



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA
DE MÉXICO

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA
CENTRO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA
FACULTAD DE CIENCIAS
DIVISIÓN DE ESTUDIOS DE POSGRADO

**Estudio Unificado de Nebulosas
Planetarias y sus Estrellas Centrales**

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL GRADO ACADÉMICO DE
DOCTOR EN CIENCIAS (ASTRONOMÍA)

P R E S E N T A

CELIA ROSA FIERRO SANTILLÁN



instituto de astronomía

UNAM

MÉXICO D.F.

2011



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

A Leonid Georgiev y Antonio Peimbert

Mis directores de tesis. Por la gran cantidad de conocimientos que me transmitieron en la Maestría y el Doctorado, por su apoyo tanto en lo académico como en lo personal. Por hacerme notar mis fortalezas y debilidades. Por su paciencia para explicarme los temas que no entendía. Por la amistad que desarrollamos en estos años.

A Manuel Peimbert

Por el apoyo que me brindó para terminar mi tesis y graduarme. Por sus valiosos comentarios sobre mi trabajo, los cuales contribuyeron a enriquecerlo.

A José Antonio de Diego y Xavier Hernández

A Miriam Peña y Christophe Morisset

Miembros de mi Comité Asesor en la Maestría y Doctorado. Por haberme apoyado durante mi formación. Por sus valiosos comentarios acerca de mi desempeño académico que me ayudaron a ser una estudiante regular y a cumplir con las metas establecidas en cada etapa.

Al Instituto de Astronomía y a la UNAM

Por haberme brindado la oportunidad de estudiar un posgrado. Por el apoyo económico para Congresos, Escuelas de Verano y temporadas de observación. Por generar un ambiente propicio para la discusión científica del que nos beneficiamos muchos estudiantes.

A los investigadores que me enseñaron durante la Maestría

Por todos los conocimientos que me transmitieron. Por sus sugerencias sobre como aprobar los Exámenes Generales. Por la amistad que llegué a desarrollar con la mayoría de ellos.

A todo el personal del OAN

En particular a los asistentes de cúpula: Felipe Montalvo y Gustavo Melgoza que me ayudaron a obtener buenas observaciones. A los astrónomos residentes por su apoyo y asesoría sobre el funcionamiento de los instrumentos. A Desiderio Carrasco Por el apoyo logístico para realizar las temporadas de observación. A las cocineras y chefs que hicieron de mi estancia en el observatorio un verdadero placer por los deliciosos platillos que preparaban, por la amabilidad con que siempre me recibieron.

A todos mis compañeros del Instituto de Astronomía

Por su apoyo y paciencia para explicarme los temas que no entendía, por su amistad y el trato cordial y amable que hacen de este Instituto un lugar tan agradable.

Al personal de cómputo

A Carmelo Guzmán por que siempre me imprimió mis pósters a pesar de la premura del tiempo. A Alfredo Díaz por sus cursos de linux y su ayuda con el software astronómico que me permitió procesar los datos presentados en esta tesis. A Francisco Ruiz por su pronta y amable respuesta cada vez que tuve algún problema con las computadoras del IA y por ayudarme a hacerle publicidad a mi trabajo. Gracias a los tres por su valiosa amistad.

A todo el personal del IA

Por hacer de este instituto un lugar muy agradable en donde trabajar. Quiero agradecer en particular a Marcela por los buenos ratos que hemos compartido y por su amistad tan sincera.

A mi esposo José Filiberto Lule

Por ser mi compañero en este camino tan largo. Por la necesidad con la que casi me obligó a aprender cálculo diferencial e integral, sin lo cual yo jamás habría logrado hacer ciencia. Por el amor con que siempre me ha tratado.

A mi hija Laura Celia

Por la relación tan especial que hemos desarrollado. Por los viernes y sábados filosóficos. Por sus palabras de aliento en los momentos difíciles, por comprenderme, por escucharme, por explicarme, por perdonarme.

A Porfirio

Por acompañarme en numerosas aventuras y las que faltan.

A María de la Luz Santillán e Israel Fierro Cruz

Mis Padres. Por haber sembrado en mi la semilla que al crecer y fructificar me llevó a alcanzar este sueño.

A mis hermanas Teresa y Alma
Por los buenos momentos compartidos. Por su cariño y sus frases de apoyo sin importar tiempo ni distancia.

A mi tío Celso Rafael Santillán Sagala
Por el amor con el que me ha tratado desde niña. Por su interés en mi carrera, por su apoyo incondicional.

A Eugenio Ortiz
Por su apoyo, por sus frases de aliento, por que se convirtió en un amigo en el que puedo confiar, por su interés en mi carrera y en mi trabajo.

A José I. Cárdenas
Por su apoyo computacional, muchos de los modelos de estrellas presentados en esta tesis iniciaron en una de sus computadoras. Por su amistad y los buenos momentos que compartimos.

A Arturo Ocampo
En memoria de los tiempos que fuimos un trío de tres, por el apoyo que le ha dado a mi hija en su carrera y en la vida. No nos equivocamos al elegirte como compadre.

A la Lic. Elizabeth Reyes
Por sus buenos consejos, por escucharme y por empeñarse en convencerme de que soy inteligente.

A la Dra. Saby
Por su amistad, sus comentarios positivos y sus palabras de aliento y comprensión.

Al Dr. Alfredo Osornio
Por ayudarme a comprender tantas cosas que me llevaron a cambiar mis malos esquemas de pensamiento.



Agradecimientos

La investigación presentada en el capítulo 3 de esta tesis se realizó con datos públicos del Proyecto UVES del Observatorio de Paranal (Programa 266.D-5655 del ESO DDT).

Las imágenes de las nebulosas planetarias NGC 6826 y NGC 7009 presentadas en los Capítulos 5 y 6 están basadas en observaciones realizadas con el Telescopio Espacial Hubble de la NASA/ESA y obtenidas del Archivo del Legado del Hubble, el cual es una colaboración entre el Instituto del Telescopio Espacial (STScI/NASA), el Fondo Europeo Coordinado del Telescopio Espacial (ST-ECF/ESA) y el Centro de Datos de Astronomía Canadiense (CADC/NRC/CSA).

Los espectros UV presentados en los Capítulos 5 y 6 fueron obtenidos del Archivo Multimisión del Instituto de Ciencia del Telescopio Espacial (MAST). El STScI es operado por la Asociación de Universidades para la Investigación en Astronomía, Inc., bajo contrato de la NASA NAS5-26555. El soporte de MAST para datos que no pertenecen al HST es proporcionado por la Oficina de la NASA de Ciencia del Espacio a través de la subvención NAG5-7584 y por otras subvenciones y contratos.

Los espectros de NGC 6826 y NGC 7009 en el óptico fueron obtenidos con el telescopio de 2.1m del Observatorio Astronómico Nacional, en San Pedro Mártir, Baja California, México.

Los modelos CMFGEN presentados en esta tesis fueron calculados en una computadora AMD de 64 bits financiada por el proyecto PAPIIT IN 123309 de la DGPA (UNAM, México).

Mi dedicación como estudiante de tiempo completo en la Maestría y Doctorado fue posible gracias a las becas del CONACYT en cada una de estas etapas.

Expreso mi más profundo agradecimiento a la Dra. Fiorella Castelli por su ayuda para instalar los códigos ATLAS12 y SYNTHE bajo plataforma Linux.

Agradezco a mis sinodales: Dr. Héctor Castañeda, Dra. Gloria Köeninsberger, Dr. José Alberto López, Dra. Miriam Peña y Dr. Antonio Peimbert por sus valiosos comentarios sobre este trabajo.

Acrónimos

- ADF** Abundance Discrepancy Factor, factor de discrepancia de abundancias.
- BB** Black Body, cuerpo negro.
- CELS** Collisional Excited Lines, líneas colisionalmente excitadas.
- EW** Equivalent Width, ancho equivalente.
- FLIER** Fast Low-Ionization Emission Regions, Regiones Rápidas de Baja Ionización.
- FUSE** Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer, Explorador Espectroscópico en el Ultravioleta Lejano.
- HST** Hubble Spacial Telescope, Telescopio Espacial Hubble.
- ICF** Ionization Correction Factor, Factor de Corrección de Ionización
- IDL** Interactive Data Lenguaje, Lenguaje Interactivo de Datos.
- IR** Infrarrojo.
- IRAF** Image Reduction and Analysis Facility, Facilidad de Análisis y reducción de Imágenes.
- IUE** International Ultraviolet Explorer, Explorador Internacional en el Ultravioleta.
- MS** Main Sequence, secuencia principal.
- nLTE** non Local Thermodynamic Equilibrium, fuera del equilibrio termodinámico local.
- OAN** Observatorio Astronómico Nacional.
- RLs** Recombination Lines, líneas de recombinación.
- TF** Transformada de Fourier.
- UV** Ultravioleta.
- V** Visible.

Parámetros físicos

cf covering factor, factor de cubrimiento.

$c(\text{H}\beta)$ coeficiente de extinción.

d distancia.

ff filling factor, factor de llenado.

L luminosidad.

$\log g$ logaritmo de la gravedad.

\dot{M} tasa de pérdida de masa.

N_e densidad electrónica.

R_{in} radio interno de la nebulosa.

R_{out} radio externo de la nebulosa.

R_{star} radio de la estrella.

t^2 raíz media cuadrática de las fluctuaciones de temperatura.

T_e temperatura electrónica.

T_{eff} temperatura efectiva.

τ_{kin} edad cinemática.

v_{exp} velocidad de expansión.

v_{∞} velocidad terminal del viento.

$v \sin i$ velocidad proyectada de rotación.

Índice general

Agradecimientos	V
Acrónimos	VII
Parámetros físicos	IX
1. RESUMEN	1
1.1. Estudio unificado de nebulosas planetarias y sus estrellas centrales . . .	1
1.2. Rotación estelar	3
1.3. Modelo estelar-nebular unificado	4
I Rotación	9
2. Rotación estelar	11
2.1. Observaciones	12
2.2. Modelos de atmósferas	13
2.3. Métodos para determinar la rotación a partir de las líneas espectrales	14
2.4. Cambios en la composición química relacionados con la rotación . . .	15
3. Chemical composition in fast rotators main sequence stars	17
3.1. Resumen	17
3.2. Abstract	17
3.3. Introduction	18
3.4. The stellar spectra	19
3.5. The $v \sin i$ measurement	19
3.6. Cluster members selection	23
3.7. Determination of Stellar Parameters	25
3.8. Results and discussion	30

3.9. Conclusions	33
II Modelos Unificados	35
4. Modelos unificados de nebulosas planetarias y sus estrellas centra-	37
les	
4.1. Necesidad de un modelo estelar-nebular	38
4.2. Objetos adecuados para un analisis	
estelar-nebular	40
4.3. Metodología de trabajo	41
4.3.1. Modelo preliminar de la estrella central	42
4.3.2. Delimitación del área permitida en el diagrama H-R utilizando	
las trazas evolutivas	44
4.3.3. Estudio semianalítico de la nebulosa planetaria.	47
4.3.4. Modelo nebular	48
4.3.5. Modelo estelar-nebular preliminar	48
4.3.6. Modelo unificado	49
4.4. Análisis de NGC6826	49
4.5. Análisis de NGC7009	51
5. The planetary nebula NGC 6826 and its central star	53
5.1. Resumen	53
5.2. Abstract	54
5.3. Introduction	54
5.4. Observations	56
5.4.1. Optical Observations	56
5.4.2. UV observations	56
5.5. Distance	57
5.6. Stellar Model	59
5.6.1. Stellar Wind	62
5.6.2. Mass and Radius	63
5.6.3. Rotation velocity	63
5.6.4. Chemical Composition	64
5.7. Semiempirical Analysis of the Planetary	
Nebula	69

5.7.1.	Line Intensities and Reddening Correction	76
5.7.2.	Temperatures and Densities	76
5.7.3.	Temperature Variations	77
5.7.4.	Ionic Abundances from CELs	79
5.7.5.	Total Abundances	79
5.8.	Planetary Nebula Model	82
5.9.	Results and Discussion	90
5.9.1.	Stellar-nebular model	90
5.9.2.	Abundances	94
5.9.3.	Evolutionary stage	97
5.10.	Conclusions	97
6.	La nebulosa planetaria NGC 7009 y su estrella central	99
6.1.	El espectro de NGC 7009	99
6.1.1.	Observaciones en el óptico	100
6.1.2.	Observaciones en el ultravioleta	101
6.2.	Cálculo de la distancia	102
6.3.	Modelo Estelar	105
6.3.1.	Viento estelar	108
6.3.2.	Masa	109
6.3.3.	Velocidad de rotación	111
6.3.4.	Composición química	112
6.4.	Estudio del gas Nebular de NGC 7009	118
6.4.1.	Intensidades de líneas	118
6.4.2.	Temperaturas y Densidades	122
6.4.3.	Fluctuaciones de temperatura	122
6.4.4.	Abundancias iónicas	125
6.4.5.	Abundancias totales	127
6.5.	Modelo de fotoionización	129
6.5.1.	Abundancias	136
6.6.	Resultados y Discusión	138
6.6.1.	Modelo estelar–nebular unificado	138
6.6.2.	Composición química de NGC 7009	142
6.7.	Conclusiones	146

7. Conclusiones	149
7.1. Importancia de los modelos unificados	150
7.2. Abundancias nebulares y estelares	151
Bibliografía	153

Capítulo 1

RESUMEN

1.1. Estudio unificado de nebulosas planetarias y sus estrellas centrales

Existen en la literatura numerosos estudios de nebulosas planetarias. Las condiciones físicas del gas nebuloso se pueden obtener por métodos semianalíticos (e.g. Manchado & Pottasch, 1989 para NGC 6826) o desarrollando modelos de fotoionización capaces de reproducir las observaciones (e.g. Surendirantah & Pottasch, 2008; Kwitter & Henry, 1998 para NGC 6826). En la literatura existen también varios estudios de atmósferas de estrellas centrales de nebulosas planetarias (e.g. Pauldrach et al., 2004; Altner et al. 1993 para NGC 6826), aunque menos numerosos que los estudios de nebulosas.

La temperatura (T_{eff}) y luminosidad (L) de la estrella central, así como la distancia (d) al objeto son parámetros fundamentales tanto en los modelos estelares como en los nebulares. Estudiar la nebulosa o la estrella central por separado permite trabajar con parámetros libres que pueden ajustarse para reproducir las observaciones. Sin embargo, los valores de T_{eff} , L y d obtenidos por un autor a partir de un modelo nebuloso no necesariamente coinciden con los obtenidos por otros autores a partir de un modelo de la estrella. Por ejemplo, en el caso de NGC 6826 Pauldrach et al., 2004 (modelo estelar) y Surendiranath & Pottasch, 2008 (modelo nebuloso) obtienen los siguientes valores: $T_{\text{eff}}=44\,000, 47\,500$ K; $L=15\,848, 1\,640 L_{\odot}$; $d=3.18, 1.40$ kpc, respectivamente. En particular, la determinación de la distancia de las nebulosas planetarias galácticas involucra grandes incertidumbres. La incertidumbre en la distancia se ve reflejada en la luminosidad debido a la degeneración distancia-

luminosidad.

Un modelo estelar-nebular impone mayores restricciones observacionales, reduciendo las incertidumbres. En la literatura existen pocos modelos de este tipo (e.g. Morisset y Georgiev, 2009). En esta tesis se obtuvo un modelo estelar-nebular para la nebulosa planetaria galáctica NGC 6826 y otro para NGC 7009. La determinación de T_{eff} , L , distancia y edad evolutiva se hizo buscando reproducir las observaciones tanto en la nebulosa (espectro óptico) como en la estrella (espectro óptico y UV) simultáneamente.

En cuanto a la composición química, un problema abierto en el campo de las nebulosas planetarias es el de los factores de discrepancia de abundancias (ADFs, Tsamis et al. 2004). Estudios de las líneas de recombinación (RLs) producen abundancias sistemáticamente más grandes que los estudios que involucran a las líneas colisionalmente excitadas (CELs). Por otra parte, existe un vacío en la determinación de la composición química de estrellas centrales de nebulosas planetarias. Las abundancias que se asumen para este tipo de estrellas son las que han sido obtenidas por otros autores a partir de la nebulosa. Pocos trabajos hacen un estudio comparativo de la composición química en la estrella y la nebulosa (e.g. Georgiev et al, 2008).

En esta tesis se hace un estudio de la composición química de la estrella y la nebulosa en forma independiente. Se obtuvieron abundancias en la atmósfera de la estrella a partir del modelo estelar. Paralelamente se determinaron las abundancias en el gas nebuloso por métodos semianalíticos. Finalmente se obtuvieron abundancias en la nebulosa a partir del modelo de fotoionización. Cada uno de estos análisis es independiente de los otros dos, lo que permitió hacer un estudio comparativo de los resultados obtenidos. Esto, además de empezar a cubrir el vacío mencionado, puede aportar datos valiosos en el problema de los ADFs.

Desarrollar un modelo estelar-nebular autoconsistente requiere dominar las técnicas de análisis y modelado de atmósferas estelares y del gas nebuloso. En este sentido, requiere más trabajo que la obtención de un modelo puramente estelar o nebuloso por separado. Otra de las habilidades necesarias para este trabajo consiste en enlazar adecuadamente los parámetros de la estrella y la nebulosa, retroalimentando los modelos estelar y nebuloso después de comparar los resultados de los modelos con las observaciones.

El primer artículo incluido en esta tesis tuvo como propósito el estudio de atmósferas de estrellas menos complejas que una estrella central de nebulosa planetaria.

El desarrollo de este trabajo permitió dominar la técnica del modelado de estrellas bajo la suposición de equilibrio termodinámico y hacer un estudio cuidadoso de su composición química comparando los modelos con las observaciones. El efecto de la rotación de la estrella afecta por igual a todas las líneas espectrales. La velocidad proyectada de rotación ($v \sin i$) es uno de los parámetros importantes a considerar en el estudio de la atmósfera de cualquier tipo de estrella. Familiarizarse con las distintas técnicas de determinación de $v \sin i$ permitió avanzar hacia problemas más complejos en el estudio de las estrellas centrales de NGC 6826 y NGC 7009.

1.2. Rotación estelar

Fierro, C.R. & Georgiev L., RevMexAA, 2008, Vol.44, pp.213-220.

Utilizando datos públicos del Proyecto del Observatorio de Paranal con el Espectrógrafo Echelle en el Ultravioleta y Visible (UVES POP, por sus siglas en inglés) se obtuvieron las velocidades rotacionales proyectadas $v \sin i$ para 16 estrellas en el campo del cúmulo galáctico IC2391 (*o* Vel). Para este análisis se utilizó el método de la Transformada de Fourier (TF).

Existen diversas técnicas para determinar $v \sin i$, una de las más utilizadas en la literatura consiste en comparar algunas líneas espectrales con las de estrellas estándar, de las que se conoce este parámetro (Slettebak, 1979). Otro método consiste en generar un perfil sintético de una línea espectral y compararlo con las observaciones. Un método muy preciso es el de la Transformada de Fourier, siempre que la velocidad de rotación sea el efecto dominante en el ensanchamiento Doppler de las líneas espectrales.

En el espectro de una estrella los perfiles de línea reflejan la suma de distintos procesos como: perfil instrumental, perfil térmico, microturbulencia y ensanchamiento por rotación. El método de la TF se basa en el análisis del primer mínimo en el dominio de la frecuencia.

En este trabajo se utilizaron dos métodos. Primero se determinaron las velocidades de rotación con la TF, analizando la línea de Mg II $\lambda 4481$. Se analizó también la línea de He I $\lambda 4471$ cuando estaba presente y aislada en los espectros observados. Una vez obtenida una velocidad de rotación, los espectros sintéticos obtenidos con el código ATLAS12 (Kurucz, 1970) fueron ensanchados a dicha velocidad utilizando el código SYNTHÉ (Sbordone et al. 2004, Sbordone 2005, Castelli 2005). Los espectros sintéticos ensanchados se compararon con las observaciones, haciendo modificacio-

nes en T_{eff} , $\log g$ y abundancias de C, N y O hasta lograr el mejor ajuste con las observaciones.

Con el fin de separar las estrellas miembros del cúmulo de aquellas que no lo son se hizo un análisis cuidadoso del enrojecimiento y el estado evolutivo de cada estrella, ubicándolas en el diagrama H-R sobre las trazas evolutivas teóricas de Lejeune y Schaerer (2001). Esta selección permite un mejor análisis del efecto de la rotación en el cambio de la composición química en la fotosfera estelar.

El análisis de composición química se hizo únicamente para las 12 estrellas miembros del cúmulo. De ellas, 7 son de secuencia principal y solo 5 son evolucionadas. Se encontró una correlación $T_{\text{eff}} - v \text{ seni}$ para 6 de las 7 estrellas de secuencia principal. A mayor temperatura, la velocidad proyectada de rotación es mayor. Esto podría ser un indicio de que la orientación del eje de rotación para las estrellas de un mismo cúmulo no sigue una distribución al azar.

Se analizó el efecto de la rotación en la composición química de las 7 estrellas de secuencia principal. Partiendo de la hipótesis de que todas las estrellas se originaron de la misma nube molecular, por lo tanto su composición química original era la misma. Se encontró una correlación positiva de los cocientes N/C y N/O con $v \text{ seni}$ en 6 de las 7 estrellas de secuencia principal. También se encontró una correlación positiva del cociente O/C con $v \text{ seni}$ en las 7 estrellas analizadas. Lo anterior demuestra que se producen cambios en la composición química inducidos por rotación como lo predicen los modelos teóricos (Meynet y Maeder, 1997).

1.3. Modelo estelar-nebular unificado

El análisis de las nebulosas planetarias galácticas NGC 6826 y NGC 7009 forma parte de un estudio más amplio en que se pretende estudiar a un grupo de nebulosas planetarias y sus estrellas centrales en forma integral, obteniendo un modelo estelar-nebular capaz de reproducir simultáneamente las observaciones de la estrella y de la nebulosa. La metodología que se siguió es similar a la presentada por Morisset y Georgiev (2009) para IC418, primer objeto estudiado de esta manera.

Una forma de enlazar un modelo estelar con uno nebular es usar el modelo estelar como fuente de ionización en el modelo nebular. Si además el modelo estelar reproduce las observaciones de la estrella constituye una fuente de ionización más realista que un cuerpo negro (BB). El modelo nebular responde a los cambios en T_{eff} y luminosidad de la estrella cambiando el grado de ionización de la nebulosa,

lo que permite una retroalimentación al modelo estelar. Un modelo estelar-nebular requiere más trabajo que un modelo estelar o nebular por separado pero impone restricciones observacionales adicionales, reduciendo el número de modelos posibles y las incertidumbres en los parámetros de la estrella y la nebulosa.

Análisis de NGC 6826

(Enviado a la RevMexAA, se hicieron las correcciones sugeridas por el árbitro.)

Para el análisis de NGC 6826 se separó la investigación en tres partes que se desarrollaron en ocasiones en forma paralela: modelo de la estrella central, estudio semianalítico de la nebulosa planetaria y modelo de fotoionización. Los resultados obtenidos en cada una de estas partes retroalimentan a las otras.

Para romper la degeneración en los parámetros de la estrella y la nebulosa el parámetro crítico es la distancia. Con el fin de reducir las incertidumbres en la distancia, se utilizaron las trazas evolutivas de Vassiliadis y Wood (1994) en conjunto con la edad cinemática de la nebulosa.

Con los datos reportados en la literatura se estableció un intervalo de distancias. La T_{eff} de la estrella fue fijada a partir del cociente de las líneas de carbono en el UV, C IV $\lambda 169/C$ III $\lambda 176$. Se estableció un límite superior a la velocidad de expansión de la nebulosa midiendo el ancho de la línea de [O III] $\lambda 5007$. La edad cinemática se calculó a partir de esta velocidad de expansión y con el intervalo de distancia calculado en otros trabajos.

Los intervalos de edad cinemática y temperatura de la estrella central fueron ubicados en las trazas evolutivas, delimitando una área en donde es posible encontrar modelos válidos para NGC 6826 que cumplan con las restricciones observacionales en la estrella y la nebulosa simultáneamente. Cada punto dentro de esta región es una combinación de T_{eff} , L y edad cinemática. Con la velocidad de expansión y la edad cinemática se obtuvo una distancia para cada modelo estudiado.

Se exploraron varias posibles soluciones dentro del área delimitada en las trazas evolutivas. se obtuvieron varios modelos de estrella, de los cuales se seleccionaron aquellos que reproducen mejor los espectros observados en el óptico y UV. Estos modelos fueron utilizados como entrada del código de fotoionización con el fin de reproducir las observaciones de la nebulosa. Este proceso permitió obtener un modelo estelar-nebular autoconsistente de NGC 6826.

Los resultados más importantes de este trabajo son los siguientes:

- Se presenta un método con la capacidad de romper la degeneración distancia–luminosidad, reduciendo la incertidumbre en la determinación de la distancia.
- No se distinguen las componentes roja y azul en las líneas nebulares de NGC 6826. En particular la línea de [O III] λ 5007 luce como una sola línea. Por lo tanto, no fue posible medir adecuadamente la velocidad de expansión del gas nebuloso. Solo se obtuvo un límite superior a esta. En este caso, no podemos afirmar que se rompió la degeneración distancia–luminosidad debido a la incertidumbre en la velocidad de expansión de la nebulosa.
- Se obtuvo por primera vez la composición química de la estrella central de NGC 6826.
- Se encontró que la composición química en cuatro distintas regiones de la nebulosa es la misma, dentro de las barras de error. Este resultado es consistente con la hipótesis de que la nebulosa tiene composición química homogénea.

En el estudio comparativo de la composición química de la estrella y la nebulosa se encontró que:

- En el caso de helio y carbono las abundancias nebulares obtenidas a partir de líneas de recombinación (RLs) coinciden, dentro de las barras de error, con las abundancias de la estrella.
- Para el helio, nitrógeno y oxígeno las abundancias nebulares obtenidas bajo la hipótesis de fluctuaciones de temperatura ($0.015 \leq t^2 \leq 0.100$) coinciden con las de la estrella.
- La abundancia de S en la estrella es mayor que en la nebulosa, sin importar el método utilizado para determinar la abundancia de S nebuloso.

Análisis de NGC 7009

En preparación

Análogamente a lo que se hizo en NGC 6826, el análisis de NGC 7009 se separó en tres partes: modelo de la estrella central, estudio semianalítico de la nebulosa planetaria y modelo de fotoionización. Los resultados obtenidos en cada una de estas partes retroalimentan a las otras.

El espectro de la estrella central de NGC 7009 presenta varios problemas. En el ultravioleta lejano (espectro FUSE de 915 a 1185 Å) está contaminado con líneas de absorción interestelar y de emisión nebular. El espectro ultravioleta (espectro IUE de 1150 a 1975 Å) presenta pocas líneas por lo que se trabajó principalmente con los perfiles P-Cygni de N V λ 1239/42 y el de O V λ 1371. El espectro óptico presenta también pocas líneas, se trabajó principalmente con las líneas de Balmer para determinar la gravedad de la estrella y algunas líneas de helio, carbono, nitrógeno y azufre para determinar abundancias.

Los resultados más importantes de este trabajo son los siguientes:

- Se redujo la incertidumbre en la determinación de la distancia utilizando el mismo método que en NGC 6826
- La ausencia de líneas adecuadas para hacer cocientes de líneas de un mismo elemento en dos estados subsecuentes de ionización impone una gran incertidumbre en la determinación de la temperatura y, por lo tanto, también en la distancia. No podemos afirmar que se rompe la degeneración distancia–luminosidad debido a la incertidumbre en la T_{eff} de la estrella.
- Se obtuvo por primera vez la composición química de la estrella central de NGC 7009.
- Se encontró que la composición química en dos regiones de la nebulosa es la misma, dentro de las barras de error. Este resultado es consistente con la hipótesis de que la nebulosa tiene composición química homogénea.

En el estudio comparativo de la composición química de la estrella y la nebulosa se encontró que:

- En el caso de He, N y O las abundancias nebulares obtenidas a partir de líneas de recombinación (RLs) coinciden, dentro de las barras de error, con las abundancias de la estrella.
- Para el He, N y O las abundancias nebulares obtenidas bajo la hipótesis de fluctuaciones de temperatura ($0.084 \leq t^2 \leq 0.113$) coinciden con las de la estrella.
- La abundancia de S en la estrella es mayor que en la nebulosa, sin importar el método utilizado para determinar la abundancia de S nebular.

Parte I

Rotación

Capítulo 2

Rotación estelar

El objetivo del artículo presentado en el Capítulo 3 fue estudiar el efecto de la rotación en la composición química de las estrellas.

Al igual que la Tierra, las estrellas poseen un movimiento de rotación sobre su propio eje. Cuando se observan en un telescopio óptico, las estrellas aparecen como objetos puntuales. No es posible apreciar detalles de su superficie debido a la gran distancia que las separa de la Tierra. Por lo anterior, no es posible medir directamente el radio de una estrella ni observar la orientación de su eje de rotación. Medir la velocidad de rotación de una estrella requiere de técnicas especiales aplicadas a espectros de alta resolución (ver secciones 2.3 y 3.5).

La composición química inicial de una estrella es la misma que la de la nube molecular de la cual se originó. La evolución posterior de la estrella puede cambiar la abundancia de algunos elementos. Los elementos más abundantes en la fotosfera de las estrellas de secuencia principal son, después del H y He, el C, N y O. En este trabajo se estudió el comportamiento del C, N y O asociado a la velocidad de rotación.

Generalmente las estrellas no nacen aisladas, sino que nacen en grupos o cúmulos. Suponemos que las estrellas jóvenes de un mismo cúmulo tienen la misma composición química, dado que se originaron de la misma nube molecular.

Elegimos estudiar algunas estrellas tipo A y B en el campo del cúmulo galáctico abierto IC 2391 (cúmulo *o*-Vel). Este cúmulo es brillante y está formado por muchas estrellas jóvenes, la edad del cúmulo se ha estimado en unos 53 ± 5 millones de años (Barrado y Navascués et al. 1999). Por sus coordenadas (2000), $\alpha = 08:40.2$ y $\delta = -53:04$ este cúmulo es observable en el hemisferio sur.

Se estudió el comportamiento de la temperatura efectiva y el cambio en abun-

dancia de C, N y O asociado a la rotación para las estrellas que cumplen los dos criterios: Ser miembro del cúmulo y estar en la secuencia principal. De este modo se aislaron las variables estudiadas.

Se encontró correlación entre la temperatura efectiva y la velocidad de rotación de las estrellas. Dicha correlación podría ser un indicador de que los ejes de rotación de las estrellas de un mismo cúmulo están aproximadamente alineados; contrariamente al paradigma actualmente aceptado de que la alineación de los ejes de rotación de las estrellas tiene una distribución al azar.

En cuanto a la composición química, se encontró una correlación positiva de los cocientes N/C, O/C y N/O con $v \sin i$, lo que indica un aumento de N y O acompañado de una reducción en C.

2.1. Observaciones

Los espectros públicos de las estrellas del cúmulo galáctico IC 2391 obtenidos con el VLT (siglas en inglés de Very Large Telescope) tienen como ventaja principal su alto cociente señal a ruido ($S/N \sim 400-500$), fundamentalmente por el tamaño del espejo de este telescopio: 8.2m de diámetro, lo que permite captar un mayor número de fotones. Comparando el área de los espejos, encontramos que con el VLT se captan 15.25 veces más fotones que con el telescopio de 2.1 m del Observatorio Astronómico Nacional (OAN) en la Sierra de San Pedro Mártir (SPM). La resolución de los espectros utilizados en este trabajo es R 80 000.

Se eligió utilizar espectros de las estrellas B del cúmulo. Este tipo de estrellas tienen pocas líneas espectrales, debido a sus altas temperaturas en las que no sobreviven las bandas moleculares. En sus espectros se pueden encontrar líneas aisladas. Este tipo de líneas permite hacer un buen estudio de rotación y facilita el estudio de composición química. Se encontró correlación entre la temperatura efectiva y la velocidad proyectada de rotación en las estrellas B de secuencia principal estudiadas. Posteriormente se extendió a las estrellas tipo A del mismo cúmulo con el fin de obtener más datos que permitieran apoyar o desechar esta correlación.

2.2. Modelos de atmósferas

Los códigos de atmósferas estelares modelan la mayoría de los procesos físicos que ocurren en las estrellas y producen como salida un espectro sintético que puede compararse con el espectro observado. De este modo, los modelos de atmósferas se han convertido en una poderosa herramienta en el campo de la astronomía estelar y galáctica.

Aunque existen varios códigos de atmósferas cada uno tiene sus propias ventajas y desventajas. Para el presente estudio se eligió el código ATLAS12 (Kuruckz, 1993) por las facilidades que presenta:

- Es público.
- Se puede instalar fácilmente en linux utilizando el puerto desarrollado por Sbordone, et al. (2004), Sbordone (2005) y Castelli (2005).
- Incorpora una gran base de datos atómicos que permite producir modelos más realistas.
- Existen atlas y *grids* de espectros sintéticos calculados con este código, cubriendo un amplio intervalo de T_{eff} y $\log g$ para distintas metalicidades, i.e $3\,500 \leq T_{\text{eff}} \leq 50\,000$ K $0.0 \leq \log g \leq 5.0$ dex. Estos modelos también son públicos y de fácil acceso.

Un *grid* es un conjunto de modelos en los que se varían dos de los parámetros de la estrella a intervalos regulares, manteniendo el resto de los parámetros constante. Lo más común es hacer un *grid* de T_{eff} contra $\log g$. Estos parámetros dominan los procesos que determinan las poblaciones en los niveles atómicos y afectan el comportamiento de las líneas espectrales. Para el código ATLAS12 existen *grids* ya calculados a distintas metalicidades.

Un método para conocer la T_{eff} y $\log g$ de una estrella consiste en hacer una suposición razonable acerca de la metalicidad, por ejemplo, suponer metalicidad solar; utilizar un *grid* ya calculado y encontrar el espectro sintético que reproduzca mejor las observaciones. Esto consume menos tiempo que correr un nuevo grid de modelos variando la metalicidad. También se evitan las complicaciones que surgen en la instalación del código.

La ventaja de instalar el código y correr modelos propios es que se tiene mayor control sobre los distintos parámetros del modelo. Un estudio detallado de la compo-

sición química requiere variar solo uno de los elementos considerados, manteniendo fijo el resto de ellos. Esto no ocurre con un *grid* precalculado.

El estudio de IC 2391 requirió de la instalación del código ATLAS12 y del programa SYNTHÉ, que genera un espectro sintético a partir de los flujos producidos por ATLAS12. Esto permitió una gran flexibilidad al cambiar los parámetros necesarios para reproducir las observaciones.

2.3. Métodos para determinar la rotación a partir de las líneas espectrales

El principal efecto de la rotación sobre un espectro es el ensanchamiento de las líneas espectrales debido al corrimiento Doppler de la luz que proviene de distintas partes del disco estelar. Aquellas regiones de la estrella que se acercan al observador corresponden a un corrimiento hacia longitudes de onda más pequeñas (corrimiento al azul) y las partes que se alejan corresponden a un corrimiento hacia longitudes de onda más grandes (corrimiento al rojo). Debido a este efecto el perfil de una línea espectral se convierte en un mapa unidimensional del disco estelar. Existe una correspondencia uno a uno entre la posición en el disco estelar y el desplazamiento Doppler dentro del perfil. El análisis de las líneas espectrales no permite conocer la velocidad de rotación sino únicamente su proyección sobre el plano perpendicular a la línea de visión del observador, $v \sin i$.

Existen varios métodos para determinar la velocidad de rotación. Uno de los más utilizados antes de que existieran los códigos de atmósferas consistía en comparar las líneas observadas en el espectro de una estrella con otras consideradas como estándar. El sistema de estándares más usado en el estudio de la rotación es el de Slettebak (1949, 1954, 1955, 1956 y 1979). El avance en la tecnología de cómputo permitió mayor velocidad de almacenamiento y procesamiento. Con mejores computadoras fue posible elaborar códigos de atmósferas estelares. Posteriormente se agregaron los efectos de la rotación a los espectros sintéticos producidos por dichos códigos.

Un espectro sintético puede ser ensanchado rotacionalmente para distintas $v \sin i$ hasta encontrar el valor para el cual se reproducen mejor las líneas observadas. Sin embargo, desconocer la composición química de la estrella aumenta la incertidumbre en el valor de $v \sin i$. Esto se debe a que la rotación cambia la forma de las líneas pero no su ancho equivalente, el cual depende también de la abundancia. Si suponemos

metalicidad solar para una estrella y alguno de sus elementos está sobrevaluado, las líneas de este elemento serán más profundas en el espectro observado que en el espectro sintético. Esto podría confundirse con una $v \sin i$ más baja. Por otra parte, si la abundancia está subvaluada las líneas serán menos profundas de lo esperado. Esto podría confundirse con $v \sin i$ más alta. Este efecto es importante cuando la velocidad de rotación es baja ($v \sin i < 50 \text{ km s}^{-1}$).

Un método que permite conocer la velocidad proyectada de rotación y que es poco dependiente de la composición química es el método de la Transformada de Fourier (TF). Este método se explica en la Sección 3.5. Cuando la rotación es el efecto dominante en el ensanchamiento Doppler de las líneas espectrales el primer mínimo o cero de la TF corresponde al valor de $v \sin i$.

Eligiendo un conjunto de líneas adecuado (i.e. aisladas y poco sensibles a cambios en T_{eff} y $\log g$) es posible reducir la incertidumbre en el valor de $v \sin i$. Esta incertidumbre también depende fuertemente de la resolución del espectro observado. Para los espectros utilizados en este trabajo $R \sim 80\,000$. Como se explica en la Sección 3.5 se encontró que el valor mínimo de $v \sin i$ que fue posible medir con esta resolución utilizando el método de la Transformada de Fourier es de 18 km s^{-1} . En general, la incertidumbre en los valores de $v \sin i$ es menor al 10 %.

2.4. Cambios en la composición química relacionados con la rotación

Los modelos teóricos de estrellas con rotación predicen cambios de la composición química en la fotosfera de la estrella (Talon et al. (1997), Meynet (2000), Maeder & Meynet (2000), Meynet & Maeder (2000)). Estos modelos incorporan el efecto del mezclado inducido por rotación. Mediante este proceso el material en las capas superiores de la estrella desciende, mientras que aquél que proviene de capas más profundas es llevado a la superficie. El resultado es que la fotosfera de la estrella es enriquecida con material procesado en el ciclo CNO. Los modelos predicen un aumento de N acompañado de una reducción en la cantidad de C y O.

Las estrellas estudiadas se separaron en dos grupos: estrellas del campo y estrellas miembros del cúmulo. Las primeras se observan como parte del cúmulo por un efecto de proyección en el plano del cielo pero pueden estar más cerca o más lejos que el cúmulo. No forman parte de él. Estas estrellas se formaron de nubes moleculares

distintas y en lugares distintos a las estrellas del cúmulo. Por lo anterior se descartó a las estrellas del campo del estudio de composición química.

Posteriormente, las estrellas miembros del cúmulo se clasificaron en estrellas de secuencia principal y estrellas evolucionadas. Las estrellas evolucionadas han pasado por distintas etapas que podrían alterar la composición química de su fotosfera. Incluir los resultados obtenidos para estas estrellas en el estudio de abundancia de C, N y O asociado a la rotación podría inducir a resultados incorrectos.

En este trabajo se hizo un estudio de la correlación entre la cantidad de C, N, O versus la velocidad de rotación para un subconjunto de los objetos estudiados. Se eligió únicamente a las estrellas de secuencia principal miembros del cúmulo con el fin de aislar lo mejor posible el efecto que queremos estudiar.

Se encontró una correlación entre T_{eff} y $v \sin i$. Esta correlación podría ser un indicador de que los ejes de rotación de las estrellas de un mismo cúmulo están aproximadamente alineados. El paradigma actualmente aceptado es que la alineación de los ejes de rotación de las estrellas tiene una distribución al azar. Es importante notar que en otros trabajos no se hace distinción entre estrellas evolucionadas y estrellas de secuencia principal, lo que puede influir en los resultados.

Se encontró una correlación de los cocientes N/C y O/C con $v \sin i$, lo que parece indicar un aumento de N y O acompañado de una reducción en C, apoyando la hipótesis del mezclado inducido por rotación.

Capítulo 3

Chemical composition in fast rotators main sequence stars

RevMexAA, 2008, 44, 213, C.R. Fierro & L.Georguiev

3.1. Resumen

Usando datos públicos del Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph Paranal Observatory Project (UVES POP), y con el método de la transformada de Fourier, se obtuvieron las velocidades de rotación proyectadas, $v \sin i$, para 16 estrellas en el campo del cúmulo galáctico IC 2391 (*o*-Vel Cluster). se encontró que sólo 12 de dichos objetos son miembros del cúmulo y al separarlos en dos grupos (estrellas de secuencia principal y estrellas evolucionadas) se encontró una correlación entre la velocidad de rotación y la temperatura efectiva, lo que indica que las estrellas dentro del cúmulo tienen aproximadamente la misma orientación del eje de rotación. Los cocientes N/C y O/C obtenidos para las estrellas de secuencia principal se incrementan con $v \sin i$, mostrando evidencias de mezclado inducido por rotación.

Key Words: stars: early-type – stars: abundances – stars: rotation

3.2. Abstract

Using public data of the Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph Paranal Observatory Project (UVES POP) the projected rotational velocities, $v \sin i$, for 16 stars, in the field of the galactic cluster IC 2391 (*o* Vel Cluster) were obtained using

the method of the Fourier transform (FT). We found that only 12 of these objects are cluster members and separating them in two sets: main sequence stars and evolved stars, a correlation of the rotation velocity with the effective temperature was found, indicating a nearly equal orientation of the rotation axis for the member stars. The ratios N/C and O/C obtained for the main sequence stars increase with $v \sin i$ and show evidences of mixing induced by rotation.

3.3. Introduction

Models for rotating stars with intermediate and high masses ($2 M_{\odot} \leq M \leq 60 M_{\odot}$) predict that the chemical composition in stellar atmospheres is changed because the rotation favors the mixing of the material in the atmosphere with that processed in the stellar core through the CNO cycle (Zahn 1992, Meynet & Maeder 1997). Due to this an increase of the ratios N/C and N/O is expected in the stellar photosphere at the end of the main sequence (MS) phase (Meynet & Maeder 2000, 2002). The surface enrichments on the main sequence generally depend on the following factors: the initial mass, the initial metallicity, the initial rotational velocity and the age of the star. The mixing is more efficient in massive stars with lower initial metallicities and large rotational velocities (Meynet & Maeder 2000). The ratio N/O is a good test for the origin of the nitrogen. When N is primary, N/O is expected to be about constant, since the nitrogen results of the processed oxygen by CNO cycle during hydrogen burning. In this context the study of the stars within a cluster allows one to assume the same age and chemical composition for all the stars; then the observed changes in abundances can be related to the mass and initial rotation velocities only. A good tool for determining the stellar parameters are the synthetic spectra generated by codes such as ATLAS9 (Kurucz 1970) and ATLAS12 (Kurucz 2005), which allow us to obtain the effective temperature (T_{eff}), the gravity, and the chemical abundances.

Diverse techniques are used to obtain the projected rotational velocity $v \sin i$. The one mostly used consists in comparing the spectral lines of a star with those of standard stars such as the old system of Slettebak (1949, 1954, 1955, and 1956) and more recently the new system of Slettebak (1979). Another very popular method consist in generating a synthetic profile for a specific spectral line and finding the best fit for the observed one. (Korn et al. 2005). On the other hand, Carroll (1933) was the first to use the method of the Fourier Transform (FT) for obtaining $v \sin i$. Nevertheless, due to the low quality of the data then available, the uncertainties

were large. Gray (1976) described a method for obtaining $v \sin i$, using the first zero of FT. This technique is more precise, and with good quality data the uncertainties were reduced. In this paper we use FT technique and high resolution echelle spectra in order to derive rotational velocities with good precision.

The aim of this work is to study the abundances of C, N, and O in stars of the galactic cluster IC 2391 searching for evidence of the stellar material mixing induced by rotation, i.e. a positive correlation between $\log N/C$ and the rotational velocity. In addition we investigate the behavior with $v \sin i$ of the distinct stellar parameters: T_{eff} , $\log g$, mass. In § 3.4 we describe the stellar spectra used in this study. In § 3.5 the method used for measuring $v \sin i$ is presented. In § 3.6 we discuss the criteria used to discriminate between cluster members and field stars. § 3.7 describes the methods for obtaining the stellar parameters: effective temperature (T_{eff}), logarithm of the gravity ($\log g$), and C, N, O abundances. In § 3.8 the results are discussed, and finally the conclusions are given in § 3.9.

3.4. The stellar spectra

This work is based on the data obtained from the Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph Paranal Observatory Project (UVES POP) produced for public use under ESO Director Discretionary Time (DDT) Program 266.D-5655(A) (Bagnulo et al., 2003). The available spectra are of high quality, with $S/N \geq 400 - 500$ in the V band with spectral resolution $\sim 80\,000$. The Balmer jump allows us to estimate T_{eff} . On the other hand the quality of weak lines in these spectra is good until $\lambda \approx 5820 \text{ \AA}$. For this reasons we chose to use the data available in the $3600 \text{ \AA} \leq \lambda \leq 6000 \text{ \AA}$ range. We analysed all stars earlier than A5 these stars have higher cluster membership probability and higher expected $v \sin i$.

3.5. The $v \sin i$ measurement

The observed profile of a spectral line in a rotating star $F(\lambda)$, can be written as the convolution of the instrumental profile $I(\lambda)$, intrinsic profile $H(\lambda)$, and rotational profile $G(\lambda)$:

$$F(\lambda) = I(\lambda) * H(\lambda) * G(\lambda); \quad (3.1)$$

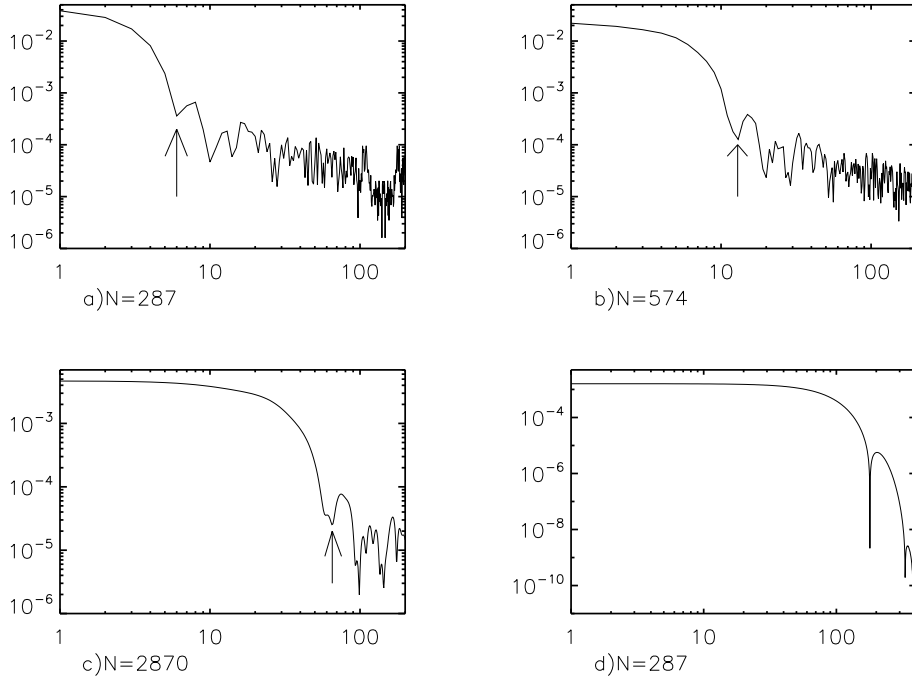


FIGURA 3.1: (a), (b), and (c) show the FT for Mg II 4481 line of HD 74146. The resolution of the FT improves by adding points in the continuum. N is the number of the points in the data window, $\nu_{0\lambda}$ is the first zero of $g(\nu)$ from a spectral line. If N changes its value, then $\nu_{0\lambda}$ changes it as well. But the rate $\nu_{0\lambda}/N$, remains constant; (a) $\nu_{0\lambda} = 6.027$, $\nu_{0\lambda}/N = 0.021$; (b) $\nu_{0\lambda} = 12.99$, $\nu_{0\lambda}/N = 0.023$; (c) $\nu_{0\lambda} = 65.335$, $\nu_{0\lambda}/N = 0.023$. Note that the value of $\nu_{0\lambda}$ is poorly defined in (a) while in (c) is easy to measure; (d) shows the FT of the theoretical profile with $v \sin i = 1 \text{ km s}^{-1}$, $\nu_0 = 178.462$, $\nu_0/N = 0.622$. Using the equation (4) we obtained $v \sin i = 27 \text{ km s}^{-1}$ for the profile show in (c).

shifting to the frequency domain, we obtain the FT:

$$f(\nu) = i(\nu) h(\nu) g(\nu), \quad (3.2)$$

where $f(\nu)$, $i(\nu)$, $h(\nu)$, and $g(\nu)$ are the FTs from $F(\lambda)$, $I(\lambda)$, $H(\lambda)$, and $G(\lambda)$ respectively. The main problem is to obtain $g(\nu)$ with an adequate S/N. There are many techniques for this. Some works use a method introduced by Gray (1976) obtaining $g(\nu)$ from:

$$g(\nu) = \frac{f(\nu)}{i(\nu)h(\nu)}, \quad (3.3)$$

and comparing to the FT of a theoretical rotation profile generated ad hoc, fitting the position of the first zero (ν_0). The division in 3.3 enhanced the noise at higher frequencies. This can be improved by multiplying the FT by a Bessel weighting function and integrating over Fourier frequency. A simpler method suggested also by Gray (1976) is to compute a theoretical profile for $v \sin i = 1 \text{ km s}^{-1}$, then ν_0 for this profile is compared with the first zero of $g(\nu)$ from a spectral line ($\nu_{0\lambda}$) and the rotational velocity is derived from

$$v \sin i = \frac{\nu_0}{\nu_{0\lambda}}. \quad (3.4)$$

This is straightforward. However, there remains the problem of obtaining $g(\nu)$ with good resolution and S/N. With the resolution of the available data $I(\lambda) \leq G(\lambda)$. When the width of a signal in the time domain is large, the FT is narrow and vice versa, therefore, $i(\nu)$ and $h(\nu)$ are broad while $g(\nu)$ is narrow and is less affected by the $i(\nu)$ and $h(\nu)$ profiles. We can then assume $f(\nu) \sim g(\nu)$.

The resolution theorem expresses that only the frequencies $\nu < W$, where W is the width of the data window, can be recorded in the FT while the high frequency components of the signal are missing. A sharp feature in $f(\nu)$ of size $\delta\nu$ can be resolved by extending the bandwidth W , requiring

$$\Delta\nu \leq \frac{1}{W}. \quad (3.5)$$

In this context we isolated the Mg II $\lambda 4481$ line and added points in the continuum at both sides of the line, obtaining a better resolution in the determination of the first zero in the FT. If N is the number of points in the data window when N increase the value of the first minimum in the FT changes, but the rate $\nu_{0\lambda}/N$ is roughly constant independently of the value of N (Figure 3.1). The line more frequently used in $v \sin i$ determination is Mg II $\lambda 4481$, because it is relatively isolated, not very sensitive to effective temperature (T_{eff}) and gravity changes, and strong in Type A and B stars; therefore it is observable even in fast rotators.

The Mg II $\lambda 4481$ line is really a triplet (4481.126 + 4481.150 + 4481.325). In order to study the effect of taking three lines instead one in the FT we generated a synthetic spectrum using the ATLAS12 code (Kurucz, 2005). Subsequently, this spectrum was rotationally broadened with the SYNTH code (Kurucz, 1970) in the range of 2 km s^{-1} to 30 km s^{-1} with steps of 2 km s^{-1} and with a resolution similar to that of the observed spectra. In this models it was found that the spectral resolution does not allow velocities less than 18 km s^{-1} . This is the lower limit in our measurements

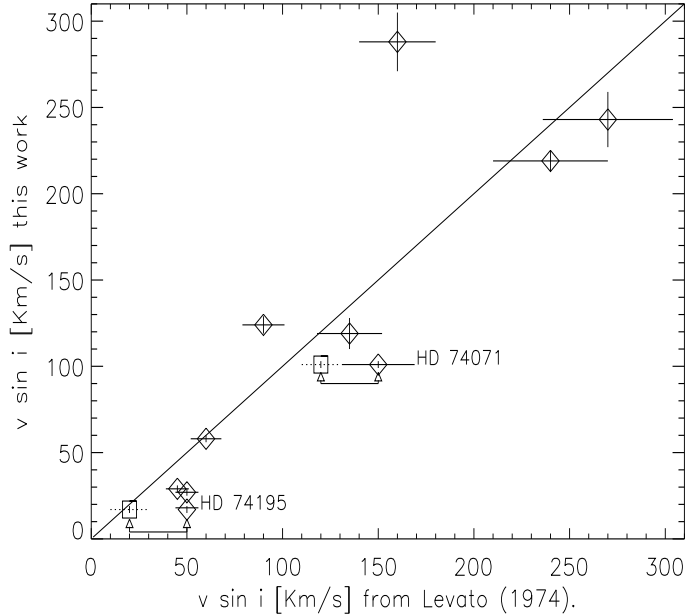


FIGURA 3.2: Comparison between $v \sin i$ obtained in this study with other authors. Diamonds represent $v \sin i$ derived in this work compared to the values from Levato (1974). Two objects: HD 74071 and HD 74195 have a second value of $v \sin i$ from Levato & Malaroda (1970) represented by squares. The rotational velocities of these two stars were derived with the same method in both works but the spectra were obtained with different telescopes (see the text). The solid line stands for the one-to-one relation.

and for rotational velocities greater than this value the triplet of Mg II $\lambda\lambda 4481.126$, 4481.150 , and 4481.325 behaves as a single line and does not have any effect on the first minimum of FT value. The errors were computed from the difference in the values of $v \sin i$ obtained from the lines of Mg II $\lambda 4481$ and He I $\lambda 4471$. In general, the errors are less than 10 % of $v \sin i$. When the error was less than the instrumental width we assumed an error of 2 km s^{-1} .

The projected rotational velocities, $v \sin i$, were obtained for 12 type B and 4 type A stars in the galactic cluster IC 2391 (Table 3.1). We compare the results with the data obtained by other authors (Uesugi & Fukuda 1982, Revised Catalogue of Stellar Velocities). This catalogue is a compilation from several sources. The majority of the $v \sin i$ values common with this study came from the work of Levato (1974). Figure 3.2 shows a good correlation between the projected rotatio-

nal velocities obtained from this work versus those obtained from Levato (1974). The values of $v \sin i$ for HD 74071 and HD 74195 from Levato & Malaroda (1970) were also plotted. Levato (1974) used the 91 cm reflector telescope of Cerro Tololo Inter-American Observatory, in which the minimum detectable rotational velocity is about 45 km s^{-1} . He used the standard stars of Slettebak to determine the value of $v \sin i$. In Figure 3.2 the cut in $v \sin i > 45 \text{ km s}^{-1}$ in the data from Levato is noticeable.

3.6. Cluster members selection

The obtained data is shown in Table 3.1. The data in columns 1, 2, 3, 4, and 5 was obtained from the UVES Paranal Observatory Project webpage. We obtained $E_{(B-V)}$ for each star using the color magnitude diagram (Figure 3.3) and assuming $R=3.2$. The results are presented in Column 6 of Table 3.1. The distance moduli in Column 7, were obtained from the parallaxes of *Hipparcos*. The average distance to the cluster calculated from the available parallaxes is $\sim 163 \text{ pc}$. This distance was assigned to the stars with unknown parallax. The T_{eff} , presented in Column 8, was obtained from the synthetic spectra generated with the codes ATLAS12 and SYNTHE while M_{bol} , presented in Column 9, was calculated using the equations of table IX in Massey, Parker, & Garmany (1989). Figure 3.4 shows the H–R diagram for the analysed objects. In order to determine the evolution status of the objects the evolutionary tracks for solar metallicity from Lejeune & Schaerer (2001) were overplotted in the H–R diagram (Figure 3.4). Comparing Figures 3.3 and 3.4 we assumed that the cluster members are those with small reddening (eg. HD 74195, HD 74071, and HD 74168) in the region covered by the evolutionary tracks. HD 73287 and HD 74275 lies outside this region. For the first star the parallax indicate a distance 116 pc larger than the average distance to the cluster, while the parallax of the second star is unknow. HD 75067 and HD 75105 are more reddened stars and also lie outside the region covered by the evolutionary tracks. The parallax of the second star indicates a distance 136 pc larger than the average distance, while the parallax of the first star is unknow. For these reasons this four objects: HD 73287, HD 74275, HD 75067, and HD 75105 were discarded as cluster members.

TABLA 3.1: Stellar Parameters

Star	Sp.Type	V	$B - V$	$U - B$	E_{B-V}	$V - M_V$	T_{eff}	M_{bol}	$v \sin i$		Cluster Member
									This Work	Levato	
HD 73287	B7V	7.070	-0.110	-0.460	0.029	7.107	14100	-0.220	182 ± 2		no
HD 73503	A0V	8.350	0.040	-0.110	0.100	6.936	10200	0.657	123 ± 7		yes
HD 73681	A1V	7.860	0.086	0.023	0.296	5.915	8800	0.757	119 ± 9	135	yes
HD 73952	B9Vn	6.460	-0.100	-0.330	0.000	5.949	11850	-0.216	219 ± 6	240	yes
HD 74071	B5 V	5.472	-0.160	-0.563	0.002	5.704	14950	-1.555	101 ± 2	120^{d}	yes
HD 74146	B4IV	5.180	-0.140	-0.576	0.031	5.593	14300	-1.972	27 ± 2	50	yes
HD 74168	B9 p	7.510	-0.120	-0.470	0.020	7.355	11650	-1.009	71 ± 5		yes
HD 74195	B3IV	3.610	-0.180	-0.640	0.003	5.906	15950	-3.850	18^{c}	20^{d}	yes
HD 74196	B7Vn	5.610	-0.140	-0.500	0.005	5.803	13900	-1.359	288 ± 17	160	yes
HD 74275	A0V	7.290	-0.008	-0.043	0.013	5.750	10200	1.522	58 ± 2	60	no
HD 74516	A5V	7.390	0.020	0.010	0.060	5.945	9600	1.502	124 ± 5	90	yes
HD 74535	B8s	5.510	-0.148	-0.556	0.014	5.853	11850	-1.711	35 ± 5		yes
HD 74560	B3IV	4.841	-0.170	-0.665	0.022	5.837	16150	-2.736	29 ± 2	≤ 45	yes
HD 75067	B9IV ^a	9.430	-0.010	-0.280	0.091	5.750	12900	2.881	320 ± 3		no
HD 75105	B8III ^b	7.670	-0.090	-0.475	0.060	5.750	12700	0.801	122 ± 3		no
HD 75466	B8V	6.275	-0.100	-0.315	0.000	5.768	11600	-0.181	243 ± 16	270	yes

^a Spectral Type is doubtful whether B8Vn and B9IV.^b Spectral Type is doubtful whether B8III and B8IV.^c This value correspond with the inferior limit measurable in this work, the actual $v \sin i$ maybe smaller.^d Values from Levato & Malaroda (1970).

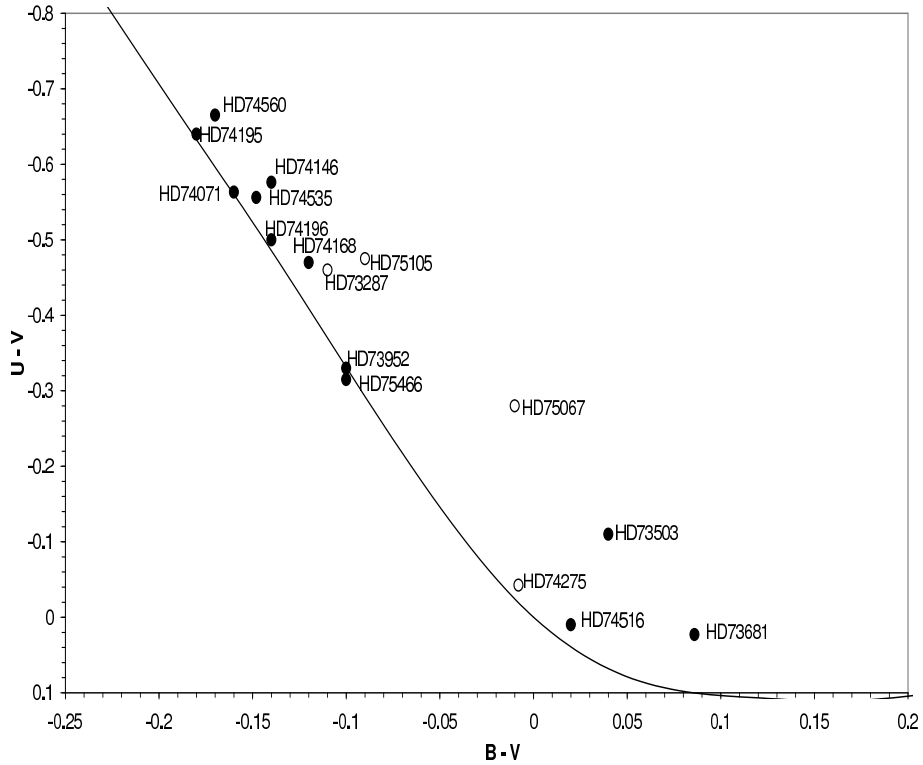


FIGURA 3.3: Color-color diagram. Filled circles represent the cluster members. Open circles are the objects discarded as members of the cluster. Note that with exception of HD 74275 these are reddened stars. The solid line is the position of ZAMS.

3.7. Determination of Stellar Parameters

The synthetic spectra were generated by the codes ATLAS12 and SYNTHE adapted for running under the GNU Linux platform (Castelli, 2005, Sbordone, 2005, Sbordone et al., 2004). We made a grid of models covering the ranges of $10\,000\text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 17\,000\text{ K}$, with steps of 1000 K and $3.1 \leq \log g \leq 4.7$ with steps of 0.4 dex.

The Balmer lines are very sensitive to the gravity and they are broadened when $\log g$ increases. Thus, the widths of these lines measured at certain depth are a good indicator of $\log g$. We measured the width of H_{β} , H_{γ} , and H_{δ} at depth=0.75 in the normalized spectra in both, the models and stellar spectra. In addition, the equivalent widths (EW) of lines sensitive to T_{eff} such as Ca I $\lambda 4226$, Ca II $\lambda 3949$, Fe II $\lambda 4179$, and $\lambda 4233$ were measured for type A stars. The lines He I $\lambda 4026$, $\lambda 4121$,

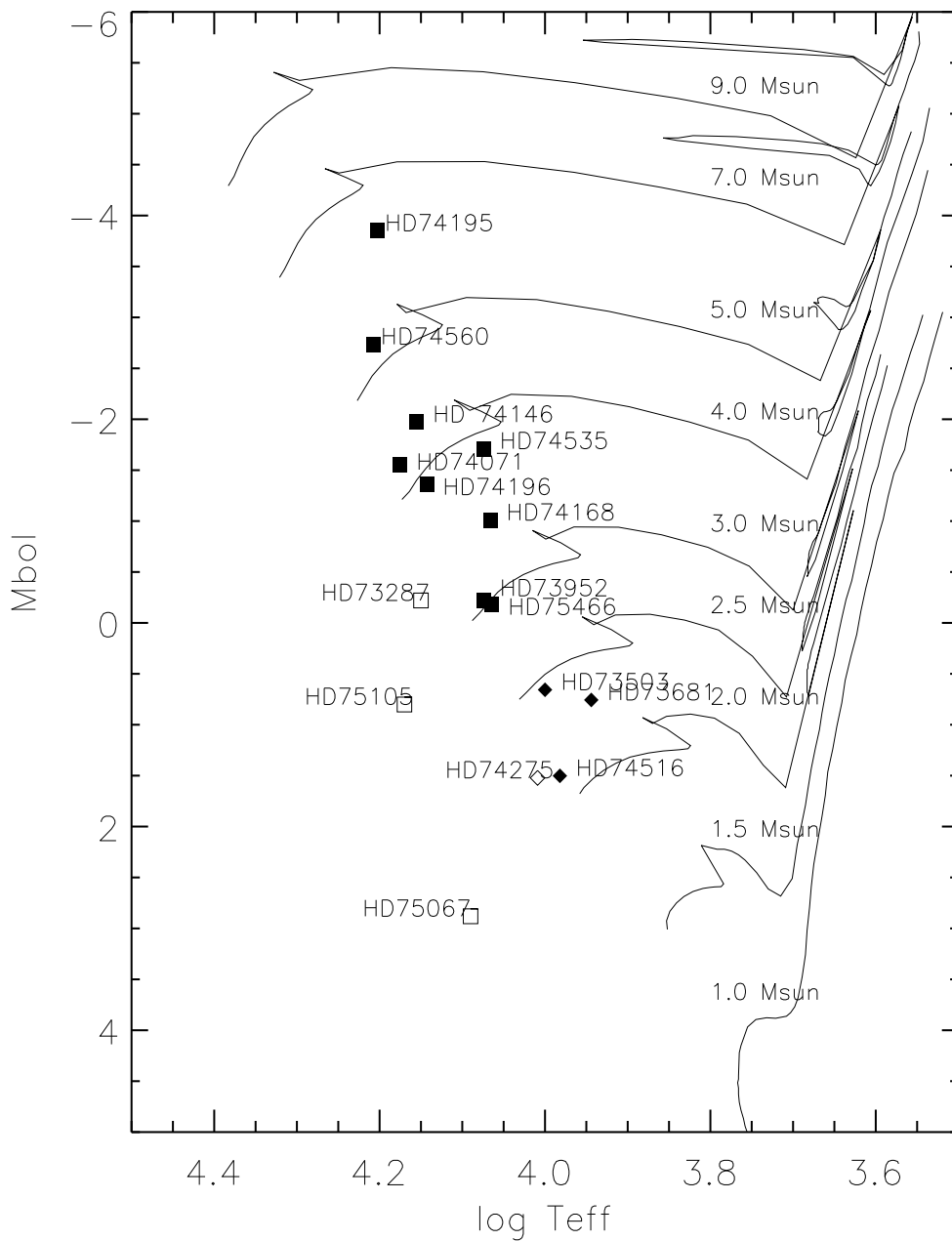


FIGURA 3.4: H-R diagram of the analysed stars. The evolutive tracks correspond to solar metallicity $Z=0.02$ (Lejeune & Schaerer 2001). Filled squares are the type B stars clusters members, open squares are the type B field stars, filled diamonds are the type A stars in cluster, and open diamonds are the type A field stars. Note that in general no clusters members stand out of the evolutive tracks.

$\lambda 4713$, Si II $\lambda 4552$, C III blended with O II $\lambda 4070$ were chosen for type B stars. With the obtained values from the stellar spectra we constructed isocontour plots. T_{eff} and gravity were determined from the crossing region of the isocontours. Fig. 3.5 shows an example of these graphs.

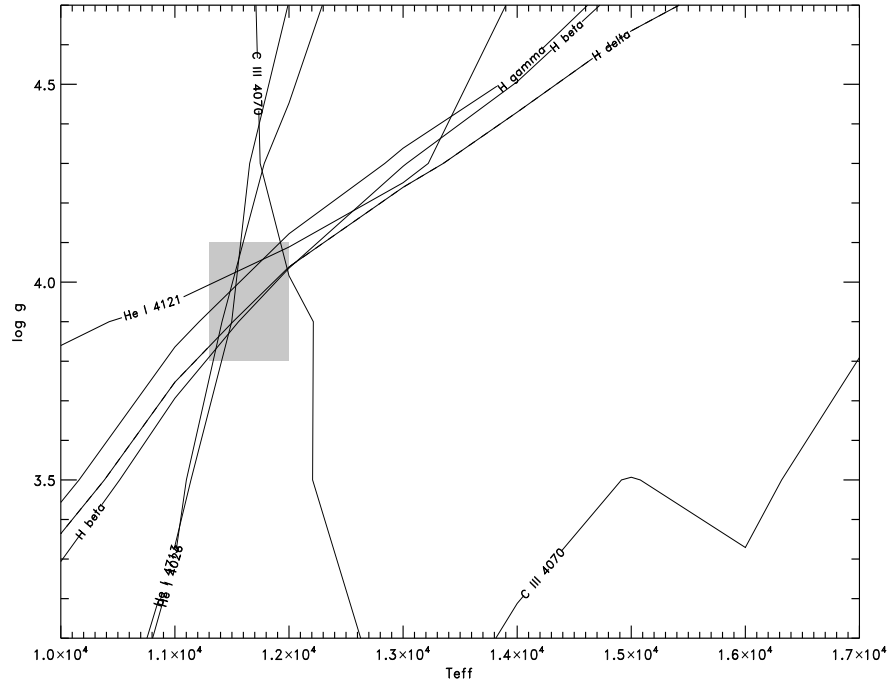


FIGURA 3.5: Determination of temperature and gravity by means of isocontour plot for HD 74168. All the lines are crossed in the filled area which allows us to obtain effective temperature 11650 ± 350 K and $\log g = 3.95 \pm 0.15$.

The next step was to compute synthetic spectra with T_{eff} , $\log g$ and $v \sin i$ as obtained, but changing the abundances in a range from 0.1 to 10 times the solar value for each element. In each set of the models we looked for the lines sensitive to abundance changes. The number of these lines decreases with the rotation, since in fast rotators the lines are blended. The EWs of these lines were measured in both the models and stellar spectra in order to construct curves of growth for each element C, N, and O for which the abundance was measured. The values listed in Table 3.2 are the averages of all the lines available in each spectra, the errors was computed from the differences in these values. Synthetic spectra was generated with the stellar parameters: T_{eff} , $\log g$, $\log C$, $\log N$, $\log O$, and $v \sin i$ obtained with the methods described above. These spectra were compared with the observed ones finding good

agreement. Fig. 3.6 shows an example of the fit between the synthetic and observed spectrum for HD 73503.

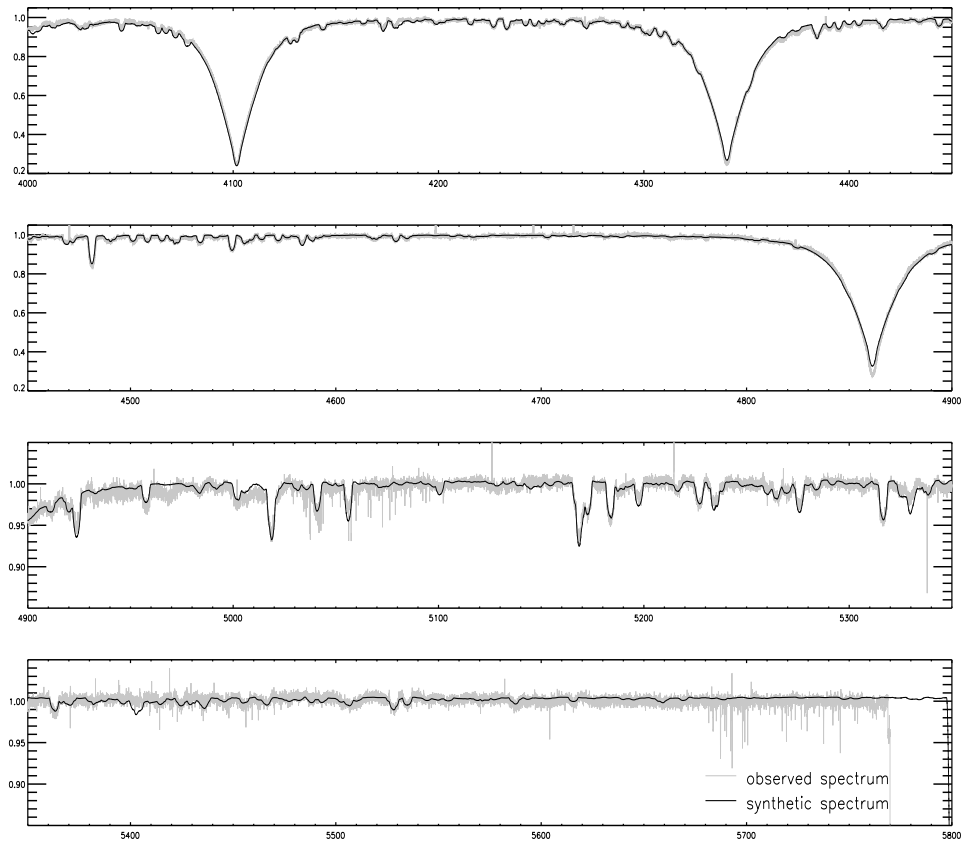


FIGURA 3.6: comparison of the synthetic with the observed spectrum for HD 73503 show a good fit. The synthetic spectra was obtained with $v \sin i = 123 \text{ km s}^{-1}$, $T_{\text{eff}} = 11\,200 \text{ K}$, $\log g = 4.45$, $\log C = -3.52$, $\log N = -4.37$, and $\log O = -2.82$.

TABLA 3.2: Main sequence stars

Star	T_{eff}	log g	M/M_{\odot}	$v \sin i$	log C	log N	log O	log N/C	log O/C	log N/O
HD73681	8 800±350	4.25±0.30	2.61	119±9	-3.59±0.35	-4.28±0.28	-3.36±0.27	-0.69±0.63	0.23±0.55	-0.92±0.55
HD73503	10 200±200	4.45±0.40	2.24	123±2	-3.52±0.39	-4.37±0.24	-2.82±0.26	-0.85±0.63	0.70±0.65	-1.55±0.05
HD74516	9 600±400	4.45±0.25	2.43	124±5	-3.25±0.23	-4.31±0.20	-3.00±0.20	-1.06±0.43	0.25±0.40	-1.31±0.40
HD73952	11 850±350	4.05±0.15	3.31	219±6	-3.67±0.23	-4.10±0.20	-3.03±0.20	-0.43±0.43	0.64±0.40	-1.07±0.40
HD75466	11 600±400	4.28±0.30	3.28	243±16	-4.12±0.20	-4.35±0.20	-3.08±0.20	-0.23±0.40	1.04±0.60	-1.27±0.40
HD74196	13 900±500	4.25±0.30	4.36	288±17	-3.68±0.20	-4.10±0.20	-3.00±0.20	-0.42±0.40	0.68±0.40	-1.1±0.40
HD74071	14 950±350	4.15±0.15	4.58	101±2	-3.78±0.20	-3.40±0.20	-3.47±0.20	0.38±0.40	0.31±0.40	0.07±0.40

3.8. Results and discussion

The assumption usually made is that the axes of rotation are randomly distributed in space, this hypothesis has been tested by Gaigé (1993) for the following open clusters: α Persei, the Hyades, the Pleiades, Praesepe, and Coma Berenice. It was found likely to be correct.

Abt, Levato & Grosso (2002) in their study of 451 northern B8-B9.5 III, IV, and V stars found a bimodal distribution of $v \sin i$ and concluded that the slow rotators are Ap stars which often evolve to the upper edge of the main sequence. Therefore their luminosity classes are III or IV, while the rapid rotators are normal B stars with luminosity classes III, IV, and V.

In this work members of the cluster IC 2391 are separated in two sets: main sequence and subgiant stars. In order to classify the objects as main sequence

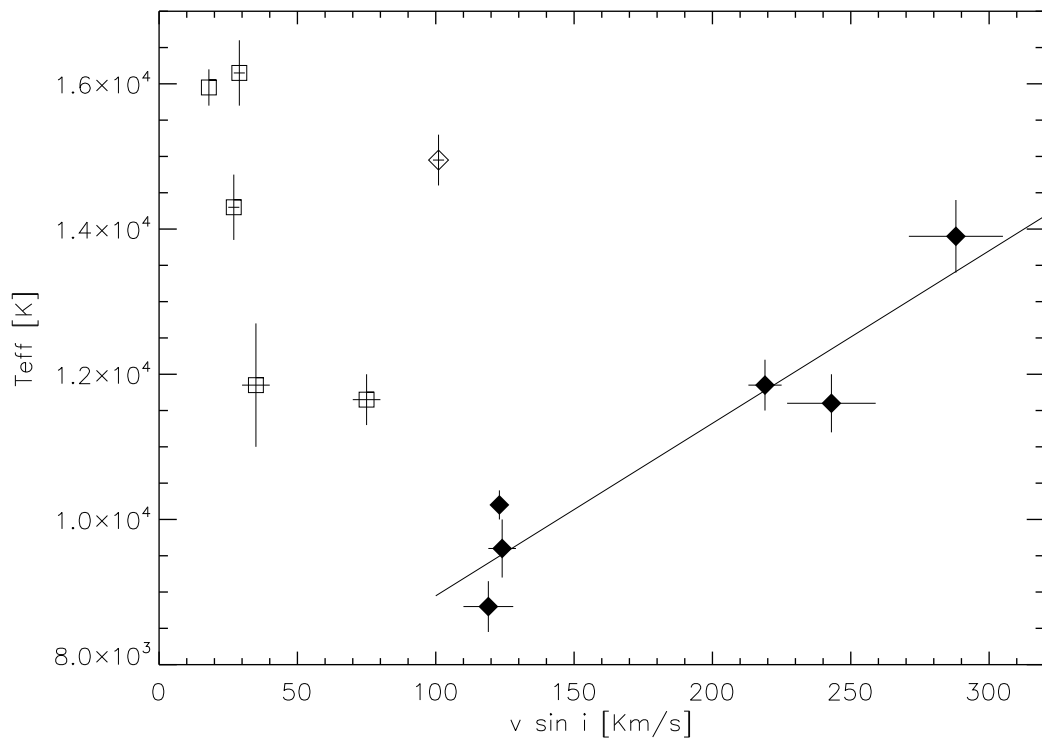


FIGURA 3.7: T_{eff} versus $v \sin i$. Open squares are the evolved stars. Filled diamonds are the main sequence stars which show correlation of the effective temperature with rotational velocities. The solid line is the best adjustment of the data. The open diamond represents HD 74071, a main sequence star with enhanced N.

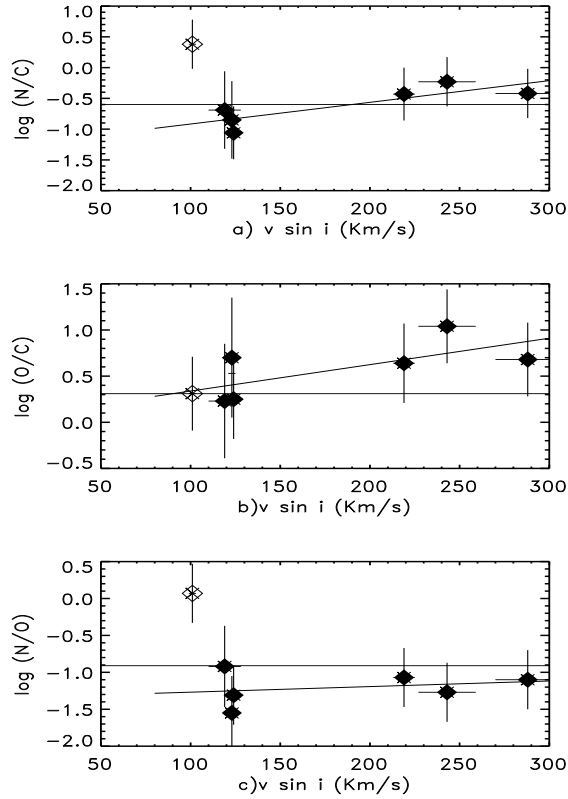


FIGURA 3.8: (a) $\log N/C$, (b) $\log O/C$, (c) $\log N/O$ vs $v \sin i$. Note that HD 74071 (open diamond) has a nitrogen excess. The normal main sequence stars show a positive correlation of $\log N/C$ with the rotation, $\log O/C$ also increases with $v \sin i$ too, while $\log N/O$ is nearly constant indicating primary nitrogen.

or evolved stars we take into account their position on the evolutionary tracks in the H–R diagram, their spectral type and the ratios $\text{Si III } \lambda 4552/\text{He I } \lambda 4387$, $\text{He I } \lambda \lambda 4144/4121$, and $\text{He I } \lambda 4471/\text{Mg II } \lambda 4481$ used as luminosity criteria (Walborn & Fitzpatrick, 1990). We found that the MS stars are all fast rotators with $100 \text{ km s}^{-1} \leq v \sin i \leq 300 \text{ km s}^{-1}$ (Table 3.2), independently of whether they are A or B type, while the evolved stars are slow rotators with $v \sin i \leq 50 \text{ km s}^{-1}$ (Table 3.1).

In the chemical composition analysis it was found that HD 74071 is rich in nitrogen. Except for this object the plot of effective temperature vs rotational velocity (Figure 3.7) shows a correlation of these parameters for the MS stars, in the sense that $v \sin i$ increases with T_{eff} . This behavior is consistent with angular momentum conservation. The hotter, more massive, stars are formed from a larger cloud; therefore, after contraction, they should have rotational velocities greater than those

of the cooler, less massive, stars. When the star leaves the MS, its atmosphere is expanded and the rotational velocity is reduced. The best fit for this correlation was the line :

$$T_{\text{eff}} = 23.76 v \sin i [\text{km s}^{-1} \text{K}] + 6571.73 [\text{K}], \quad (3.6)$$

with a correlation index 0.95.

Since 6 of the 7 main sequence stars fall on this line, we can infer that the direction of the rotation axis is approximately the same for the main sequence stars within the cluster. The discrepancy with the assumption of the stellar axes being randomly oriented can be explained by the fact that other studies do not make a separation of the objects according to the evolutionary stage.

Table 3.2 shows the chemical composition obtained for the seven stars on the main sequence. The errors were estimated from the dispersion in the values obtained for different lines of the same element. The spectroscopic masses in column 4 were obtained from M_V and the mass - luminosity relation of Kroupa & Gilmore (1993), showing a good agreement with the masses inferred from the evolutive tracks in H-R diagram. Figure 3.8 shows the behavior of $\log N/C$, $\log O/C$, and $\log N/O$ with rotation. With the exception of HD 74071 represented with an open diamond this figure shows that $\log N/C$ increases with rotation, following a linear tendency. In the same way it is observed that $\log O/C$ increases with the rotation. The nearly constant behavior of $\log N/O$ indicates that the N excess has a primary origin. This result clearly indicates that when rotation increases, the amount of carbon at the stellar surface decreases, whereas nitrogen and oxygen increase. Theoretical models of massive and intermediate mass stars with initial rotational velocities of 300 km s^{-1} predict depletion of C and O, with N enhanced at the end of the MS (Talon et al. 1997; Meynet 2000; Maeder & Meynet 2000; Meynet & Maeder, 2000). In this context, our results show that rotation favors surface enrichments with processed material of the CNO cycle.

In Table 3.2 and Figure 3.8 is noticeable that HD 74071 is a nitrogen rich star. Its value of $\log O/C$ shows a behavior similar to the other objects while $\log N/C$ and $\log N/O$ are higher for this star than for the others in the sample. During the helium burning phase, intermediate mass stars may evolve from the red giant branch (RGB) to the blue giant region and return in the HR diagram. This phenomenon was first found by Hayashi, Hoshi, & Sugimoto (1962) and is called the blue loop. HD 74071 could be an object that experimented this blue loop changing its chemical

composition.

3.9. Conclusions

Using the method of the Fourier transform we have obtained rotational velocities for early stars in the field of the galactic cluster IC 2391. The fast rotators are MS stars while the slow rotators correspond to evolved stars. For the MS cluster members we obtained correlation between T_{eff} and $v \sin i$, finding that the hotter MS stars have high rotation. The results obtained indicate that the orientation of the rotation axis is still the same for the main sequence stars of the same cluster. When studying the chemical abundances of MS stars we found that, within the error bars $\log \text{N/C}$ and $\log \text{O/C}$ increase with rotation, while $\log \text{N/O}$ is constant, thus corroborating the theoretical predictions of mixing of stellar material induced by rotation.

Parte II

Modelos Unificados

Capítulo 4

Modelos unificados de nebulosas planetarias y sus estrellas centrales

Las nebulosas planetarias constituyen el estado final de las estrellas de masa baja o intermedia (0.8 a 8.0 M_{\odot}). La nebulosa está formada por cascarones de gas que han sido eyectados por la estrella central. El nombre *planetaria* es puramente histórico y se refiere al hecho de que algunas nebulosas planetarias vistas en un telescopio pequeño lucen como discos verdosos, similares a algunos planetas gaseosos. Las estrellas centrales de nebulosas planetarias son estrellas evolucionadas, con temperaturas entre 40 000 y 200 000 K. Estas estrellas están evolucionando rápidamente hacia el estado de enana blanca. Los cascarones de gas se expanden con velocidades de varias veces la velocidad del sonido. La velocidad de expansión típica del gas nebuloso es de 25 km s^{-1} . Debido a la expansión, la densidad del gas decrece, en consecuencia la emisión también decrece y llegan a ser inobservables. El tiempo de vida medio de una nebulosa planetaria es de unas decenas de miles de años.

Existen en la literatura múltiples estudios de nebulosas planetarias desde diversos enfoques (e.g. análisis de las condiciones físicas del gas nebuloso; cinemática del gas nebuloso, incluyendo el estudio de los diferentes cascarones y algunas subestructuras; modelos de fotoionización etc.) y en distintas bandas del espectro electromagnético (i.e. rayos X, ultravioleta, visible, infrarrojo y radio).

Los estudios de estrellas centrales de nebulosas planetarias no son tan abundantes en la literatura aunque si se abordan desde distintos puntos de vista (e.g. modelos de evolución estelar, condiciones físicas en la fotosfera de la estrella, etc.)

En numerosos estudios el análisis de la nebulosa planetaria y la estrella central se hacen por separado. Esta separación permite hacer un análisis sin demasiadas res-

tricciones observacionales, lo que podría aumentar la complejidad y consumir gran cantidad de tiempo. Sin embargo, estos objetos no están disociados uno del otro. El gas nebuloso formaba parte de la atmósfera estelar antes de ser eyectado al medio interestelar. La nebulosa es ionizada por los fotones ultravioleta provenientes de la estrella. La interacción existente entre ambas justifica considerar un solo objeto: estrella-nebulosa y no dos: estrella o nebulosa. El avance en las herramientas disponibles (modelos de atmósferas, modelos de fotoionización, acceso a observaciones en UV, V, IR, etc.) hacen posible este tipo de análisis. Lo que representa un avance en nuestra comprensión del medio interestelar.

4.1. Necesidad de un modelo estelar-nebuloso

Un análisis de los datos publicados en la literatura permite notar que en el caso de las estrellas centrales de nebulosas planetarias galácticas, más de un modelo es capaz de reproducir las observaciones de la misma estrella. El principal problema es la gran incertidumbre en las distancias obtenidas para estos objetos. La luminosidad y la distancia son dos parámetros degenerados. Cambiar el valor de uno implica un cambio en la otra. Los valores asignados a estos parámetros, para una misma estrella, varían mucho de un trabajo a otro y no es posible restringirlos estudiando únicamente a la estrella.

En cuanto a la nebulosa, cuando se hacen modelos de fotoionización el criterio para fijar la temperatura de la fuente de ionización es el número de fotones ionizantes necesarios para reproducir el estado de ionización del gas nebuloso. El viento estelar no es considerado en estos estudios. Este viento absorbe parte de los fotones ionizantes que produce la estrella. No considerar el efecto del viento puede llevar a subestimar la temperatura de la estrella. Adicionalmente, la degeneración distancia–luminosidad permite que exista más de un modelo capaz de reproducir las intensidades de las líneas observadas en la nebulosa.

Existen pocos trabajos que enlacen adecuadamente los parámetros de la nebulosa con los de su estrella central (e.g. Morisset & Georgiev, 2009). Cuando se hacen modelos nebulares se utiliza como fuente de ionización un cuerpo negro o un modelo de atmósfera. En el caso del cuerpo negro es una primera aproximación de una estrella pero constituye un modelo demasiado simplificado. Un modelo de atmósfera es una mejor aproximación; sin embargo, generalmente se utilizan modelos que no son comparados con las observaciones de la estrella. La temperatura efectiva de la

estrella es ajustada solamente en función del número de fotones ionizantes necesarios para reproducir el estado de ionización de la nebulosa.

Un modelo de atmósfera estelar que reproduce las observaciones de la estrella es una representación más realista de la fuente ionizante. Este modelo toma en cuenta, además de la T_{eff} algunos de los procesos que ocurren en la atmósfera de la estrella (e.g. el viento estelar y la composición química), que pueden afectar el número de fotones ionizantes que llegan a la nebulosa.

Los estudios de estrellas centrales de nebulosas planetarias que involucran modelos de atmósferas se limitan a obtener T_{eff} , gravedad y parámetros del viento: velocidad terminal y tasa de pérdida de masa. Existe un gran vacío en el análisis de la composición química de la estrella. En el caso de NGC 6826 y NGC 7009 no existe en la literatura ningún trabajo en el que se haya determinado la composición química de la estrella a partir de un análisis de su atmósfera.

Al estudiar la estrella central generalmente se asumen las abundancias determinadas por otros autores para la nebulosa. Esta es una buena primera aproximación. Sin embargo, el análisis de las líneas de recombinación en la nebulosa produce sistemáticamente abundancias mayores que el análisis de líneas colisionalmente excitadas. Esta discrepancia de abundancias es un problema abierto en el campo de las nebulosas planetarias. Las abundancias nebulares que son utilizadas en los modelos de atmósferas provienen generalmente de líneas colisionalmente excitadas y podrían estar subestimadas por un factor de 2 a 5 en la mayoría de los casos.

Una forma de enlazar un modelo estelar con uno nebuloso es usar el modelo estelar como fuente de ionización en el modelo nebuloso. Si además el modelo estelar reproduce las observaciones de la estrella, este constituye una fuente de ionización más realista que un cuerpo negro o un modelo de atmósfera elegido únicamente por el número de fotones ionizantes que produce. El modelo nebuloso responde a los cambios en T_{eff} y luminosidad de la estrella cambiando el grado de ionización de la nebulosa, lo que permite una retroalimentación al modelo estelar.

Un modelo estelar–nebuloso consume más tiempo y requiere un esfuerzo mayor que un modelo estelar o nebuloso por separado pero impone restricciones observacionales adicionales, reduciendo el número de modelos posibles y la incertidumbre en los parámetros de la estrella y la nebulosa.

El análisis de las nebulosas planetarias galácticas NGC 6826 y NGC 7009 forma parte de un estudio más amplio en que se pretende estudiar a un grupo de nebulosas planetarias y sus estrellas centrales en forma autoconsistente, obteniendo para cada

una de ellas un modelo estelar–nebular capaz de reproducir simultáneamente las observaciones de la estrella y de la nebulosa. El primer objeto estudiado de esta manera fue IC418 (Morisset & Georgiev, 2009) y existen al menos otras 6 nebulosas planetarias que reúnen los requisitos para ser analizadas de esta forma.

4.2. Objetos adecuados para un análisis estelar-nebular

Debido a las altas temperaturas de las estrellas centrales de nebulosas planetarias, $40\,000 \leq T_{\text{eff}} \leq 200\,000$ K, una gran parte de su energía se emite en el intervalo UV del espectro electromagnético. El espectro UV de una estrella central puede estar contaminado por un poco de emisión nebular y líneas de absorción producidas por el medio interestelar. En general es sencillo identificar las líneas interestelares porque son angostas, mientras que las de la estrella sufren ensanchamiento térmico.

Por otra parte, en la región del óptico, el espectro observado es una mezcla del espectro emitido por la nebulosa y el espectro emitido por la estrella. Separar la contribución de cada una no es trivial. Por esta razón, un buen estudio de una estrella central de nebulosa planetaria requiere de las observaciones UV. El espectro óptico de la estrella, cuando es posible obtenerlo, aporta información que puede complementar la obtenida del espectro UV. Pero los datos extraídos del UV son fundamentales para este tipo de estudio.

El análisis propuesto en este trabajo solo se puede aplicar a nebulosa planetarias galácticas. Al tratarse de objetos cercanos se puede apreciar su estructura y obtener espectros de diferentes regiones de la nebulosa. Las observaciones en el óptico se realizaron principalmente en dos regiones: centradas en la estrella y sobre alguna región interesante de la nebulosa.

NGC 6826 y NGC 7009 fueron seleccionadas para el presente trabajo fundamentalmente por la disponibilidad de sus espectros UV en los datos públicos de los satélites IUE¹, y FUSE². Adicionalmente, su declinación y magnitud en el visible permite observarlas con el telescopio óptico de 2.1 m del Observatorio Astronómico Nacional, en la sierra de San Pedro Mártir en Baja California, México. Finalmente,

¹International Ultraviolet Explorer, Explorador Internacional en el Ultravioleta. Lanzado el 26 de enero de 1978, se mantuvo en operación continua por 18 años y 7 meses.

²Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer, Explorador Espectroscópico en el Ultravioleta Lejano. Lanzado el 24 de junio de 1999. Fue dado de baja el 18 de octubre de 2007.

estas nebulosas presentan subestructuras claramente distinguibles. Esta característica las hace adecuadas para un estudio comparativo de la composición química en distintas regiones de cada nebulosa.

4.3. Metodología de trabajo

Para el análisis de cada nebulosa planetaria y su estrella central se separó la investigación en tres bloques principales:

- Modelo de la atmósfera de la estrella.
- Estudio semianalítico de la nebulosa planetaria.
- Modelo de la nebulosa planetaria.

Cada uno de estos bloques constituye un estudio detallado de la estrella o la nebulosa. Obtener un modelo integral de ambos objetos implica enlazar adecuadamente los resultados que se obtienen en dichos bloques.

Cuando los parámetros dependen unos de otros no es posible separar el análisis de la estrella y la nebulosa. Este es el caso de la distancia y los parámetros que dependen de ella: luminosidad de la estrella y tamaño o radio externo de la nebulosa (R_{out}). Dependiendo de la distancia y luminosidad adoptadas, deben modificarse otros parámetros del modelo estelar (i.e. T_{eff} , $\log g$, tasa de pérdida de masa (\dot{M}) y abundancia de los elementos considerados) con el fin de reproducir las observaciones de la estrella. Análogamente, los valores adoptados para la distancia y radio externo en el modelo nebuloso, implican modificar otros parámetros (factor de llenado (ff) y abundancia de los elementos considerados) con el fin de reproducir las observaciones en la nebulosa.

El proceso de obtener un modelo estelar–nebuloso consistente es complejo y consume mayor cantidad de tiempo que un modelo puramente estelar o puramente nebuloso. En este trabajo se procedió de la siguiente manera:

1. Se obtuvo un modelo preliminar de la estrella, considerando únicamente las observaciones y parámetros de ésta.
2. Se utilizaron las trazas evolutivas de Vassiliadis & Wood (1994) para acotar el área donde los valores de luminosidad y distancia de la estrella son válidos

para el modelo estelar–nebular. Esta área está delimitada por el intervalo de T_{eff} de la estrella y el intervalo de edad cinemática de la nebulosa.

3. Utilizando métodos semiempíricos se realizó un análisis del espectro observado en el óptico para la nebulosa. Los resultados de este análisis se utilizaron como restricciones observacionales del modelo nebular.
4. Utilizando los datos de las trazas evolutivas se obtiene la edad cinemática de la nebulosa (τ_{kin}) para la T_{eff} y L del modelo estelar. Con la velocidad de expansión (v_{exp}) medida en los espectros se obtiene la distancia, la cual determina el valor de R_{out} utilizado en el modelo nebular.
5. El modelo estelar fue utilizado como fuente de ionización del modelo nebular, obteniendo un modelo estelar–nebular preliminar.
6. Generalmente, el modelo preliminar no reproduce adecuadamente el estado de ionización de la nebulosa. Por lo anterior, es necesario modificar los valores de T_{eff} y L de la estrella. Al ubicar estos nuevos valores en las trazas evolutivas se obtiene un nuevo valor de τ_{kin} . Esto requiere adoptar otro valor para la distancia y modifica el valor de R_{out} de la nebulosa.
7. Se exploraron varias posibilidades dentro del área de solución en las trazas evolutivas. Para cada valor de distancia considerado se escalaron los parámetros estelares y nebulares que dependen de ella, hasta encontrar la combinación de parámetros (d , T_{eff} y L de la estrella, τ_{kin} y R_{out} de la nebulosa) que mejor reproducen las observaciones en ambas: estrella y nebulosa.
8. Se hicieron ajustes finos de otros parámetros: $\log g$, \dot{M} , abundancia de He, C, N, O, Si, P, S y Fe en el modelo de la estrella; factor de llenado, perfil de densidad y abundancia de He, C, N, O, Ne, S, Cl, Ar y Fe en el modelo de la nebulosa.

Al modelo estelar-nebular final le llamamos modelo unificado de la nebulosa planetaria y su estrella central.

4.3.1. Modelo preliminar de la estrella central

Como se dijo antes, las estrellas centrales de nebulosas planetarias tienen en su superficie temperaturas que van desde los 40 000 K hasta los 200 000 K, algunas de

ellas presentan vientos, característica que es fácilmente distinguible por la presencia de perfiles P-Cygni en el espectro de la estrella. En este estado, la atmósfera de la estrella no está en equilibrio termodinámico. Esta condición se expresa comúnmente como nLTE.

Los perfiles P-Cygni presentes en los espectros UV de las estrellas centrales de NGC 6826 y NGC 7009 indican que ambas estrellas tienen un viento que se extiende más allá del radio estelar. La presencia de este viento requiere de modelos de atmósfera calculados suponiendo simetría esférica.

Cuando un espectro estelar presenta muchas líneas de absorción traslapadas el nivel del continuo parece menor de lo que es en realidad, cambiando la distribución de energía espectral (SED). A este efecto se le conoce como *line blanketing*. El aumento en la opacidad debido al traslape de las líneas no resueltas repercute directamente en la determinación de la T_{eff} de la estrella.

Las estrellas centrales de nebulosas planetarias emiten mucha de su energía en el intervalo del UV. Las líneas de absorción presentes en los espectros de este tipo de estrellas corresponden a iones con altos potenciales de ionización, por ejemplo: C IV, N V y O V. Estos iones involucran un gran número de niveles y subniveles de energía.

Pocos códigos de atmósferas estelares manejan el intervalo de temperaturas requerido para modelar una estrella central de nebulosa planetaria. El código CMFGEN (Hiller y Miller, 1998) presenta las siguientes características:

- Resuelve las ecuaciones de transferencia radiativa y equilibrio estadístico en condiciones nLTE.
- Incorpora simetría esférica, muy importante en el caso de estrellas con vientos.
- Incluye los efectos del *line blanketing*.
- Incorpora un gran número de niveles y superniveles de energía en sus datos atómicos.

Se eligió utilizar CMFGEN por considerarlo adecuado para reproducir la mayoría de los procesos físicos que ocurren en una CSPN, produciendo espectros sintéticos más realistas.

El proceso para encontrar un modelo de atmósfera que reproduzca las observaciones de una estrella requiere calcular varios modelos. En cada modelo se cambia

solamente el valor de uno de los parámetros de la estrella, manteniendo fijo el resto de ellos. El proceso de encontrar un modelo capaz de reproducir las características más notables del espectro observado requirió correr alrededor de 100 modelos para cada objeto. La metodología que se siguió consistió en ajustar primero T_{eff} , $\log g$ y luminosidad. Simultáneamente se determinó la velocidad terminal del viento. Esta velocidad se obtuvo mediante dos procedimientos independientes: midiendo directamente la velocidad en los perfiles P-Cygni presentes en el espectro de la estrella y ejecutando el programa *bugs* (Georgiev & Hernandez, 2005). Este programa utiliza un algoritmo genético para determinar los parámetros del viento. Finalmente se determinó la composición química de la estrella (i.e. H, He, C, N, O, P, S, Si y Fe).

El método descrito en el párrafo anterior es suficiente para encontrar un modelo de atmósfera capaz de reproducir el espectro observado de una estrella central. Si nos ocupáramos únicamente de estudiar la estrella dicho análisis produciría un modelo final de la estrella. Pero en este trabajo buscamos un modelo estelar-nebular unificado. En consecuencia, un modelo que reproduce aceptablemente el espectro observado de la estrella no es un modelo final, sino únicamente un modelo preliminar. Este modelo preliminar se convierte en la fuente de ionización del modelo nebular. Como se dijo antes, el modelo final se obtiene después de varias iteraciones, cambiando parámetros tanto en el modelo de estrella como en el de la nebulosa hasta encontrar el modelo estelar-nebular que reproduzca mejor las observaciones en ambos objetos: estrella y nebulosa.

4.3.2. Delimitación del área permitida en el diagrama H-R utilizando las trazas evolutivas

Para romper la degeneración en los parámetros de la estrella y la nebulosa el parámetro crítico es la distancia. En el caso de las nebulosas planetarias galácticas, el valor de la distancia tiene una incertidumbre grande. Distintos estudios obtienen valores distintos para la distancia, dependiendo del método utilizado (ver secciones 5.5 y 6.2). Con el fin de reducir la incertidumbre en la distancia, en este trabajo se utilizaron las trazas evolutivas de Vassiliadis & Wood (1994) para acotar una área en la cual la combinación de parámetros d , T_{eff} y L satisface simultáneamente las restricciones observacionales impuestas por la estrella y la nebulosa.

La gráfica de la izquierda en la Figura 4.1 muestra las trazas evolutivas de Vassiliadis & Wood (1994) en el diagrama H-R. Cada punto sobre las trazas corresponde

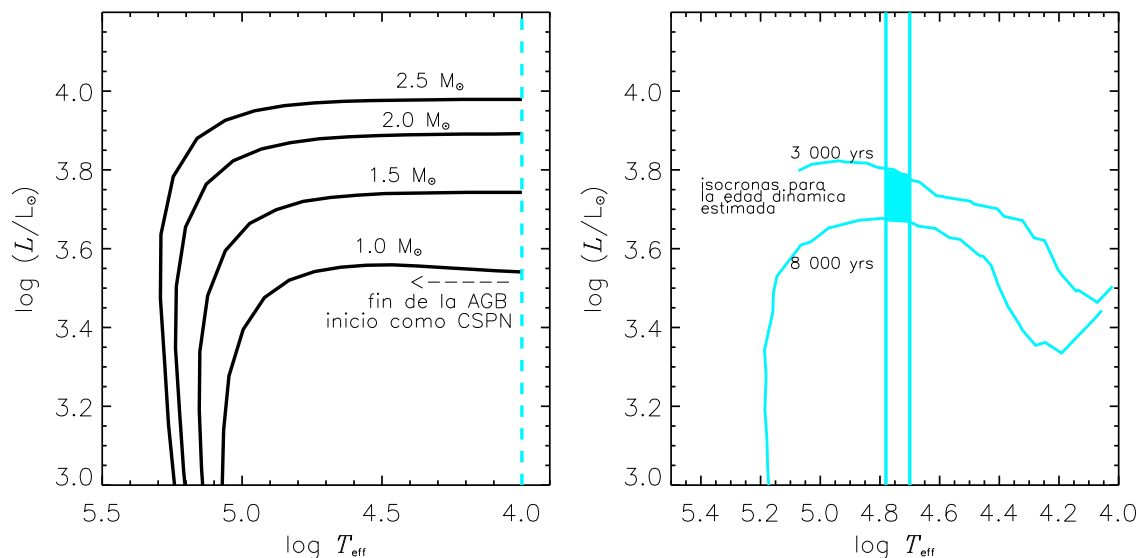


FIGURA 4.1: Izquierda: Trazas evolutivas de Vassiliadis & Wood (1994). El valor de la masa de la estrella progenitora se muestra del lado izquierdo, sobre la traza correspondiente. Derecha: Diagrama H–R mostrando los intervalos de T_{eff} y τ_{kin} de una nebulosa planetaria. Cualquier modelo estelar–nebuloso válido para el objeto se encontrará dentro de esta área.

a un valor de temperatura efectiva, luminosidad y tiempo de evolución. Este tiempo empieza a correr a partir de que la estrella termina su evolución sobre la Rama Asintótica de las Gigantes (AGB) e inicia la etapa de estrella central de nebulosa planetaria sobre la región horizontal de las trazas evolutivas.

Para determinar los principales parámetros de la estrella y la nebulosa (i.e. temperatura efectiva y luminosidad de la estrella, edad cinemática y radio externo de la nebulosa) se identificó una región en las trazas evolutivas en donde es posible encontrar un modelo estelar-nebuloso válido para el objeto estudiado. Dicha región está delimitada por el intervalo de temperatura de la estrella central y el intervalo de edad cinemática de la nebulosa como se muestra en el lado derecho de la Figura 4.1.

El intervalo en la T_{eff} de la estrella se puede establecer analizando las líneas presentes en el espectro óptico y UV de la estrella. Es posible fijar la temperatura efectiva utilizando cocientes de líneas del mismo elemento en dos estados subsecuentes de ionización, siempre y cuando este tipo de líneas se encuentren en el espectro observado.

La edad cinemática de la nebulosa puede calcularse conociendo la distancia y la

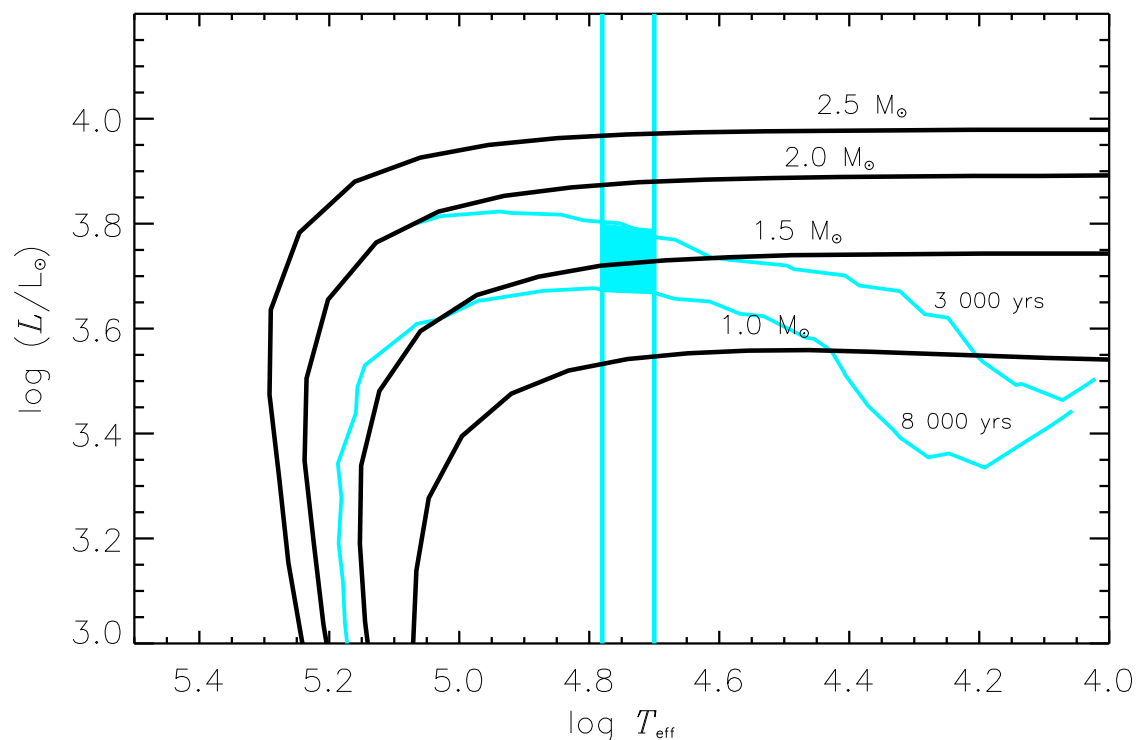


FIGURA 4.2: Ubicación del área permitida para el objeto en el diagrama H-R. Se graficaron también las trazas evolutivas de Vassiliadis & Wood (1994). Cada punto dentro del área señalada corresponde a un conjunto de valores de T_{eff} , L , τ_{kin} , distancia y masa del progenitor.

velocidad de expansión del gas nebuloso mediante la ecuación

$$\tau_{\text{kin}} = \frac{d}{v_{\text{exp}}}, \quad (4.1)$$

donde τ_{kin} es la edad cinemática de la nebulosa, d es la distancia asumida y v_{exp} es la velocidad de expansión del gas nebuloso. Esta velocidad se puede obtener de los trabajos publicados en la literatura o midiendo directamente la separación entre las componentes roja y azul de las líneas espectrales. Con los datos reportados en la literatura se puede establecer el intervalo de distancia a la nebulosa.

La edad cinemática es directamente proporcional a la distancia que puede asociarse a cada nebulosa. El límite inferior de la edad cinemática se obtuvo sustituyendo en la ecuación 4.1 la velocidad de expansión asumida en combinación con la distancia mínima. El límite superior fue calculado con la misma velocidad de expansión en combinación con el máximo valor de la distancia.

Suponemos que τ_{kin} es el tiempo transcurrido desde que la estrella inició la fase

de CSPN. Interpolando los datos de las trazas evolutivas es posible graficar líneas correspondientes a una misma edad evolutiva. Las isocronas correspondientes a los límites superior e inferior de τ_{kin} para un objeto se grafican en el diagrama H–R (ver Figura 4.1), limitando la región permitida para el objeto.

Cualquier modelo estelar-nebular válido para el objeto estudiado se encontrará dentro de la región permitida. Los modelos estelares ubicados fuera de esta región no cumplirán con algunas de las restricciones observacionales impuestas por la nebulosa. Análogamente, los modelos nebulares que se encuentren fuera de la región de solución no cumplirán con alguna de las restricciones observacionales impuestas por la estrella.

En la Figura 4.2 se graficó el área permitida sobre las trazas evolutivas. Cada punto dentro del área marcada corresponde a un conjunto de valores de T_{eff} , L , τ_{kin} y masa del progenitor. Una vez que se conocen τ_{kin} y v_{exp} , es posible calcular la distancia al objeto.

4.3.3. Estudio semianalítico de la nebulosa planetaria.

NGC 6826 y NGC 7009 son nebulosas planetarias muy estudiadas, por lo tanto existen en la literatura una gran cantidad de datos observacionales publicados. Aunque en principio es posible realizar un modelo de fotoionización y comparar con este tipo de datos, existen ventajas en realizar nuestras propias observaciones:

- Los espectros estelar y nebular en el óptico se tomaron con el mismo instrumento, lo que hace confiable un estudio comparativo de la composición química en la nebulosa y la estrella
- Se pueden observar distintas regiones en la nebulosa de acuerdo a nuestros propios criterios y comparar su composición química.

El estudio semianalítico incluyó clasificar los espectros observados, medir las líneas nebulares, determinar un coeficiente de enrojecimiento $c(\text{H}\beta)$, calcular las densidades electrónicas (N_e) de [S II], [O II], [Cl III] y [Ar IV], calcular la temperatura electrónica (T_e) de [N II] y [O III] y finalmente calcular abundancias iónicas y totales considerando dos hipótesis: temperatura homogénea ($t^2=0$) y fluctuaciones de temperatura ($t^2\neq 0$). Los datos obtenidos permitieron imponer restricciones al modelo de fotoionización.

4.3.4. Modelo nebuloso

Se calcularon modelos de fotoionización buscando reproducir las intensidades de las líneas, densidades y temperaturas electrónicas determinadas en el estudio semianalítico (Sección 4.3.3).

Para obtener modelos nebulares se utilizó la versión c08.00 de CLOUDY (Ferland et al., 1998). Se hicieron descripciones pseudo-3D interpolando los resultados de un modelo 1D, utilizando CLOUDY-3D y la librería de rutinas de IDL³ descrita por Morisset (2006).

Un modelo pseudo 3-D permite considerar los efectos de rendija en las observaciones y aporta más información acerca de la estructura de la nebulosa. Con este tipo de modelo es posible someter a prueba la estructura de densidad del gas nebuloso. Esto es importante cuando se analizan distintas regiones de la nebulosa, como en el caso de NGC 6826 y NGC 7009.

La descripción pseudo 3-D también permitió una mejor determinación del factor de corrección de ionización (ICF) para aquellos elementos que lo requirieron. Cuando se observa una nebulosa la imagen que tenemos es bidimensional pero el objeto en realidad es tridimensional. En una línea de visión se tiene el efecto combinado de varios cascarones de gas con distinto grado de ionización. Esto puede tener un efecto importante en los ICFs y por lo tanto, en la determinación de abundancias totales.

Una descripción más realista de este tipo de objetos consistiría en un modelo 3D, considerando las distintas subestructuras presentes, por ejemplo, los FLIERS⁴. Este tipo de modelo es muy complejo, requiere mayor tiempo y está más allá del alcance de este trabajo.

4.3.5. Modelo estelar–nebuloso preliminar

Ubicando al modelo estelar preliminar en el diagrama de la Figura 4.2 podemos conocer su edad cinemática que en conjunto con la v_{exp} asumida producen un valor para la distancia. Conociendo el tamaño angular de la nebulosa a partir de las observaciones y con la distancia asumida se obtiene el tamaño de la nebulosa en centímetros, este valor se utiliza en el modelo nebuloso para definir R_{out} .

³Lenguaje Interactivo de Datos. Desarrollado por la empresa ITT.

⁴FLIERS, Fast Low-Ionization Emission Regions, regiones de baja ionización que se desplazan a velocidades mayores que el resto de la nebulosa, se han encontrado en aproximadamente la mitad de las nebulosas planetarias galácticas conocidas.

Un modelo de fotoionización tiene muchos parámetros de entrada, uno de los más importantes es la fuente de ionización. Los criterios para elegir como fuente ionizante un modelo de atmósfera fueron:

- Debe reproducir las observaciones de la estrella (i.e. líneas de absorción, líneas de emisión y perfiles P-Cygni en el óptico y UV).
- Debe proporcionar los fotones ionizantes necesarios para reproducir el estado de ionización de la nebulosa.

El modelo estelar preliminar se utilizó como fuente de ionización del modelo nebuloso, produciendo un modelo estelar–nebuloso preliminar. Generalmente este modelo no reproduce adecuadamente el estado de ionización de la nebulosa.

4.3.6. Modelo unificado

En la Figura 4.2 se puede observar que un cambio en el valor de T_{eff} o L de la estrella implica cambiar el valor de τ_{kin} , por lo tanto, cambia la distancia, el R_{out} y el volumen de la nebulosa y, finalmente el estado de ionización del gas nebuloso.

Otra forma de modificar el grado de ionización en el modelo nebuloso es utilizar un factor de llenado (ff) menor a la unidad. Una forma de evitar que el ff sea un parámetro arbitrario es imponiendo una restricción observacional. En este caso se utilizó el flujo absoluto de $H\beta$. La combinación de parámetros de entrada del modelo debe ser tal que se reproduzca esta cantidad dentro de los errores observacionales.

Con el fin de reproducir el estado de ionización de la nebulosa se exploraron varias posibilidades dentro del área permitida en el diagrama H–R, hasta encontrar la combinación de valores de T_{eff} , L , τ_{kin} , d , y ff que mejor reproducen las observaciones de la estrella y la nebulosa simultáneamente. A nuestro mejor modelo estelar–nebuloso le llamamos modelo unificado de la nebulosa planetaria y su estrella central.

4.4. Análisis de NGC6826

El capítulo 5 presenta el análisis de la nebulosa planetaria galáctica NGC6826. Las principales aportaciones de este trabajo al campo de estudio de las nebulosas planetarias y sus estrellas centrales son:

- El desarrollo de un algoritmo confiable para obtener el modelo estelar-nebuloso. El método descrito en la sección 4.3.2 permite reducir la incertidumbre en la

distancia y los parámetros que dependen de ella: luminosidad de la estrella y tamaño de la nebulosa.

- Se determinaron por primera vez las abundancias de He, C, N, O, S, Si y Fe en la estrella central de NGC 6826.
- Se determinaron 15 parámetros de la estrella y la nebulosa (Tabla 5.11), más parámetros que en cualquier estudio estelar o nebular previo.
- A partir del modelo pseudo-3D de la nebulosa se calcularon los factores de corrección de ionización por los iones que no están presentes en los espectros observados, para aquellos elementos que lo requieren: N, Ne, S, Cl y Ar. Estos ICFs toman en cuenta la ubicación espacial de las regiones estudiadas, los efectos de rendija y el grado de ionización en dicha región, por lo tanto, constituyen un avance con respecto a los ICFs determinados a partir de modelos 1D.
- Se obtuvieron abundancias nebulares por medio del estudio semianalítico de la nebulosa; bajo la suposición de fluctuaciones de temperatura tipo t^2 de Peimbert (Peimbert, 1967; Peimbert y Costero, 1969) y en ausencia de ellas. Dicho análisis se desarrolló para cuatro regiones de la nebulosa. Se encontró que la composición química de las cuatro regiones es la misma, dentro de los errores, cuando se suponen fluctuaciones de temperatura ($t^2 \neq 0.00$); pero también cuando se supone temperatura homogénea ($t^2 = 0.00$).
- Se hizo un estudio comparativo de las abundancias obtenidas por distintos métodos: abundancias nebulares de las cuatro regiones por métodos semianalíticos con $t^2 = 0.00$ y $t^2 \neq 0.00$, abundancias nebulares a partir del modelo de fotoionización y abundancias estelares a partir del modelo de atmósfera. Se encontró que las abundancias del modelo estelar coinciden mejor con las obtenidas para la nebulosa con $t^2 \neq 0.00$. El modelo nebular y el análisis con $t^2 = 0.00$ producen valores similares para las abundancias obtenidas a partir de CELs.

4.5. Análisis de NGC7009

Análogamente a lo que se hizo en NGC 6826, el análisis de NGC 7009 se separó en tres partes: modelo de la estrella central, estudio semianalítico de la nebulosa planetaria y modelo de fotoionización. El modelo estelar–nebular unificado se calculó utilizando la metodología descrita en la Sección 4.3. La determinación de la distancia y los parámetros degenerados con ella se realizó con el método descrito en la Sección 4.3.2.

El principal problema en el estudio de NGC 7009 fue la pequeña cantidad de líneas espectrales útiles para el análisis de la estrella. Los espectros UV exhiben contaminación nebulosa de algunas líneas necesarias para calcular la T_{eff} de la estrella central. Debido a su alta $T_{\text{eff}}=85\,000\text{ K}$ el espectro óptico de la estrella central exhibe pocas líneas espectrales. A causa de lo anterior y de la contaminación nebulosa de las líneas en los espectros UV se dificulta calcular las abundancias de la estrella.

Las principales aportaciones de este trabajo al campo de estudio de las nebulosas planetarias y sus estrellas centrales son:

- Se fortaleció la confiabilidad del algoritmo para desarrollar el modelo estelar–nebular.
- Se determinaron las abundancias de He, C, N, O, S y Fe en la estrella.
- Se determinaron 14 parámetros de la nebulosa planetaria y su estrella central. Más parámetros que en cualquier otro modelo estelar o nebuloso previo.
- Se calcularon *ICFs* de N, O, Ne, S, Cl y Ar a partir del modelo pseudo–3D de la nebulosa. Estos *ICFs* toman en cuenta la ubicación espacial de las regiones estudiadas, los efectos de rendija y el grado de ionización en dicha región, por lo tanto, constituyen un avance con respecto a los *ICFs* determinados a partir de modelos 1D.
- Se obtuvieron abundancias nebulares por medio del estudio semianalítico de la nebulosa; bajo la suposición de fluctuaciones de temperatura ($t^2 \neq 0.00$) y en ausencia de ellas ($t^2 = 0.00$). La clasificación de los espectros observados en dos regiones: Alta y Media de acuerdo al grado de ionización determinado por el cociente $[\text{OIII}]/[\text{OII}]$ permitió comparar la composición química en las dos regiones. Considerando las barras de error, se encontró que la composición

química es la misma en ambas regiones asumiendo $t^2 \neq 0.00$ pero también con $t^2 = 0.00$.

- Se hizo un estudio comparativo de las abundancias obtenidas: estelares, nebulares en las dos regiones por métodos semianalíticos con $t^2 = 0.00$ y $t^2 \neq 0.00$ y nebulares a partir del modelo de fotoionización; encontrando resultados similares a los obtenidos en NGC6826.

Capítulo 5

The planetary nebula NGC 6826 and its central star

Submitted to RevMexAA, C.R. Fierro, L.Georguiev, A.Peimbert, and C.Morisset

5.1. Resumen

En este trabajo desarrollamos un modelo estelar y nebular autoconsistente de NGC6826, el cual reproduce las observaciones disponibles desde el UV hasta el óptico, demostrando que el enfoque combinado en el proceso de modelado impone mayores restricciones y, en principio, produce resultados más confiables. El espectro UV y visible (920-2000 Å y 3650-6800 Å) de la estrella central es modelado con el código de atmósferas CMFGEN, el espectro obtenido es usado como entrada para el código de fotoionización CLOUDY, el cual es usado para reproducir el espectro óptico de la nebulosa. Los parámetros obtenidos por medio de modelos coinciden con el estudio semianalítico de la nebulosa. El modelo estelar-nebular obtenido reproduce las observaciones tanto en la estrella como en la nebulosa. Una vez obtenido el modelo, se hizo un estudio comparativo de la composición química de la nebulosa y su estrella central. El estudio de cuatro regiones en la nebulosa indica que esta tiene composición química homogénea. El modelo de la estrella permite calcular la abundancia de He, C, N, O, Si, P, S y Fe de la estrella central. Las abundancias de He, N y O obtenidas para la estrella coinciden con las de la nebulosa cuando se suponen fluctuaciones de temperatura ($t^2 \neq 0.00$).

5.2. Abstract

In this work we develop a self-consistent stellar and nebular model of NGC 6826 that reproduces the available observations ranging from optical to UV, showing that the combined approach to the modeling process leads to fulfill more constraints and, in principle, more trustworthy results. The UV and optical spectra (920-2000 Å and 3650-6800Å) of the central star are modeled with the atmosphere code CMFGEN, this synthetic spectrum is then used as input for the photoionization code CLOUDY, employed to reproduce the optical nebular spectra. The parameters obtained through these models agree with the semi-analytical study of the nebula. The stellar-nebular model obtained reproduces the observations for the star and the nebula. After obtaining the model, we developed a comparative study of the chemical composition of the nebula and the central star. The study of four regions in the nebula indicates that it has homogeneous chemical composition. The stellar model allows to calculate the He, C, N, O, Si, P, S, and Fe abundances. The He, N, and O abundances determined for the star agree with those of the nebula assuming temperature fluctuations ($t^2 \neq 0.00$).

5.3. Introduction

Planetary nebulae (PNe) are the final stage of low and intermediate mass stars (0.8 to 8.0 M_{\odot}). They are shells of gas surrounding the nucleus of the progenitor star. The stellar remnant is quite hot and emits photons able to ionize the surrounding gas. Many detailed models of either PNe or central stars of planetary nebulae (CSPN) have been developed separately, however, there are few works combining the study of the nebula with its central star. In this work we present a self-consistent model of the planetary nebula and the central star of NGC 6826 using methodology as described in Morisset & Georgiev (2009) for IC 418.

The CS of NGC 6826 was classified as O3f (Heap, 1977). The T_{eff} of the star has been calculated by different methods deriving a wide range of values. Perinotto et al. (1989), Méndez et al. (1992), Altner et al. (1993), Pauldrach et al. (2004), Kudritzki et al. (2006), and Surendiranath & Pottasch (2008) obtained values between 35 000 and 55 000 K.

The derived luminosity varies from 1 640 L_{\odot} (Surendiranath & Pottasch, 2008) to 15 584 L_{\odot} (Pauldrach et al., 2004). Other studies report luminosities in this range,

TABLA 5.1: Optical Observations

Date	Offset	Exposures
September 2	CS	20×400 s
	5" W	14×240 s
November 5	CS	9×400 s
	3" W	15×240 s
	3" E	3×240 s
November 6	CS	11×400 s
	3" E	5×240 s
	6" E	10×240 s

eg. Perinotto et al. 1989: $7\ 585 L_{\odot}$, Méndez et al. 1992: $10\ 471 L_{\odot}$.

The different values of T_{eff} and luminosity are consequence of the degeneration distance–luminosity. A change in the distance implies a change in the luminosity of the star. The changes in luminosity changes the line profiles in the synthetic spectra. Thus changes the value of T_{eff} obtained from the model. On the other hand, any change in the distance directly affects the size (R_{in} , R_{out}) assumed for the nebula, as well as the volume of emitting gas.

In this work we use evolutionary tracks to impose limits on the luminosity. With this method we reduced uncertainty in the distance.

In § 5.4 we describe the observations and data reductions made in visual and UV. Section § 5.5 explains the method followed to obtain the distance for the preliminary models. In § 5.6 we present the atmosphere model obtained for the central star and the parameters derived from it. In § 5.7 we give a detailed empirical analysis of the nebular spectra. In § 5.8 we explain the details of the photoionization model obtained for NGC 6826. In § 5.9 we discuss the results, and finally in § 5.10 we present our conclusions.

5.4. Observations

5.4.1. Optical Observations

The optical spectra of NGC 6826 were obtained in 2007 during three nights September 2, November 5 and 6, with the Echelle spectrograph REOSC attached to the 2.1m telescope of the Observatorio Astronomico Nacional (OAN) at San Pedro Martir, Baja California, Mexico. All spectra were taken with the 1024×1024 SITE CCD, with spectral resolution $R \sim 20\,000$. In order to obtain good spectra of the star and several regions of the nebula, We used the Decker 8 covering an area of $13 \times 3''$. The slit was oriented in the direction N–S and centered on the central star and then shifted a few arc sec east and west covering the central region of the nebula. The Figure 5.1 shows overplotted the eight slits on an $H\alpha$ Hubble Space Telescope (HST)¹ image. We estimate an uncertainty of $1''$ in the boundaries of the regions show in the Figure 5.1. This error was estimated taking into account the quality in the guiding of the telescope.

The data were reduced using standard IRAF² routines for Echelle CCD spectroscopy, following the standard procedure of bias subtraction, aperture extraction, wavelength and flux calibration. For flux calibration the standard stars HR 7950, HR 1544, and HR 7596 were observed on September 2, November 5, and November 6, respectively with a slit of $13 \times 8''$. A summary of the observations is presented in Table 5.1.

5.4.2. UV observations

Most of the wind diagnostics lineas are emitted in the ultraviolet. Thus the availability of the UV spectrum of the central star is critical to the atmosphere modeling. In order to obtain a good model of stellar atmosphere and wind we supplemented the optical spectra with public data obtained with the Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer (FUSE) and the International Ultraviolet Explorer (IUE).

¹Based on observations made with the NASA/ESA Hubble Space Telescope, and obtained from the Hubble Legacy Archive, which is a collaboration between the Space Telescope Science Institute (STScI/NASA), the Space Telescope European Coordinating Facility (ST-ECF/ESA) and the Canadian Astronomy Data Center (CADM/NRC/CSA).

²IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.

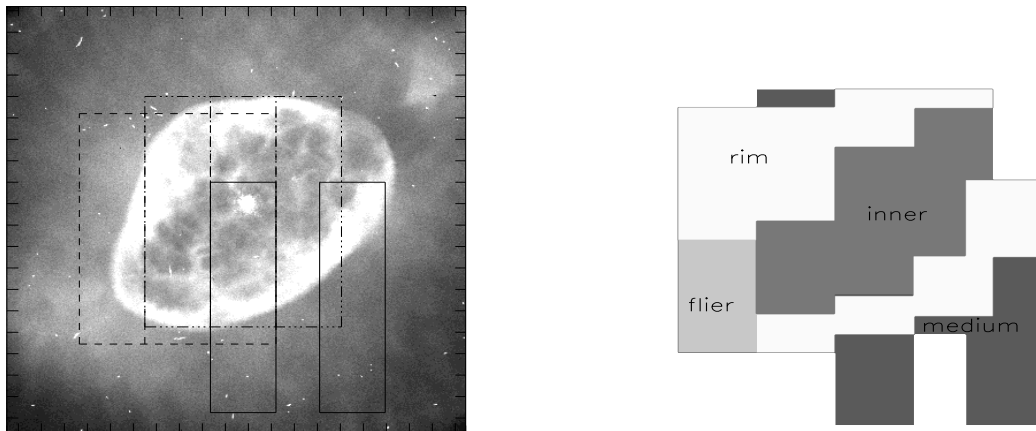


FIGURA 5.1: Left: slit positions showing the observations of NGC6826 on the HST image of $H\alpha$. Solid lines correspond to the September 2 observations, dash dot dot line to November 5 and dashed line to November 6. The marked scale is in arc secs. Right: classification of regions in PN by ionization degree.

The FUSE spectrum was constructed from eight fragments: 1asic, 2asic, 1alif, 2alif, 1bsic, 2bsic, 1blif, and 2blif of the F1600202 set of data from the program F160 (PI J.W. Kruk). All parts of the spectrum were shifted in wavelength and scaled to match the segment 1alif, which has the best flux calibration. In addition an IUE spectrum was obtained averaging the spectra swp20869, swp27805, swp51871, and swp55981, weighing them by the integration time. Average radial velocity obtained from 20 lines in the optical spectrum was 10 km s^{-1} . FUSE and IUE spectra were wavelength-shifted to correct this radial velocity.

5.5. Distance

As with many other Galactic PNe the distance to NGC 6826 is poorly known. Distance determinations to NGC 6826 in the literature include: a report of 0.76 kpc by Phillips & Pottasch (1984), a determination of 1.4 kpc which is consistent with a photoionization model presented by Surendiranath & Pottasch (2009), 1.9 kpc by Méndez et al. (1992), 2.60 kpc by Kudritzki et al. (2006), 2.99 kpc by Perinotto et al. (1989), and 3.18 kpc by Pauldrach et al. (2004). To have some leverage on the distance determination we used 0.76 kpc and 3.20 kpc as hard limits to the distance,

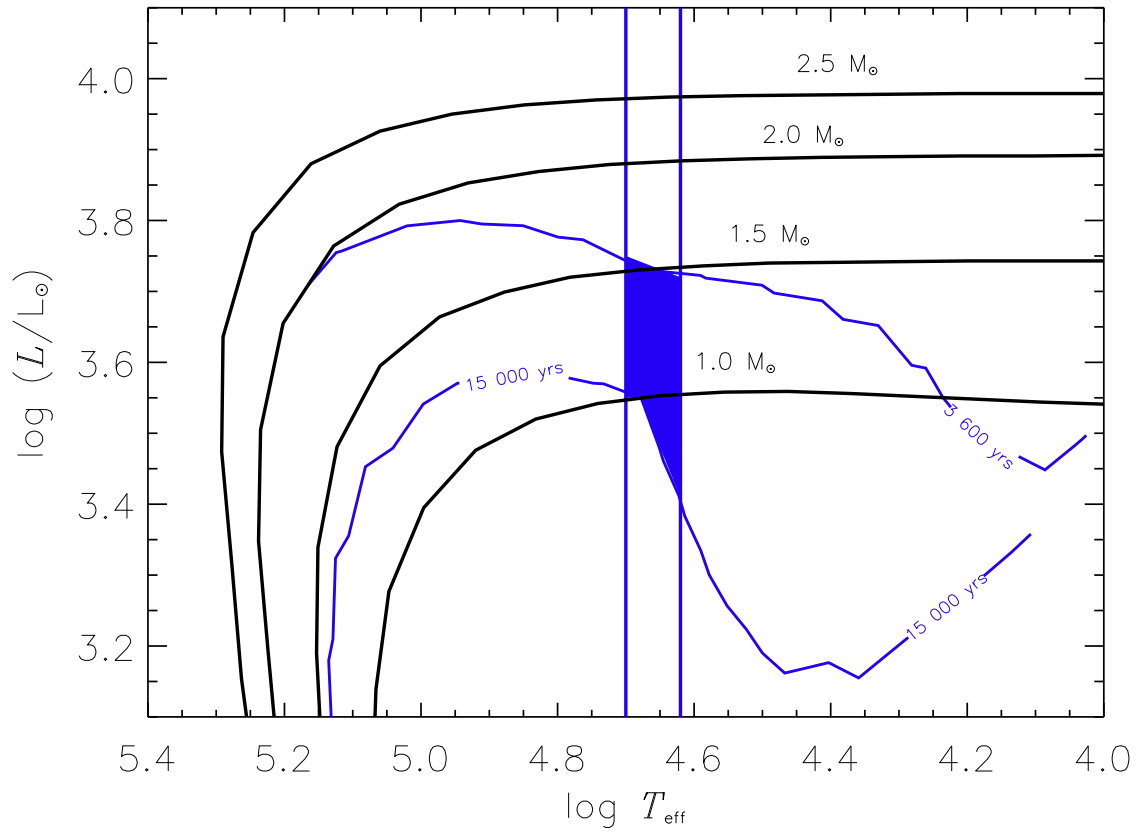


FIGURA 5.2: Solution region for NGC 6826.

$0.76 \leq d \leq 3.20$ kpc.

An analysis of the HST image of NGC 6826 in $\text{H}\alpha$, $[\text{O III}] \lambda 5007$ and $[\text{N II}] \lambda 6583$ (Balick et al., 1998) shows that the central region of the nebula emits in $[\text{O III}]$. This line looks like a single line in our observed spectra. It is not possible to differentiate its red and blue components. Therefore it is not possible to know the expansion velocity. We can only set an upper limit. The expansion velocity measured from $[\text{O III}] \lambda 5007$ was $v_{\text{exp}} \leq 20 \text{ km s}^{-1}$. This analysis took into account only the central region of the nebula. The halo was excluded as it was ejected in the AGB phase (Weinberger & Aryal, 2004).

With the expansion velocity and the distance range we obtain the kinematic age range $3\,600 \leq \tau_{\text{kin}} \leq 15\,000$ yrs.

From the preliminary model of the star we obtained $41\,000 \leq T_{\text{eff}} \leq 51\,000$ K. The criterion to fix the temperature was the ratio $\text{C IV } \lambda 1169 / \text{C III } \lambda 1176$ in the stellar spectrum.

We locate the kinematic age and temperature ranges in the evolutionary tracks of

Vassiliadis & Wood (1994). We defined a region in the evolutionary tracks covering the T_{eff} and τ_{kin} range (Figure 5.2). The stellar–nebular valids for NGC 6826 should have a combination of T_{eff} , L , and τ_{kin} which places its within this region. Hereafter, this region will be refered as permitted region. With the expansion velocity we obtained the associated distance to the dynamical age.

In the photoionization model the size of the nebula is scaled at the distance obtained. The ionization source is the stellar model. The stellar-nebular model should reproduce the degree of ionization of the nebula if the combination of parameters: T_{eff} , L , and d is the correct one.

We studied the permitted region. Several models of the star were obtained, selecting those that best reproduce the observed spectra. These models were used as input for photoionization models trying to reproduce the state of ionization of the nebula. Our best stellar-nebular model was obtained with $T_{\text{eff}}=46\,000$ K, $L=5250$, $d=1.2$ kpc, and $\tau_{\text{kin}}=5\,700$ yrs.

5.6. Stellar Model

In order to derive the parameters of the CS we ran several models using the stellar atmospheres code CMFGEN (Hillier & Miller, 1998). This code allows a non-LTE treatment of the radiative transfer, statistical equilibrium equations in spherical geometry, and includes line blanketing effects.

In addition to the effective temperature and the gravity the model requires parameters describing the wind, such as: wind velocity and mass loss rate, and the chemical composition of the gas (H, He, C, N, O, Si, P, S, and Fe). The task of fitting all of the parameters is difficult. We proceeded by fixing some of the parameters while fitting the others then changing the fixed parameters while fitting new ones, and so on iterating, until the solution to all parameters was stable.

For the model ions, CMFGEN utilizes the concept of “super levels”, by which levels of similar energies are grouped together and treated as a single level in the rate equations (Hillier & Miller, 1998). Ions and the number of levels and super levels included in the model calculations are listed in Table 5.2. The atomic data references are given in Herald & Bianchi (2004).

As mentioned in section 5.5, several models were run within the range of temperature $40\,000 \leq T_{\text{eff}} \leq 60\,000$ K, assuming $2\,600 \leq \text{dynamical age} \leq 30\,350$ yrs. Using the evolutionary tracks of Vassiliadis & Wood (1994), the possible solutions point

TABLA 5.2: Super levels and levels for model ions

Element	I	II	III	IV	V	VI	VII	VIII
H	20/30	1/1
He	27/39	13/30	1/1
C	10/10	14/14	1/1
N	26/26	34/60	45/67	1/1
O	25/45	53/72	75/152	13/13	1/1	...
Si	13/28	22/33	1/1
P	36/178	16/62	1/1
S	13/28	51/142	31/98	28/58	1/1	...
Fe	21/280	19/282	10/80	14/153	1/1

to a progenitor with initial mass between 1.0 and 1.5 M_{\odot} .

The criteria to fix the temperature were the ratio C IV $\lambda 1169$ /C III $\lambda 1176$ in the stellar spectrum. The models with $T_{\text{eff}} \leq 42\,000$ K do not reproduce the lines of high ionization species (i.e. He II, N IV, and O IV). Models with $T_{\text{eff}} \geq 50\,000$ K overestimate such lines and produce a higher degree of ionization throughout the nebula. The best fit was obtained with $T_{\text{eff}} = 46 \pm 5\,000$ K. The errors were estimated from stellar models.

The luminosity can take values in the range $2600 \leq L \leq 5600 L_{\odot}$, in the permitted region of the H–R diagram. The best fit to the stellar lines and ionization degree in the nebula was obtained with $L = 5\,250 \pm 500 L_{\odot}$. The errors were estimated from stellar and nebular models.

Balmer lines are affected by changes in gravity, T_{eff} , and L . Several models can reproduce the wings of the observed Balmer lines with different combinations of those parameters. Models with lower temperatures imply lower values of $\log g$. Models with lower luminosities implies lower values of $\log g$ too. The gravity value was established by fitting the wings of the Balmer lines simultaneously with indicators of T_{eff} and L , such as the He II $\lambda 1640$ line and the ionization degree in the nebular gas.

Figure 5.3 shows the fit of our best model to six Balmer lines: H β , H γ , H δ , H ϵ , H8, and H9, present in the observed spectra. H α was excluded from this analysis because it could be contaminated with nebular emission. The highest Balmer lines (H10, H11, etc.) were excluded because the S/N in the visual spectra is poor in the bluest orders of the echelle.

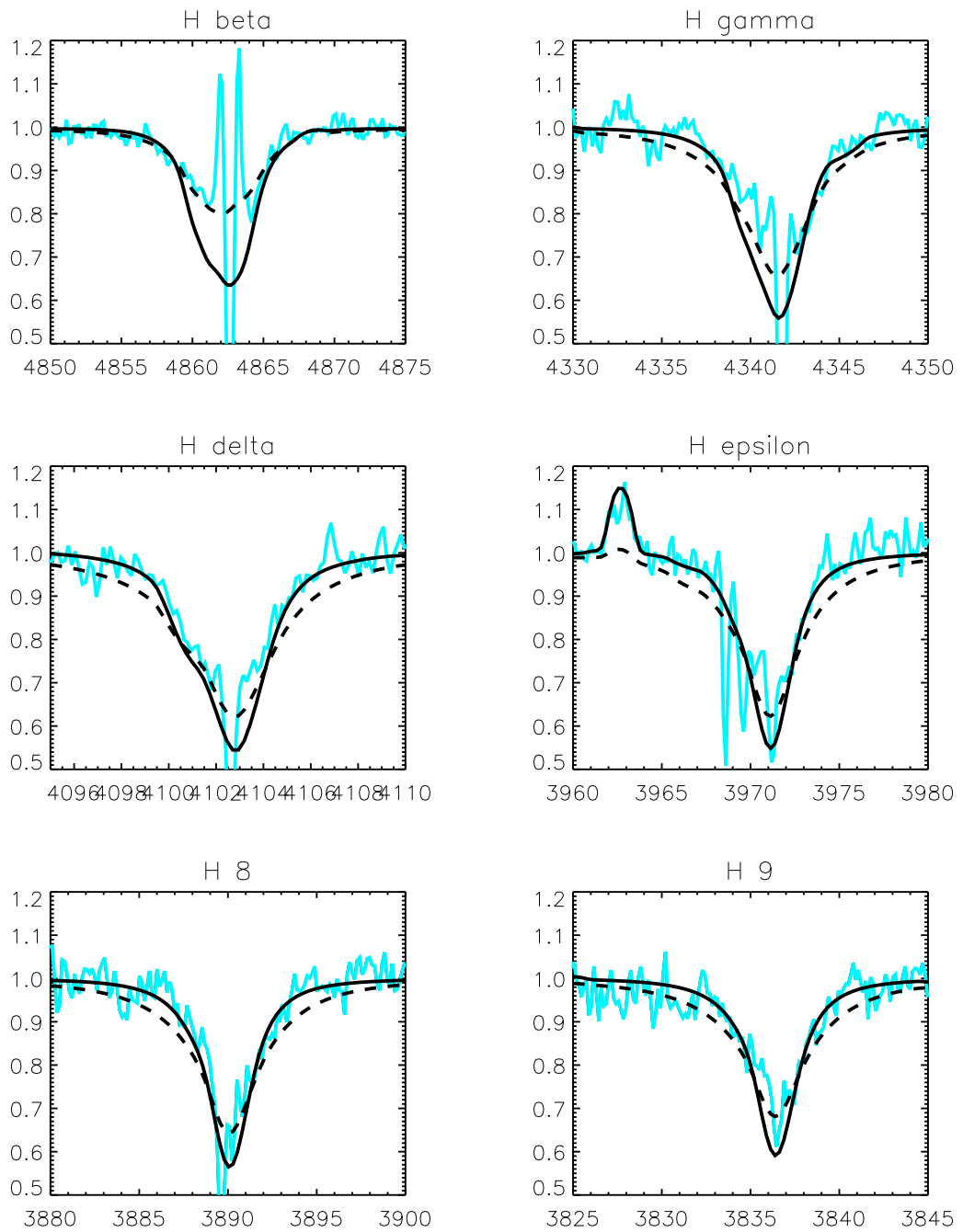


FIGURA 5.3: Comparison between observed wings of Balmer lines and the final model, $\log g=3.80$ (solid line). The dashed line represents a model with $\log g=3.95$. There is no model with $\log g \leq 3.80$. The models under this condition are close to the Eddington limit. (see the text).

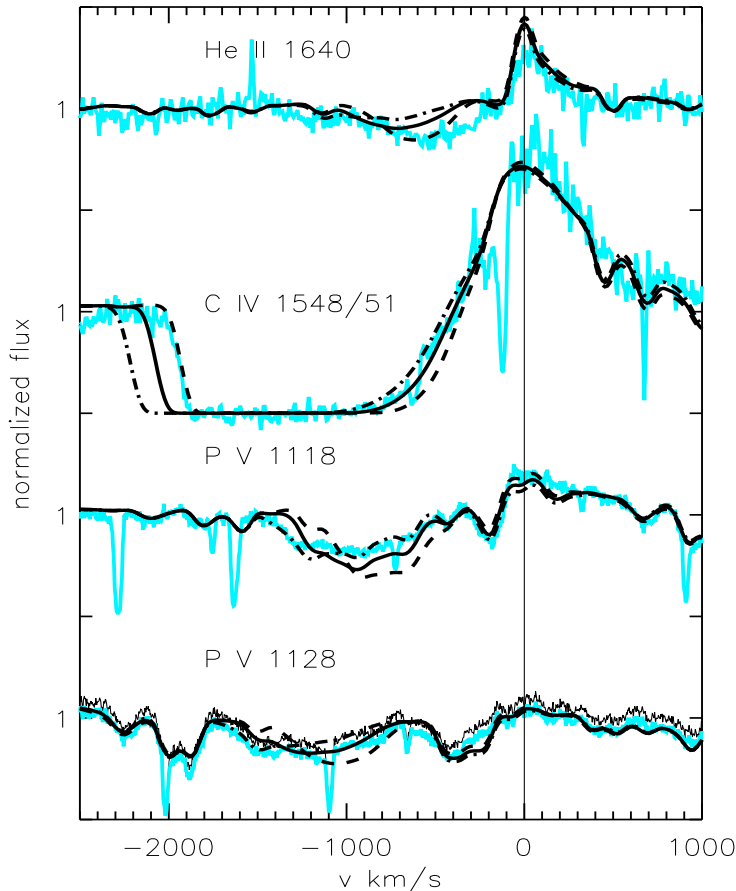


FIGURA 5.4: P-Cygni profiles of He II $\lambda 1640$, C IV $\lambda 1548/51$, and P V $\lambda\lambda 1118$ and 1128 . The continuous line is our best model with $v_\infty = 1050 \text{ km s}^{-1}$, $\dot{M} = 1.7 \times 10^{-8} M_\odot \text{ yr}^{-1}$ and clumping factor equal to 0.06. The dashed line is a model with $v_\infty = 900 \text{ km s}^{-1}$, and dot dash line is a model with $v_\infty = 1200 \text{ km s}^{-1}$.

The model reproduces the wings of the Balmer lines with $\log g = 3.8$, but it is not perfect. The models with lower values of $\log g$ are close to the Eddington limit. Figure 5.3 shows a second model with $\log g = 3.95$, for comparison. The error in gravity was estimated from these models. The adopted value was $\log g = 3.8 \pm 0.15$.

5.6.1. Stellar Wind

We used the genetic algorithm *bugs* (Georgiev & Hernandez, 2005) to set the parameters of the stellar wind. We used a β -type velocity law (Hillier et al. 2003):

$$v(r) = \frac{V_{phot} + (V_\infty - V_{phot})\left(1 - \frac{R_{star}}{r}\right)^\beta}{1 + \frac{V_{phot}}{V_{core}} \exp\left(\frac{R_{star} - r}{h_{eff}}\right)}, \quad (5.1)$$

where h is the scale height, V_∞ is the wind terminal velocity, R_{star} is the stellar radius, β is the usual exponent in the β velocity law, V_{phot} is the velocity in the photosphere that was fixed at 10 km s^{-1} , while V_{core} is a term that determines how deep the model extends and was fixed at 0.01 km s^{-1} .

The terminal velocity of the wind, v_∞ , was determined from the P-Cygni profiles of He II $\lambda 1640$, C IV $\lambda 1548/51$, P V $\lambda 1118$, and P V $\lambda 1128$. It is expected that He/H and P/H remain constant during the evolution of the CS from the main sequence. We assumed He/H and P/H to be close to the solar value. The C IV $\lambda 1548/51$ doublet is not sensitive to changes in carbon abundance. The P-Cygni profiles of He II $\lambda 1640$ and C IV $\lambda 1548/51$ were reproduced with $v_\infty=900 \text{ km s}^{-1}$ and $\beta=2.08$, while the P-Cygni profiles of P V $\lambda 1118$ and $\lambda 1128$ were reproduced with $v_\infty=1200$ and 1100 km s^{-1} , respectively, with β close to 2.08 in both lines. The adopted value for the stellar model was $v_\infty=1050\pm 150 \text{ km s}^{-1}$ and $\beta=2.08$ (see Figure 5.4).

The P-Cygni profiles of the He II $\lambda 1640$ and P V $\lambda 1111$ are sensitive to the clumping in the stellar wind. The clumping strongly affects the determination of the mass loss rate. The best fit was obtained with $\dot{M}=1,7 \times 10^{-8}$ and clumping factor equal to 0.06. The model with these values reproduces the blue wing of these lines (see Figure 5.4).

5.6.2. Mass and Radius

Vassiliadis & Wood (1994) define the core mass versus luminosity relation for PNe on the horizontal zone of the evolutionary tracks as:

$$\frac{L}{L_\odot} = 56694 \left(\frac{M_C}{M_\odot} - 0,5 \right). \quad (5.2)$$

where, L is the luminosity and M_C is the mass of the star. From the stellar model $L=5250 L_\odot$. Using this value in equation 5.2 we obtain $M=0.59 M_\odot$. This value was adopted in the stellar model. The model produces a stellar radius of $R=1.138 R_\odot$.

5.6.3. Rotation velocity

Normally, it is not possible to know the rotational velocity of a star as the angle between the axis of rotation and the line of sight is unknown. The quantity that can be determined is the projected rotational velocity $v \sin i$, where v is the equatorial velocity of rotation and i is the angle between the axis of rotation and the line of sight.

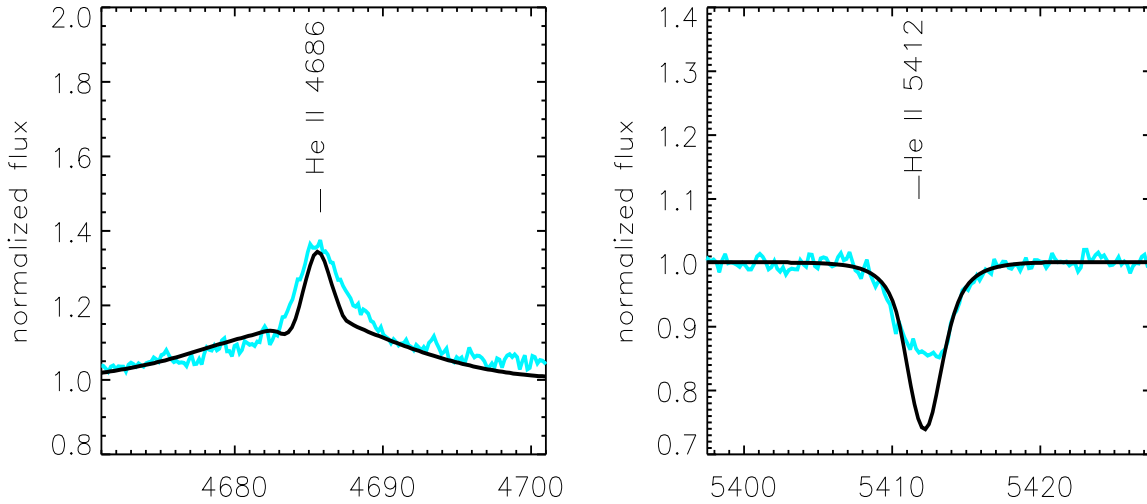


FIGURA 5.5: Observations and adopted model of He II $\lambda 4686$, and He II $\lambda 5412$ lines. The fit determines the helium abundance.

The effect of rotation is to broaden equally all the spectral lines. There are several methods to determine $v \sin i$. In this work the synthetic spectrum calculated by the CMFGEN code was rotationally broadened using the program ROTIN3. This program is part of TLUSTY code (Hubeny & Lanz 1995). The best fit for the entire spectrum from the UV to the optical was obtained with $v \sin i = 70 \pm 20 \text{ km/s}^{-1}$.

5.6.4. Chemical Composition

Once the parameters of the star are determined, the chemical composition can be known by comparing the predicted and the observed line fluxes. One has to keep in mind that a model includes the most relevant physics and chemistry, but not all of them. The model reproduces most of the observed lines correctly, as it is usual, but not every line can be reproduced.

At 45 000 K the helium is fully ionized. The He II $\lambda 1640$ P-Cygni profile was used to determine the mass loss rate and the clumping in the wind under the assumption of solar abundance (see 5.6). Subsequently, we ran several models with different amounts of helium. We obtained the best fit to the He II $\lambda 1640$, $\lambda 4026$, $\lambda 4200$, $\lambda 4686$ and $\lambda 5412$ lines with a helium abundance of $12 + \log N(\text{He})/N(\text{H}) = 11.06$, only slightly higher than solar helium abundance (see figure 5.5).

Carbon abundance was determined using C III $\lambda\lambda 977, 1176$, C IV $\lambda\lambda 1169, 5801$ and 5812 . The best fit produces a value of $12 + \log N(\text{C})/N(\text{H}) = 8.90$ dex

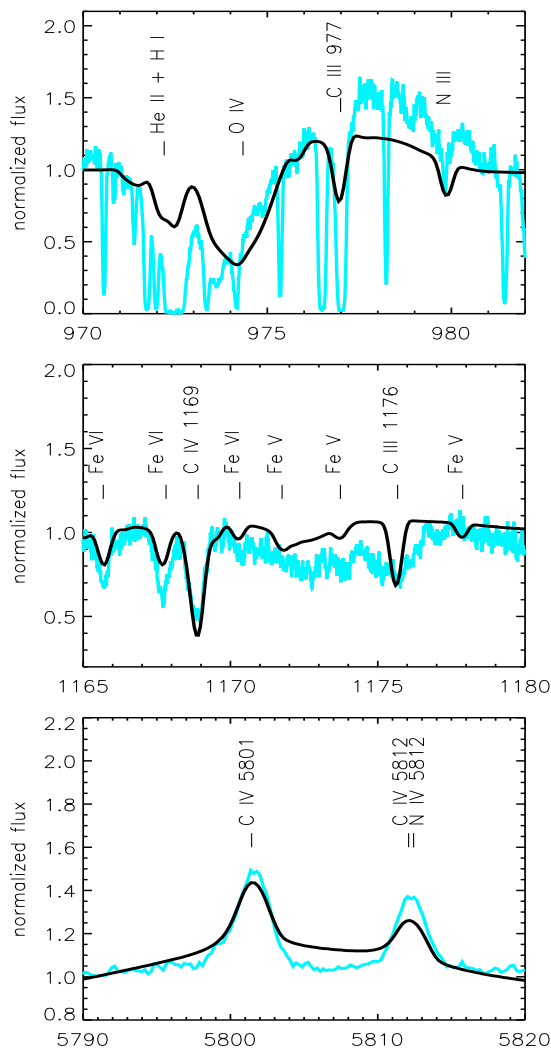


FIGURA 5.6: Observations and adopted model of the carbon lines. The C III $\lambda 977$ line is underestimated by the model. The ratio C IV $\lambda 1169$ /C III $\lambda 1176$ was used as temperature indicator. The model underestimates the C IV $\lambda 5801$ and C IV + N IV $\lambda 5812$ lines.

(see figure 5.6). The model underestimates the C III $\lambda 977$ line. This line could be reproduced only with lower T_{eff} models. But the spectra obtained from models colder than 44 000 K were unable to produce photoionization models with an ionization degree as high as the observed one: the intensities of [N II], [O II], and [S II] lines of the nebular model are higher than the observed ones; meanwhile, intensities of [O III], [Ne III], [Cl III] are lower than the observed ones.

Nitrogen is mainly in the form of N III, N IV and N V. We estimated its composition using the N III $\lambda\lambda 990$ and 991, N IV $\lambda\lambda 955$, 1079, 1719 and 4057 lines. These

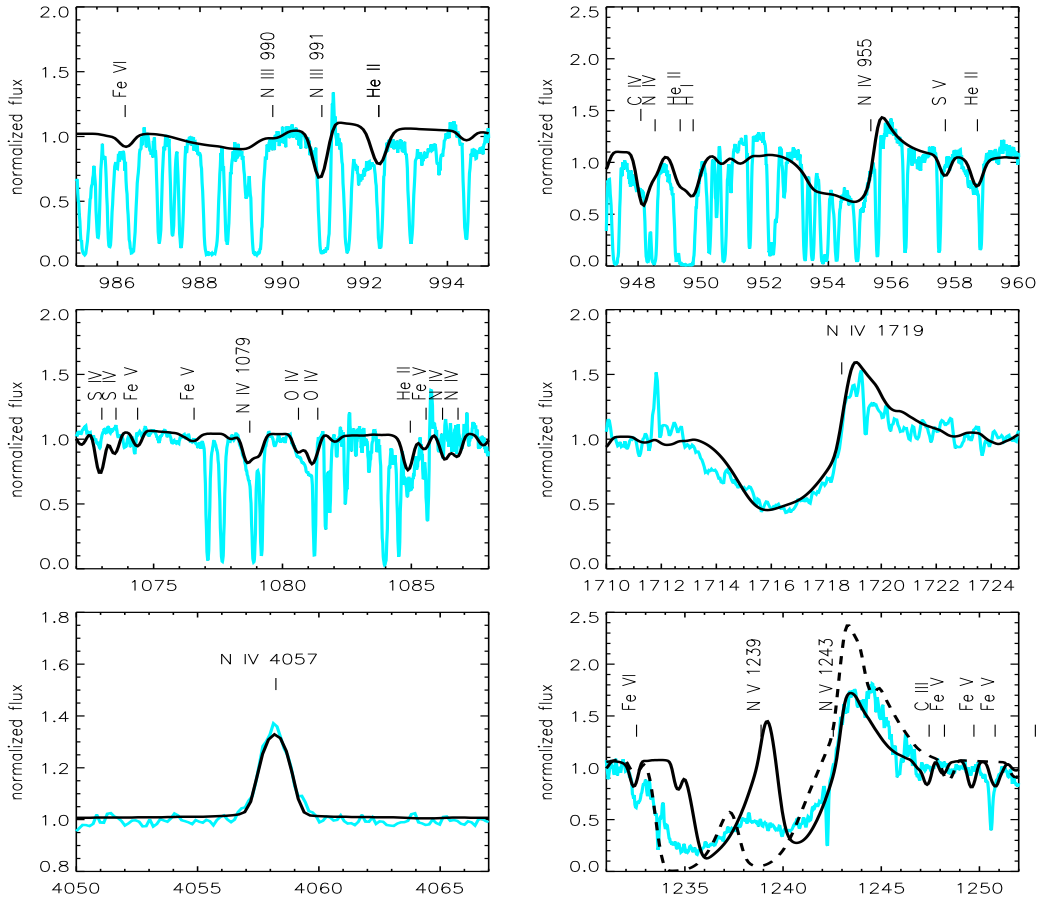


FIGURA 5.7: Observations and adopted model of the nitrogen lines, the dashed line is a model with $T_{\text{eff}}=85\,000$ K. The adopted model is a good reproduction of the observed lines of N III $\lambda\lambda 990$ and 991 ; N IV $\lambda\lambda 955$, 1079 , 1719 , and 4057 . The N V $\lambda\lambda 1239/43$ is better reproduced by the model with $T_{\text{eff}}=85\,000$ K; this line could be affected by X-ray ionization (see text). Lines of He, C, O, S and Fe are also marked.

lines are reproduced with $12 + \log N(\text{N})/N(\text{H})=8.18$ dex (Figure 5.7). The model underestimates the N V $\lambda\lambda 1249$, 1243 doublet, possibly affected by X-ray ionization (see explanation for oxygen below).

Oxygen is found as O III and O IV. We determined its abundance using the O III $\lambda\lambda 1150$, 1151 , and 3962 , O IV $\lambda\lambda 1045$, 1046 , 1068 , 1081 , 1339 and 1343 lines. These lines are reproduced with an oxygen abundance of $12 + \log N(\text{O})/N(\text{H})=8.98$ dex. Figure 5.8 shows some of these lines. In addition to the O III and O IV lines, the UV spectrum shows a very strong O VI $\lambda 1032+1038$ resonance doublet. The model with the temperature and mass loss rate adopted above underestimates these lines by an

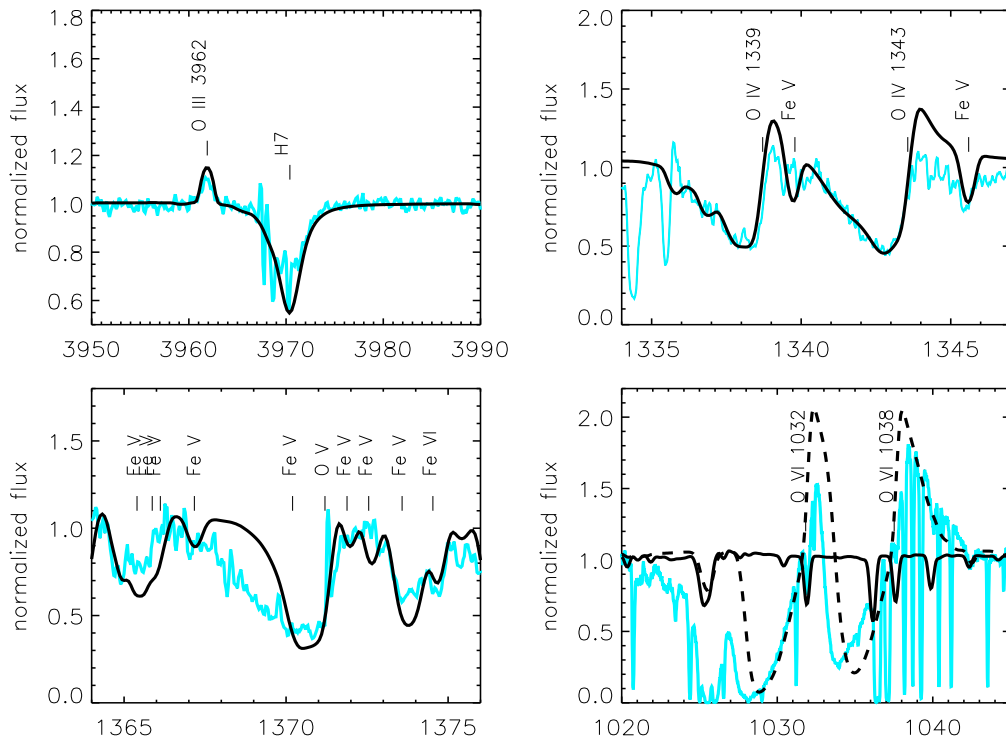


FIGURA 5.8: Observations and adopted model (thick line) spectra of the oxygen lines, the dashed line is a model with $T_{\text{eff}}=85\,000$ K. Fe lines are also marked. The model reproduces well all the oxygen lines except O V $\lambda 1371$, and the doublet O VI $\lambda\lambda 1032/38$; these lines could be affected by X-ray ionization (see text).

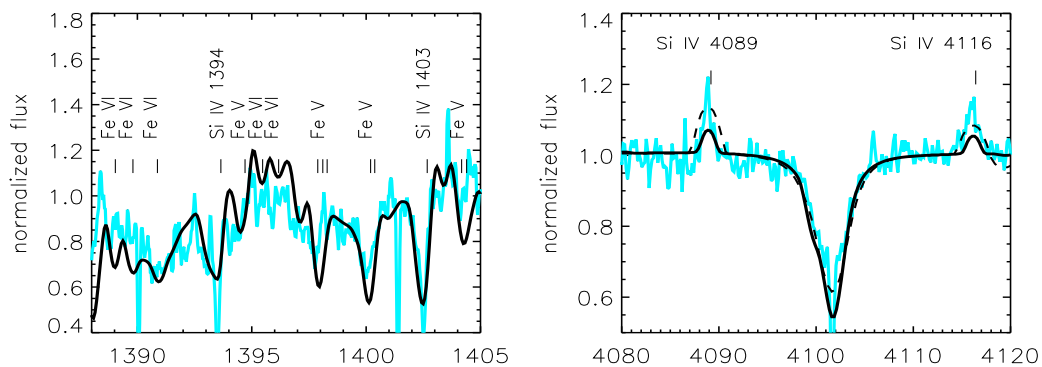


FIGURA 5.9: Observations and adopted model spectra of the silicon lines. Fe lines are also marked. The model reproduces well the P-Cygni profile of the Si IV $\lambda\lambda 1394$ and 1403 but underestimates the Si IV $\lambda\lambda 4089$ and 4116 optical lines. These lines are better reproduced by a model with $T_{\text{eff}}=65\,000$ K (dashed line).

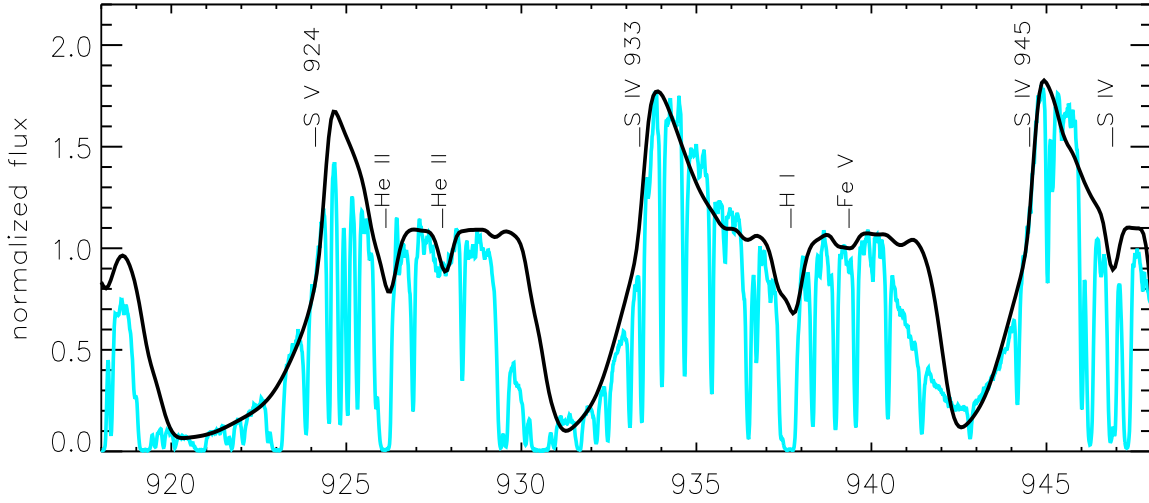


FIGURA 5.10: Observations and adopted model spectra of S IV λ 933, S IV λ 945, and S V λ 924. The fit determines the sulfur abundance. H, He, and Fe lines are also marked.

order of magnitude. Higher temperatures are required to reproduce these lines (The O VI λ 1032/38 doublet can be reproduced using $T_{\text{eff}}=85\,000$ K; see Figure 5.8). In addition, the O V λ 1371 line is underestimated by the adopted model. This behavior could be an indication of superionization in the wind. The superionization phenomenon has been attributed to the diffuse X-ray plasma interior to the nebular shell (Georgiev et al., 2006). The possibility of superionization makes the oxygen abundance only a lower limit. The expected O^{++} and O^{+++} atoms could be affected by it.

The UV spectra show P-Cygni profile of Si IV $\lambda\lambda$ 1394 and 1403; these lines were reproduced in the model with $12 + \log N(\text{Si})/N(\text{H})=8.24$ dex. The lines of Si IV $\lambda\lambda$ 4089 and 4116 in the optical are underestimated by the model. These lines are not sensitive to Si abundance but rather to the temperature and $\log g$. The lower intensity of these lines in the model points to possible lower gravity.

The only phosphorus lines observed in the available spectra of NGC 6826 are P V λ 1118 and P V λ 1128. These lines were used to obtain the mass loss rate and the clumping factor under the assumption of solar abundance. The adopted value was $12 + \log N(\text{P})/N(\text{H})=5.26$ dex (Asplund et al. 2005).

Sulfur was determined from the S VI $\lambda\lambda$ 933 and 945, and S V λ 915 lines; the best fit was obtained with $12 + \log N(\text{S})/N(\text{H})=7.60$ dex (see Figure 5.10).

The UV spectra show many Fe V lines and some Fe VI lines. The best fit was obtained with $12 + \log N(\text{Fe})/N(\text{H})=7.48$ dex. The Fe lines were marked in the plots for other elements (see Figures 5.6 to 5.10).

Errors in abundances were estimated from models. For each element, the abundance was changed in order to derive the abundance range in which the fit to the observations is acceptable, while the others parameters remain fixed.

5.7. Semiempirical Analysis of the Planetary Nebula

In order to obtain spatial information on the planetary nebula, each one of the eight optical observations was divided in slices of $\approx 1 \times 3''$. From eight slits shown in Figure 5.1 were obtained 104 slices. Four regions were defined. One of these regions (FLIER³) was defined as a structure on the HST image (Figure 5.1). Eight of the slices correspond to that region. The other three regions (Inner, Medium, and Rim) were defined by its position and the degree of ionization from the ratio

$$\frac{[\text{O III}]}{[\text{O II}]} = \frac{I(\lambda 4363) + I(\lambda 4959) + I(\lambda 5007)}{I(\lambda 3726) + I(\lambda 3729)}. \quad (5.3)$$

38 slices with $51 \leq [\text{O III}]/[\text{O II}] \leq 60$ were grouped into the “Inner” region; 34 slices with $61 \leq [\text{O III}]/[\text{O II}] \leq 80$ were grouped into the “Rim” region; and 24 slices with $40 \leq [\text{O III}]/[\text{O II}] \leq 50$ were grouped into the “Medium” region.

³FLIERS: Fast Low-Ionization Emission Regions are found in roughly half of the PNs.

Table 5.3
NEBULAR LINE INTENSITIES

λ_0	Ion	ID	Inner region				Rim				Medium region				Flier			
			λ	F	I	% Error	λ	F	I	% Error	λ	F	I	% Error	λ	F	I	% Error
3587.28	He I	31	3587.53	0.258	0.316	22.680
3613.64	He I	6	3613.58	0.645	0.717	31.32	3613.68	0.307	0.374	20.649
3634.25	He I	28	3634.20	0.868	1.054	12.437
3662.26	H I	H30	3662.09	0.330	0.392	27.59	3662.35	0.225	0.271	23.683
3666.10	H I	H27	3666.47	0.382	0.461	18.237
3667.68	H I	H26	3667.71	0.477	0.566	30.06	3667.65	0.160	0.193	27.917
3669.46	H I	H25	3669.37	0.367	0.435	34.21	3669.37	0.179	0.215	26.451
3671.48	H I	H24	3671.53	0.234	0.277	42.77
3673.76	H I	H23	3673.62	0.083	0.100	38.562
3676.36	H I	H22	3676.51	0.575	0.680	27.28
3679.35	H I	H21	3679.08	0.921	1.017	25.67	3679.37	0.409	0.484	32.23
3682.81	H I	H20	3682.87	1.421	1.569	20.72	3682.76	0.608	0.718	26.44	3682.88	0.513	0.618	15.72
3686.83	H I	H19	3687.02	0.797	0.880	27.50	3686.59	1.214	1.434	18.78	3686.58	0.349	0.420	18.92
3691.55	H I	H18	3691.90	2.187	2.413	16.75	3691.45	1.032	1.218	20.27	3691.61	0.841	1.010	12.38
3697.15	H I	H17	3697.20	2.052	2.263	17.23	3697.16	1.874	2.209	15.13	3697.15	1.052	1.263	11.13
3703.85	H I	H16	3703.55	2.139	2.356	16.85	3703.75	1.419	1.671	17.23	3703.84	1.372	1.645	9.83	3703.78	0.601	0.712	30.60
3705.02	He I	25	3704.97	0.483	0.569	29.22	3704.84	1.031	1.236	11.21
3711.96	H I	H15	3711.85	2.502	2.754	15.58	3711.93	1.897	2.231	14.91	3711.01	1.670	2.000	8.98	3712.18	1.598	1.890	18.86
3721.94	H I	H14	3721.89	2.737	3.010	14.87	3721.96	2.643	3.103	12.65	3721.99	2.917	3.487	7.05	3721.92	2.979	3.518	13.91

Table 5.3
NEBULAR LINE INTENSITIES

λ_0	Ion	ID	Inner region				Rim				Medium region				Flier			
			λ	F	I	% Error	λ	F	I	% Error	λ	F	I	% Error	λ	F	I	% Error
3726.03	[O II]	F1	3725.96	12.893	14.175	7.34	3725.99	11.479	13.469	6.60	3726.04	11.997	14.330	4.34	3726.03	17.327	20.453	6.37
3728.82	[O II]	F1	3728.80	8.100	8.903	8.96	3728.83	6.847	8.301	8.18	3728.89	7.344	8.768	5.01	3728.91	11.665	13.762	7.47
3730.82	[O II]	F1	3730.86	26.087	31.133	3.68
3734.37	H I	H13	3734.27	3.319	3.646	13.50	3734.37	2.885	3.381	12.05	3734.44	3.056	3.654	6.89	3734.35	3.031	3.573	13.73
3750.15	H I	H12	3750.13	3.205	3.516	13.65	3750.06	3.394	3.967	11.07	3750.20	3.352	3.986	6.61	3749.98	4.260	5.008	11.63
3770.63	H I	H11	3770.56	3.072	3.363	13.82	3770.59	3.425	3.990	10.89	3770.64	3.505	4.154	6.45	3770.57	4.058	4.754	11.81
3797.80	[S III]	F2	3797.66	4.593	5.782	11.32	3797.72	4.146	4.809	9.82	3797.75	4.903	5.595	5.64	3797.69	4.562	5.320	11.08
3797.92	H I	H10																
3802.03	O II?		3802.16	1.340	1.561	19.87
3805.74	He I	58	3805.81	0.645	0.752	28.42
3819.62	He I	22	3819.43	0.929	1.013	24.25	3819.67	1.351	1.563	16.42	3819.51	1.305	1.534	9.66	3819.49	1.565	1.820	18.29
3835.39	H I	H9	3835.30	7.418	8.076	8.98	3835.31	3.778	4.360	10.01	3835.40	5.968	6.997	5.22	3835.38	6.858	7.957	9.08
3868.75	[Ne III]	F1	3868.72	49.184	53.400	4.42	3868.72	47.107	54.119	4.00	3868.81	53.725	62.682	3.31	3868.75	44.302	51.160	4.48
3888.61	He I	2	3888.34	21.425	23.255	5.72	3888.26	19.921	22.825	5.01	3888.31	19.719	22.938	3.78	3888.36	21.196	24.410	5.63
3889.05	H I	H8																
3962.73	He I	5
3964.73	He I	5	3964.74	1.939	2.089	15.95	3964.84	1.351	1.532	14.90	3964.71	1.527	1.756	8.53	3964.90	1.171	1.335	19.85
3967.43	[Ne III]	F1	3967.38	17.303	18.640	6.04	3967.51	15.093	17.112	5.29	3967.46	14.624	16.814	3.95	3967.42	15.279	17.404	6.20
3970.07	H I	H7	3970.00	16.607	17.887	6.13	3970.03	14.923	16.914	5.30	3970.07	14.932	17.162	3.94	3970.03	16.841	19.176	5.97
4026.21	He I	18	4026.14	2.547	2.731	13.62	4026.12	2.334	2.627	11.03	4026.09	2.973	3.390	6.32	4026.24	3.809	4.306	10.99
4097.25	O II	20	4097.18	0.486	0.542	22.23	4097.14	0.511	0.577	13.29

Table 5.3
NEBULAR LINE INTENSITIES

λ_0	Ion	ID	Inner region				Rim				Medium region				Flier			
			λ	F	I	% Error	λ	F	I	% Error	λ	F	I	% Error	λ	F	I	% Error
4097.26	O II	48b																
4097.33	N III	1																
4101.74	H I	H6	4101.74	26.334	28.100	4.98	4101.68	25.305	28.234	4.27	4101.72	23.651	26.712	3.55	4101.71	26.102	29.242	4.91
4120.84	He I	16	4120.73	0.345	0.384	25.82
4143.76	He I	53	4143.88	0.265	0.295	28.88	4143.90	0.403	0.453	14.54
4147.90	O II	106	4146.73	0.150	0.169	23.47
4153.30	O II	19	4153.34	0.357	0.396	24.75	4153.23	0.393	0.441	14.64
4168.67	He I	52	4168.39	0.253	0.280	28.97
4169.22	O II	19																
4171.61	N II	43A	4171.40	0.922	1.024	20.16
4267.15	C II	6	4267.00	0.762	0.804	21.51	4267.15	0.625	0.684	17.13	4267.16	0.598	0.661	11.28	4267.15	0.510	0.560	25.52
4275.55	O II	67a	4275.54	0.436	0.478	27.42
4275.99	O II	67b																
4340.47	H I	H5	4340.47	50.864	53.339	3.90	4340.42	48.892	52.975	3.49	4340.45	46.671	51.021	3.22	4340.44	51.580	56.053	3.84
4345.55	O II	65c	4345.52	0.279	0.304	15.43
4345.56	O II	2																
4349.43	O II	2	4349.61	0.199	0.217	18.13
4363.21	[O III]	F2	4363.17	4.339	4.540	8.90	4363.21	4.221	4.556	6.67	4363.26	3.160	4.157	5.03	4363.22	4.125	4.465	8.88
4387.93	He I	51	4388.73	1.108	1.157	16.56	4387.99	0.698	0.750	14.62	4388.00	0.661	0.716	10.00	4388.72	0.997	1.074	16.97
4466.42	O II	86b	4466.31	0.444	0.472	23.75
4471.50	He I	14	4471.45	5.768	5.974	7.33	4471.51	5.707	6.057	5.51	4471.60	5.497	5.872	4.31	4471.50	6.045	6.429	7.03

Table 5.3
NEBULAR LINE INTENSITIES

λ_0	Ion	ID	Inner region				Rim				Medium region				Flier			
			λ	F	I	% Error	λ	F	I	% Error	λ	F	I	% Error	λ	F	I	% Error
4479.97	Al III		4479.97	0.403	0.417	25.30
4595.96	O II	15	4596.04	0.084	0.088	22.47
4596.18	O II	15																
4634.14	N III	2	4634.09	0.657	0.671	17.18	4634.19	0.520	0.538	13.32	4634.25	0.330	0.343	11.20
4638.86	O II	1	4639.05	0.199	0.206	21.08	4638.86	0.110	0.115	18.80
4640.64	N III	2	4640.57	0.854	0.871	15.03	4640.63	0.811	0.839	10.75	4640.70	0.664	0.689	8.13
4641.87	O II	1	4641.75	0.398	0.406	21.75	4641.77	0.326	0.337	16.52	4641.86	0.238	0.247	12.95	4641.78	0.288	0.298	24.84
4641.85	N III	2																
4649.13	O II	1	4649.22	0.446	0.455	20.39	4649.09	0.133	0.138	16.97
4650.84	O II	1	4651.02	0.078	0.081	21.98	4650.93	0.215	0.222	28.38
4658.10	[Fe III]	F3	4658.00	0.257	0.265	18.25	4658.23	0.143	0.148	16.22
4661.63	O II	1	4661.69	0.048	0.049	27.68
4676.24	O II	1	4676.27	0.079	0.082	21.14
4711.37	[Ar IV]	F1	4711.22	0.660	0.669	15.61	4711.32	0.465	0.476	13.01	4711.43	0.492	0.504	8.57	4711.17	0.238	0.244	24.99
4713.17	He I	12	4713.05	0.679	0.688	15.36	4713.14	0.659	0.674	11.04	4713.20	0.547	0.561	8.16	4713.06	0.709	0.726	14.65
4740.17	[Ar IV]	F1	4740.04	0.375	0.397	19.72	4740.06	0.608	0.620	11.16	4740.21	0.407	0.416	8.97	4740.04	0.332	0.338	20.38
4754.70	[Fe III]	F3	4754.36	0.037	0.037	27.67
4861.33	H I	H4	4861.31	100.000	100.000	3.14	4861.38	100.000	100.000	3.09	4861.47	100.000	100.000	3.03	4861.36	100.000	100.000	3.14
4921.93	He I	48	4922.82	1.590	1.582	8.02	4921.87	1.601	1.587	6.34	4921.94	1.426	1.412	4.65	4921.89	1.535	1.521	7.95
4924.53	O II	28	4924.26	0.205	0.203	15.87	4924.61	0.089	0.088	14.53
4925	[Fe III]	F2																

Table 5.3
NEBULAR LINE INTENSITIES

λ_0	Ion	ID	Inner region				Rim				Medium region				Flier			
			λ	F	I	% Error	λ	F	I	% Error	λ	F	I	% Error	λ	F	I	% Error
4931.23	[O III]	F1	4931.38	0.070	0.069	16.34
4958.91	[O III]	F1	4958.86291	3.63289	0.28	3.05	4958.92293	694289	7.34	3.03	4958.01279	2.271275	0.090	3.01	4958.91275	5.41271	6.89	3.05
5006.84	[O III]	F1	5006.81889	6.35879	0.45	3.02	5006.85845	7.78828	8.67	3.01	5006.91833	8.44815	3.30	3.00	5006.87865	1.10584	7.164	3.02
5015.68	He I	4	5015.55	3.013	2.975	6.18	5015.68	2.877	2.816	4.93	5015.76	2.692	2.628	3.96	5015.64	2.917	2.853	6.13
5047.74	He I		5047.58	0.292	0.287	17.62	5047.68	0.256	0.249	13.26	5047.82	0.249	0.242	9.02	5047.55	0.454	0.442	13.87
5191.82	[Ar III]	F3	5191.89	0.044	0.043	29.72
5270.40	[Fe III]	F1	5270.18	0.097	0.092	20.22	5269.95	0.076	0.072	15.68
5342.48	C II	?	5342.41	0.033	0.031	34.57
5450.74	P II?		5450.71	0.070	0.067	35.68
5453.83	S II	6	5454.5	0.031	0.029	53.61
5517.71	[Cl III]	F1	5517.38	0.349	0.332	16.16	5517.47	0.278	0.255	12.10	5517.67	0.354	0.323	7.73	5517.77	0.460	0.422	13.78
5537.88	[Cl III]	F1	5537.92	0.265	0.252	18.46	5537.93	0.232	0.213	13.15	5537.98	0.315	0.286	8.13	5537.76	0.535	0.488	12.84
5676.03	N II	3	5676.65	0.049	0.044	19.31
5679.56	N II	3	5679.84	0.135	0.126	25.71	5679.70	0.064	0.057	24.51	5680.12	0.062	0.056	17.36
5754.64	[N II]	F3	5754.89	0.093	0.080	30.85	5754.83	0.086	0.076	21.16	5754.84	0.092	0.082	14.33	5754.94	0.250	0.221	18.50
5801.33	C IV		5800.77	0.337	0.313	16.44	5801.81	0.055	0.048	18.27
5867.64	Al II		5867.83	0.078	0.068	22.09	5867.49	0.060	0.052	17.55
5875.67	He I	11	5875.66	18.009	16.633	3.73	5875.74	17.801	16.278	3.33	5875.86	17.121	14.750	3.17	5875.71	17.906	15.580	3.69
5889.78	C III		5889.49	0.112	0.104	28.12	5889.62	0.048	0.042	19.52	5889.74	0.309	0.268	16.69
5895.92	Na I	5C	5896.16	0.160	0.138	23.04
6151.43	C II	16.04	6151.44	0.067	0.061	36.41

Table 5.3
NEBULAR LINE INTENSITIES

λ_0	Ion	ID	Inner region				Rim				Medium region				Flier			
			λ	F	I	% Error	λ	F	I	% Error	λ	F	I	% Error	λ	F	I	% Error
6176.05	N II	2A	6176.20	0.013	0.011	83.39
6257.18	C II	4A	6256.93	0.070	0.058	34.72
6312.10	[S III]	F3	6312.03	0.444	0.400	14.39	6312.09	0.455	0.381	9.42	6312.15	0.467	0.399	6.89	6312.06	0.738	0.614	11.04
6315.81	Fe I?		6316.01	0.030	0.025	34.93
6371.38	Si II	2	6371.65	0.043	0.036	29.02
6548.03	[N II]	F1	6548.04	2.143	1.904	7.07	6548.10	1.856	1.521	5.32	6548.25	2.259	1.811	4.12	6548.29	6.273	5.104	4.72
6562.82	H I	H3	6562.88	330.806	281.348	3.05	6562.98	343.985	281.579	3.02	6563.13	351.434	294.147	3.01	6562.93	346.255	281.343	3.04
6578.05	C II	2	6578.07	0.625	0.554	12.24	6578.18	0.631	0.516	8.10	6578.36	0.657	0.525	6.03	6578.03	1.119	0.908	9.14
6583.41	[N II]	F1	6583.55	6.627	5.879	4.72	6583.57	5.983	4.889	3.87	6583.71	7.220	5.769	3.39	6583.80	19.812	16.069	3.63
6678.15	He I	46	6678.11	3.727	3.293	5.71	6678.24	4.622	3.749	4.08	6678.39	5.364	4.250	3.52	6678.19	4.721	3.800	5.16
6716.47	[S II]	F2	6716.58	0.198	0.175	21.26	6716.65	0.228	0.185	12.81	6716.90	0.354	0.280	7.73	6716.45	0.455	0.365	13.86
6730.85	[S II]	F2	6730.60	0.191	0.168	21.68	6731.14	0.240	0.194	12.50	6731.16	0.420	0.331	7.20	6730.96	0.636	0.510	11.83

5.7.1. Line Intensities and Reddening Correction

Line intensities were measured by integrating all the flux in the line between two given limits, over a local continuum estimated by eye. All these measurements were carried out with the `splot` task of the IRAF package. Table 5.3 presents the emission line intensities of the four regions of NGC6826, the first column gives the adopted laboratory wavelength, λ_0 . The second and third columns include the ion and the multiplet number, or the Balmer transitions for each line. Columns 4, 8, 12, and 16 include the heliocentric wavelength, λ for each region: Inner, Rim, Medium and Flier, respectively. Following this format, columns 5, 9, 13, and 17 show the observed flux relative to $H\beta$, $F(\lambda)$ in units where $F(H\beta)=100$. Columns 6, 10, 14, and 18 show the flux corrected for reddening relative to $H\beta$, normalized to $I(H\beta)=100$. Columns 7, 11, 15, and 19 include the fractional error (1σ) in the line intensities.

The reddening coefficients $c(H\beta)$ were determined by fitting the observed $H\alpha/H\beta$ line ratio to the theoretical ones computed by Storey & Hummer (1995) assuming $T_e=10,000$ K and $N_e=2,000\text{ cm}^{-3}$ and using the Seaton (1979) extinction law. The values obtained were $c(H\beta)=0.16, 0.27, 0.30,$ and 0.28 for the Inner, Rim, Medium, and Flier, respectively. These values agree with those reported by Sandin et al. (2008), Kingsburgh & Armour (2001), Barker (1988), and Kwitter et al, (1998).

5.7.2. Temperatures and Densities

The physical conditions of the ionized gas: electron temperatures, T_e , and densities, N_e , were derived from the usual collisional excited lines (CELs) ratios, using the IRAF task `temden` of the package `nebular` (Shaw & Dufour 1995). Electron densities have been derived from $[O\text{ II}]\lambda\lambda\ 3726/3729$, $[S\text{ II}]\lambda\lambda\ 6717/6731$, $[Cl\text{ III}]\lambda\lambda\ 5518/5538$, and $[Ar\text{ IV}]\lambda\lambda\ 4711/4740$ line ratios. Electron temperatures were calculated using the auroral to nebular line intensity ratios: $[N\text{ II}]\lambda\lambda\ 5755/(6548+6583)$ and $[O\text{ III}]\lambda\lambda\ 4363/(4959+5007)$. The procedure for the determination of the physical conditions was the following: an initial T_e value of 10 000 K was assumed in order to derive a first approximation to the different N_e determinations; then these preliminary N_e values were used to recompute T_e ; we iterated until convergence was obtained. Table 6.4 presents the temperatures and densities for the four regions in NGC6826.

TABLA 5.4: Temperatures and Densities

Parameter	Lines	Regions			
		Inner	Rim	Medium	Flier
T_e (K)	[N II]	9880^{+780}_{-610}	10220^{+1810}_{-730}	9860^{+1100}_{-430}	9970^{+1180}_{-790}
T_e (K)	[O III]	9450 ± 290	9520 ± 250	9390 ± 180	9440 ± 360
N_e (cm^{-3})	[S II]	510^{+1400}_{-450}	740^{+730}_{-370}	1140^{+500}_{-320}	2050^{+2500}_{-870}
N_e (cm^{-3})	[O II]	1260^{+530}_{-460}	1350^{+220}_{-260}	1350 ± 180	1070^{+230}_{-200}
N_e (cm^{-3})	[Cl III]	480^{+2110}_{-480}	1080^{+1620}_{-990}	1500^{+1590}_{-740}	4180^{+3510}_{-1880}
N_e (cm^{-3})	[Ar IV]	600^{+600}_{-600}	8880^{+4660}_{-2980}	1660^{+1880}_{-1210}	10250^{+13050}_{-5350}

5.7.3. Temperature Variations

Following the formalism by Peimbert (1967), we do not assume homogeneous temperature for the whole nebula. We determine the average temperature, T_0 , and the mean square temperature inhomogeneities, t^2 . These quantities are given by

$$T_0(N_e, N_i) = \frac{\int T_e(r) N_e(r) N_i(r) dV}{\int N_e(r) N_i(r) dV} \quad (5.4)$$

and

$$t^2 = \frac{\int (T_e - T_0)^2 N_e N_i dV}{T_0^2 \int N_e N_i dV}, \quad (5.5)$$

where N_e and N_i are the electron and ion densities of the observed emission line, respectively, and V is the observed volume.

There are several methods to determine the t^2 value of the nebula under the assumption of chemical homogeneity. The most commonly used requires two independent temperature determinations: one that gives preferential weight to the hotter parts of the nebula (such as traditional forbidden line determinations) and one that gives preferential weight to the cooler parts (such as the one obtained using He I lines or the Balmer discontinuity); each temperature has a different dependence on T_0 and t^2 , so both unknowns can be derived. Another possibility is to derive a t^2 value for a particular ion by reconciling the abundances derived for this ion from the intensities of collisional and recombination lines (Peimbert et al. 2004 and references therein).

We applied both methods to NGC 6826. First the O^{++} composition were derived from the forbidden line analysis for the four regions are listed in Table 5.5. The same abundance was derived from the estimated total intensity of the recombination lines

(RLs) of multiplet 1 of O II. We used the sum of the intensities of the individual lines of multiplet 1 of O II observed in the four regions corrected with

$$m_{cf} = \frac{\sum_{all} s_{ij}}{\sum_{obs} s_{ij}}, \quad (5.6)$$

where s_{ij} are the theoretical line strengths, which are proportional to the populations of their parent levels. The upper sum runs over all the lines of the multiplet, and the lower sum runs over the observed lines. The O II are not in LTE for the observed densities (Ruiz et al. 2003; Tsamis et al. 2003). We have used the prescriptions given by Peimbert et al. (2005) to calculate the appropriate corrections for the relative strengths between the individual lines of multiplet 1. We computed the O^{++} abundance using Storey (1994) recombination coefficients calculated at $T_e=9000$ K and $N_e=1000 \text{ cm}^{-3}$. Table 5.5 shows the t^2 values for which

$$\left(\frac{O^{++}}{H^+}\right)_{\text{CELS}} = \left(\frac{O^{++}}{H^+}\right)_{\text{RLs}}, \quad (5.7)$$

is true are listed in Table 5.5 too.

Next we have used a maximum likelihood method, MLM (Peimbert et al. 2000, 2002) to derive the physical conditions associated with the helium ionized region. The method determines $N_e(\text{He II})$, $T_e(\text{He II})$, $N(\text{He}^+)/N(\text{H}^+)$, and the optical depth τ_{3889} in the He I $\lambda 3889$ line self-consistently. To do this we used as inputs a characteristic density from the forbidden line ratios of $N_e([\text{Cl III}])$ for each region; we also used 13 $I(\text{He I})/I(\text{H I})$ line ratios observed by Wesson & Liu (2004); the 13 He I lines are $\lambda\lambda 3820, 3889, 3965, 4026, 4387, 4438, 4471, 4713, 4922, 5876, 6678, 7065,$ and 7281 . Each of the 14 observational constraints has a unique dependence on $T_e(\text{He I})$, $N_e(\text{He I})$, $N(\text{He}^+)/N(\text{H}^+)$, and τ_{3889} ; from it we obtain a system of 14 equations and 4 unknowns, which were solved using MLM. From the derived $T_e(\text{He I})$ and the fractional $T_e[\text{O III}]$ and $T_e[\text{O II}]$ we obtained the t^2 values listed in the Table 5.5 for the He I. Finally, the t^2 values adopted for each region are an average between $t^2(O^{++})$ and $t^2(\text{He}^+)$.

Approximately 90 % of planetary nebulae have ADFs between 1 and 2. Only 10 % of them have ADFs higher, ranging from 2 to 80. The values of the ADF (O^{++}) obtained for NGC 6826 can be considered high. The ADF (O^{++})=5.17, 3.29, 1.58, and 3.07. This values reconciling the abundances obtained from RLS with those obtained from CELs and requires values of t^2 higher as those found in planetary nebulae with an ADF (O^{++}) ~ 2 .

TABLA 5.5: Values of t^2

Regions	$\left(\frac{\text{O}^{++}}{\text{H}^+}\right)_{\text{RLs}}$ 10^{-4}	$\left(\frac{\text{O}^{++}}{\text{H}^+}\right)_{\text{CELs}}$ 10^{-4}	$t^2(\text{O}^{++})$	$t^2(\text{He}^+)$	t^2 adopted
Inner	19.357 ± 2.879	3.745 ± 0.039	$0.098^{+0.030}_{-0.098}$	$0.103^{+0.041}_{-0.040}$	0.100 ± 0.024
Rim	12.320 ± 0.863	3.740 ± 0.089	$0.083^{+0.036}_{-0.083}$	$0.006^{+0.013}_{-0.005}$	0.015 ± 0.012
Medium	5.955 ± 0.467	3.760 ± 0.096	$0.039^{+0.041}_{-0.039}$	$0.032^{+0.057}_{-0.032}$	0.038 ± 0.034
Flier	12.190 ± 1.530	3.970 ± 0.102	$0.080^{+0.026}_{-0.033}$	$0.032^{+0.027}_{-0.028}$	0.056 ± 0.018

5.7.4. Ionic Abundances from CELs

Ionic abundances of N^+ , O^+ , O^{++} , Ne^{++} , S^+ , S^{++} , Cl^{++} , and Ar^{+3} have been derived from CELs by making use of the IRAF task `abund` of the package `nebular`. Assuming a two-zone scheme we adopt $T_e[\text{N II}]$ for ions with a low ionization potential (N^+ , O^+ , and S^+) and $T_e[\text{O III}]$ for ions with a high ionization potential (O^{++} , Ne^{++} , S^{++} , Cl^{++} , and Ar^{+3}). All the ionic abundances are included in Table 5.6. The errors were calculated as the quadratic sum of the independent contributions of N_e , T_e , and line flux uncertainties. We have considered two sets of abundances, one for $t^2=0.00$ and one for $t^2=0.100$, 0.015 , 0.038 , and 0.056 for the Inner, Rim, Medium, and Flier, respectively; the $t^2 \neq 0.00$ abundances were calculated using the prescription from Peimbert et al. (2005).

5.7.5. Total Abundances

The absence of the He II $\lambda 4686$ line indicates that $N(\text{He}^{++})/N(\text{H}^+)$ value is negligible. The total He/H value is given by:

$$\frac{N(\text{He})}{N(\text{H})} = \frac{N(\text{He}^+)}{N(\text{H}^+)}. \quad (5.8)$$

No O^{+3} is expected because $\lambda 4686$ is not present, therefore the O abundance is given by:

$$\frac{N(\text{O})}{N(\text{H})} = \frac{N(\text{O}^+) + N(\text{O}^{++})}{N(\text{H}^+)}. \quad (5.9)$$

TABLA 5.6: Ionic Abundances from Collisionally Excited Lines

Ion	Regions							
	Inner		Rim		Middle		Flier	
	$t^2=0.000$	$t^2=0.100$	$t^2=0.000$	$t^2=0.015$	$t^2=0.000$	$t^2=0.038$	$t^2=0.000$	$t^2=0.056$
N ⁺	6.00 ± 0.12	6.34 ± 0.15	5.91 ± 0.07	5.96 ± 0.08	6.00 ± 0.05	6.11 ± 0.11	6.44 ± 0.05	6.61 ± 0.08
O ⁺	6.93 ± 0.06	7.31 ± 0.12	6.90 ± 0.07	6.95 ± 0.08	6.95 ± 0.05	7.07 ± 0.12	7.09 ± 0.05	7.28 ± 0.08
O ⁺⁺	8.57 ± 0.04	9.23 ± 0.18	8.54 ± 0.01	8.62 ± 0.06	8.55 ± 0.02	8.77 ± 0.18	8.55 ± 0.02	8.88 ± 0.11
Ne ⁺⁺	7.84 ± 0.03	8.64 ± 0.24	7.83 ± 0.02	7.92 ± 0.07	7.92 ± 0.02	8.16 ± 0.21	7.82 ± 0.02	8.20 ± 0.13
S ⁺	3.88 ± 0.12	4.24 ± 0.16	4.00 ± 0.08	4.04 ± 0.09	4.19 ± 0.05	4.31 ± 0.11	4.33 ± 0.06	4.50 ± 0.09
S ⁺⁺	6.10 ± 0.06	6.90 ± 0.24	6.04 ± 0.04	6.13 ± 0.08	6.10 ± 0.03	6.34 ± 0.22	6.26 ± 0.05	6.64 ± 0.14
Cl ⁺⁺	4.65 ± 0.10	5.39 ± 0.26	4.59 ± 0.13	4.66 ± 0.14	4.68 ± 0.02	4.90 ± 0.19	4.91 ± 0.04	5.25 ± 0.13
Ar ⁺²	5.85 ± 0.04	5.94 ± 0.08
Ar ⁺³	5.05 ± 0.10	5.82 ± 0.26	5.08 ± 0.04	5.89 ± 0.05	5.01 ± 0.03	5.24 ± 0.21	4.82 ± 0.07	5.18 ± 0.14

TABLA 5.7: Ionic Correction Factors

Element	Regions							
	Inner		Rim		Middle		Flier	
	(1)	(2)	(1)	(2)	(1)	(2)	(1)	(2)
N	46.24	44.65	56.29	44.65	53.91	40.81	21.94	29.84
Ne	1.11	1.02	1.09	1.02	1.09	1.03	1.20	1.03
S	1.41	2.48	1.58	2.48	1.55	2.41	1.23	2.17
Cl	1.16	...	1.21	...	1.20	...	1.13	...
Ar	8.75	1.02	6.29	1.02	6.68	1.02	15.12	1.03

⁽¹⁾ This work.⁽²⁾ Kingsburgh & Barlow, 1994.

We derive the total gaseous abundances as follows

$$\frac{N(\text{N})}{N(\text{H})} = ICF(\text{N}) \frac{N(\text{N}^+)}{N(\text{H}^+)}, \quad (5.10)$$

$$\frac{N(\text{Ne})}{N(\text{H})} = ICF(\text{Ne}) \frac{N(\text{Ne}^{++})}{N(\text{H}^+)}, \quad (5.11)$$

$$\frac{N(\text{S})}{N(\text{H})} = ICF(\text{S}) \frac{N(\text{S}^+) + N(\text{S}^{++})}{N(\text{H}^+)}, \quad (5.12)$$

$$\frac{N(\text{Cl})}{N(\text{H})} = ICF(\text{Cl}) \frac{N(\text{Cl}^{++})}{N(\text{H}^+)}, \quad (5.13)$$

and

$$\frac{N(\text{Ar})}{N(\text{H})} = ICF(\text{Ar}) \frac{N(\text{Ar}^{+3})}{N(\text{H}^+)}. \quad (5.14)$$

Where the ionization correction factors (*ICFs*) correct for the unseen ionization stages are given in Table 5.7. Columns 2, 4, 6, and 8 show the *ICFs* derived from the photoionization model presented in Section 5.8. By comparison columns 3, 5, 7, and 9 show the *ICFs* suggested by Kingsburgh & Barlow (1994). The largest discrepancy between the two sets of *ICFs* is the *ICF*(Ar). Our *ICF*(Ar) produces an Ar abundance 6 to 15 times largest than the Kingsburgh & Barlow one. The *ICFs* of N and S have discrepancies of 20 % to 50 %. The *ICFs* of Ne agree in both sets.

The equations of Kingsburgh & Barlow to derive *ICFs* are widely used in the calculation of abundances in PNe. This equations come from 10 1D photoionization models and are applicable to any PNe. The nebular model described in Section 5.8

was developed only for NGC 6826. It is a pseudo-3D model constrained by the observations in the nebula and the central star. Therefore it is a better approximation than a general model. We adopted the *ICFs* derived from our model to calculate the total abundances. Table 5.8 presents the total gaseous abundances of NGC 6826 obtained using $t^2=0.00$ and $t^2 \neq 0.00$ for each region.

5.8. Planetary Nebula Model

The photoionization model for NGC 6826 was obtained using the version c08.00 of CLOUDY (Ferland et al. 1998). From the HST images of NGC 6826 one can notice that it is elliptical, almost circular. Balick(1987) classified it as an early elliptical PN surrounded by a round halo. The brightest region has a radius of about $20''$. The bright elliptical rim has a minimum radius of $5''$ (minor axis) and a maximum radius of $7''$ (major axis). Sandin et al. (2008) and Guerrero et al. (1998) report $R_{\text{halo}}=65''$ and $136''$ respectively.

We adopted a spherical model with a inner edge located at a distance of $6''$ from the CS. The outer radius of the PN was established in $20''$, excluding the faint giant halo. We assumed that the nebula is matter-bounded. The nebula model reproduces the main structures observed. We do not include the FLIER in to the model. An elliptical nebula and to incorporate the Flier requires a 3D geometry, increasing the complexity of the model and is beyond the scope of this work.

A pseudo 3D model description is obtained by interpolation of the results of the 1D runs using CLOUDY-3D, an IDL (ITT) library of routines described by Morisset (2006). Although not essential for the analysis a 3D description plays an important role in taking into account the effect of the position and size of the slit in the observations. The apparent discrepancies between the intensities of a given line reported by different authors are sometimes reproduced well when these slit effects are taken into account. The emissivity of the lines in each step of the CLOUDY run is interpolated to produce a spherical model, that is introduced into a cube of 100^3 pixels and viewed from one side of the cube, similar to what is observed in the plane of the sky. On this plane we set a slit of 13×3 access, reproducing the position of the observations. We chose to use this description in order to make a comparison with observations of three of the four regions described in § 5.7 : Inner, Rim and Medium.

TABLA 5.8: Total Abundances

Element	Regions							
	Inner		Rim		Middle		Flier	
	$t^2=0.000$	$t^2=0.040$	$t^2=0.000$	$t^2=0.026$	$t^2=0.000$	$t^2=0.048$	$t^2=0.000$	$t^2=0.038$
He	11.03±0.01	11.04±0.02	11.06±0.01	11.07±0.02	11.07±0.01	11.06±0.02	11.06±0.01	11.04±0.02
N	7.66±0.12	8.00±0.28	7.66±0.07	7.71±0.25	7.73±0.05	7.84±0.35	7.78±0.05	7.95±0.46
O	8.58±0.07	9.24±0.22	8.55±0.07	8.63±0.26	8.56±0.05	8.78±0.32	8.56±0.05	8.89±0.42
Ne	7.89±0.05	8.69±0.23	7.87±0.05	7.96±0.24	7.96±0.05	8.20±0.34	7.90±0.05	8.28±0.45
S	6.25±0.06	7.05±0.24	6.24±0.05	6.33±0.24	6.30±0.05	6.53±0.34	6.35±0.05	6.73±0.46
Cl	4.72±0.10	5.46±0.27	4.67±0.13	4.74±0.29	4.76±0.05	4.98±0.34	4.96±0.05	5.30±0.46
Ar	5.99±0.10	6.76±0.27	5.88±0.05	6.69±0.24	5.83±0.05	6.06±0.34	6.00±0.07	6.36±0.47

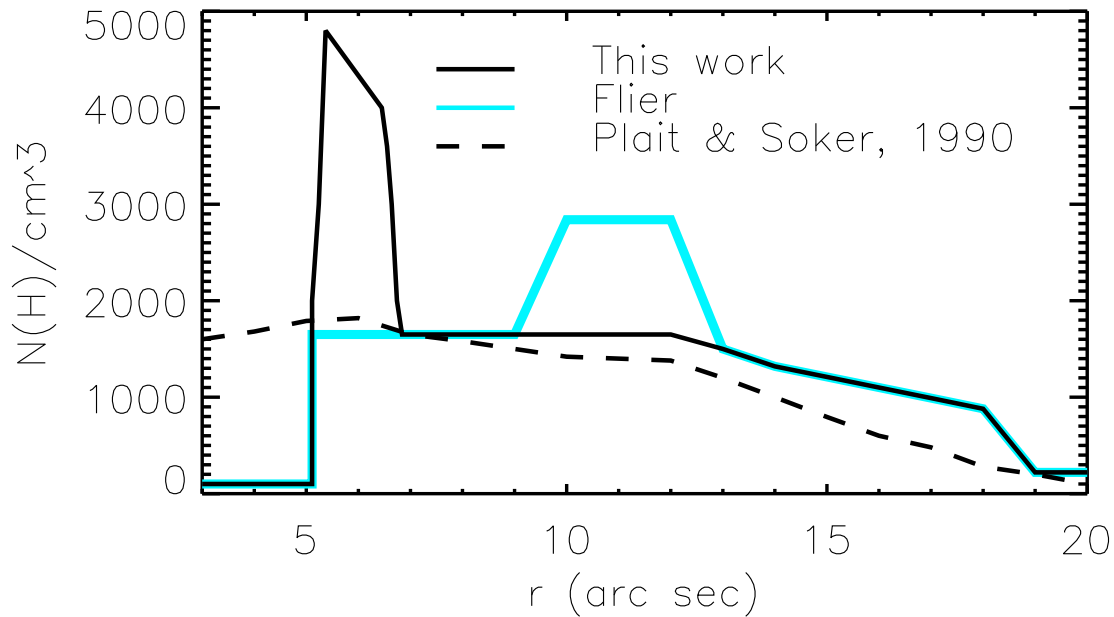


FIGURA 5.11: Density profile adopted in the photoionization model of NGC 6826. The main difference between our profile and the density profile obtained by Plait & Soker (1990) is the peak density around 5 arc sec (see text). The density profile in the Flier direction was used to obtain other model. The *ICFs* of the Flier were derived from this model.

Plait & Soker (1990) derived a density profile for NGC 6826 using an $H\alpha$ image obtained with the 1m Cassegrain telescope of the University of Virginia Fan Mountain Observatory. That profile was determined by deconvolving the density from the emission measure in $H\alpha$ using an Abel's Integral Equation and assuming spherical symmetry. We modified this density profile in order to reflect the four N_e diagnostics (i.e. [S II], [O II], [Cl III], and [Ar IV]) in the Inner, Rim, and Medium regions and the morphology of NGC 6826. The adopted density profile is shown in Figure 5.11. The main difference between our profile and the one presented by Plait & Soker is the peak density in 5 arc sec. This peak is necessary to reproduce the rim. In the absence of this peak the resulting model is a filled sphere and when projected onto the plane, looks like a filled circle.

To compare the results of the model with the observations, we defined errors in the observed intensities, $\Delta I/I$, as follows: 10 % for lines brighter than $0.8 H\beta$, 20 % for lines between 0.8 and $0.02 H\beta$, 30 % for lines between 0.02 y $0.01 H\beta$, and 40 % for

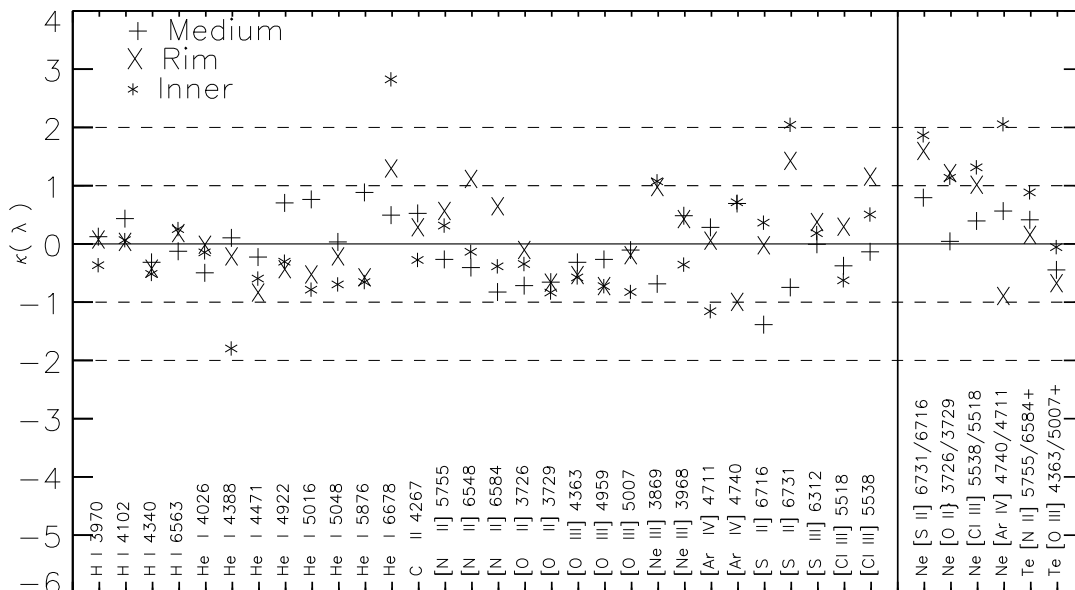


FIGURA 5.12: Quality factors $\kappa(0)$ in each of the regions studied for some emission lines (left) and for the diagnostic ratios (right).

lines fainter than $0.01 H\beta$. Surendiranath & Pottasch (2008) present observations in the IR and UV; we compared the nebular model with these observations, assuming an error of 30%. The aim of these errors is to take into account the numerical and modeling uncertainties due to the limited complexity of the adopted morphology, the errors in the atomic data used by the model, and the observational errors, including the effects of the position and size of the apertures used.

A quality factor of the fit to an observable is defined following Morisset & Georgiev (2009) by:

$$\kappa(\lambda) = \frac{\log(I(\lambda)_{mod}) - \log(I(\lambda)_{obs})}{t(\lambda)}, \quad (5.15)$$

where $I(\lambda)_{mod}$ is the intensity value returned by the model, $I(\lambda)_{obs}$ is the observed value, and $t(\lambda)$ is the accepted tolerance in dex of this observable. The tolerance is defined as

$$t(\lambda) = \log\left(1 + \frac{\Delta I}{I}\right), \quad (5.16)$$

where $\Delta I/I$ is the error associated with a particular line.

When the absolute value of $\kappa(\lambda)$ is lower than 1, the model value is within the adopted tolerance of the observed value. In the left side of Figure 5.12 we present the

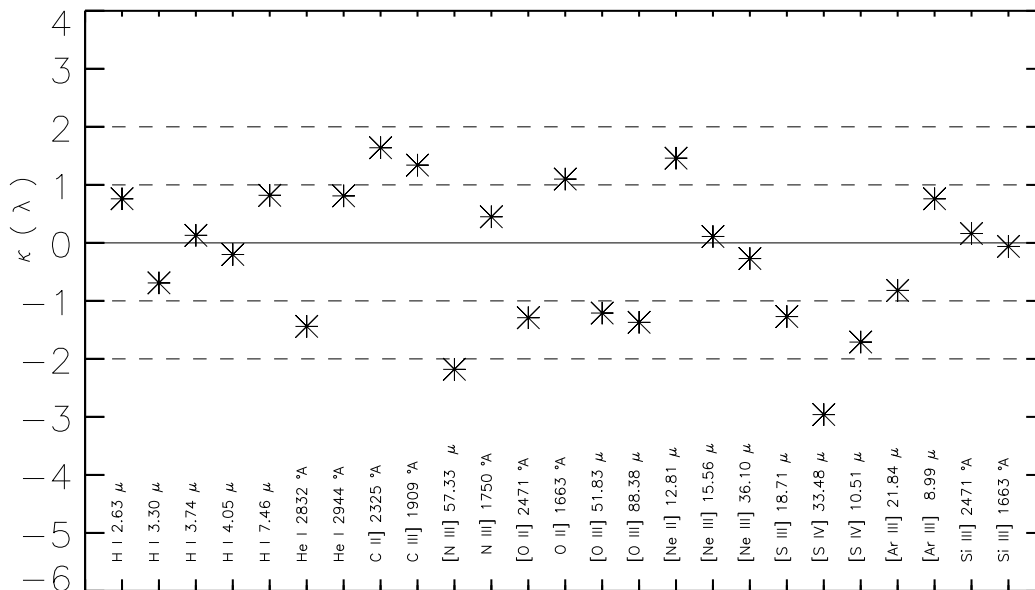


FIGURA 5.13: Quality factors $\kappa(\lambda)$ from IR and UV lines observed by Surendiranath & Pottasch (2008).

quality factors observed in some optical lines in the three regions considered, while in the right side of the same Figure we present the quality factors of four density and two temperature diagnostics, finding that the model agrees with the observations in the optical.

The hydrogen recombination lines are well reproduced by the model. Eight helium recombination lines in three regions were used to determine the Helium abundance. Only He I λ 6678 is higher in the Inner region. The best fit produces a value of $12+\log N(\text{He})/N(\text{H})=11.06$ dex.

The carbon abundance was determined only from the C II λ 4267 recombination line. The best fit in the three regions was obtained with $12+\log N(\text{C})/N(\text{H})=8.80$ dex. This abundance overestimates the CELs of carbon in UV and IR published by Surendiranath & Pottasch (2008). A model with $12 + \log N(\text{C})/N(\text{H})=8.50$ dex fits the carbon CELs in IR and UV and underestimates C II λ 4267 recombination line.

It has been found that the ratio of the ion abundance found from RLs to the ion abundance found from CELs is always larger than one. This ratio is known as the abundance discrepancy factor (ADF). Barker studied 7 regions of NGC 6826. Regions 2 and 3 of Barker (ADF of carbon 2.37 and 2.16) match approximately

TABLA 5.9: IR lines

λ (μm)	Ion	I_{obs}	I_{model}
2.626	H I 6-4	3.70	4.53
3.297	H I 9-5	0.88	0.74
3.740	H I 8-5	1.02	1.06
4.052	H I 5-4	8.50	8.07
7.460	H I 6-5	2.09	2.60
157.851	[C II]	0.48	0.14
57.326	[N III]	31.90	15.47
51.833	[O III]	170.00	134.39
88.375	[O III]	59.60	33.53
12.813	[Ne II]	4.10	6.02
15.555	[Ne III]	110.00	111.03
36.104	[Ne III]	10.00	9.30
18.713	[S III]	16.70	11.95
33.481	[S III]	11.60	5.33
8.992	[Ar III]	10.70	13.05
21.837	[Ar III]	1.05	0.85

with the Rim in this work. Regions 5 and 6 of Barker (ADF of carbon 1.25 and 2.14) match approximately with the Medium region. We find $C_{RLs}^+/C_{CELS}^+ = 2.0$, value consistent with the results of Barker.

Nitrogen abundance was determined from the [N II] forbidden lines $\lambda\lambda 5755, 6548,$ and 6584 . In addition, these lines are used as a temperature diagnostic. The best fit produces a value of $12 + \log N(\text{N})/N(\text{H})=7.79$ dex.

Oxygen abundance was determined from the [O II] $\lambda\lambda 3726, 3729$ lines and the [O III] $\lambda\lambda 4363, 4959$ and 5007 lines. These lines are used in the density and temperature diagnostics. The ratio:

$$\frac{[\text{O III}]}{[\text{O II}]} = \frac{I(\lambda 4363) + I(\lambda 4959) + I(\lambda 5007)}{I(\lambda 3726) + I(\lambda 3729)}, \quad (5.17)$$

is a diagnostic of the ionization degree in the nebula. The best fit to all these parameters: line intensities, density, temperature and ionization degree were obtained with $12 + \log N(\text{O})/N(\text{H})=8.61$ dex.

Only two lines of [Ne III] are present in the optical spectra. A good fit was

TABLA 5.10: UV lines

λ (μm)	Ion	I_{obs}	I_{model}
2832	He I	1.91	1.31
2944	He I	1.91	2.37
1335	C II	3.95	47.55
1761	C II	2.86	0.60
2325	C II]	3.24	5.50
1906	C III]	49.50	75.52
1909	C III]	33.70	54.21
1750	N III]	1.67	1.88
2471	[O II]	1.27	0.90
1663	O II]	2.13	2.98
1881	Si III]	1.79	1.72
1890	Si III]	1.20	1.18

obtained with $12+\log N(\text{Ne})/N(\text{H})=7.95$ dex.

The ratio:

$$\frac{[\text{S III}]}{[\text{S II}]} = \frac{I(\lambda 6312)}{I(\lambda 6716) + I(\lambda 6731)}, \quad (5.18)$$

is another diagnostic of the ionization degree in the nebula, and the ratio $I(\lambda 6731)/I(\lambda 6716)$ is a density diagnostic. These diagnostic have higher uncertainties since the the [S II] and [S III] lines are weak. The best fit to line intensities, density, and ionization degree was obtained with $12 + \log N(\text{S})/N(\text{H})=6.28$ dex.

The ratio $I(\lambda 5518)/I(\lambda 5538)$ of the [Cl III] lines is another density diagnostic, $12+\log N(\text{Cl})/N(\text{H})=4.78$ dex produces a good fit to the density and line intensities.

The lines of [Ar IV] $\lambda\lambda 4711, 4740$ are weak lines; their ratio is a density diagnostic. The line intensities are reproduced by the model within the tolerance. But only the rim density is well reproduced by the model. The densities in the inner and medium regions are marginally reproduced. The abundance of argon of the model is $12+\log N(\text{Ar})/N(\text{H})=5.78$ dex.

Figure 5.13 shows the quality factors for IR and UV lines observed by Surendranath & Pottasch (2008). The model reproduces better the IR lines than the UV lines, which can be attributed to the bigger uncertainties of the UV lines. The lines of H I, He I, [N III], [O II], [Ne II], [Ne III], and [Ar III] are well reproduced by the model. Lines of [O III] and [S IV] in UV are marginally reproduced.

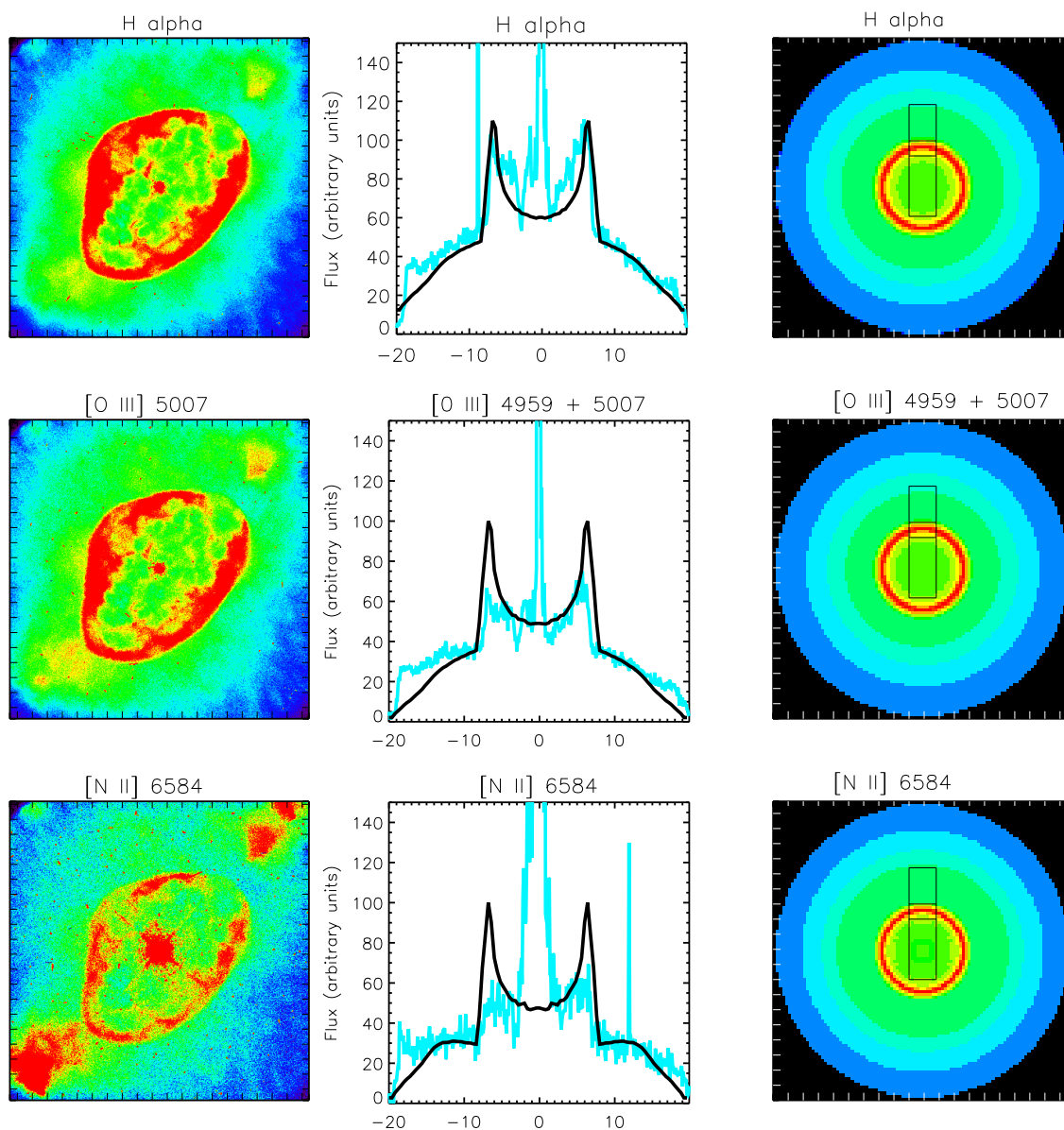


FIGURA 5.14: Comparison of the HST images (left) and the images obtained from the photoionization model (right) for 3 emission lines: H alpha (top), [O III] $\lambda 4959 + \lambda 5007$ (center), and [N II] $\lambda 6584$ (bottom). The central plots show the comparison between the flux on the minor axis of the nebula (blue line) and the model (black line). The slit overplotted in the model represents the slit used in the observations. The three sections of the slit correspond with Inner, Rim, and Medium regions.

The intensities of [S III] and [S IV] UV lines are lower in the model than in the observations. But, an increase in the value of sulfur in the model implies higher

intensities in the optical lines. Since UV observations have larger uncertainties, we chose the value that reproduces the optical lines. The C II] and C III] lines are overestimated by the model. As discussed above, this is due to the discrepancy of abundances when the model takes into account the RLs o CELs.

Figure 5.14 shows a comparison of the images obtained with the HST in three different filters with an image of the model for the corresponding line. The slit overplotted on the model represents the slit used in the observations. This slit was divided into three sections: the slit with $9'' \times 3''$ on the center of the nebula corresponds with the Inner region, the slit with $1'' \times 3''$ on the bright ring corresponds with the Rim, and the slit with $4'' \times 3''$ corresponds with the Medium region.

The model reproduces well the main structures of NGC 6826: A hot central bubble, a bright rim and a less bright region extending until 20 arc sec (remember that the flier was not included in the model). The flux along the minor axis of the nebula is compared with the flux along the central line of the model. The flux in $H\alpha$ is well reproduced. The model overestimated the flux in [O III] and [N II] in the Rim, but the fit is acceptable.

The parameters of the final stellar-nebular model are summarized in Table 5.11.

5.9. Results and Discussion

5.9.1. Stellar-nebular model

Stellar and nebular models with different combinations of distance, luminosity and temperature of the ionizing source can reproduce the observations in the star or the nebula.

Atmosphere models in the literature reproduce the observations of the NGC 6826 central star, but are not used as source of ionization in a photoionization model for the nebula. On the other hand, photoionization models of the nebula use a black body or a generic atmosphere model as ionization source. These models are not compared with the observations of the star. The criterion for setting the temperature and luminosity of the CS is only to reproduce the ionization degree in the nebula.

Table 5.11 compares the parameters of our stellar–nebular model with those obtained by others authors. Pauldrach et al. (2004) developed an atmosphere model for NGC 6826. They assumed a homogeneous radiation-driven atmosphere, spherical symmetry, and solar metallicity. Zhekov and Perinotto (1998) (hereafter ZP98) ob-

TABLA 5.11: Comparison of stellar - nebular Model parameters

Parameter	P08 ¹	ZP98 ²	SP08 ³	This work
T_{eff} (K)	44 000	45 000±10 000	47 500	46 000±2 000
L/L _⊙	15 850	3 800	1 640	5 250±500
log g (cgs)	3.90	...	3.75	3.8±0.2
Distance (kpc)	3.18	2.12	1.40	1.2±0.2
Kinematic age (yrs)		7 500	...	4200±500
R/R _⊙	2.2	1.03	...	1.14±0.2
M/M _⊙	1.40	0.565	...	0.6±0.3
$M_{\text{progenitor}}$ /M _⊙	1.4±0.2
\dot{M} (M _⊙ yr ⁻¹)	1.8×10^{-7}	3.7×10^{-8}	...	$1.71 \times 10^{-8} \pm 0.6$
v_{∞} (km s ⁻¹)	1 200	1000 -1400	...	1 150±150
<i>clumping factor</i>	0.06
$v \sin i$ (km s ⁻¹)	70±20
Size (arc sec)	20	20
Inner radius (cm)	6.283×10^{15}	6.31×10^{16}
Outer radius (cm)	4.189×10^{17}	3.59×10^{17}
Filling factor	1.0	0.07
Dust	Silicates	Silicates
			0.01 μ	0.01 μ

¹ Pauldrach et al., 2004² Zhekov & Perinotto, 1998³ Surendiranath & Pottasch, 2008

tained the stellar parameters using the evolutionary tracks for CSPNs, the radiation driven wind theory, and the interaction stellar wind model. On the other hand, Surendiranath & Pottasch (2008) (hereafter SP08) developed a nebular model, using as ionization source a not tailor fitted TLUSTY atmosphere model.

In purely stellar studies is notable the lack in the nebular parameters, while in nebular studies the lack is in the stellar wind parameters. Our unified model includes stellar and nebular parameters. These parameters were obtained using a self-consistent study of both: the nebula and the star. Since the model atmosphere is used as a source of ionization in the nebular model, a change in some stellar

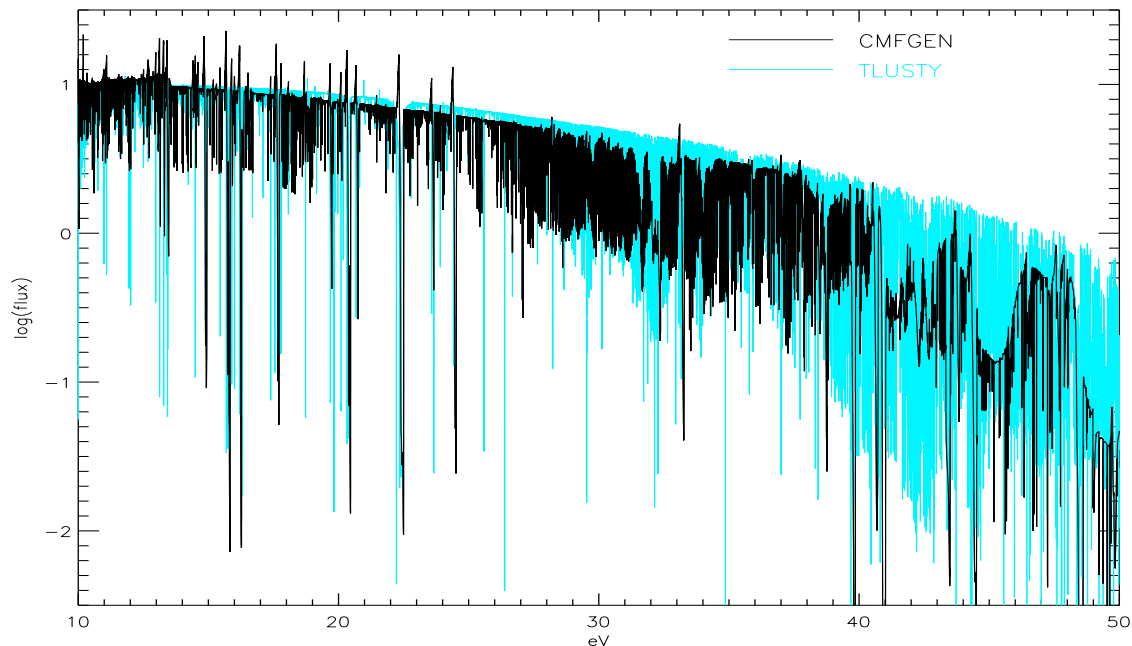


FIGURA 5.15: Stellar ionizing continua of our stellar model (CMFGEN) compared with a TLUSTY model. The parameters in our model are $T_{\text{eff}}=46\,000$ K, $L=5\,250 L_{\odot}$, and $\log g=3.8$. The parameters in TLUSTY model are $T=47\,500$ K, $L=1\,640 L_{\odot}$, and $\log g=3.75$.

parameters implies a change in the intensities and ionization degree in the nebula.

The T_{eff} and $\log g$ obtained for CS agree with the other works. Mass and Radius agree with those obtained by ZP98, who used the evolutionary tracks of Blöcker (1995) in their analysis. The mass loss rate and terminal velocity of the wind is consistent with stellar studies. The main differences are in distance and luminosity. These parameters are degenerated. An increase in distance implies an increase in luminosity ($L \sim R^2$). In this work the distance was obtained from the evolutionary tracks, delimiting the permitted range by the T_{eff} and dynamical age. The larger number of observational constrictions produces a more reliable value.

The T_{eff} , $\log g$, and d values obtained in this work agrees, within the errors, with those obtained by SP08. The only discrepancy lies in the luminosity value. Figure 5.15 shows the comparison of the two ionization sources: CMFGEN model with $T_{\text{eff}}=46\,000$ K, $L=5\,250 L_{\odot}$, $\log g=3.8$, and TLUSTY model with $T=47\,500$ K, $L=1\,640 L_{\odot}$, and $\log g=3.75$. Both continua are similar for values $\lesssim 16$ eV. Therefore, both models reproduce the low ionization degree species (e.g. [N II], [O II]) in a

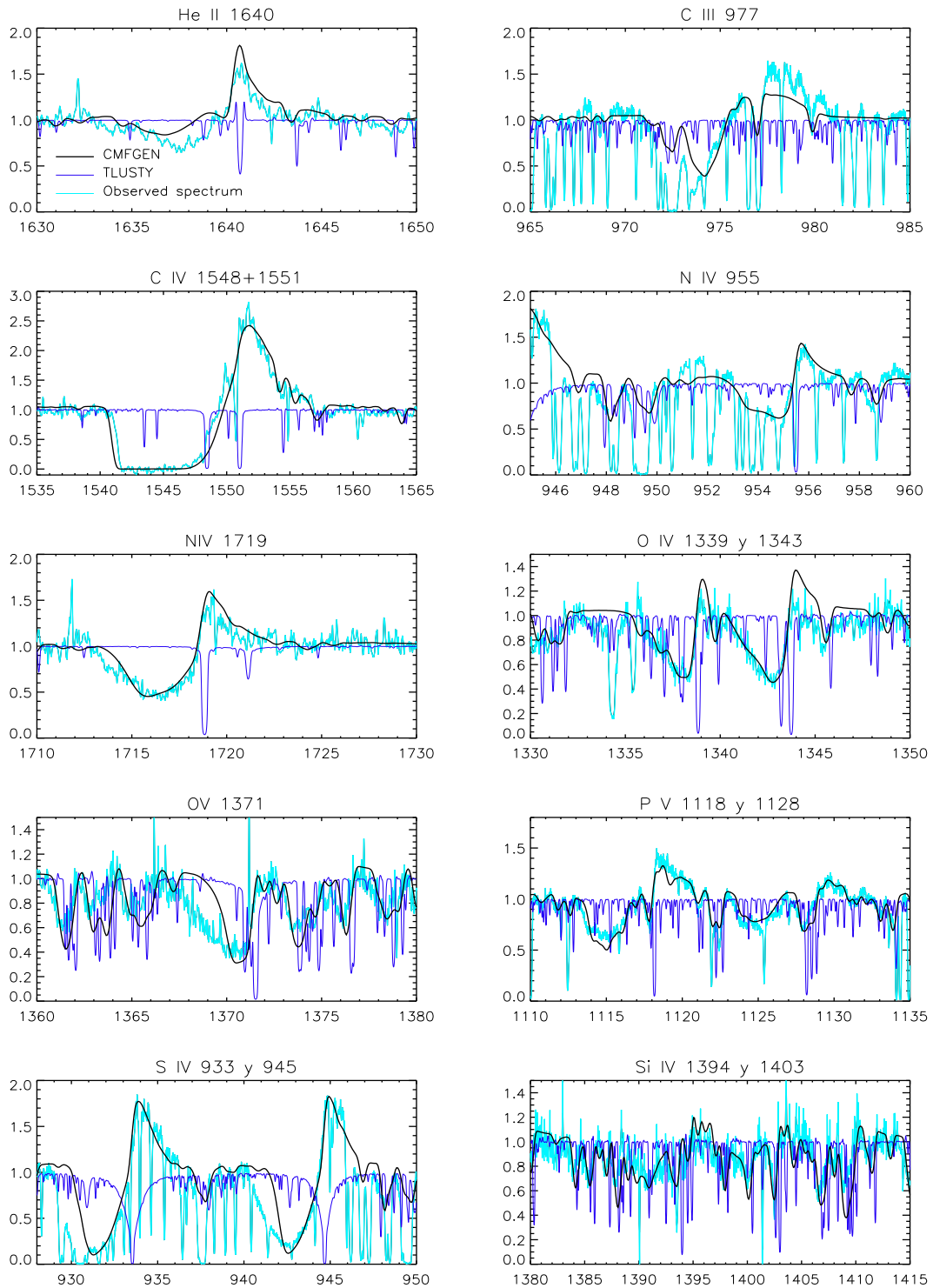


FIGURA 5.16: P-Cygni profiles in the observed spectrum compared with our stellar model (CMFGEN) and a TLUSTY model. The models are the same of Figure 5.15.

similar way. for values greater than 16 eV the continuum in the TLUSTY model is brighter than the continuum in the CMFGEN model. Therefore, the TLUSTY model can produce higher intensities values for species with high ionization degree (e.g. [O III], [Ne III]) than the CMFGEN model. This is true despite the fact that the luminosity of the CMFGEN model is ~ 3 times the TLUSTY model one.

Some of the ionizing photons of the star are absorbed by the wind. Recognizing the importance of the presence of wind implies a greater luminosity; this is the case of our model. When the wind is not considered in the analysis, the state of ionization of the nebula is reproduced with a lower luminosity; this is the case of the TLUSTY model used by SP08. Figure 5.16 shows the comparison of both models with P-Cygni profiles observed in the UV spectrum of NGC 6826. Our stellar model fits the lines of the wind. The model used by SP08 presents a atmosphere without wind.

The size of the nebula changes in function of the assumed distance. Since the distance obtained agrees with that obtained by SP08, the inner and outer nebular radius agree too.

5.9.2. Abundances

Figure 5.17 shows a comparison of abundances obtained in this work for different elements. The Inner region shows the lowest abundance of helium, and the highest abundances of N, O, Ne, Cl, Ar and S in the presence of temperature fluctuations ($t^2 \neq 0.00$). This behavior is consistent with the highest t^2 value as compared with the other regions.

Abundances of the elements found in each of the four regions agree within the error bars both in the presence of temperature fluctuations ($t^2 \neq 0.00$) and in their absence ($t^2 = 0.00$). This implies that, at least in the four regions studied, the chemical composition of NGC 6826 is homogeneous.

All determinations of helium abundance agree: Helium in the four regions with $t^2 \neq 0.00$ and $t^2 = 0.0$, and Helium from the stellar and nebular model. Note that the abundance of He in the nebula comes from recombination lines.

It was not possible to determine the abundance of C in the regions of the nebula. The C abundance of the stellar model is in agreement with that obtained from the nebular model if we consider the RL C II $\lambda 4267$. But when the abundance of the nebular model comes from the CELs in UV, the nebular carbon is lower than the

TABLA 5.12: Abundances stellar-nebular unified model

Parameter	SP08 ¹		This work		
	Nebular model	Nebular model	Nebular $t^2 \neq 0$	Stellar model	Solar ^a
H	12.000	12.00	12.00	12.0	12.00
He	11.041	11.06	11.05±0.02	11.06±0.02	10.93
C	8.637	8.80	...	8.90±0.30	8.30
N	7.820	7.79	7.88±0.45	8.18±0.30	7.78
O	8.586	8.61	8.88±0.42	8.98±0.30	8.60
Ne	7.903	7.95	8.28±0.45	...	7.84
Si	6.636	6.67	...	8.24±0.30	7.51
P	5.380	5.38	...	5.26±0.20	5.36
S	6.377	6.28	6.66±0.45	7.60±0.30	7.14
Cl	4.903	4.78	5.12±0.46	...	5.50
Ar	6.114	6.22	6.47±0.48	...	6.18
Fe	5.748	5.85	...	7.48±0.30	7.45

^a Asplund, Greveese & Sauval,(2005)

stellar one. We derived $ADF(C^+)=2.0$. This result agree with Barker (1988).

The stellar abundances of He, N, and O are consistent with those determined for the four regions of the nebula under the assumption of temperature fluctuations ($t^2 \neq 0.00$). However, we can say that the abundance of N and O is slightly higher in the star than the nebula; this would occur if the stellar wind continues to enrich its atmosphere after to eject the PN. The magnitud of the errors does not allows us to differentiate between these two hypotheses.

In Figure 5.17 is clear that the S abundance in the star is greater than in the nebula by any of the methods used . Sulphur is the only element which shows this behavior.

The abundance of Si and Fe is lower in the nebular gas than in the star. These elements could be depleted in dust grains. The Si abundance from the stellar model is above the solar value. The Fe abundance from the stellar model is close to the solar value.

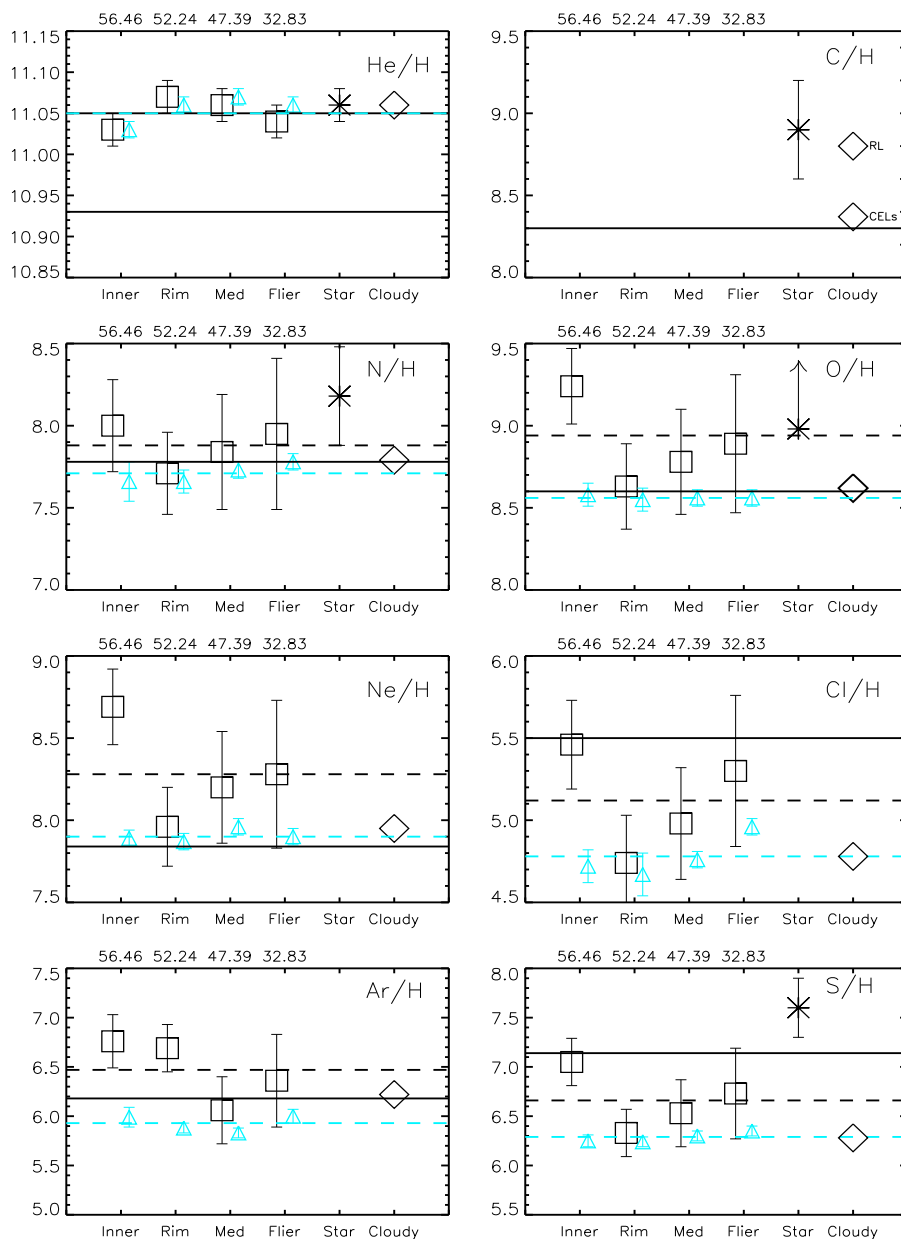


FIGURA 5.17: Comparison of abundances obtained to NGC 6826 from the semiempirical methods, stellar model (Star) and nebular model (CLOUDY). Triangles are the nebular abundances assuming $t^2=0.00$, squares are the nebular abundances assuming $t^2\neq 0.00$, asterisks represent the abundances from the stellar model and diamonds are the abundances from the photoionization model. The continuum line represents the solar value from Asplund et al. (2005). Dashed lines represent the average with $t^2=0.00$ and $t^2\neq 0.00$. The values on top correspond to the [O III]/[O II] rate, as indicator of the ionization degree in each region.

5.9.3. Evolutionary stage

Richer et al. (2008, 2010) classified a sample of 40 Bulge planetary nebulae in four evolutionary groups, relating the temperature of the central star with the kinematics of the nebular shell from the earliest phases until the central star ceases its nuclear burning. Their classification criteria were the ratio $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ and the rate $\text{He II}\lambda 4686/\text{H}\beta$.

NGC 6826 has $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta=8.85, 8.37$ and 8.20 for the Inner, Rim, and Medium region respectively. The $\text{He II}\lambda 4686$ is absent in the nebula spectrum. In accordance with the previous classification, NGC 6826 is a young nebula and its CS should be on the horizontal portion of its post-AGB evolutionary track in the H-R diagram. The age, L , and T_{eff} determined above agree with this evolutive stage for NGC 6826 (see Figure 5.2).

5.10. Conclusions

We have presented a unified stellar-nebular model of the planetary nebula NGC 6826. Observations of the CS and PN in the UV, optical and IR were reproduced. The large number of observational constraints do not prove the uniqueness of the model, but increase its reliability.

We determine the distance using evolutionary tracks and explore possible solutions within the area bounded by the range of temperature and age of the nebula. The distance was determined simultaneously with other parameters: luminosity, T_{eff} , $\log g$, and ionization degree of the nebula. This procedure reduces the uncertainty in the distance.

We derive the He, C, N, O, Si, S, and Fe abundances of the central star of fitting the observed UV and optical spectra. This is the first set of stellar abundances determined for NGC 6826. The abundances reported in the literature correspond to the nebular gas.

From the observed spectra of the nebula in four different regions we find that the abundances are consistent with homogeneous chemical composition.

In the nebular model the abundances were determined fitting the intensities in the observed lines. H, He and C abundances were derived from RLs in the optical spectra, while N, O, S, Cl, and Ar abundances were derived CELs in the same spectral region. Additionally, the nebular abundances were obtained from a semianalytical study,

considering two hypotheses: temperature fluctuations ($t^2 \neq 0.00$) and homogeneous temperature ($t^2 = 0.00$).

The abundances from RLs of He and C agree with those of stellar model. The stellar abundances of He, N, and O agree with the semianalytical study with $t^2 \neq 0.00$. However, the measurements also agree with N and O abundances slightly higher in the star than the nebula. This could suggest that the star continues to enrich its atmosphere after to eject the PN. The magnitude of the errors does not allow us to differentiate between these two hypotheses.

The S abundance in the star is greater than in the nebula by any of the methods used. Sulphur is the only element which shows this behavior.

Capítulo 6

La nebulosa planetaria NGC 7009 y su estrella central

NGC7009 es una nebulosa planetaria de forma elíptica. En la Figura 6.1 se pueden apreciar distintas subestructuras dentro de la nebulosa. Es también conocida como *Nebulosa de Saturno* debido a su apariencia que recuerda a este planeta. Una imagen profunda de NGC 7009 en [O III] revela la presencia de un halo gigante de aproximadamente $130''$

(Moreno-Corral et al. 1998), caracterizado por una serie de filamentos fracturados, cubiertas semi circulares y condensaciones irregulares. La región brillante de la nebulosa tiene unos $20''$ en su eje mayor y $12''$ en el eje menor. En la parte central se observa una estructura elíptica más brillante que el resto de la nebulosa. Esta estructura, algunas veces llamada *rim*, mide $15''$ en el eje mayor y $5''$ sobre su eje menor. En cada extremo del eje de la nebulosa, a unos $25''$ se observan dos estructuras llamadas FLIERs, regiones de baja ionización y mayor densidad presentes en algunas nebulosas planetarias. En el centro de la nebulosa se encuentra la estrella.

6.1. El espectro de NGC 7009

Para el análisis de NGC 7009 se utilizaron espectros en el UV y en el óptico con el fin de conocer los principales parámetros físicos de la estrella central y de la nebulosa planetaria

6.1.1. Observaciones en el óptico

El espectro óptico de NGC 7009 se obtuvo con el espectrógrafo echelle REOSC montado en el telescopio de 2.1 m del Observatorio Astronómico Nacional, en San Pedro Mártir, Baja California. Las observaciones se realizaron durante tres noches: 2, 3 y 8 de agosto de 2004. Los espectros fueron tomados con el CCD SITE de 1024×1024 pixeles, con una resolución espectral $R \sim 20\,000$. Se utilizó el Decker 8, cubriendo una área de $13'' \times 3''$. La rendija fue alineada cada noche en una posición distinta con el fin de observar algunas regiones de interés. El 2 de agosto la rendija se alineó con el eje mayor de la nebulosa, el 3 de agosto con el eje menor de la nebulosa y el 8 de agosto en una posición intermedia.

La Tabla 6.1 muestra las posiciones en que se colocó la rendija y el tiempo de integración para cada uno de los espectros. La figura 6.1 muestra la posición de las tres rendijas sobre una imagen tomada por el telescopio espacial Hubble

TABLA 6.1: Observaciones en el óptico

Fecha	Angulo de posición (grados)	Exposiciones	Tiempo de integración
2 de agosto	18	13×900 s	11 700 s
3 de agosto	288	12×900 s	10 800 s
8 de agosto	30	8×900 s	7 200 s

Los datos fueron reducidos usando las rutinas estándar para espectroscopía echelle del paquete IRAF. A cada una de las imágenes obtenidas se le sustrajo el bias. Las imágenes correspondientes a una misma observación fueron promediadas. A la imagen resultante se le sustrajo la luz dispersada y posteriormente se realizó la extracción del espectro. Al hacer las extracciones se hicieron rebanadas de $3'' \times 1''$, obteniendo $3 \times 13 = 39$ rebanadas. Los espectros resultantes fueron calibrados en flujo y en longitud de onda. Para la calibración en flujo se utilizaron las observaciones de las estrellas estándar HR 8634 y HR 9087. La calibración en longitud de onda se realizó con una lámpara de Th Ar. Los espectros resultantes fueron separados cualitativamente en dos grupos:

- Espectros que contienen más flujo de la nebulosa y menos flujo de la estrella: Las líneas en emisión son más altas mientras que las de absorción son casi inexistentes y se confunden fácilmente con el continuo. El continuo es prácticamente plano y muy cercano a cero.

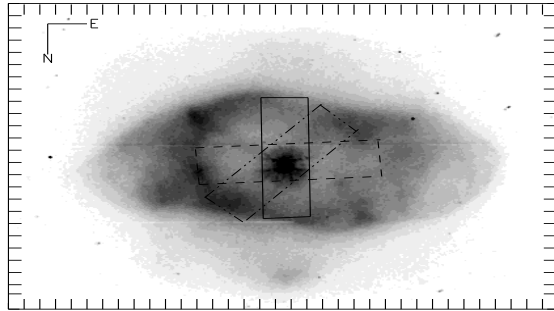


FIGURA 6.1: Posiciones de la rendija mostrando las observaciones realizadas en NGC7009 sobre una imagen del HST en $[O III] \lambda 5007$. La línea continua corresponde a las observaciones del 2 de agosto, la línea punteada al 3 de agosto y la línea con dos puntos y un guión corresponde al 8 de agosto de 2004. Cada marca en la escala mostrada corresponde a un segundo de arco.

- Espectros que contienen menos flujo de la nebulosa y más flujo de la estrella: Las líneas en emisión son bajas y se identifican claramente las líneas de absorción. El continuo es más alto que en los espectros del grupo anterior.

A cada uno de los espectros del segundo grupo se le restó un espectro del primer grupo, buscando hacer cero la línea de $[O III] \lambda 4959$. Se eligió esta línea porque su origen es puramente nebuloso y no presenta problemas de saturación como podría ser el caso de la línea de $[O III] \lambda 5007$. Los espectros obtenidos se sumaron, resultando un espectro de la estrella por cada noche de observación. Finalmente estos tres espectros se promediaron para obtener el espectro de la estrella con el que se desarrolló todo el análisis subsecuente.

A cada una de los espectros del segundo grupo se les restó el espectro correspondiente a la estrella para la misma posición, obteniendo un espectro de la nebulosa en esa posición.

6.1.2. Observaciones en el ultravioleta

Como se mencionó antes, el espectro observado de una nebulosa planetaria es la suma de las contribuciones nebuloso y estelar. En la región ultravioleta del espec-

tro las líneas de absorción de la atmósfera estelar son más intensas que el continuo nebuloso. Para determinar los parámetros físicos de la estrella central es necesario complementar los espectros ópticos con espectros en el UV. En el análisis de la estrella central de NGC 7009 se utilizaron espectros obtenidos de los datos públicos de los satélites IUE y FUSE. El espectro FUSE fue construido a partir de el conjunto de datos X0140201000 de el programa X014 (Investigador propietario: G. Sonneborn). Cada conjunto de datos produce ocho fragmentos del espectro: 1asic, 2asic, 1alif, 2alif, 1bsic, 2bsic, 1blif y 2blif. Cada uno de los segmentos fue escalado en flujo y desplazado en longitud de onda, haciéndolo coincidir con el segmento 1alif, debido a que este segmento tiene la mejor calibración en flujo. El espectro resultante fue normalizado para ser comparado con los modelos de atmósferas producidos por el código CMFGEN (Hiller y Miller, 1998). La descripción de estos modelos se encuentra en la Sección 6.3.

Por otra parte, el espectro IUE se obtuvo promediando los espectros de alta resolución: swp20869, swp27805, swp51871 y swp55981, pesándolos por el tiempo de integración. Los espectros IUE y FUSE cubren un intervalo de longitud de onda desde los 915 a los 1975 Å. La calidad de los datos es aceptable a pesar de que el espectro está contaminado con líneas de hidrógeno del medio interestelar.

La velocidad radial promedio que se obtuvo a partir de 192 líneas nebulares medidas en el espectro óptico de NGC 7009, después de aplicar una corrección heliocéntrica de 3.3 km s^{-1} fue $v_r = -48,5 \pm 9 \text{ km s}^{-1}$. Esta velocidad es consistente con la publicada en otros trabajos. El *General Catalogue of Stellar Radial Velocities* de Wilson, R.E. (1953) le asigna a NGC 7009 una $v_r = -46.6 \text{ km s}^{-1}$ muy similar al valor publicado en el *General catalogue of averaged stellar radial velocities for galactic stars*, Barbier-Brossat M. y Figon P. (2000), $v_r = -46.66 \text{ km s}^{-1}$. Los espectros FUSE, IUE y óptico fueron desplazados en longitud de onda para corregir esta velocidad radial.

6.2. Cálculo de la distancia

Las distancias a las nebulosas planetarias galácticas tienen grandes incertidumbres. NGC 7009 no es la excepción, distintos trabajos le asignan una distancia diferente, dependiendo del método utilizado. La Tabla 6.2 muestra algunos de estos valores y el método utilizado para obtenerlos. Pottasch (1980) y Gathier (1987) reportan un valor de 0.6 kpc, utilizando distintos métodos. El valor más alto es el

TABLA 6.2: Distancias reportadas para NGC 7009

Referencia	Método	distancia (kpc)
Cahn & Kaler (1971)	Shklovsky-H β	1.3
Cudworth (1974)	Movimiento propio	1.9
Milne & Aller	Shklovsky-radio	1.3
Pottasch (1980)	Expansión/extinción	0.6
Daub (1982)	Flujo en radio	0.8
Amnuel et al. (1985)	Diámetro del flujo en radio	0.8
Maciel (1984)	Relación Masa–Radio	0.9
Barlow (1987)	Flujo de H β	2.3
Gathier (1987)	Expansión	0.6
Kudritzki & Méndez (1989)	modelo de atmósfera	2.4
Weidemann (1989)	Masa de la estrella central	>1.6
Méndez et al. (1992)	Modelo de atmósfera	2.1
Cahn et al. (1992)	Shklovsky	1.2
Kingsburgh & Barlow (1992)	Densidad electrónica	2.3
Maciel (1995)	Cinemática UV-radio	1.6
Fernandez et al. (2004)	Promedio pesado	0.86

obtenido por Kudritzki & Méndez (1989), utilizando modelos de atmósfera fuera del equilibrio termodinámico. Otros autores obtienen valores dentro de este intervalo.

Como se explicó en el Capítulo 4 existen parámetros de la estrella y la nebulosa que están degenerados con la distancia. Para romper esta degeneración el parámetro crítico es la distancia.

En la determinación de la distancia se utilizaron las trazas evolutivas de Vassiliadis y Wood (1994) en conjunto con la edad cinemática de la nebulosa, siguiendo el método descrito en el Capítulo 4.

Para delimitar el área permitida en el diagrama H–R es necesario establecer un intervalo para la T_{eff} de la estrella. Una de las herramientas más utilizadas en la determinación de esta temperatura son los cocientes de líneas del mismo elemento en dos subsecuentes estados de ionización.

Después de analizar cuidadosamente el espectro de la estrella central de NGC 7009, en el óptico y UV, se encontró que algunas de las líneas necesarias para determinar la temperatura de la estrella están contaminadas por emisión nebulosa. Por ejemplo,

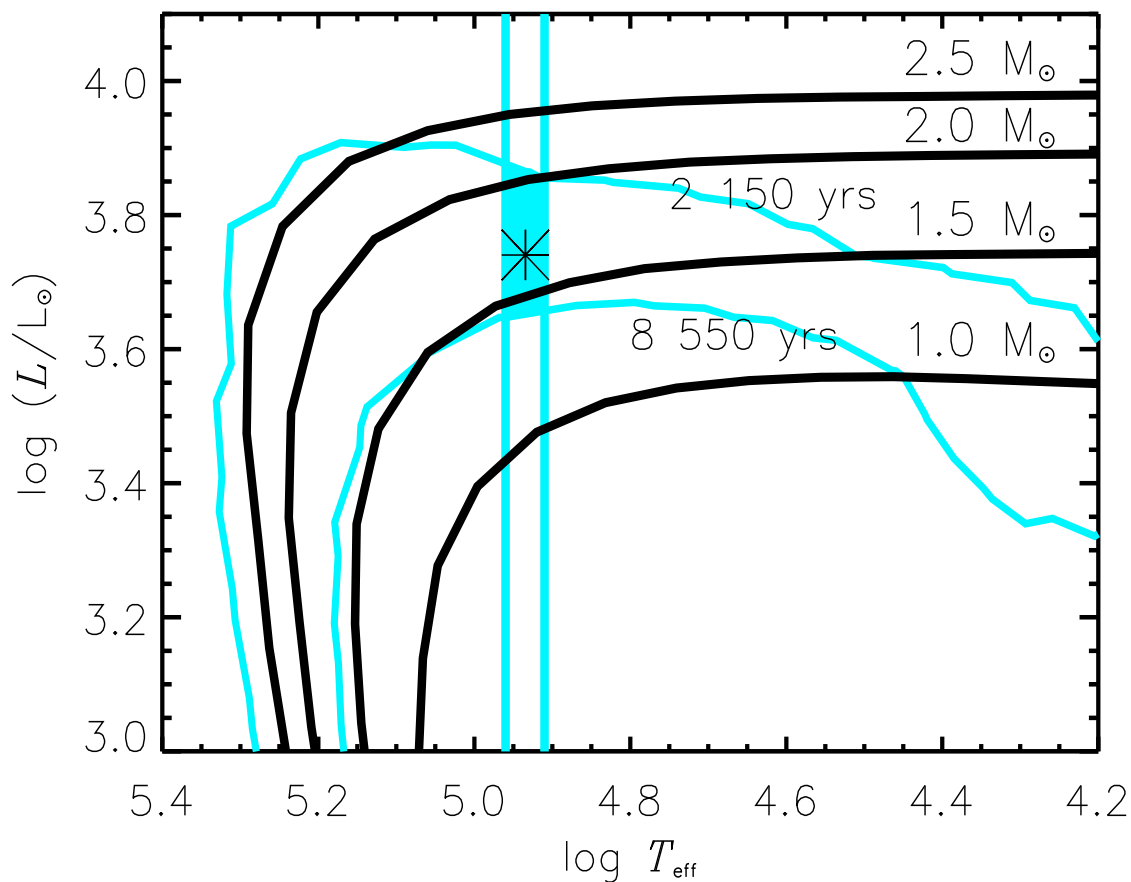


FIGURA 6.2: Región permitida dentro del diagrama H–R para NGC 7009. Las líneas negras corresponden a las trazas evolutivas de Vassiliadis & Wood para distintas masas de la estrella progenitora. Las líneas azules delimitan el intervalo de T_{eff} de la estrella y edad cinemática de la nebulosa.

la línea de C IV $\lambda 1169$ es fácilmente identificable en el espectro UV, pero la línea de C III $\lambda 1177$ está oculta por la emisión nebulosa. Las únicas líneas adecuadas para este análisis fueron: Fe VI $\lambda\lambda 1168$ y 1121 ; y Fe VII $\lambda\lambda 1174$ y 1181 . Dichas líneas se midieron en modelos con distinta temperatura y en el espectro observado. Los cocientes Fe VII $\lambda 1181$ / Fe VI $\lambda 1168$ y Fe VII $\lambda 1174$ / Fe VI $\lambda 1121$, indican una temperatura efectiva de $86\,000 \pm 5\,000$ K. El error en la temperatura se estimó a partir de los modelos.

Se midió la separación entre las componentes roja y azul de varias líneas en los espectros observados de la nebulosa. Las líneas de He II $\lambda 4686$, [O III] $\lambda 5007$, [N II] $\lambda 6548$ y [N II] $\lambda 6583$ indican una velocidad de expansión de la nebulosa de 19.5, 20.2, 21.0 y 21.6 km s^{-1} , respectivamente.

Analizamos las imágenes de NGC 7009 obtenidas por el Telescopio Espacial Hubble en He II $\lambda 4686$, [O III] $\lambda 5007$ y [N II] $\lambda 6583$ (Balick et al, 1998). La región central de la nebulosa, excluyendo los FLIERs se extiende $15''$ a cada lado de la CS sobre el eje mayor y $12''$ a cada lado de la CS sobre el eje menor. Nuestras observaciones se realizaron sobre esta región (ver Figura 6.1) que es la que se consideró para el modelo nebuloso descrito en la sección 6.5. En esta región domina la emisión de [O III] $\lambda 5007$. Por esta razón se adoptó $v_{exp} = v_{exp [OIII]} = 20 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$. El error se estimó a partir de la resolución de los espectros observados.

El intervalo de distancia que se estableció fue $0.6 \leq d \leq 2.4 \text{ kpc}$, de acuerdo con los datos publicados en la literatura. Con $v_{exp} = 20 \text{ km s}^{-1}$ esto implica un intervalo de edad cinemática para NGC 7009 de $2150 \leq \tau_{kin} \leq 8550 \text{ años}$.

El área delimitada por el intervalo de temperatura y edad en el diagrama H–R limita los valores de T_{eff} , L y τ_{kin} que puede tomar el modelo estelar-nebuloso de NGC 7009. Conociendo la velocidad de expansión, un valor de τ_{kin} implica un valor de la distancia y por lo tanto, un tamaño de la nebulosa. La Figura 6.2 muestra el área permitida en el diagrama H–R. En dicha figura se observa que la masa de la estrella progenitora de NGC 7009 se encuentra entre 1.5 y $2.0 M_{\odot}$. Se hicieron ajustes al modelo estelar-nebuloso, modificando los valores de T_{eff} , L y d de acuerdo a las combinaciones permitidas dentro del área marcada en la Figura 6.2. Se hicieron iteraciones hasta encontrar el modelo estelar-nebuloso que mejor reproduce las observaciones en la estrella y la nebulosa.

El mejor modelo se obtuvo con la combinación de parámetros $T_{eff} = 86\,000 \pm 5\,000 \text{ K}$, $L = 5\,500 \pm 250 L_{\odot}$, $\tau_{kin} = 4\,200 \pm 1000 \text{ años}$ y $d = 1.4 \pm 0.5 \text{ kpc}$. Los errores se estimaron a partir de los modelos y las trazas evolutivas.

6.3. Modelo Estelar

Con el fin de conocer los parámetros básicos de la estrella se buscó reproducir el espectro observado con un espectro sintético generado por el código de atmósferas estelares CMFGEN desarrollado por Hiller y Miller (1998). Este código permite el tratamiento de las ecuaciones de transferencia radiativa y equilibrio estadístico en simetría esférica fuera del equilibrio termodinámico. Fue desarrollado para modelar estrellas con vientos y altas temperaturas efectivas ($T_{eff} > 40\,000 \text{ K}$). Estas características hacen que el código CMFGEN sea adecuado para modelar estrellas centrales de nebulosas planetarias, cuyas atmósferas se encuentran en el intervalo de tempe-

raturas $40\,000 \leq T_{\text{eff}} \leq 200\,000$ K y pueden tener viento.

El análisis de la estrella central por medio de modelos de atmósferas requiere calcular varios modelos. El espectro sintético correspondiente a un modelo es comparado con las observaciones. Posteriormente se calcula otro modelo cambiando solo uno de los parámetros de entrada, manteniendo el resto de ellos fijo. CMFGEN permite cambiar el valor de varios de los parámetros de entrada simultáneamente. Sin embargo, variar solo uno de ellos permite estudiar mejor su efecto en las líneas espectrales.

Para obtener los modelos preliminares y final de la estrella central de NGC 7009 fue necesario manipular 14 parámetros de entrada en el código CMFGEN. Se incluyeron: parámetros básicos de la estrella, i.e. luminosidad, temperatura efectiva, gravedad y tasa de pérdida de masa; parámetros del viento, i.e. ley de velocidad, velocidad terminal del viento (v_{∞}) y factor de llenado del viento o *clumping factor*; y finalmente, abundancias de distintos elementos, i.e. He, C, N, O, Si, S y Fe.

El proceso de variar solo un parámetro de entrada y comparar el espectro sintético obtenido con las observaciones se repite varias veces hasta encontrar un modelo que reproduzca de manera aceptable la mayoría de las líneas de los espectros observados. Obtener el modelo final de NGC 7009 requirió calcular alrededor de 100 modelos de la estrella central.

Paralelamente al análisis descrito en la sección 6.2 se determinó la velocidad terminal del viento (v_{∞}) y posteriormente, la tasa de pérdida de masa (\dot{M}). Finalmente se determinó la composición química: He, C, N, O, S y Fe.

Se determinó $T_{\text{eff}} = 86\,000$ K a partir de dos criterios:

- Reproducir el estado de ionización de la nebulosa, asociando valores de luminosidad de la estrella y edad cinemática de la nebulosa de acuerdo a las trazas evolutivas.
- Por medio de los cocientes Fe VII $\lambda 1174$ /Fe VI $\lambda 1121$ y Fe VII $\lambda 1181$ /Fe VI $\lambda 1168$. Los valores observados son 1.943 y 1.030, mientras que los valores obtenidos del modelo fueron 1.870 y 1.080, respectivamente.

Las alas de las líneas de Balmer en el espectro óptico son sensibles a los cambios en la gravedad de la estrella, pero también a cambios en T_{eff} y luminosidad. Cada combinación de T_{eff} y L requiere un ajuste del valor de $\log g$. La Figura 6.3 muestra 6 líneas de Balmer presentes en el espectro de la estrella y la comparación de tres

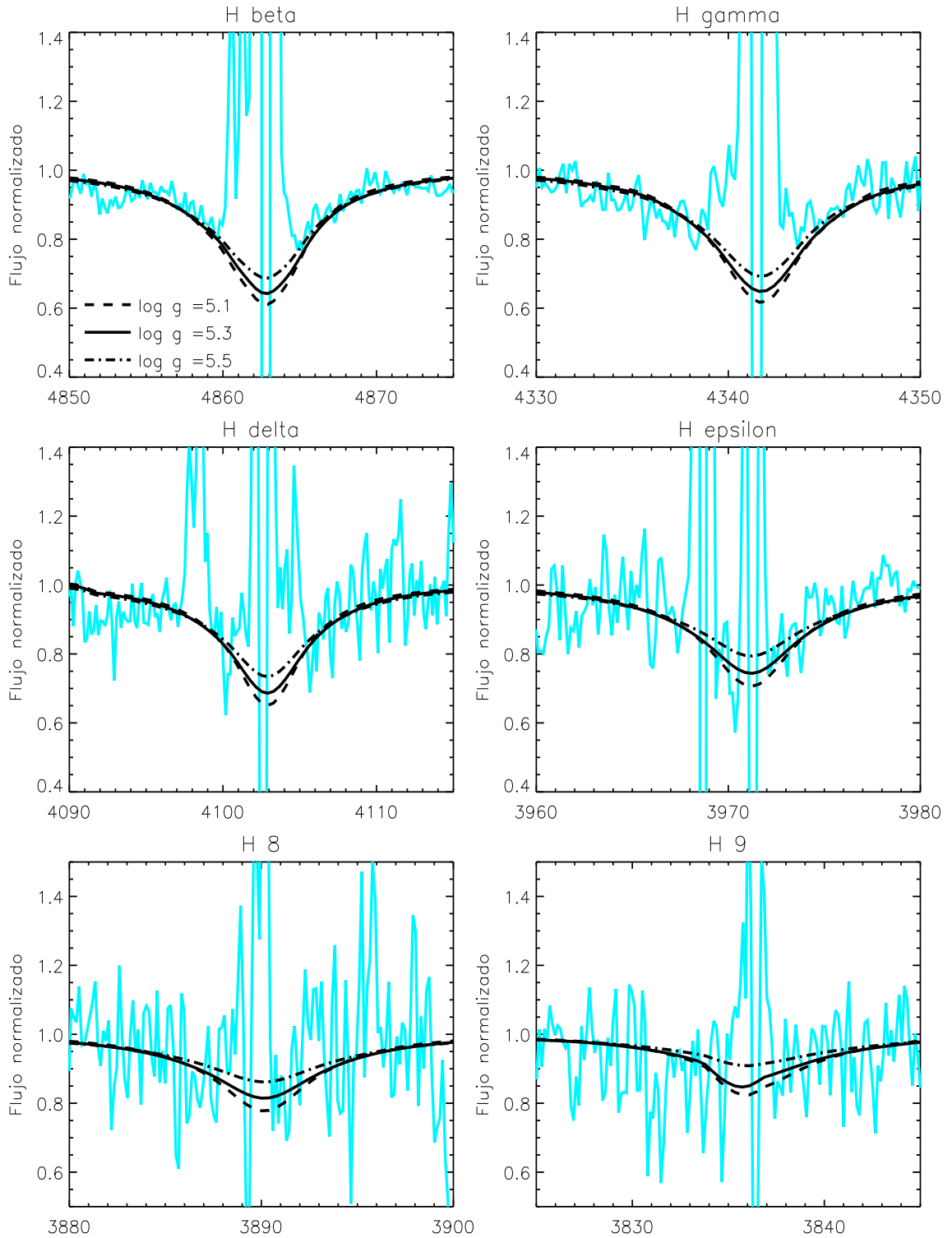


FIGURA 6.3: Comparación de las alas en las líneas de Balmer del espectro observado con modelos de $T_{\text{eff}}=86\,000\text{ K}$, $L=5\,500\,L_{\odot}$ y distinta gravedad superficial. A partir de estos modelos se determinó $\log g = 5.3 \pm 0.2$.

modelos con distinta $\log g$. Encontramos que los modelos con $\log g=5.1$ están cercanos al límite de Eddington. A pesar que el ajuste de las líneas de Balmer parece permitir $\log g < 5.1$, para $T_{\text{eff}} \sim 86\,000$ K y $L \sim 5\,500 L_{\odot}$, el código CMFGEN no puede calcular un modelo con estas características. Por lo anterior se tomó 5.1 como límite inferior del valor de $\log g$. De los modelos estelares se obtuvo $\log g = 5.3 \pm 0.2$.

6.3.1. Viento estelar

Los perfiles P-Cygni presentes en el espectro UV de la estrella central de NGC 7009 indican la presencia de un viento de alta velocidad. Para modelar este viento se utilizó una ley de velocidad tipo β (Hillier et al. 2003):

$$v(r) = \frac{V_{\text{phot}} + (V_{\infty} - V_{\text{phot}})\left(1 - \frac{R_{\text{star}}}{r}\right)^{\beta}}{1 + \frac{V_{\text{phot}}}{V_{\text{core}}} \exp\left(\frac{R_{\text{star}} - r}{h_{\text{eff}}}\right)}, \quad (6.1)$$

donde: h es la escala de altura

V_{∞} es la velocidad terminal del viento,

R_{star} es el radio de la estrella,

β es el exponente usual en ley de velocidad tipo β ,

V_{phot} es la velocidad en la fotosfera de la estrella y fue fijada en 10 km s^{-1} ,

V_{core} determina a que profundidad se extiende el modelo dentro de la atmósfera de la estrella y fue fijado en 0.01, valor que permite que el modelo inicie en la región donde la estrella se encuentra en equilibrio hidrostático,

h_{eff} es la escala de altura isotérmica efectiva en la base de la atmósfera.

El espectro de la estrella central muestra pocos perfiles P-Cygni, i.e. el doblete de N V $\lambda 1239/43$, el doblete de O VI $\lambda 1032/38$, la línea de O V $\lambda 1372$ y las líneas de S VI $\lambda \lambda 933$ y 945 . No todos estos perfiles son adecuados para estudiar la velocidad terminal del viento: las líneas de S VI están contaminadas por absorción interestelar. El doblete de O VI presenta una velocidad terminal del viento muy distinta a la de los otros perfiles P-Cygni ($v_{\infty} = 3\,050 \text{ km s}^{-1}$, ver Figura 6.4), después de correr varios modelos modificando distintos parámetros: T_{eff} , $\log g$, \dot{M} , O/H y factor de llenado del viento (cf), no fue posible reproducir satisfactoriamente la línea de O V $\lambda 1372$.

Por lo anterior la velocidad terminal se determinó únicamente a partir del doblete N V $\lambda 1239/43$, obteniendo $v_{\infty} = 2\,650 \text{ km s}^{-1}$. Al comparar las líneas de S VI $\lambda \lambda 933$ y 945 se observó que se reproducen bien con esta velocidad (Figura 6.4).

El modelo supone que la ley de velocidad es monotónica. La forma de los perfiles P-Cygni depende de varios parámetros, además de v_{∞} . Variar la tasa de pérdida de

masa y la abundancia del elemento correspondiente introduce diferencias importantes en la forma de dichos perfiles. El factor de llenado del viento o *clumping factor* es un parámetro que indica si el viento esta formado por un gas difuso todo de la misma densidad ($cf=1$) o por agrupaciones más densas que dejan espacios vacíos entre ellas ($cf<1$). Haciendo cambios en el valor del *clumping factor* en los modelos se observan diferencias en la forma de los perfiles P-Cygni, sobre todo en el ala azul. En cuanto a la altura de la emisión o la profundidad de la absorción en los perfiles P-Cygni, las variaciones en el cf tienen un efecto inverso a las variaciones en la tasa de pérdida de masa. Esto es, aumentar el cf tiene un efecto similar a disminuir el valor de \dot{M} ; por esta razón, estos dos parámetros se deben ajustar simultáneamente.

Como se dijo antes, el espectro de la estrella central de NGC 7009 presenta pocos perfiles P-Cygni, algunos de ellos contaminados por absorción interestelar. De acuerdo a las teorías de evolución estelar se espera un aumento en la cantidad de N y O de la estrella. Suponer abundancia solar no es, en este caso, la mejor aproximación. Por otra parte, no es posible determinar un valor de \dot{M} que ajuste los perfiles P-Cygni de distintos elementos si se desconoce la abundancia de cada uno de ellos.

El espectro óptico de la estrella central de NGC 7009 presenta pocas líneas de absorción, las mayoría de ellas son muy débiles. La forma de los perfiles P-Cygni en el UV depende de la abundancia pero también de la tasa de pérdida de masa. No fue posible separar estos parámetros para las líneas de N y O en el UV. Se decidió proceder de la siguiente manera: se corrieron modelos variando la abundancia de azufre, buscando reproducir la línea de absorción de S VI $\lambda 1117$. Una vez fijada la abundancia de azufre, se corrieron modelos con distinta \dot{M} buscando reproducir los perfiles P-Cygni de S VI $\lambda\lambda 933$ y 945 . Con este procedimiento se obtuvo $\dot{M}=8 \times 10^{-10} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$. Una vez conocida \dot{M} se procedió a determinar la abundancia de N y O. Adicionalmente, se encontró que el doblete de N V $\lambda 1239/43$ se reproduce bien con $cf=0.08$.

6.3.2. Masa

La masa es un parámetro difícil de determinar. No existe un indicador directo de la masa en las observaciones, por lo tanto la masa de una estrella se calcula a partir de otros parámetros. Conociendo la luminosidad de la estrella es posible estimar su masa con la ecuación

$$\frac{L}{L_{\odot}} = 56\,694 \left(\frac{M_c}{M_{\odot}} - 0.5 \right), \quad (6.2)$$

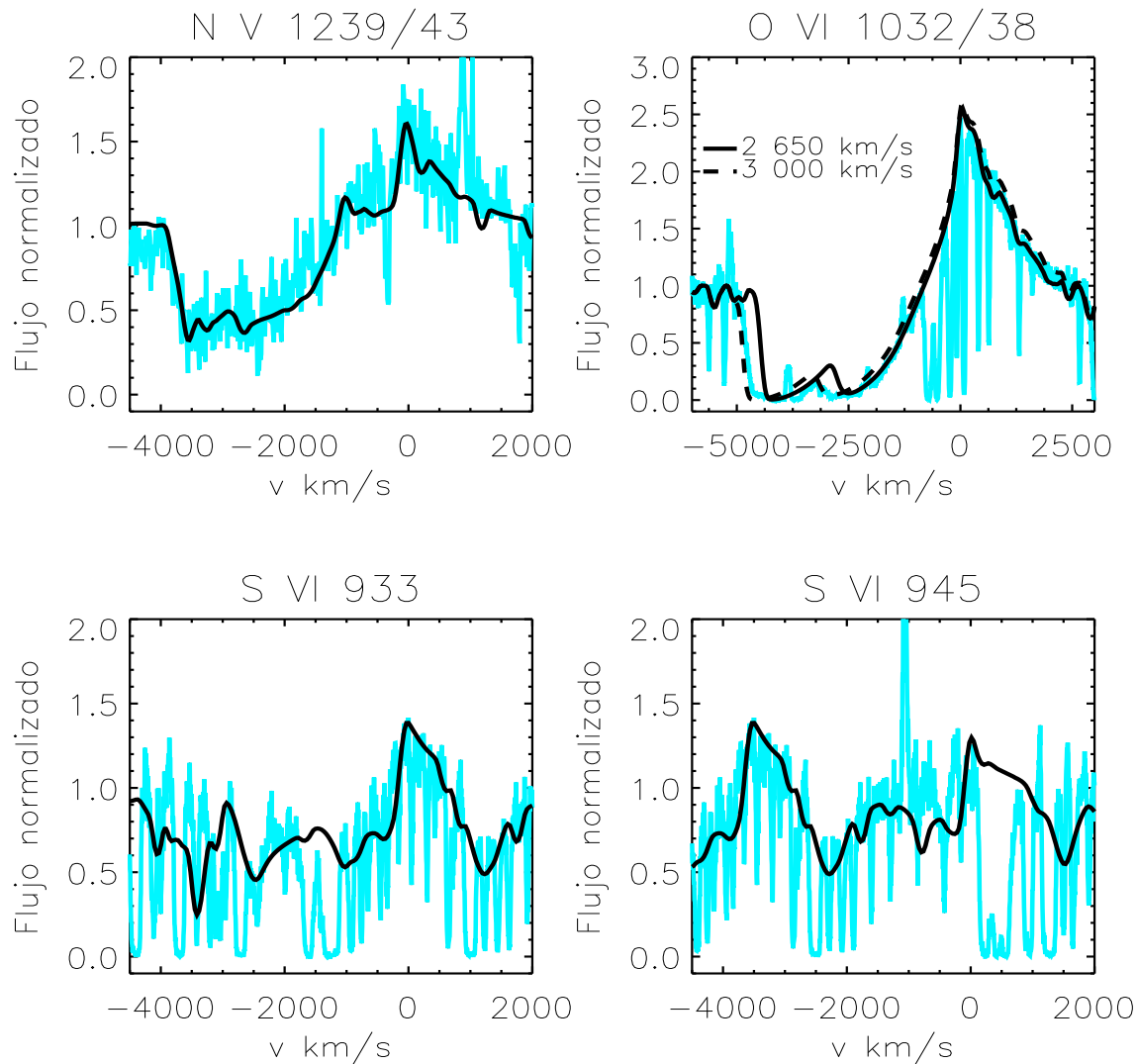


FIGURA 6.4: Perfiles P-Cygni presentes en el espectro de NGC 7009.

válida para las trazas evolutivas de Vassiliadis & Wood (1994). En esta ecuación L es la luminosidad y M_c la masa del remanente estelar. Con $L=5\,500 L_\odot$ se obtuvo $M=0.6 \pm 0.03 M_\odot$. El error se estimó con los valores de luminosidad máxima y mínima que se pueden tener dentro del área permitida en el diagrama H-R (Figura 6.2). Por otra parte, el código CMFGEN permite conocer la masa de la estrella una vez que se han fijado la temperatura y gravedad. La masa obtenida del modelo fue $M=0.81 \pm 0.36 M_\odot$. La incertidumbre en la determinación de la gravedad en los modelos se refleja en la incertidumbre asociada a la masa. Un pequeño aumento en el valor de la masa de la estrella central implica un aumento considerable en la masa de la estrella progenitora y por lo tanto, una historia evolutiva distinta. Méndez et al.

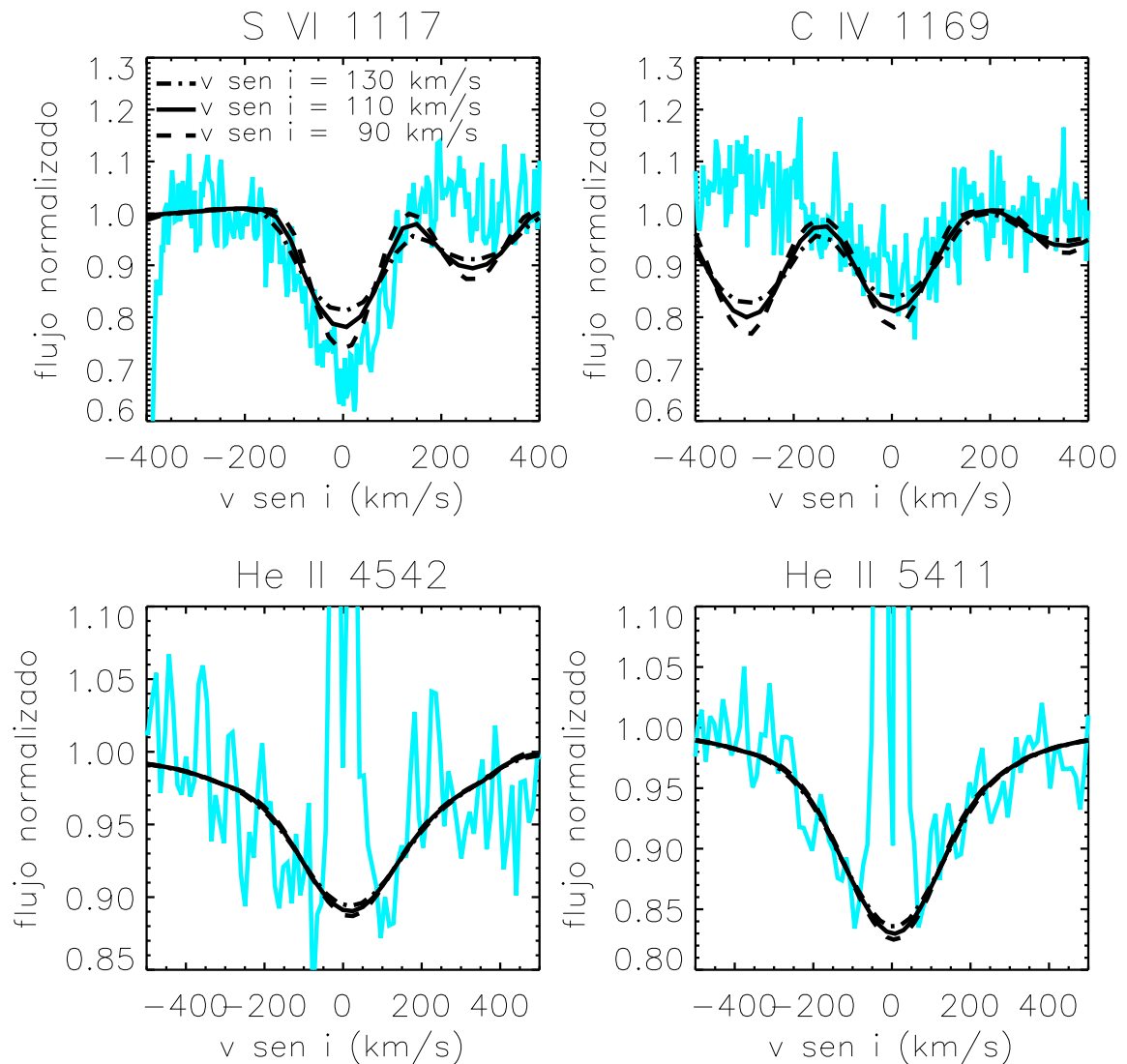


FIGURA 6.5: Líneas utilizadas en el análisis de rotación. A partir de estas líneas se determinó $v \text{ sen } i = 110 \pm 20 \text{ km s}^{-1}$.

(1992) obtienen un modelo de atmósfera nLTE para la estrella central de NGC 7009. A partir de dicho modelo derivan $M = 0.66 M_{\odot}$. Los dos valores de la masa calculados en este trabajo coinciden con el de Méndez et al. (1992) dentro de las barras de error.

6.3.3. Velocidad de rotación

Como se mencionó en el capítulo 2, existen varios métodos para determinar la velocidad de rotación de una estrella a partir del ensanchamiento Doppler observado

en sus líneas espectrales. En el caso de NCG 7009 se optó por reproducir lo mejor posible el ensanchamiento observado en todas las líneas espectrales, desde el UV hasta el óptico. Para esto se utilizó el programa ROTIN3 que forma parte del código de atmósferas estelares TLUSTY (Hubeny & Lanz 1995). Este programa permite ensanchar rotacionalmente todas las líneas del espectro sintético obtenido con el código CMFGEN de modo que pueda ser comparado con el espectro observado.

Las líneas ideales para un análisis de rotación deben estar aisladas y no ser una mezcla de dos o más transiciones. En el espectro de NGC 7009 es difícil encontrar líneas espectrales que cumplan con esta característica. El espectro FUSE está muy contaminado por líneas de absorción interestelar y por algunas líneas de emisión de la nebulosa, muchas líneas están mezcladas. Se encontraron solo dos líneas relativamente aisladas: S VI $\lambda 1117$ y C IV $\lambda 1169$. En el espectro IUE no se encontró ninguna línea apropiada para el análisis de rotación. Este segmento del espectro presenta muchas líneas de absorción, mezcla de distintos iones y algunos perfiles P-Cygni, en los que el ancho de la línea está dominado por la velocidad del viento y por lo tanto son prácticamente insensibles a los cambios en $v \sin i$. En el espectro óptico hay pocas líneas de absorción. Las mejores líneas que se pudieron encontrar en este segmento del espectro fueron las de He II $\lambda\lambda 4542$ y 5411 .

El espectro sintético adoptado como modelo final fue ensanchado rotacionalmente con TLUSTY a distintos valores de $v \sin i$ hasta obtener el mejor ajuste de las cuatro líneas estudiadas (Figura 6.5). Comparando los espectros sintéticos con los observados se adoptó $v \sin i = 110 \pm 20 \text{ km s}^{-1}$. Se encontró que las líneas de He II son un poco más sensibles a cambios en $\log g$ que a cambios en $v \sin i$, sin embargo, se reproducen bien con el valor de $v \sin i$ adoptado.

6.3.4. Composición química

Después de fijar los parámetros fundamentales de la estrella: T_{eff} , $\log g$, luminosidad, tasa de pérdida de masa y velocidad terminal del viento es posible determinar su composición química.

El procedimiento consistió en correr modelos aumentando o disminuyendo un poco la cantidad de un elemento en particular, manteniendo el resto de los parámetros fijos, hasta encontrar el modelo que reproduce lo mejor posible la mayoría de las líneas observadas para este elemento. Este proceso se repite para cada elemento del que se tengan líneas en los espectros observados. Posteriormente se hace un modelo

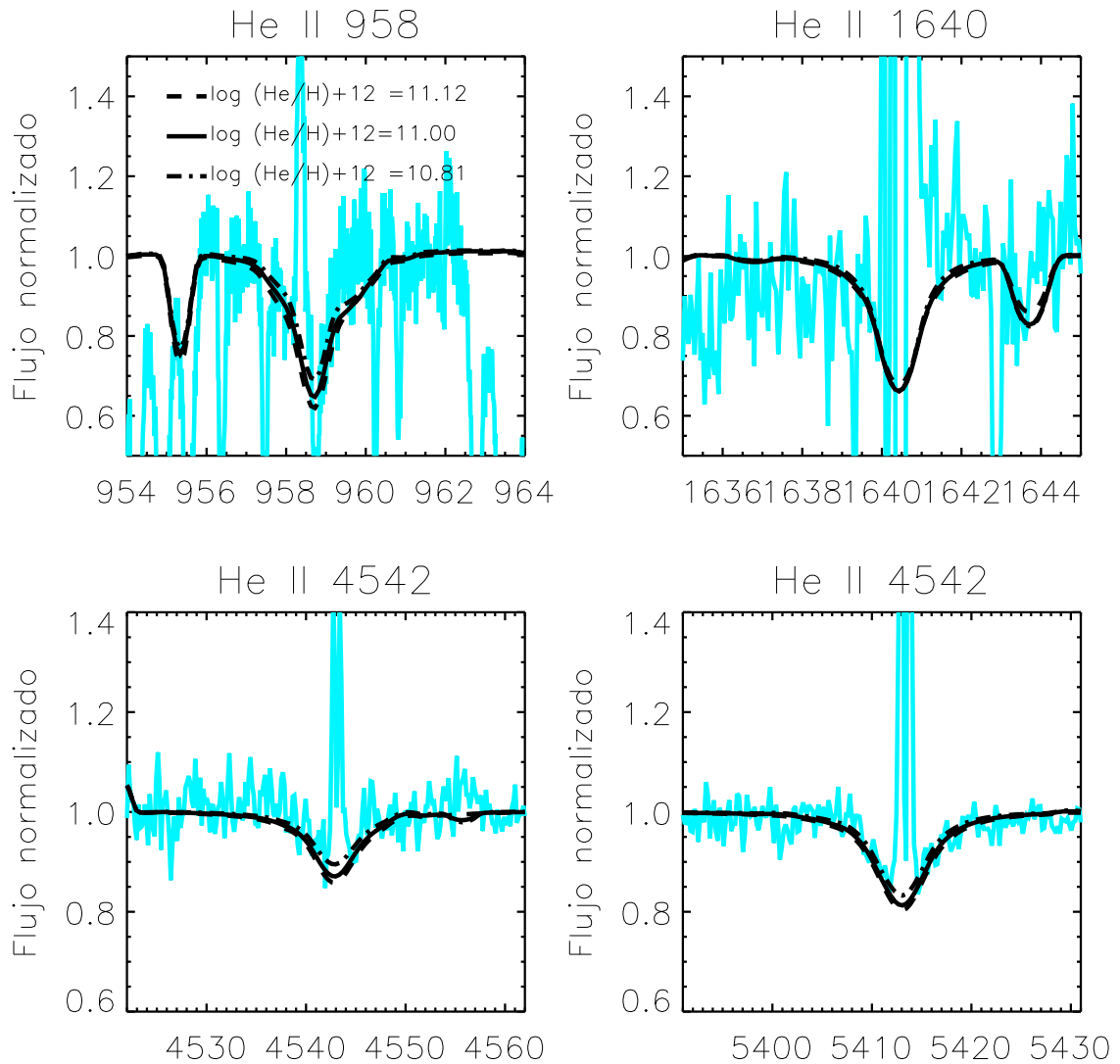


FIGURA 6.6: Líneas de He II presentes en el espectro UV y óptico de NGC 7009. Se puede observar que son poco sensibles a cambios en la cantidad de He/H

con los valores obtenidos para cada elemento y finalmente se hacen ajustes finos para reproducir lo mejor posible la mayor cantidad de líneas observadas.

Es importante recordar que un modelo incluye muchos de los procesos físicos y químicos que ocurren en la estrella pero desafortunadamente no todos ellos. Esta es la razón de que el modelo no pueda reproducir algunas líneas. Sin embargo, el modelo final adoptado reproduce bien el espectro de NGC 7009 desde el UV hasta el óptico.

La T_{eff} encontrada para la estrella central de NGC 7009 es de 86 000 K. A esta temperatura el helio está completamente ionizado. Las líneas de He II $\lambda\lambda 1640$, 4542 y 5411, se utilizaron para obtener la abundancia de helio. Se observó que di-

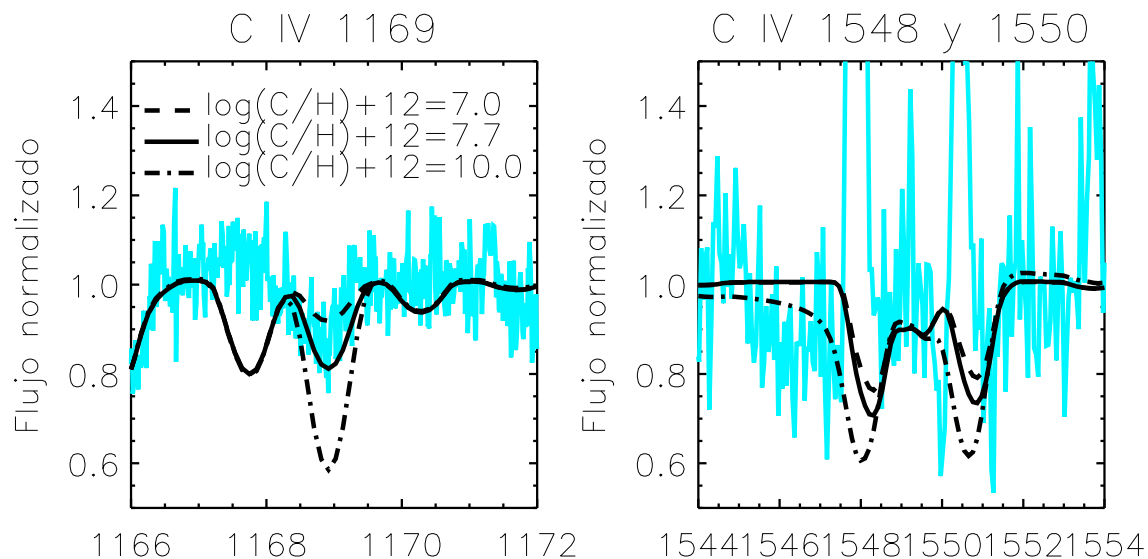


FIGURA 6.7: Líneas de carbono. Las líneas de C IV $\lambda\lambda$ 1548 y 1550 requieren una abundancia de carbono muy alta para ser reproducidas (ver el texto).

estas líneas son poco sensibles a los cambios en la cantidad de He del modelo y que un amplio intervalo de valores de He/H reproducen aceptablemente estas líneas. En base a los modelos presentados en la Figura 6.6 se adoptó un valor de $\log(\text{He}/\text{H})+12=11.0\pm 0.12$ para el modelo estelar.

La abundancia de carbono fue determinada usando la línea de absorción de C IV λ 1169. Se logró reproducir esta línea con $12+\log N(\text{C})/N(\text{H})=7.70$ dex (ver Figura 6.7). El ala azul de las líneas de C IV $\lambda\lambda$ 1548 y 1550 no se logró reproducir haciendo variaciones en el *clumping factor* pero si aumentando la cantidad de carbono hasta $\log(\text{C}/\text{H})+12=10.0$ dex. Este valor es demasiado alto y poco creíble. Estas líneas están contaminadas por emisión de la nebulosa, debido a esto se descartaron del análisis de composición química.

El espectro de la estrella presenta pocas líneas de nitrógeno. Las líneas de N III $\lambda\lambda$ 991 y 992 y N IV λ 955 están contaminadas por emisión nebulosa y no pudieron incluirse en el análisis de abundancia. Las líneas de N V $\lambda\lambda$ 4944 y 4946 en el óptico están traslapadas y aparecen como una sola línea. Estas líneas son insensibles a los cambios en la abundancia de nitrógeno (ver Figura 6.8). La cantidad de nitrógeno presente en la atmósfera de NGC 7009 se determinó únicamente con el doblete de N V $\lambda\lambda$ 1239/43 en el UV. Se consiguió un buen ajuste con $\log(\text{N}/\text{H})+12=8.70\pm 0.30$ (ver Figura 6.8). Este valor está por encima del valor solar.

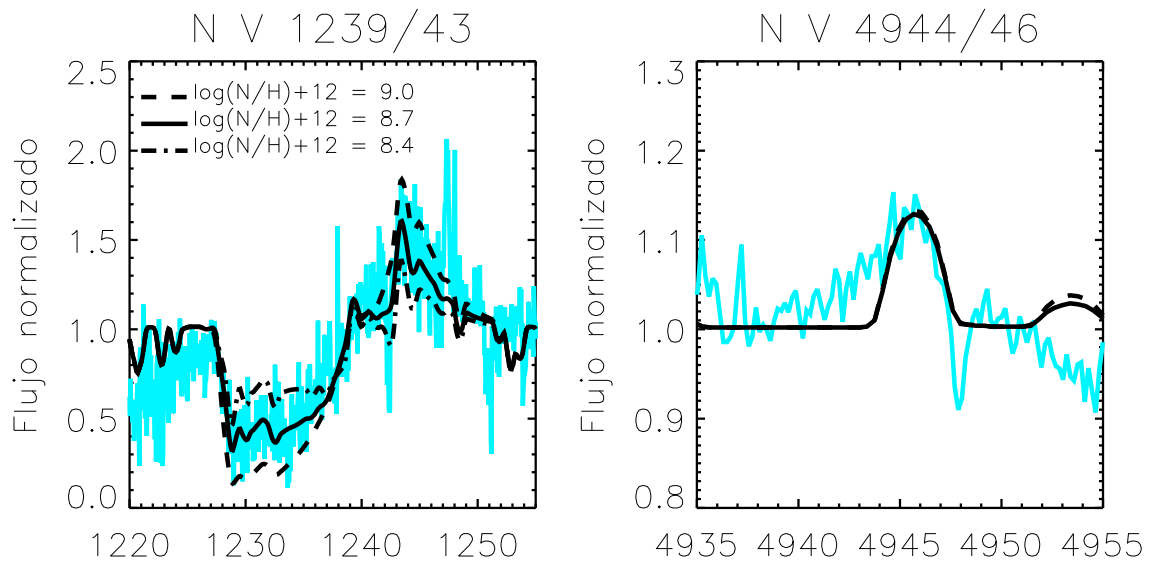


FIGURA 6.8: Líneas de N V presentes en el espectro UV y óptico de NGC 7009. Solo el doblete $\lambda\lambda 1239/43$ es sensible a los cambios en la cantidad de nitrógeno. Las líneas de emisión en el óptico son insensibles a estos cambios.

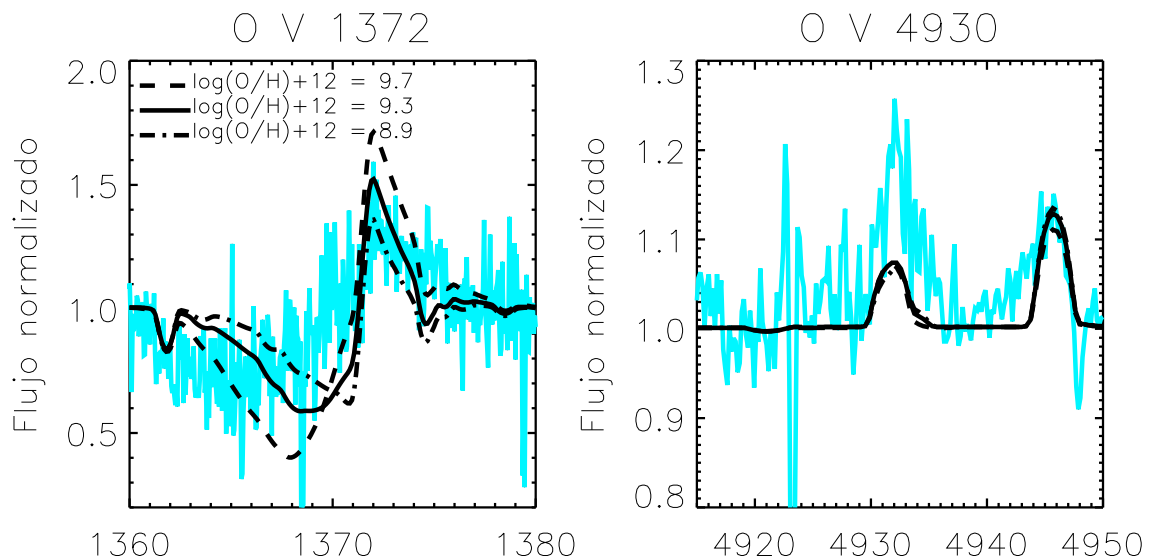


FIGURA 6.9: El perfil P-Cygni de O V $\lambda 1372$ es sensible a los cambios en la cantidad de oxígeno pero no se consiguió reproducirlo satisfactoriamente (ver el texto). La línea de emisión de O V $\lambda 4930$ es insensibles a cambios en la cantidad de oxígeno.

El espectro de NGC 7009 exhibe pocas líneas de oxígeno. Se buscó reproducir las líneas de O V $\lambda\lambda 1372$ y 4930 . La primera es sensible a cambios en la cantidad de

oxígeno. Se corrieron modelos variando la cantidad de este elemento, la velocidad del viento y el *clumping factor*, sin embargo, no se logró reproducir satisfactoriamente el perfil P-Cygni O $\lambda\lambda 1372$. En la Figura 6.9 se muestra esta línea, comparándola con tres modelos. De esta Figura se obtuvo $\log(\text{O}/\text{H})+12$ dex, 9.30 ± 0.40 . La línea de O $\text{VI}\lambda 3930$ es insensible a cambios en la cantidad de oxígeno y tampoco se reprodujo satisfactoriamente.

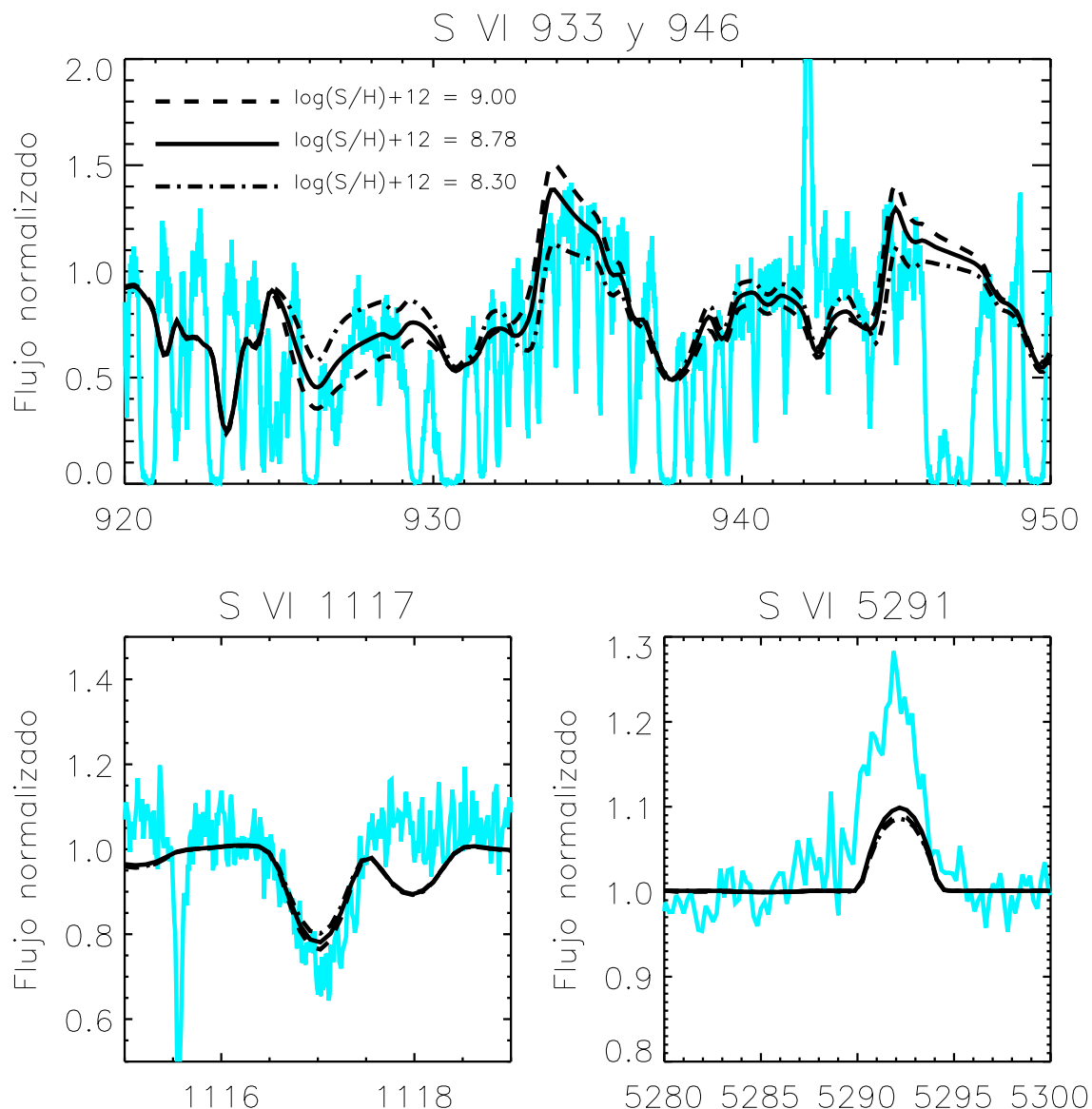


FIGURA 6.10: Líneas de S VI presentes en el espectro UV y óptico de NGC 7009. Solo el doblete $\lambda\lambda 1239/43$ es sensible a los cambios en la cantidad de nitrógeno mientras que las líneas de emisión en el óptico son insensibles a los mismos.

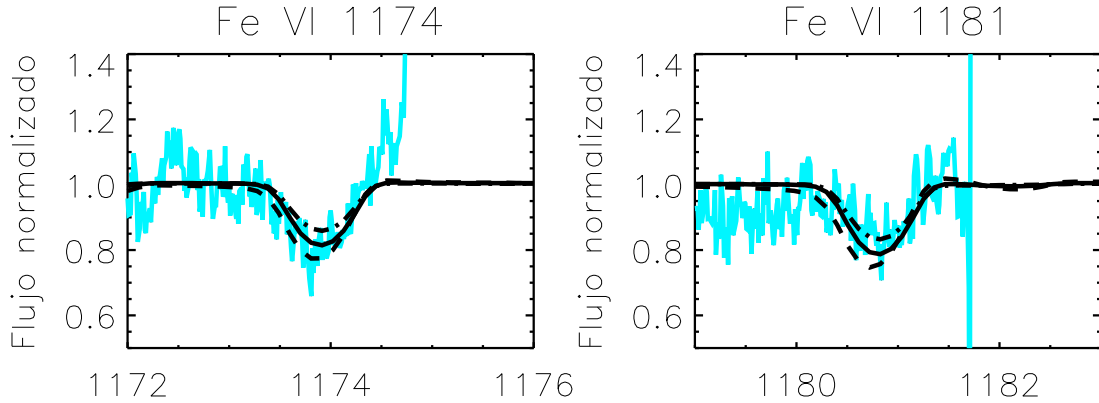


FIGURA 6.11: Líneas de Fe VI presentes en el espectro UV de NGC 7009. A partir de estas líneas se obtuvo la abundancia de Fe en la estrella central.

NGC 7009 presenta emisión difusa de rayos X, correspondiente a un plasma a $T \approx 1.8 \times 10^6$ K (Guerrero et al. 2002). Se desconoce si esta emisión proviene de la estrella o de la nebulosa. Como se mencionó en la Sección 6.3.1, el doblete de O VI $\lambda 1032/38$ está subestimado por el modelo estelar adoptado. El O V presente en la atmósfera de la estrella podría ser sobre-ionizado por radiación de rayos X generada por choques internos en el viento, aumentando el doblete de O VI $\lambda 1032/38$. Este comportamiento ha sido relacionado antes con la existencia de rayos X difusos en el interior de la cubierta nebulosa (Georgiev et al., 2008). La sobreionización del viento es un efecto que no puede ser reproducido por los modelos estelares utilizados en este trabajo.

Como se mencionó en la sección 6.3.1, la abundancia de azufre se determinó buscando reproducir la línea de S VI $\lambda 1117$. Se obtuvo un buen ajuste con $\log(S/H)+12=8.78 \pm 0.35$ dex. Los perfiles P-Cygni de S VI $\lambda \lambda 933$ y 946 se reproducen con esta abundancia y $\dot{M}=8 \times 10^{-10} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$. La línea de S VI 5291 es poco sensible a los cambios en la cantidad de S/H (ver Figura 6.10).

El espectro UV muestra muchas líneas de Fe V y Fe VI, particularmente entre los 1300 y 1500 Å. Sin embargo, muchas de ellas son débiles y están traslapadas entre sí o con líneas producidas por otros elementos. Se eligió estudiar el comportamiento de las líneas de Fe VI $\lambda \lambda 1174$ y 1181 del espectro FUSE. Estas líneas están relativamente aisladas y son más profundas que aquellas que se encuentran en el espectro IUE. Se consiguió reproducir estas líneas con $12+\log(\text{Fe}/\text{H})=7.48 \pm 1.10$. Como se puede observar, la incertidumbre en el valor de Fe es alta.

6.4. Estudio del gas Nebular de NGC 7009

Como se mencionó en la Sección 6.1.1 las observaciones en el óptico fueron divididas en rebanadas de aproximadamente $1'' \times 3''$, con lo que se obtuvieron 39 espectros, de los cuales sólo 15 resultaron adecuados para el análisis de la nebulosa. El cociente señal a ruido (S/N) en cada uno de estos espectros es bueno en el caso de líneas intensas, por ejemplo: $H\beta$. Sin embargo, algunas líneas débiles no son evidentes en algunos de estos espectros. Este es el caso de las líneas de $[S\ II]\lambda\lambda\ 6716$ y 6731 , necesarias para determinar densidad electrónica. Con el fin de mejorar la S/N se decidió agrupar estos 15 espectros en regiones. El criterio para esta clasificación fue el grado de ionización. Para determinarlo se utilizó el cociente $[O\ III]/[O\ II]$ $(\lambda 4363 + \lambda 4959)/(\lambda 3726 + \lambda 3729)$. Ocho espectros con $34 < [O\ III]/[O\ II] < 38$ se sumaron para obtener la región de ionización media (en lo sucesivo Media). Otros Siete espectros con $39 < [O\ III]/[O\ II] < 50$ se sumaron para obtener la región de alta ionización (en lo sucesivo Alta).

6.4.1. Intensidades de líneas

Se midieron las intensidades de todas las líneas encontradas en los espectros de las dos regiones. Las intensidades fueron medidas integrando el flujo de la línea entre dos límites dados, sobre un continuo local estimado a ojo. Lo anterior se llevó a cabo con la tarea `splot` del paquete IRAF. Los coeficientes de enrojecimiento para cada región se determinaron comparando los cocientes $H\alpha/H\beta$, $H\gamma/H\beta$, $H\delta/H\beta$ obtenidos de los espectros observados con los correspondientes cocientes teóricos determinados por Storey & Hummer (1995), suponiendo $T_e = 10\ 000\ K$ y $N_e = 2\ 000\ cm^3$ y utilizando la ley de extinción de Seaton (1979). Se obtuvo $c(H\beta) = 0.09$ y 0.12 para las regiones Alta y Media, respectivamente. Se adoptó $c(H\beta) = 0.11$ para ambas regiones. En la Tabla 6.3 se muestran las intensidades de las líneas de emisión en las dos regiones estudiadas, la primera columna presenta la longitud de onda de laboratorio (λ_o) adoptada, la segunda y tercera columnas corresponden al ion y el número de multiplete o transición correspondiente a cada línea. Las columnas 4 y 8 presentan la longitud de onda (λ) medida para cada línea, en la región Alta y Media, respectivamente. Siguiendo este formato, las columnas 5 y 9 presentan $F(\lambda)$, el flujo observado relativo a $H\beta$, medido en unidades donde $F(H\beta) = 100$. Las columnas 6 y 10 muestran el flujo corregido por enrojecimiento relativo a $H\beta$, normalizado a

$I(H\beta)=100$. Finalmente, las columnas 7 y 11 presentan el porcentaje de error (1σ) en las intensidades de las líneas. Los errores se calcularon asumiendo que la línea más débil que medimos es ~ 3 veces el nivel del ruido en el espectro.

Tabla 6.3
Intensidades de las Líneas Nebulares

λ_0	Ion	ID	λ	F	Alta			Media		
					I	%Err	λ	F	I	%Err
3686.83	H I	H19	3686.26	1.497	1.601	14.24
3691.55	H I	H18	3690.87	1.008	1.079	16.99	3690.90	1.028	1.099	14.06
3697.15	H I	H17	3696.53	1.314	1.405	15.05	3696.47	1.773	1.896	11.01
3703.85	H I	H16	3703.22	2.144	2.292	12.14	3703.09	1.987	2.124	10.47
3711.97	H I	H15	3711.30	2.573	2.749	11.24
3721.94	H I	H14	3721.01	3.284	3.506	10.19	3721.02	3.520	3.758	8.27
3726.03	[O II]	F1	3725.25	7.509	8.014	7.73	3725.16	7.785	8.309	6.32
3728.82	[O II]	F1	3727.99	3.532	3.769	10.07	3727.89	3.837	4.095	8.00
3734.37	H I	H13	3733.57	2.582	2.754	11.17	3733.47	2.743	2.926	9.10
3750.15	H I	H12	3749.37	3.565	3.799	9.81	3749.53	3.404	3.627	8.33
3754.70	O III	2	3754.11	0.753	0.802	15.98
3759.87	O III	2	3759.24	3.115	3.318	8.60
3770.63	H I	H11	3769.90	3.648	3.882	9.68	3769.83	0.301	0.320	24.67
3797.80	[S III]	F2	3797.05	5.821	6.183	8.18	3796.98	5.794	6.155	6.83
3797.92	H I	H10								
3819.62	He I	22	3819.08	1.058	1.123	16.07	3819.03	1.208	1.282	12.64
3835.39	H I	H9	3834.66	6.881	7.295	7.71	3834.61	7.112	7.539	6.37
3868.75	[Ne III]	F1	3867.93	114.966	121.65	5.09	3868.19	112.729	119.286	4.23
3888.61	He I	2	3888.26	22.148	23.411	5.87	3888.20	21.860	23.106	4.90
3964.73	He I	5	3964.08	0.875	0.921	16.82	3964.01	0.885	0.932	13.97
3967.46	[Ne III]	F1	3966.78	34.055	35.842	5.52	3966.72	31.903	33.578	4.62
3970.07	H I	H7	3969.36	15.670	16.490	6.18	3969.31	15.919	16.753	5.13
4026.21	He I	18	4025.58	2.650	2.781	10.29	4025.54	2.776	2.913	8.34
4068.91	C III	10		1.262	1.321	25.82	4068.58	1.453	1.522	10.86
4072.16	O II	10	4071.05	0.506	0.530	17.53
4075.86	O II	10	4074.98	0.620	0.649	19.06	4074.91	0.689	0.721	15.16
4097.50	Fe II	20	4096.73	2.778	2.906	9.92	4096.70	2.557	2.674	8.54
4101.74	H I	H6	4101.13	24.261	25.368	5.68	4101.09	25.820	26.999	4.69
4103.37	N III	1	4102.72	1.319	1.319	13.43	4102.71	1.547	1.617	10.47
4119.22	O II	20	4118.60	0.304	0.318	26.36
4143.76	He I	53	4142.71	0.332	0.346	25.07	4142.69	0.400	0.417	19.14

Tabla 6.3
Intensidades de las Líneas Nebulares

λ_0	Ion	ID	λ	Alta			Media			
				F	I	%Err	λ	F	I	%Err
4199.83	He II	3	4199.20	0.618	0.644	18.29	4199.11	0.547	0.570	16.17
4227.44	[Fe V]	2F	4226.51	0.447	0.465	17.61
4267.26	C II	6	4266.59	0.963	0.999	14.59	4266.45	1.128	1.170	11.36
4338.67	He II		4338.14	0.815	0.842	15.31	4338.22	1.014	1.048	11.60
4340.47	H I	H5	4339.84	47.817	49.405	5.23	4339.64	46.224	47.758	4.36
4349.43	O II	2	4349.14	0.265	0.274	25.80	4348.56	0.213	0.220	23.97
4363.21	[O III]	F2	4362.42	9.064	9.351	6.55	4362.36	9.047	9.333	5.42
4379.11	N III	18	4378.31	0.707	0.728	16.07	4378.19	0.678	0.699	13.67
4387.93	He I	51	4386.99	0.640	0.659	16.76	4386.96	0.729	0.751	13.18
4471.50	He I	14	4470.60	5.682	5.821	7.11	4470.57	5.764	5.905	5.90
4510.91	N III	3	4510.47	0.173	0.177	29.44
4541.59	He II		4540.82	0.728	0.742	14.78	4540.79	0.788	0.804	11.91
4610.14	O II	92	4609.23	0.266	0.270	22.77
4634.14	N III	2	4633.35	1.837	1.862	9.67	4633.32	1.930	1.958	7.92
4638.86	O II	1	4638.12	0.319	0.323	20.57	4638.07	0.378	0.384	15.86
4640.64	N III	2	4639.86	4.346	4.406	7.28	4640.02	4.769	4.835	5.92
4641.81	O II	1	4641.22	0.662	0.671	14.68	4641.22	0.668	0.677	12.21
4649.13	O II	1	4648.26	1.073	1.087	11.88	4648.22	1.044	1.058	10.03
4650.84	O II	1	4649.93	0.421	0.427	17.95	4649.90	0.435	0.441	14.76
4658.10	[Fe III]	F3	4657.17	0.087	0.088	31.87
4661.63	O II	1	4660.60	0.362	0.366	19.16	4660.57	0.300	0.303	17.48
4676.24	O II	1	4675.39	0.202	0.204	25.06	4675.40	0.222	0.225	19.99
4685.68	He II	1	4684.84	28.293	28.600	5.29	4685.10	26.338	26.623	4.43
4711.37	[Ar IV]	F1	4710.65	4.891	4.936	6.90	4710.60	4.718	4.761	5.80
4713.17	He I	12	4712.49	0.702	0.709	13.77	4712.46	0.742	0.749	11.22
4740.17	[Ar IV]	F1	4739.35	5.992	6.036	6.52	4739.30	5.909	5.952	5.45
4859.32	He II	2	4858.60	2.335	2.335	6.69
4861.33	H I	H4	4860.39	100.000	100.000	4.97	4860.33	100.000	100.000	4.13
4921.93	He I	48	4921.17	1.402	1.397	9.21	4921.14	1.475	1.470	7.55
4931.23	[O III]	F1	4930.54	0.263	0.262	18.56	4930.31	0.254	0.253	15.76
4958.91	[O III]	F1	4957.91	537.447	534.483	4.89	4957.95	441.338	438.904	4.07
5015.68	He I	4	5015.00	2.036	2.019	7.69	5014.93	2.123	2.105	6.33
5041.03	Si II	5	5040.31	0.142	0.141	22.43	5040.27	0.163	0.161	17.55
5047.74	He I		5046.84	0.090	0.089	27.75	5046.89	0.156	0.154	17.83
5071.50	Ni II		5070.72	0.224	0.224	14.66
5412.00	[Fe III]	F1	5410.64	2.100	2.043	7.11	5410.62	2.103	2.047	5.92
5517.71	[Cl III]	F1	5516.89	0.392	0.379	12.94	5516.89	0.430	0.416	10.38

Tabla 6.3
Intensidades de las Líneas Nebulares

λ_0	Ion	ID	λ	Alta			Media			
				F	I	%Err	λ	F	I	%Err
5537.88	[Cl III]	F1	5536.96	0.540	0.521	11.32	5536.91	0.549	0.530	9.38
5592.24	O III	5	5591.08	0.074	0.071	23.42
5666.63	N II	3	5665.79	0.065	0.062	24.96
5679.56	N II	3	5678.81	0.100	0.095	24.26	5678.70	0.130	0.124	17.86
5754.64	[N II]	F3	5753.56	0.190	0.181	17.91	5753.48	0.187	0.178	15.05
5801.51	C IV	1	5800.50	0.187	0.187	18.03	5800.31	0.260	0.247	12.95
5812.14	C IV	1	5811.51	0.168	0.168	18.96	5811.12	0.090	0.085	21.29
5875.67	He I	11	5874.67	16.131	15.273	5.22	5874.58	17.019	16.114	4.33
6004.80	He II		6003.75	0.035	0.033	33.54
6037.20	He II		6035.78	0.040	0.038	31.64
6074.30	He II		6072.98	0.045	0.042	29.99
6101.80	[K IV]		6100.78	0.148	0.148	20.12	6100.87	0.194	0.182	14.79
6118.20	He II		6117.22	0.052	0.052	33.30	6117.26	0.064	0.060	25.17
6151.43	C II	16.04	6150.10	0.046	0.046	35.52	6150.03	0.056	0.052	26.91
6170.70	He II		6169.77	0.058	0.058	31.56	6169.68	0.058	0.054	26.36
6233.80	He II		6232.68	0.067	0.062	24.58
6312.10	[S III]	F3	6311.18	1.318	1.226	8.16	6311.12	1.247	1.160	6.92
6347.10	Si II	2	6345.92	0.077	0.072	22.90
6371.37	Si II	1A	6370.29	0.097	0.090	24.62	6370.21	0.106	0.098	19.68
6393.50	[Mn V]		6392.62	0.066	0.061	24.72
6406.50	He II		6405.18	0.166	0.166	19.06	6405.11	0.190	0.176	14.94
6461.95	C II	0	6460.75	0.114	0.105	22.77	6460.64	0.119	0.110	18.63
6527.40	[N II]	F1	6526.09	0.214	0.198	16.92	6526.07	0.218	0.201	14.02
6548.03	[N II]	F1	6547.05	1.751	1.615	7.84	6546.94	1.928	1.778	6.06
6560.10	He II		6559.26	7.560	7.560	5.59	6559.24	7.791	7.182	4.63
6562.82	H I	H3	6561.70	321.982	296.764	4.89	6561.62	326.797	301.203	4.06
6578.05	C II	2	6576.88	0.374	0.344	13.21	6576.78	0.285	0.263	12.41
6583.41	[N II]	F1	6582.34	5.702	5.251	5.80	6582.23	5.772	5.317	4.82
6678.15	He I	46	6677.10	4.654	4.273	5.99	6677.04	4.562	4.189	5.00
6683.20	He II	7	6682.27	0.327	0.327	14.00	6682.28	0.261	0.239	12.93
6716.47	[S II]	F2	6715.44	0.598	0.548	10.86	6715.39	0.612	0.561	8.98
6730.85	[S II]	F2	6729.79	1.031	0.945	8.86	6729.74	1.050	0.962	7.34

TABLA 6.4: Temperaturas y densidades electrónicas

Parámetro	Lineas	Regiones	
		Alta	Media
T_e (K)	[N II]	14 120 $^{+2\,610}_{-1\,670}$	12 527 $^{+1\,590}_{-1\,120}$
T_e (K)	[O III]	9 700 ± 255	10 290 $^{+250}_{-180}$
N_e (cm^{-3})	[S II]	5 500 $^{+8\,610}_{-2\,120}$	5 150 $^{+5\,100}_{-1\,800}$
N_e (cm^{-3})	[O II]	2 960 $^{+960}_{-720}$	2 510 $^{+620}_{-500}$
N_e (cm^{-3})	[Cl III]	6 940 $^{+5\,000}_{-2\,580}$	5 710 $^{+3\,100}_{-1\,880}$
N_e (cm^{-3})	[Ar IV]	7 630 $^{+2\,040}_{-1\,620}$	8 300 $^{+1\,810}_{-4\,060}$

6.4.2. Temperaturas y Densidades

Las condiciones físicas del gas ionizado mas estudiadas son la temperatura y densidad electrónica: T_e y N_e , respectivamente. Para conocerlas se pueden utilizar cocientes de líneas colisionalmente excitadas (CELs por sus siglas en inglés). En este trabajo se utilizó la tarea `temden` del paquete `nebular` de IRAF (Shaw y Dufour, 1995) para determinar T_e y N_e . Las densidades electrónicas fueron derivadas de los cocientes [S II] $\lambda 6717/\lambda 6731$, [O II] $\lambda 3726/\lambda 3729$, [Cl III] $\lambda 5518/\lambda 5538$ y [Ar IV] $\lambda 4711/\lambda 4740$. Las temperaturas electrónicas fueron calculadas usando los cocientes de intensidades de líneas aurorales a nebulares [N II] $\lambda 5755/(\lambda 6548+\lambda 6583)$ y [O III] $\lambda 4363/(\lambda 4959+\lambda 5007)$. Para determinar las condiciones físicas el procedimiento fue el siguiente: primero se supuso un valor inicial $T_e=10\,000$ K y se calcularon los valores de N_e para cada uno de los cocientes antes mencionados. Los valores de N_e obtenidos se utilizaron para calcular T_e . Se hicieron varias iteraciones hasta alcanzar la convergencia. La Tabla 6.4 presenta las temperaturas y densidades electronicas calculadas para las dos regiones estudiadas en la nebulosa.

6.4.3. Fluctuaciones de temperatura

Para obtener las abundancias en la nebulosa se puede suponer una temperatura homogénea o la existencia de fluctuaciones de temperatura. En este trabajo se calcularon las abundancias en los dos casos, con el fin de someter a prueba ambas hipótesis. Siguiendo el formalismo de Peimbert (1967) se determinó la temperatura promedio (T_o) y la raíz media cuadrática de las inhomogeneidades de temperatura

(t^2). Estas cantidades están dadas por:

$$T_0(N_e, N_i) = \frac{\int T_e(r)N_e(r)N_i(r)dV}{\int N_e(r)N_i(r)dV} \quad (6.3)$$

y

$$t^2 = \frac{\int (T_e - T_0)^2 N_e N_i dV}{T_0^2 \int N_e N_i dV}, \quad (6.4)$$

donde N_e es la densidad electrónica, N_i es la densidad iónica de las líneas de emisión observadas y V es el volumen observado.

Para determinar el valor de t^2 de la nebulosa, suponiendo composición química homogénea, son necesarias dos determinaciones de temperatura independientes: una que da mayor peso a las regiones más calientes de la nebulosa (por ejemplo, la determinación tradicional de T_e a partir de CELs) y otra que da mayor peso a las regiones más frías (por ejemplo, la temperatura que se obtiene a partir de las líneas de He I o de la discontinuidad de Balmer). Cada una de estas temperaturas tiene una dependencia de T_o y t^2 distinta, de este modo ambas incógnitas pueden ser calculadas.

También es posible calcular un valor de t^2 para un ion en particular igualando las abundancia obtenida a partir de CELs con la que se obtiene a partir de las líneas de recombinación (RLs) para dicho ion (Peimbert et al., 2004). Este método fue aplicado al O^{++} en NGC 7009. Para cada una de la regiones consideradas (Alta y Media) se obtuvo el cociente O^{++}/H^+ calculado a partir del análisis de CELs. Posteriormente, se determinó el mismo cociente, O^{++}/H^+ a partir de la intensidad total de las líneas de recombinación del multiplete 1 de O II. Esta cantidad se obtiene sumando las intensidades de todas las líneas del multiplete 1. Pero, debido a que las líneas más débiles del multiplete se pierden en el ruido de los espectros observados es necesario multiplicar la suma de las líneas observadas por un factor de corrección definido por:

$$m_{cf} = \frac{\sum_{all} s_{ij}}{\sum_{obs} s_{ij}}, \quad (6.5)$$

donde s_{ij} son las fuerzas de línea teóricas, obtenidas suponiendo que son proporcionales a las poblaciones en los niveles de donde provienen, asumiendo las predicciones de cálculos en equilibrio termodinámico. La sumatoria en el numerador de la Ecuación 6.5 considera todas las líneas en el multiplete, mientras que la sumatoria del denominador considera sólo las líneas observadas. Las líneas del multiplete 1 de O II no están en equilibrio termodinámico cuando $N_e \leq 10\,000\,cm^{-3}$ (Ruiz et al., 2003; Tsamis et al., 2003). En este trabajo se utilizó el método de Peimbert et al. (2005)

para calcular las correcciones adecuadas a las fuerzas relativas de cada una de las líneas del multiplete 1. La abundancia de O^{++} a partir de LRs fue obtenida del multiplete 1, utilizando los coeficientes de recombinación efectiva de Storey (1994) para $T_e=9000K$ y $N_e=1000cm^{-3}$ suponiendo caso B. El valor de t^2 obtenido a partir del O^{++} es aquel para el que

$$\left(\frac{O^{++}}{H^+}\right)_{\text{CELS}} = \left(\frac{O^{++}}{H^+}\right)_{\text{RLs}}. \quad (6.6)$$

Por otra parte, para derivar las condiciones físicas asociadas con la región de helio ionizado se utilizó el método MLM (Peimbert et al., 2000, 2002), el cual determina $N_e(\text{He II})$, $T_e(\text{He II})$, $N(\text{He}^+)$, $N(\text{He}^+)/N(\text{H}^+)$ y la profundidad óptica en la línea de He I $\lambda 3889$ (τ_{3889}) de manera auto consistente. Se utilizaron como entradas las densidades características obtenidas de los cocientes de líneas prohibidas de $N_e[\text{Cl III}]$ para cada región, también se usaron los 13 cocientes de intensidades de líneas de He I a H I observados por Wesson y Liu (2004). Las 13 líneas de He I son: $\lambda\lambda 3820$, 3889, 3965, 4026, 4387, 4438, 4471, 4713, 4922, 5876, 6678, 7065 y 7281. cada una de las 14 restricciones observacionales tiene una dependencia única de $T_e(\text{He II})$, $N(\text{He}^+)$, $N(\text{He}^+)/N(\text{H}^+)$ y τ_{3889} . Con esto se tiene un sistema de 14 ecuaciones y 4 incógnitas. El mejor valor para las cuatro incógnitas se obtiene minimizando χ^2 . A partir de $T_e(\text{He I})$ y las temperaturas fraccionales $T_e[\text{O III}]$ y $T_e[\text{O II}]$ se obtuvo otro valor de t^2 para cada una de las cuatro regiones consideradas. Finalmente se promedió el valor de t^2 obtenido a partir del O^{++} con el que se obtuvo del He^+ , adoptando este promedio como t^2 para cada región.

La Tabla 6.5 muestra los valores obtenidos para cada región. En la primera columna se enlistan las regiones consideradas en este estudio, la segunda columna contiene los valores de las abundancias de O^{++} obtenidas a partir de líneas colisionalmente excitadas, la tercera columna muestra la abundancia de O^{++} pero a partir de las líneas de recombinación, la cuarta columna contiene los valores de t^2 obtenidos a partir del análisis del O^{++} , la quinta columna muestra la t^2 obtenida a partir del análisis de las líneas de He^+ . Finalmente, la sexta columna muestra el valor de t^2 adoptado para los cálculos subsecuentes de las abundancias totales, los cuales se detallarán en la Sección 6.4.5.

Con las abundancias a partir de CELs y RLs mostradas en la Tabla 6.5 se obtuvo $\text{ADF}(O^{++}) = 4.10 \pm 3.63$ y 6.12 ± 3.36 para las regiones Alta y Media, respectivamente. Los errores se calcularon tomando en cuenta el error por la intensidad en las CELs y RLs consideradas para este análisis y el error en la densidad asumida para

TABLA 6.5: Valores de t^2

Regiones	$\left(\frac{\text{O}^{++}}{\text{H}^+}\right)_{\text{CELS}}$ 10^{-4}	$\left(\frac{\text{O}^{++}}{\text{H}^+}\right)_{\text{RLs}}$ 10^{-4}	$t^2(\text{O}^{++})$	$t^2(\text{He}^+)$	t^2 adoptada
Alta	6.061 ± 0.032	24.864 ± 1.914	$0.092^{+0.025}_{-0.092}$	< 0.023	$0.084^{+0.025}_{-0.084}$
Media	4.061 ± 0.024	24.484 ± 1.411	$0.119^{+0.017}_{-0.039}$	< 0.030	$0.113^{+0.018}_{-0.038}$

cada región. El error que domina es el asociado a la N_e obtenida de las líneas de [Cl III]. La incertidumbre en N_e es mayor en la región de Alta ionización que en la de ionización media, lo cual se refleja directamente en la incertidumbre en el valor de t^2 .

Aproximadamente el 90 % de las nebulosas planetarias presentan ADFs entre 1 y 2. Solo el 10 % de ellas presentan ADFs más altos, que van de 2 hasta 80. Los valores del ADF(O^{++}) obtenidos para NGC 7009 pueden considerarse como altos. Conciliar las abundancias obtenidas a partir de RLs con las obtenidas a partir de CELs requiere valores de t^2 más altos que aquellos encontrados en nebulosas planetarias con un ADF(O^{++}) < 2 .

6.4.4. Abundancias iónicas

Las abundancias de N^+ , O^+ , O^{++} , Ne^{++} , S^+ , S^{++} , Cl^{++} , Ar^{+3} y K^{+3} para las dos regiones fueron derivadas a partir de líneas colisionalmente excitadas, usando la tarea `abund` del paquete `nebular` de `IRAF`. Se supuso un esquema de dos zonas, adoptando $T_e[\text{N II}]$ para los iones con bajo potencial de ionización (i.e. N^+ , O^+ y S^+) y $T_e[\text{O III}]$ para los iones con alto potencial de ionización (i.e. O^{++} , Ne^{++} , S^{++} , Cl^{++} , Ar^{+3} y K^{+3}). Las abundancias iónicas obtenidas se muestran en la Tabla 6.6. Los errores en las abundancias iónicas fueron calculados como la suma cuadrática de las contribuciones independientes de N_e , T_e y las incertidumbres en el flujo de las líneas observadas para cada ion. Se consideraron dos conjuntos de abundancias: el primero suponiendo una temperatura homogénea ($t^2=0$) y el segundo en presencia de fluctuaciones de temperatura ($t^2 \neq 0$) para cada región. El segundo conjunto de abundancias fue calculado usando la metodología de Peimbert et al (2005).

TABLA 6.6: Abundancias iónicas a partir de líneas colisionalmente excitadas

Ion	Regiones			
	Alta		Media	
	$t^2=0.000$	$t^2=0.089$	$t^2=0.000$	$t^2=0.113$
He ⁺	11.04±0.01	11.02±0.01	11.05±0.01	11.03±0.01
He ⁺⁺	10.38±0.01	10.38±0.01	10.38±0.01	10.38±0.01
N ⁺	5.95±0.08	6.09±0.26	5.92±0.05	6.16±0.25
O ⁺	6.70±0.08	6.86±0.26	6.64±0.05	6.91±0.25
O ⁺⁺	8.78±0.02	9.32±0.24	8.61±0.03	9.26±0.24
Ne ⁺⁺	8.12±0.02	8.76±0.24	8.03±0.02	8.81±0.24
S ⁺	4.65±0.08	4.80±0.26	4.60±0.05	4.86±0.25
S ⁺⁺	6.51±0.04	7.15±0.24	6.38±0.03	7.16±0.40
Cl ⁺⁺	4.87±0.04	5.45±0.24	4.81±0.03	5.53±0.24
Ar ⁺³	6.06±0.02	6.68±0.24	5.97±0.02	6.73±0.24
K ⁺³	4.15±0.08	4.71±0.26	4.17±0.06	4.87±0.25

TABLA 6.7: Factores de Corrección de Ionización (ICFs)

Elemento	Regiones			
	Alta		Media	
	(1)	(2)	(1)	(2)
N	113.51	191.60	86.57	148.12
O	1.22	1.56	1.22	1.56
Ne	1.17	1.57	1.17	1.58
S	2.90	4.00	2.67	3.68
Cl	2.22	...	2.11	...
Ar	2.18	1.57	2.33	1.58
K	3.08	...	3.28	...

(1) Modelo nebular de NGC 7009

(2) Kingsburgh & Barlow, 1994

TABLA 6.8: Abundancias totales

Ion	Regiones			
	Alta		Media	
	$t^2=0.000$	$t^2=0.048$	$t^2=0.000$	$t^2=0.096$
He	11.13 ± 0.04	11.11 ± 0.10	11.13 ± 0.04	11.12 ± 0.10
N	8.00 ± 0.30	8.15 ± 0.60	7.85 ± 0.30	7.85 ± 0.60
O	8.87 ± 0.09	9.41 ± 0.24	8.70 ± 0.09	8.70 ± 0.54
Ne	8.19 ± 0.05	8.83 ± 0.18	8.10 ± 0.04	8.10 ± 0.61
S	6.98 ± 0.13	7.62 ± 0.25	6.81 ± 0.12	6.81 ± 0.62
Cl	5.21 ± 0.09	5.80 ± 0.19	5.13 ± 0.08	5.13 ± 0.57
Ar	6.40 ± 0.08	7.01 ± 0.19	6.34 ± 0.08	6.34 ± 0.59
K	4.64 ± 0.13	5.20 ± 0.56	4.68 ± 0.13	4.68 ± 0.56

6.4.5. Abundancias totales

Las abundancia total de un elemento se obtiene sumando las abundancias de todos los iones de este elemento presentes en el gas nebuloso. Sin embargo, no siempre se pueden calcular todas las abundancias iónicas necesarias. Algunos de los iones emiten en frecuencias fuera del intervalo de nuestras observaciones (e.g. IR, UV, radio). En este caso es necesario utilizar un factor de corrección de ionización. Un *ICF* permite determinar la abundancia total de un elemento cuando se conoce la abundancia de al menos uno de sus iones.

Un método para determinar los *ICFs* consiste en utilizar los resultados de un modelo de fotoionización que reproduzca las observaciones. El modelo de fotoionización que se presenta en la Sección 6.5 permite calcular los *ICFs* de los elementos estudiados. Los valores obtenidos se muestran en las columnas 2 y 4 de la Tabla 6.7. Kingsburgh & Barlow (1994) presentan un conjunto de ecuaciones para calcular los *ICFs* de algunos elementos. Los *ICFs* obtenidos siguiendo estas ecuaciones se muestran en las columnas 3 y 5 de la Tabla 6.7.

Las ecuaciones de Kingsburgh & Barlow para calcular los *ICFs* se han utilizado ampliamente para el cálculo de abundancias en nebulosas planetarias. Estas ecuaciones provienen de los resultados obtenidos en 10 modelos de fotoionización 1D cuidadosamente calculados y son aplicables a cualquier nebulosa planetaria. El modelo de fotoionización desarrollado para NGC 7009 también se realizó en forma

cuidadosa, es un modelo pseudo-3D y reproduce las intensidades de las líneas observadas en el óptico, cuatro diagnósticos de N_e y dos diagnósticos de T_e en las dos regiones observadas.

En la Tabla 6.7 se puede notar que los ICF s de O, Ne y S obtenidos con nuestro modelo nebuloso son 25 % más bajos que las que se obtienen con el método de Kingsburgh & Barlow. Las mayores discrepancias están en el N y el Ar. Nuestro modelo produce un $ICF(N)$ 40 % más bajo y un $ICF(Ar)$ 40–50 % más alto que el método de Kingsburgh & Barlow.

Las restricciones observacionales aumentan la confiabilidad en la estructura de ionización del gas nebuloso obtenida del modelo. El modelo desarrollado en este trabajo utiliza una descripción pseudo-3D, tomando en cuenta los efectos de rendija. Nuestras observaciones se hicieron únicamente sobre la región central de la nebulosa. Los ICF s se calcularon considerando el porcentaje de cada cascarón de gas que es observado a través de la rendija. Este porcentaje cambia dependiendo del tamaño y la posición de la rendija. Estos detalles no son tomados en cuenta cuando se utilizan las ecuaciones de Kingsburgh & Barlow. Por lo anterior, en el cálculo de las abundancias totales se utilizó el valor de los ICF s obtenidos a partir del modelo de NGC 7009 desarrollado en este trabajo.

Debido a la alta T_{eff} de la estrella, es razonable suponer que la fracción de He^0 presente en el gas nebuloso es despreciable. La intensidad de la línea de $\text{He II } \lambda 4686$ en los espectros observados es de 28.600 y 26.623 en las regiones Alta y Media, respectivamente, en unidades donde $I(\text{H}\beta)=100.000$. Estas intensidades indican que el 23 % del helio se encuentra en forma de He^{++} . El resto del helio se encuentra en forma de He^+ . En estas condiciones la abundancia total de He/H esta dada por:

$$\frac{N(\text{He})}{N(\text{H})} = \frac{N(\text{He}^+)}{N(\text{H}^+)} + \frac{N(\text{He}^{++})}{N(\text{H}^+)}. \quad (6.7)$$

Para el oxígeno conocemos la abundancia de O^+/H^+ y O^{++}/H^+ . De acuerdo a la intensidad de $\lambda 4686$, previamente mencionada, una fracción de oxígeno podría estar en forma de O^{+3} . La abundancia de oxígeno se calculó con:

$$\frac{N(\text{O})}{N(\text{H})} = ICF(\text{O}) \frac{N(\text{O}^+) + N(\text{O}^{++})}{N(\text{H}^+)}. \quad (6.8)$$

Siguiendo esta metodología, las abundancias totales de nitrógeno, neón, azufre, cloro, argón y potasio se determinaron utilizando las siguientes ecuaciones con los valores

de la Tabla 6.7:

$$\frac{N(\text{N})}{N(\text{H})} = ICF(\text{N}) \frac{N(\text{N}^+)}{N(\text{H}^+)}, \quad (6.9)$$

$$\frac{N(\text{Ne})}{N(\text{H})} = ICF(\text{Ne}) \frac{N(\text{Ne}^{++})}{N(\text{H}^+)}, \quad (6.10)$$

$$\frac{N(\text{S})}{N(\text{H})} = ICF(\text{S}) \frac{N(\text{S}^+) + N(\text{S}^{++})}{N(\text{H}^+)}, \quad (6.11)$$

$$\frac{N(\text{Cl})}{N(\text{H})} = ICF(\text{Cl}) \frac{N(\text{Cl}^{++})}{N(\text{H}^+)}, \quad (6.12)$$

$$\frac{N(\text{Ar})}{N(\text{H})} = ICF(\text{Ar}) \frac{N(\text{Ar}^{+3})}{N(\text{H}^+)}, \quad (6.13)$$

y

$$\frac{N(\text{K})}{N(\text{H})} = ICF(\text{K}) \frac{N(\text{K}^{+3})}{N(\text{H}^+)}. \quad (6.14)$$

La Tabla 6.8 presenta las abundancias totales del gas nebuloso de NGC 7009 en los dos distintos casos: asumiendo temperatura homogénea y asumiendo fluctuaciones de temperatura.

6.5. Modelo de fotoionización

El modelo de fotoionización de NGC 7009 fue obtenido utilizando la versión c08.00 de CLOUDY (Ferland et al., 1998).

Si consideramos a la nebulosa como una elipse, la región más brillante (*rim*) se extiende hasta una distancia de 15'' desde la estrella central sobre el eje mayor y hasta 5'' sobre el eje menor. El *rim* está rodeado por un cascarón elíptico, que se extiende hasta 15'' sobre el eje mayor y 12'' sobre su eje menor. El halo gigante alcanza un radio de 130''.

Hacer un modelo 3D de una nebulosa planetaria requiere más tiempo que un modelo 1D pero la descripción 3D es más realista. Un modelo realista debe incluir las principales subestructuras presentes en la nebulosa. Como se explicó en la Sección 6.1.1, las observaciones de NGC 7009 en el óptico solo cubrieron una parte de la región central. Un modelo de fotoionización que considere en detalle la subestructura de la nebulosa no puede ser restringido adecuadamente por estas observaciones. Por lo anterior se construyó un modelo pseudo-3D sencillo capaz de reproducir las observaciones en la región central.

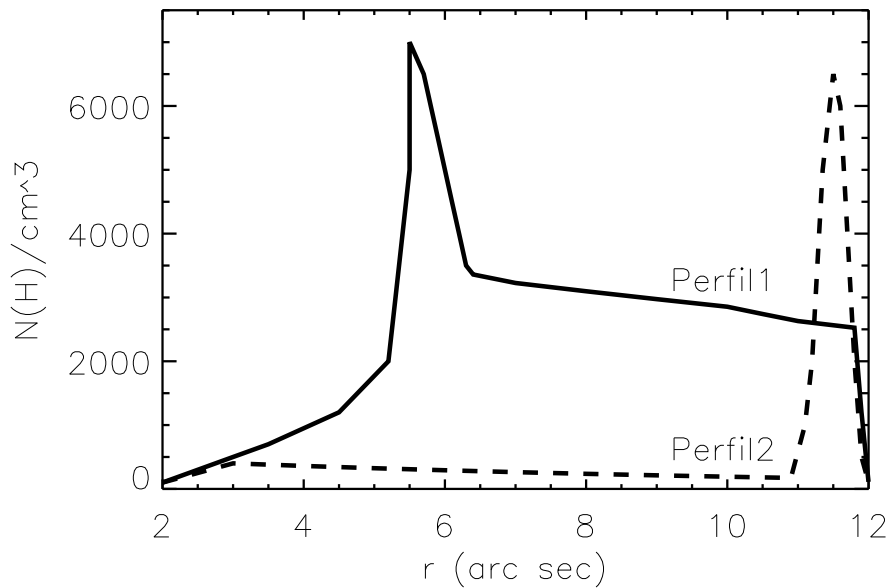


FIGURA 6.12: Perfiles de densidad adoptados para el modelo de fotoionización de NGC 7009.

Dado que no tenemos observaciones en las que se pueda apreciar el efecto de la excentricidad de la nebulosa sobre las condiciones físicas del gas, se eligió representarla como una esfera. En este modelo el *rim* está ubicado a una distancia de $5''$ desde la estrella central, mientras que el cascarón que lo rodea se encuentra a $12''$ de la misma. Se omitieron los FLIERs porque no tenemos observaciones de esta región. La emisión del halo gigante es débil. Se decidió omitir esta estructura en el modelo para simplificarlo.

El modelo pseudo-3D permite comparar el modelo con las observaciones en las dos regiones consideradas, Alta y Media, tomando en cuenta los efectos de la rendija. Dependiendo de la posición de la rendija, la intensidad de una línea puede ser mayor o menor dentro de la rendija que en la nebulosa completa. Se supuso que el modelo está limitado por materia, es decir que el código se detiene cuando se alcanza el radio externo de la nebulosa, el cual fue establecido en $12''$, despreciando los efectos del halo gigante.

La Figura 6.12 muestra dos perfiles de densidad utilizados en el modelo de fotoionización. El Perfil 1 corresponde a una línea de visión en la que la estrella está rodeada por una esfera prácticamente vacía hasta un radio $R_{in} \sim 2''$; el *rim* está representado por el pico de densidad alrededor de los $5''$; posteriormente la esfera de gas que rodea al *rim* se representa con una densidad aproximadamente constante

que decrece abruptamente alrededor de los $12''$. Se construyeron modelos basados en este perfil; con ellos se consiguió reproducir la mayoría de las intensidades de las líneas consideradas, excepto las líneas de He II.

Una observación cuidadosa de la imagen de NGC 7009 (Figura 6.1) muestra que el gas no ocupa por completo todo el volumen. En la región central se observan filamentos y huecos, siendo más notorios en el *rim*. Es razonable suponer que el perfil de densidad de la nebulosa no necesariamente es el mismo en todas las direcciones, aún considerando únicamente la región central e ignorando los FLIERs. En la imagen de NGC 7009 es evidente que el factor de llenado es menor que 1.0, es decir, que existen condensaciones de materia rodeadas de espacio vacío.

El ff en el *rim* no necesariamente es el mismo que en la región intermedia o en el cascarón externo. Podemos imaginar que la estrella central está rodeada por un cascarón delgado, el *rim* $\sim 1''$ de espesor, a una distancia de $5''$. Este cascarón contiene esferas de alta densidad, espaciadas entre si de forma regular ($ff < 1.0$), dejando espacios vacíos entre ellas. Enseguida hay otro cascarón mucho más grueso (unos $6''$ de espesor) formado por otro tipo de esferas de menor densidad con un $ff < 1.0$ pero distinto de el anterior. Finalmente, se tiene otro cascarón delgado ($1''$ de espesor) con esferas de densidad y ff distintos al de los cascarones anteriores.

Si observáramos con cuidado hacia el interior de esta estructura tendríamos perfiles de densidad distintos para distintas líneas de visión. Se probaron distintas combinaciones, llegando a la conclusión de que la mayor parte de los fotones nebulares provienen de un perfil de densidad semejante al Perfil 1. Sin embargo, es posible que algunos de los fotones ionizantes de la estrella encuentren huecos y lleguen hasta el cascarón más externo. El perfil de densidad en esta línea de visión está representado por el Perfil 2. Se encontró que con este perfil la nebulosa emite fotones de He II, capaces de compensar los que faltan cuando se usa el Perfil 1.

Se obtuvo un ff para cada uno de los perfiles de densidad. Se adoptó $ff=0.65$ para el modelo con el Perfil 1 y $ff=1.0$ para el modelo con el Perfil 2. Utilizando estos valores se reprodujo satisfactoriamente el grado de ionización de la nebulosa dado por los cocientes de líneas de He II/He I, [O III]/[O II] y [S III]/[S II].

Con el fin de reproducir el flujo de $H\beta$ observado en la Tierra sin alterar el grado de ionización del modelo se utilizó un factor de cubrimiento o *covering factor* (cf). El cf indica que porcentaje del volumen de la esfera que representa a la nebulosa está ocupado por el gas. Cambiar el valor del cf cambia el flujo emitido por la nebulosa y no altera las intensidades de las líneas referidas a I($H\beta$). Se adoptó $cf=0.8$ para

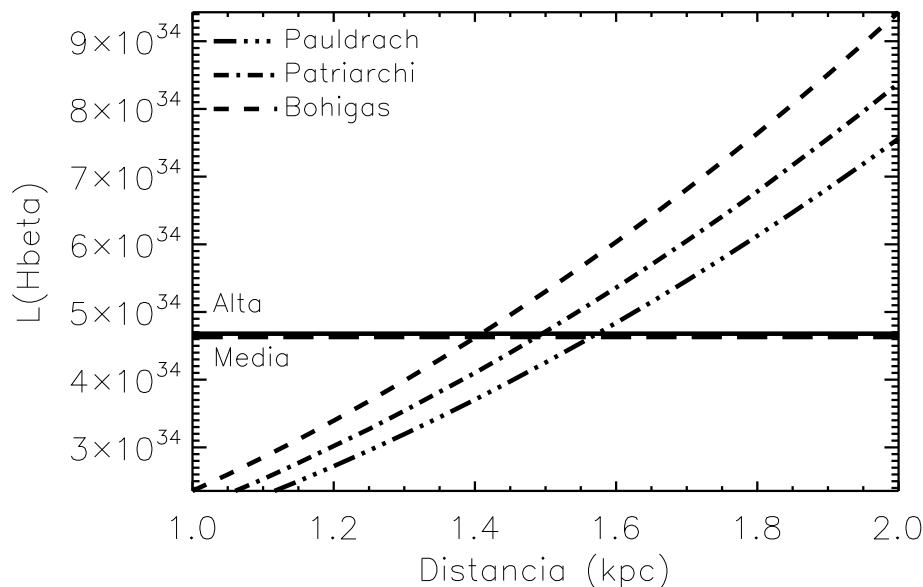


FIGURA 6.13: Comparación de la $L(H\beta)$ inferida de las observaciones de Bohigas et al. (1994), Patriarchi (1989) y Pauldrach et al. (1988) con la obtenida del modelo nebuloso de NGC 7009. Los valores coinciden dentro del valor asumido para la distancia, $d=1.45 \pm 0.5$ kpc.

el Perfil 1 y $cf=1.0$ para el Perfil 2.

Se reprodujo satisfactoriamente la región de Alta ionización con una combinación de ambos perfiles. Suponemos que el 88 % de los fotones emitidos por la nebulosa provienen del Perfil 1 ($ff=0.65$ y $cf=0.8$). El 12 % de los fotones de la región Alta provienen del Perfil 2 ($ff=1.0$ y $cf=1.0$). En consecuencia, solo el 58 % del volumen de la esfera que representa a la nebulosa está ocupado por el gas, el 42 % restante es espacio vacío. En base a lo anterior, el factor de llenado efectivo para la región de Alta ionización es $ff=0.58$.

La región de ionización Media se reprodujo suponiendo que el 91 % de los fotones nebulares provienen del Perfil 1 ($ff=0.65$ y $cf=0.8$), mientras que el 9 % restante provienen del Perfil 2 ($ff=1.0$ y $cf=1.0$). Por lo tanto, el 56 % de la esfera que representa a la nebulosa está ocupado por el gas y el 44 % restante es espacio vacío. El factor de llenado efectivo para esta región es $ff=0.56$.

La distancia fue determinada por el método descrito en la sección 6.2. El valor adoptado fue $d=1.45$ kpc. Las distancias angulares de la nebulosa, por ejemplo, $R_{in}=2''$ y $R_{out}=12''$, fueron escaladas a este valor y aplicados a los perfiles de densidad anteriormente descritos, obteniendo la ley de densidad que se utilizó en los modelos

de fotoionización.

Una restricción observacional es el Flujo de $H\beta$ emitido por la nebulosa que es medido en la Tierra. El valor del $F(H\beta)$ implica una luminosidad de $H\beta$ que depende de la distancia:

$$L(H\beta) = 4\pi d^2 F(H\beta), \quad (6.15)$$

donde $L(H\beta)$ es la luminosidad $H\beta$, d es la distancia a la nebulosa y $F(H\beta)$ el Flujo de $H\beta$ de la nebulosa medido en la Tierra.

Por otra parte, el modelo nebular produce una $L(H\beta)$ que puede ser comparada con la observada. Bohigas et al.(1994) reportan un $F(H\beta)=1.97\times 10^{-10}$ erg cm⁻² s⁻¹; Garay, Gathier & Rodríguez (1989), 3.197×10^{-10} erg cm⁻² s⁻¹; Patriarchi, (1989), 1.75×10^{-10} erg cm⁻² s⁻¹ y Pauldrach et al. (1988) 1.58×10^{-10} erg cm⁻² s⁻¹. El $F(H\beta)$ medido por Garay, Gathier & Rodríguez es significativamente más alto que los otros tres valores reportados, por lo que se descartó del análisis siguiente. Se comparó la $L(H\beta)$ producida por el modelo con las observaciones de los distintos autores. En la Figura 6.14 se puede apreciar que el modelo reproduce las observaciones dentro del valor adoptado para la distancia, $d=1.45\pm 0.5$ kpc.

Se desarrollaron dos modelos, el Modelo 1 reproduce las observaciones de las líneas de recombinación de H y He así como de las líneas colisionalmente excitadas de C, N, O, Ne, S, Cl y Ar. Se desarrolló un segundo modelo, Modelo 2 en el que se ajustaron las líneas de recombinación observadas de C, N y O. La Tabla 6.9 muestra las intensidades de líneas para cada modelo, comparándolas con las observadas.

Se colocó una rendija de $3''\times 3''$ sobre el modelo pseudo-3D para obtener las intensidades correspondientes. El tamaño de esta rendija se definió tomando en cuenta que la rendija con la que se hicieron las observaciones es de $13''\times 3''$, pero se obtuvieron rebanadas de $1''\times 3''$ (ver Sección 6.4). Sin embargo consideramos que una rendija de $1''\times 3''$ es poco realista debido a los errores en el guiado del telescopio. Una rendija de $3''\times 3''$ es una aproximación más realista tomando en cuenta este efecto.

Las intensidades de las líneas de C II] $\lambda 2326$, [C II] $\lambda 1907$ y C II] $\lambda 1909$ en el UV son las reportadas por Perinotto & Benvenuti (1981). Estos autores utilizaron las observaciones del satélite IUE con una apertura de $10''\times 23''$. Con el fin de comparar adecuadamente el modelo con las observaciones se colocó una rendija de este tamaño en el modelo pseudo-3D para obtener la intensidad de estas líneas. Es importante notar que las intensidades de estas líneas fueron medidas en una región que cubre

casi toda la nebulosa representada por nuestro modelo y que no corresponden con nuestra clasificación de regiones Alta y Media.

En la Tabla 6.9 se observa que el Modelo 1 reproduce adecuadamente 30 intensidades de líneas en las dos regiones consideradas, solo 5 intensidades de líneas son reproducidas marginalmente. Las 6 líneas de recombinación de C, N y O son subestimadas por este modelo, como era de esperarse, ya que la abundancia de C, N y O se obtuvo ajustando las líneas colisionalmente excitadas. Los cuatro diagnósticos de densidad considerados, la $T_e[\text{O III}]$ y dos de los tres diagnósticos del grado de ionización están bien reproducidos por el Modelo 1. La $T_e[\text{N II}]$ en ambas regiones y el cociente $[\text{O III}]/[\text{O II}]$ en la región Alta son subestimados por este modelo. Se hicieron varios intentos por corregir estos problemas, pero no se consiguió un mejor modelo.

El Modelo 2 reproduce bien las intensidades de las líneas de H I, He I y He II. La abundancia de C, N y O de este modelo se obtuvo ajustando 6 líneas de recombinación de estos elementos. En la Tabla 6.9 se puede notar que este modelo sobreestima las CELs de C, N y O, como se espera. Adicionalmente, la intensidad de las CELs de iones de alto grado de ionización (i.e. $[\text{Ar IV}]$, $[\text{Cl III}]$ y $[\text{S III}]$) está subestimada por este modelo a pesar de que no se hicieron cambios en la abundancia de dichos elementos. El Modelo 2 reproduce los diagnósticos de N_e con la misma calidad que el Modelo 1. Los diagnósticos de T_e y grado de ionización son mucho más bajos en el Modelo 2 que en las observaciones. Esto es consecuencia de las bajas intensidades en las líneas de iones de alto grado de ionización.

El modelo adoptado para el modelo estelar-nebular unificado es el Modelo 1. Las abundancias de C, N y O obtenidas para ambos modelos son comparadas en la Sección 6.6.2 con las que se obtuvieron por métodos semianalíticos para las dos regiones de la nebulosa y con las del modelo de la estrella.

Tabla 6.9: Comparación de los modelos nebulares con las observaciones.

Ion	λ	Modelo 1 (CELs)		Modelo 2 (RLs)		Observación	
		Alta	Media	Alta	Media	Alta	Media
H I	3835	7.287	7.293	7.281	7.281	7.295	7.539
H I	3970	15.799	15.809	15.769	15.766	16.490	16.753
H I	4102	25.791	25.801	25.743	25.738	25.368	26.999
H I	4340	47.102	47.083	47.004	46.999	49.405	47.758
H I	4861	100.000	100.000	100.000	100.000	100.000	100.000
He I	3820	1.470	1.486	1.492	1.493	1.123	1.282
He I	3965	1.206	1.219	1.215	1.214	0.921	0.932
He I	4026	2.727	2.757	2.765	2.765	2.781	2.913
He I	4144	0.394	0.399	0.401	0.401	0.346	0.417
He I	4388	0.723	0.731	0.734	0.734	0.659	0.751
He I	4471	5.885	5.950	5.972	5.973	5.821	5.905
He I	4713	0.772	0.781	0.762	0.759	0.709	0.749
He I	5016	3.048	3.082	3.070	3.068	2.019	2.105
He I	5876	17.226	17.416	17.475	17.476	15.273	16.114
He II	4339	0.638	0.591	0.572	0.571	0.842	1.048
He II	4542	0.878	0.813	0.787	0.787	0.742	0.804
He II	4686	29.805	27.602	26.902	26.886	28.600	26.623
C II]	2326	3.675	3.716	15.040	13.102	2.900 ^a	...
C II]	1908	67.222	67.573	238.868	212.844	74.000 ^a	...
C II	4267	0.342	0.346	2.221	2.008	0.999	1.170
C III	4069	0.218	0.216	0.792	0.906	1.321	1.522
C III	4649	0.205	0.204	0.743	0.854	1.087	1.058
[N II]	5755	0.107	0.108	0.737	0.653	0.181	0.178
[N II]	6548	1.838	1.859	13.431	11.975	1.615	1.778
[N II]	6584	5.425	5.486	39.634	35.339	5.251	5.317
N III	4379	0.112	0.110	0.485	0.629	0.728	0.699
[O II]	3726	9.421	9.527	8.566	7.558	8.014	8.309
[O II]	3729	10.034	10.062	7.536	6.999	9.351	9.333
[O III]	4363	10.034	10.062	7.536	6.999	9.351	9.333
[O III]	4959	514.332	519.076	484.065	433.974	534.483	438.904

Tabla 6.9: Comparación de los modelos nebulares con las observaciones.

Ion	λ	Modelo 1 (CELs)		Modelo 2 (RLs)		Observación	
		Alta	Media	Alta	Media	Alta	Media
O II	4075	0.463	0.468	0.519	0.470	0.649	0.721
O II	4651	0.769	0.777	0.860	0.778	0.427	0.441
[Ne III]	3869	121.107	121.737	84.567	97.290	121.650	119.280
[Ne III]	3968	36.499	36.689	25.488	29.322	35.842	33.578
[S III]	6312	1.170	1.183	1.006	0.985	1.226	1.160
[S II]	6716	0.578	0.584	0.553	0.548	0.548	0.561
[S II]	6731	0.988	0.999	0.951	0.943	0.945	0.962
[Cl III]	5518	0.397	0.402	0.363	0.357	0.379	0.416
[Cl III]	5538	0.485	0.490	0.446	0.439	0.521	0.530
[Ar IV]	4711	5.636	5.508	2.920	4.057	4.936	4.761
[Ar IV]	4740	5.676	5.595	3.042	4.224	6.036	5.952
Temperaturas y densidades electrónicas							
$Ne[Ar IV]$	4740/4711	0.999	1.025	1.050	1.041	1.223	1.250
$Ne[Cl III]$	5538/5518	1.219	1.220	1.228	1.228	1.375	1.274
$Ne[O II]$	3726/3729	2.040	2.040	2.060	2.061	2.126	2.029
$Ne[S II]$	6731/6716	1.711	1.711	0.776	0.776	1.724	1.715
$Te[O III]$	4363/4959	0.020	0.019	0.016	0.016	0.017	0.021
$Te[N II]$	5755/(6548+83)	0.015	0.015	0.172	0.173	0.026	0.025
Grado de ionización							
He II/He I		1.017	0.858	0.759	0.759	1.018	0.914
[O III]/[O II]		37.428	37.273	39.150	39.219	46.154	36.136
[S III]/[S II]		0.748	0.747	0.669	0.660	0.821	0.762
^a Perinotto & Benvenuti, 1981							

6.5.1. Abundancias

A pesar de haber utilizado dos perfiles de densidad, se adoptó la misma composición química en ambos. Se partió de la hipótesis de composición química homogénea para las dos regiones estudiadas. Como puede observarse en la Tabla 6.9 el modelo reproduce bien las líneas de recombinación de hidrógeno.

Estimar los errores en las abundancias requiere correr varios modelos cambiando la abundancia de uno de los elementos considerado, manteniendo fijos todos los otros parámetros hasta encontrar los valores para los cuales ya no se reproduce la observación. Se debe repetir este procedimiento para cada uno de los elementos considerados y también tomar en cuenta las variaciones que dichos cambios producen en los valores de N_e , T_e y grado de ionización. Este proceso consume una gran cantidad de tiempo y espacio de almacenamiento por la gran cantidad de modelos producidos. Por lo anterior, se decidió obtener únicamente la abundancia que ajusta mejor la mayoría de las líneas correspondientes a cada elemento sin hacer un análisis detallado de los errores asociados a dicha abundancia.

Para determinar la abundancia de helio se utilizaron doce líneas de recombinación en las dos regiones. Únicamente la línea de He II $\lambda 4339$ no está bien reproducida. Se trata de una línea débil por lo tanto el error en la intensidad observada puede ser grande, por esta razón se buscó el mejor ajuste al resto de las líneas ignorando el efecto en esta. Con este procedimiento se obtuvo $12 + \log N(\text{He})/N(\text{H}) = 11.12$ dex.

La abundancia de carbono fue determinada ajustando las intensidades reportadas por Perinotto & Benvenuti (1981) para las líneas colisionalmente excitadas de C II] $\lambda 2326$, [C III] $\lambda 1907$ y C III] $\lambda 19079$ en el UV. El mejor ajuste para CELs de C se obtuvo con $12 + \log N(\text{C})/N(\text{H}) = 8.75$ dex (Modelo 1). En nuestras observaciones tenemos las líneas de recombinación de C II $\lambda 4267$ y C III $\lambda \lambda 4069$ y 4649 . El mejor ajuste para estas RLs se consiguió con $12 + \log N(\text{C})/N(\text{H}) = 9.40$ dex (Modelo 2).

La abundancia de nitrógeno fue determinada a partir de las líneas prohibidas de [N II] $\lambda \lambda 5755$, 6548 y 6584 . Además, estas líneas son utilizadas como diagnóstico de la T_e en la zona de baja ionización, lo que impone otra restricción observacional al modelo. Las líneas de [N II] se reproducen bien en las dos regiones consideradas con $12 + \log N(\text{N})/N(\text{H}) = 8.12$ dex. La T_e de [N II] se reproduce marginalmente. El modelo produce una T_e más baja que las observaciones. Sin embargo, el valor de T_e observado es más alto a la T_e típica de una nebulosa planetaria (10 000 K). Se obtuvo $T_e = 14\,120$ K en la región Alta y $T_e = 12\,530$ K en la región Media (ver Tabla 6.4). El error en la línea de [N II] $\lambda 5755$ se refleja directamente en la determinación de la T_e . Una mejor determinación de la T_e [N II] observada requiere de espectros con mejor S/N. En el Modelo 2 se obtuvo $12 + \log N(\text{N})/N(\text{H}) = 8.95$ ajustando la línea de recombinación de N III $\lambda 4379$.

La abundancia de oxígeno fue determinada a partir de las líneas de [O II] $\lambda \lambda 3726$, 3729 y [O III] $\lambda \lambda 4363, 4959$ y 5007 . Las líneas de [O II] son también un diagnóstico

de densidad, mientras que las de [O III] permiten conocer T_e ; adicionalmente, el cociente:

$$\frac{[\text{O III}]}{[\text{O II}]} = \frac{I(\lambda 4363) + I(\lambda 4959) + I(\lambda 5007)}{I(\lambda 3726) + I(\lambda 3729)}, \quad (6.16)$$

es un diagnóstico del grado de ionización de la nebulosa. Todos estos parámetros: intensidad de CELs, densidad, temperatura y grado de ionización se reprodujeron con $12 + \log N(\text{O})/N(\text{H})=8.85$ dex (Modelo 1).

En el Modelo 2 se obtuvo $\log N(\text{O})/N(\text{H})=9.15$ dex ajustando las líneas de recombinación de O II $\lambda\lambda 4075$ y 4651 . Este cambio en la abundancia de oxígeno produce una $T_e[\text{O III}]$ más baja en la región Media y una disminución significativa del grado de ionización dado por el cociente [O III]/[O II] en la región Alta (ver Tabla 6.9).

Se obtuvo un buen ajuste de las líneas de [Ne III] presentes en el espectro óptico con $12 + \log N(\text{Ne})/N(\text{H})=8.15$ dex.

El espectro observado presenta dos líneas de [S II] y una de [S III]. El cociente de las líneas de [S II] $I(\lambda 6731)/I(\lambda 6716)$ es un diagnóstico de densidad, mientras que el cociente:

$$\frac{[\text{S III}]}{[\text{S II}]} = \frac{I(\lambda 6312)}{I(\lambda 6716) + I(\lambda 6731)}, \quad (6.17)$$

es otro diagnóstico del grado de ionización de la nebulosa. El mejor ajuste a las intensidades de líneas, densidad y grado de ionización se obtuvo con $12 + \log N(\text{S})/N(\text{H})=6.92$ dex.

El cociente $I(\lambda 5518)/I(\lambda 5538)$ de las líneas de [Cl III] es otro diagnóstico de densidad. Una abundancia de $12 + \log N(\text{Cl})/N(\text{H})=5.18$ dex reproduce bien la densidad y las intensidades de líneas en las dos regiones estudiadas.

Las líneas de [Ar IV] $\lambda\lambda 4711$ y 4740 son líneas débiles. Su cociente es un diagnóstico de densidad. Las intensidades de estas líneas y su cociente están correctamente reproducidos por el modelo dentro de la tolerancia establecida. La abundancia adoptada para el argón fue $12 + \log N(\text{Ar})/N(\text{H})=6.55$ dex.

6.6. Resultados y Discusión

6.6.1. Modelo estelar–nebular unificado

La primera columna de la Tabla 6.10 presenta los 15 parámetros de el modelo estelar–nebular unificado de NGC 7009. La segunda columna presenta un modelo estelar desarrollado por Méndez et al. (1992), utilizando modelos de atmósferas

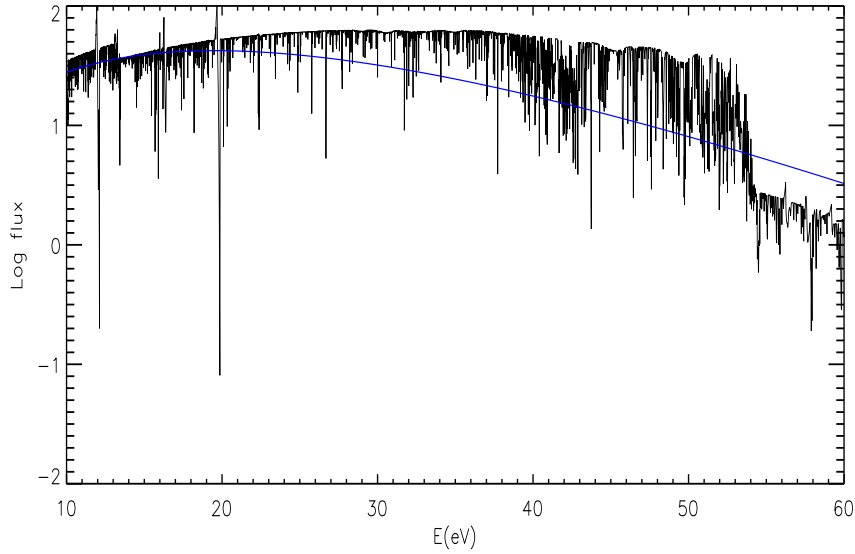


FIGURA 6.14: Comparación del continuo ionizante utilizado en los modelos de fotoionización presentados en la Tabla 6.10. En negro el modelo de atmósfera utilizado en el modelo estelar–nebular presentado en este trabajo. La línea azul representa la fuente de ionización del modelo de Goncalves et al. (2006), un cuerpo negro de temperatura 80 000 K.

nLTE. La tercera columna presenta un modelo nebular desarrollado por Goncalves et al. (2006). La cuarta columna muestra los resultados obtenidos en nuestro modelo estelar–nebular unificado.

La primera parte de la Tabla 6.10 muestra la distancia y los parámetros degenerados con ella: T_{eff} , L , $\log g$ y τ_{kin} . Estos parámetros se obtuvieron simultáneamente utilizando el método descrito en la Sección 6.2. La segunda parte de la Tabla 6.10 presenta 7 parámetros de la estrella y en la tercera parte se presentan tres parámetros de la nebulosa.

El análisis de Méndez et al. (1992) es muy completo e incluye algunos parámetros de la nebulosa. El modelo de Goncalves et al. (2006) hace una descripción tridimensional de NGC 7009 utilizando el código MOCASSIN.

La temperatura obtenida para la estrella en nuestro modelo estelar–nebular unificado coincide con la determinada en los otros trabajos, dentro de las barras de error. El hecho de que la temperatura obtenida en este trabajo sea más alta que en los otros modelos considerados implica también que la gravedad sea mayor. El modelo estelar adoptado indica que la estrella se encuentra muy cerca del límite de Edding-

TABLA 6.10: Modelo estelar-nebular de NGC 7009.

Parámetro	Méndez et al. (1992)	Goncalvez et al. (2006)	Este trabajo
	modelo estelar	modelo nebular	modelo estelar-nebular
T_{eff} (K)	82 000	80 000	$86\,000 \pm 5\,000$
L/L_{\odot}	9 350	3 136	$5\,000 \pm 500$
$\log g$ (cgs)	4.9	...	5.3 ± 0.2
Distancia (kpc)	2.1	0.86	1.45 ± 0.5
τ_{kin} (años)	$4\,200 \pm 1\,000$
R/R_{\odot}	0.3 ± 0.2
M/M_{\odot}	0.66	...	0.81 ± 0.36
$M_{\text{progenitor}}/M_{\odot}$	1.6 ± 0.2
\dot{M} ($M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$)	8×10^{-10}
v_{∞} (km s^{-1})	$2\,650 \pm 150$
<i>clumping factor</i>	0.08
$v \text{ sen } i$ (km s^{-1})	50^a	...	110 ± 20
R_{in} (cm)	...	0.0	4.24×10^{16}
R_{out} (cm)	3.71×10^{-17}	3.88×10^{-17}	2.60×10^{17}
Filling factor	0.18	1.0	0.57

^a Méndez et al. 1988

ton y difícilmente se obtendrán modelos estelares con $T_{\text{eff}}=86\,000$ K, $L=5\,000 L_{\odot}$ y $\log g$ más baja.

Dado que L , d y T_{eff} son parámetros que están degenerados se utilizó el cociente

$$\frac{L}{d^2 T_{\text{eff}}^4} \quad (6.18)$$

para comparar los tres modelos. Con la luminosidad L en L_{\odot} , la distancia d en kpc y la temperatura efectiva T_{eff} en K se obtuvo 4.69×10^{-17} , 1.04×10^{-16} y 4.35×10^{-17} para los modelos de Méndez, Goncalvez y el desarrollado en este trabajo, respectivamente. Se observa que nuestro modelo es equivalente al de Méndez et al. (1988). Estos dos modelos fueron comparados con las observaciones de la estrella. La fuente de ionización en el modelo de Goncalvez es un cuerpo negro. El cociente de la ecuación 6.18 es 4 veces menor para dicho cuerpo negro que para los modelos de atmósferas.

La Figura 5.15 muestra la comparación de dos fuentes de ionización: el modelo de atmósfera calculado con el código CMFGEN, utilizado en nuestro modelo estelar-nebular unificado; y un cuerpo negro con temperatura de 80 000 K, utilizado por Goncalves et al. (2006) en su modelo de fotoionización 3D. Ambos continuos son muy similares para valores de energía $\lesssim 16$ eV. Por lo tanto, ambos modelos reproducen bien las especies con bajo grado de ionización (e.g. [N II], [O II]). Para valores de energía entre los 16 y los 54 eV el modelo CMFGEN tiene un continuo ionizante más alto que el cuerpo negro de 80 000 K. Por lo tanto, El modelo CMFGEN produce intensidades más altas para las especies con alto grado de ionización (e.g. [O III], [Ne III]). Después de los 54 eV el cuerpo negro de 80 000 K provee más fotones ionizantes que el modelo CMFGEN. En consecuencia, el cuerpo negro ajusta mejor la intensidad de las líneas de He II que el modelo CMFGEN aún cuando su temperatura es más baja. Un cuerpo negro es sólo una primera aproximación del continuo de una estrella. Un modelo de atmósfera es una mejor aproximación. En particular nuestro modelo de atmósfera reproduce las observaciones de la estrella por lo que constituye una fuente de ionización aun más realista.

La velocidad de rotación asumida por Méndez et al. (1988) está basada en el análisis de las líneas de He II $\lambda\lambda$ 4200, 4542 y 4686 y $H\gamma$. Con este análisis obtienen un valor mucho más pequeño que el determinado en el presente trabajo. Como se explicó antes, el efecto dominante en las líneas de Balmer es la gravedad y las líneas de He II en el óptico son poco sensibles a cambios en $v \sin i$ (Sección 6.3.3) y también están dominadas por gravedad. Lo anterior hace que este conjunto de líneas no sean las más adecuadas para un estudio de la rotación de la estrella central. El valor de $v \sin i$ determinado en el presente trabajo es más confiable ya que se utilizaron líneas en el óptico y en UV, eligiendo para el análisis líneas sensibles a cambios en la velocidad de rotación.

El modelo desarrollado en este trabajo tiene mayores restricciones observacionales que un modelo puramente estelar o puramente nebular. Esto aumenta la confiabilidad del modelo, aunque no demuestra la unicidad del mismo. En el caso particular de NGC 7009 persisten incertidumbres grandes en la determinación de la T_{eff} , esto se ve reflejado en la incertidumbre en la distancia. En este caso no se puede afirmar que se rompió la degeneración distancia-luminosidad. En la Tabla 6.10 se puede notar que el modelo estelar-nebular unificado de NGC 7009 permitió obtener un mayor número de parámetros estelares y nebulares que los modelos puramente nebulares o puramente estelares.

6.6.2. Composición química de NGC 7009

Las nebulosas planetarias representan la última etapa evolutiva de las estrellas de masa baja (0.8 a 8.0 M_{\odot}). El gas de la nebulosa originalmente era parte de la estrella. Un estudio comparativo de las abundancias en la estrella y la nebulosa puede aportar datos valiosos para entender la evolución de estos objetos. En el estudio de NGC 7009 se compararon cinco conjuntos de abundancias uno de la estrella central y cuatro de la nebulosa.

La Composición química de la estrella se obtuvo a partir del modelo de atmósfera que reproduce las observaciones de la estrella central.

Los cuatro conjuntos de abundancias para la nebulosa son:

- Abundancias obtenidas del estudio semianalítico bajo la hipótesis de temperatura homogénea ($t^2=0.00$).
- Abundancias obtenidas del estudio semianalítico bajo la hipótesis de fluctuaciones de temperatura ($t^2=0.084$ y 0.113).
- Abundancias obtenidas del modelo de fotoionización ajustando las líneas colisionalmente excitadas (Modelo 1).
- Abundancias obtenidas del modelo de fotoionización ajustando algunas líneas de recombinación de C, N y O (Modelo 2).

La Tabla 6.11 compara la composición química obtenida por Goncalves et al. (2006) a partir de su modelo de fotoionización 3D con la obtenida en este trabajo. No se incluyó un conjunto de abundancias estelares porque los pocos modelos estelares desarrollados para NGC 7009 asumen la composición química de la nebulosa y no calculan la de la estrella. No encontramos en la literatura ninguna determinación previa de la composición química de la estrella central de NGC 7009.

La primera columna de la Tabla 6.11 corresponde a los elementos estudiados. La segunda columna muestra los resultados de Goncalves et al. (2006). La tercera y cuarta columna muestran la abundancia promedio de las regiones Alta y Media, obtenida en el estudio semianalítico del gas nebuloso bajo la hipótesis de temperatura homogénea ($t^2=0.00$) y suponiendo fluctuaciones de temperatura ($t^2=0.084$ y 0.113), que es la que asumimos como correcta para la nebulosa. La quinta columna muestra los valores obtenidos a partir del modelo de la estrella central. La sexta columna corresponde al conjunto de abundancias obtenido del modelo de fotoionización ajustando las CELs (Modelo 1). Finalmente, en la séptima columna se enlistan las abundancias obtenidas de modelo de fotoionización ajustando RLs de C, N y O (Modelo 2).

TABLA 6.11: Comparación de abundancias

	Goncalvez et al. (2006)	Este trabajo				
	modelo nebular	estudio semianalítico		modelo estelar	modelo nebular	
		$t^2=0.00$	$t^2\neq 0.00$		CELs	RLs
H	12.00	12.00	12.00	12.00	12.00	12.00
He	11.04	11.13±0.05	11.12±0.10	11.00±0.04	...	11.10
C	8.51	7.70±0.30	8.75	9.40
N	8.30	7.93±0.05	8.12±0.60	8.70±0.37	8.12	8.95
O	8.65	8.79±0.10	9.38±0.54	9.28±0.54	8.85	9.15
Ne	8.03	8.15±0.10	8.86±0.61	...	8.15	...
S	6.95	6.90±0.15	7.61±0.62	8.78±0.62	6.92	...
Cl	...	5.17±0.10	5.83±0.57	...	5.18	...
Ar	6.08	6.37±0.10	7.06±0.59	...	6.55	...
Fe	5.70	7.48±1.10

El modelo de Goncalves et al. (2006) presenta abundancias de He, C, O, Ne y Ar ~ 0.2 dex más bajas que las que determinamos con métodos semianalíticos con $t^2=0.00$ y con el modelo nebuloso ajustando CELs. El caso inverso se presenta en la abundancia de N y S. La abundancia de estos elementos en el modelo de Goncalves et al. (2006) es más alta que en nuestro modelo nebuloso y en el estudio semianalítico con $t^2=0.00$. Excepto por el N y el Ar, las discrepancias entre los dos modelos son inferiores al 50 %. En el caso de nuestro estudio, la abundancia de Ar fue obtenida con líneas débiles y baja S/N, por lo que el error en intensidad, $N_e[\text{Ar IV}]$ y $N(\text{Ar})/N(\text{H})$ puede ser alto. Aumentar el N en el modelo nebuloso produce una $T_e[\text{N II}]$ más baja que lo que nos permiten las observaciones. Nuestro modelo no considera los FLIERs, que emiten principalmente en $[\text{N II}]$. Un estudio más detallado del N debe incluir observaciones detalladas del gas nebuloso en el *rim* y los FLIERs.

La Figura 6.15 muestra la comparación de los distintos valores de abundancia determinados para ocho elementos: He, C, N, O, Ne, S, Cl, y Ar. En el caso del helio se observa que todos los valores de abundancia de He coinciden, dentro de las barras de error.

No se obtuvo una abundancia de carbono para las regiones de la nebulosa debido a la ausencia de líneas observadas de este elemento en el espectro óptico. El modelo estelar indica una abundancia de carbono por debajo del valor solar, mientras que el modelo nebuloso indica un valor por encima del solar. El gas nebuloso está enriquecido en carbono en los dos casos: ajustando CELs o RLs en el modelo de fotoionización.

En el modelo de fotoionización se obtuvo la abundancia de nitrógeno requerida para reproducir la intensidad de la línea de recombinación de N II $\lambda 5679$ y de las líneas colisionalmente excitadas. Se observa que la abundancia ajustada con la línea de recombinación coincide con la de la estrella y la de las dos regiones suponiendo fluctuaciones de temperatura ($t^2=0.084$ y 0.113).

El oxígeno muestra un comportamiento similar al nitrógeno. La abundancia obtenida en el modelo nebuloso ajustando RLs coincide con la del modelo estelar y las de las dos regiones estudiadas cuando se asume $t^2 \neq 0.00$. Las abundancias de O obtenidas a partir de CELs en el estudio semianalítico y en el modelo nebuloso coinciden.

El Ne, Cl y Ar muestran comportamientos similares. La abundancia del modelo de fotoionización coincide con la determinada en las regiones con $t^2=0.00$. No tenemos la abundancia de la estrella para estos elementos. Tampoco se cuenta con líneas de recombinación de estos elementos.

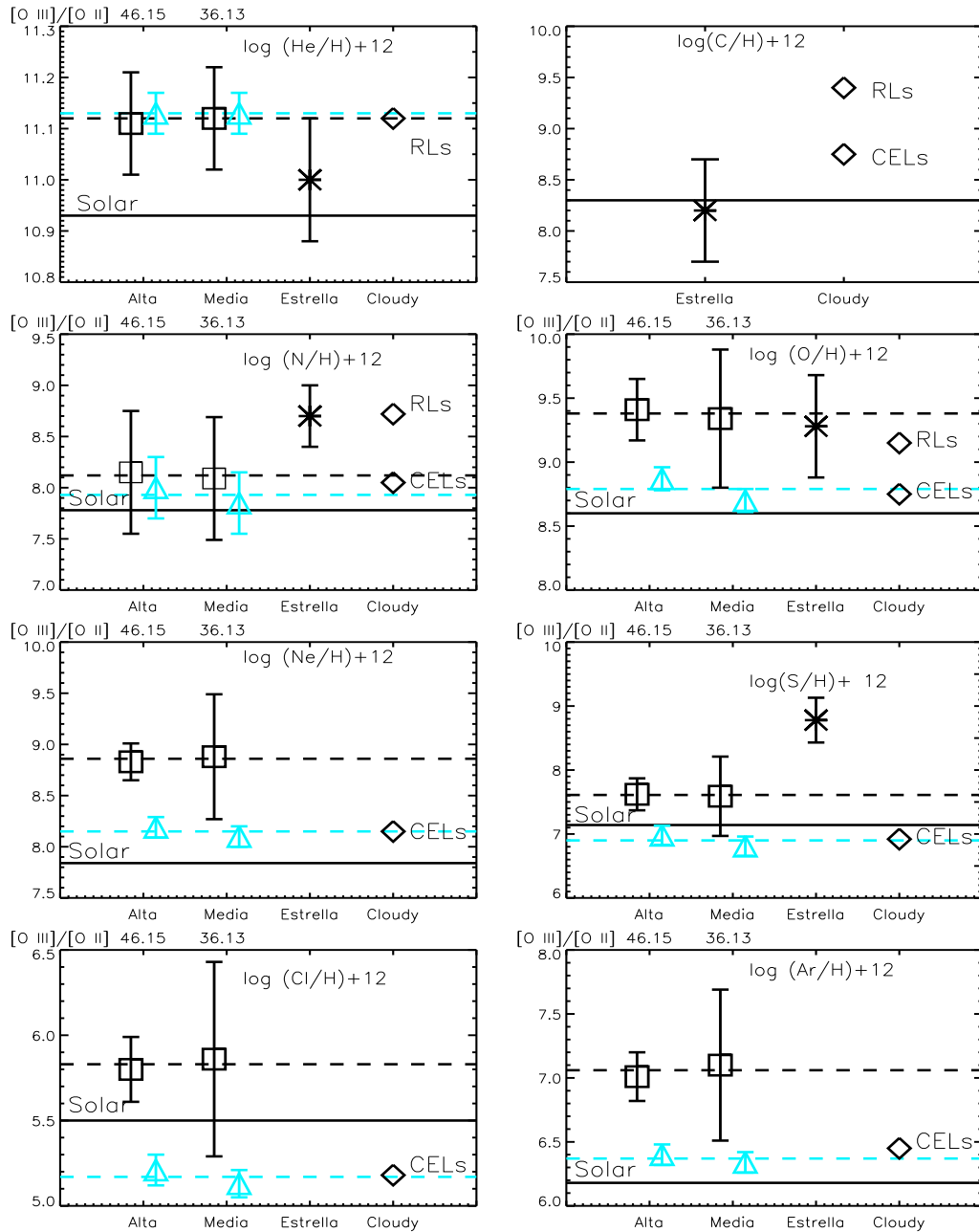


FIGURA 6.15: Comparación de abundancias obtenidas para NGC 7009. Se incluyen los valores de las dos regiones en el estudio semianalítico del gas nebuloso (Alta y Media), el valor obtenido del modelo estelar (Estrella) y el valor obtenido del modelo de fotoionización (Cloudy). Los triángulos corresponden a las abundancias obtenidas suponiendo $t^2=0.00$, los cuadrados corresponden a las abundancias obtenidas suponiendo $t^2=0.084$ y 0.113 para las regiones Alta y Media, respectivamente. Las líneas horizontales representan el valor solar y los promedios con $t^2=0.00$ y $t^2 \neq 0.00$

La cantidad de S calculada en el modelo de la estrella central es significativamente más alto que el que se obtuvo por métodos semianalíticos en las dos regiones estudiadas, aún bajo la hipótesis de fluctuaciones de temperatura. La abundancia del modelo de fotoionización coincide con la determinada en las regiones con $t^2=0.00$.

En la Figura 6.15 se puede observar que las abundancias nebulares de He, N y O obtenidas suponiendo fluctuaciones de temperatura ($t^2=0.084$ y 0.113) coinciden con las de la estrella, dentro de las barras de error. De lo anterior se podría concluir que las abundancias de He, N y O son las mismas en la estrella que en la nebulosa. Sin embargo, la abundancia de N es ligeramente mayor en la estrella que en la nebulosa. Esto indica que la estrella continuaría evolucionando después de eyectar sus capas más externas, por lo tanto, el gas nebular estaría menos enriquecido que la atmósfera de la estrella. El tamaño de los errores no permite diferenciar entre estas dos hipótesis.

En la Figura 6.15 es claro que la abundancia de S en la estrella es mayor que en la nebulosa con cualquiera de los métodos utilizados. El S es el único elemento en el que se aprecia este comportamiento.

Comparando las abundancias en las dos regiones estudiadas se observa que corresponden a composición química homogénea. El modelo de fotoionización incluyó dos perfiles de densidad correspondiendo a dos líneas de visión distintas. Sin embargo, se reprodujeron satisfactoriamente las observaciones asumiendo la misma composición química en ambos modelos. De lo anterior se puede concluir que el gas nebular de NGC 7009 muestra una composición química homogénea en la región central de la nebulosa. Este estudio se debiera ampliar a la región de los FLIERs para determinar si tienen una composición química distinta o la diferencia en las intensidades de algunas líneas se debe solo al distinto grado de ionización de las regiones estudiadas, como se encontró en el caso de NGC 6826.

6.7. Conclusiones

La metodología utilizada para estudiar a la nebulosa planetaria NGC 7009 permitió obtener un modelo estelar-nebular autoconsistente para este objeto. Este modelo unificado permite conocer 15 parámetros de la nebulosa planetaria y su estrella central, más parámetros que en cualquier otro modelo publicado antes para este objeto.

Para determinar la distancia utilizamos un método con la capacidad de romper la degeneración distancia–luminosidad. En el caso de NGC 7009 la incertidumbre en

la temperatura efectiva de la estrella se refleja en la incertidumbre de la distancia. Por lo anterior no se rompió completamente la degeneración distancia–luminosidad para este objeto pero si se logró una reducción significativa en la incertidumbre de la distancia.

A partir del modelo de atmósfera obtenido para NGC 7009 se calcularon las abundancias de He, C, N, O, S, Si y Fe en la estrella central. Este es el primer conjunto de abundancias estelares obtenido para este objeto. Otros trabajos en la literatura asumen las abundancias nebulares para la estrella.

Los parámetros derivados del modelo unificado permiten hacer un estudio comparativo de la composición química en la atmósfera de la estrella y en el gas nebuloso. Se encontró que las abundancias He, N y O de la estrella coinciden con las obtenidas por líneas de recombinación para la nebulosa. También se encontró que las abundancias obtenidas bajo la hipótesis de fluctuaciones de temperatura ($t^2=0.084$ y 0.113) coinciden con las de la estrella. De lo anterior se encuentra que las abundancias de He, N y O son consistentes entre la estrella y la nebulosa. Sin embargo, las determinaciones también son consistentes con una abundancia de N ligeramente mayor en la estrella que en la nebulosa. Esto ocurriría si la estrella continua evolucionando después de eyectar sus capas más externas, por lo tanto, el gas nebuloso estaría menos enriquecido que la atmósfera de la estrella. El tamaño de los errores no permite diferenciar entre estas dos hipótesis.

Capítulo 7

Conclusiones

La metodología utilizada para estudiar a las nebulosas planetarias galácticas NGC 6826 y NGC 7009 permitió obtener un modelo estelar-nebular autoconsistente para cada uno de estos objetos. Este modelo unificado de la nebulosa planetaria y su estrella central permite derivar una gran cantidad de parámetros para cada objeto. A partir del modelo unificado es posible conocer:

- Temperatura en la fotosfera de la estrella central (T_{eff}).
- Luminosidad de la estrella central.
- Gravedad superficial en la fotosfera de la estrella central ($\log g$).
- Distancia a la nebulosa planetaria.
- Edad cinemática de la nebulosa.
- Radio de la estrella central.
- Masa de la estrella central.
- Masa de la estrella progenitora en la secuencia principal.
- Tasa de pérdida de masa de la estrella central (\dot{M}).
- Velocidad terminal del viento (v_{∞})
- Factor de llenado en el viento estelar (*clumping factor*)
- Velocidad proyectada de rotación de la estrella central ($v \sin i$).
- Radio interno y Radio externo de la nebulosa.
- factor de llenado del gas nebuloso.
- Abundancias en la estrella (He, C, N, O, Si, P, S, Fe).
- Abundancias en dos o más regiones de la nebulosa con distinto grado de ionización (He, C, N, O, Ne, S, Cl, Ar, Fe).
- Estructura de densidad de la nebulosa.
- Factores de corrección de ionización.

Como se puede ver en las Tablas 5.11 y 6.10, la cantidad de parámetros obtenidos en los modelos unificados de NGC 6826 y NGC 7009 es mayor que en cualquier otro modelo nebuloso o estelar publicado antes en la literatura para estos objetos.

Este trabajo representa un paso hacia una mejor comprensión de los fenómenos que ocurren en las nebulosas planetarias y sus estrellas centrales. Los modelos unificados obtenidos para los dos objetos estudiados incorporan muchos de los procesos físicos que ocurren en la nebulosa planetaria y su estrella central, tratándolos de forma autoconsistente. La capacidad de los modelos estelares y nebulosos de reproducir en forma más realista los fenómenos que ocurren en estos objetos está directamente relacionada con la capacidad de procesamiento de las computadoras. En el futuro tal vez será posible incorporar otros procesos físicos que actualmente no pueden incluirse fácilmente en un modelo integral.

7.1. Importancia de los modelos unificados

Un estudio unificado nebulosa-estrella central impone mayores restricciones observacionales a los valores que pueden tomar los parámetros del modelo estelar-nebuloso. Esto reduce las incertidumbres y permite una mejor determinación de los parámetros.

En este trabajo se presentó un método con la capacidad de romper la degeneración distancia-luminosidad. Este método se aplicó a dos nebulosas planetarias. A pesar de que en ambos casos se logró una reducción significativa en la incertidumbre de la distancia no podemos afirmar que se rompió la degeneración distancia-luminosidad. En el caso de NGC 6826 la incertidumbre en la velocidad de expansión de la nebulosa se refleja en la incertidumbre de la distancia. En el caso de NGC 7009 la incertidumbre en la temperatura efectiva de la estrella se refleja en la incertidumbre de la distancia.

Es necesario calcular la distancia a otras nebulosas planetarias galácticas con el método presentado en este trabajo. Esto permitirá conocer mejor los alcances y limitaciones del método. Una forma de calibrar el método es aplicarlo a nebulosas planetarias de las que se conozca su paralaje. Esto permitirá saber si realmente se ha roto la degeneración distancia-luminosidad en los dos objetos estudiados.

La retroalimentación modelo estelar-modelo nebuloso permite encontrar un mayor número de parámetros para los objetos estudiados, ampliando nuestro conocimiento acerca de ellos.

7.2. Abundancias nebulares y estelares

Los parámetros derivados del modelo unificado permiten hacer un estudio comparativo de la composición química en la atmósfera de la estrella y en el gas nebuloso.

Existen en la literatura pocos trabajos que determinen la abundancia de una estrella central de nebulosa planetaria. La contaminación por emisión de la nebulosa hace difícil un análisis de este tipo. Generalmente se adoptan para la estrella las abundancias determinadas para la nebulosa. Sin embargo, en la literatura de trabajos nebulares existe la controversia causada por los ADFs que pregunta si las abundancias correctas son las obtenidas por líneas colisionalmente excitadas, líneas de recombinación, o si existen inhomogeneidades químicas. Una aportación importante de este trabajo es la determinación de las abundancias de He, C, N, O, S, Si y Fe de las estrellas centrales de NGC 6826 y NGC 7009.

En los dos objetos estudiados se encontró que las abundancias He, N y O de la estrella coinciden con las obtenidas por líneas de recombinación para la nebulosa. También se encontró que las abundancias obtenidas bajo la hipótesis de fluctuaciones de temperatura ($t^2 \neq 0.000$) coinciden con las de la estrella. De lo anterior se encuentra que las abundancias de He, N y O son las mismas en la estrella que en la nebulosa. Sin embargo, las determinaciones son consistentes con una abundancia de N ligeramente mayor en la estrella que en la nebulosa. Esto ocurriría si la estrella continua evolucionando después de eyectar sus capas más externas, por lo tanto, el gas nebuloso estaría menos enriquecido que la atmósfera de la estrella. El tamaño de los errores no permite diferenciar entre estas dos hipótesis.

En las Figuras 5.17 y 6.15 es claro que la abundancia de S en la estrella es mayor que en la nebulosa sin importar el método utilizado para determinar el S nebuloso. El S es el único elemento en el que se aprecia este comportamiento.

El análisis comparativo de las distintas regiones de las nebulosas estudiadas indica composición química homogénea. Adicionalmente, los modelos de fotoionización reproducen las observaciones suponiendo composición química homogénea. Este trabajo sugiere que las observaciones de NGC 6826 y NGC 7009 se pueden reproducir suponiendo un gas nebuloso de composición química homogénea con fluctuaciones de temperatura, sin recurrir a un modelo de composición química heterogénea.

La metodología desarrollada para el estudio de NGC 6826 y NGC 7009 puede aplicarse a otras nebulosas planetarias galácticas. Ya se cuenta con observaciones del telescopio de 2.1 m del OAN en San Pedro Mártir para otros 7 objetos en los que se

puede hacer un estudio similar al expuesto en este trabajo. El acceso a un telescopio óptico de igual o mayor tamaño que el de SPM en el hemisferio sur puede aumentar el número de objetos. Es importante recordar que este tipo de estudio requiere de los espectros UV de la estrella central para complementar las observaciones en el óptico.

El análisis cuidadoso de las características físicas y las abundancias químicas de una muestra mayor de nebulosas planetarias permitirá llegar a una mejor comprensión de las condiciones del gas nebuloso y de la atmósfera de la estrella, ampliando nuestro conocimiento de estos objetos.

Bibliografía

- [1] Abt, H., Levato, H., & Grosso, M., 2002, ApJ, **573**, 359
- [2] Altner, B., Heap, S.R. & Hubeny, I., 1993, IAUS, **155**, 86
- [3] Amnuel, P. R., Guseinov, O. K., Novruzova, K. I. & Rustamov, I. S., 1985, Ap&SS, **113**, 59
- [4] Asplund, M., Greveese, N. & Sauval, A. J., 2005, ASPCS, **336** *Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*, ed. T. G. Barnes, III & F.N. Bash
- [5] Bagnulo, S., Jehin, E., Ledoux, C., Cabanac, R., Melo, C. & Gilmozzi, R., 2003, ESO Messenger, **114**, 10
- [6] Balick, B., 1987, AJ, **94**, 671
- [7] Balick, B., Hajian, A. R., Terzian, Y., Perinotto, M. & Patriarchi, P., 1998, AJ, **116**, 360
- [8] Barbier-Brossat, M. & Figon, P., *General Catalog of mean radial velocities*, 2000, A&AS, **142**, 217
- [9] Barker, T., 1988, ApJ, **326**, 164
- [10] Barlow, M. J., 1987, MNRAS, **227**, 161
- [11] Barrado y Navascués, D., Stauffer, J. R. & Patten, B., 1999, ApJ, **522**, 53
- [12] Bianchi, L., 1992, A&A, **260**, 314
- [13] Blöcker, T., 1995, A&A, **299**, 755
- [14] Bohigas, J., López, J. A., & Aguilar, L., 1994, A&A, **291**, 595
- [15] Cahn, J. H. & Kaler, J. B., 1971, ApJS, **22**, 319
- [16] Cahn, J. H., Kaler, J. B. & Stanghellini, L., 1992, A&AS, **94**, 399
- [17] Carroll, J. A., 1933, MNRAS, **93**, 478
- [18] Castelli, F., 2005, Mem. Soc. Astron. Italiana Suppl., **8**, 25
- [19] Cristiani, S., Sabbadin, F. & Ortolani, S., 1989, IAU Symp., **131**, 191
- [20] Cudworth, K. M., 1974, AJ, **79**, 1384
- [21] Daub, C. T., 1982, ApJ, **260**, 612
- [22] Ferland, G. J., Korista, K. T., Verner, D. A., Ferguson, J. W., Kingdon, J. B., & Verner, E. M., 1998, PASP, **110**, 761
- [23] Fernández, R., Schwarz, H. E. & Monteiro, H., 2004, ASPC, **313**, 23
- [24] Gaigé, Y., 1993, A&A, **269**, 267
- [25] Garay, G., Gathier, R. & Rodríguez, L. F., 1989, A&A, **215**, 101
- [26] Gathier, R., 1987, A&AS, **71**, 245.
- [27] Gray, D. F., 1976, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*, (New York: Wiley).
- [28] Georgiev, L. & Hernandez, X., 2005, RMAA, **41**, 121
- [29] Georgiev, L. N., Peimbert, M., Hillier, D. J., Richer, M. G., Arrieta, A. & Peimbert, A., 2008, ApJ, **681**, 333
- [30] Goncalves, D. R., Ercolano, B., Carnero, A., Mampaso, A. & Corrado, L. M., 2006, MNRAS, **365**, 1039
- [31] Guerrero, M. A., Villaver, E. & Manchado, A., 1998, ApJ, **507**, 889
- [32] Guerrero, M. A., Gruendl, R. A., Chu, Y.-H., 2002, A&A, **387**, 1
- [33] Hayashi, C., Hoshi, R., & Sugimoto, D., 1962, Prog. Theor. Phys. Suppl., **22**, 1
- [34] Heap, S. R., 1977, ApJ, **215**, 864
- [35] Herald, J. E. & Bianchi, L., 2004, ApJ, **609**, 378

- [36] Hillier, D. J., Lanz, T., Heap, S. R., et al., 2003, ApJ, **588**, 1039
- [37] Hillier, D. J., Miller, D., 1998, ApJ, **496**, 407
- [38] Hubeny, I. & Lanz, T., 1995, ApJ, **439**, 875
- [39] Kingsburgh, R. L. & Armour, M. H., 2001, RevMexAA Serie de Conferencias, **10**, 42
- [40] Kingsburgh, R. L., Barlow, M. J., 1994, MNRAS, **271**, 257
- [41] Korn, A. J., Nieva, M. F., Daflon, S., & Cunha, K., 2005, ApJ, **633**, 899
- [42] Kroupa, I. & Gilmore, G., 1993, MNRAS, **262**, 545
- [43] Kudritzki, R. P. Méndez R. H., 1989, en Torres-Peimbert, S., ed., Proc. IAU Symp. **131**, Planetary Nebulae. Kluwer, Dordrecht, p.273
- [44] Kudritzki, R. P, Urbaneja, M. A. & Plus, J., 2006, IAUS, **234**, 119K
- [45] Kurucz, R. L., 1970, SAO Spec. Rep., **309**, 291
- [46] Kurucz, R. L., 2005, Mem. Soc. Astron. Italiana Suppl., **8**, 14
- [47] Kurucz, R. L. 1993, *A new opacity-sampling model atmosphere program for arbitrary abundances, in Peculiar versus Normal Phenomena in A-type and Related Stars*, M. M. Dworetzky, F. Castelli, and R. Faraggiana, eds., A.S.P. Conference Series, **44**, 87
- [48] Kwitter, K. B. & Henry, R. B. C., 1998, ApJ, **493**, 247
- [49] Lejeune, T. & Schaerer, D., 2001, A&A, **366**, 538
- [50] Levato, H., 1974, PASP, **86**, 940
- [51] Levato, H. & Malaroda, S., 1970, PASP, **82**, 741
- [52] Maciel, W. J., 1984, A&AS, **55**, 253
- [53] Maciel, W. J., 1995, Ap&SS, **229**, 203
- [54] Maeder, A. & Meynet, G. 2000, ARAA, **38**, 143
- [55] Mal'kov, 1997, *Distances an physical parameters of PNe*
- [56] Manchado, A. & Pottasch, S. R., 1989, A&A, **222**, 219
- [57] Massey, P., Parker, J. W. & Garmany, C.D., 1989, AJ, **97**, 107
- [58] Méndez, R. H., Kudritzki, R. P. & Herrero, A., 1992, A&A, **260**, 329
- [59] Méndez, R. H., Kudritzki, R. P., Herrero, A., Husfeld, D., & Groth, H. G., 1988, A&A, **190**, 113
- [60] Meynet, G. 2000, in ASP Conf. Ser. **198**, *Stellar Clusters and Associations: Convection, Rotation, and Dynamos*, ed. R. Pallavicini, G. Micela, & S. Sciortino (San Francisco: ASP), 3
- [61] Meynet, G. & Maeder, A., 1997, A&A, **321**, 465
- [62] Meynet, G. & Maeder, A., 2000, A&A, **361**, 101
- [63] Meynet, G. & Maeder, A., 2000, ARAA., **38**, 143
- [64] Meynet, G. & Maeder, A. 2002, A&A, **390**, 561
- [65] Moreno-Corral, M. A., De la Fuente, E. & Gutiérrez, F., 1998, RevMexAA, **34**, 117
- [66] Morisset, C. 2006, in *Planetary Nebulae in our Galaxy and Beyond*, ed. M. J. Barlow, & R. H. Méndez, IAU Symp., **234**, 467.
- [67] Morisset, C. & Georgiev, L., 2009, A&A, **507**, 1517
- [68] Patriarchi, P., Perinotto, M., Cerruti-Sola, M., 1989, ApJ, **345**, 327
- [69] Pauldrach, A. W. A., Hoffman, T. L. & Méndez, R. H., 2004, A&A, **419**, 1111
- [70] Pauldrach, A., Plus, J., Kudritzki, R. P., Méndez, R. H. & Heap, S. R., 1988, A&A, **207**, 123
- [71] Peimbert, M., 1967, ApJ, **150**, 82.
- [72] Peimbert, M., Costero, R., 1969, BOTT, **5**, 3
- [73] Peimbert, A., Peimbert, M. & Luridiana, V., 2002, ApJ, **565**, 668
- [74] Peimbert, M., Peimbert, A., & Ruiz, M. T. 2000, ApJ, **541**, 688
- [75] Peimbert, A., Peimbert, M., & Ruiz, M. T. 2005, ApJ, **634**, 1056
- [76] Peimbert, M., Peimbert, A., Ruiz, M. T. & Esteban, C., 2004 ApJS, **150**, 431
- [77] Perinotto, M. & Benvenuti, P., 1981, A&A, **101**,88

- [78] Perinotto, M., Cerruti-Sola, M. & Lamers, H. J. G. L. M., 1989, *ApJ*, **337**, 382
- [79] Phillips, J. P., Pottasch, S. R., 1984, *A&A*, **130**, 91
- [80] Plait, P. & Soker, N., 1990, *AJ*, **99**, 1883
- [81] Pottasch, S. R., 1980, *A&A*, **89**, 336
- [82] Richer, M. G., López, J. A., García-Díaz, M. T., Clark, D. M., Pereyra, M., Díaz-Méndez, E., 2010, *ApJ*, **716**, 857
- [83] Richer, M. G., López, J. A., Pereyra, M., Riesgo, H., García-Díaz, M. T., Báez, S. H., 2008, *ApJ*, **689**, 203
- [84] Ruiz, M. T., Peimbert, A., Peimbert, M., & Esteban, C. 2003, *ApJ*, **595**, 247
- [85] Sandin, C., Schönberner, D., Roth, M. M., Steffen, M., Böhm, P. & Monreal-Ibero, A., 2008, *A&A*, **486**, 545
- [86] Sbordone, L., 2005, *Mem. Soc. Astron. Italiana Suppl.*, **8**, 61
- [87] Sbordone, L., Bonifacio, P., Castelli, F., & Kurucz, R. L. 2004, *Mem. Soc. Astron. Italiana Suppl.*, **5**, 93
- [88] Slettebak, A., 1949, *ApJ*, **110**, 498
- [89] Slettebak, A., 1954, *ApJ*, **119**, 146
- [90] Slettebak, A., 1955, *ApJ*, **121**, 653
- [91] Slettebak, A., 1956, *ApJ*, **124**, 173
- [92] Slettebak, A., 1979, *Space Sci. Rev.*, **23**, 541
- [93] Seaton, M. J., 1979, *MNRAS*, **187**, 73
- [94] Shaw, R. A., & Dufour, R. J. 1995, *PASP*, **107**, 896
- [95] Storey, P. J. 1994, *A&A*, **282**, 999
- [96] Storey, P. J. & Hummer, D. G., 1995, *MNRAS*, **272**, 41
- [97] Surendiranath, R. & Pottasch, S. R., 2008, *A&A*, **483**, 519-527, *Stellar Rotational Velocities*, CDS/Cat/III/63B
- [98] Talon, S, Zahn, J. P., Maeder, A., & Meynet, P., 1997, *A&A*, **322**, 209
- [100] Tsamis, Y. G., Barlow, M. J., Liu, X.-W., Danziger, I. J., & Storey, P. J. 2003, *MNRAS*, **338**, 687
- [100] Tsamis, Y. G., Barlow, M. J., Liu, X.-W., Storey, P. J. & Danziger, I. J., 2004, *MNRAS*, **353**, 953
- [101] Uesugi, A. & Fukuda, I., 1982, *Revised Catalogue of Stellar Rotational Velocities* (Kyoto: Univ. Kyoto)
- [102] Vassiliadis, E. & Wood, P. R., 1994, *ApJS*, **92**, 125
- [103] Walborn, N. & Fitzpatrick, E., 1990, *PASP*, **102**, 379
- [104] Weidemann, V., 1989, *A&A*, **213**, 155
- [105] Weinberger, R. & Aryal, B. V., 2004, *ASP Conference Series*, **313**, 112
- [106] Wesson, R. & Liu, X.-W., 2004, *MNRAS*, **351**, 1026
- [107] Wilson, O. R., 1950, *ApJ*, **279**, 293
- [108] Wilson R. E., *Catalogue of Stellar Radial Velocities*, 1953
- [109] Zahn J. P., 1992, *A&A*, **265**, 115
- [110] Zhekow, S. A., Perinotto, M., 1998, *A&A*, **334**, 239