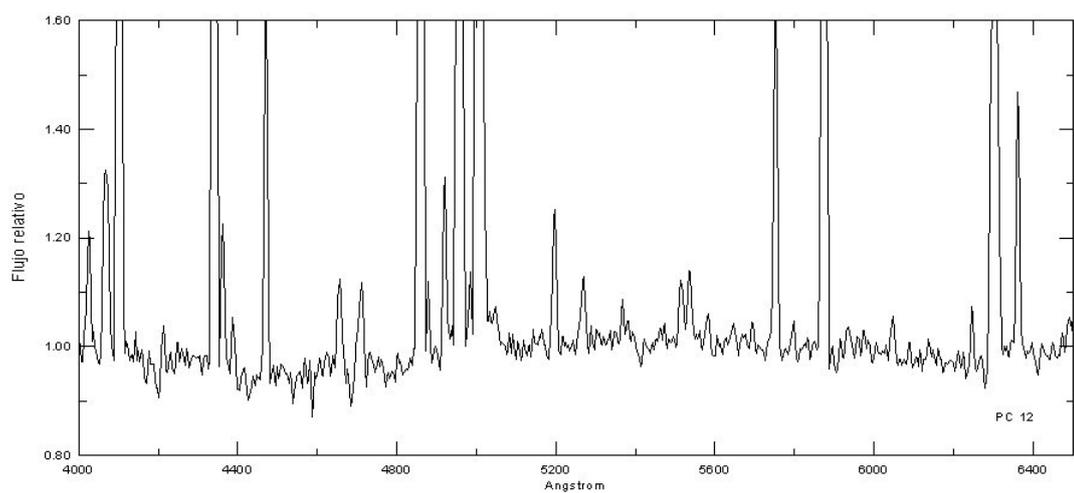
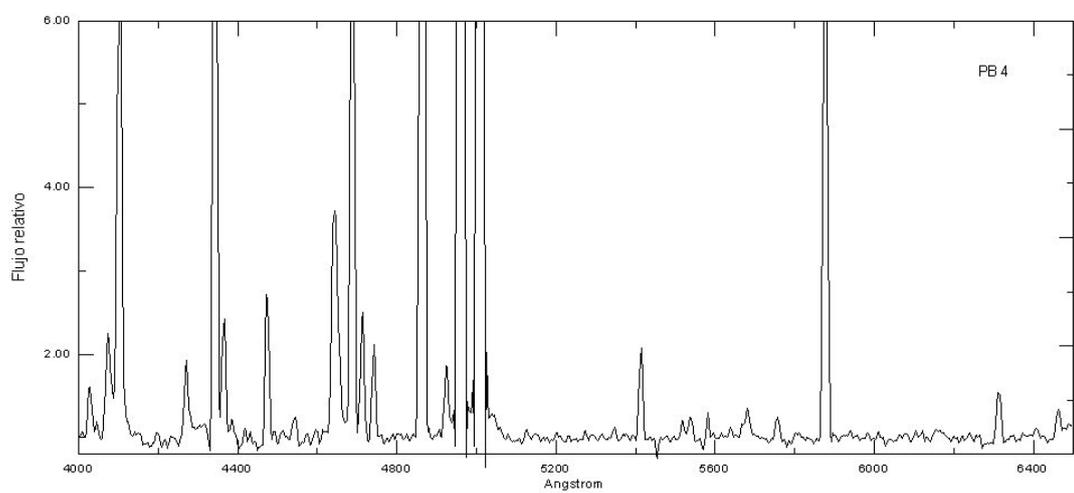
## C. ATLAS DE ESPECTROS

---



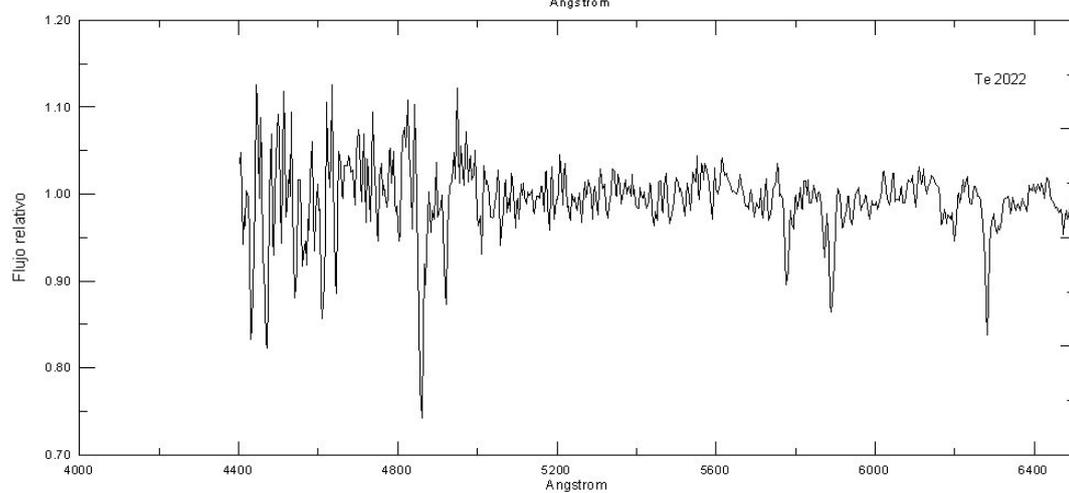
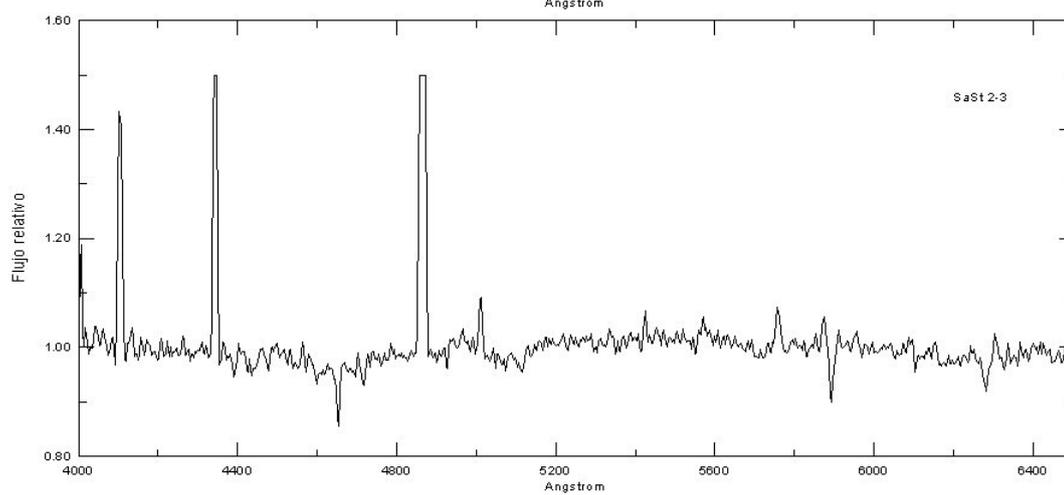
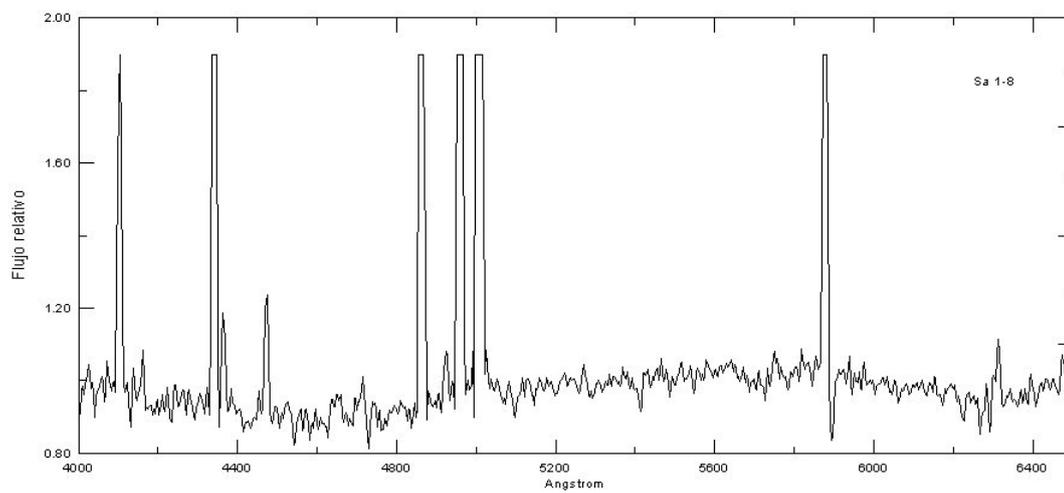
## C. ATLAS DE ESPECTROS

---



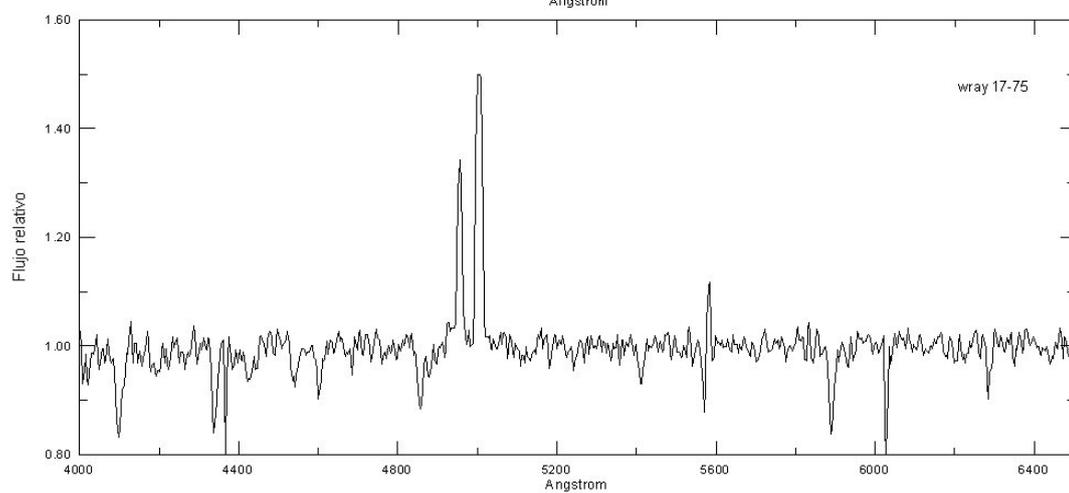
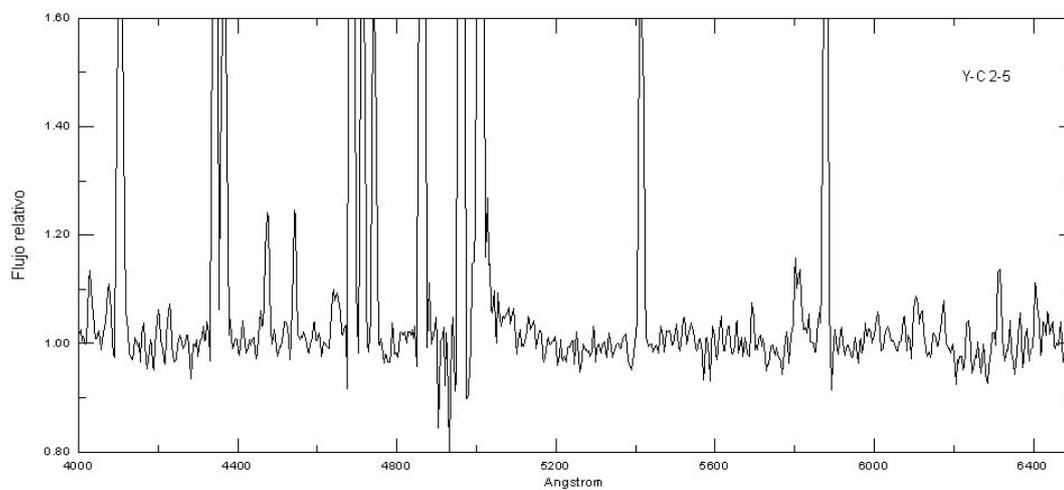
## C. ATLAS DE ESPECTROS

---



## C. ATLAS DE ESPECTROS

---



# Apéndice D

## Algunos resultados extra

### D.1. Distancia

El conocimiento de la magnitud absoluta es esencial en lo que hace al estudio de las ECNP, y en general a toda la astrofísica estelar, y para esto hace falta conocer la distancia. Excepto unas pocas NP con distancias determinadas por paralaje (Harris et al. 2007) la mayoría de las distancias publicadas están basadas en el método de Shklovskii, el cual permite calcular la distancia a una NP mediante el conocimiento del flujo  $F(H\beta)$  y el diámetro angular (ver Pottasch 1984 pag. 115). Sin embargo, la mayor incerteza de este método radica en la necesidad de asumir la masa ionizada de la nebulosa.

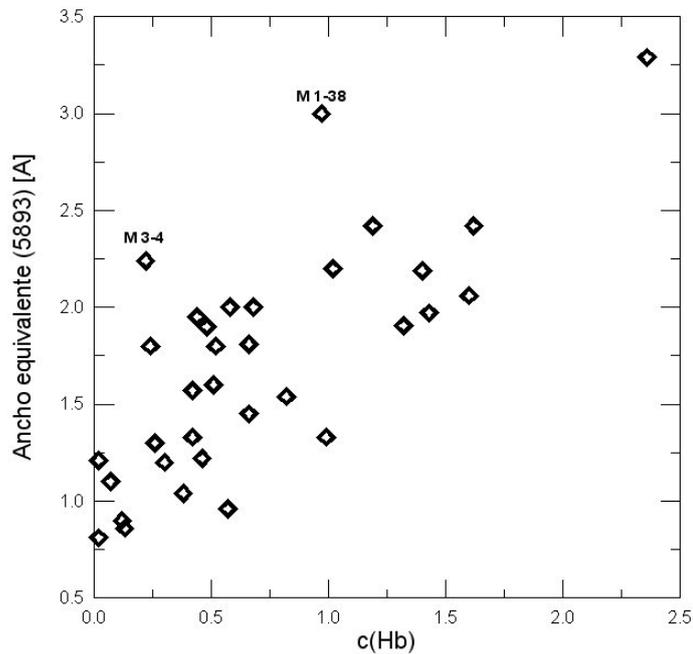
Debido a las ambigüedades que presenta el método de Shklovskii y las restricciones tecnológicas de obtener distancia por paralaje se propone otro método, independiente de suposiciones nebulares o estelares, basado en la medición de anchos equivalentes de líneas interestelares, DIB (por su sigla en inglés: “difus interestellar band”). En muchas de estas líneas no se sabe cual es su origen, la  $4428\text{\AA}$  es un ejemplo (ver Herbig 1995).

En nuestro caso hemos usado el mapa de la intensidad de la línea D del NaI en  $5890\text{-}96\text{\AA}$ . Binnendijk (1952, ver Fig. 6) calibró el ancho equivalente (EW) de esta línea como función de la distancia y la longitud galáctica. Tal calibración permite obtener la distancia para objetos que se encuentren a menos de 2 kpc y con  $|b| < 20^\circ$ . Napiwotzki & Schoenberner (1995) emplearon este método para inferir distancias a NPs y encontraron que sus resultados están en buen acuerdo con aquellos obtenidos vía paralaje.

Hay que tener especial cuidado con la medición de la línea interestelar  $5890\text{-}96$  ya que existe una emisión telúrica muy cerca (además de la emisión nebulosa del HeI en  $5876\text{\AA}$ ) y que en general complica la medición. El error en la medición de EW no es pequeño, ya que en general esta línea de absorción interestelar es relativamente débil. En el caso particular de K 2-2 (donde esta línea es notoria) se estima un error de  $0.06\text{\AA}$ . Por otra parte, el único objeto que tenemos en común con la muestra de Napiwotzki & Schoenberner (1995) es K 2-2, para el cual nuestra determinación de

distancia es comparable a la de ellos.

La Tabla D.1 muestra los resultados que hemos obtenido para aquellos objetos de nuestra muestra que reunían las condiciones, la columna tres muestra en EW que hemos medido, la columna cuarta la distancia que determinamos de nuestras mediciones y la quinta distancias determinadas por otros autores. En muchos casos los EW medidos superaban la cota máxima publicada por Binnendijk, en estos casos solo se pudo decir que la distancia es superior a 1 o 2 kpc. Por otra parte, como es de esperar, observamos un clara correlación lineal entre la constante de extinción y el ancho equivalente de la línea interestelar D del NaI (Fig. D.1).



**Figura D.1:** Correlación entre EW y  $c(H\beta)$ , aquellos objetos que se encuentran señalados, que presentan un EW sobrestimado, presentaron un gran complicación en la medición.

**Tabla D.1:** Distancias determinadas mediante medición de líneas interestelares

objeto	PN G	EW(5893) [Å]	dist. [kpc]	dist. pub. [kpc]	referencia
H 1-62	000.0-06.8	0,96	0,58	4,10	Tajitsu & Tamura 1998
Ap 2-1	035.1-00.7	1,62	1,65	1,13	Phillips 2004
NGC 6790	037.8-06.3	1,45	1,40	4,10	Phillips 2004
K 2-2	204.1+04.7	0,90	1,00	1,00	Maciel 1984
NGC 6337	349.3-01.1	1,33	0,78	1,33	Phillips 2004
H 1-35	355.7-03.5	1,33	0,93	8,50	Bensby & Lundström 2001

## D.2. Magnitud de la estrella central

El conocimiento de la magnitud visual, o una equivalente medición de flujo, es un importante prerequisite para una serie de investigaciones concernientes a las ECNP, por ejemplo para determinar la temperatura de Zanstra o la luminosidad. Desafortunadamente las magnitudes fotométricas para muchas ECNP son muy imprecisas o completamente desconocidas. Mas aún, mediciones realizadas por diferentes autores fácilmente pueden diferir hasta en una magnitud. Un buen ejemplo que refleja este hecho es la estrella central de la nebulosa K 2-2 para la cual se determinó:  $V= 17,26$  (Kaler & Jacoby 1989),  $V= 15,0$  (Kwitter et al. 1988) y  $V= 14,3$  (Napiwotzki & Schoenberner 1995).

Las mediciones fotométricas de las ECNP son generalmente contaminadas por la emisión nebulosa y el completo removido de esta es muy complicado. Este problema puede ser solucionado a través de la observación espectroscópica del continuo estelar, donde fácilmente puede ser eliminadas las diversas líneas de emisión nebulosa.

En nuestro caso, una vez eliminadas las líneas de emisión (en forma manual) obtuvimos el flujo correspondiente a cada banda a través de la Ecuación D.1 (Heber et al. 1984), donde  $S$  es la función de transmisión de la banda  $v$ ,  $F_v$  es el flujo de la estrella en la banda  $v$  y  $F_*$  es el espectro estelar.

$$F_v = \frac{\int F_* \times S d\lambda}{\int S d\lambda} \quad (D.1)$$

La convolución del continuo estelar con la función de transmisión de los filtros y la posterior integración se realizó mediante un rutina FORTAN (ver Apéndice E). La función de transmisión para los filtros V y B de Johnson & Morgan fue obtenida de Azusienis & Straizys (1969). La calibración de punto cero, es decir, el flujo correspondiente para la magnitud  $v = 0$  ( $F_{v0}$ ), lo obtuvimos de las estrellas estándares observadas en cada noche, mediante la expresión estándar: Ecuación D.2, en los casos en que se observó más de una estrella estándar por noche, promediamos los  $F_{v0}$  obtenidos de la Ecuación D.2, donde  $F_{vs}$  es el flujo medido de la estrella estándar en la banda  $v$  y  $vs$  es la magnitud tabulada de esta estrella estándar. Finalmente la magnitud  $v$  de la ECNP se obtiene de la Ecuación D.3. Una manera de estimar la incerteza en la determinación de la magnitud  $v$  es propagando los errores en la Ecuación D.3, asumimos despreciables la contribución de  $\sigma(F_v)$  frente a  $\sigma(F_{v0})$ , y adoptamos  $\sigma(F_{v0})$  como la desviación cuadrática media entre las distintas estrellas estándares observadas en la noche.

$$F_{v0} = F_{vs} \times 10^{(vs/2,5)} \quad (D.2)$$

$$v = -2,5 \log\left(\frac{F_v}{F_{v0}}\right) \quad (D.3)$$

Los resultados que hemos obtenido están listados en la Tabla D.2. Como puede verse, los resultados obtenidos, en general, son compatibles con aquellos publica-

dos en el catálogo de Acker et al. (1992). Para tres de las NP de nuestra muestra hemos obtenido por primera vez una estimación de las magnitudes aparentes de sus estrellas centrales: PB 2, NGC 6026 y Lo 6.

Hay que tener presente por un lado el tamaño de la ranura y las condiciones de “seeing” hacen que se pierda luz por lo que podría pensarse que las magnitudes que se obtuvieron son una cota superior, sin embargo esta puede ser una consideración menor si la comparamos con la calidad y estabilidad fotométrica del sitio de observación. Otro punto a tener en cuenta es la refracción diferencial, la cual afecta las mediciones espectrofotométricas; tomando en cuenta el tamaño de la ranura y el seeing promedio, consideramos como aceptables mediciones en aquellos objetos observados a una distancia cenital  $z < 1,15$ .

*Tabla D.2: Magnitudes aparentes  $v$  y  $b$  determinadas en este trabajo de tesis. La quinta y octava columna listan las magnitudes publicadas en el catálogo de Acker et al. (1992), en tanto que la última columna se lista el número de estrellas estándares que se utilizó para la calibración.*

objeto	PN G	b	$\sigma_b$	b str.	v	$\sigma_v$	v str.	Est.
IC 4699	348.0-13.8	14,1	-	14,82	15,2	-	15,10	1
H 1-63	002.2-06.3	13,6	-	14,70	14,3	-	14,70	1
Ap 1-12	003.3-04.6	12,6	-	13,37	13,2	-	13,29	1
NGC 6337	349.3-01.1	16,0	0,7	15,50	15,8	0,6	14,90	2
Y-C 2-5	240.3+07.0	15,3	0,3	15,84	15,4	0,1	15,65	2
WRAY 17-75	329.5-02.2	15,3	0,3	15,84	15,4	0,1	15,79	2
PC 17	343.5-07.8	14,8	0,3	15,16	14,3	0,3	14,61	2
PC 12	000.1+17.2	14,7	0,3	15,39	14,6	0,3	15,26	3
M 1-12	235.3-03.9	14,6	0,3	14,44	14,2	0,3	14,08	3
He 2-187	337.5-05.1	12,9	0,3	12,90	12,7	0,1	12,74	2
Sa 1-8	020.7-05.9	14,8	0,3	14,41	14,5	0,3	14,16	2
Cn 1-3	345.0-04.9	14,2	0,2	14,60	13,9	0,2	14,30	3
NGC 5307	312.3+10.5	13,7	0,3	14,67	13,6	0,3	14,66	3
H 1-62	000.0-06.8	14,6	0,3	15,09	14,3	0,3	14,92	2
PB 4	275.0-04.1	15,9	0,3	15,97	15,7	0,3	16,12	3
Fg 3	352.9-07.5	13,8	0,3	14,30	13,4	0,3	14,30	2
IC 4634	000.3+12.2	13,4	0,2	13,72	13,2	0,2	13,94	3
M 3-6	253.9+05.7	11,9	0,7	13,40	11,9	0,6	13,91	2
H 1-35	355.7-03.5	15,4	0,2	15,70	14,5	0,2	15,40	3
PB 2	263.0-05.5	15,6	0,3	-	15,3	0,1	-	2
Lo 6	294.1+14.4	13,2	0,3	15,70	13,1	0,1	-	2
NGC 6026	341.6+13.7	15,5	0,3	-	14,7	0,1	13,29	2

### D.3. Velocidad radial y de expansión

Como fue mencionado en el Capítulo 4, en algunas ocasiones se realizaron observaciones con la red de  $1200 \text{ l mm}^{-1}$ . Estas fueron, en su mayoría, tendientes a obtener datos cinemáticas de aquellos objetos para los cuales se desconocían tales parámetros. De estos espectros, que en general estuvieron centrados en  $H\alpha$ , obtuvimos la velocidad radial y en algunos casos un estimación de la velocidad de expansión.

En los espectros ya reducidos y calibrados en longitud de onda fueron medidas todas las líneas de emisión que se observaron, y para cada una de estas se obtuvo un velocidad radial, las que finalmente se promediaron. En algunas ocasiones se contó con mas de un espectro, esto redundó en una mejor determinación de la velocidad radial. El paso de esta velocidad radial observada al sistema LSR (por su sigla en ingles Local Standard of de Rest) se realizó mediante la tarea IRAF: RVCORRECT. La Tabla D.3 lista las velocidades radiales promedio que determinamos con su correspondiente error, el cual asumimos como la desviación cuadrática media de las diferentes mediciones. Estas velocidades son compatibles con la distribución de velocidad radial vs. longitud galáctica observada para las NPs (Pottasch 1984, pag. 27), la única excepción es K 4-19, su velocidad debería ser algo mayor que la que determinamos.

La dispersión media en los espectros de la red de 1200 es de  $0,61 \text{ \AA px}^{-1}$  (en torno a  $H\alpha$ ) y asumiendo que se pueden medir los baricentros con una precisión de una décima de píxel. Podemos estimar que a la incerteza en la medición del baricentro de la línea es de:  $2,8 \text{ km s}^{-1}$ . Por otra parte, se observó que cuando se miden la líneas en dos espectros diferentes (como en el caso de Ap 2-1) se ve que el espectro A presenta sistemáticamente baricentros desplazados mas al rojo que el espectro B, esto lo interpretamos como la incerteza en la linealización del espectro, la que estimamos en  $4 \text{ km s}^{-1}$ . De manera de avaluar el sistema de observación, se determinaron la velocidades radiales de estrellas estándares observadas en cada noche, y los resultados obtenidos fueron siempre consistentes con los publicados.

**Tabla D.3:** Velocidades radiales determinadas.

objeto	PN G	Vr obs. [ $\text{km s}^{-1}$ ]	$\sigma(Vr)$	LSR [ $\text{km s}^{-1}$ ]
G 002.6+04.8	002.6+04.8	-66	20	-78
PTB 20	016.1+07.7	-1	20	-8
MA 13	023.9+01.2	185	6	173
Ap 2-1	035.1-00.7	45	12	55
K 4-19	038.4-03.3	7	2	1
M 1-12	235.3-03.9	73	7	73
KLSS 1-9	240.8-19.6	21	2	32
He 2-107	312.6-01.8	-172	59	-159
LoTr 8	315.7+05.5	-46	20	-72
PN 1611-4504	336.1+04.1	-320	70	-290
H 1-7	345.2-01.2	-12	2	-34
M 3-21	355.1-06.9	-44	3	-64
Te 2022	358.8-00.0	8	8	-11

En lo que hace a la estimación de la velocidad de expansión usamos el modelo de Sabbadin (1984), basado en el ancho de las líneas de emisión nebulares. El ancho observado de las líneas de emisión es el producto combinado de la expansión de la nebulosa, el ancho instrumental de la línea (en nuestro caso lo obtuvimos de las líneas de comparación), posible ensanchamiento producido por el proceso de reducción, ensanchamiento térmico, etc. Para nuestras determinaciones solo tuvimos en cuenta el ancho instrumental y el ancho térmico. Para este último se estima un

FWHM de unos  $7,6 \text{ km s}^{-1}$ , esta aproximación se deduce asumiendo que la nebulosa está a una temperatura homogénea de  $10^4 \text{ K}$  (Welty 1983). Finalmente la velocidad de expansión se obtiene de la Ecuación D.4 donde se tiene en cuenta  $n$  factores de ensanchamiento de línea,  $FWHM_{obs}$  es el ancho observado de la línea nebulosa y se cumple que  $2 V_{exp}=FWHM_{np}$ . Los resultados están tabulados en la Tabla D.4. Como se vio en el Capítulo 2 la velocidad promedio de expansión en las NPs es algo inferior a los valores que hemos determinado, probablemente haya algún factor importante de ensanchamiento que no estamos teniendo en cuenta, por tanto nuestros resultados deben ser tomados como una cota superior de la velocidad de expansión.

$$(FWHM_{np})^2 = (FWHM_{obs})^2 - \sum_{i=1}^n (FWHM_i)^2 \quad (\text{D.4})$$

**Tabla D.4:** Velocidades de expansión determinada.

objeto	PN G	$V_{exp} [\text{km s}^{-1}]$
Ap 2-1	035.1-00.7	37
M 1-12	235.3-03.9	34
M 3-21	355.1-06.9	22
Te 2022	358.8-00.0	14

# Apéndice E

## Detalles de las Tareas IRAF y códigos

En general las tareas IRAF empleadas fueron usadas con sus parámetros libres brindados por defecto. Sin embargo en algunas tareas, que se detallan a continuación, estos fueron cambiados por otros que se consideraron mas apropiados.

- Zerocombine  
*reject: minmax*
- Ccdproc  
*functio: chebyshev order: 2 sincantype: short*
- Flatcombine  
*reject: avsigclip scale: mode fixpix: no nkeep: 1 mclip: yes*
- Response  
*functio: chebyshev order: 7*
- Combine  
*reject: avsigclip scale: mode subset: no weight: mode blank: 1*
- Illumination  
*functio: spline3 order: 2*
- Cosmicray (se hacen dos corridas)  
*thresho: 20 window: 5*  
*thresho: 25 window: 7*
- Appall  
*format: onedspec lower: 3 upper: 3 b\_funct: chebyshev order: 1 t\_funct: chebyshev order: 3*
- Identify  
*functio: chebyshev order: 5*
- Sensfuncion  
*functio: spline3 order: 6*

Además se elaboraron códigos para evaluar la abundancia de He como así también para convolucionar el flujo estelar con los filtros de Johnson & Morgan.

- Aabudnacia de He  
program abunda  
real\*8 t,ne,d  
real\*8 g38,g40,g44,g58,g66  
real\*8 e38,e40,e44,e58,e66  
real\*8 i38,i40,i44,i58,i66  
real\*8 i46,yy46

## E. DETALLES DE LAS TAREAS IRAF Y CÓDIGOS

---

```
real*8 y38,y40,y44,y58,y66
open(unit=10,file='resul.dat',status='unknown')
open(unit=11,file='datos.param',status='old')
read(11,*)t,ne,i38,i40,i44,i58,i66,i46
d=1.+3130.*ne**(-1)*t**(-1)*(0.5)
g38=9.34*t**((-1)*0.92)*exp((-1)*3.699/t)
g38=g38+1.64*t**((-1)*0.79)*exp((-1)*4.379/t)
g38=g38+0.83*t**((-1)*0.40)*exp((-1)*4.545/t)
g38=g38+0.51*t**((-1)*1.05)*exp((-1)*4.818/t)
g38=g38+0.39*t**((-1)*0.36)*exp((-1)*4.900/t)
g38=g38/d
g40=6.92*t**((-1)*0.45)*exp((-1)*4.900/t)/d
g44=6.95*t**((+1)*0.15)*exp((-1)*4.545/t)
g44=g44+0.22*t**((-1)*0.55)*exp((-1)*4.884/t)
g44=g44+0.98*t**((-1)*0.45)*exp((-1)*4.901/t)
g44=g44/d
g58=6.78*t**((+1)*0.07)*exp((-1)*3.776/t)
g58=g58+1.67*t**((-1)*0.15)*exp((-1)*4.545/t)
g58=g58+0.60*t**((-1)*0.34)*exp((-1)*4.901/t)
g58=g58/d
g66=3.15*t**((-1)*0.54)*exp((-1)*3.776/t)
g66=g66+0.51*t**((-1)*0.51)*exp((-1)*4.545/t)
g66=g66+0.20*t**((-1)*0.66)*exp((-1)*4.901/t)
g66=g66/d
write(*,*)t,ne,d
write(*,*)g38,g40,g44,g58,g66
e38=0.904*t**(-0.173-0.00054*ne)
e40=4.297*t**(0.090-0.0000063*ne)
e44=2.010*t**(0.127-0.00041*ne)
e58=0.735*t**(0.230-0.00063*ne)
e66=2.580*t**(0.249-0.00020*ne)
y38=(i38/100.)*e38/(1.+g38)
y40=(i40/100.)*e40/(1.+g40)
y44=(i44/100.)*e44/(1.+g44)
y58=(i58/100.)*e58/(1.+g58)
y66=(i66/100.)*e66/(1.+g66)
yy46=(i46/100.)*(0.065+0.024*t-0.0052*t**2)
write(10,*)y38
write(10,*)y40
write(10,*)y44
write(10,*)y58
write(10,*)y66
write(10,*)yy46
end
```

- Convolutiona el flujo estelar con la transmisión de los filtros V y B del sistema de Johnson & Morgan.

```
program inter
real*8 lg(100),tg(100),lf(1000),f(1000)
real*8 dif
real*8 y1,y2,a,r,flujo
open(unit=10,file='v.dat',status='old')
open(unit=11,file='ic4699-cc.txt',status='old')
open(unit=12,file='flujo.dat',status='unknown')
do i=1,88
read(10,*)lg(i),tg(i)
end do
do j=1,855
read(11,*)lf(j),f(j)
end do
do j=1,855
do i=1,88
dif=lf(j)-lg(i)
if(abs(dif).le.25.) then
if(dif.gt.0.) then
```

## E. DETALLES DE LAS TAREAS IRAF Y CÓDIGOS

---

```
y1=lg(i)
y2=lg(i+1)
a=(tg(i+1)-tg(i))/50.
r=a*(lf(j)-lg(i))+tg(i)
else
a=(tg(i)-tg(i-1))/50.
r=a*(lf(j)-lg(i-1))+tg(i-1)
y1=lg(i-1)
y2=lg(i)
endif
else
goto 1
endif
flujo=r*f(j)
write(12,*)lf(j),r,flujo
write(*,*)lf(j),r,flujo
if(r.ge.1)write(*,*)'ufo'
1 enddo
enddo
end
```

- Integra el flujo en las distintas bandas

```
program integra
real*8 l(1000),f(1000),r,a(1000),ri
real*8 a1(1000)
open(unit=10,file='flujo.dat',status='old')
open(unit=11,file='integral.dat',status='unknown')
ri=0.
l(0)=0.
f(0)=0.
do i=1,855
read(10,*)l(i),r,f(i)
a1(i)=(l(i)-l(i-1))*f(i-1)
a(i)=a1(i)+(l(i)-l(i-1))*(f(i)-f(i-1))/2.
ri=ri+a(i)
write(11,*)l(i),a(i),ri
enddo
write(*,*)ri
end
```

# Referencias

- [1] Acker A., Chopinet M., Pottasch S., Stenholm B., 1987, *A&AS*, 71, 163
- [2] Acker A., Jasiewicz G., Koepfen J., Stenholm B., 1989, *A&AS*, 80, 201
- [3] Acker A. & Neiner C., 2003, *A&A*, 403, 659 (AN03)
- [4] Afsar M. & Bond H. E., 2005, *MmSAI*, 76, 608
- [5] Alksnis A., Balklavs A., Dzervitis U., Eglitis I., Paupers O., Pundure I., 2001, *BaltA*, 10, 1
- [6] Aller L. H., 1948, *ApJ*, 108, 462
- [7] Aller L. H., 1984, *Physics of Thermal Gaseous Nebulae*, Reidel, Dordrecht
- [8] Aller L. H., Hyung S., Feibelman W. A., 1996, *PASP*, 108, 488
- [9] Arrieta A., Torres-Peimbert S., Georgiev L., 2005, *ApJ*, 623, 252
- [10] Azusienis A. & Straizys V., 1969, *SvA*, 13, 316
- [11] Balick B., Rugers M., Terzian Y., Chengalur J. N., 1993, *ApJ*, 411, 778
- [12] Belczynski K., Mikolajewska J., Munari U., Ivison R. J., Friedjung M., 2000, *A&AS*, 146, 407
- [13] Benjamin R. A., Skillman E. D., Smits D. P., 1999, *ApJ*, 514, 307
- [14] Bensby T. & Lundström I., 2001, *A&A*, 374, 599
- [15] Binnendijk L., 1952, *ApJ*, 115, 428
- [16] Blöcker T., 2003, *IAUS*, 209, 101
- [17] Boffi F. R. & Stanghellini L., 1994, *A&A*, 284, 248
- [18] Bonatto C., Bica E., Santos J., 2008, *MNRAS*, 386, 324
- [19] Bond H. E., Ciardullo R., Meakes M., 1989, *BAAS*, 21, 789

- [20] Bond H. E. & Livio M., 1990, *ApJ*, 355, 568
- [21] Bond H. E., Pollacco D., Webbink R., 2003, *AJ*, 125, 260
- [22] Bond H. E., 2008, *ASPC*, 391, 129
- [23] Bosch G., 1999, PhD thesis, Univ. Cambridge
- [24] Boumis P., Paleologou E. V., Mavromatakis F., Papamastorakis J., 2003, *MNRAS*, 339, 735
- [25] Bowen I. S., 1928, *ApJ*, 67, 1
- [26] Brocklehurst M., 1971, *MNRAS*, 153, 471
- [27] Burki G., Rufener F., Burnet M., Richard C., Blecha A., Bratschi P., 1995, *Msngr*, 80, 34
- [28] Cantó J., 1984, in Peimbert M., ed, *Temas selectos de astrofísica*. UNAM, México, p. 115
- [29] Cahn J. & Rubin R., 1974, *AJ*, 79, 128
- [30] Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., 1989, *ApJ*, 345, 245
- [31] Chiosi C., Bertelli G., Bressan A., 1992, *ARA&A*, 30, 235
- [32] Ciardullo R., Jacoby G. H., Ford H. C., Neill J. D., 1989, *ApJ*, 339, 53
- [33] Ciardullo R., Jacoby G. H., Ford, H. C., 1989b, *ApJ*, 344, 715
- [34] Ciardullo R., Bond H., Sipior M., Fullton L., Zhang C., Schaefer K., 1999, *AJ*, 118, 488
- [35] Clayton G. C., 1996, *PASP*, 108, 225
- [36] Clayton G. C. & de Marco O., 1997, *AJ*, 114, 2679
- [37] Clayton G. C., 2000, *ASPC*, 199, 437
- [38] Copetti M. V. F. & Writzl B. C., 2002, *A&A*, 382, 282
- [39] Corradi R. & Schwarz H., 1993, *A&A*, 269, 462
- [40] Corradi R. & Schwarz H., 1995, *A&A*, 293, 871
- [41] Corradi R., 2003, *ASPC*, 303, 393
- [42] Crowther P. A., De Marco O., Barlow M. J., 1998, *MNRAS*, 296, 367
- [43] Cuisinier F., Acker A., Koeppen J., 1996, *A&A*, 307, 215

- [44] Cuisinier F., Maciel W. J., Köppen J., Acker A., Stenholm B., 2000, *A&A*, 353, 543
- [45] Curtis H. D., 1918, *PLicO*, 13, 55
- [46] de Freitas-Pacheco J. A., Barbuy B., Costa R. D. D., Idiart T. E. P., 1993, *A&A*, 271, 429
- [47] de Marco O., Crowther P. A., Barlow M. J., Clayton G. C., de Koter A., 2001, *MNRAS*, 328, 527
- [48] de Marco O. & Moe M., 2005, *AIPC*, 804, 169
- [49] de Marco O., 2006, *IAUS*, 234, 111
- [50] de Marco O., 2009, Accepted by *PASP Reviews* (arXiv:0902.1137v1)
- [51] Dengel J., Hartl H., Weinberger R., 1980, *A&A*, 85, 356
- [52] Dobrincic M., Villaver E., Guerrero M. A., Manchado A., 2008, *AJ*, 135, 2199
- [53] D'Odorico S. & Deiries S., 1987, *Msngr*, 47, 49
- [54] Dopita M. A. & Meatheringham S. J., 1990, *ApJ*, 357, 140
- [55] Dopita M. A. & Hua C. T., 1997, *ApJS*, 108, 515 (DH97)
- [56] Dreizler S., Werner K., Heber U., Engels D., 1996, *A&A*, 309, 820
- [57] Dreizler S. & Heber U., 1998, *A&A*, 334, 618
- [58] Dreizler S., 1999, *RvMA*, 12, 255
- [59] Drew J., Barlow M., Unruh Y., Parker Q., Wesson R., Pierce M., Mashedder M., Phillipps S., 2004, *MNRAS*, 351, 206
- [60] Duerbeck H. & Benetti S., 1996, *ApJ*, 468, L111
- [61] Dufour R. J., 1984, *IAUS*, 108, 353
- [62] Dufour R. J., 1991, *PASP*, 103, 857
- [63] Duncan A. R., Stewart R. T., Haynes R. F., Jones K. L., 1997, *MNRAS*, 287, 722
- [64] Durand S., Acker A., Zijlstra A., 1998, *A&AS*, 132, 13
- [65] Faúndez-Abans M. & Maciel W. J., 1987, *A&A*, 183, 324
- [66] Feibelman W., 1994, *PASP*, 106, 56
- [67] Feldmeier J. J., 2006, *IAUS*, 234, 33

- [69] Filippenko A., 1982, *PASP*, 94, 715
- [69] Fluks M. A. & Thé, P. S., 1992, *Msngr*, 67, 42
- [70] Ford H., Peng E., Freeman K., 2002, *ASPC*, 273, 41
- [71] Frew D. J. & Parker Q. A., 2006, *IAUS*, 234, 49
- [72] Garcia-Lario P., Manchado A., Sahu K. C., Pottasch S. R., 1993, *A&A*, 267, L11
- [73] Garcia-Lario P., Manchado A., Pych W., Pottasch S. R., 1997, *A&AS*, 126, 479
- [74] Gauba G., Parthasarathy M., Nakada Y., Fujii T., 2001, *A&A*, 373, 572
- [75] Gesicki K., Zijlstra A., Acker A., Górny S., Gozdziwski K., Walsh J., 2006, *A&A*, 451, 925
- [76] Gesicki K. & Zijlstra A. A., 2007, *A&A*, 467, L29
- [77] Gilliland R L., 1992, *ASPC*, 23, 68
- [78] Gilliotte A., 2001a, *Msngr*, 103, 2
- [79] Gilliotte A., 2001b, *Msngr*, 103, 4
- [80] Girard P., Köppen J., Acker A., 2007, *A&A*, 463, 265
- [81] Glushkov Y., Denisyuk E., Karyagina Z., 1975, *A&A*, 39, 481
- [82] Gonzáles F., *Velocidades Radiales, Binaridad y Probabilidad de Pertenencia a Cúmulos Abiertos con Candidatos a "Blue Stragglers"*, Tesis Doctoral presentada ante FaMAF-UNC, Córdoba, 2000
- [83] Gonzalez-Delgado R. M., Perez E., Tenorio-Tagle G., Vilchez J., Terlevich E., Terlevich R., Telles E., Rodriguez-Espinosa J., Mas-Hesse M., Garcia-Vargas M., y 3 coautores mas, 1994, *ApJ*, 437, 239
- [84] Górny S. K., Tylenda R., Szczerba R., 1994, *A&A*, 284, 949
- [85] Górny S. K. & Stasinska G., 1995, *A&A*, 303, 893
- [86] Górny S. K., Schwarz H. E., Corradi R. L. M., Van Winckel H., 1999, *A&AS*, 136, 145
- [87] Górny S. K. & Tylenda R., 2000, *A&A*, 362, 1008
- [88] Górny S. K., 2001, *Ap&SS*, 275, 67
- [89] Górny S. K. & Siódmiak N., 2003, *IAUS*, 209, 43

- [90] Górny S. K., Stasinska G., Escudero A. V., Costa, R. D. D., 2004, *A&A*, 427, 231
- [91] Grevesse N., Asplund M., Sauval A. J., 2007, *SSRv*, 130, 105
- [92] Guerrero M., Miranda L., Chu Y., Rodríguez M., Williams R., 2001, *ApJ*, 563, 883
- [93] Guerrero M., Miranda L., Chu Y., 2004, *ASPC*, 313, 30
- [94] Guisard S., 1996, *Msngr*, 83, 11
- [95] Guisard S., 1996b, *Msngr*, 85, 12
- [96] Gurzadian G. A. & Egikian A. G, 1991, *Ap&SS*, 181, 73
- [97] Gutiérrez-Moreno A., Moreno H., Cortés G., 1987, *RmxAA*, 14, 344
- [98] Gutierrez-Moreno A., 1988, *ASPC*, 1, 12
- [99] Gutierrez-Moreno A., Moreno H., Cortes G., 1995, *PASP*, 107, 462
- [100] Gutiérrez-Moreno A. & Moreno H., 1998, *PASP*, 110, 458
- [101] Hägele G. F., Díaz Á. I., Terlevich E., Terlevich R., Pérez-Montero E., Cardaci M. V., 2008, *MNRAS*, 383, 209
- [102] Hamann W.-R., 1997, *IAUS*, 180, 91
- [103] Hamuy M., Walker A. R., Suntzeff N. B., Gigoux P., Heathcote S. R., Phillips M. M., 1992, *PASP*, 104, 533
- [104] Haro G., 1952, *BOTT*, 1, 1
- [105] Harris H. C., Dahn C. C., Canzian B., Guetter H. H., Leggett S. K., Levine S. E., Luginbuhl C. B., Monet A. K. B., Monet D. G., Pier J. R. y 4 coautores mas, 2007, *AJ*, 133, 631
- [106] Heap S. R., 1977, *ApJ*, 215, 609
- [107] Heber U., Hunger K., Jonas G., Kudritzki R. P., 1984, *A&A*, 130, 119
- [108] Herbig G. H., 1995, *ARA&A*, 33, 19
- [109] Herwig F., 2001, *Ap&SS*, 275, 15
- [110] Hewett P. & Irwin M., 2004, *INGN*, 8, 6
- [111] Hillwig T. C., Bond H. E., Afsar M., 2006, *IAUS*, 234, 421
- [112] Hu J., Jiang B., Slijkhuis S., 1993, *IAUS*, 155, 337

- [113] Hügelmeyer S. D., Dreizler S., Werner K., Krzesinski J., Nitta A., Kleinman S. J., 2005, *A&A*, 442, 309
- [114] Hyung S. & Aller L. H., 1995, *MNRAS*, 273, 958
- [115] Hyung S., Aller L. H., Feibelman W. A., 1999, *ApJ*, 525, 294
- [116] Iben I. & Renzini A., 1983, *ARA&A*, 21, 271
- [117] Iben I., Kaler J., Truran J., Renzini A., 1983, *ApJ*, 264, 605
- [118] Iben I., 1984, *ApJ*, 277, 333
- [119] Iben I., 1991, *ApJS*, 76, 55
- [120] Iben I., 1995, *PhR*, 250, 2
- [121] Isaacman R., 1979, *A&A*, 77, 327
- [122] Jacoby G. H., Hunter D. A., Christian C. A., 1984, *ApJS*, 56, 257
- [123] Jacoby G. & van de Steene G., 1995, *AJ*, 110, 1285
- [124] Jacoby G., de Marco O., Sawyer D., 1998, *AJ*, 116, 1367
- [125] Jaschek C. & Jaschek M. 1987, *The classification of stars*, Cambridge: University Press. ISBN 0521267730
- [126] Jeffery C. S. & Schönberner D., 2006, *A&A*, 459, 885
- [127] Jewitt D., Danielson G., Kupferman P., 1986, *ApJ*, 302, 727
- [128] Jourdain de Muizon M., Cox P., Lequeux J., 1990, *A&AS*, 83, 337
- [129] Kaler J. B. & Jacoby G. H., 1989, *ApJ*, 345, 871
- [130] Kaler J. B., Shaw R. A., Kwitter K. B., 1990, *ApJ*, 359, 392
- [131] Keel W., 1996, *ApJS*, 106, 27
- [132] Kerber F., Lercher G., Sauer W., Seeberger R., Weinberger R., 1994, *AGAb*, 10, 172
- [133] Kerber F., 1998, *RvMA*, 11, 161
- [134] Kerber F., Mignani R., Guglielmetti F., Wicenec A., 2003, *A&A*, 408, 1029
- [135] Kimeswenger S., Zijlstra A., van Hoof P., Hajduk M., Herwig F., Lechner M., Eyres S., Van de Steene G., 2008, *ASPC*, 391, 177
- [136] Kingdon J. & Ferland G. J., 1995, *ApJ*, 442, 714

- [137] Kingsburgh R. & Barlow M., 1994, *MNRAS*, 271, 257 (KB94)
- [138] Kingsburgh R. L., Barlow M. J., Storey, P. J., 1995, *A&A*, 295, 75
- [139] Koeppen J., Acker A., Stenholm B., 1991, *A&A*, 248, 197
- [140] Koesterke L., 2001, *Ap&SS*, 275, 41
- [141] Kohoutek L., 1997, *A&AS*, 125, 445
- [142] Kohoutek L. & Kuehl D., 2001, *Catalogue of Galactic Planetary Nebulae*, Hamburg-Bergedorf, ISBN: 0374-1583
- [143] Kondratyeva L. N., 1994, *PAZh*, 20, 746
- [144] Kondratyeva L. N., 2001, *A&A*, 376, 978
- [145] Kraus M., Borges Fernandes M., de Araújo F., Lamers H., 2005, *A&A*, 441, 289
- [146] Krisciunas K. & Schaefer B. E., 1991, *PASP*, 103, 1033
- [147] Kudritzki R. P., Simon K. P., Méndez R. H., 1981, *Msngr*, 26, 7
- [148] Kudritzki R. P. & Méndez R. H., 1989, *IAUS*, 131, 273
- [149] Kunth, D. & Sargent, W. L. W., 1983, *ApJ*, 273, 81
- [150] Kwitter K. B., Lydon T. J., Jacoby G. H., 1988, *AJ*, 96, 997
- [151] Kwitter K. B., Congdon C. W., Pasachoff J. M., Massey P., 1989, *AJ*, 97, 1423
- [152] Kwok S., 1993, *IAUS*, 155, 263
- [153] Kwok S., 2003, *ASPC*, 303, 428
- [154] Lamers H., Zickgraf F., de Winter D., Houziaux L., Zorec J., 1998, *A&A*, 340, 117
- [155] Leedjarv L., 1993, *IAUS*, 155, 400
- [156] Leinert Ch., Bowyer S., Haikala L. K., Hanner M. S., Hauser M. G., Levasseur-Regourd A. Ch., Mann I., Mattila K., Reach W. T., Schlosser W., y 5 coautores mas, 1998, *A&AS*, 127, 1
- [157] Leuenhagen U. & Hamann W.-R. 1998, *A&A*, 330, 265
- [158] Levato H., 1997, *Espectrógrafo REOSC. Manual Operativo*, Complejo Astronómico el Leoncito, San Juan.
- [159] Liu X.-W., Storey P. J., Barlow M. J., Danziger I. J., Cohen M., Bryce M., 2000, *MNRAS*, 312, 585

- [160] Liu X.-W., 2003, *IAUS*, 209, 339
- [161] Livio M., 1993, *IAUS*, 155, 279
- [162] López J. A., Escalante K., Riesgo-Tirado H., 2004, *RMxAC*, 20, 226
- [163] Luo S., 2003, *AcASn*, 44, 80
- [164] Lutz, J. H., 1977, *A&A*, 60, 93
- [165] Lutz J. H., 1978, *IAUS*, 76, 185
- [166] Lutz J. H. & Kaler J., 1987, *BAAS*, 19, 1090
- [167] Lutz J. H., Kaler J., Shaw R., Schwarz H., Aspin C., 1989, *PASP*, 101, 966
- [168] Maciel W. J., 1984, *A&AS*, 55, 253
- [169] Maciel W. J. & Faundez-Abans M., 1985, *A&A*, 149, 365
- [170] Magrini L., Perinotto M., Corradi R. L. M., Mampaso A., 2003, *A&A*, 400, 511
- [171] Manchado A., Garcia-Lario P., Esteban C., Mampaso A., Pottasch S. R., 1989, *A&A*, 214, 139
- [172] Manchado A., Guerrero M. A., Stanghellini L., Serra-Ricart M., 1996, *The IAC Morphological Catalogue of Northern Galactic Planetary Nebulae*, IAC, Tenerife
- [173] Marcolino W. L. F. & de Araújo F. X., 2003, *AJ*, 126, 887
- [174] Marigo P., Bressan A., Chiosi C., 1998, *A&A*, 331, 564
- [175] Marigo P., Girardi L., Weiss A., Groenewegen M. A. T., Chiosi C., 2004, *A&A*, 423, 995
- [176] Meatheringham S., Wood P., Faulkner D., 1988, *ApJ*, 334, 862
- [177] Méndez R. H., Niemela V. S., Lee P., 1978, *MNRAS*, 184, 351
- [178] Méndez R. H., Kudritzki R., Gruschinske J., Simon K., 1981, *A&A*, 101, 323
- [179] Méndez R. H., Miguel C. H., Heber U., Kudritzki R. P., 1986, *ASSL*, 128, 323
- [180] Méndez R. H., Kudritzki R. P., Groth H. G., Husfeld D., Herrero A., 1988, *A&A*, 197, L25
- [181] Méndez R. H., 1991, *IAUS*, 145, 375
- [182] Méndez R. H., Teodorescu A. M., Schönberner D., Jacob R., Steffen M., 2008, *ApJ*, 681, 325

- [183] Meurs E. J. A., 1986, *ESOC*, 25, 105
- [184] Miller Bertolami M. & Althaus L., 2006, *A&A*, 454, 845
- [185] Miller Bertolami M. M. & Althaus L. G., 2007, *MNRAS*, 380, 763
- [186] Milne D. & Aller L., 1982, *A&AS*, 50, 209
- [187] Minkowski R., 1942, *ApJ*, 95, 243
- [188] Minniti D., Claria J. J., Gomez M. N., 1989, *Ap&SS*, 158, 9
- [189] Moe M. & De Marco O., 2006, *ApJ*, 650, 916
- [190] Monteiro H., Schwarz H. E., Peterson R., 2004, *ASPC*, 313, 375
- [191] Nakano S., Sakurai Y., Hazen M., McNaught R. H., Benetti S., Duerbeck H. W., Cappellaro E., Leibundgut B., 1996, *IAUC*, 6322, 1
- [192] Napiwotzki R. & Schoenberner D., 1995, *A&A*, 301, 545
- [193] Napiwotzki R., 1998, *RvMA*, 11, 3
- [194] Newberry M. V., 1991, *PASP*, 103, 122
- [195] Nomoto K., Iwamoto K., Nakasato N., Thielemann F.-K., Brachwitz F., Tsujimoto T., Kubo Y., Kishimoto N., 1997, *NuPhA*, 621, 467
- [196] Olive K. A. & Skillman E. D., 2001, *NewA*, 6, 119
- [197] Osterbrock D. E., 1989, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*, ISBN 0-935702-22-9
- [198] Parker Q. A., Hartley M., Russei D., Acker A., Morgan D. H., Beaulieu S., Morris R., Phillipps S., Cohen M., 2003, *IAUS*, 209, 25
- [199] Parker Q. A., Acker A., Frew D. J., Hartley M., Peyaud A. E. J., Ochsenbein F., Phillipps S., Russeil D., Beaulieu S. F., Cohen M., y 6 coautores mas, 2006, *MNRAS*, 373, 79
- [200] Parthasarathy M., Garcia-Lario P., Pottasch S. R., Manchado A., Clavel J., de Martino D., van de Steene G. C. M., Sahu K. C., 1993, *A&A*, 267, L19
- [201] Parthasarathy M., Acker A., Stenholm B., 1998, *A&A*, 329, L9
- [202] Pasquali A. & Perinotto M., 1993, *A&A*, 280, 581
- [203] Patat F., 2004, *Msngr*, 118, 11
- [204] Patat F., 2004a, *Msngr*, 115, 18

- [205] Pedersen H., 1986, *ESOC*, 25, 111
- [206] Peimbert M., 1978, *IAUS*, 76, 215
- [207] Peimbert M. & Serrano A., 1980, *RMxAA*, 5, 9
- [208] Peimbert M. & Torres-Peimbert S., 1983, *IAUS*, 103, 233
- [209] Peimbert M., 1990, *RPPH*, 53, 1559
- [210] Peimbert M., Sarmiento A., Fierro J., 1991, *PASP*, 103, 815
- [211] Peimbert M., Storey P. J., Torres-Peimbert S., 1993, *ApJ*, 414, 626
- [212] Peña M., Medina S., Stasinska G., 2001, *A&A*, 367, 983
- [213] Peña M., Medina S., Stasinska G., 2003, *RMxAC*, 15, 38
- [214] Phillips J. P., 1997, *A&A*, 325, 755
- [215] Phillips J. P., 1998, *A&A*, 340, 527
- [216] Phillips J. P., 2001, *MNRAS*, 326, 1041
- [217] Phillips J. P., 2003, *MNRAS*, 340, 883
- [218] Phillips J. P., 2003b, *MNRAS*, 344, 501
- [219] Phillips J. P., 2004, *MNRAS*, 353, 589
- [220] Phillips J. P., 2004b, *RMxAA*, 40, 193
- [221] Phillips J. P., 2007, *MNRAS*, 381, 117
- [222] Polcaro V., Rossi C., Viotti R., Norci L., 1997, *A&A*, 318, 571
- [223] Pottasch S. R., Baud B., Beintema D., Emerson J., Harris S., Habing H. J., Houck J., Jennings R., Marsden P., 1984, *A&A*, 138, 10
- [224] Pottasch S. R., *Planetary Nebulae*, D. Reidel Publishing Company, 1984, ISBN 90-277-1672-2
- [225] Pottasch S. R., Olling R., Bignell C., Zijlstra A. A., 1988, *A&A*, 205, 248
- [226] Pottasch S. R., 1992, *A&ARv*, 4, 215
- [227] Preite-Martinez A., Acker A., Koeppen J., Stenholm B., 1989, *A&AS*, 81, 309
- [228] Press W. H. et al., *Numerical recipes in FORTRAN: the art of scientific computing* – 2nd ed. – Cambridge University Press, 1992.

- [229] Ralchenko Yu., Jou F.-C., Kelleher D., Kramida A., Musgrove A., Reader J., Wiese W., and Olsen K. (2007). NIST Atomic Spectra Database (version 3.1.3), [Online]. Available: <http://physics.nist.gov/asd3> [2008, January 22]. National Institute of Standards and Technology, Gaithersburg, MD.
- [230] Ramos-Larios G. & Phillips J. P., 2005, MNRAS, 357, 732
- [231] Ratag, M. A. & Pottasch, S. R., 1990, A&A, 227, 207
- [232] Rauch T., Dreizler S., Wolff B., 1998, A&A, 338, 651
- [233] Rauch T., Furlan E., Kerber F., Roth M., 2000, ASPC, 199, 341
- [234] Rauch T., Reiff E., Werner K., Kruk J. W., 2008, ASPC, 391, 135
- [235] Riesgo H. & López J. A., 2006, RMxAA, 42, 47
- [236] Sabbadin F., Minello S., Bianchini A., 1977, A&A, 60, 147
- [237] Sabbadin F., Bianchini A., Hamzaoglu E., 1984, A&A, 136, 200
- [238] Samland M., Koepfen J., Acker A., Stenholm B., 1992, A&A, 264, 184
- [239] Schönberner D., 1983, ApJ, 272, 708
- [240] Schönberner D., Jacob R., Steffen M., 2005, A&A, 441, 573
- [241] Schwarz H. E., 1992, A&A, 264, L1
- [242] Schwarz H. E., Monteiro H., Peterson R., 2008, ApJ, 675, 380
- [243] Seaton M. J., 1979, MNRAS, 187, 785
- [244] Shaw R. A. & Kaler J., 1989, ApJS, 69, 495
- [245] Shaw R. A. & Dufour R. J., 1995, PASP, 107, 896
- [246] Shaw R. A., 2006, IAUS, 234, 305
- [247] Silva D. R. & Cornell M. E., 1992, ApJS, 81, 865
- [248] Skillman E. D. & Kennicutt R. C., 1993, ApJ, 411, 655
- [249] Soker N., 1997, ApJS, 112, 487
- [250] Soker N., 1998, ApJ, 496, 833
- [251] Steffen W. & López J. A., 2006, IAUS, 234, 517
- [252] Stanghellini L., 1996, Ap&SS, 238, 43

- [253] Stanghellini L., 1997, IAUS, 180, 319
- [254] Stone R. P. S. & Baldwin J. A., 1983, MNRAS, 204, 347
- [255] Suárez O., García-Lario P., Manchado A., Manteiga M., Ulla A., Pottasch S., 2006, A&A, 458, 173
- [256] Tajitsu A. & Tamura S., 1998, AJ, 115, 1989
- [257] The P. S., de Winter D., Perez M. R., 1994, A&AS, 104, 315
- [258] The Astronomical Almanac, 2007, United States Naval Observatory, Editado por Government Printing Office
- [259] Torres-Peimbert S. & Peimbert M., 1977, RMxAA, 2, 181
- [260] Torres-Peimbert S. & Peimbert M., 2003, IAUS, 209, 363
- [261] Tovmassian G. H., Stasinska G., Chavushyan V. H., Zharikov S. V., Gutierrez C., Prada F., 2001, A&A, 370, 456
- [262] Tweedy R. W. & Napiwotzki R., 1994, AJ, 108, 978
- [263] Tylanda R., Acker A., Raytchev B., Stenholm B., Gleizes F., 1991, A&AS, 89, 77
- [264] Tylanda R., Acker A., Stenholm B., Koepfen J., 1992, A&AS, 95, 337 (TASK92)
- [265] Tylanda R. & Gorny S. K., 1993, AcA, 43, 389
- [266] Tylanda R., Acker A., Stenholm B., 1993, A&AS, 102, 595
- [267] Tylanda R., Siódmiak N., Górny S., Corradi R., Schwarz H., 2003, A&A, 405, 627
- [268] van den Hoek L. B. & Groenewegen, M. A. T., 1997, A&AS, 123, 305
- [269] van der Veen W. E. C. J. & Habing H. J., 1988, A&A, 194, 125
- [270] van der Hucht K., 2001, NewAR, 45, 135
- [271] van Hoof P. A. M., Hajduk M., Zijlstra A. A., Herwig F., Evans A., van de Steene G. C., Kimeswenger S., Kerber F., Eyres S. P. S., 2007, A&A, 471, L9
- [272] Vázquez R., Miranda L., Olguín L., Ayala S., Torrelles J, Contreras M., Guillén P., 2008, A&A, 481, 107
- [273] Viotti R. 1987, ASSL, 135, 163
- [274] Walborn N. R. & Fitzpatrick E. L., 1990, PASP, 102, 379

- [275] Walsh J. R., 1996, *Msngr*, 83, 46
- [276] Waters L. & Sahu K., 1993, *IAUS*, 155, 271
- [277] Weidemann V. & Koester D., 1983, *A&A*, 121, 77
- [278] Weidmann W. A. & Carranza G. J., 2005, *BAAA*, 48, 294
- [279] Weidmann W. A. & Carranza G. J., 2006, *RmxAC*, 26, 165
- [280] Weidmann W. A., Gamen R., Díaz R. J., Niemela N, 2008, *A&A*, 488, 245
- [281] Weidmann W. A. & Díaz R. J., 2008, *PASP*, 120, 380
- [282] Weinberger R., 1989, *A&AS*, 78, 301
- [283] Welty D. E., 1983, *PASP*, 95, 217
- [284] Werner K., 1992, *LNP*, 401, 273
- [285] Werner K., Bagschik K., Rauch T., Napiwotzki R., 1997, *A&A*, 327, 721
- [286] Werner K. & Herwig F., 2006, *PASP*, 118, 183
- [287] Werner K., Rauch T., Kruk J., 2007, *A&A*, 474, 591
- [288] Westerlund B. & Henize K., 1967, *ApJS*, 14, 154
- [289] Whitelock P. A., 1985, *MNRAS*, 213, 59
- [290] Woosley S. E. & Weaver T. A., 1995, *ApJS*, 101, 181
- [291] Zhang C. Y. & Kwok S., 1991, *A&A*, 250, 179
- [292] Zhang C. Y., 1993, *IAUS*, 155, 99
- [293] Zhang C. Y., 1995, *ApJS*, 98, 659
- [294] Zijlstra A., Pottasch S., Bignell C., 1989, *IAUS*, 131, 60
- [295] Zijlstra A., van Hoof P. A. M., Chapman J. M., Loup C., 1994, *A&A*, 290, 228
- [296] Zijlstra A., 2007, *BaltA*, 16, 79

# Agradecimientos

A mi director de tesis el Dr. Gustavo Carranza, quien me guió en el camino de la investigación desde mi época de estudiante.

A mi directora de beca, la Dra. Virpi S. Niemela, de quien fuera la idea de orientar mi estudio hacia las estrellas centrales de las NP.

A aquellos astrónomos que me han dado una mano en todo momento y de los cuales he aprendido muchísimo: Rubén Díaz, Cristina Cappa, Roberto Gamen, Elena Terlevich, Mercedes Gómez, Estela Brandi.

Javier Ahumada, cuya participación fue esencial en la etapa final de la tesis.

A mi amigo Guillermo Bosch, de quien he aprendido desde tratamiento de espectros y clasificación espectral hasta detalles de tareas IRAF.

Por otra parte numerosa fue la correspondencia que mantuve con astrónomos de otros países los que muy gentilmente respondieron mis preguntas: Albert A. Zijlstra, B. Keel, Florian Kerber, Klaus Werner, M. A. Dopita, Marcelo Miller Bertolami, Miriam Peña, P. A. M. van Hoof, R. Tylenda, Ralf Napiwotzki, Wolf-Rainer Hamann, W. L. F. Marcolino, Zak Seidov.

Y por supuesto una gran cantidad de amigos con los que he compartido desde discusiones astronómicas y filosóficas hasta incontables reuniones con cervezas, guitarreadas y partidos de fútbol. Y especialmente a Damián y Sergio, uno un guitarrero nómada amante de la libertad el otro un romántico empedernido.

La monada de Sancris, rolo, seba, chelo, Jorge y por supuesto al loco.

A mis compañeros del museo de San Cristóbal, donde hace varios años atrás se despertó mi pasión por la astronomía.

A la familia Volpe, por su afecto y apoyo.

A mi familia, los viejos, mi hermana, abuelos, tíos y primos, que hubiese sido sin ese palenque ...

A bi, mi compañera de camino, quien fue indispensable en los días luminosos y tristes de los últimos años.