

00386

1



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA
DE MÉXICO

FACULTAD DE CIENCIAS
INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

ESTUDIO ESPECTROSCÓPICO
DE PROTO-NEBULOSAS
PLANETARIAS Y NEBULOSAS
PLANETARIAS JÓVENES

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL GRADO ACADÉMICO DE

DOCTOR EN CIENCIAS (ASTRONOMÍA)

P R E S E N T A

ANABEL

ARRIETA

OSTOS

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

DIRECTOR DE TESIS: DRA. SILVIA TORRES C. DE PEIMBERT



Universidad Nacional
Autónoma de México



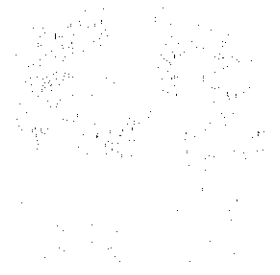
UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

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.

Faint, illegible text at the top of the page, possibly a header or introductory paragraph.



Second block of faint, illegible text in the middle of the page.

Third block of faint, illegible text near the bottom of the page.

REC'D BY
MAY 19 1964

Final line of faint, illegible text at the very bottom of the page.

Índice General

I ESTUDIOS ESPECTROSCOPICOS DE PRE-NEBULOSAS PLANETARIAS 17

1 EVOLUCION DE LA RAMA ASINTOTICA DE LAS GIGANTES A NEBULOSA PLANETARIA 19

- 1.1 Cinco etapas evolutivas 19
 - 1.1.1 Fase en la AGB 19
 - 1.1.2 Fase post-AGB 20
 - 1.1.3 Fase de Proto-Nebulosa Planetaria 20
 - 1.1.4 Fase de Nebulosa Planetaria Joven 21
 - 1.1.5 Fase de Nebulosa Planetaria 21
- 1.2 Estudio espectroscópico de pre-nebulosas planetarias 21

2 OBSERVACIONES Y REDUCCION DE LOS DATOS 23

- 2.1 Selección de la muestra 23
 - 2.1.1 Observaciones 24
- 2.2 Observaciones y reducciones de espectroscopía echelle de todos los objetos de la muestra 24
 - 2.2.1 Reducciones 27
- 2.3 Observaciones y reducciones de imagen directa en luz visible de las nebulosa planetarias bipolares M 2-9 y M 1-91 30
 - 2.3.1 Observaciones 31
 - 2.3.2 Reducciones 32
- 2.4 Observaciones y reducciones de imagen directa en el infrarrojo cercano de la nebulosa bipolar M 2-9 32
 - 2.4.1 Observaciones 32
 - 2.4.2 Reducciones 33

3 CARACTERISTICAS ESPECTRALES DE LOS OBJETOS 35

- 3.1 Clasificación de los espectros 35
 - 3.1.1 Espectro predominantemente estelar 38
 - 3.1.2 Espectro predominantemente nebular 38
- 3.2 Características de la línea $H\alpha$ 39
 - 3.2.1 Perfil central 39
 - 3.2.2 Alas en la línea $H\alpha$ 48
- 3.3 Posición de los objetos en el diagrama color-color de IRAS 48

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

4	OBJETOS CON PERFILES MUY ANCHOS EN LA LINEA DE Hα	53
4.1	Evidencia de perfiles anchos en la línea de H α	53
4.2	Características principales de los objetos	55
4.3	Interpretación de las alas anchas en H α	58
4.3.1	Viento estelar	58
4.3.2	Disco circunestelar	68
4.3.3	Dispersión electrónica	70
4.3.4	Dispersión Raman	73
4.4	Discusión y conclusiones	76
II	TRES NEBULOSAS PLANETARIAS BIPOLARES JOVENES	81
5	NEBULOSAS PLANETARIAS BIPOLARES	83
5.1	Clasificación Morfológica	84
5.2	Características principales de las nebulosas planetarias bipolares	85
5.3	Modelos de colimación en nebulosas bipolares	86
5.3.1	Modelo generalizado de interacción de vientos estelares: sus limitaciones	86
5.3.2	Estrellas binarias y discos de acreción	88
5.3.3	Vientos magnetizados en estrellas con rotación	88
5.4	Algunos ejemplos observacionales	89
6	LA NEBULOSA PLANETARIA JOVEN M 2-9; IMAGEN DIRECTA Y ESPECTROSCOPIA ECHELLE	91
6.1	Observaciones	93
6.2	Lóbulos	94
6.2.1	Imágenes en el Infrarrojo	94
6.2.2	Cinemática de los lóbulos	96
6.2.3	Determinación de la velocidad heliocéntrica del núcleo	98
6.2.4	Resultados	98
6.3	Núcleo de M 2-9	100
6.3.1	Descripción del espectro	100
6.3.2	Extinción Interestelar	104
6.3.3	Condiciones físicas de la región emisora	108
6.3.4	Abundancias	112
6.4	Discusión y conclusiones	113
7	LA NEBULOSA PLANETARIA JOVEN M 1-91; IMAGEN DIRECTA Y ESPECTROSCOPIA ECHELLE	125
7.1	Observaciones	126
7.2	Distancia a M 1-91	126
7.3	Lóbulos	126
7.3.1	Resultados	126

7.3.2	Condiciones físicas de los lóbulos	129
7.3.3	Determinación de la velocidad heliocéntrica del objeto	130
7.4	Núcleo de M 1-91	131
7.4.1	Descripción del espectro	131
7.4.2	Extinción Interestelar	134
7.5	Condiciones físicas de la región emisora	135
7.6	Discusión y conclusiones	136
8	LA NEBULOSA PLANETARIA JOVEN M 1-92	139
8.1	Introducción	139
8.1.1	MWC 650	139
8.1.2	M 1-92	140
8.2	Observaciones	142
8.3	Comparación de los espectros de M 1-92 y MWC 560	142
8.4	Absorciones del Jet	143
8.5	Naturaleza del núcleo en la nebulosa planetaria joven M 1-92	144
8.5.1	Sistema binario	144
8.5.2	Disco de acreción	145
8.6	¿Secuencia evolutiva entre MWC 560 y M 1-92?	145
8.7	Conclusiones	145
9	CONCLUSIONES Y REFLEXIONES FINALES	151
9.1	Parte I: Estudios espectroscópicos de pre-nebulosas planetarias	151
9.1.1	Características espectrales de los objetos de toda la muestra	151
9.1.2	Alas anchas en los perfiles $H\alpha$	152
9.2	Parte II. Tres nebulosa planetarias jóvenes con morfología bipolar	153
9.2.1	M 2-9	153
9.2.2	M 1-91	153
9.2.3	M 1-92	154
A	ESTUDIOS OBSERVACIONALES MULTIFRECUENCIA EN PRE-NP	155
A.1	Radio	155
A.2	Infrarrojo	156
A.3	Optico	158
A.4	Ultra-Violeta	158
B	DIAGRAMA COLOR-COLOR DE IRAS: EVOLUCION DE AGB A NEBULOSA PLANETARIA	161
C	CARACTERISTICAS PRINCIPALES DE LOS OBJETOS CON ALAS MUY ANCHAS EN $H\alpha$	165
C.1	CRL 618	165
C.2	M 2-9	166
C.3	IRAS 17395-0841	168

TESIS CON FALLA DE ORIGEN

C.4 Vy 2-2 168
C.5 IRC +10420 169
C.6 M 1-91 170
C.7 M 1-92 170
C.8 HM Sge 171
C.9 M 3-60 172
C.10 IC 4997 173
C.11 IRAS 20462+3416 174
C.12 Hb 12 175
C.13 Z And 176

Bibliografia 179

UNIVERSITY OF CALIFORNIA
LIBRARY
1980 COPIES

AGRADECIMIENTOS

Antes que nada deseo expresar mi gratitud a la Dra. Silvia Torres quien con su calidad científica y su responsabilidad inquebrantable, dirigió tan vigorosamente este trabajo (aun durante la peor crisis de nuestra Universidad). Su integridad y fortaleza han sido un gran ejemplo en mi formación académica. Agrandezco, sobre todo, su amistad, su generosidad y su paciencia.

Agradezco al Instituto de Astronomía por el apoyo brindado durante mis estudios de posgrado; a la DGAPA por apoyarme financieramente en la realización de este trabajo, con una beca de doctorado, y a través de los proyectos IN100799, IN109696 y IN120198; a CONACyT por apoyarme con los proyectos 25451E y 32594-E. Especialmente agradezco a Silvia Torres, Miriam Peña e Irene Cruz-González a través de las cuales fueron otorgados dichos apoyos.

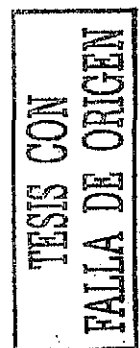
Agradezco al Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir y a todos los que colaboran con su trabajo en el buen funcionamiento de los telescopios y los instrumentos con que fueron obtenidos los datos que se presentan en este trabajo.

A todos los sinodales quienes leyeron cuidadosamente este trabajo e hicieron comentarios que ayudaron a mejorar el contenido de la tesis. A José Franco, Gloria Koenigsberger, Jose Alberto López, Miriam Peña, Alejandro Raga, Wolfgang Steffen y Silvia Torres, gracias por el tiempo invertido.

A Manuel Bautista por realizar los cálculos atómicos en M 2-9 y las discusiones en este objeto. A Leonid Georgiev por el espectro de MWC 560, además por *echarles un ojo* de vez en cuando a M 1-92, M 1-91 y M 2-9, entre otros. Por resolver mis dudas relacionadas con vientos en estrellas. A Guillermo García-Segura y Manuel Peimbert por sus importantes discusiones de temas relacionados con las nebulosas planetarias.

A mi comité asesor: Silvia Torres-Peimbert, Margarita Rosado, Irene Cruz-González y Susana Lizano por su paciencia durante el desarrollo de la maestría y de esta tesis.

A Bertha Vázquez por su cordial ayuda con todos los trámites del posgrado. A los computólogos: Gilberto, Carmelo, Alfredo y Liliana por atender mis problemas computacionales, todo el tiempo urgentes. A Jorge Cantó por haberme convencido de terminar los generales. A Susana Biro, Lorenzo Olguín, Jesús Gonzalez, Leonardo Sánchez, Fernando Angeles y a Carlos Yustis por su asoría en la escritura y la hechura de las figuras de esta tesis. A todo el personal administrativo del Instituto de Astronomía por facilitar la labores en este Instituto, no digo nombres por miedo a omitir alguno.



A Susana por haber traducido tantos textos del español al inglés, y sobre todo, ésta tesis del alemán al español. Por intentar convencerme de no escribir unos agradecimientos cursis.

A Frieder por ser además de *taco de ojo*, taco de mi alma desgastada. Por compartir su familia con la mía; pero sobre todo, porque gracias a él descubrí que tengo memoria del futuro.

A Martha Inés por ayudarme a trazar el camino hacia la *florecita silvestre del campo* (FSC) a tan bajo precio. Pero sobre todo porque sin ella me habrá tomado, al menos, el doble de tiempo terminar la tesis.

A Leonardo y Fabiola por su amistad entrañable. A Galya por sus clases de búlgaro, por los días de compras y los de mascarillas. A Alberto Noriega, Chayo, Armando, Juan y a la familia Noguez-Garrido por tantos años de amistad.

A mis amigos del Instituto: A Lorenzo porqué aunque sea de Sonora es mi hermano, aunque él no quiera (ser de Sonora, ¡claro!). A Maru por su siempre linda y comprensiva manera de ser. A Luis y Carlos por enseñarme que uno más uno puede ser mayor que dos. A Jesús por advertirme de que a las FSC las pisan... "mira como tiemblo...". A Ricardo por ser el mejor compañero de oficina y de desintoxicación. A Vale aunque haya preferido Eva y no Anabel como nombre de tan hermosa beba. A Alberto Nigoche por las quesadillas del ajusco. A Gerardo porqué me está cuidando una oficina para el post-dóc. A Mónica B., Julia, Pepe por tantos años de amistad. A Iqui, Lorena, Pablo, Sandra, Lety, Eva, Mike, Marco, Fernando G., Vladimir, Monica R., Elena, Paola y Javier, Toño P., Mauricio, Paty, Mayra L., Stan, Cecilia C., Almudena, Bárbara, Celene, Antonio R., Yair, Mayra O. y Carlos E. A todos los anteriores por haber sido compañeros de noches de *Lunas llenas*, a los de *La casona*, a los que comieron alitas (¿eso hacían?), a los que compartieron carnes asadas, spas, fiestas, dominós, casinos, sevillanas y hasta karaoke. Porque sin ellos estoy segura de que habría terminado la tesis en la mitad del tiempo y con mucho menos sueño, pero muy probablemente, sin su inestimable amistad. A las *ladies* por hacerme parte de sus comidas mensuales. A Verónica, Alonso, Rodrigo y Alberto, porque nos hacen sentir que pueden dar la vida por nosotros, aunque dos de ellos han estado a punto de quitármela de un golpe.

A mis amigos de Ensenada: A Gaby por sus crepas nocturnas. A Felipe Montalvo por sugerirme aprender a caminar antes de patear. A Toya, Ángela, Gema y Carmela por consentir a mi estómago, y perjudicar mi figura, durante las temporadas de observación. A Gagik por la Burbuja. A Roberto V., Ramón y Eduardo por su compañía en dos importantes etapas de mi estancia en Ensenada.

A Guille por los primeros años de esta tesis. A Leonid por los últimos años de esta tesis. A los dos, por los planes que hicimos, aunque las fuerzas no alcanzaron para realizarlos.

A mis padres por su gran apoyo, cariño y confianza durante tantos años (bueno... ¡no tantos!).

Mamá, el anillo es mío, lo gané a pulso.

Papá, $7 \times 8 = 56$, usé la calculadora.

A mis hermanos: A Martha porque de joven (ya es abuela) dijo que quería ser Astrónoma. A Héctor por su beca al final de mi licenciatura (nunca lo olvido). A Bernardo por acompañarme empistolado en mi primer viaje a la gran ciudad; y porque sé que si lo necesito, lo repetirá con la moto en sentido contrario. A Claudia por su corazón y generosidad de grAAA tamaño. A Bony por ser mi mejor ejemplo de una FSC (después de haber sido la más compleja orquídea). A Manya por su compañía cybernética y madura durante el doctorado. Porque nunca me pidió que le cursara la calle.

A mis sobrinos: Bere, Martha, Héctor, Omar, Claudia, Irenque Alejandro y a Andrea (aunque se caiga), a todos por llenar de cariño mis estancias en Chihuahua, no importa que de dulce las paredes de la casa.

A María por solidaria y comprensiva, por proveerme durante todos estos años de tranquilidad (en varias dosis y presentaciones). A Alita, por todavía incluirme como parte de "sus amores", TQM. A Anita por haber sido la mejor compañera durante mi adolescencia, lástima que a ella ya se le haya acabado. A Marco (¡se llama Ceci!), por mantenerme al día en los temas deportivos, por generoso, tierno, divertido, por ser el ceci-ceci más maravilloso del Universo. A los cuatro por permitirme ser parte de su núcleo familiar.

En primer lugar, quiero agradecer a mi familia, especialmente a mi madre y mi padre, por su amor, apoyo y comprensión durante todo este proceso. Sin ellos, no habría sido posible llegar hasta aquí.

Quiero también agradecer a mis amigos, quienes siempre han estado conmigo en los momentos difíciles y me han dado la fuerza necesaria para seguir adelante. Su presencia y sus palabras me han ayudado a superar muchas dificultades.

Finalmente, quiero agradecer a mi profesor/a, por su paciencia, dedicación y por haberme guiado en este camino. Sus enseñanzas y consejos me han sido de gran utilidad y me han permitido aprender mucho de mí mismo/a.

Este trabajo ha sido un desafío, pero también una gran experiencia que me ha enseñado mucho sobre la perseverancia y la importancia de seguir adelante. Espero que este documento sea de utilidad para quienes estén interesados en este tema.

ABSTRACT

The main motivations for the present investigation are the limited spectroscopic studies of objects in transition from AGB to planetary nebula, and the importance of understanding the mechanisms present in them. The physical, chemical and morphological conditions in a planetary nebula, and thus also in the future of stars like the Sun are determined in phases previous to white dwarf.

The work presented here is divided in two parts, the first consists in characterizing the optical spectrum of objects which are in an evolutionary state between the asymptotic giant branch and planetary nebulae. For this purpose echelle spectroscopy was performed on a sample of 58 objects reported in the literature as future planetary nebulae. Given the properties of the $H\alpha$ line profile, the physical mechanisms present in these objects are discussed. In the second part the dynamic properties of the young bipolar planetary nebulae M 2-9, M 1-91 and M 1-92 are discussed. The dynamic characterization of these objects is achieved with echelle spectroscopy using a long slit placed along the bipolar axis. Direct image optical observations with nebular filters were also done for the planetary nebulae M 2-9 y M 1-91, as well as direct image observations in the near infrared of M 2-9. These observations are discussed relative to the actual wind collimation models for planetary nebulae.

The main results are:

(a) The main spectral properties of objects in the process of becoming planetary nebulae are discussed in terms of the phenomena occurring in the star and the gas ejected by it. This is done mainly using the $H\alpha$ line profile.

(b) Very wide wings are detected in the $H\alpha$ line for 13 of the objects. in 10 of these, this is the first time this is reported. The FWZI are greater than 1000 km s^{-1} . Four mechanisms which could produce the widening of the wings are studied. These are: accretion disks, stellar winds, electronic dispersion and Raman dispersion. For IRAS 20462+3416 a wind with a mass loss rate of $10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ explains the shape and width of the wings. Raman dispersion is the most likely mechanism for producing the wings in the remaining 12 objects.

(c) The presence of highly collimated gas (jet) is confirmed in the planetary nebula M 2-9 based on observation of the lobes of this object. The double peak in the Balmer Hydrogen lines is found to be related to a high optical depth in these lines. In the region near the exciting star a ionization structure is found which shows a dependence of density,

temperature and pressure with the velocity of each ion. This ionization structure is produced within 18 AU in the direction of the equator. Evidence of an expansion wind in a region of this size leads us to think there is not an accretion disk as it is believed in some theoretical models for the formation of planetary nebulae.

(d) We report the existence of highly collimated, high density gas in the lobes of M 1-91. This object also shows properties which are very similar to those of M 2-9: highly collimated gas, high optical depth in the Balmer lines and an ionization structure which can be explained with a wind in the equatorial direction with an inner radius of ~ 16 AU. From these results it can be expected that this object does not present an accretion disk either.

(e) Great similarities are found between the planetary nebula M 1-92 and the symbiotic star MWC 560. Based on these similarities a jet with velocity 700 km s^{-1} is deduced. The binary nature of the object is discussed. We propose that M 1-92 is in a later evolutionary state than MWC 560 and an age difference of 900 years is calculated.

RESUMEN

Las motivaciones principales para la realización del presente trabajo fué la limitada cantidad de estudios espectroscópicos realizados en objetos que se encuentran en la transición de la AGB a nebulosa planetaria, y la importancia de entender los mecanismos que en ellos existen. Esto debido a que las condiciones físicas, químicas y morfológicas de una nebulosa planetaria, y por lo tanto el futuro de estrellas como nuestro Sol, se determinan en fases anteriores a la de enana blanca,

El presente trabajo se realiza en dos partes, la primera consiste en caracterizar el espectro óptico de objetos que se encuentran en algún estado evolutivo intermedio entre la rama asintótica de las gigantes y nebulosa planetaria. Para este fin se hicieron observaciones de espectroscopía echelle en una muestra de 58 objetos que han sido reportados en la literatura como futuras nebulosas planetarias. Se discuten los mecanismos físicos que actúan en estos objetos a partir de las características de los diferentes perfiles en la línea $H\alpha$. En la segunda parte se describen las características dinámicas de las nebulosas planetarias bipolares jóvenes M 2-9, M 1-91 y M 1-92. La caracterización dinámica de dichos objetos se realiza a partir de observaciones con espectroscopía echelle de rendija larga a lo largo del eje bipolar. También se realizaron observaciones de imágenes directas con filtros nebulares en el óptico de las nebulosas planetarias M 2-9 y M 1-91 y observaciones de imagen directa en el infrarrojo cercano de M 2-9. Se discuten las observaciones en términos de los modelos actuales de colimación de vientos en nebulosas planetarias.

Los resultados principales de este trabajo son los siguientes:

(a) Se describen las principales características espectrales de los objetos en proceso de formación de una nebulosa planetaria en términos de los fenómenos que ocurren en la estrella y en el gas expulsado por ésta. Se discute lo anterior principalmente a partir del perfil en la línea $H\alpha$.

(b) Se detectan alas muy anchas en la línea $H\alpha$ de 13 de los objetos de la muestra. En 10 objetos esta es la primera vez que se reportan. Los anchos a potencia cero en esta línea son mayores a los 1000 km s^{-1} . Se estudian cuatro mecanismos que pueden producir el ensanchamiento de las alas. Estos mecanismos son: discos de acreción, vientos estelares, dispersión electrónica y dispersión Raman. Se encuentra que en el objeto IRAS 20462+3416 un viento con una tasa de pérdida de masa de $10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ puede explicar la forma y el ancho de las alas. En los 12 objetos restantes el mecanismo más probable para la producir las alas es la dispersión Raman.

(c) Se confirma la existencia de gas altamente colimado (jet) en la nebulosa planetaria bipolar M 2-9 a partir de las observaciones en los lóbulos de dicho objeto. En el núcleo, se encuentra que el perfil de doble pico en las líneas de Balmer del hidrógeno está asociado a una profundidad óptica alta en estas líneas. En una región cercana a la estrella excitadora se encuentra una estructura de ionización que tiene una dependencia de la densidad, la temperatura y la presión con la velocidad de cada ión. Esta estructura de ionización se produce en una zona interior a 18 AU en la dirección del ecuador. La evidencia de un viento en expansión en una región de este tamaño nos lleva a pensar que no existe un disco de acreción como suponen algunos de los modelos teóricos de formación de nebulosas planetarias bipolares.

(d) Se reporta la existencia de gas de alta densidad altamente colimado en los lóbulos de M 1-91. Además este objeto muestra características muy similares a las de M 2-9: gas altamente colimado, profundidad óptica alta en las líneas de Balmer y una estructura de ionización que se puede explicar a partir de un viento en la dirección ecuatorial con un radio interior ~ 16 AU. De los resultados se espera que en este objeto tampoco exista un disco de acreción en el núcleo que colime el gas eyectado.

(e) Se encuentran grandes similitudes entre la nebulosa planetaria M 1-92 y la estrella simbiótica MWC 560. De estas similitudes se deduce la existencia de un jet con velocidad de 700 km s^{-1} . Se discute la naturaleza binaria del objeto. Se propone que M 1-92 corresponde a un estado evolutivo posterior al de MWC 560 y se estima una diferencia en la edad de 900 años.

INTRODUCCION

1. Nebulosas planetarias dentro del contexto de evolución estelar

En el contexto de la evolución de estrellas de masa baja e intermedia (hasta 8 masas solares) las nebulosas planetarias (NP) conforman uno de los últimos estados evolutivos. La duración de esta fase es extremadamente corta en comparación con el tiempo consumido previamente en lo que la teoría de evolución estelar denomina la *secuencia principal*, y es inmediatamente anterior a la fase de *enana blanca*, estado final al que llegan este tipo de estrellas una vez que el combustible nuclear ha dejado de producir energía.

Inicialmente, las estrellas se forman en el interior de nubes moleculares gracias a una contracción que provoca la producción de reacciones nucleares en su interior. Con estas reacciones se inicia la fase más estable y de mayor duración de la vida estelar en la que el hidrógeno del núcleo se transforma en helio mediante reacciones nucleares. En este momento la estrella se encuentra en la secuencia principal y la duración de esta fase depende fundamentalmente de la masa inicial. Para el caso de una estrella como el Sol, por ejemplo, este tiempo es de 10^{10} años, aunque puede llegar a ser mucho menor para estrellas de masa más elevada o mucho mayor para estrellas de masa menor que la solar.

Una vez que la mayor parte del hidrógeno en el núcleo de la estrella ha sido convertido en helio, la combustión del hidrógeno se produce en una corteza que rodea al núcleo inerte de helio. En este momento la envoltura exterior de hidrógeno se expande enfriándose, y el núcleo de helio se contrae calentándose. A esta etapa evolutiva se le denomina de *gigante roja*. Para el caso de las estrellas de baja masa el núcleo de helio se encuentra en estado degenerado, mientras que las estrellas de masa intermedia ($M \geq 2.3 M_{\odot}$) poseen un núcleo no degenerado. El comienzo de la fase de combustión de helio nuclear se produce de forma explosiva en el caso de las estrellas menos masivas, en lo que se denomina el *flash de helio*, mientras que, en el caso de las estrellas de masa intermedia, la ignición del helio se produce de forma no-explosiva, bajo condiciones de no-degeneración. Durante esta fase las estrellas evolucionan en el diagrama H-R a lo largo de una trayectoria aproximadamente horizontal, en lo que las teorías de evolución estelar llaman la *rama horizontal de las gigantes*.

Finalmente, y en ambos casos, como consecuencia de la combustión del helio nuclear, se desarrolla ahora un núcleo degenerado de carbono y oxígeno, rodeado de una fina capa de combustión de helio. La estrella vuelve a sufrir un proceso similar al producido en la etapa de gigante roja con la expansión de las capas exteriores ricas en hidrógeno y la contracción

del núcleo en lo que se denomina fase de la *rama asintótica de las gigantes* o AGB (por sus siglas en inglés).

Si la estrella tiene menos de $8 M_{\odot}$, la combustión del helio provoca el calentamiento del hidrógeno y el helio en capas diferentes. Cada vez que la combustión del helio comienza se produce un *pulso térmico* que provoca la inestabilidad de las capas exteriores y la aceleración de la tasa de pérdida de masa. Ello produce la expulsión de las capas exteriores de la atmósfera estelar formándose una envoltura circunestelar. La tasa de pérdida de masa se reduce cuando la masa de H en la envoltura tiene un valor por debajo de $10^{-3} M_{\odot}$ (para una masa en el núcleo de $0.60 M_{\odot}$, Schönberner 1983). Entonces la temperatura efectiva de la estrella aumenta también como resultado de la disminución de la masa de H en la envoltura y la estrella comienza a evolucionar hacia el lado azul del diagrama H-R (Figura 1.1). Esta fase dura hasta que la estrella central es lo suficiente caliente ($\sim 30000^{\circ}\text{K}$) para ionizar la nebulosa circunestelar. Esta última etapa es detectable por la presencia de líneas de emisión en el rango óptico o por la emisión de radio continuo. Es en este momento cuando el gas que ha sido expulsado por la estrella de lugar a lo que llamamos *nebulosa planetaria*. Después la temperatura de la estrella central disminuye considerablemente en un corto tiempo a la vez que el material circunestelar se disuelve en el medio interestelar. Ahora el núcleo ya desnudo o *enana blanca* sigue enfriándose lentamente perdiendo luminosidad hasta que deja de ser visible y la estrella muere convirtiéndose en un residuo cósmico inerte y oscuro.

Aunque hace muchos años estas teorías de evolución estelar fueron formuladas y actualmente son comúnmente aceptadas, aún son muchos los interrogantes que permanecen sin respuesta adecuada y abundantes las lagunas que impiden obtener una visión global del proceso evolutivo. Estas lagunas son más pronunciadas cuando se habla de los procesos físicos que ocurren entre las fases de AGB a nebulosa planetaria, donde a veces los modelos teóricos no concuerdan con las observaciones. En otras ocasiones, ni siquiera ha sido posible efectuar comprobaciones observacionales de determinados fenómenos. Una de las motivaciones para la realización de este trabajo fué la escasez de estudios sistemáticos en el óptico de pre-nebulosas planetarias.

En este trabajo se realizan estudios de objetos con estado evolutivo intermedio entre la AGB y la nebulosa planetaria. En la tesis se hace referencia a estos objetos con el término *pre-nebulosa planetaria*. No se emplea el término *proto-nebulosa planetaria* pues Kwok (1993) lo utiliza para describir una fase muy específica dentro de este periodo evolutivo. Se sabe que el tiempo que tarda la transición depende la masa de la estrella en la secuencia principal y se estima entre 10^2 y 10^4 años (Kwok 1993).

2. Esta tesis

El presente trabajo se dividió en dos partes principales: en la primera se describen los estudios realizados con espectroscopía de mediana a alta resolución espectral de 58 pre-nebulosas planetarias. En la segunda parte se estudian con mayor cuidado algunas características de tres nebulosas planetarias jóvenes que muestran morfología bipolar.

Parte I: Estudios espectroscópicos de pre-nebulosas planetarias

A partir de las observaciones de galaxias cercanas se ha estimado que en nuestra galaxia deben existir alrededor de 20,000 nebulosas planetarias (Isaacman 1982). Sin embargo, actualmente solo se conocen unas 1500 (Machado et al. 1996). Por otra parte, de acuerdo con los estudios evolutivos de Schönberner (1983), el tiempo que una estrella evoluciona de la AGB a nebulosa planetaria es igual al 10% del tiempo que pasa en la fase de NP. Lo anterior da poca oportunidad de encontrar objetos en este corto periodo de transición.

Las pre-nebulosas planetarias experimentan una gran diversidad de fenómenos físicos que se manifiestan a diferentes longitudes de onda del espectro. Se han realizado un buen número de estudios en pre-nebulosas planetarias en longitudes de onda ultravioleta, en el infrarrojo y en radio. Sin embargo no existen estudios sistemáticos en el óptico de una muestra grande de objetos que permitan ubicar características comunes que ayuden a comprender los mecanismos que ocurren en las fases previas a la de nebulosa planetaria. Dichas fases sin duda determinan la condiciones físicas, químicas y morfológicas de la futura nebulosa planetaria.

Por lo anterior, en este trabajo se observaron con espectroscopía echelle 58 objetos que han sido reportados en la literatura por estar en alguna fase de transición entre la AGB y la nebulosa planetaria. En el Capítulo 1 se hace una descripción de los procesos físicos involucrados en este tipo de objetos. En el Capítulo 2 se describen las observaciones y las reducciones de los datos obtenidos para el trabajo de toda la tesis. También se describen los criterios con los cuales fueron seleccionados cada uno de los objetos. En el Capítulo 3 se hace la descripción de los espectros observados y una clasificación de los objetos dependiendo de la forma del perfil observado. Se da una interpretación de dichos perfiles en términos de los procesos que están presentes de las fases evolutivas previas a la de nebulosa planetaria. En el Capítulo 4 se estudian trece de los objetos que muestran alas muy anchas en el perfil de H α y se estudian los posibles mecanismos que las producen.

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

Parte II: Tres nebulosas planetarias bipolares

Desde las primeras observaciones de nebulosas planetarias realizadas con placas fotográficas se hizo evidente que no todas comparten una misma morfología. Existe una gran cantidad de estructuras en este tipo de objetos que a grandes rasgos se pueden clasificar como redondas, elípticas y bipolares (ver catálogos de Machado et al. 1996 y Corradi & Schwarz 1993). Al clasificar las NPs por la estructura mostrada se descubrió que las que tienen forma bipolar estadísticamente comparten una serie de características.

En el contexto hidrodinámico se han desarrollado una serie de estudios para encontrar los mecanismos responsables de estas diferencias morfológicas. En los últimos años los expertos en este tema han propuesto diversos mecanismos causantes de la asimetría en las NPs; por ejemplo, existen teorías en las que la presencia de un núcleo binario, el campo magnético y la rotación estelar son factores capaces de causar asimetría de formas distintas.

Por otra parte, la gran mayoría de las imágenes de nebulosas planetarias jóvenes y pre-nebulosas planetarias realizadas en los últimos tiempos muestran morfologías no esféricas. Existen muchos ejemplos de estos objetos jóvenes que muestran estructuras altamente

colimadas, chorros y asas, muchas de éstas con simetría respecto a un punto. Por ejemplo de los resultados del Capítulo 3 de este trabajo, el 70% de las proto-nebulosas planetarias y nebulosas planetarias jóvenes que se han podido resolver muestran morfología bipolar. Esto contrasta con las estadísticas realizadas para nebulosas planetarias evolucionadas.

Se ha propuesto (Morris & Sahai 2000) que los principales agentes que dan lugar a tan complejas estructuras en las NPs operan durante los estados tardíos de la AGB y/o en etapas evolutivas anteriores de la estrella enana blanca. Por lo anterior, el estudio espectroscópico con alta resolución espectral de los núcleos en nebulosas planetarias bipolares jóvenes es de gran importancia pues da una oportunidad única para poder discernir entre las teorías existentes de la colimación de nebulosas planetarias.

Para el estudio de las tres NP bipolares mencionadas anteriormente se realizaron las siguientes observaciones: espectroscopía echelle de M 2-9 y M 1-91 colocando la rendija en la orientación de la bipolaridad y usando una máscara de ~ 80 seg arc (en adelante se hará referencia a este tipo de observaciones como *rendija larga*); espectroscopía echelle usando una máscara de ~ 7 seg arc de la nebulosa bipolar M 1-92 y la simbiótica MWC 560; imagen directa con filtros nebulares del óptico en las planetarias M 2-9 y M 1-92; e imagen directa en el infrarrojo cercano de M 2-9.

En los Capítulos 6, 7 y 8 se estudia el núcleo de tres nebulosas planetarias jóvenes que muestran características muy similares: morfología bipolar, evidencia de jets, alas anchas en la línea H α y perfiles complejos en las líneas más brillantes. Se encuentra evidencia de alta colimación en el gas eyectado de la estrella. Se estudian las condiciones de los núcleos y se discuten en términos de los modelos teóricos existentes (presentados en el Capítulo 5).

Parte I

**ESTUDIOS ESPECTROSCOPICOS
DE PRE-NEBULOSAS
PLANETARIAS**

THE UNIVERSITY OF CHICAGO
LIBRARY

Capítulo 1

EVOLUCION DE LA RAMA ASINTOTICA DE LAS GIGANTES A NEBULOSA PLANETARIA

Una estrella con una masa en Secuencia Principal entre 1 y $8 M_{\odot}$ evoluciona a lo largo de dos fases de gigante roja. En la primera fase quema hidrógeno en un cascarón alrededor de su núcleo de helio. Cuando el helio en el núcleo se enciende la estrella experimenta la fase de rama horizontal. Esta es una fase relativamente corta en la cual ésta se contrae de nuevo y se vuelve azul. Después de que el helio se ha agotado, la estrella regresa a la fase de gigante roja por segunda vez. A esta segunda fase de gigante roja se le llama rama asintótica de las gigantes (ó AGB por sus siglas en inglés).

1.1 Cinco etapas evolutivas

Haciendo un esfuerzo por describir la evolución de la estrella a partir de esta fase de AGB hasta llegar a nebulosa planetaria hemos dividido este período en 5 etapas que se describen a continuación. En esta sección se hace referencia a la Figura 1.1 donde se señala la posición de las estrellas en el diagrama H-R de cada una de las etapas descritas. Como se puede apreciar de la figura una pre-nebulosa planetaria puede tener tipos espectrales que van desde la M a la B y clases de luminosidad entre Ib y IV.

1.1.1 Fase en la AGB

En esta fase la estrella quema hidrógeno y helio en un cascarón sobre un núcleo degenerado. Las estrellas en la AGB se caracterizan por pulsaciones y pérdida de masa alta, hasta de $10^{-4} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, con velocidades de aproximadamente 10 km s^{-1} (Kwok 2000). El viento en esta fase de la estrella es comúnmente llamado *super viento*. En esta etapa las estrellas son rojas y están oscurecidas por sus envolturas de polvo, estas son más brillantes en longitudes de onda del IR cercano que el óptico.

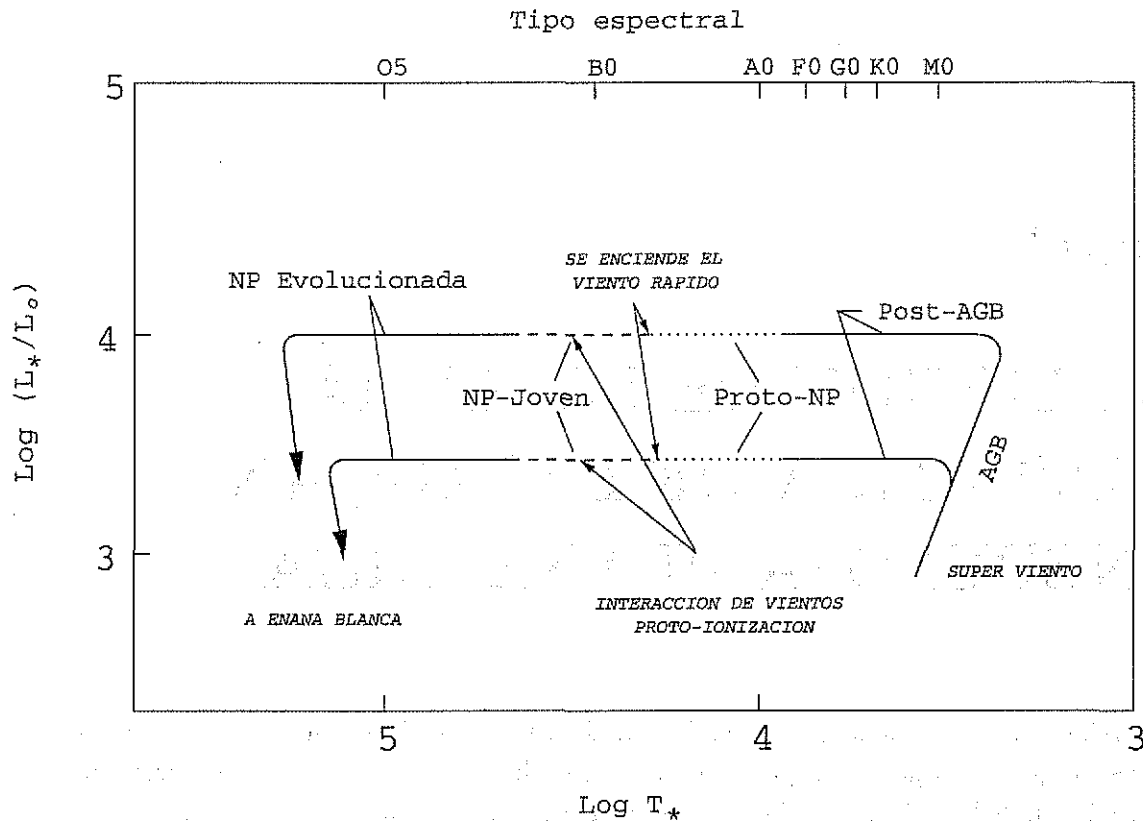


FIGURA 1.1: Diagrama Hertzsprung Russell (H-R) mostrando las trayectorias evolutivas para dos estrellas de distintas masas. Se muestra una posición aproximada de 5 las etapas descritas en este capítulo (Adaptación de la figura reportada por Kwok 1993).

1.1.2 Fase post-AGB

En la estrella AGB aumenta su luminosidad bolométrica, entonces la tasa de pérdida de masa en su superficie se acelera. Este mecanismo de pérdida de masa involucra, no solamente inflación de la atmósfera estelar por choques producidos por las pulsaciones de la envoltura, sino también presión de radiación sobre los granos formados en varias partes de la atmósfera. Eventualmente una remanente estelar que se contrae se desliga del cascarón eyectado que se expande. Las estrellas con masas de 1 a $8 M_\odot$ en la secuencia principal terminarán con una remanente estelar de 0.4 a $0.8 M_\odot$. Las condiciones físicas en esta etapa evolutiva favorecen la formación de moléculas en el material eyectado.

1.1.3 Fase de Proto-Nebulosa Planetaria

Kwok (1993) define esta fase como aquella en la cual la estrella ha detenido su pérdida de masa a gran escala mientras la temperatura efectiva de la estrella sigue aumentando a luminosidad constante. En esta fase la temperatura no es aún lo suficientemente alta como para emitir una cantidad significativa de fotones Lyman que ionicen la remanente de

la envoltura AGB. La fracción de masa nebular en forma molecular relativa a la fracción en forma ionizada depende, entre otros parámetros, de la temperatura superficial de la remanente y de la cantidad de masa en la nebulosa que impida el paso de la radiación a las capas externas del gas.

1.1.4 Fase de Nebulosa Planetaria Joven

La radiación de la estrella comienza a ionizar el material perdido por la AGB; al mismo tiempo la estrella pierde masa a una tasa modesta (menor a $10^{-7} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$) pero a muy altas velocidades (hasta de 3500 km s^{-1}). El viento en esta fase es llamado *viento rápido*.

Kwok (1993) define a una NP joven como una NP con muy alta densidad y gran brillo superficial, implicando una edad dinámica corta (aproximadamente de 10^3 años). En las nebulosas planetarias jóvenes la proporción de gas molecular respecto al gas ionizado es mayor que para el caso de nebulosas planetarias evolucionadas.

Es importante señalar que el tiempo que tarda la estrella central en recorrer el diagrama HR desde las gigantes rojas hasta las estrellas calientes (cruzar el diagrama H-R) no es el mismo en todos los casos. La escala de tiempo para cruzar el diagrama H-R está determinada por la cantidad de hidrógeno que continúa quemándose en las capas superiores de la estrella así como de la tasa de quemado nuclear (\dot{M}_n). Los modelos (Iben 1984; Tylenda 1989) predicen que una remanente estelar con masa baja ($\sim 0.4 M_{\odot}$) cruzará el diagrama H-R en un tiempo $\sim 10^4$ años, mientras que una masiva ($\sim 0.8 M_{\odot}$) lo hará en un tiempo del orden de 10^2 años.

Por otro lado, la expansión de la nebulosa tiene sus propios tiempos dinámicos, con lo cual, una NP con edad dinámica (nebular) corta puede tener una estrella central evolucionada (es decir, de temperatura alta) si la estrella central es masiva, ó viceversa.

1.1.5 Fase de Nebulosa Planetaria.

La interacción entre fases consecutivas de pérdida de masa produce el fenómeno de NP que consiste de una estrella rodeada por un cascarón de gas ionizado expandiéndose. Como el quemado de hidrógeno en las capas superiores se termina, la estrella rápidamente se apaga y comienza a enfriarse. La nebulosa se dispersa en el medio interestelar y queda una enana blanca. La fase de NP es una etapa corta de la vida de una estrella. En este período la estrella es brillante ($10^2 - 10^4 L_{\odot}$) y azul ($T_{eff} = 3 \times 10^3 - 2 \times 10^5 \text{ K}$) y puede ser fácilmente reconocida por el gas ionizado alrededor de ésta. Esta etapa dura entre 10^3 y 10^5 años.

1.2 Estudio espectroscópico de pre-nebulosas planetarias

La clasificación en la sección anterior es un esfuerzo por establecer fronteras entre los diferentes fenómenos que ocurren durante la evolución de una estrella a nebulosa planetaria. En los próximos capítulos se emplean los nombres anteriores para hablar de objetos que cumplen con algunas de las características descritas en esta sección.

[Faint, illegible text, likely bleed-through from the reverse side of the page]

Capítulo 2

OBSERVACIONES Y REDUCCION DE LOS DATOS

En este capítulo se reportan las observaciones que se realizaron para el estudio de esta tesis y se describe el proceso de reducción de los datos obtenidos. Antes se hacen algunas aclaraciones sobre la selección de la muestra.

2.1 Selección de la muestra

No existe un catálogo de pre-nebulosas planetarias, de hecho no existe en la literatura un acuerdo sobre la nomenclatura empleada para distinguir a objetos con unas mismas características. Frecuentemente se asigna un nombre en función de alguna característica observada a una longitud de onda específica. De lo anterior, es común encontrar a un mismo objeto bajo diferentes nombres cuando este ha sido estudiado en varias longitudes de onda del espectro. Algunos ejemplos de los diferentes nombres son: post-AGB, miras, estrellas de carbono, estrellas OH/IR, proto-nebulosas planetarias, estrellas supergigantes de alta latitud, estrellas del tipo 89 Her, estrellas variables del tipo RV Tau o nebulosas planetarias jóvenes. Las características observacionales que definen la membresía a cada una de las clasificaciones anteriores se basan principalmente en longitudes de onda del infrarrojo y radio o en variabilidades fotométricas en el óptico (ver Apéndice A de esta tesis como referencia a dichos estudios). En pocos casos se hace una clasificación a alguno de los grupos anteriores a partir de espectros en el óptico. Es importante mencionar lo anterior para aclarar que la selección de la muestra se hizo a partir de una búsqueda exhaustiva en la literatura de estudios realizados por otros autores. Uno de los objetivos de la primera parte de la tesis es realizar una caracterización del espectro óptico de estrellas en esta etapa de sus vidas. Y que de los resultados que se obtienen en el Capítulo 3 no siempre es posible distinguir entre una pre-nebulosa planetaria de una que no lo es.

Como resultado de la búsqueda en la literatura de pre-nebulosas planetarias, se encontraron alrededor de 130 objetos. También se incluyeron en este estudio algunas estrellas simbióticas pues con frecuencia algunas de éstas han sido relacionadas con diferentes etapas evolutivas previas a la de nebulosa planetaria. De los 130 objetos, se seleccionaron

los que se encuentran en el hemisferio norte y de éstos los más brillantes en luz visible. Seguramente existen sesgos resultado de la forma como fue seleccionada la muestra. Uno evidente es que no estarán presentes en este estudio objetos que se encuentran en la fase de OH/IR debido a que son débiles o invisibles en el intervalo óptico. De resultados arrojados en este estudio no se pretende hacer una estadística cuantitativa, solamente se hará una caracterización espectroscópica de ciertas fases evolutivas.

La Tabla 2.2 muestra los objetos que se observaron con espectroscopía de alta dispersión. En ésta tabla la columna (1) se refiere al objeto con el nombre que usaremos en este trabajo, en la columna (2) se listan otros nombres y la columna (3) es la referencia que lo cita como pre-nebulosa planetaria.

2.1.1 Observaciones

Las observaciones fueron realizadas en el telescopio de 2.1-m de San Pedro Mártir, Baja California. Se usó el espectrógrafo echelle REOSC de resolución espectral $R \sim 18,000$ a $5,000 \text{ \AA}$ (Levine & Chakrabarty 1994) y un detector Tektronix de 1024×1024 pixeles. La combinación del telescopio a $f/7.5$, el espectrógrafo y el detector nos da una resolución espacial de $0.99''/\text{pix}$ y espectral de $10.6 \text{ km s}^{-1}/\text{pix}$. El ángulo de inclinación de la rejilla fué de $353^{\circ}10'$ cubriendo el espectro de 3600 a 6800 \AA en 29 órdenes.

Las observaciones fueron llevadas a cabo en cuatro diferentes temporadas de observación (septiembre de 1995, abril de 1996, junio de 1997 y septiembre de 1997). Se tomaron para cada objeto varias exposiciones con tiempos siempre menores de 20 minutos para evitar llenar de rayos cósmicos la imagen. Las fechas de observación, el tiempo total de integración y las coordenadas de cada uno de los objetos se muestran en la Tabla 2.2.

Para tener resolución espectral comparable en toda la muestra se usó el mismo ancho de la rendija en todos los objetos (igual a $150 \mu\text{m}$). En los objetos puntuales se colocó la rendija en la dirección este-oeste. Para los objetos extendidos con morfología bipolar se orientó la rendija en la dirección de la bipolaridad. Se tuvo especial cuidado de centrar la rendija en la zona nuclear para todos los objetos extendidos.

2.2 Observaciones y reducciones de espectroscopía echelle de todos los objetos de la muestra

Con el propósito de caracterizar el espectro óptico de las diferentes fases evolutivas entre a la rama asintótica de las gigantes y la nebulosa planetaria, se realizaron observaciones de mediana-alta resolución a todos los objetos de la muestra.

Se emplearon máscaras de diferentes tamaños dependiendo de la extensión del objeto. Para los objetos puntuales se colocó una máscara de 0.5 mm (6.7 seg arc). En los objetos extendidos, el tamaño de la máscara dependió de la extensión del objeto cuidando no traslapar los órdenes en el detector.

Objeto	Otros Nombres	Ref.
R And	IRAS00213+3817, SAO 53860, IRC +40009, RAFGL 59	1
EG And	IRAS00415+4024, HD 4174, SAO 36618	10
BS 382	NGC 457, SAO 22191, HD 7927, IRC +60046	12
R Scl	IRAS01246-3248, HD 8879, HR 423, IRC -30015, RAFGL 215	1
IRAS 02143+5852	-	7
IRAS 02528+4350	-	7
IRC +50096	IRAS03229+4721, IRC +50096, RAFGL 489, CIT 5	1
NML Tau	IRAS03507+1115, RAFGL 529, IRC +10050, OH 178.0-31.4	1
CRL 618	IRAS04395+3601, PK166-061, G166.4-06.5, WESTBROOK	1,2,8,9
IRAS 09371+1212	FROSTY LEO	4,8
CIT 6	IRC+30219, RAFGL 1403, IRAS 10131+3049	1,4,5
HD 89353	SAO 178644, IRAS 10158-2844, HR 4049	4,5
HD 105262	IRAS11385-5517, SAO 239288	6
RU Crv	IRAS12323-2033, SAO 180922, IRC -20241	4,5
R Vir	IRAS12359+0715, HD 109914, SAO119509, RAFGL 4157	4,5
RU Vir	IRAS12447+0425, HD 111166, IRC +00224, RAFGL 1579	4,5
HD 112374	IRAS12538-2611, HD 11237, SAO 181244, HR 4912 LN Hya	3,5,8
Me 2-1	IRAS15193-2326, PK 342+27 1, PN G342.1+27.5, Hen 2-126	4
WX Ser	IRAS15255+1944, IRC +20281, RAFGL 1773, CIT 7	4,5
IRAS 15465+2818	RCrB, HD 141527, SAO 84015, HR 5880, RAFGL 4219	3,5
Sn 1	IRAS16185-0009, PK 013+32 1, PN G013.3+32.7	4
M 2-9	IRAS17028-1004, PK010+182, PNG010.8+18.0, BUTTERFLY	9
Na 1	IRAS17102-0312, PK 018+20 1, PN G349.5+01.0	4
NGC 6302	IRAS17103-3702, PK 349+01 1, HD 155520	9
M 2-11	IRAS17173-2857, PK 356+04 1, PN G356.9+04.5	4
IRAS 17395-0841	G017.0+11.1	7
HD 161796	IRAS17436+5003, SAO 30548, RAFGL 5384, V814 Her	2,3,5,8
89 Her	IRAS17534+2603, HD163506, SAO85545, HR6685, RAFGL2028	2,3,5,6,8
IRAS 18062+2410	HD 341617, SAO 85766, BD+24 3337	7
IRAS 18095+2704	OH 53.8+20.2	3,5,8
NGC 6572	IRAS18096+0650, PK 034+11 1, PN G034.6+11.8, HD 166802	14
SwSt 1	IRAS18129-3053, PK 001-06 2, PN G001.5-06.7, HD 167362	9,11
IRAS 18186-0833	PK 021+02 1, MaC 1-12	7
AC Her	IRAS18281+2149, HD 170756, SAO 86134, AGKR 16495	6
M 3-28	PK 021-00 1, PN Sa 3-136	4
Hu 2-1	IRAS18476+2047, PK 051+09 1, PN G051.4+09.6	4,9
NGC 6720	IRAS18517+3257, PK063+131, PNG063.1+13.9, RING	2,9
BS 7193	IRAS18589-0548, HD176678, SAO142931, HR7193, IRC-10483	12
HD 179821	IRAS19114+0002, SAO 124414, RAFGL 2343	3,5,8
IRAS 19154+0809	-	7

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

TABLA 2.1: Lista de objetos observados con el espectrógrafo echelle en este trabajo. La columna (2) lista otros nombres de este objeto y la (3) la fuente que lo cita como objeto en la transición de AGB a Nebulosa Planetaria

Objeto	Otros Nombres	Ref.
Vy 2-2	IRAS19219+0947, PK045-02 1, PNG045.4-02.7, M1-70	2,4,8,11
IRC +10420	IRAS19244+1115, V1302 Aql	2,3,4,5
M 1-91	IRAS19309+2646, PK 061+03 1, PN G061.3+03.6, Hen2-437	13
BD +303639	IRAS19327+3024, PK064+051, PNG064.7+05.0, RAFGL4251	9
M 1-92	IRAS19343+2926, MIN FOOTPRINT	2,3
HM Sge	IRAS19396+1637, PK 053-03 2	4,10
IRAS 19475+3119	HD331319, BD+31 3797, LS II +31 9	8
HD 187885	IRAS19500-1709, SAO 163075, BD-17 5779	3,5,8
M 3-60	IRAS20024+3330	3,7
IC 4997	IRAS20178+1634, PK 058-10 1, PN G058.3-10.9	9,10
IRAS 20462+3416	LS II +34 26, V1853 Cyg	7
CRL 2688	PK 080-06 1, EGG NEBULA	1,2,8
IRAS 22223+4327	-	7,8
SAO 34504	IRAS22272+5435, HD 235858, BD+54 2787, V354 Lac	3,5
BD +394926	SAO72704	6
HB 12	IRAS23239+5754, PK 111-02 1, PN G111.8-02.8	10,11
Z And	IRAS23312+4832, HD 221650, SAO 53146	10
R Aqr	IRAS23412-1533, HD 222800, HR 8992, RAFGL 3136	10

(1) Zuckerman 1978, (2) Knapp 1989, (3) Volk & Kwok 1989, (4) Johnson & Jones 1991, (5) Trammell et al. 1994, (6) Waters et al. 1997, (7) Garcia-Lario et al. 1997, (8) Kwok 1993, (9) Gussie & Taylor 1994, (10) Gutierrez-Moreno et al. 1995, (11) Zhang & Kwok 1990, (12) Hrivnak et al. 1994, (13) Goodrich 1991, (14) Kwok et al. 1997

TABLA 2.1: Lista de objetos observados con el espectrógrafo echelle en este trabajo. La columna (2) lista otros nombres de este objeto y la (3) la fuente que lo cita como objeto en la transición de AGB a Nebulosa Planetaria

Para las nebulosas planetarias bipolares M 2-9 y M 1-91, de las cuales se hablarán en los Capítulos 6 y 7, respectivamente, se emplearon dos diferentes tamaños de máscaras. Una de 6 mm (79.8 seg arc) cubriendo la nebulosa a lo largo de su eje mayor y otra de 0.5 mm (6.7 seg arc) en la misma dirección. Las observaciones de M 2-9 y M 1-91 con la máscara larga se emplean en los estudios de la cinemática de los lóbulos. Mientras que las de máscara corta se usan para estudiar las condiciones físicas del núcleo sin tener el problema de la sobreposición de los órdenes.

Con el objetivo de obtener información de las líneas de la serie de Paschen, se observó la nebulosa planetaria M 2-9 con otro ángulo de la rejilla ($355^{\circ}40'$), cubriendo el espectro de 6450 a 9460 Å en 11 órdenes. Para diferenciar ambos espectros en este trabajo se llama *espectro rojo* al tomado en longitudes de onda de 6450 a 9460 Å y *espectro azul* al de 3600-6800 Å. El ancho y la posición de la rejilla, en el espectro rojo, fueron los mismos que para el azul. El tamaño de la máscara fué de 6 mm (79.8 seg arc). En estas observaciones no se hicieron observaciones con la máscara chica pues los órdenes en estas longitudes de onda no se traslapan. La fecha de observación fué el 25 de abril de 1995 y el tiempo de integración fué de 900 segundos.

Para la calibración en longitud de onda se hicieron cada noche observaciones de la lámpara de calibración de HeAr. Con el propósito de obtener la misma resolución espectral que en los objetos de la muestra, se empleó el mismo ancho en la rendija (150 μm). Se

empleó una máscara de 0.5 mm (6.7 seg arc).

Para la calibración en flujo se observaron estrellas estándares espectrofotométricas del catálogo de Hamuy et al. (1992). Cada noche se observó un promedio de cinco estrellas estándares con alrededor de cuatro exposiciones cada una. El ancho de la rendija varió dependiendo del seeing de la noche, intentando que toda la luz proveniente de la estrella entrara por la rendija. El tamaño de la máscara fue el mismo que para objetos puntuales de la muestra.

Se hicieron observaciones de campos planos y corriente oscura en cada una de las noches de observación.

2.2.1 Reducciones

Los espectros obtenidos se procesaron utilizando el paquete de reducción IRAF¹ usando las tareas contenidas en las paqueterías de echelle y ccdred.

Para el estudio de los núcleos de todos los objetos de la muestra se empleó el procedimiento de reducción tradicional que consiste en: sustracción del bias, aplanamiento de los espectros, extracción del espectro, corrección por luz dispersa, calibración en longitud de onda y calibración en flujo. Dado que existen manuales muy completos que describen cuidadosamente el procedimiento de la reducción (Hamuy & Wells 1989, Peña 1990, Willmarth & Barnes 1994, Valdes 1990, 1992) en esta sección solo se discuten algunos detalles de la reducción.

No fué necesario corregir por luz dispersada, pues el porcentaje de luz fuera de los órdenes fué siempre menor al 1% de la luz dentro de los órdenes.

La extracción de los órdenes se hizo usando un ancho de 10 pixeles (~ 10 seg arc). Para cada noche se hicieron las extracciones primeramente para estrellas estándares pues gracias a su continuo brillante sirven como trazadores de los órdenes de objetos de la muestra con núcleos poco brillantes. Se tuvo especial cuidado en extraer la zona central en nebulosas extendidas. Para estos, primero se encontró la posición del núcleo guiados por las líneas de emisión brillantes y después se hizo el centrado manualmente. Se restó la emisión de cielo en objetos puntuales de manera automática, haciendo la extracción de fondo en una ventana del mismo tamaño que la del núcleo. Para objetos extendidos donde no es posible distinguir la señal del cielo de la de la nebulosa no se restó el cielo. En el caso de la nebulosas extendidas M 2-9 y M 1-91, que se discuten en los capítulos 6 y 7, se tomó en cuenta la emisión del cielo en el momento de la identificación de las líneas ya calibradas en longitud de onda y flujo. Un listado de las líneas del cielo en San Pedro Mártir se encuentra en Marziani (1996).

¹*Image Reduction and Analysis Facility* es un sistema de paqueterías para la reducción y análisis de datos astronómicos, distribuido por NOAO que es operado por AURA, Inc. bajo contrato con la NSF.

Objeto	AR (2000)	DEC (2000)	Fecha Observación	T. Exp. (seg)
R And	00 24 02	+38 34 40	04/9/97	1800
EG And	00 44 37	+40 40 47	26/9/95	280
BS 382	01 20 05	+58 13 54	03/9/97	900
R Scl	01 26 58	-32 32 34	26/9/95	210
IRAS 02143+5852	02 17 58	+59 05 51	03/9/97	1800
IRAS 02528+4350	02 56 11	+44 02 51	04/9/97	1800
IRC +50096	03 26 30	+47 31 48	27/9/95	600
NML Tau	03 53 28	+11 24 20	27/9/95	900
CRL 618	04 42 53	+36 06 53	26,27/9/95	900
IRAS 09371+1212	09 39 54	+11 58 54	23/4/96	3600
CIT 6	10 16 02	+30 34 19	23/4/96	900
HD 89353	10 18 08	-28 59 32	24/4/96	200
HD 105262	12 07 11	+12 59 10	10/6/97	300
RU Crv	12 34 57	-20 50 10	24/4/96	900
R Vir	12 38 30	+06 59 18	23/4/96	1800
RU Vir	12 47 18	+04 08 41	23/4/96	600
HD 112374	12 56 30	-26 27 35	24/4/96	300
Me 2-1	15 22 19	-23 37 29	23/4/96	1800
WX Ser	15 27 47	+19 33 48	24/4/96	180
IRAS 15465+2818	15 48 34	+28 09 24	23/4/96	600
Sn 1	16 21 04	-00 16 13	10/6/97	900
M 2-9	17 05 38	-10 08 27	23,25/4/96	
Na 1	17 12 51	-03 15 55	09/6/97	1200
NGC 6302	17 13 44	-37 06 14	24/4/96	1000
M 2-11	17 20 33	-29 00 38	11/6/97	2400
IRAS 17395-0841	17 42 14	-08 43 22	10/6/97	1500
HD 161796	17 44 55	+50 02 40	07/9/97	600
89 Her	17 55 25	+26 03 00	06/9/97	600
IRAS 18062+2410	18 08 20	+24 10 44	07/9/97	2700
IRAS 18095+2704	18 11 31	+27 05 16	07/9/97	1800
NGC 6572	18 12 06	+06 51 13	09/6/97	60
SwSt 1	18 16 12	-30 52 08	10/6/97	600
IRAS 18186-0833	18 21 21	-08 31 42	10/6/97	1800
AC Her	18 30 16	+21 52 00	10/6/97	300
M 3-28	18 32 41	-10 05 49	23/4/96	300
Hu 2-1	18 49 48	+20 50 43	24/4/96	300
NGC 6720	18 53 35	+33 01 43	10/6/97	600
BS 7193	19 01 41	-05 44 19	09/6/97	60
HD 179821	19 13 59	+00 07 32	11/6/97	300

TABLA 2.2: Lista de objetos observados con el echelle

Objeto	AR (2000)	DEC (2000)	Fecha Observación	T. Exp. (seg)
IRAS 19154+0809	19 17 51	+08 15 06	09/6/97	1800
Vy 2-2	19 24 22	+09 53 55	26/9/95	900
IRC +10420	19 26 48	+11 21 17	27/9/95	1800
M 1-91	19 32 57	+26 52 40	11/6/97	2700
BD +303639	19 34 45	+30 30 59	27/9/95	60
M 1-92	19 36 18	+29 32 49	10/6/97	600
HM Sge	19 41 57	+16 44 40	24/4/96	600
IRAS 19475+3119	19 47 24	+29 28 12	10/6/97	300
HD 187885	19 52 53	-17 01 50	27/9/95	300
M 3-60	20 04 22	+33 38 59	27/9/95	900
IC 4997	20 20 08	+16 43 58	09/9/97	180
IRAS 20462+3416	20 48 16	+34 27 30	02/9/97	1800
CRL 2688	21 02 19	+36 41 38	06/9/97	2700
IRAS 22223+4327	22 24 31	+43 43 03	02/9/97	1800
SAO 34504	22 29 10	+54 51 06	03/9/97	1200
BD +394926	22 46 11	+40 06 27	06/9/97	1800
HB 12	23 26 15	+58 10 54	26/9/95	480
Z And	23 33 40	+48 49 06	26/9/95	900
R Aqr	23 43 49	-15 17 03	27/9/95	1100

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

TABLA 2.2: Lista de objetos observados con el echelle (continuación)

Para calibración de longitud de onda se hizo la extracción de los espectros de la lámpara HeAr. Se usó una función de Chebyshev de orden 6 a lo largo de la dispersión y una de orden 5 perpendicular a ésta. Se consiguió un ajuste en la longitud de onda con precisión ~ 0.2 pixeles, esto equivale a $\sim 2 \text{ km s}^{-1}$ a cualquier longitud de onda. Para determinar la incertidumbre en la longitud de onda en los espectros se midieron las líneas producidas en la atmósfera terrestre y se encontró que su posición concuerda con un error de 5 km s^{-1} . Este valor es mayor que la precisión del ajuste (2 km s^{-1}); la diferencia tiene origen en flexiones mecánicas del espectrógrafo.

Se usaron todas las estrellas estándares observadas de cada noche para conseguir la función de sensibilidad del detector. Una vez obtenida, esta función se usó para calibrar los espectros de cada noche. Se calculó la masa de aire en cada espectro y se corrigió por extinción atmosférica.

Para los objetos M 2-9 y M 1-91 cuya fotometría se reporta en los Capítulos 6 y 7 se tubo un cuidado especial en la calibración del flujo de los espectros. Para probar que la calibración en flujo es confiable se calibraron las estrellas estándares de cada noche y se compararon con el espectro reportado por Hamuy et al (1992). La Figura 2.1 muestra esta comparación para el caso de una estrella estándar (HR 5501) observada la misma noche de observación de M 2-9. La coincidencia entre ambos espectros es buena, la diferencia

es menor al 3%. De esta manera se muestra que las intensidades relativas de las líneas medidas en diferentes órdenes del espectro es confiable. Sin embargo, el ajuste a la función de sensibilidad a las longitudes de onda de las líneas de Balmer del H I es ligeramente más complicado que en el resto del espectro debido a que la línea es muy intensa en estas estrellas. Se estima que debido a este efecto el ajuste de la función de sensibilidad en las líneas de H I puede tener un error de hasta el 10%, el cual será considerado en los estudios de estos objetos. Además para determinar el error en el flujo relativo de las líneas en los objetos M 2-9 y M 1-91 se tomó en cuenta el error debida a la medida de la línea, la cual es consecuencia de la señal a ruido de ésta.

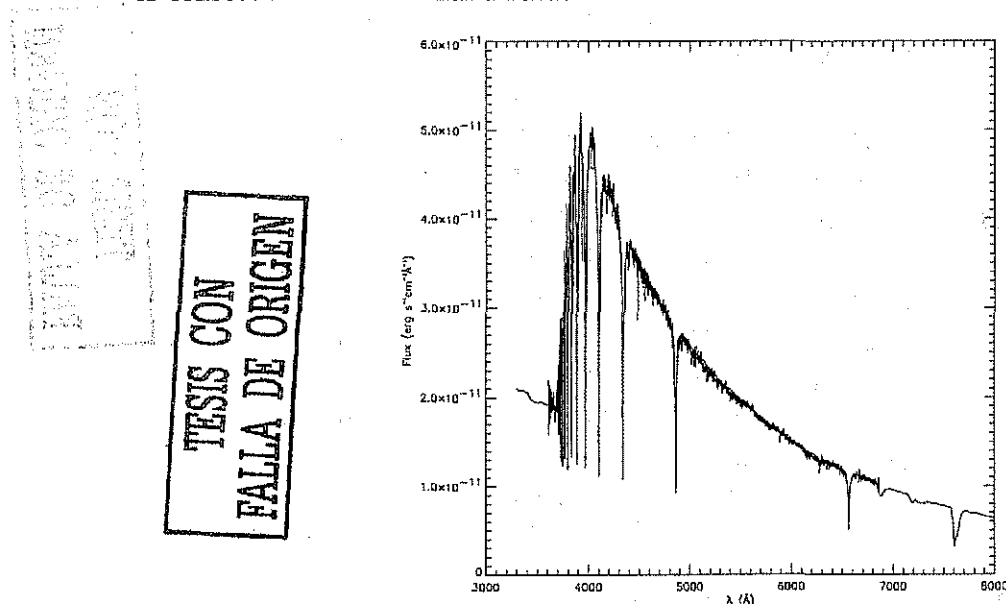


FIGURA 2.1: Espectro azul de la estrella estándar HR5501. Se sobreponen los valores reportados por Hamuy et al. (1992) para la misma estrella. La figura muestra que la calibración en flujo en los 29 órdenes del espectro echelle es adecuada

El método de reducción descrito anteriormente se empleó también en los espectros rojos tomados para la nebulosa planetaria M 2-9.

Para el caso de las observaciones con rendija larga de los espectros obtenidos en los objetos M 2-9 y M 1-91 se calibró en longitud de onda usando la calibración descrita para los espectros de los núcleos. La escala de placa para este equipo se estimó a partir de tamaño proyectado en el detector de las líneas del cielo con diferentes tamaños de máscara.

2.3 Observaciones y reducciones de imagen directa en luz visible de las nebulosa planetarias bipolares M 2-9 y M 1-91

Para comparar la cinemática de los lóbulos obtenidos a partir de los espectros de rendija larga se hicieron observaciones de las nebulosas planetarias bipolares M 2-9 y M 1-91 en imagen directa de luz visible. En esta sección se describen las observaciones, así como el

Filtro	λ_0	$\Delta\lambda$	T.M..	T.L.	M 2-9	M 2-9	M 1-91	M 1-91
	Å	Å	%	%	Fecha	T. Exp.	Fecha	T. Exp.
[O III]	4365	10	47	46	4/06/97	600	-	-
continuo	4772	44	50	-	5/06/97	300	-	-
H β	4871	49	71	70	5,6/06/97	2100	5/06/97	1200
[O III]	5016	51	72	69	5,6/06/97	1500	5/06/97	1200
continuo	5050	50	-	-	4/06/97	600	-	-
[N II]	5759	27	60	59	4/06/97	600	6/06/97	900
He I	5881	32	63	62	4/06/97	600	6/06/97	900
continuo	5954	36	75	-	4/06/97	600	-	-
H α	6564	11	38	36	4,6/06/97	2700	5/06/97	1200
[N II]	6586	11	57	55	5,6/06/97	1800	5/06/97	900
continuo	6650	47	64	-	5/06/97	1200	5/06/97	900
[S II]	6717	10	59	59	5,6/06/97	2400	5/06/97	1800
[S II]	6733	11	65	63	4/06/97	1200	6/06/97	1500

TABLA 2.3: Características de cada uno de los filtros, fechas de observación y tiempos de exposición de las observaciones de imagen directa en luz visible para las nebulosas M 2-9 y M 1-91. Las características en los filtros se refieren a la longitud de onda central, ancho del filtro, transmitancia porcentual en el máximo y transmitancia porcentual centrada en la longitud de onda de la línea observada (Bohigas 1992).

procesamiento de las imágenes.

2.3.1 Observaciones

Las observaciones fueron realizadas durante los días 4, 5 y 6 de junio de 1996 en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, usando el telescopio de 1.5-m de razón focal $f/13.5$. Se usó un CCD Tektronix TK1024AB de 1024×1024 pixeles. La configuración del telescopio y el detector dan una escala de placa de $0.24''/\text{pixel}$. Mediante filtros angostos centrados en las longitudes de onda de algunas líneas importantes, se obtuvieron imágenes con una buena relación señal a ruido. En la Tabla 2.3.1 se reporta la longitud de onda central (λ_0), ancho ($\Delta\lambda$), transmitancia porcentual en el máximo ($\Delta\lambda$) y transmitancia porcentual en la línea ($\Delta\lambda$) para cada uno de los filtros. Esta tabla también reporta las fechas y el tiempo de exposición de las observaciones en las dos nebulosas planetarias.

Se obtuvieron observaciones de campos planos y corriente oscura en cada una de las noches. Los campos planos se realizaron en cada filtro utilizando el brillo del cielo durante el crepúsculo.

2.3.2 Reducciones

Las imágenes se procesaron utilizando el paquete de reducción IRAF. Todo el proceso de depurado de las imágenes que se realizó fué el habitual para este tipo de datos y por ello únicamente se cita cada uno de los procesos, sin entrar en detalles.

El procesado consistió en la sustracción del bias y el aplanamiento de las imágenes. Tanto el bias como los campos planos empleados fueron el promedio de varias observaciones con el fin de conseguir una buena relación de señal a ruido. Se limpiaron las imágenes de rayos cósmicos y se restó la contribución del cielo en cada imagen haciendo promedios de las cuentas en zonas de la imagen donde no hay estrellas. Se alinearon y rotaron las imágenes para conseguir la misma posición y orientación en todas las imágenes y se sumaron las imágenes de un mismo filtro. Para corregir las imágenes por diferencias en el tiempo de exposición, variación de las condiciones fotométricas de la atmósfera, ancho del filtro y transmitancia de éste, se calculó un factor de normalización. El factor de normalización que mejor resultado tuvo fué el obtenido a partir de la fotometría realizada a todas las estrellas del campo. Una vez normalizadas todas las imágenes, se restó el continuo. La calibración del flujo en cada línea se hizo comparando el número de cuentas obtenidas en el núcleo con el flujo obtenido de la espectroscopía echelle en esta misma zona. El seeing resultante de las imágenes, medido a partir de FWHM en objetos estelares del campo, varía entre 0.6-1.1 seg arc.

2.4 Observaciones y reducciones de imagen directa en el infrarrojo cercano de la nebulosa bipolar M 2-9

Con el propósito de comparar la imágenes obtenidas en luz visible de la nebulosa planetaria bipolar M 2-9 se realizaron observaciones en el infrarrojo cercano de este mismo objeto.

2.4.1 Observaciones

Las observaciones se hicieron el 30 de mayo de 1998 en el Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir, usando el telescopio de 2.1-m con una razón focal $f/13.5$. Se empleó la cámara infrarroja CAMILA (Cruz-González et al. 1994a, 1994b). La configuración del sistema consiste de un detector NICMOS 3 de HgCdTe 256×256 pixeles con una respuesta espectral 1-2.5 μm . El sistema proporciona una escala de placa de $0.3'' \text{pixel}^{-1}$. Para las observaciones se empleó un juego de filtros cuyas características se describen en la Tabla 2.4. En esta tabla se reporta también el tiempo total de integración para cada filtro. Como se recomienda para observaciones en el infrarrojo, se alternaron a las observaciones de la nebulosa con observaciones de cielo. Esto con el propósito de extraer la radiación de fondo. Para cancelar la emisión térmica del telescopio se tomaron campos planos del cielo con cada filtro bajo condiciones de alta y baja iluminación.

Filtro	λ μm	$\delta\lambda$ μm	T. Exp. seg
HeI	1.083	0.01	360
Pa γ	1.094	0.01	720
Pa β	1.282	0.12	500
[FeII]	1.644	0.016	480
H ₂ ,v=1-0,S(1)	2.122	0.02	270
H ₂ ,v=2-1,S(1)	2.248	0.024	360
Br γ	2.166	0.02	500
J	1.2	0.28	150
H	1.6	0.27	55
K'	2.26	0.35	38

TABLA 2.4: Características de los filtros de imagen directa infrarroja CAMILA y tiempo de exposición de M 2-9.

2.4.2 Reducciones

Las imágenes presentadas en el Capítulo 6 son la combinación de varias imágenes tomadas con cada filtro. El proceso de reducción para cada imagen consistió en la extracción del bias, corrección por no-linealidad del detector, aplanamiento de las imágenes y sustracción del cielo.

La corrección por no-linealidad del detector se realizó como lo sugiere el manual de CAMILA (Cruz-González et al. 1996). Se emplearon los valores de los parámetros de linealización y "offset" electrónico para cada uno de los cuadrantes reportados en dicho manual. Para el aplanamiento de las imágenes se combinaron separadamente los campos planos de alta y baja iluminación de cada filtro. La diferencia entre estas dos imágenes se restó tanto a imágenes del objeto como del cielo. Para corregir por la radiación de fondo se combinaron todas las imágenes tomadas en posiciones cercanas al objeto. La cancelación de la contribución de estrellas en el cielo se hizo usando un filtro de mediana.

Se alinearon y rotaron las imágenes para conseguir la misma posición y se sumaron las de un mismo filtro.

Capítulo 3

CARACTERÍSTICAS ESPECTRALES DE LOS OBJETOS

En este capítulo se reportan las características generales de los datos tomados con el espectrógrafo echelle de los objetos de la muestra. Se describe la naturaleza de los perfiles en la línea H α . Se clasifican dependiendo de sus rasgos principales y se discuten en términos de su estado evolutivo. Con ayuda del diagrama color-color de IRAS se discuten los diferentes estados evolutivos en función de las cáscaras de polvo que los rodean. nu0

3.1 Clasificación de los espectros

Se buscó el tipo espectral de todos los objetos para relacionarlo con las características de los perfiles en la línea H α . Dado que, tanto el tipo espectral como la clase de luminosidad, varía de autor a autor, en este trabajo se reporta la clasificación espectral tomada de la base de datos SIMBAD¹. Esta información se reporta en la columna (2) de la Tabla 3.1. Es importante notar que algunos de los objetos han sido clasificados como super gigantes. Esto contradice a los modelos de evolución de estrellas de 1 a 8 M_{\odot} (ver por ejemplo, Schönberner 1987) que predicen que no es posible obtener luminosidades tan altas. En este trabajo no se discutirá esta discrepancia pues no es de importancia para los resultados de esta tesis.

Los espectros en luz visible tomados para este trabajo con el echelle a los diferentes objetos de la muestra exhiben características muy diversas. Mientras que unos aparecen como estrellas frías gigantes de tipo Mira, otros muestran claramente espectros típicos de nebulosas planetarias. Intermedio a estos dos extremos evolutivos se pueden distinguir en la muestra objetos con características muy diversas. Para su descripción en esta sección se separan los objetos con espectro predominantemente estelar de aquellos con espectro de tipo nebuloso. La Tabla 3.1 resume esta información. Las columnas (3), (4) y (5) indican diferentes características de los objetos que tienen continuo estelar brillante, mientras que la columna (6) indica los objetos que muestran un espectro de tipo nebuloso.

¹Base de datos operada por CDS, Strasbourg, Francia

TABLA 3.1: Resumen de las características espectrales de los objetos de la muestra.

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
Me 2-1	?				A	emis		E ³	NP
Sn 1	?				A	emis		E ⁵	NP
Na 1	?				B	emis		R ⁴	NP
NGC 6302	?				A	emis		B ⁷	NP
M 2-11	?				A	emis		E ¹	NP
IRAS 17395-0841	?				A	emis	+		NP
NGC 6572	O				A	emis		R ¹	NP
IRAS 18186-0833	?				A	emis			NP
M 3-28	?				A	emis		B ⁴	NP
Hu 2-1	?				A	emis		B ⁸	NP
NGC 6720	?p				B	emis		E ⁴	NP
IRAS 19154+0809	?				B	emis			NP
Vy 2-2	Be				B	emis	+	B ¹⁰	NP
HB 12	?				A	emis	+	B ¹⁰	NP
IRAS 18062+2410	B1IIIpe		+		B	emis			NP
SwSt 1	WC		+		A	emis	+		NPWC
BD +303639	WC		+		A	emis	+	R ¹⁰	NPWC
R Aqr	M7IIpevar	+	+	+	A	emis		B ⁶	simb
R And	Se	+	+	+		emis			simb
R Scl	CII	+	+	+		emis			carb.
IRC +50096	C	+	+	+		emis			carb.
CRL 618	B0				B	dob	+	B ⁷	NP
M 2-9	Be				A	dob	+	B ¹	NP
M 1-91	Be				A	dob	+	B ¹	NP
M 3-60	B				B	dob	+		NP
IC 4997	?				A	dob	+	B ⁷	NP
M 1-92	B0.5IV		+		B	dob	+	B ²	NP
HM Sge	M	+	+	+	A	dob	+	B ⁹	simb
Z And	M6.5	+	+	+	B	dob	+		simb
EG And	M2IIIe	+	+	+		dob			simb
89 Her	F2Ibe		+			PCyg			PAGB
AC Her	F4Ibpar		+			PCyg			PAGB
IRAS 20462+3416	B1.5Ia		+		B	PCyg	+		NP
IRAS 02528+4350	A		+			comp			PAGB
BS 382	F0Ia		+			comp			PAGB

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
IRAS 02143+5852	A		+			comp			PAGB
HD 89353	B9.5Ib-II		+			comp			PAGB
HD 105262	B9		+			comp			PAGB
HD 112374	F3Ia		+			comp			PAGB
HD 161796	F3Ib		+			comp		B ¹²	PAGB
IRAS 18095+2704	F3Ib		+			comp			PAGB
HD 179821	G5Ia		+			comp			PAGB
IRAS 19475+3119	F3Ib		+			comp			PAGB
HD 187885	F2/F3Iab		+			comp			PAGB
IRAS 22223+4327	G0Ia		+			comp			PAGB
SAO 34504	G5Ia		+			comp			PAGB
BD +394926	B8		+			comp			PAGB
CRL 2688	F5Iae		+	+		comp		B ⁷	PAGB
IRC +10420	F8Ia		+	+		comp	+	B ¹¹	PAGB
IRAS 09371+1212	M4	+	+			abs		B ¹	mira
RU Crv	M2	+	+			abs			mira
CIT 6	C		+			abs			carb.
IRAS 15465+2818	G0Iab:pe		+	+		abs			carb.
BS 7193	K1III		+			abs			carb.
NML Tau	M6me	+	+						mira
R Vir	M4.5IIIe	+	+	+					mira
RU Vir	Rpevar	+	+						mira
WX Ser	M8.5	+	+						mira

¹ Este trabajo ²Trammell & Goodrich (1996) ³Górny et al. (1997) ⁴Machado et al. (1996) ⁵Stanghellini et al. (1993) ⁶Corradi & Schwarz (1995) ⁷HST Archive ⁸Zhang & Kwok (1998) ⁹Corradi et al. (1999) ¹⁰Sahai & Trauger (1998) ¹¹Jones et al. (1993) ¹²Skinner et al. (1994)

TABLA 3.1: Resumen de las características espectrales de los objetos de la muestra (ver secciones 3.1 y 3.2). Las columnas se refieren a la siguiente información: (1) nombre del objeto, (2) tipo espectral, (3) evidencia de continuo estelar y bandas moleculares, (4) evidencia de continuo estelar y líneas atómicas en absorción, (5) evidencia de continuo estelar y líneas permitidas en emisión (las líneas prohibidas están ausentes), (6) evidencia de espectro nebuloso (A=alto grado de ionización, B=bajo grado de ionización), (7) clasificación de perfil en la línea H α , (8) evidencia de alas extendidas en la línea H α , (9) morfología del objeto (B=bipolar, E=elíptica, R=redonda), (10) clasificación dada al objeto. El símbolo + indican la evidencia positiva.

3.1.1 Espectro predominantemente estelar

Continuo y líneas en absorción

La evidencia del continuo estelar, o la ausencia del mismo, es uno de los rasgos que más sobresalen en los espectros de los objetos de la muestra. Lo anterior depende de que tipo de radiación es la que domina el espectro: las líneas en emisión o el continuo. En ausencia de líneas en emisión el espectro es dominado por un continuo y líneas de absorción correspondientes a la temperatura de la estrella con un enrojecimiento producido por una cáscara de polvo formada durante la fase del superviento.

Algunos de los objetos que muestran el continuo estelar presentan bandas moleculares de TiO, C₂, CN, y CH características de estrellas frías con tipos espectrales M, C y S (Tabla 3.1 columna 3). Ocho de los objetos con bandas moleculares además muestran líneas en emisión. Estos objetos se pueden clasificar en dos grupos. En el primero las líneas de emisión son las líneas de resonancia H y K del CaII y la línea H α , estas estrellas son conocidas como estrellas de carbono, son estrellas frías y la existencia de líneas de emisión son indicadores de actividad cromosférica. En la muestra encontramos 3 de estos objetos: R Scl, IRC+50096 y R Vir. En el segundo grupo las líneas en emisión son prácticamente las mismas que se encuentran en nebulosas planetarias, lo que indica la presencia de una envolvente de baja densidad ionizada y de alta medida de emisión. Este grupo de objetos son estrellas simbióticas, las cuales están compuestas de una estrella fría de tipo espectral M y otra caliente más evolucionada que produce la ionización del gas que las rodea. En la muestra encontramos 5 objetos de este tipo: R And, EG And, HM Sge, Z And y R Aqr.

Se encontraron 17 objetos con características de estrellas gigantes con tipos espectrales B, A, F y G. Sus espectros muestran un continuo brillante y líneas de absorción principalmente de hidrógeno. Gran parte de estos objetos muestran una componente débil en emisión en la línea H α .

Continuo y líneas en emisión

En 2 objetos se encontraron líneas permitidas en emisión de baja ionización (Fe II y Si II), sobrepuestas a un continuo estelar. La ausencia de líneas prohibidas en sus espectros indica que la emisión proviene de un gas de alta densidad que rodea una estrella que no ha alcanzado la temperatura suficiente para ionizar el gas ($T_{eff} \lesssim 35000$ °K). Los objetos con estas características son IRC+10420 y CRL 2688. Sus tipos espectrales son F8Ia y F5Iae respectivamente. Ambas muestran emisión extendida de una cáscara de polvo reflectora y son indicio de un grado evolutivo inmediato anterior al de nebulosa planetaria.

3.1.2 Espectro predominantemente nebuloso

En esta clasificación entran los objetos que muestran un espectro de emisión sobre un continuo débil o no detectable. Estos espectros muestran líneas prohibidas ([N II], [O II], [S II] [O III], entre otras) y permitidas (H I, He I principalmente). El grado de ionización del gas varía de objeto a objeto. Dada la manera de selección de la muestra, gran parte de los objetos muestran bajo grado de ionización o un espectro en emisión más

pobre que el de una nebulosa planetaria evolucionada. El grado de ionización está correlacionado con la temperatura de la estrella central. De tal manera que estrellas de baja temperatura no serán capaces de producir líneas de [O III], por ejemplo. Es el caso de las pre-nebulosas planetarias CRL 618, Na 1, Vy 2-2, IRAS 17395-0841, IRAS 19154+0809, IRAS 18062+2410, IRAS 20462+3416, M 3-60, M 1-92, NGC 6720 y la estrella simbiótica Z And. Por el contrario, las nebulosas planetarias Me 2-1, Sn 1, NGC 6302, M 2-11, NGC 6572, IRAS 18186-0833, M 3-28, Hu 2-1, Hb 12 SwSt 1, BD+303639, M 2-9, M 1-91, IC 4997 y las estrellas simbióticas HM Sge y R Aqr presentan un espectro más parecido al de una nebulosa planetaria evolucionada.

Para que se produzcan las líneas prohibidas se requieren densidades relativamente bajas $\sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$. Por lo tanto la presencia de estas líneas en los objetos de esta clasificación nos indica que ha disminuido la densidad del cascarón de gas y polvo circunestelar como resultado de su expansión.

En la columna (6) de la Tabla 3.1 se indican los objetos que muestran emisión nebulosa. En esta columna se hace diferencia entre el alto (A) o bajo (B) grado de ionización.

3.2 Características de la línea $H\alpha$

Gracias a la abundancia del átomo de hidrógeno y a la alta probabilidad de transición de la línea $H\alpha$, ésta línea es el rasgo más común en toda la muestra. La línea $H\alpha$ exhibe características muy diversas en los objetos de la muestra. En algunos objetos la línea muestra un perfil simple en absorción o emisión, en otros los perfiles son mucho más complejos y sugieren una superposición de diferentes componentes. Sobrepuestos al perfil central algunos objetos además exhiben perfiles anchos en esta línea.

3.2.1 Perfil central

Basados en la forma de la parte central de la línea $H\alpha$ se han clasificado los perfiles en 5 grupos que se describen a continuación. En algunos casos se usó también la línea $H\beta$ para distinguir entre una clasificación y otra pues $H\alpha$ mostraba características de dos clasificaciones.

Perfiles en emisión de una sola componente (emisión simple)

Los objetos en esta clasificación muestran (a esta resolución espectral) una sola componente en la línea $H\alpha$ en emisión. La línea es intensa y está sobrepuesta, en la mayor parte de los casos, a un continuo débil (Figura 3.1). El perfil puede ajustarse satisfactoriamente con un perfil gaussiano. La Tabla 3.2 muestra los anchos a potencia media (FWHM) en unidades de km s^{-1} y estos tienen un valor entre 17 y 64 km s^{-1} . El ancho reportado en esta tabla se ha corregido por el ancho instrumental.

Con este tipo de perfil se encontraron 21 objetos. De estos, 17 son nebulosas planetarias, dos de éstas tienen núcleo de Wolf-Rayet (SwSt 1 y BD+30 3639). También hay dos estrellas simbióticas (R Aqr y R And) y dos estrellas de carbono (R Scl e IRC+50096)

El origen de los perfiles $H\alpha$ es nebuloso, excepto en el caso de las estrellas de carbono donde la línea $H\alpha$ proviene de actividad cromosférica.

Se conoce la morfología de 13 de los objetos en esta clasificación, de los cuales 6 son bipolares, 4 son elípticas y 3 redondas.

TESIS CON FALLA DE ORIGEN

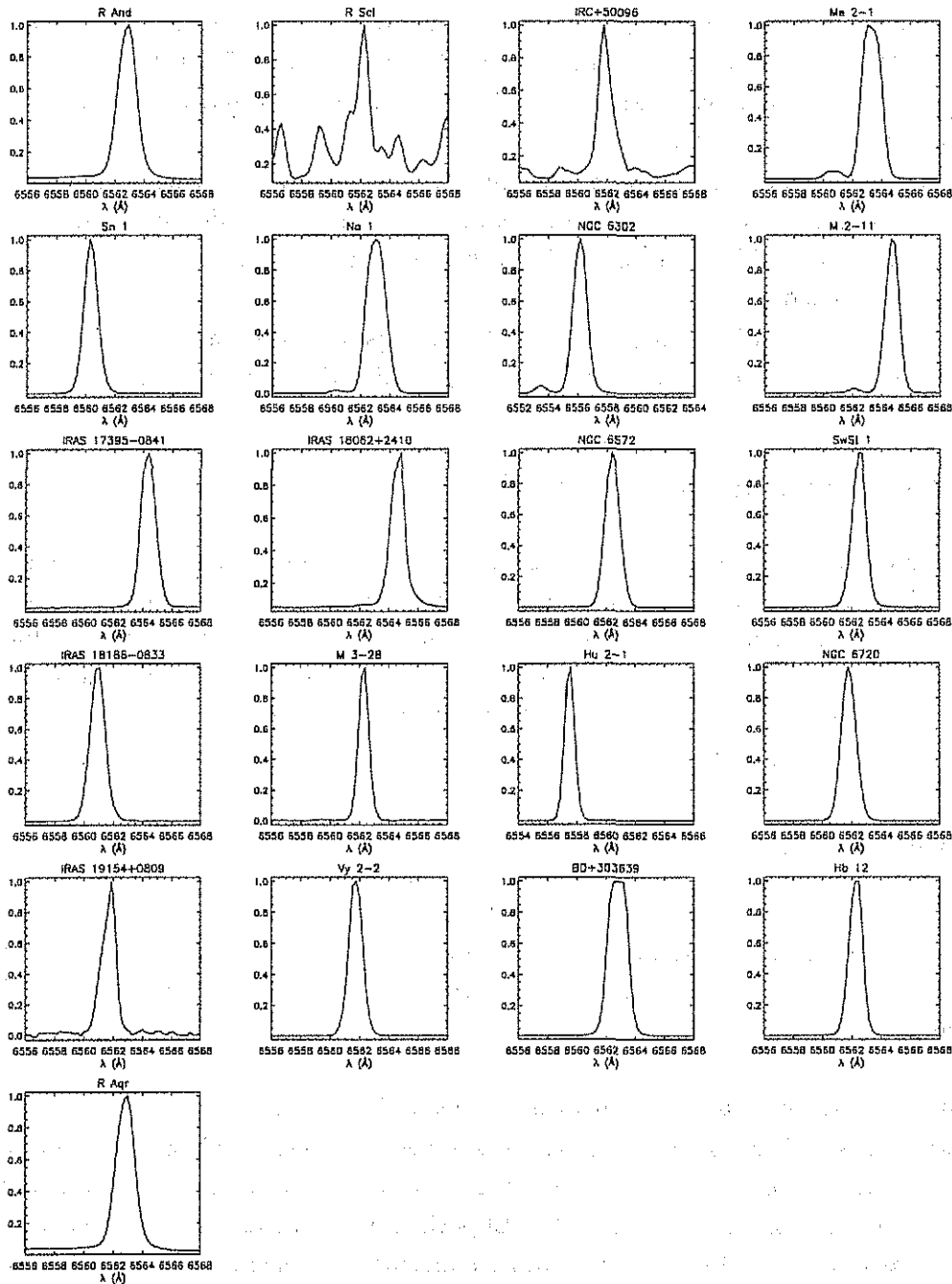


FIGURA 3.1: Perfiles simples de $H\alpha$ en emisión

Objeto	FWHM(H α) km s $^{-1}$
Me 2-1	62
Sn 1	37
Na 1	54
NGC 6302	49
M 2-11	25
IRAS 17395-0841	34
NGC 6572	28
IRAS 18186-0833	37
M 3-28	31
Hu 2-1	35
NGC 6720	64
IRAS 19154+2410	46
Vy 2-2	46
HB 12	42
IRAS 18062+2410	35
SwSt 1	17
BD+30 3639	63
R Aqr	60
R And	60
R Scl	54
IRC+50096	46
IRAS 15532-4210	243

TABLA 3.2: Ancho a potencia media de las líneas H α que muestran emisión simple.

Perfiles de doble pico

Los objetos en esta clasificación muestran las línea de H α en emisión y para ajustar el perfil es necesario suponer dos componentes a diferente velocidad. La línea H α en los objetos de esta clasificación es más ancha que para el caso de los objetos con perfiles simples. La separación en velocidad entre los dos picos de los perfiles dobles se reporta en la Tabla 3.3, la cual también reporta el cociente entre los flujos de las dos componentes. Se encontró en todos los objetos que en la línea H α el pico más brillante se encuentra corrido al rojo y el menos brillante al azul (Figura 3.3).

De los 9 objetos en esta clasificación, 6 son nebulosas planetarias y 3 estrellas simbióticas. Todos los objetos de los cuales se les conoce la morfología son bipolares. Además, 8 de los 9 muestran alas muy anchas en la línea H α . En el Capítulo 4 se hace una discusión de la naturaleza de estas alas. EG And, que es una estrella simbiótica, es el único objeto que no muestra alas extendidas, posiblemente debido que el continuo intenso domina el espectro a esta longitud de onda y no se puede distinguir una emisión débil.

Los perfiles de doble tipo han sido comúnmente relacionados con una cáscara en expansión (Osterbrock, 1989), o bien, con un viento bipolar. Esto producirá una componente en emisión corrida al rojo, que corresponde al gas alejándose del observador, y otra corrida

al azul, del gas que se acerca. Un viento con una tasa de pérdida de masa simétrica y en ausencia de extinción producirá un perfil simétrico respecto a la velocidad del sistema. Es decir, la intensidad de las dos componentes en emisión será la misma. En presencia de la extinción local, la componente corrida al rojo será más débil que la corrida al azul debido a que el gas que se aleja atraviesa una densidad columnar de polvo mayor. Sin embargo los perfiles muestran lo contrario. La componente roja es más brillante que la azul. Dado que es poco probable que todos los objetos tengan una pérdida de masa mayor en la dirección del gas alejándose, se espera que algún otro mecanismo sea el responsable de la forma del perfil.

La naturaleza de los perfiles de doble pico ha sido interpretado en las estrellas simbióticas como el producto de la emisión en un disco de acreción alrededor de la estrella caliente del sistema. Robinson et al. (1994) modelan perfiles de este tipo. Para explicar la asimetría en los perfiles de doble pico con uno de los picos más brillante que el otro, ellos hacen una suposición adicional: o bien la asimetría es producida por una mancha caliente en el material que está acretando, o es generado por un eclipse en el gas del disco debido al paso de la estrella compañera. Tanto el eclipse como la mancha caliente producirán cambios periódicos en los dos picos. Es decir, en algún momento el pico brillante estará corrido al rojo, y en otro, al azul. Para este trabajo se han realizado observaciones posteriores a las que aquí se reportan a los objetos M 2-9, M 1-91, IC 4997 y M 1-92, y existen reportes de alta resolución espectral en $H\alpha$ de M 2-9, IC 4997, EG And y Z And y no hay evidencia de cambios en la forma del perfil. De lo anterior se deduce que es poco probable que una mancha caliente o eclipses en un disco de acreción sean el origen de este tipo de perfiles.

En el Capítulo 6 se hace un estudio más detallado del perfil $H\alpha$ en la NP M 2-9. Gracias a que en este objeto se tiene una gran razón señal a ruido, se logró identificar un exceso en la intensidad de $H\alpha$ que ni el enrojecimiento ni colisiones son capaces de explicar. Se encontró que una profundidad óptica grande ($\tau \sim 5$) en la línea $H\alpha$ puede explicar el exceso en esta línea. Como consecuencia las líneas de Balmer (excepto $H\alpha$) se degradan en diferentes fotones. Por ejemplo, un fotón $H\beta$ después de algunas dispersiones se degrada a un fotón $Pa\alpha$ más uno $H\alpha$, mientras que los fotones $H\alpha$ no se pueden degradar. Éstos, después de múltiples dispersiones, logran escapar aumentando la intensidad de la línea. Un resultado similar (exceso en la intensidad y profundidad óptica grande) se encontró para el perfil de doble pico de $H\alpha$ en el objeto M 1-91, Capítulo 7. Este efecto de profundidad óptica puede formarse en un viento con auto-absorción. Este problema se ha estudiado en líneas de CO observada en discos en contracción proto-estelares (Anglada et al. 1991).

No fué posible realizar este estudio en todos los objetos con este tipo de perfil en $H\alpha$ pues el gran enrojecimiento en los objetos y la poca sensibilidad en el azul del detector se refleja en una insuficiente señal en las líneas de Balmer provenientes de niveles más altos al de $H\gamma$. Una manera simple de estimar el posible efecto de profundidad óptica es comparar la forma de los perfiles en las líneas $H\beta$ con los encontrados en $H\alpha$. Si la profundidad óptica en esta línea es baja, es de esperarse que toda la serie de Balmer tenga el mismo perfil. De no ser así se puede inferir que una profundidad óptica alta esté modificando el perfil. Al comparar ambas líneas ($H\alpha$ con $H\beta$) se encuentran grandes diferencias en sus formas y/o anchos. Sólomente en los objetos CRL 618 y HM Sge hay diferencias apreciables (a esta

Objeto	ΔV km s ⁻¹	Intensidad Relativa	Perfil H β
EG And	50	0.31	simple
CRL 618	57	0.22	dif.
M 2-9	70	0.27	dif.
M 1-91	45	0.25	simple
M 1-92	50	0.73	dif.
HM Sge	100	0.12	doble
M 3-60	95	0.40	simple
IC 4997	50	0.22	simple
Z And	100	0.35	doble

TABLA 3.3: Separación e intensidad relativa entre las dos componentes (roja/azul) de los perfiles H α que muestran doble pico.

resolución espectral). La Figura 3.2 muestra la comparación de los perfiles H α y H β . Como se puede apreciar, en algunos objetos H β muestra un perfil simple o diferente, además de ser más angosto que el de H α .

Existe al menos otra nebulosa planetaria (además de las incluidas en este estudio) que muestran las mismas características que los objetos con H α de doble pico (bipolaridad, aparente juventud en la fase de nebulosa planetaria, perfil ancho de doble pico en H α y alas muy extendidas en esta línea). Es el caso de Mz 3 (Lopez & Meaburn, 1983). Además existen otros 7 objetos reportados por Van de Steene et al. (2000) que cumplen las mismas características excepto que la morfología no se ha resuelto. Estos objetos son: IRAS 06053+1837, IRAS 08005-2356, IRAS 10348-6320, IRAS 11201-6545, IRAS 14488-5405, IRAS 15155-5812 e IRAS 16594-4656. Esas características tan peculiares observadas en un grupo relativamente grande de nebulosas requerirá de estudios sistemáticos más profundos en el futuro que expliquen la relación del perfil con las condiciones físicas de las regiones centrales de estos objetos.

Perfiles tipo P Cyg

Los objetos en esta clasificación muestran perfiles con una componente en absorción corrida al azul y una en emisión corrida al rojo (Figura 3.3). Estos perfiles son llamados PCyg y generalmente están asociados a vientos producidos por la estrella. Más adelante se discutirá que un viento no es la mejor explicación para dos de los cuatro objetos que aquí se reportan.

Los cuatro objetos en esta clasificación muestran características espectrales poco homogéneas. La diferencia en las características de los espectros requieren que sean discutidas de manera independiente.

89 Her y AC Her son estrellas Post-AGB de tipo espectral F1b. Son estrellas variables y su variabilidad tiene origen en pulsaciones de la estrella (Bakker et al., 1996). La forma del perfil H α varía también y en algunas observaciones reportadas el perfil PCyg en esta línea no está presente en este par de objetos. En su lugar se observa un perfil de tipo cascarón. La

TESIS CON FALLA DE ORIGEN

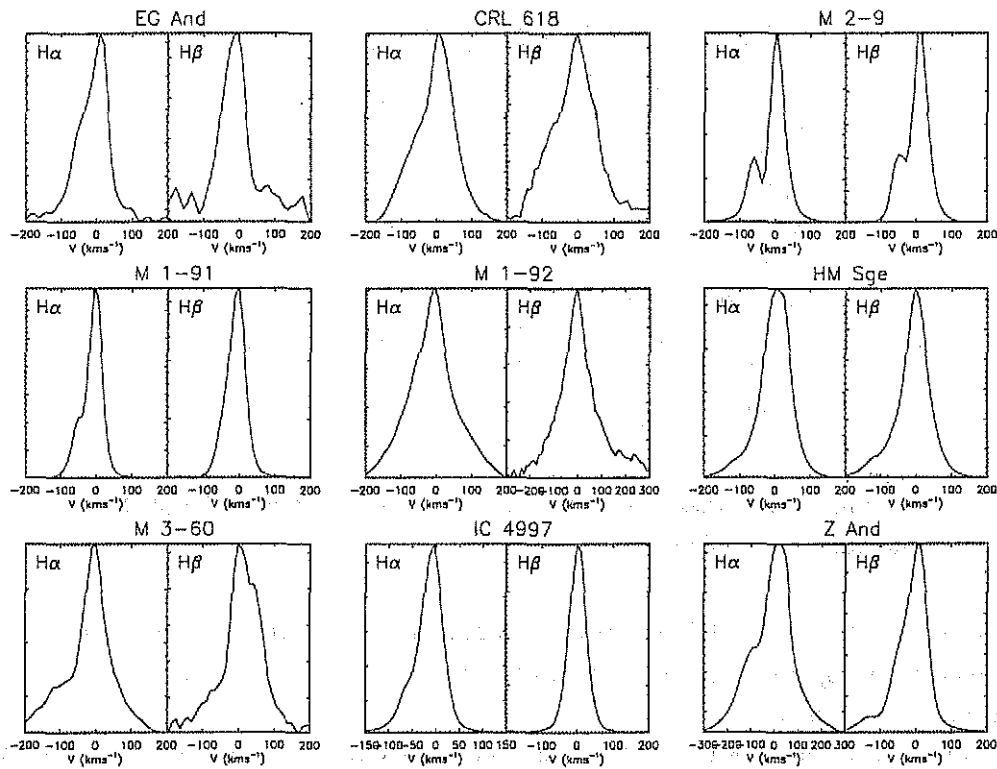


FIGURA 3.2: Comparación de los perfiles de las líneas $H\alpha$ y $H\beta$ en los objetos con $H\alpha$ de doble pico. Todos los perfiles están normalizados al máximo de cada línea. Sólomente el objeto CRL 618 muestra perfiles iguales en ambas líneas. El FWHM y/o la forma del perfil son diferentes en EG And, M 2-9, M 1-91, M 1-92, HM Sge, M 3-60, IC 4997 y Z And. Se ha colocado el máximo de intensidad a $v=0 \text{ km s}^{-1}$.

discusión de la naturaleza de este tipo de perfiles se retomará en la siguiente sub-subsección donde se discuten perfiles que se han clasificado en este trabajo como *compuestos*. Por ahora solo se dirá que los perfiles de estos dos objetos tienen origen posiblemente en las pulsaciones de la estrella.

IRAS 20462+3416 es una nebulosa planetaria de muy reciente formación. En los espectros obtenidos en este trabajo se detecta un perfil PCyg en las líneas de H I y He I. Existen estudios realizados anteriormente en este objeto que reportan grandes variaciones con periodos de tiempo de horas y cambios significativos en el espectro de diferentes años

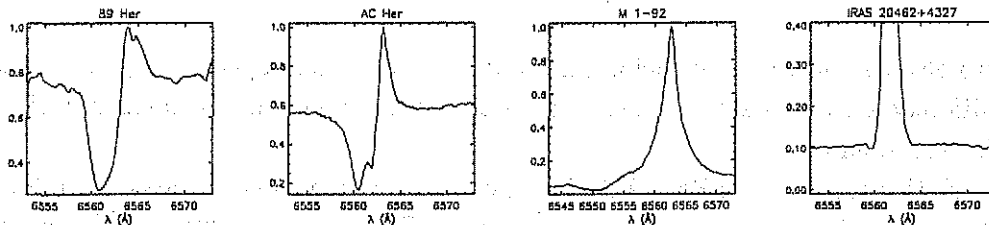


FIGURA 3.3: Perfiles $H\alpha$ del tipo P Cyg.

Objeto	V_{∞} km s ⁻¹	\dot{M} (M_{\odot} año ⁻¹)	
		V_{∞}	otros
89 Her	-250	10^{-9}	10^{-7^a}
AC Her	-320	5×10^{-10}	
IRAS 20462+3416	-180	3×10^{-7}	10^{-5^b}
M 1-92	-760	10^{-8}	$5.6 \times 10^{-6^c}$

(a) Bujarrabal et al. (1998ab), (b) Capítulo 4, (c) Seaquist et al. (1991)

TABLA 3.4: Velocidad terminal medida en líneas H α con perfil del tipo PCyg

(Smith & Lambert, 1994; Garcia-Lario et al. 1997). Las variaciones de unos cuantos días son atribuidas a pulsaciones estelares y los cambios en años, al cambio en la temperatura estelar. La existencia de perfiles de tipo PCyg observados también en el espectro ultravioleta y alas en la línea H α hacen suponer que se trata de una estrella que ha tenido un episodio de pérdida de masa reciente. Ver más detalles sobre el perfil y su interpretación en este objeto en el Capítulo 4.

M 1-92 es una nebulosa planetaria de muy baja ionización y muestra perfiles muy complejos en la mayor parte de líneas permitidas. La línea H α (entre otras) tiene una componente en absorción corrida al azul, una componente en emisión con doble pico separada más de 500 km s⁻¹ de la absorción y alas extendidas. Este tipo de perfil tiene origen en pérdidas de masa asimétricas. Se discutirá la naturaleza de este objeto con mayor detalle en el Capítulo 8.

Aunque no es claro que la naturaleza del perfil P Cyg indique un viento, a continuación se hace la estimación de la tasa de pérdida de masa (\dot{M}) a partir de la velocidad terminal (V_{∞}). La ecuación que relaciona estas dos características de los vientos supone que se trata de un viento ópticamente delgado y está dado por (ver sección 4.3.1)

$$\log(\dot{M}v_{\infty}R_{\star}^{0.5}) = -1.37 + 2.07 \log(L_{\star}/10^6), \quad (3.1)$$

donde \dot{M} está dado en M_{\odot} año⁻¹, v_{∞} en km s⁻¹, R_{\star} en R_{\odot} y L_{\star} en L_{\odot} (Lamers & Cassinelli 1999). Se tomó R_{\star} y L_{\star} de los modelos para cada tipo espectral (Allen 1991) y se midió la velocidad terminal en la línea H α en estos objetos. Las tasas de pérdida de masa estimadas se reportan en la Tabla 3.4. Como se puede apreciar, la diferencia entre ambas estimaciones es alrededor de dos órdenes de magnitud, de lo que se concluye que las líneas están formadas en un gas ópticamente grueso o que su origen no es necesariamente un viento.

Perfiles compuestos

Los objetos en esta clasificación muestran perfiles complejos en la línea H α (ver Figura 3.4). Aunque las formas son muy diversas todos los perfiles parecen ser el resultado de una o más componentes en absorción y de una en emisión centradas aproximadamente a la misma longitud de onda.

Los objetos de la muestra que entran en esta clasificación son 16. Sus espectros están

dominados por un continuo estelar y líneas características de estrellas gigantes con tipos espectrales B, A, F y G. Solamente los objetos IRC+10420 y CRL 2688 muestran líneas en emisión en otros átomos. IRC+10420 muestra además alas anchas en la línea H α (Capítulo 4). A pesar de su espectro principalmente estelar, existen tres objetos a los cuales se les ha detectado emisión extendida en longitudes de onda mayor a la del visible. Es el caso de CRL 2688, HD161796 (observadas en el infrarrojo) y IRC+10420 (radio), todas muestran morfología bipolar.

TESIS CON FALLA DE ORIGEN

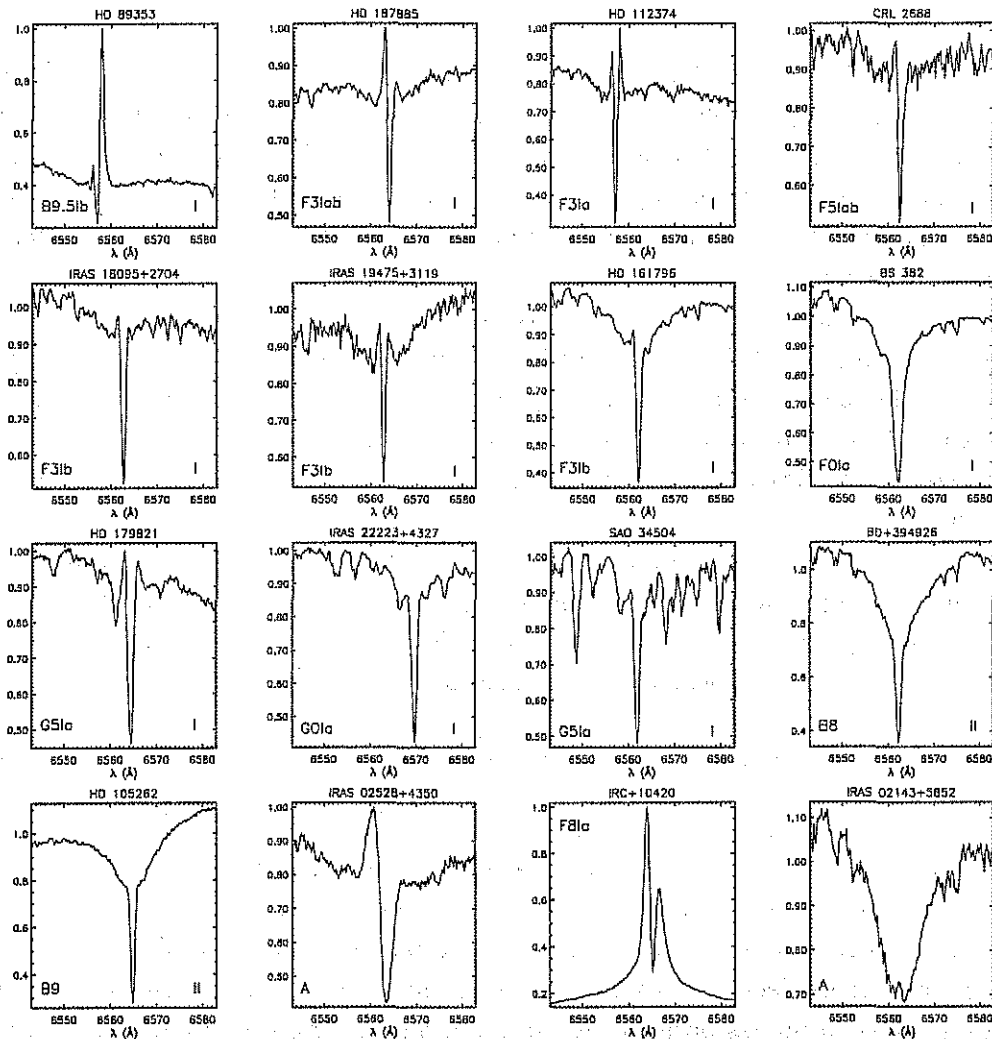


FIGURA 3.4: Perfiles H α compuestos

La Figura 3.4 muestra los perfiles en H α de los objetos en esta clasificación. Para su descripción se han clasificado en diferentes grupos dependiendo de la forma del perfil. En esta figura se indica el tipo espectral del objeto y la clasificación de perfil que se ha dado.

La Clasificación I pertenece a perfiles que parecen tener tres componentes: dos en absorción (una ancha y una angosta) y una en emisión. Los objetos en esta clasificación

son HD 89353, HD 187885, HD 112374, CRL 2688, IRAS 18095+2704, IRAS 19475+3119, HD 161796, BS 382 HD 179821, IRAS 22223+4327 y SAO 34504. En la literatura este perfil es comúnmente referido como perfil de tipo cascarón (por ejemplo, Trams et al. 1989).

Se buscaron en la literatura espectros de los mismos objetos con resolución espectral similar a la de este trabajo. Se encontró que el perfil H α en algunos de estos objetos muestra cambios en la intensidad de la componente en emisión, mostrando a veces perfiles de tipo PCyg, PCyg inverso, perfil de tipo cascarón o perfiles donde la componente de emisión es poco obvia (ver por ejemplo: Trams et al. 1989; Lèbre et al. 1996).

En la literatura existen dos explicaciones para este tipo de perfil. La interpretación más común es que los perfiles son formados en un viento. Sin embargo existen pocos estudios que reproducen los perfiles. Uno de estos es el realizado por Trams et al. (1989). Ellos toman una muestra de cuatro objetos y encuentran que la tasa de pérdida de masa necesaria para reproducir el perfil es sustancialmente más alta que la predicha por los modelos en este tipo de estrellas. Un problema que se puede detectar de la interpretación de estos perfiles a partir de un viento es que los autores no consideran la variabilidad de la línea. Para estimar, en términos del viento, las implicaciones que tiene la variabilidad de la línea observada hacemos referencia al trabajo de Cidale & Ringuelet (1993). En este trabajo los autores resuelven el problema del transporte radiativo en vientos estelares variando la temperatura efectiva y las leyes de velocidad y temperatura en el viento. Para reproducir los cambios en el perfil H α de HD 89353 observados en espectros tomados con una diferencia de dos meses, es necesario una diferencia en la tasa de pérdida de masa de alrededor de un orden de magnitud y diferentes leyes de velocidad en el viento lo que es muy poco probable.

En la otra explicación a este tipo de perfiles Lèbre et al. (1996) proponen que la componente ancha es producida en la fotosfera de la estrella mientras que la componente en emisión es producida en la cromósfera. Para su estudio, realizan un monitoreo espectroscópico en la estrella post-AGB SAO 96709. En sus 21 espectros, tomados durante un periodo de 14 meses, encuentran que la línea es fuertemente variable en escalas de tiempo de unos cuantos días. Los diferentes perfiles que muestra este objeto en la línea H α tienen formas muy similares a los encontrados en los diferentes objetos de la clasificación I. Lèbre et al. (1996) atribuyen este cambio a ondas de choque producidas por las pulsaciones características de este tipo de estrellas. En este modelo, la emisión se forma en una región de desexcitación de la onda de choque que se propaga en la atmósfera de la estrella como consecuencia de la pulsación. Por otra parte, la componente ancha en absorción permanece constante, indicando que la temperatura de la fotosfera no cambia en un intervalo de tiempo de años.

Los perfiles H α con Clasificación II parecen ser una extensión de la Clasificación I en la cual la componente de emisión está ausente debido a que las pulsaciones han dejado de ocurrir en la cromósfera de la estrella.

Existen tres objetos que, aunque tienen perfil H α compuesto, podrían tener diferente naturaleza a la descrita para los objetos de la clasificación I y II. Estos son IRAS 02528+4350, IRAS 02143+5852 y IRC+10420. Se describen a continuación:

IRAS 02528+4350 muestra un perfil PCyg inverso. Este perfil se puede apreciar tam-

bién en la línea He I 4471. Este objeto ha sido muy poco estudiado y no existen espectros reportados de este objeto que muestren que sus perfiles son variables. De no haber variabilidad en el tipo de perfil es posible que el perfil tenga origen la acreción de un gas.

IRC+10420 muestra dos componentes en emisión una corrida al rojo y otra al azul a $\pm 50 \text{ km s}^{-1}$ de la velocidad de la estrella central. A partir de observaciones realizadas en las líneas de H I en longitudes de onda del infrarrojo, Oudmaijer et al. (1994) concluyen que el perfil está formado en un viento bipolar donde la componente corrida al azul se ve más intensa que la corrida al rojo (contrario a lo observado en los objetos de perfil de doble pico discutidos en esta sección) debido a un efecto de extinción.

IRAS 02143+5852 es una estrella de tipo espectral A. Muestra una componente en absorción ancha aparentemente formada en la fotosfera de la estrella y una componente angosta en emisión centradas a la misma longitud de onda. Todas las líneas de Balmer en este objeto muestran el mismo perfil. Se piensa que la emisión es formada en la cromósfera.

Perfiles en absorción

Los objetos en esta clasificación tienen la línea $H\alpha$ con un perfil simple en absorción sobre un continuo estelar típico de estrellas tardías. Estas líneas se forman en la fotosfera de la estrella. La Figura 3.5 muestra estos perfiles en absorción.

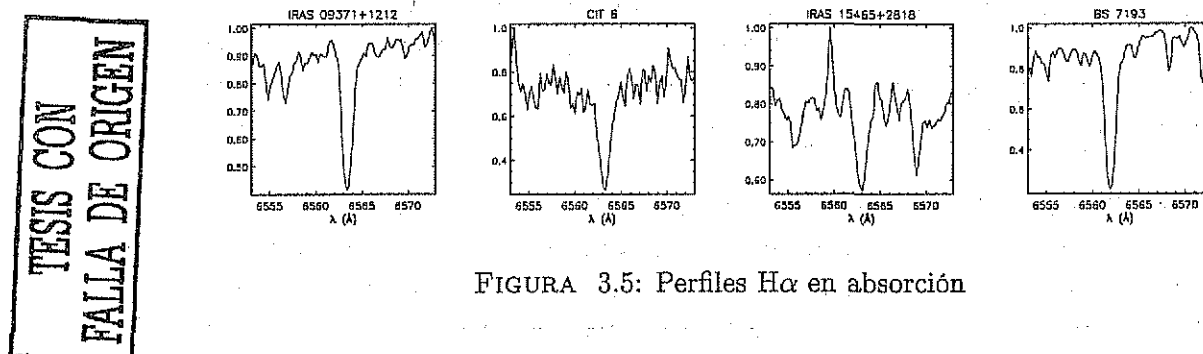


FIGURA 3.5: Perfiles $H\alpha$ en absorción

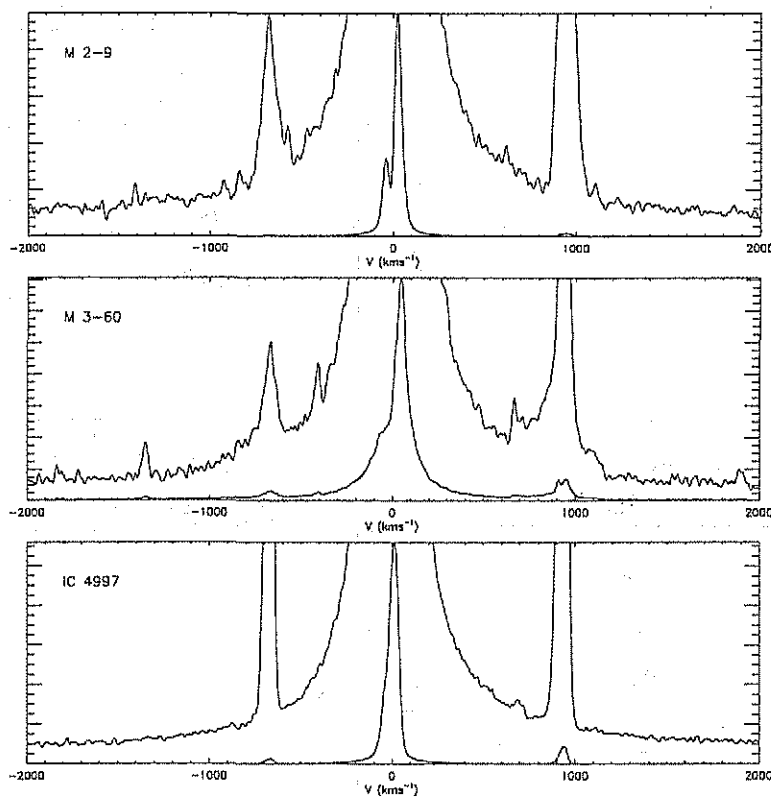
3.2.2 Alas en la línea $H\alpha$

Como se ha mencionado en esta sección algunos objetos muestran alas simétricas en la línea $H\alpha$. Estas alas alcanzan velocidades de más de 1000 km s^{-1} . M 2-9 es el caso más extremo pues en los espectros que se obtuvieron en este trabajo se pueden detectar alas con un ancho mayor a $5,000 \text{ km s}^{-1}$.

Se encontraron alas extendidas en los siguientes objetos: CRL 618, M 2-9, IRAS 17395-0841, Vy 2-2, IRC+10420, M 1-91, M 1-92, HM Sge, M 3-60, IC 4997. IRAS 20462+3416, Hb 12, Z And, BD+30°3639 y SwSt 1. La Figura 3.6 muestra tres ejemplos. El mecanismo que da lugar a la formación de estas alas se discutirá con mayor detalle en el capítulo 4.

3.3 Posición de los objetos en el diagrama color-color de IRAS

Se han realizado muchos estudios para objetos que se encuentran en la transición de AGB a nebulosas planetarias a partir de los flujos en el infrarrojo lejano tomados por el satélite



TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

FIGURA 3.6: Tres ejemplos de objetos que muestran alas en la línea H α . A cada perfil se sobre pone un producto del espectro para poder apreciar el ancho de las alas.

IRAS. En el Apéndice B se hace una breve revisión de estos estudios y de los avances que han aportado al estudio de la evolución de las cáscaras de gas y polvo que dan lugar a una nebulosa planetaria.

La representación más usual de los datos IRAS² en la bibliografía reciente y que emplearemos en este estudio es a partir del diagrama de colores donde los índices de color [12]-[25] y [24]-[60] están definidos como sigue:

$$[12] - [25] = -2.5 \log (F_{12}/F_{25}), \quad (3.2)$$

$$[25] - [60] = -2.5 \log (F_{25}/F_{60}). \quad (3.3)$$

Donde F_{12} , F_{25} y F_{60} son los flujos observados a 12, 25 y 60 μm . Se utilizó la base de datos SIMBAD para encontrar los colores IRAS de los objetos en la muestra. De los 58 objetos de la muestra 5 no están incluidos en los catálogos de fuentes puntuales IRAS.

La Figura 3.7 indica la posición de los objetos en el diagrama color-color de IRAS. Se han dividido los objetos dependiendo de las características observadas en los espectros tomados en este trabajo. En todas las figuras se indica la secuencia evolutiva, llamada

²Infra Red Astronomical Satellite

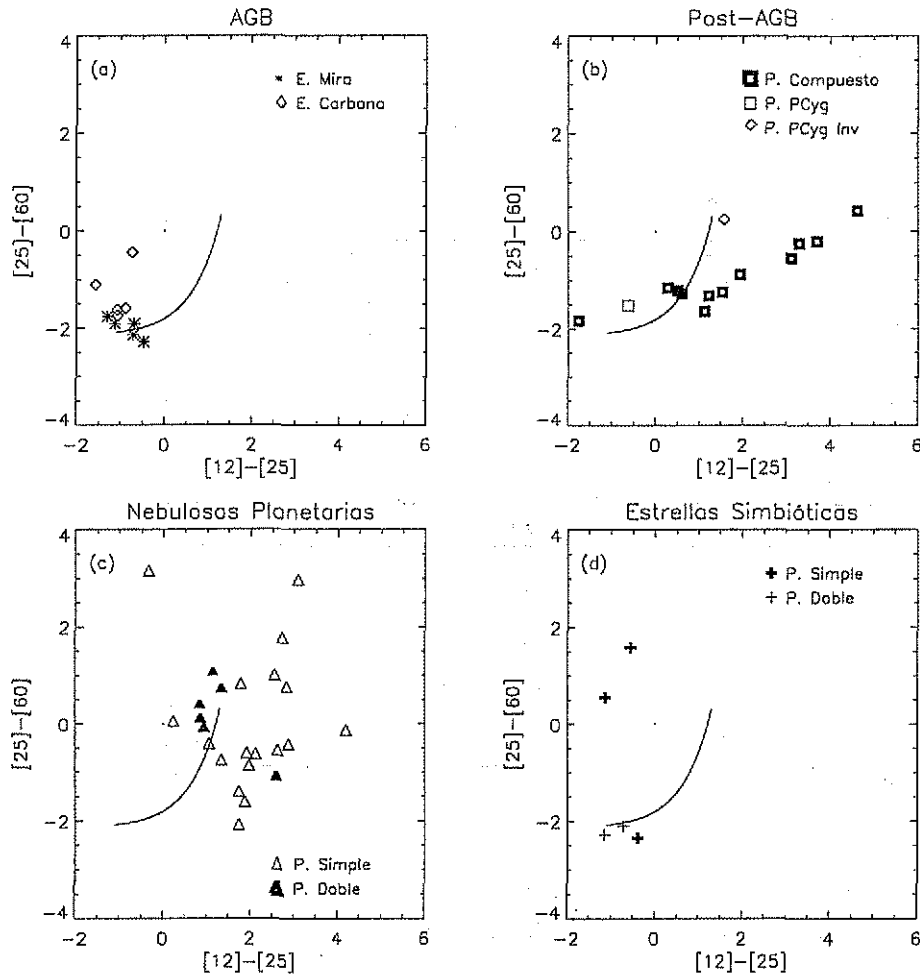


FIGURA 3.7: Posiciones ocupadas en el diagrama color-color IRAS para diferentes objetos de la muestra. Se han separado dependiendo del grado evolutivo distinguiendo la forma del perfil y se muestra la posición de las estrellas simbióticas. La curva corresponde a la secuencia principal infrarroja propuesta por Bedijn en 1987 y descrita en el Apéndice B

secuencia principal del infrarrojo, entre las estrellas Mira y las OH/IR no-variables predicha por Bedijn en 1987 (ver Apéndice B). En la Figura 3.7, (a) muestra la posición de los objetos que se encuentran en la fase AGB: estrellas Mira y estrellas de Carbono; (b) indica la posición de las post-AGB que son las estrellas de tipo espectral B,A,F y G donde la línea $H\alpha$ muestra perfiles compuestos, P Cyg y P Cyg inverso; (c) muestra la posición de las nebulosas planetarias haciendo diferencia entre los objetos que muestran $H\alpha$ con perfil simple de los que tienen $H\alpha$ con emisión de doble pico; y (d) muestra las estrellas simbióticas cuyo espectro es la combinación de una estrella Mira y una nebulosa planetaria.

Se comparó la posición en el diagrama color-color de estrellas Mira y estrellas de Carbono y nebulosas planetarias con lo encontrado por otros autores (van der Veen & Habing 1988). Se encontró que las posiciones concuerdan satisfactoriamente.

Las nebulosas planetarias se graficaron con diferente símbolo en el diagrama de colores

haciendo diferencia entre las que muestran la línea $H\alpha$ con perfil doble de las de perfil simple. Se encontró que las de perfil de doble pico ocupan una zona diferente a las de perfil sencillo (excepto IC 4997 localizado en $[12]-[25] \sim 2.5$ y $[25]-[60] \sim -1$). Esta zona corresponde a objetos que poseen una envoltente de gas y polvo de temperatura mayor (~ 500 K) que la del resto de las nebulosas planetarias (~ 200 K) sugiriendo una reciente fase de pérdida de masa (Olnon 1984; Kwok 1993). Aunque la validez estadística es pobre, debido a que son muy pocas nebulosas planetarias en este estudio, este resultado indica que la naturaleza del doble pico está relacionado con las características de la cáscara de polvo. Una manera de interpretar lo anterior es con la suposición de una fase de pérdida de masa reciente. Esto se ve reflejado en una envoltente con una temperatura mayor debido a que la envoltente se encuentra a una distancia menor a la estrella central que en el resto de las nebulosas y por lo tanto con densidad mayor en el gas circunestelar. Este resultado apoya la propuesta en este trabajo de que los perfiles de doble pico se formen en un gas ópticamente grueso (ver discusión de perfiles de doble pico y Sección 6.3.2). Se requerirá de ampliar la muestra para ver y se conserva esta tendencia.

Se encontró de que los objetos aquí clasificados como post-AGB, de acuerdo a sus características en el óptico, ocupan una zona bien definida en el diagrama color-color. Esta zona es una franja recta que ocupa el final de la posición de las estrellas Mira que va de $(-2,2)$ a $(5,0.5)$ en el diagrama ($[12]-[25]$, $[25]-[60]$) como se ve en la Figura 3.7. Esta franja se sobrepone a la secuencia principal en la parte azul y a la de nebulosas planetarias en la parte roja. De acuerdo con la definición de Kwok (1993), propuesta a partir de los colores IRAS estos objetos son llamados proto-nebulosas planetarias (Apéndice B). La confusión de nombres radica en que estos objetos presentan características de diferentes estados evolutivos dependiendo de la longitud de onda a la que se observa. Lo interesante del estudio realizado en este trabajo es que los objetos con características tan similares en el óptico presentan una zona bien definida en el diagrama de colores infrarrojos. Esta zona no había sido reportada anteriormente quizá porque los estudios anteriores habían estado restringidos al análisis de etapas muy concretas en la rama asintótica de las gigantes o en estrellas OH/IR y porque no había estudios que ligaran las características ópticas de estas estrellas gigantes con el diagrama color-color de IRAS.

Intentando dar una interpretación la zona de las post-AGB se buscaron relaciones entre la posición que ocupan en la franja encontrada en este trabajo y las características del espectro en el óptico. Se comparó la posición con el tipo espectral, la clase de luminosidad y tipo de perfil en la línea $H\alpha$. No se encontró alguna correlación.

Finalmente se encontró que la zona ocupada por las estrellas simbióticas está restringida para colores $[12]-[25]$ entre -2 y 0 . Una combinación de la emisión térmica del polvo de la cáscara que rodea a la estrella gigante y la emisión de líneas de la nebulosa determinan su posición en el diagrama.

Capítulo 4

OBJETOS CON PERFILES MUY ANCHOS EN LA LINEA DE $H\alpha$

En el Capítulo 3 se habló de la presencia de perfiles anchos en la línea $H\alpha$ en algunos de los objetos; en este capítulo se presentan en detalle estos perfiles y se estudian los posibles mecanismos que dan lugar a tal ensanchamiento y las implicaciones de estos en la evolución de una nebulosa planetaria. Los mecanismos estudiados son viento estelar, disco de acreción, dispersión electrónica y dispersión Raman. Se encuentra que para el caso de IRAS 20462+3416 el perfil puede ser explicado con un viento mientras que en los objetos restantes el mecanismo más probable es la dispersión Raman.

En este capítulo, al igual que en los capítulos 3, 6 y 7, se ha cuantificado el ancho de las alas en unidades de velocidad (km s^{-1}) aunque para el caso de la dispersión Raman el ancho no está relacionado con el movimiento de un gas a esas velocidades.

4.1 Evidencia de perfiles anchos en la línea de $H\alpha$

En esta tesis se habla de objetos con alas en la línea $H\alpha$ para hacer referencia a aquellos que tienen un ancho a intensidad cero (FWZI) considerablemente mayor al del ajuste de una o más gaussianas al perfil de esta línea. En primer lugar, es necesario eliminar la posibilidad de que el FWZI sea alterado por efectos instrumentales. Por ejemplo, se observó en las líneas en espectros tomados con la lámpara de comparación, que para líneas muy brillantes o saturadas la luz es dispersada en la dirección de la longitud de onda. Como resultado, las líneas intensas aparecen muy anchas a baja intensidad. Para descartar que las alas anchas en $H\alpha$ que se observan sean efectos instrumentales hemos comparado el número de cuentas en el máximo de las líneas con el FWZI. Esta comparación se hizo tanto para las líneas de las lámparas de comparación como para la línea $H\alpha$ de todos los objetos de la muestra. Para este ejercicio se emplearon las líneas más brillantes con longitudes de onda similar a la de $H\alpha$ que no estaban saturadas de los espectros de lámparas de HeAr observadas durante las noches que se observaron los objetos. La Figura 4.1 muestra esta comparación. Los cuadrados corresponden a las líneas de las lámparas y los triángulos a línea $H\alpha$ de los objetos. La línea continua en la figura 4.1 muestra el ajuste de una recta

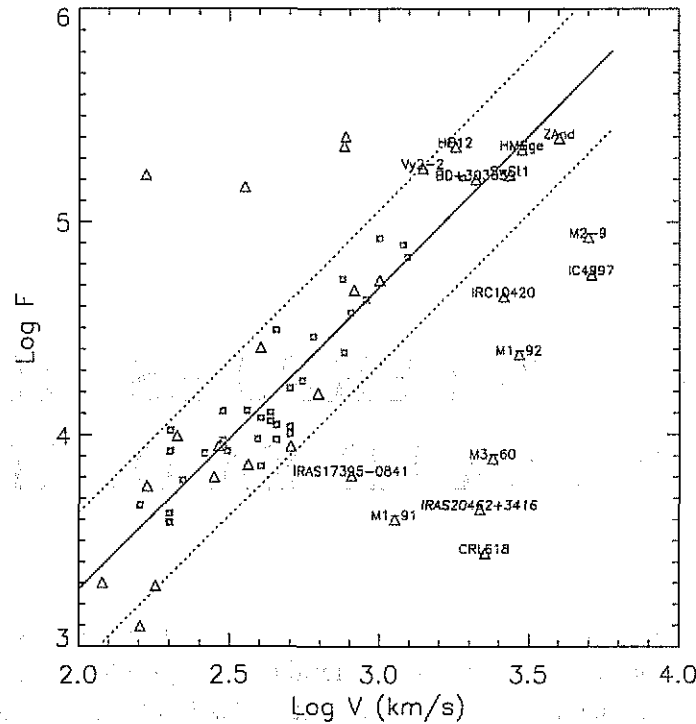
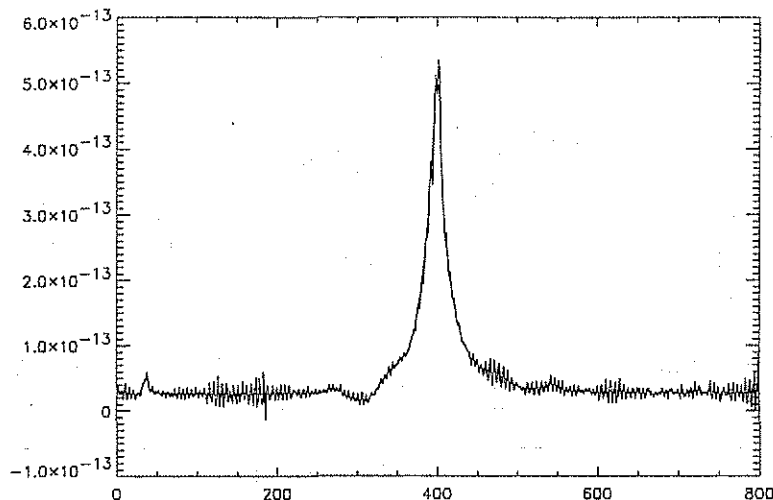


FIGURA 4.1: Comparación de los anchos de la línea H α (en km s^{-1}) de los objetos observados de la muestra (triángulos) con el ancho observado líneas de brillantes de la lámpara de HeAr (cuadrados).

por mínimos cuadrados. La línea punteada y la línea a trazos indican 3σ el valor de la dispersión. Para estudiar los posibles mecanismos que producen alas en la línea H α se han seleccionado aquellos objetos que están a la derecha de las líneas a trazos. Así se encuentra que cumplen con esta condición los siguientes objetos: M 2-9, IC 4997, IRC 10420, M 1-92, M 3-60, IRAS 20462+3416, M 1-91, CRL 618, IRAS 17395-0841. A la izquierda de la zona delineada por las líneas punteadas se encuentran aquellos objetos cuyo espectro muestra un continuo brillante en estas longitudes de onda. Este continuo no permite distinguir si existen las alas o no. Dado que el ancho máximo de las líneas de la lámpara de comparación es de 1300 km s^{-1} , se tomarán también en cuenta para el estudio de este capítulo aquellos objetos que tengan el ancho en las alas de H α mayor a este valor. Estos objetos son HM Sge, Z And, Hb 12 y Vy 2-2. Se han excluido las nebulosas planetarias con núcleo de Wolf-Rayet BD+30°3639 y SwSt 1 pues las alas en H α están contaminadas por las alas de otras líneas de emisión propias de la estrella central. HM Sge y Z And han sido anteriormente reportadas por tener alas anchas (Schmid et al. 2000; Fernández-Castro et al. 1995). De los objetos que se encuentran entre las dos líneas y cuyas velocidades sean menores a 1300 km s^{-1} se dirá que, dada la señal a ruido con que fueron observados, no se puede asegurar la existencia de perfiles ensanchados por procesos intrínsecos en la región de emisión.

Para asegurar que el perfil H α es real y no un efecto instrumental se hizo la deconvo-

FIGURA 4.2: Perfil $H\alpha$ de M1-92 deconvolucionado.

lución utilizando el método de Lucy-Richardson (Lucy 1974; Richardson 1972). Para ello se empleó una subrutina de IDL (Interactive Data Language) llamada *LUCY_GUESS* la cual restaura el perfil a partir de un método iterativo. Para la ejecución de dicha subrutina se requiere de la forma del perfil instrumental o PSF (de sus siglas en inglés point spread function). Se usó la suma de líneas de comparación con la mejor señal a ruido como el PSF. La Figura 4.2 muestra el perfil $H\alpha$ de M 1-92 y el resultado de la deconvolución sobrepuesta. Se puede apreciar de la figura que no existe un efecto instrumental en el complejo perfil de este objeto. Desafortunadamente no fue posible realizar este ejercicio en los perfiles de $H\alpha$ para todos los objetos pues algunos tienen muy baja señal a ruido.

En las secciones siguientes se discuten los posibles mecanismos de ensanchamiento de la línea $H\alpha$ de 13 de los objetos seleccionados. La Figura 4.3 muestra los perfiles de las líneas $H\alpha$ de los 13 objetos. A la línea con escala normalizada, se ha sobrepuesto una gráfica de la misma con de la intensidad amplificada para apreciar la forma de las alas al mínimo de su intensidad.

4.2 Características principales de los objetos

En el Apéndice C se describen con más detalle las principales características de los 13 objetos, y en la Tabla 4.1 se muestran los rasgos principales del espectro de cada uno de los objetos seleccionados. En ésta se indican los iones que presentan líneas de emisión, líneas de absorción y el tipo espectral. Esta tabla da idea del estado evolutivo y de la naturaleza de los objetos. La Tabla 4.2 nos da información de las características generales de los objetos, su clasificación más común en la literatura, su morfología, la probable binaridad y el tipo espectral, así como el tipo de perfil en la línea $H\alpha$ y el ancho de las alas en las líneas $H\alpha$ y $H\beta$. En secciones posteriores se hará referencia a esta información.

Se buscaron correlaciones entre el ancho de las alas con diferentes cantidades observables (flujo y FWHM de la línea $H\alpha$, cociente $H\alpha/H\beta$ enrojecido y sin desenrojecer, intensidad

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

INSTITUTO DE CIENCIAS
1998 (17)

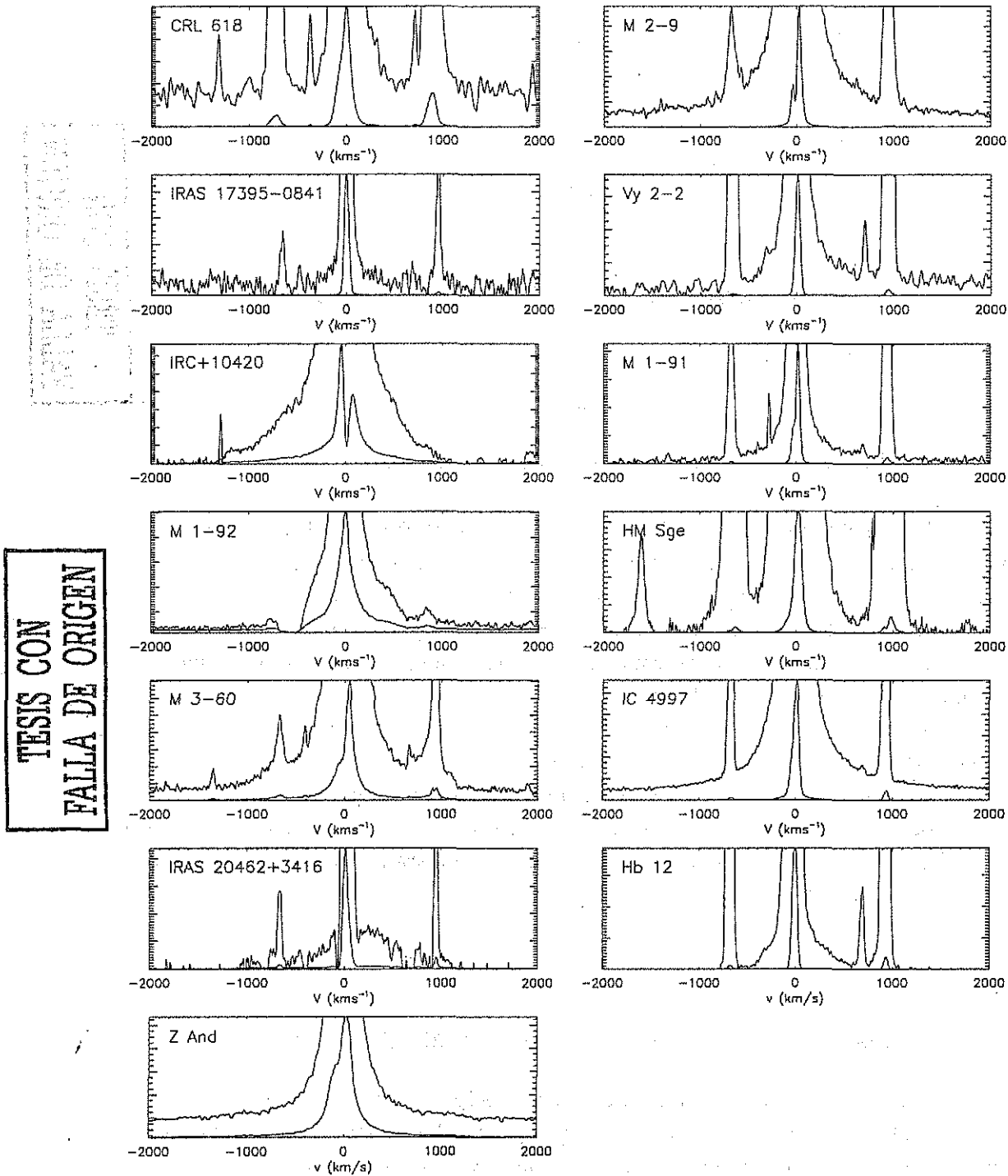


FIGURA 4.3: Perfiles H α de objetos con alas muy anchas en esta línea. En la figura se muestra la sección del espectro entre -2000 y +2000 km s^{-1} y una ampliación del mismo para mostrar el detalle de las alas. En la misma región espectral mostrada se aprecian las líneas de [N II] λ 6548,6583 Å, entre otras.

Objetos con perfiles muy anchos en la línea H α

Objeto	Líneas Emisión	Líneas Absorción	T.E.
CRL 618	HI, [FeII], [NII], [OI], [OIII], [SII]	no detectable	B0
M 2-9	HI, HeI, HeII, [ArIII], [CrII], [FeI], [FeII] [FeIII], [FeIV], [NII], [NiII], [NiIII] [NiIV], [OI], [OII], [OIII], [SI][SII], SiII	no detectable	Be
IRAS 17395-0841	HI, HeI, [NII], [NeIII], [OI], [OIII], [SII]	no detectable	-
Vy 2-2	HI, HeII, [ArIII], [NII], [NeIII], [OI], [OII] [OIII], [SII], [SIII]	no detectable	Of
IRC 10420	HI, CrII, FeI, FeII, MgI, ScII, SrII, TiII	H, CaII, CrII, FeI, FeII, NaI, SiII, TiII	F8 Ia
M1-91	HI, HeI, [FeII], [NII], [OI], [OIII], [SII], [SIII]	no detectable	Be
M 1-92	HI, HeI, [CaII], [CrII], [FeII], [NiI], [NII], [OI] [OIII], [SII], TiII	HI, CaII, [FeII], HeI, Ni	B0.5IV
HM Sge	HI, HeI, HeII, [ArIV], ClI, ClII, [FeII], [FeIII] [FeIV], [FeV], [FeVII], [KIV], OI, OII, OIII [NII], NiII, NeII, [NeIII], MgI, [SII], [SIII], SiII	no detectable	M
M 3-60	HI, FeII, [NII], [OI], [SII]	no detectable	B
IC 4997	HI, HeI, [FeII], [NII], [OI], [OIII], [SII]	no detectable	-
IRAS20462+3416	HI, [NII], [SII], SiII	H, HeI, HeII, AlIII, CaII, NII, NeI, OII, SII, SiII	B
Hb 12	HI, HeI, HeII, ArIV, ClI, ClII, ClIII, [FeII] [FeIII], MgI, [NII], NiII, [NeIII], [OI], [OII] [OIII], [SII], [SIII], SiII, SiIII	no detectable	-
Z And	HI, HeI, HeII, [CrI], FeII, [FeVII] [KV], [MnII], [OI], SiII	TiO	M6.5

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

TABLA 4.1: Características espectrales nebulares y estelares de los objetos con alas muy anchas en la línea H α .

Objeto	Clasif.	Morfología	Binariedad	Perfil	Alas H α	Alas H β
					FWZI (km s $^{-1}$)	FWZI (km s $^{-1}$)
CRL 618	Proto-PN	bipolar	-	doble	2300	-
M 2-9	PNJ	bipolar	probable ^a	doble	5000	-
IRAS 17395-0841	Proto-PN	no resuelta	-	simp.	800	-
Vy 2-2	PNJ	bipolar	-	simp.	1400	-
IRC+10420	OH/IR	bipolar	no ^b	comp.	2600	1750
M 1-91	PNJ	bipolar	probable ^c	doble	1100	-
M 1-92	PNJ	bipolar	si ^d	doble	2900	600
HM Sge	simb.	bipolar	si ^e	doble	3000	1300
M 3-60	PNJ	no resuelta	-	doble	2400	800
IC 4997	PNJ	bipolar	-	doble	5100	-
IRAS 20462+3416	PNJ	oblata	-	PCyg	2200	-
Hb 12	PNJ	bipolar	-	simp.	1800	-
Z And	simb.	no resuelta	si ^f	doble	4000	1000

(a) Schwarz et al. 1997; (b) Hrivnak et al. 1989; (c) Rodríguez et al. 2001; (d) Feibelman & Bruhweiler 1990; (e) Taranova & Yudin 1983; (f) Mikolajewska & Kenyon 1996

TABLA 4.2: Características de los objetos con alas (clasificación, morfología, binariedad) tipo de perfil y ancho en las alas de H α y H β

de líneas prohibidas o cocientes de ellas, etc.) no encontrando evidencia de correlación alguna. Tampoco se encontró una región privilegiada o bien una tendencia especial en la posición de estos objetos dentro del diagrama color-color de IRAS respecto al resto de los objetos de la muestra total de esta tesis (ver Figura 4.4).

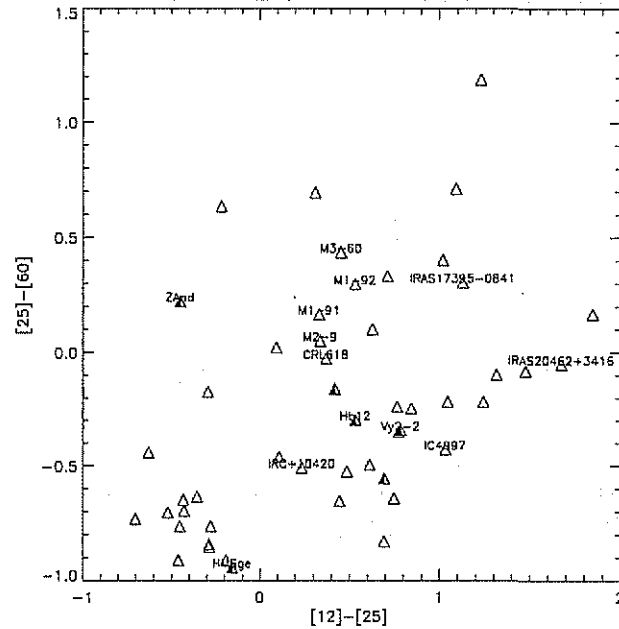
4.3 Interpretación de las alas anchas en H α

A continuación se presentan varias alternativas para explicar la presencia de alas extendidas en la línea de H α , estas son: vientos estelares, discos de acreción, dispersión electrónica y dispersión Raman.

4.3.1 Viento estelar

Los estudios de estrellas centrales de nebulosas planetarias (ECNP) y simbióticas han mostrado la existencia de vientos. En una estadística realizada por Patriarchi & Perinotto (1991) en 159 nebulosas planetarias se encontró que el 60% de éstas muestran la presencia de vientos. Ellos encontraron que las velocidades de expansión de los vientos están en un rango de 600 a 3500 km s $^{-1}$. Dado que el rango de velocidades concuerda con el ancho de las alas de nuestros objetos, es necesario considerar a los vientos como un mecanismo posible de producción de alas.

Por otra parte, es sabido que estrellas con pérdida de masa alta, $> 10^{-6} M_{\odot}$ año $^{-1}$, pueden mostrar líneas de emisión en su espectro óptico. El ejemplo mejor conocido es la línea H α en el espectro de estrellas tipo O y B supergigantes. Estas líneas de emisión son



TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

FIGURA 4.4: Posición de los objetos con alas anchas en el diagrama color-color de IRAS.

aproximadamente simétricas alrededor de su longitud de onda en reposo con FWHM de unos cuantos cientos de km s^{-1} , es decir, anchos similares a los encontrados en algunos de los objetos de este capítulo.

El indicador más sensitivo de vientos son las líneas espectrales producidas por transiciones atómicas permitidas del primer estado excitado al estado base de iones abundantes. Estas líneas son llamadas resonantes y en varios casos tienen su longitud de onda en la zona del espectro ultravioleta. Los ejemplos mejor conocidos son las líneas resonantes de C IV, N V, Si IV, C II y Mg II. La gran abundancia de estos iones, combinada con una fuerza de oscilador grande, produce líneas de absorción que muestran corrimientos Doppler debidos al gas en expansión, aún si la tasa de pérdida de masa es pequeña. Si la densidad columnar de los iones absorbedores en el viento entre la fuente y el observador es pequeña (10^{13} y 10^{14} iones cm^{-2}) las líneas resonantes producirán componentes de absorción con corrimientos al azul débiles, pero observables (Lamers & Cassinelli, 1999). Si la densidad columnar es mayor de 10^{15} iones cm^{-2} las líneas mostrarán perfiles del tipo P Cyg.

Para explorar la posibilidad que las alas sean producidas por vientos se revisaron las observaciones realizadas por el satélite IUE (International Ultraviolet Explorer) de los objetos con alas. Se encontraron espectros para 10 de los objetos en la base de datos. De estos espectros solamente los de IRAS 20462+3416 mostraron perfiles P Cyg. En los espectros de los objetos restantes se encontraron únicamente líneas en emisión nebulares con FWHM variables de objeto a objeto. También se buscaron perfiles del tipo P Cyg en otras líneas en los espectros ópticos tomados para este trabajo. Se encontró que IRAS 20462+3416 tiene perfiles P Cyg en las líneas de H I y He I. También la nebulosa bipolar M 1-92 muestra perfiles P Cyg anómalos, sobre todo en las líneas de Balmer del hidrógeno; la interpretación

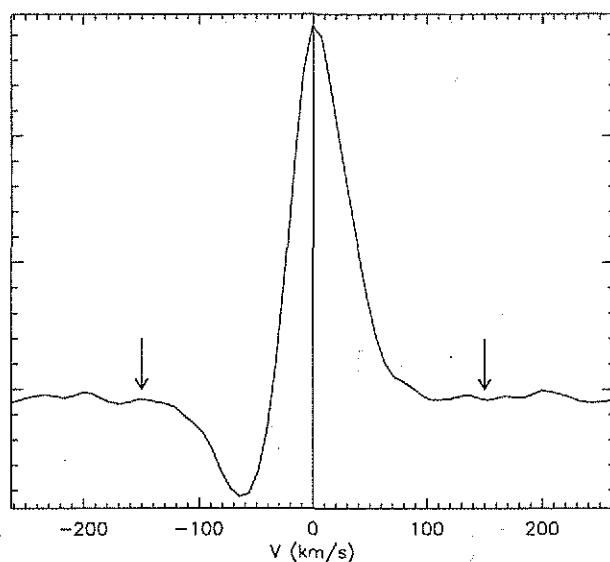


FIGURA 4.5: Perfil P Cyg (corregida por la velocidad del sistema) observado en la línea $H\beta$ del espectro de IRAS 20462-3416. Se indica la velocidad terminal y la velocidad a la cual debería encontrarse la ala roja de una componente en absorción en caso de que el perfil fuera producido en la fotosfera de la estrella.

que se ha dado a estas líneas en M 1-92 es que son producidas por un jet. Este objeto y la interpretación de sus líneas se presenta con más detalle en el Capítulo 8. En el espectro de IRC+10420 se ve la presencia de perfiles P Cyg inversos. La Tabla 4.3 resume esta información.

Se realizaron algunas pruebas para comprobar que los perfiles encontrados en algunas de las líneas de IRAS 20462+3416 son del tipo P Cyg. La prueba para los perfiles de Mg II fue la siguiente: se compararon los espectros de este objeto con los tomados en HD 5980 con el IUE a la misma resolución espectral. Se encontró que los observados en HD 5980 a finales del año de 1994, los cuales corresponden a una etapa de erupción (reportada por Koenigsberger et al. 1995) son muy similares a los encontrados para IRAS 20462+3416 observados en abril de 1994 y septiembre de 1995. Por otra parte, bajo la preocupación de que la absorción observada en los perfiles P Cyg observados en el óptico fuera producido en la fotosfera de la estrella y no en un viento se realizó la siguiente prueba: se determinó la velocidad del sistema (sin corrección por el movimiento terrestre) en IRAS 20462+3416 a partir de las líneas en absorción encontradas en el espectro y se analizó la absorción encontrada en los perfiles P Cyg. Se encontró que la velocidad es de -52 km s^{-1} . La Figura 4.5 muestra el perfil P Cyg observado en la línea $H\beta$. En esta figura se indica la velocidad del sistema, la velocidad terminal y la velocidad a la cual debería encontrarse la ala roja de una componente en absorción en caso de que el perfil fuera producido en la fotosfera de la estrella. Con lo anterior demostramos que el perfil observado en algunas de las líneas de IRAS 20462+3416 es efectivamente un perfil P Cyg.

De lo anterior concluimos que solamente la alas observadas en el objeto IRAS 20462+3416

Objeto con alas anchas en H α	Perfil P Cyg	
	Optico	IUE
CRL 618	no	no
M 2-9	no	no
IRAS 17395-0841	no	-
Vy 2-2	no	no
IRC+10420	invertido	-
M 1-91	no	no
M 1-92	anómalo	no
HM Sge	no	no
M 3-60	no	-
IC 4997	no	no
IRAS 20462+3416	si	si
Hb 12	no	no
Z And	no	no

TABLA 4.3: Evidencia de perfiles de tipo P Cyg en espectros del óptico y del ultravioleta.

podieran ser producidas por un viento. Esto concuerda con el hecho de que el perfil observado en este objeto tiene una forma diferente al del resto de los objetos (ver Fig. 4.3). Las alas de este objeto tienen una caída más abrupta mientras que los otros parecieran aproximarse por una función de Lorentz.

Ahora es necesario hacer la siguiente pregunta: ¿existe un viento capaz de explicar el flujo, el FWHM, el FWZI y la forma de las alas observadas en el espectro óptico de IRAS 20462+3416? A continuación se discuten diferentes métodos para estimar la tasa de pérdida de masa. Uno de estos es a partir de la teoría de vientos acelerados por radiación que nos da una relación entre la tasa de pérdida de masa, \dot{M} , y la velocidad terminal del viento, v_∞ . Podemos aplicar esta relación a los perfiles P Cyg observados en las líneas resonantes del espectro del IUE. Otro método es intentando reproducir la intensidad y forma de las alas en H α observadas en este objeto a partir de la suposición de un viento ópticamente delgado. Una lista amplia de referencias sobre estos temas se puede encontrar en Howarth & Prinja (1989) para líneas en el UV y en Puls et al. (1996) para H α .

Tasa de pérdida de masa y velocidades terminales de vientos en estrellas calientes

Un método para determinar la tasa de pérdida de masa en estrellas calientes es a partir del valor de la velocidad terminal medida en perfiles P Cyg (este método es válido para el caso de IRAS 20462+3416 pues el tipo espectral estimado es B1.5Ia). Este tratamiento se puede encontrar en Lamers & Cassinelli (1999). La teoría del viento acelerado por radiación predice que la tasa de pérdida de masa depende de los parámetros estelares de la forma

$$\dot{M} \sim L_*^{1/\alpha} M_{eff}^{\frac{\alpha-1}{\alpha}} \quad (4.1)$$

y

$$v_{\infty} \sim v_{esc} \sim \left(\frac{M_{eff}}{R_{*}} \right)^{0.5} \quad (4.2)$$

donde α es un parámetro que estima la fuerza radiativa debido a las líneas producidas en el viento estelar. El valor de α está en el rango de 0.45 a 0.65 para un conjunto conjunto de líneas ópticamente gruesas y líneas ópticamente delgadas y tiene un valor ~ 0.6 para estrellas OB (Lamers & Cassinelli 1999; Kudritzki et al. 1995; Puls et al. 1996). La masa efectiva es la masa corregida por la fuerza radiativa debido a dispersión electrónica, $M_{eff} = M_{*}(1 - \Gamma_e)$ con

$$\Gamma_e = \frac{\sigma'_e L_{*}}{4\pi c G M_{*}} \quad (4.3)$$

El coeficiente de dispersión electrónica por unidad de masa σ'_e depende de la composición química del viento y del grado de ionización. Este valor es alrededor de $\sigma'_e \simeq 0.30 \text{cm}^2 \text{gr}^{-1}$ para el viento de estrellas calientes. Combinando las ecuaciones 4.1 y 4.2 se tiene que

$$\dot{M} v_{\infty} R_{*}^{0.5} \sim L_{*}^{\frac{1}{\alpha}} M_{eff}^{\frac{\alpha-1}{\alpha} + \frac{1}{2}} \quad (4.4)$$

Usando la relación anterior en la comparación entre la tasa de pérdida de masa observada y la que se predice se encuentra que $\dot{M} v_{\infty} R_{*}^{0.5}$ es prácticamente independiente de la masa efectiva M_{eff} de la estrella. Por lo tanto, de la gráfica $\log(\dot{M} v_{\infty} R_{*}^{0.5})$ como función de $\log L_{*}$ se predice, a primera aproximación, una relación lineal para todas las estrellas masivas calientes con metalicidades solares. Esta relación esta dada por (Kudritzki et al. 1995)

$$\log(\dot{M} v_{\infty} R_{*}^{0.5}) = -1.37 + 2.07 \log(L_{*}/10^6), \quad (4.5)$$

donde, \dot{M} esta dado en $M_{\odot} \text{año}^{-1}$, v_{∞} en km s^{-1} , R_{*} en R_{\odot} y L_{*} en L_{\odot} .

Determinación de la tasa de pérdida de masa a partir de líneas en emisión ópticamente delgadas

La discusión en esta sub-sección está basada en Lamers & Cassinelli (1999) y en el tratamiento hecho por López & Meaburn (1983) para el caso de Mz 3.

La intensidad y la forma de los perfiles en emisión en el óptico nos dan información acerca de la tasa de pérdida de masa y la ley de velocidades de vientos estelares. La mayor parte de las líneas de emisión son formadas por recombinación y tienen una emisividad proporcional a N_e^2 . Esto implica que la emisión se origina principalmente en regiones de alta densidad, es decir en las capas bajas del viento cerca de la estrella, donde se produce la aceleración del viento. Las líneas en emisión son aproximadamente simétricas alrededor de su longitud de onda en reposo con FWHM de unos cuantos cientos de km s^{-1} . Este ancho tiene un valor menor al de la velocidad terminal del viento, dado que las líneas de emisión se forman en las capas de mayor emisividad donde la densidad es alta. Los grandes gradientes de velocidad en vientos estelares facilitan el escape de los fotones ya que no son

absorbidos. Esto puede verse de la siguiente manera. En un viento la velocidad del gas aumenta hacia afuera y dos partículas moviéndose hacia afuera, a dos diferentes distancias de la estrella, tienen distintas velocidades. Cuando un fotón creado por recombinación en una línea ha viajado una distancia $l > 2v_{th}/(dv/dl)$, donde v_{th} es la velocidad térmica y (dv/dl) es el gradiente de velocidades del viento a lo largo de la trayectoria del fotón, el corrimiento Doppler con respecto al gas que lo rodea es mayor que $2v_{th}$ y no puede ser absorbido en la misma línea de transición. Por lo tanto, vientos con $v \gg v_{th}$ serán ópticamente delgados. La suposición de un viento ópticamente delgado es válida para la línea H α y para la recombinación de líneas infrarrojas en vientos de estrellas de tipo tempranas.

Bajo la suposición de vientos ópticamente delgados para una cierta línea de transición, es posible determinar la tasa de pérdida de masa a partir de la luminosidad L_l de la línea. Esta se calcula como la integral de la emisividad, $j_l(r)$, sobre el volumen del viento de la forma

$$L_l = \int_{r_{min}}^{\infty} 4\pi r^2 j_l(r) \{1 - W(r)\} dr. \quad (4.6)$$

Esta integral comienza de una distancia r_{min} , la cual es la distancia donde la profundidad óptica del viento es igual a la unidad en el continuo a la misma longitud de onda que la línea. Para un viento ópticamente delgado $r_{min} \simeq R_*$. $W(r)$ es el factor de dilución geométrica que describe la probabilidad de que un fotón emitido a una distancia r con una dirección al azar sea interceptado por la estrella de radio r_{min} para esta longitud de onda. La cantidad $1 - W(r)$ es la probabilidad de que el fotón a una distancia r escape. Esta cantidad está dada por

$$1 - W(r) = \frac{1}{2} \left\{ 1 - \sqrt{1 - (r_{min}/r)^2} \right\}. \quad (4.7)$$

En la ecuación 4.6, $j_l(r)$, es la emisividad en la línea y depende de la distancia a la estrella. Para la línea H α , en el Caso B de recombinación (Osterbrock 1989), la emisividad toma la forma

$$j_l(r) \simeq 3.56 \times 10^{-25} n_e n_p (T/10^4)^{-0.96} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-3}, \quad (4.8)$$

donde n_e y n_p son la densidad de electrones y protones respectivamente. Es posible escribir esta ecuación en términos de la tasa de pérdida de masa a partir de la ecuación de continuidad $\rho(r) = \dot{M}/4\pi r^2 v(r)$ de la forma

$$j_l(r) = \rho(r)^2 f_{rec}(T), \quad (4.9)$$

donde $f_{rec} = 3.56 \times 10^{-25} m_p^{-2} (T/10^4)^{-0.96}$, donde m_p es la masa del protón.

Definiendo los parámetros adimensionales de distancia y velocidad, $x \equiv r/R_*$ y $w \equiv v/v_\infty$ respectivamente, y sustituyendo las ecuaciones 4.7 y 4.9 en 4.6 obtenemos

$$L_l = \frac{1}{8\pi R_*} \left(\frac{\dot{M}}{v_\infty} \right)^2 \int_{x_{min}}^{\infty} \frac{f_{rec}(T)}{w^2 x^2} \left\{ 1 - \sqrt{1 - (x_{min}/x)^2} \right\} dx \quad (4.10)$$

A la distribución de velocidad de un viento como función de la distancia a la estrella, $w(r)$, se le llama *ley de velocidad*. Las observaciones y los modelos de vientos estelares indican que la ley de velocidad puede aproximarse por una ley exponencial, que depende de un parámetro β , de la forma

$$v(r) \simeq v_0 + (v_\infty - v_0) \left(1 - \frac{R_\star}{r}\right)^\beta. \quad (4.11)$$

Esta ley describe como aumenta v con la distancia. Cubriendo un valor desde v_0 en la fotosfera de la estrella ($r = R_\star$) hasta v_∞ a una distancia muy grande de esta donde $v_\infty \gg v_0$. El parámetro β describe lo pronunciado del cambio y suele tener un valor entre 0.8 y 2.5 dependiendo del tipo espectral de la estrella. Esta ley de velocidad suele aproximarse de la forma

$$w(r) \simeq \left(1 - \frac{1}{x}\right)^\beta, \quad (4.12)$$

en donde w y x son los parámetros adimensionales de velocidad y distancia. Por lo tanto, suponiendo una estructura de temperatura en el viento y sustituyendo 4.12 en 4.10, es posible estimar el flujo de la línea H α si se conoce la distancia al objeto.

Perfil producido por un viento ópticamente delgado

En 1947 Sobolev propuso una formulación para el estudio del transporte radiativo en líneas espectrales en un medio con gradientes de velocidad grandes y sobre un continuo ópticamente delgado. Esta formulación suele llamarse *Teoría de Sobolev*. Un tratamiento riguroso sobre la solución general de este problema puede encontrarse en Rybicki & Hummer (1978, 1983); en adelante los llamaremos RH78 y RH83 respectivamente. En esta sección únicamente se presenta el caso particular de un viento ópticamente delgado y con emisividad isotrópica para reproducir el perfil en las alas de H α .

Se puede partir de la definición de la luminosidad monocromática L_ν (RH83), esto es la energía por unidad tiempo, por unidad de frecuencia emitida en la dirección a un observador distante definida por el vector unitario \mathbf{n}

$$L_\nu(\mathbf{n}, \mathbf{r}) = \int_0^{2\pi} \int_{p_{min}}^{p_{max}} I_\nu(\mathbf{n}, \mathbf{r}) p \, dp \, d\phi, \quad (4.13)$$

donde p es el llamado *parámetro de impacto* y es perpendicular a la línea de vista como lo muestra la figura 4.6, p_{min} y p_{max} definen el tamaño de la región del viento, $r = \sqrt{p^2 + z^2}$, ϕ es el ángulo que hace el vector \mathbf{r} con el plano de la hoja, I_ν es la intensidad específica monocromática que es determinada por la ecuación de transporte. Para el caso de emisión isotrópica (RH83)

$$I_\nu(\mathbf{r}) = \int_{-\infty}^{\infty} j_\nu(\mathbf{r}) p_\nu(\mathbf{r}) \, dz, \quad (4.14)$$

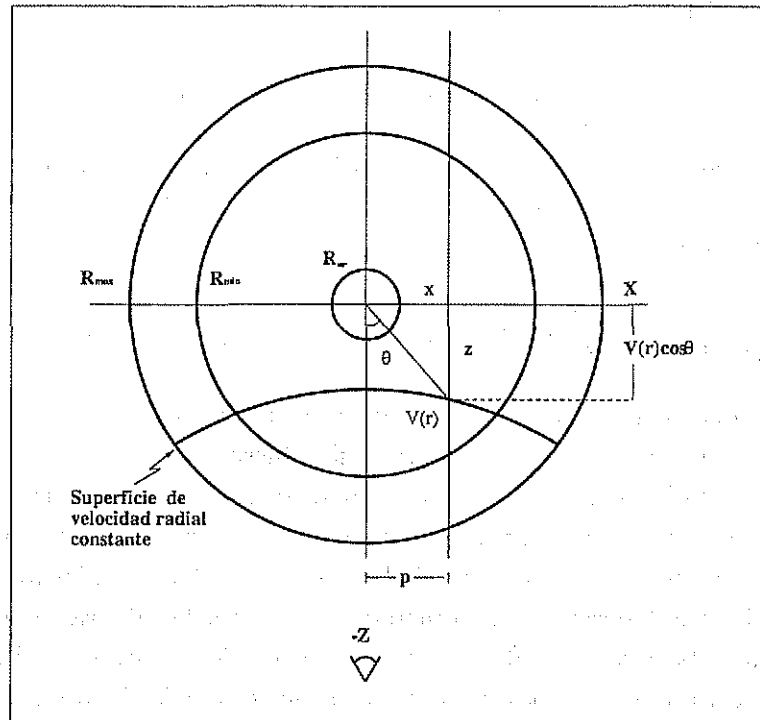


FIGURA 4.6: Geometría de un viento con simetría esférica. Se indica la dirección del parámetro de impacto (p) y las superficies de velocidad radial constante para un observador en la dirección z .

donde z es la dirección del observador, $p_\nu(r) = e^{-\tau}$ es la probabilidad de que un fotón emitido en un punto r escape en la dirección del observador y tiene un valor ~ 1 si suponemos un viento ópticamente delgado ($\tau_\nu \ll 1$). En ésta expresión j_ν es la emisividad de la línea y depende de la distancia r a la estrella y está dada por la ecuación 4.8.

Para realizar la integración de la ecuación 4.14 es necesario introducir el concepto de *superficies de velocidad radial constante* respecto al observador. Esto es, si se consideran los rayos que pasan a través del viento que tienen la misma dirección a un observador distante. En general para una frecuencia dada ν , existen uno o más puntos por cada rayo que contribuyen a la emisión a esta frecuencia. Estos puntos forman una superficie bidimensional en la cual cada punto tiene la misma velocidad proyectada sobre la línea de la visual (\mathbf{n}) del observador y está determinada por la ecuación

$$\frac{(\nu - \nu_0)}{\nu_0} = \frac{\mathbf{v}(\mathbf{r}) \cdot \mathbf{n}}{c} \quad (4.15)$$

donde $v(r)$ está definida por la ecuación 4.11. Una de las principales características de la teoría de Sobolev es que para fotones de una frecuencia dada que viajan a lo largo de un rayo dado, el medio es ópticamente transparente excepto para las regiones cercanas a los puntos de resonancia, con lo cual el perfil de la línea suele representarse matemáticamente utilizando una *delta de Dirac* que tiene un valor distinto de cero cuando se satisface la ecuación de las superficies de velocidad radial constante dada por la ecuación 4.15. De lo

anterior la ecuación 4.14 toma la forma (RH78)

$$I_\nu(r) = \int_{-\infty}^{\infty} j_\nu(r) \delta(\nu - \nu_0 - \frac{\nu_0}{c}v(r)\cos\theta) dz \quad (4.16)$$

De la figura 4.6 se muestra que $\cos\theta = p/r$. Sustituyendo la ecuación 4.9 en 4.16, y empleando los parámetros adimensionales $x \equiv r/R_*$, $p' \equiv p/R_*$, $z' \equiv z/R_*$, $w \equiv v/v_\infty$ la ecuación 4.13 toma la forma

$$L_\nu = \frac{f_{rec}M^2}{8\pi R_*v_\infty^2} \int_{p'_{min}}^{p'_{max}} p' \int_{-\infty}^{\infty} \frac{1}{x^4w^2} \delta(\nu - \nu_0 - \frac{\nu_0}{c}w(x)\cos\theta) dz' dp'. \quad (4.17)$$

Es importante notar que se ha supuesto un viento isotérmico con lo cual el término de la emisividad f_{rec} que depende de la temperatura sale fuera de la integral. En el caso de un viento descrito por la ecuación 4.12 por cada rayo de coordenadas (p'_ν, ϕ_ν) existe únicamente un punto descrito por $(p'_\nu, \phi_\nu, z'_\nu)$ para el cual el valor de la *delta* es diferente de cero, es decir, las superficies de velocidad radial son simples (RH78). Por lo tanto, para encontrar la luminosidad monocromática, el método de resolver la integral es encontrar a cada frecuencia ν y a cada parámetro de impacto p' el valor de z' para el cual la *delta de Dirac* es diferente de cero, la cual en términos adimensionales queda de la forma

$$\left[\nu - \nu_0 - \frac{\nu_0 v_\infty}{c} \left(1 - \frac{1}{\sqrt{p'^2 + z'^2}} \right)^\beta \frac{z'}{\sqrt{p'^2 + z'^2}} \right] \nu_D^{-1} = 0. \quad (4.18)$$

Donde ν_D es una frecuencia de normalización y corresponde a la del corrimiento Doppler máximo encontrado en las alas (2200 km s^{-1}). Una vez encontrado el valor de z' se realiza la integración sobre el parámetro de impacto en la ecuación 4.17.

IRAS 20462+3416

IRAS 20462+3416, mejor conocido como LSII+34°26 es un objeto de magnitud 11 que fue descubierto por Turner en 1983 y clasificado por primera vez como una estrella de tipo espectral B supergigante con líneas de emisión. Basados en el tipo espectral estimaron una distancia a este objeto de $\sim 18 \text{ kpc}$ situándolo a 2 kpc del plano galáctico. Debido a su gran distancia, este objeto fue usado para realizar estudios de rotación galáctica, con los cuales tanto el tipo espectral B1.5Iae como la gran distancia a la que se encuentra fueron motivo de diferentes estudios, comprobando así estas estimaciones. Más tarde Parthasarathy (1993), fue quién identificó este objeto con una fuente IRAS con colores infrarrojos similares a los de una nebulosa planetaria y concluyó que se trataba de una estrella post-AGB de baja masa con un cascarón de polvo circunestelar. Con base en esta clasificación LSII+34°26 pasó a formar parte del grupo selecto de estrellas post-AGB calientes y comenzó a ser monitoreado. Smith & Lambert (1994) en sus espectros encontraron líneas en emisión de transiciones permitidas y prohibidas y lo reportaron como una nebulosa planetaria incipiente. García-Lario et al. (1997) realizaron un monitoreo espectroscópico que reveló grandes variaciones espectrales en periodos de tiempo de horas y cambios significativos en

el espectro en diferentes años. Atribuyeron las variaciones de la velocidad radial observadas (superiores a 70 km s^{-1}) de unas cuantas horas, a pulsaciones estelares. A partir de la comparación de sus espectros con los modelos de transporte radiativo LTE obtuvieron que la mejor aproximación fue para una estrella de $T_{eff} \sim 18000 \text{ K}$. Basándose en el monitoreo espectroscópico sugieren que se trata de una estrella la cual ha tenido un episodio de pérdida de masa en el período de 1993-1995 y agregan que la presencia de un fuerte viento estelar puede deducirse de los espectros UV tomados en 1993 y 1994.

Estimación de la tasa de pérdida de masa en IRAS 20462+3416

En este trabajo se estimó la tasa de pérdida de masa en este objeto a partir de los perfiles PCyg observados en el doblete de MgII del espectro UV y de manera independiente se reprodujo la forma y flujo en las alas de la línea H α .

En la estimación de la tasa de pérdida de masa a partir de espectros de IUE (ecuación 4.5) se emplearon un rango de valores para el tamaño y la luminosidad de la estrella de $R_* = 16-25 R_\odot$ y $L_* = 0.5-1.58 \times 10^5 L_\odot$. Estos rangos están dentro de los valores que predicen los modelos estelares para una estrella de tipo espectral B1.5Ia (Allen 1991), tomando en cuenta un posible error en la determinación del tipo espectral. El valor de la velocidad terminal que se empleó en este cálculo es el del perfil P Cyg en la línea $\lambda 2802.7 \text{ \AA}$ del doblete de Mg II observado en el espectro UV en el año de 1994 y es igual a $v_\infty \sim 1000 \text{ km s}^{-1}$ (se ha tomado en cuenta el ancho instrumental de las líneas en el IUE de 6 \AA). Se encontró que el valor de la tasa de pérdida de masa es menor o igual a $\dot{M} = 2 \times 10^{-7} M_\odot \text{ año}^{-1}$.

Para reproducir el flujo total ($F_{H\alpha} = 1.2 \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$) y la forma de las alas en la línea H α se emplearon las ecuaciones 4.10 y 4.17 para un viento isotérmico de temperatura $T_e = 20,000 \text{ K}$ y tamaño de la estrella de $R_* = 25 R_\odot$. Se supuso una ley de velocidades descrita por la ecuación 4.11 con un exponente $\beta = 0.8$, que corresponde a una estrella de tamaño no puntual respecto al volumen ocupado por el viento. Se tomó el valor del FWZI como el valor de la velocidad terminal, esto es, $v_\infty = 1,500 \text{ km s}^{-1}$ y una distancia a este objeto de $D \sim 18 \text{ kpc}$ (García-Lario et al. 1997). De lo anterior, el valor de la tasa de pérdida de masa que mejor ajusta las observaciones, es de $\dot{M} \sim 10^{-5} M_\odot \text{ año}^{-1}$. La Figura 4.7 muestra la comparación del perfil observado en las alas de H α y el reproducido por el modelo (línea a trazos).

Se encontraron dos valores distintos en la estimación de la tasa de pérdida de masa. Uno de $\dot{M} = 2 \times 10^{-7} M_\odot \text{ año}^{-1}$, estimado a partir de la velocidad terminal de las líneas del doblete de Mg II en el espectro ultravioleta tomado en septiembre de 1995. Y otro de $\dot{M} = 10^{-5} M_\odot \text{ año}^{-1}$, a partir de la reproducción del flujo y la forma de las alas en la línea H α de los espectros ópticos tomados para este trabajo en septiembre de 1997. Esta diferencia sugiere que este objeto se encuentra en un evento de pérdida de masa creciente. Para justificar esta interpretación se han buscado espectros en la literatura y en bases de datos de este objeto que muestren estos posibles cambios. Se encontraron espectros tomados por el satélite IUE en cuatro fechas distintas (mayo de 1984, abril de 1993, abril de 1994 y septiembre de 1995). Estos espectros muestran que la intensidad de continuo

TESIS CON
 FALLA DE ORIGEN

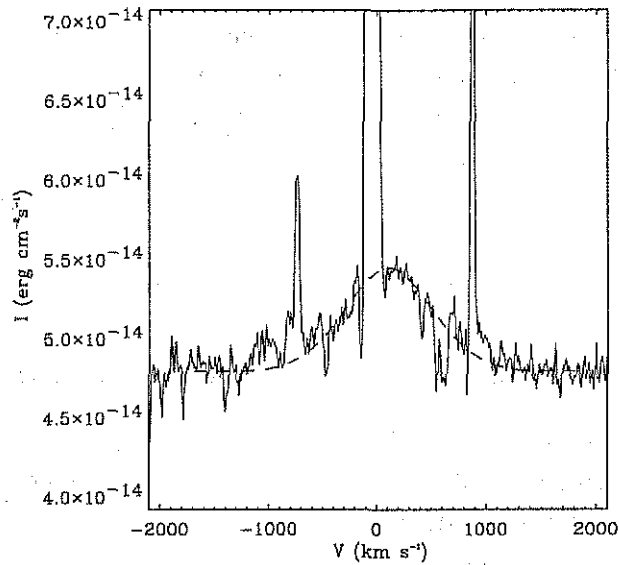


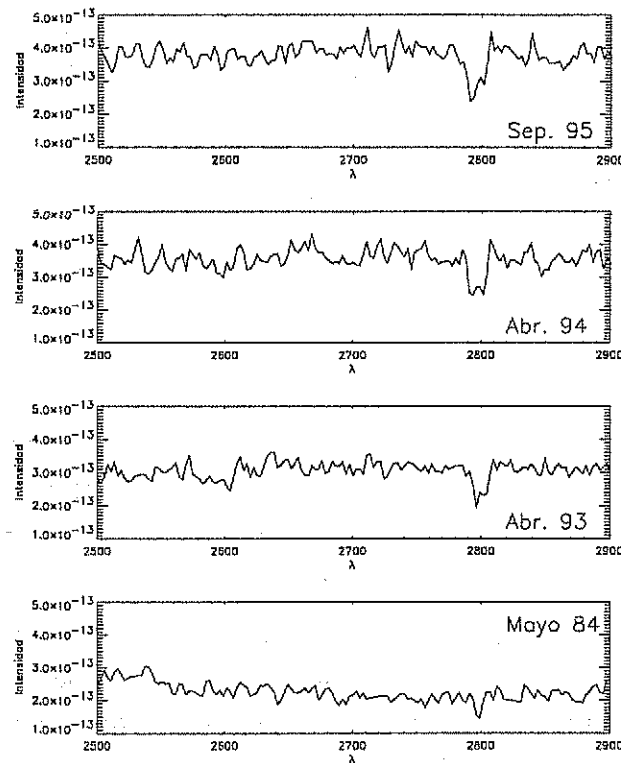
FIGURA 4.7: Comparación de las alas en la línea H α observadas en el objeto IRAS 20462+3416 y el reproducido con un modelo de viento ópticamente delgado para una $\dot{M} = 5 \times 10^{-5} M_{\odot} \text{año}^{-1}$, $v_{\infty} = 1500 \text{ km/s}$

se ha duplicado en once años (ver Figura 4.8). Por otra parte, de la comparación de los espectros en longitudes de onda en el visible reportados por García-Lario et al. (1997) y los realizados para este trabajo en septiembre de 1997 Figuras 4.9 y 4.7, se pueden apreciar notables diferencias. La diferencia más notable es la aparición de las alas extendidas en la línea H α en nuestro espectro óptico. También, el hecho de que la absorción en el perfil P Cyg de H α sea más fuerte en el espectro tomado para esta tesis apoya la idea del aumento en la tasa de pérdida de masa. Fenómenos similares (incremento de la intensidad y aumento en la tasa de pérdida de masa) son también observados en algunas etapas tardías de estrellas masivas, por ejemplo en las Variables Azules Luminosas.

Se puede concluir que: (1) Sólomente para el objeto IRAS 20462+3416 las alas pueden explicar con un viento. (2) Un viento con una tasa de pérdida de masa $\leq 10^{-5} M_{\odot} \text{año}^{-1}$ y velocidad terminal de $v_{\infty} = 1500 \text{ km s}^{-1}$ son las condiciones que mejor reproducen el perfil observado en IRAS 20462+3416. (3) Se encuentra un aumento en la tasa de pérdida de masa en este objeto de 1995 a 1997.

4.3.2 Disco circunestelar

Con frecuencia se habla de discos para explicar la morfología bipolar en nebulosas planetarias. La posibilidad de que la emisión proveniente de un disco en rotación pueda explicar por sí solo la extensión de las alas puede discutirse a partir de la velocidad circular máxima que puede tener el gas en la superficie de la estrella, dado por



TESIS CON FALLA DE ORIGEN

FIGURA 4.8: Espectros ultravioleta del objeto IRAS 20462+3416 tomados por el satélite IUE en cuatro diferentes temporadas. Se puede apreciar de la intensidad en este objeto ha ido en aumento a aumentado un factor de dos en once años.

$$v_c = 437 \sqrt{(M/M_\odot)/(R/R_\odot)} \text{ km s}^{-1}. \quad (4.19)$$

Para estrellas con un rango de masas $M_* \sim 0.55 - 0.83 M_\odot$ y de radios $R_* \sim 1 - 18 R_\odot$ (valores esperados para estrellas centrales de proto-nebulosas planetarias, ver por ejemplo, Kwok 2000) se obtiene, como máximo, una velocidad circular en la superficie de la estrella de

$$v_c = 400 \text{ km s}^{-1}, \quad (4.20)$$

lo cual sería el máximo de la velocidad observada en el interior de un disco ópticamente delgado en rotación. Este valor es definitivamente mucho menor al observado en las alas de la línea H α de estos objetos ($\sim 2000 \text{ km s}^{-1}$).

De lo anterior se puede descartar que la presencia de un disco sea el mecanismo responsable de la producción de las alas extendidas en estos objetos.

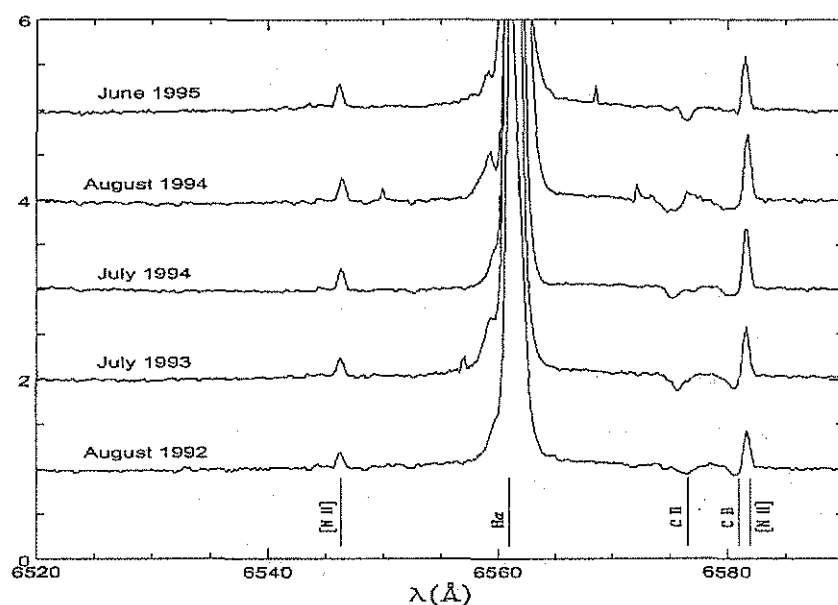


FIGURA 4.9: Espectros visibles del objeto IRAS 20462+3416 reportados en Garcia-Lario et al. 1997. La alas encontradas en el espectro de este trabajo no aparecen en los reportes anteriores. Esto y la profundidad de la absorción en el perfil P Cyg de la línea H α apoya la idea de que el objeto se encuentra en una etapa de pérdida de masa creciente (comparar con el obtenido para este trabajo y mostrado en la Figura 4.7).

4.3.3 Dispersión electrónica

La dispersión electrónica ha sido propuesta y extensamente estudiada como el mecanismo de ensanchamiento de líneas en objetos como QSOs (p.ej. Mathis 1970; Shields & McKee 1981; Lee 1999) y WRs (p.ej. Hillier 1991). Este mecanismo propone que un fotón que interacciona con un electrón es dispersado con un corrimiento Doppler debido al movimiento térmico de los electrones en una región ionizada. La posibilidad de que este mecanismo sea el responsable del ensanchamiento de las líneas en nebulosas planetarias fué sugerido para explicar las alas en el caso de la bipolar Mz 3 (López & Meaburn 1983). Sin embargo no existen en la literatura estimaciones de las condiciones físicas que se requerirían en una nebulosa planetaria para que este mecanismo fuera el responsable del ensanchamiento. Recientemente Lee & Hyung (2000) y Lee et al. (2001) mencionan que es poco probable que la dispersión electrónica sea el mecanismo que ensancha las líneas en este tipo de objetos por las siguientes razones: a) Dado que la sección recta del electrón es independiente de la longitud de onda, sería de esperarse que todas las líneas (p. ej. las prohibidas) estuvieran ensanchadas y eso no necesariamente se observa; b) dado que la sección recta del electrón es muy pequeña ($6.65 \times 10^{-25} \text{ cm}^{-1}$) se requiere de grandes densidades columnares; y finalmente c) para obtener anchos del orden de 10^3 km s^{-1} se requiere de muy altas temperaturas.

En este trabajo no se descartará de antemano este mecanismo. En vez de eso se estimarán las condiciones físicas requeridas para cada objeto y, una vez teniendo valores

de éstos, se discutirán en términos de los modelos de formación de nebulosas planetarias.

Se buscó la existencia de alas en líneas prohibidas y en las líneas de Balmer. No se detectaron alas en las líneas prohibidas de los objetos que muestran alas anchas en H α , ni aún en las líneas más intensas. Es decir, todas las líneas prohibidas pueden ajustarse por una o más gaussianas. La línea H β de los objetos IRC+10420, M 1-92, HM Sge, M 3-60 y Z And mostraron tener alas anchas. La Tabla 4.2 muestra los anchos a intensidad cero.

El hecho de que no todos los objetos muestren alas en la línea H β , puede deberse a que la intensidad de H β es significativamente menor que la de H α (de 5 a 75 en los trece objetos). De lo anterior, la señal a ruido en las alas disminuye y las alas no se pueden distinguir del ruido, por lo tanto las alas en esta línea aparecen más angostas.

Por otra parte, la justificación de que estos objetos no muestren una componente ancha en las líneas prohibidas (aun en el caso de líneas muy intensas) y bajo la suposición de dispersión electrónica, sugiere que estemos hablando de dos regiones diferentes. Una región ionizada y muy densa donde se produce la línea H α y es dispersada por los electrones libres que llamaremos *Región de Dispersión Electrónica* (RDE) y otra menos densa donde se producen las líneas prohibidas *Región de Líneas Prohibidas* (RLP). Esta idea fué introducida por Mathis (1970) para explicar también porqué las líneas prohibidas en cuasares no mostraban anchos similares a los encontrados en las líneas de Balmer. En este modelo se requiere de una geometría en la cual la RDE esté localizada entre la estrella excitadora y la RLP.

Daremos una estimación de los parámetros físicos de la RDE a partir de la suposición de que un gas con una profundidad óptica (τ) y temperatura electrónica (T_{RDE}) uniforme es el responsable del ensanchamiento de las líneas de hidrógeno. Sólo en términos del estudio de la RDE discutiremos las características de la RLP.

Es posible estimar la temperatura (T_{RDE}) a partir de la relación encontrada por Mathis (1970)

$$T_{RDE} = (18.2 \frac{\Delta v_M}{x_0})^2 \text{ } ^\circ K, \quad (4.21)$$

donde, Δv_M (km s $^{-1}$) está definido a partir del tratamiento propuesto por Mathis (1970). En este tratamiento el valor de Δv_M es independiente de la señal a ruido de la línea y está determinado por el cociente de los flujos observados a dos anchos distintos de la forma $F_{obs}(\Delta v_M)/F_{obs}(2\Delta v_M) = 2.05$. El valor de $x_0 \equiv 0.19\tau + 0.59$ (Mathis 1970).

La forma más fácil de determinar la profundidad óptica de la RDE es a partir del cociente de fotones de la línea que salen sin ser dispersados sobre el flujo total de fotones, $F(\text{sin dispersión})/F(\text{total})$, donde $F(\text{sin dispersión})$ es el flujo en la línea H α angosta y $F(\text{total})$ es el flujo de las alas más la línea angosta. De Osterbrock (1989)

$$P(\tau) \equiv \frac{F^{sd}}{F} = \frac{3}{4\tau} [1 - \frac{1}{2\tau^2} + (\frac{1}{\tau} + \frac{1}{2\tau^2})e^{-2\tau}]. \quad (4.22)$$

Aquí $\tau = an_e\sigma_e R_{RDE}$, donde a es el factor de llenado, σ_e la sección recta del electrón (6.65×10^{-25} cm 2), n_e la densidad electrónica de la RDE y R_{RDE} es el tamaño. Desafortunadamente, $P(\tau)$ en la ecuación 4.22 no puede ser observada directamente. La RLP emite líneas de hidrógeno que contribuyen al flujo de la línea y no han sido dispersadas

$$\begin{aligned}
 F^{sd} &= 3.4 \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \\
 F &= 4.1 \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \\
 F_{\text{alas}} &= 4.1 \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \\
 \Delta v_M &= 520 \text{ km s}^{-1} \\
 \tau &= 0.24 \\
 r &= 650 \text{ pc} \quad (1) \\
 a &= 0.1 \\
 T_{RDE} &= 2 \times 10^8 \text{ K} \\
 n_e &= 4 \times 10^{12} \text{ cm}^{-3} \\
 R_{RDE} &= 10^{12} \text{ cm} \\
 M_{RDE} &= 4 \times 10^{-8} M_{\odot}
 \end{aligned}$$

(1) Schwarz et al. (1997)

TABLA 4.4: Condiciones físicas de la región de dispersión electrónica que se requieren para explicar las alas anchas de la nebulosa planetaria M 2-9

por electrones. Con lo cual la relación observada $P(\tau)_{obs}$ es sólo un límite superior de $P(\tau)$. Se hizo una corrección de la siguiente forma $P(\tau) = C_{RLP} \times P(\tau)_{obs}$, donde $C_{RLP} < 1$ y da una aproximación de la cantidad de emisión de la línea H α que proviene de la RLP. El valor de C_{RLP} que daremos proviene de la estimación de la T_{RLP} de cada objeto.

Es posible estimar la n_e y R_{RDE} de la suposición de que la RDE se encuentra completamente ionizada. Igualando la emisión dentro de un volumen esférico de radio R_{RDE} , sea a la fracción de llenado, F_{alas} el flujo en las alas de H α , es decir el que se produce en la RDE y d la distancia estimada al objeto por otros autores. Sustituyendo R_{RDE} dado por la profundidad óptica (τ), tenemos

$$n_e = \frac{\tau^3 h\nu\alpha_B}{F_{\text{alas}}\sigma_e^3 d^2 a^2}, \quad (4.23)$$

donde α_B es el coeficiente de recombinación (Caso B) y $h\nu$ es la energía asociada en la transición de la línea H α . Entonces el tamaño de la región estará dado por

$$R_{RDE} = \frac{\tau}{an_e\sigma_e}. \quad (4.24)$$

De R_{RDE} y N_e es posible estimar la masa aproximada del gas en la región a partir de $M_{RDE} = Vn_em_p$, donde V es el volumen del cascarón de la RDE y m_p la masa del protón.

Se han determinado los valores aproximados de las condiciones físicas de la región de dispersión electrónica para cada uno de los objetos con alas anchas en la línea H α . Dado que las condiciones físicas son similares para todos los objetos y que los valores son muy extremos, sólo se reporta el caso de la nebulosa planetaria M 2-9. Se escogió esta nebulosa porque, además de que es una de las más brillantes, se conoce con mayor precisión su distancia. La Tabla 4.4 muestran los valores empleados para realizar la estimación de las condiciones físicas necesarias para la RDE. F^{su} , F y F_{alas} fueron medidos del espectro y τ , T_{RDE} , n_e , R_{RDE} y M_{RDE} estimados a partir de las ecuaciones discutidas anteriormente.

Como se puede apreciar, para que las alas sean producidas por dispersión electrónica se requiere de una región con temperatura y densidad volumétrica extremadamente altas. El tamaño de la región y la masa del material involucrado en el gas que dispersa los fotones son relativamente bajas ($R_{RDE} = 10^{12}$ cm y $M_{RDE} = 4 \times 10^{-8} M_{\odot}$, respectivamente). Para que este modelo sea aceptado se requeriría de una tasa de pérdida de masa de alrededor de $\dot{M} \sim 2 \times 10^{-4} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$.

De los valores tan extremos se concluye que es poco probable que la dispersión electrónica sea el mecanismo responsable de la producción de alas anchas en este tipo de objetos.

4.3.4 Dispersión Raman

Otro mecanismo posible para el ensanchamiento de las alas en la línea H α es la dispersión Raman que se produce por átomos de hidrógeno neutro y que afecta a varias líneas con longitudes de onda similar o igual que la de H α .

La dispersión Raman consiste en la absorción de un fotón, seguido por la inmediata emisión de otro fotón a diferente longitud de onda. Un fotón de longitud de onda λ_i es absorbido por un átomo que se encuentra en un eigenestado $|i\rangle$ con eigenenergía ϵ_i . La absorción tiende a un estado intermedio $|q\rangle$ que no corresponde a un eigenestado del átomo y tiene una energía

$$\epsilon_q = \epsilon_i + \frac{hc}{\lambda_i}. \quad (4.25)$$

Al producirse la transición a un estado estable $|f\rangle$ con una eigenenergía ϵ_f el sistema emite un fotón de longitud de onda λ_f . El principio de conservación de energía requiere que

$$\epsilon_i + \frac{hc}{\lambda_i} = \epsilon_f + \frac{hc}{\lambda_f}. \quad (4.26)$$

Cuando $\epsilon_i = \epsilon_f$ se habla de dispersión Rayleigh, mientras que para el caso de $\epsilon_i \neq \epsilon_f$ se habla de dispersión Raman. Es importante notar que la dispersión Raman involucra un fotón incidente (hc/λ_i) y un átomo dispersor en un nivel ϵ_i , donde el fotón incidente no necesariamente proviene del mismo elemento que el átomo dispersor. Para que este mecanismo sea eficiente se requiere de una gran densidad columnar de estos átomos dispersores en un mismo nivel de energía, por lo tanto los átomos de hidrógeno y el de helio son los mejores candidatos. Aquí hablaremos de dispersión Raman producida por el átomo de hidrógeno en su estado base con lo cual un fotón con longitud de onda similar a las líneas de la serie de Lyman puede ser absorbido e inmediatamente re-emitido en otra longitud de onda. De la ecuación 4.26 se tiene una relación entre la longitud de onda incidente y la dispersada, la cual para la absorción de un fotón con longitud de onda similar a Ly β quedará de la forma

$$\frac{1}{\lambda_i} = \frac{1}{\lambda_{Ly\alpha}} + \frac{1}{\lambda_f}. \quad (4.27)$$

Con lo cual, por ejemplo, la dispersión del doblete de O VI $\lambda\lambda$ 1032, 1038 producirá dos líneas a 6825Å y 7082Å respectivamente mientras que la dispersión de una línea λ 1026

(Ly β) resultará en una línea centrada en H α . Por otra parte, un corrimiento o ensanchamiento en la frecuencia de la línea incidente será igual al ensanchamiento en la frecuencia de la línea dispersada, esto es, $\Delta\nu_i = \Delta\nu_f$. Esto mismo expresado en términos de los anchos en longitud de onda del ensanchamiento $\Delta\lambda_i$ de la línea incidente λ_i corresponde a

$$\frac{\Delta\lambda_f}{\lambda_f} = \frac{\lambda_f}{\lambda_i} \frac{\Delta\lambda_i}{\lambda_i} \quad (4.28)$$

Las ecuaciones 4.27 y 4.28 describen dos de las propiedades principales de la dispersión Raman, la de modificar la longitud de onda del fotón incidente y la de ensanchar el perfil de la línea. De estas ecuaciones tenemos que, a partir de la incidencia de una línea Ly β , se producirá una línea centrada en H α cuyo ancho será un factor de 6.4 veces el de la línea incidente.

Estudios astrofísicos de este mecanismo se han realizado a partir de 1989 cuando Nussbaumer, Schmid & Vogel (1989) reportan una lista de líneas con longitudes de onda similares a la de Ly β y proponen éstas como candidatos para producir dispersión Raman en galaxias Seyfert. Schmid, en este mismo año, propuso el mecanismo Raman para explicar la existencia de las bandas anchas alrededor de las longitudes de onda 6825 Å y 7082 Å encontradas en cerca de 50% de las estrellas simbióticas las cuales no habían sido identificadas a esa fecha. El sugirió que estas bandas son debidas a dispersión Raman del doblete resonante de O IV λ 1032Å y 1038Å por el hidrógeno neutro. Más tarde, Péquignot et al. (1997) reportan el descubrimiento de una línea a λ 4851 Å en la nebulosa planetaria NGC 7027 y la interpretan como el producto de la dispersión Raman de la línea de HeII (2-8). Más recientemente, Lee & Hyung (2000) y Lee (2000) interpretan las alas en la línea H α observadas en la nebulosa planetaria IC 4997 y en algunas simbióticas como el producto de la dispersión Raman de la línea Ly β . Con la motivación de estos trabajos se buscaron argumentos que apoyaran o descartaran la dispersión Raman como el mecanismo que produce las alas en estos objetos. A continuación se discuten algunos de éstos argumentos.

Evidencia de componentes neutras

Para que la dispersión Raman sea el mecanismo que produce las alas, se requiere de la existencia de una componente neutra de hidrógeno con una densidad columnar mayor de 10^{20} cm^{-2} .

La mejor estimación de la densidad columnar de hidrógeno neutro es a partir de la línea de 21 cm. Se buscaron en la literatura medidas de esta línea en todos los objetos que muestran alas en la línea de H α y se encontró que solamente en dos objetos se ha medido. Son los casos de la estrella simbiótica HM Sge y la nebulosa planetaria IC 4997 donde se encontró una densidad columnar de hidrógeno atómico de alrededor 4×10^{20} en cada una de ellas.

Dado que no en todos los objetos hay medidas de la línea de 21 cm se buscaron otros indicadores de la existencia de envoltentes neutras. Si hay evidencia de regiones moleculares podría esperarse que una región neutra existirá entre la región ionizada y la molecular. Por lo tanto se buscaron en la literatura reportes de transiciones rotacionales en radio y rotovibracionales en el infrarrojo cercano de la molécula de CO y transiciones roto-vibracionales

Object	H I (10^{20}cm^{-2})	Na I	H ₂	CO
CRL 618	-	si	si (3)	si (5)
M 2-9	-	si	si (3)	si (5)
IRAS 17395-0841	-	si	-	-
Vy 2-2	-	si (2)	si (3)	no (5)
IRC+10420	-	si	-	si (6)
M 1-91	-	no	si (4)	no (7)
M 1-92	-	si	si (3)	si (8)
HM Sge	4 (1)	no	-	si (9)
M 3-60	-	si	-	-
IC 4997	3.8 (2)	si (2)	no (4)	no (5)
IRAS 20462+3416	-	si	-	-
Hb 12	-	si	si (3)	no (2)
Z And	-	si	-	-

(1) Leahy et al. 1990; (2) Dinerstein et al. 1995; (3) Hora et al. 1999; (4) Kastner et al. 1996; (5) Huggins & Healy 1989; (6) Knapp & Morris 1985; (7) Josselin et al. 2000; (8) Alcolea et al. 2000; (9) Mueller & Nusbaumer 1985.

TABLA 4.5: Resumen de la evidencia de componentes neutras en los objetos de alas anchas en la línea H α .

de H₂ en el infrarrojo cercano. La Tabla 4.5 indica aquellos objetos para los cuales existen reportes de medidas en la literatura. Como se muestra en la tabla, no en todos los objetos con alas se detectó evidencia positiva de envoltentes moleculares.

Ya que el potencial de ionización es muy bajo (5.1 eV), la evidencia de líneas de este ión pueden servir como indicadores de regiones neutras. De lo anterior, se buscó evidencia del doblete de Na I $\lambda\lambda 5889$ y 5895 en absorción en cada una de las nebulosas. Para esto se usaron los espectros ópticos y el método descrito por Dinerstein et al. (1995). La Tabla 4.5 muestra también estos resultados. Esta tabla muestra evidencia de una componente neutra al menos en alguno de los indicadores. Es obvio de que el hecho de que algunos de los indicadores no encontraran evidencia positiva no es prueba de la ausencia de hidrógeno atómico.

Evidencia de perfiles anchos en Ly β

Suponiendo que la dispersión Raman de una línea Ly β es la responsable de las alas, de la ecuación 4.28, se requiere un ancho de $\Delta V_{Ly\beta} = \Delta V_{H\alpha}/6.4$ para Ly β . Una estimación del ancho en esta línea puede ser dado por otras líneas en el espectro UV. Sólomente en el caso de Z And fue posible resolver las líneas del espectro UV. El FWZI observado en el caso de la línea de CII 1760 fué de alrededor de 800 km s^{-1} , consistente con el $\Delta V_{Ly\beta} \sim 600 \text{ km s}^{-1}$ esperado para este objeto.

Es probable que no todos los objetos tengan Ly β en emisión con un ancho tan grande. En esta dirección Lee et al. (2001) indican que es más factible que el ancho en las alas H α sea formado por la dispersión Raman de fotones en el continuo alrededor de Ly β .

Tipo de perfiles en las alas

Lee (2000) encuentra que para el límite ópticamente delgado y un campo de radiación plano el perfil del viento puede aproximarse por una curva proporcional a $F(\Delta V) = \Delta V^{-2}$. La Figura 4.10 muestra el ajuste de un perfil proporcional a Δv^{-2} a las alas de los 13 objetos. En tres de ellos (CRL 618, M 1-92, HM Sge) el ajuste en las alas es satisfactorio aunque en el centro de la línea no lo es. En el caso de IRAS 20462+3416, donde claramente las alas no tienen un comportamiento del tipo $I \propto 1/\Delta v^2$. Lo anterior coincide con la evidencia de un viento estelar deducido en la sub-sección 4.3.1. Sin embargo el hecho de que el perfil no sea lorentziano no excluye que el mecanismo que da lugar a las alas sea dispersión Raman, pues es posible que algunos movimientos (por ejemplo nudos moviéndose a distintas velocidades) macroscópicos del gas modifiquen el perfil.

Evidencia de otras líneas Raman

Existen otras líneas a longitudes de onda muy similares a la de Ly β que pueden producir perfiles anchos a otras longitudes de onda. Es el caso de la línea 972 Å del He II que produce un perfil a longitudes de onda muy similares a la línea de H β aparentando ser alas en esta línea. A partir de la estimación de la abundancia de He II y el conocimiento de la sección recta de esta línea es posible estimar la cantidad de flujo en esta línea. No son muchas las líneas similares a la de He II que producen líneas anchas en el espectro óptico (o IR) así que un método de descartar la dispersión Raman es buscar alas en otras líneas diferentes a las de H α y H β .

Por otra parte, la existencia de perfiles anchos en otras longitudes de onda es evidencia de que la dispersión Raman está presente. Tal es el caso de las "bandas" de emisión anchas a 6830Å y 7088Å que han sido observadas en más del 50% de las estrellas simbióticas. Dichas líneas han sido materia de estudio por muchos autores pues no existen transiciones conocidas de algún átomo a esas longitudes de onda. Solo fueron explicadas por Schmid (1989) cuando propuso que dichas bandas son producidas por dispersión Raman por hidrógeno neutro del doblete resonante de O VI $\lambda\lambda$ 1032-1038 Å. Se ha buscado esta banda en los espectros de los 13 objetos y se encontró solamente en nuestro espectro de Z And. La ausencia de esta línea en los otros espectros no es una prueba en contra de la suposición de que las alas de H α se produzcan por dispersión Raman pues para que 6830 se produzca depende de la abundancia de O⁺⁵, que seguramente está ausente en estrellas de baja temperatura o que la compañera no es una enana blanca.

4.4 Discusión y conclusiones

Se encuentran trece objetos que exhiben alas anchas en la línea H α . De esos objetos dos son estrellas simbióticas y once han sido clasificados como nebulosas planetarias en el proceso de formación. Los objetos muestran características similares. De los trece objetos, nueve han sido resueltos y todos muestran morfología bipolar. Y de estos, 10 muestran perfiles complejos en la línea H α . Existen otros objetos con características similares a las de estos objetos (nebulosas planetarias en proceso de formación, alas anchas en la línea H α

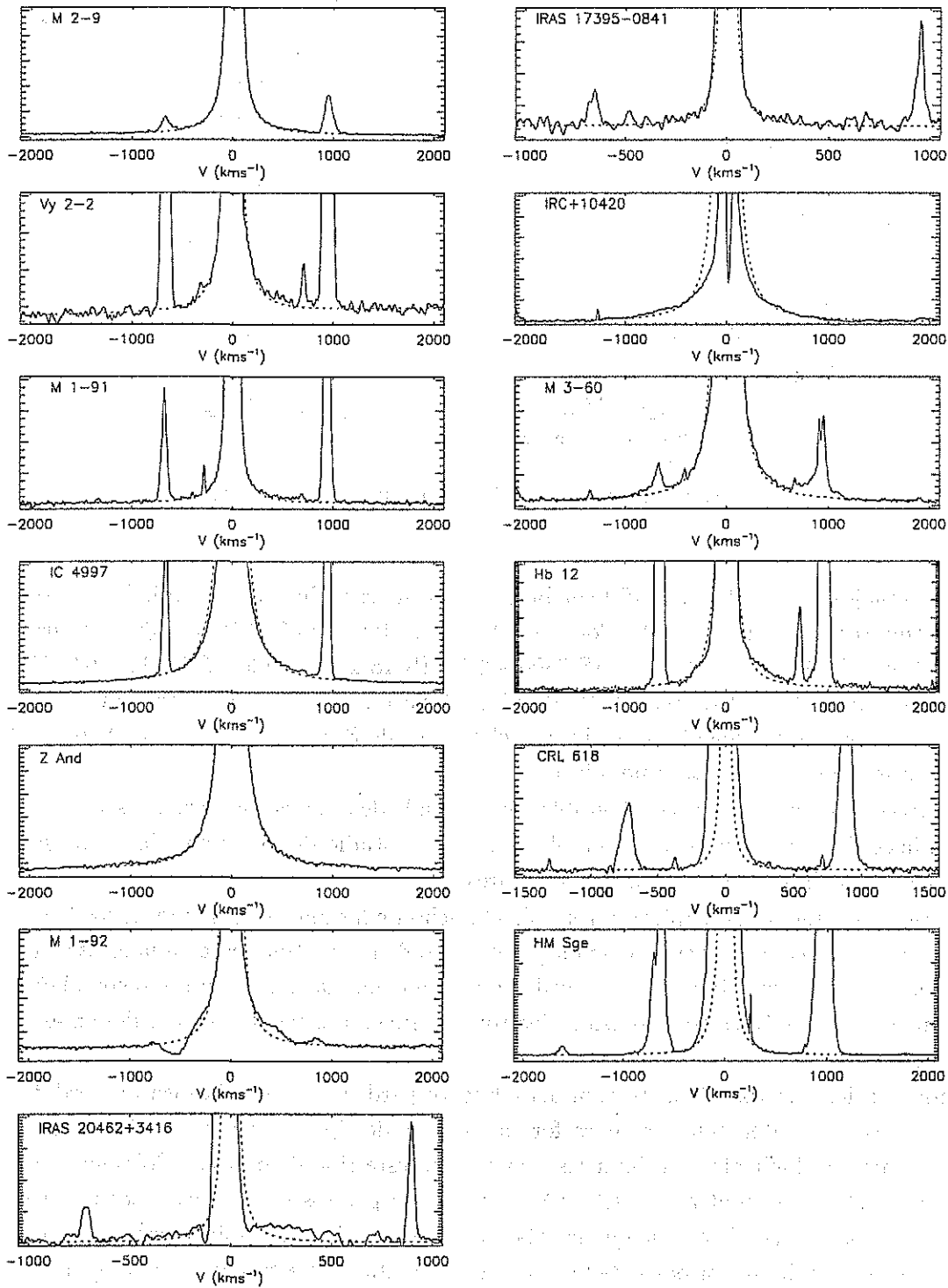


FIGURA 4.10: Ajuste de los perfiles anchos de la línea H α con un perfil de tipo Lorentz, donde $I \propto 1/\Delta v^2$.

Object	6825 O VI	6545 He II (2-6)	4851 He II (2-8)	4861 Ly γ
CRL 618				no
M 2-9	si	si(1)		no
IRAS 17395-0841	si			ruido
Vy 2-2				ruido
IRC+10420	si(3)			si
M 1-91				no
M 1-92	?	si		si
HM Sge	si(2)			si
M 3-60	si			si
IC 4997	si		si	?
IRAS 20462+3416				no
Hb 12	si			si
Z And	si(4)			si

(1) Lee & Hyung (2000) (2) Schmid et al. (2000) (3) Birriel et al (1998)

TABLA 4.6: Resumen de la evidencia de otras líneas Raman

perfiles complejos en esta línea, morfología bipolar) los cuales no han sido estudiados en este trabajo como son BI Cru, MyCn18 (Corradi & Schwarz, 1993) y Mz 3 (Lopez & Meaburn, 1983). Además IRAS 0653+1837, IRAS 08005-2356, IRAS 10348-6320, IRAS 11201-6545, IRAS 14488-5405, IRAS 15144-5812, IRAS 16594-4656 que también muestran líneas H α muy anchas pero su morfología no se ha resuelto (Van de Steene et al. 2000). Y por lo tanto es un fenómeno bastante generalizado.

La existencia de un número considerablemente grande de objetos con características tan similares hace de estos objetos un tema obligado en el estudio de formación de nebulosas planetarias y la colimación de nebulosas bipolares.

Un disco en rotación no explica por sí solo el ancho de las alas en ninguno de los trece objetos. Que un disco de rotación no explique el ancho de las alas no descarta la existencia de éstos en las nebulosas bipolares. Es posible que una combinación de un disco con algún mecanismo de dispersión (tipo dispersión electrónica) pueda dar lugar a los perfiles en este tipo de objetos.

Aunque varios objetos se encuentren actualmente perdiendo masa, la tasa de pérdida de masa no es suficientemente alta para formar perfiles de tipo P Cyg en las líneas resonantes, ni para producir alas tan intensas y anchas en este tipo de objetos. Solamente en IRAS 20462+3416 se encontraron perfiles P Cyg en los espectros ultravioleta. Los perfiles P Cyg en este objeto y el hecho de que las alas tuvieran una forma relativamente diferente a las encontradas en la mayor parte de los objetos dió pauta para estudiar las características necesarias en el viento para reproducir tanto la forma como la intensidad observada. Se encontró que una tasa de pérdida de masa $\sim 10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ reproduce el perfil. También se encontró que la tasa de pérdida de masa a aumentado de 1995 a 1997.

Por otra parte, se estimaron las características físicas necesarias para que las alas fueran formadas por dispersión electrónica. Se encontró que solamente bajo condiciones extremas

de temperatura (2×10^8 K) y densidad (4×10^{12} cm $^{-3}$) puede este mecanismo ser capaz de producir las alas. Estas condiciones físicas podrían producirse en regiones muy cercanas a la estrella con viento con tasa de pérdida de masa de $\dot{M} \sim 2 \times 10^{-4} M_{\odot}$ año $^{-1}$ o bien en alguna región de un disco de acreción también muy cercano a la estrella. En este trabajo se concluye que es poco probable que estas condiciones extremas se den en este tipo de objetos.

El mecanismo que mejor explica las alas en 12 estos objetos es la dispersión Raman (excepto para IRAS 20462+3416). La dispersión Raman requiere de grandes cantidades de material neutro. En dos de los objetos estas cantidades han sido medidas a partir de la línea de 21 cm. No existen medidas reportadas en la literatura de esta línea en todos los objetos, sin embargo se sabe que las nebulosas bipolares tienen gran cantidad de material molecular en el ecuador, esto podría ser un indicador de una región neutra que separa la región ionizada de la molecular.

ESTA TESIS NO SALE
DE LA BIBLIOTECA

[Faint, illegible text, likely bleed-through from the reverse side of the page]

OBJETOS CON PERFILES MUY ANCHOS EN LA LÍNEA H α

Parte II

TRES NEBULOSAS
PLANETARIAS BIPOLARES
JOVENES

1937
1938
1939
1940
1941
1942
1943
1944
1945
1946
1947
1948
1949
1950
1951
1952
1953
1954
1955
1956
1957
1958
1959
1960
1961
1962
1963
1964
1965
1966
1967
1968
1969
1970
1971
1972
1973
1974
1975
1976
1977
1978
1979
1980
1981
1982
1983
1984
1985
1986
1987
1988
1989
1990
1991
1992
1993
1994
1995
1996
1997
1998
1999
2000
2001
2002
2003
2004
2005
2006
2007
2008
2009
2010
2011
2012
2013
2014
2015
2016
2017
2018
2019
2020
2021
2022
2023
2024
2025

Capítulo 5

NEBULOSAS PLANETARIAS BIPOLARES

Desde las primeras observaciones realizadas con placas fotográficas a nebulosas planetarias (NPs) se hizo evidente que no todas comparten una misma morfología. Al clasificar las NPs por la estructura mostrada se descubrió que aquellas que tienen forma bipolar estadísticamente comparten una serie de características.

Por otra parte, la gran mayoría de las imágenes en nebulosas planetarias jóvenes y pre-nebulosas planetarias realizadas en los últimos tiempos muestran morfologías no esféricas. Existen muchos ejemplos de estos objetos jóvenes que muestran estructuras altamente colimadas, chorros y asas, muchas de éstas con simetría respecto a un punto. Por ejemplo de los resultados del Capítulo 3 de este trabajo, el 70% de las proto-nebulosas planetarias y nebulosas planetarias jóvenes que se han podido resolver muestran morfología bipolar. Esto contrasta con las estadísticas realizadas para nebulosas planetarias evolucionadas y reportadas en la literatura. La complejidad y asimetría de las estructuras mencionadas anteriormente ha llevado a proponer que los principales agentes que dan la forma en NPs, como vientos altamente colimados o chorros, operan durante los estados tardíos de la AGB y/o en etapas evolutivas anteriores de la estrella enana blanca. De lo anterior consideramos que el estudio espectroscópico con alta resolución espectral de los núcleos en nebulosas planetarias bipolares jóvenes da una oportunidad única para discernir entre las teorías existentes para la colimación de nebulosas planetarias.

Se han desarrollado una serie de estudios para encontrar los mecanismos responsables de estas diferencias morfológicas. Hace diez años surgió una propuesta la cual explicaba estas diferencias morfológicas la cual fue nombrada Interacción generalizada de vientos estelares o GISW (por sus siglas en inglés *Generalized Interacting Stellar Winds*). Esta propuesta es una modificación del modelo de Interacción de vientos estelares de Kwok et al. (1978). Sin embargo, con la llegada de telescopios con gran resolución espacial se han encontrado subestructuras y características morfológicas en este tipo de objetos que la teoría de ISW no puede explicar. Esto ha cobrado un interés especial en el tema de nebulosas planetarias dentro de la comunidad astronómica. En los últimos años, los expertos en este tema han encontrado diversos mecanismos causantes de la asimetría en las NPs; por ejemplo, existen

teorías en las que la presencia de otra estrella en el sistema, el campo magnético y la rotación estelar son factores capaces de causar asimetría de formas distintas.

El objetivo de este capítulo es hacer una breve revisión de los estudios realizados a la fecha en este tema para interpretar los resultados encontrados en este trabajo para las nebulosas planetarias jóvenes con morfología bipolar M 2-9, M 1-91 y M 1-92 que se reportan en los capítulos siguientes de este trabajo.

5.1 Clasificación Morfológica

El estudio de la morfología, junto con el análisis de la nebulosa y, cuando es posible, de la estrella central, proporcionan información muy valiosa sobre la evolución de las estrellas de masa baja e intermedia. La búsqueda de características comunes en NPs de morfologías iguales comenzó con el análisis realizado por Greig (1972), que utilizó una amplia muestra de imágenes de NPs para la elaboración de un esquema morfológico en el cual las clases morfológicas más importantes eran las nebulosas "binebulares" y las circulares. En su clasificación el 50% pertenecían al grupo de binebulares. El resultado más importante de Greig (1972) fue que éstas últimas presentan, por lo general, mayor intensidad en las líneas prohibidas de [OIII], [OII] y [NII]. Grieg (1972) encontró además indicios de una correlación entre la forma "binebular" y distancias (menores) al plano galáctico.

Basándose en el estudio de sus propiedades químicas, Peimbert, Torres-Peimbert y colaboradores (Peimbert & Torres-Peimbert 1971, 1983; Torres-Peimbert & Peimbert 1977, 1979, 1997; Calvet & Peimbert 1978) clasificaron las NPs en cuatro tipos distintos, del I al IV, de mayor a menor abundancia de helio y elementos pesados. Encontraron que la mayor parte de las NPs del tipo I eran de forma bipolar. Este importante resultado, junto con el de Grieg, indica que podría haber diferencias entre la población estelar que origina las NPs bipolares y circulares en nuestra galaxia. Zuckerman & Aller (1986) dividieron una amplia muestra de NPs (108 con estructura resuelta) en numerosos tipos morfológicos, fundamentalmente bipolares, redondas, de disco y anulares, y constataron una correlación inversa entre la abundancia de elementos pesados y la latitud galáctica, lo que concuerda con estudios realizados anteriormente. También Zuckerman & Gatley (1988) y Corradi & Schwarz (1995) encuentran una segregación de tipos morfológicos en función de su latitud galáctica.

En 1987, Balick realizó una importante contribución a la clasificación morfológica al elaborar una secuencia empírico-evolutiva de tres tipos diferentes de NPs, que clasificó en redondas, elípticas y con forma de mariposa. Balick basó su estudio en 50 NPs con imágenes con filtros de banda estrecha y propuso esquemas de evolución de forma en función del tiempo. Contrastó estos parámetros con los modelos que Icke y sus colaboradores habían elaborado para NPs a partir de cálculos hidrodinámicos (Icke et al. 1992). El resultado más sobresaliente de este extenso trabajo es que la mayoría de las NPs simétricas y asimétricas observadas pueden haberse formado como consecuencia de la interacción dinámica entre los vientos AGB y post-AGB, requiriéndose un viento estelar no simétrico para producir una nebulosa igualmente no simétrica.

Más tarde Schwarz et al. (1992) publicaron un catálogo de más de 250 NPs del hemis-

ferio sur. Estas imágenes fueron obtenidas con los filtros $H\alpha + [N II]$ y $[O III]$ y agrupadas en estelares (S), elípticas (E), bipolares (B), simétricas con respecto a un punto (P) o irregulares (I). Cada una de estas clases se dividió a su vez en subclases de acuerdo con las características de las zonas internas y externas de las nebulosas (Schwarz et al 1993).

Recientemente a partir de una muestra de 255 NPs del hemisferio norte, Machado et al. (2000) clasifican éstas en elípticas, redondas y bipolares, con subclases que se refieren a cascarones múltiples y NPs con simetría de punto. Ellos encuentran que 61% de la muestra presenta una forma elíptica, 26% son redondas y 13% bipolares. En esta clasificación las NPs multipolares y con simetría respecto a un solo punto están contenidas en el grupo de bipolares.

Gracias a la gran resolución espacial obtenida con los nuevos telescopios (principalmente con el HST) se han detectado estructuras adicionales a la morfología discutida anteriormente. Es el caso de los flujos colimados de alta velocidad, que alcanzan velocidades de expansión de algunos cientos de km s^{-1} y han sido llamados de diversas formas atendiendo a sus características físicas y morfológicas. Es el caso de los jets, brets (*bipolar, rotating, episodic jets*) o fliers (*fast, low ionization, emission regions*). Discusiones de este tipo de fenómenos se pueden encontrar en López (2000) y en algunas referencias incluidas ahí.

5.2 Características principales de las nebulosas planetarias bipolares

Como se mencionó anteriormente es claro que la clasificación de NPs basada en la morfología (Balick 1987; Stanghellini et al. 1993; Schwarz et al. 1993; Machado et al. 1996) también corresponde a una clasificación física de la nebulosa y de su estrella progenitora. Desde hace mucho tiempo se han buscado correlaciones entre la morfología y otras propiedades de las estrellas y/o nebulosas (Greig 1972; Peimbert & Torres-Peimbert 1983; Zuckerman & Gatley 1988). A partir de una revisión de los estudios reportados anteriormente y del análisis de 400 nebulosas planetarias Corradi & Schwarz (1995) encuentran que estadísticamente las nebulosas planetarias bipolares tienen las siguientes características: (a) una escala de altura sobre el plano galáctico de 130 pc comparado con el valor de 320 pc para las bipolares elípticas; (b) su cinemática en la galaxia muestra que tienen menor desviación del movimiento circular que las otras morfologías; (c) las estrellas centrales son más calientes; (d) hay una sobreabundancia de helio y nitrógeno; (e) las velocidades del viento son órdenes de magnitud más grandes que las velocidades típicas de expansión en NP; (f) tienen dimensiones físicas mayores; y (g) tienen trayectorias evolutivas diferentes en el diagrama color-color de IRAS.

Estas propiedades indican que las nebulosas planetarias bipolares son producidas por progenitoras más masivas ($>1.3 M_{\odot}$) que el resto de las clases morfológicas. Estos resultados han sido confirmados posteriormente por Gorny et al. (1997) y Machado et al. (2000).

5.3 Modelos de colimación en nebulosas bipolares

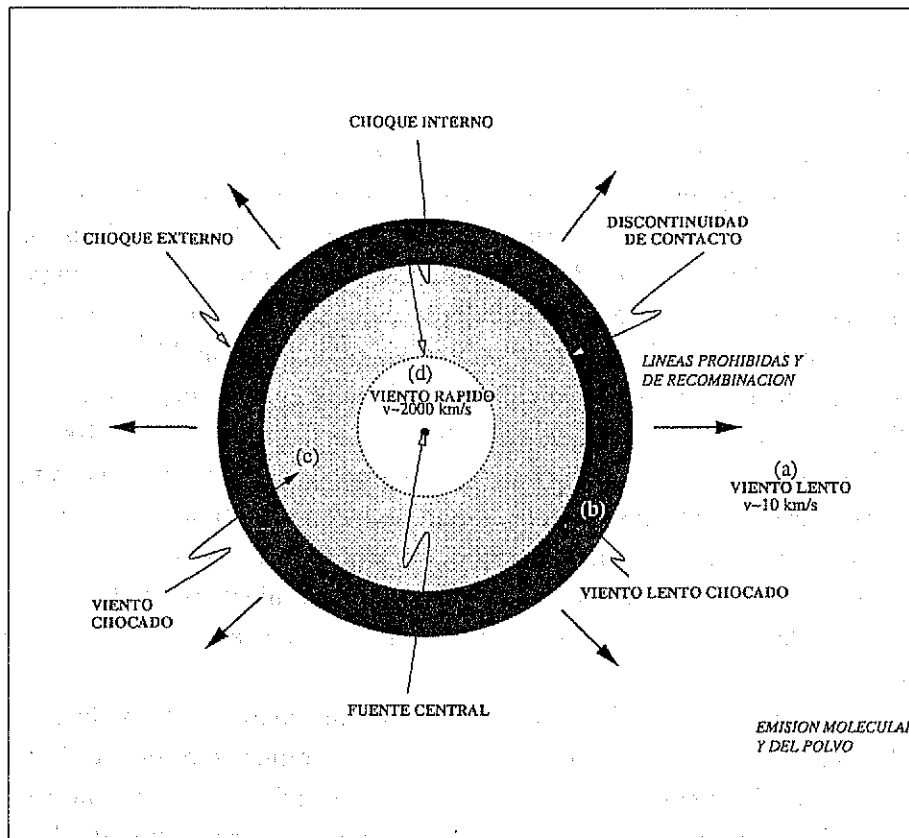
A raíz del descubrimiento de las diferentes morfologías se han desarrollado diferentes modelos de colimación de vientos de estrellas en fases posteriores a la AGB. Estos modelos describen los mecanismos importantes en la formación de las diversas morfologías. En esta sección se presenta una breve revisión de los tres modelos más desarrollados a la fecha. Se discuten las condiciones físicas necesarias y sus limitaciones para formar estructuras altamente colimadas.

5.3.1 Modelo generalizado de interacción de vientos estelares: sus limitaciones

Este modelo fue propuesto inicialmente para estudiar vientos en estrellas masivas y después aplicado en estrellas centrales de NPs (Kwok 1982, 1983; Kahn & West 1985). Más recientemente los modelos numéricos hidrodinámicos realizados por Mellema, Frank y colaboradores (Mellema et al., 1991; Icke et al., 1992; Frank & Mellema, 1994; Mellema & Frank, 1995) permitieron reproducir nebulosas planetarias con morfología esférica, elíptica y bipolar.

El modelo involucra una sola estrella evolucionando de AGB a enana blanca. El viento de la estrella evoluciona al mismo tiempo que lo hace la estrella. De esta manera, un viento lento (10 km s^{-1}), denso, masivo ($10^{-4} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$) eyectado durante la fase de AGB es seguido por uno rápido (1000 km s^{-1}), tenue, de menor tasa de pérdida de mas ($10^{-7} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$) producido durante la fase de proto-enana blanca de la estrella. Entonces el viento rápido se expande hacia el viento lento chocando y comprimiendo éste y dando lugar un cascarón denso. La generalización del modelo se dio cuando este mismo escenario se propuso para reproducir morfologías bipolares pero en este caso se supone que el viento de la AGB tiene una geometría toroidal con una densidad mayor en el ecuador que en los polos. Cuando el viento rápido se enciende el choque externo viaja rápidamente en la dirección de menor densidad. La Figura 5.1 ilustra la configuración en la interacción de los vientos. Esta figura muestra el patrón de doble choque. Un choque externo que viaja hacia el viento lento formando un cascarón denso y un choque interno que empuja al viento rápido. También existe una discontinuidad de contacto donde interacciona el viento chocado y el viento lento. Entre las interacciones se pueden distinguir cuatro zonas:

- (a) La del viento lento que no ha sido perturbada, que es una región de material denso.
- (b) La del viento lento chocado, donde el gas ha sido barrido hacia afuera por la interacción. Esta zona está contenida en un cascarón denso confinado y corresponde a la parte más densa de la configuración de la interacción de vientos estelares y es la que se identifica con la nebulosa planetaria.
- (c) La del viento rápido chocado, que es un gas caliente de baja densidad (ya que el choque interno ha convertido la mayor parte de la energía cinética del viento rápido en calor).
- (d) El viento rápido en expansión libre.



TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

FIGURA 5.1: Ilustración de la configuración en la interacción de vientos (adaptación de Mellema 1993)

Los modelos numéricos hidrodinámicos han sido capaces de reproducir morfologías simétricas y asimétricas como las que habían sido observadas en las nebulosas planetarias hasta esa fecha (Soker & Livio 1988; Mellema et al. 1991; Icke et al 1992; Frank & Mellema 1994; Mellema & Frank 1995; Borkowski et al 1997). Sin embargo las observaciones con alta resolución espectral han revelado estructuras adicionales en la morfología de NPs que cuales son difíciles de reproducir con el modelo clásico de IWS. Es el caso de la morfología con simetría de punto, los chorros, las alas, los vientos episódicos multipolares y los vientos bipolares previos a la fase de Nebulosa Planetaria. Una revisión de este tema puede encontrarse en Frank (2000). Por ahora sólo es de interés para este trabajo mencionar las limitaciones del modelo de interacción de vientos en la formación de jets y morfologías con simetría de punto.

El modelo de interacción de vientos puede producir jets altamente colimados pero estos requieren de un toroide muy denso y de gran escala. No es claro si estas estructuras existen en nebulosas planetarias (Frank 2000).

Se ha propuesto que la simetría de punto se produce debido a la precesión de un jet colimado (López 1997). Para el caso del modelo de IWS es difícil imaginar cómo un toroide de gas con gran densidad que ha sido eyectado durante la fase de la AGB pudiera producir

una "boquilla" que se encuentra precesando (Frank 2000).

5.3.2 Estrellas binarias y discos de acreción

A partir de la experiencia desarrollada en las teorías de formación de jets en estrellas de la pre-secuencia principal, se ha sugerido un mecanismo similar en la colimación de vientos en estrellas centrales de nebulosas planetarias. En el caso de estrellas de baja masa pre-secuencia principal el modelo requiere de un disco de acreción que se forma durante la contracción de la estrella. Para el caso de nebulosas planetarias se ha propuesto que el disco de acreción es consecuencia del transporte de masa en un sistema binario.

La presencia de un núcleo binario con transferencia de masa y la formación de un disco de acreción en NPs ha sido estudiado por Morris (1987) Soker & Livio (1994) y Reyes-Ruiz & López (1999) entre otros. En estos trabajos se ha sugerido que las estructuras colimadas encontradas en nebulosas planetarias, pueden formarse como resultado de un disco. El modelo supone dos estrellas de masa inicial M_1 y M_2 ; donde $M_1 > M_2$ de manera que la estrella principal (EP) de masa M_1 se convierte en gigante roja mientras que la secundaria (ES) M_2 permanece en la secuencia principal. Existen dos propuestas para la evolución de las dos estrellas.

En el modelo de Morris (1987), el disco se forma via un viento del tipo Bondi-Hoyle sobre una estrella secundaria. Con este modelo se pueden reproducir morfologías bipolares y con simetría de punto. Recientemente, Mastrodomos & Morris (1998) presentaron una discusión y modelos hidrodinámicos detallados para reproducir la formación de discos en con este proceso.

En el modelo alternativo Soker & Livio (1994) proponen que el disco puede formarse debido a la transferencia de masa de la estrella secundaria via el lóbulo de Roche a la primaria. Esta acreción de material eventualmente dará lugar a la formación de vientos altamente colimados. Recientemente Reyes-Ruiz & López (2000) han explorado con mayor detalle la formación de discos en estrellas binarias como núcleos de NPs con este proceso. La conclusión principal del trabajo de Reyes-Ruiz & López (1999) es que existen grandes restricciones en las características de las masas y separaciones de estrellas para que se den las condiciones necesarias para que en el núcleo binario haya transferencia de masa a través del lóbulo de Roche y cumpla las condiciones necesarias de formar un disco de acreción. Por otra parte, aun cuando el disco de acreción se haya formado, se requieren elementos adicionales, posiblemente discos magnéticos, que confinen y dirijan los jets.

5.3.3 Vientos magnetizados en estrellas con rotación

Uno de los modelos teóricos más prometedores para producir las morfologías mas alargadas y formar estructuras con simetría de punto es el que involucra campos magnéticos toroidales embebidos en un viento estelar dirigido por la presión de radiación de una estrella que se encuentra rotando. Este es el modelo llamado *Magnetized Wind Bubble (MWB)* y no requiere de un sistema estelar binario, aunque la existencia de una estrella compañera no se descarta. El modelo fue propuesto inicialmente por Begelman & Li (1994) y recientemente ha sido estudiado numéricamente por Rozyczka & Franco (1996) y García-Segura et al.

(1999). En estos modelos el campo magnético en la estrella es dipolar y bajo las condiciones de rotación, las líneas del campo se enrollan produciendo una topología toroidal. Cuando el viento atraviesa el choque interno, impone un esfuerzo asociado al campo toroidal dominado sobre la fuerza de presión isotrópica del gas y el material es dirigido hacia el eje de rotación de la estrella produciendo flujos colimados. García-Segura et al. (1999), invocando este mecanismo, han sido capaces de producir una amplia variedad de morfologías incluyendo las muy alargadas y los jets altamente colimados. Además cuando se incluye una precesión en el eje magnético, producida por una estrella compañera, los modelos son capaces de reproducir morfologías con simetría de punto (García-Segura 1997).

Un resultado interesante a partir de los modelos García-Segura et al. 2001 es que justifican algunas de las características observadas en las nebulosas planetarias bipolares. Por ejemplo encuentran que estrellas con masas iniciales menores a $\sim 1.3 M_{\odot}$ no conservan suficiente momento angular para producir nebulosas planetarias bipolares. Este resultado concuerda con lo encontrado a partir de las observaciones en este tipo de objetos.

5.4 Algunos ejemplos observacionales

En los siguientes capítulos se reportan las observaciones realizadas en tres nebulosas planetarias jóvenes con morfología bipolar (M 2-9, M 1-91 y M 1-92). Se analizan los resultados y se discuten en términos de los modelos teóricos que explican la colimación en nebulosas planetarias.

Capítulo 6

LA NEBULOSA PLANETARIA JOVEN M 2-9; IMAGEN DIRECTA Y ESPECTROSCOPIA ECHELLE

Uno de los objetos de la muestra que resultó más interesante es M 2-9. Se trata de una nebulosa brillante de morfología bipolar extrema que ha sido estudiada extensamente (p.ej. Allen & Swings 1972; Calvet & Cohen 1978; Balick 1989; Hora & Latter 1994; Schwarz et al. 1997; Solf 2000; Doyle et al. 2000). Los lóbulos están orientados en dirección norte-sur y tiene condensaciones en el lado este de cada lóbulo con simetría respecto al plano ecuatorial. En la nebulosa también se observa emisión débil a 60" al sur y norte del núcleo. Esta emisión débil tiene una morfología con simetría de punto (point-symmetric). A partir de estudios cinemáticos y polarimétricos Schwarz et al. (1997) encuentran que ambos lóbulos extendidos muestran corrimiento al rojo respecto a la velocidad del sistema y polarización del 60%. De un modelo geométrico encuentran que el eje de la bipolar tiene un ángulo de inclinación respecto al plano del cielo de 15° y que la distancia a M 2-9 es de 650 pc. A esta distancia la luminosidad bolométrica es de 550 L_{\odot} y su edad dinámica es de 1200 años.

Una de las características más sobresalientes de este objeto es que las condensaciones más brillantes y cercanas al núcleo han mostrado movimientos paralelos al plano ecuatorial. Los reportes indican que estos movimientos son de alrededor de un segundo de arco en diez años (Allen & Swings 1972; Kohoutek & Surdej 1980; Balick 1989; Doyle et al. 2000).

Se han propuesto varias explicaciones al movimiento aparente en las condensaciones. Allen & Swings (1972) propusieron que los cambios son el resultado de un haz de radiación ionizante rotando. En su modelo la luz proveniente de la estrella atraviesa un agujero en la nebulosa densa y polvosa que está rotando alrededor del núcleo. Kohoutek & Surdej (1980) sugieren que la nebulosa se encuentra rotando como un todo. Goodrich (1991a) y Trammell et al. (1995) sugieren que un abanico de emisión ionizante se encuentra rotando en la dirección norte-sur y produce nudos brillantes aparentemente en movimiento donde la luz se intersecta con anillos de alta densidad. Más recientemente, Doyle et al. (2000) a partir de una compilación de imágenes de alta calidad obtenidas durante los últimos 15

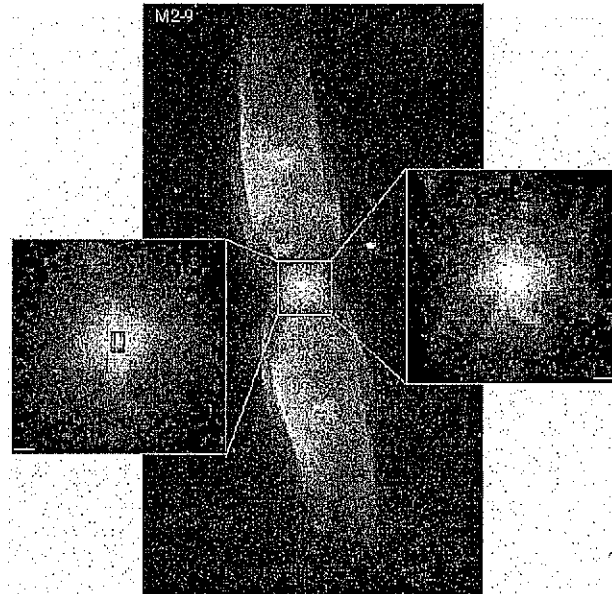
años, encuentran que los cambios en la estructura de los nudos son más complejos que lo que se sugería anteriormente. El patrón de cambios es semejante al movimiento de un sacacorchos (en hélice). En el análisis de este movimiento descartan algunas de las propuestas anteriores. Por ejemplo, encuentran que la velocidad de este haz debería de ser no mayor a $0.01c$ con lo cual el haz no podría ser un haz de luz. Ellos proponen un modelo en el cual los movimientos son producidos por un par de haces de partículas colimadas (jets) con velocidades de alrededor de 1000 km s^{-1} que no están radiando. Proponen que estos jets invisibles son expulsados por el núcleo a través de una boquilla que tiene un período de rotación de 120 años. También Livio & Soker (2001) han propuesto un modelo para explicar el movimiento aparente y el estado evolutivo de esta nebulosa. Ellos proponen que el núcleo está constituido por un sistema binario compuesto por una estrella AGB ó post-AGB y una enana blanca. En su modelo el movimiento observado de los nudos se explica en términos de una fuente ionizante girando. Proponen, que la interacción entre el viento lento producido por la AGB y el viento rápido de la enana blanca permite el paso de la radiación ionizante en una dirección mientras que es atenuada en las otras. En su modelo requieren que el sistema binario tenga un período y una distancia orbital de 1200 años y 27 UA (respectivamente).

M 2-9 es una nebulosa muy rica en polvo. Los estudios de espectropolarimetría muestran que parte de la emisión observada en los lóbulos es emitida en el núcleo y dispersada por el polvo de los lóbulos.

Se ha encontrado que el enrojecimiento en el núcleo es significativamente diferente al que se muestra en los lóbulos. En el núcleo, diferentes autores han encontrado distintos valores del enrojecimiento; mientras Swings & Andrillat (1979) y Calvet & Cohen (1978) determinaron una $A_v \geq 5$ mag. Hora et al. (1994) a partir de las líneas Brackett determinaron una $A_v = 2.3$ mag.

El núcleo es muy brillante y hasta hace poco tiempo no había sido resuelto. A partir de las observaciones de imagen directa realizadas con el HST se logró distinguir que a un alto grado de ionización se observan nudos a lo largo del eje de la bipolar. A partir de las observaciones de imagen directa realizadas con el HST se logró distinguir que a un alto grado de ionización se observan nudos a lo largo del eje de la bipolar. Estos nudos han mostrado velocidades mayores al resto de la nebulosa, lo que sugiere que la estrella central está expulsando material a través de un haz angosto. Por otra parte a bajo grado de ionización se observa una barra horizontal que ha sido interpretada como un disco. La Figura 6.1 muestra la nebulosa bipolar con una ampliación de la región nuclear tomadas con filtros centrados en líneas de [O III] y [S II]. El espectro del núcleo muestra líneas nebulares en emisión sobre un continuo débil. No se observan líneas en absorción, por lo tanto no ha sido fácil determinar su tipo espectral. Se ha propuesto que el núcleo está compuesto de un sistema binario: una componente caliente que ioniza el gas de O^{++} y una estrella B5 que aporta la luminosidad en el visible. Sin embargo no se ha logrado demostrar esta binaridad.

A partir de estimaciones de N_e y T_e determinadas por diagnósticos de líneas de [OIII], [NII] y [OI] en el núcleo de M 2-9, Calvet & Cohen (1978) argumentan la existencia de una estratificación de ionización, donde una zona densa de [OIII] está rodeada por una zona



TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

FIGURA 6.1: Imágen de la nebulosa planetaria bipolar M 2-9 tomadas con el HST. Se muestran detalles de la región interna tomadas con dos filtros distintos: a la izquierda [OIII] y a la derecha [S II].

menos densa de [OI].

Finalmente, como se discutió en el Capítulo 4, los espectros del núcleo de M 2-9 muestran que la línea $H\alpha$ es excepcionalmente ancha. Balick (1989) reporta esta línea con un ancho de 11000 kms^{-1} .

6.1 Observaciones

Para el estudio de esta nebulosa planetaria se realizaron observaciones de espectroscopía echelle con rendija larga (la Figura 6.2 muestra la posición de la rendija); imagen directa con filtros nebulares en el óptico e imagen directa en el infrarrojo cercano (CAMILA). La descripción de las observaciones y reducciones se encuentran en el Capítulo 2. En este capítulo se reportan los estudios realizados en este objeto a partir de las observaciones. Primeramente se discutirán estas observaciones poniendo interés en toda la nebulosa donde hablaremos principalmente de los lóbulos y después se hará una discusión de las observaciones con espectroscopía echelle realizadas en el núcleo del objeto. A lo largo del capítulo se hará referencia a los nudos observados en este objeto empleando la nomenclatura propuesta por Kohoutek & Surdej (1980) la cual se puede apreciar en la Figura 6.2.

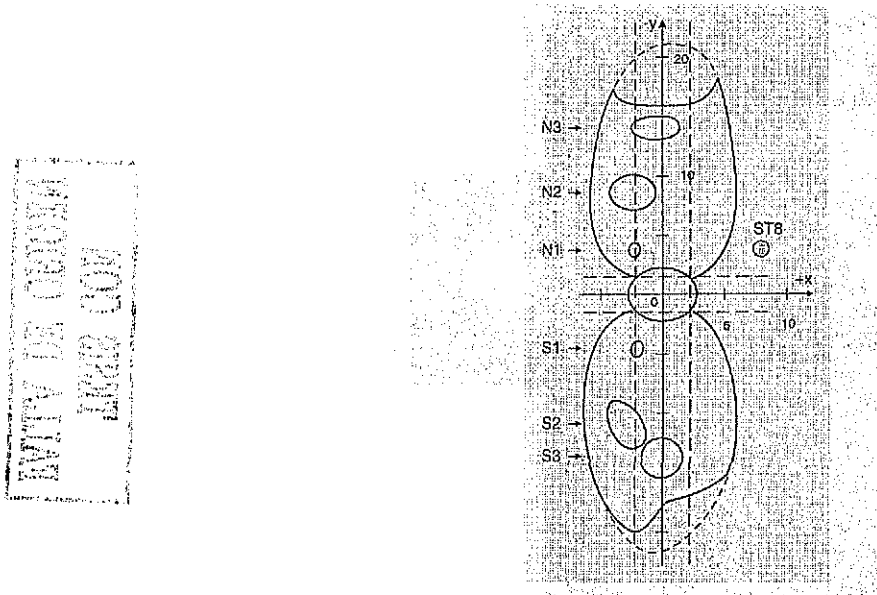


FIGURA 6.2: Esquema de M 2-9. Se señala la posición de la rendija del espectrógrafo echelle. También se muestran los nudos y la nomenclatura propuesta por Kohoutek & Surdej (1980).

6.2 Lóbulos

6.2.1 Imágenes en el Infrarrojo

La discusión a continuación amplía estudios previos de este objeto a partir de imágenes en el cercano infrarrojo (Hora & Latter 1994; Kastner et al. 1996).

La Figura 6.3 muestra las imágenes procesadas para cada uno de los filtros. La morfología observada es similar a la estructura óptica. Se pueden apreciar los nudos reportados anteriormente por otros autores (Kohoutek & Surdej 1980; Scarrott et al. 1993; Hora & Latter 1994). En todos los filtros el lóbulo norte aparece más brillante.

Los nudos son más brillantes en las longitudes de onda menores, mientras que el núcleo es más brillante en K' . La relación de intensidad entre el núcleo y los lóbulos es mayor en longitudes de onda grandes.

Las figuras tomadas con filtros centrados en líneas en emisión muestran notables diferencias en sus morfologías. A partir de estas figuras se puede identificar una zona de alta excitación y otra de baja excitación que en algunas imágenes aparecen separadas. Este es el ejemplo de la líneas de recombinación de He I con la línea de H_2 .

La emisión de [He I] $1.083 \mu\text{m}$ se localiza en la zona axial, se extiende a lo largo de los lóbulos ($33'' \times 9''$) y señala la zona de alta ionización. Los isocontornos correspondientes a esta línea muestran los nudos en forma prominente.

La emisión de [Fe II] $1.644 \mu\text{m}$ se presenta sobre toda la extensión de los lóbulos; es más prominente en el nudo norte (N3). En este filtro la emisión es muy intensa en el núcleo.

Las líneas de H_2 muestran una estructura de cáscara la cual pareciera estar cubriendo a la estructura ionizada. La emisión de esta molécula se hace más prominente en el plano

ecuatorial de la nebulosa bipolar. Esta geometría es similar a la que exhiben la mayoría de las nebulosas bipolares en las que se ha detectado H_2 (e.g., Kastner et al. 1996). Se puede deducir la existencia de un cascarón de polvo rodeando la nebulosa a partir de la evidencia observacional del hidrógeno molecular. Esto es debido a que, en ausencia de un campo de radiación fuerte, el polvo propicia la formación de moléculas y actúa como escudo de la radiación fotodisociante.

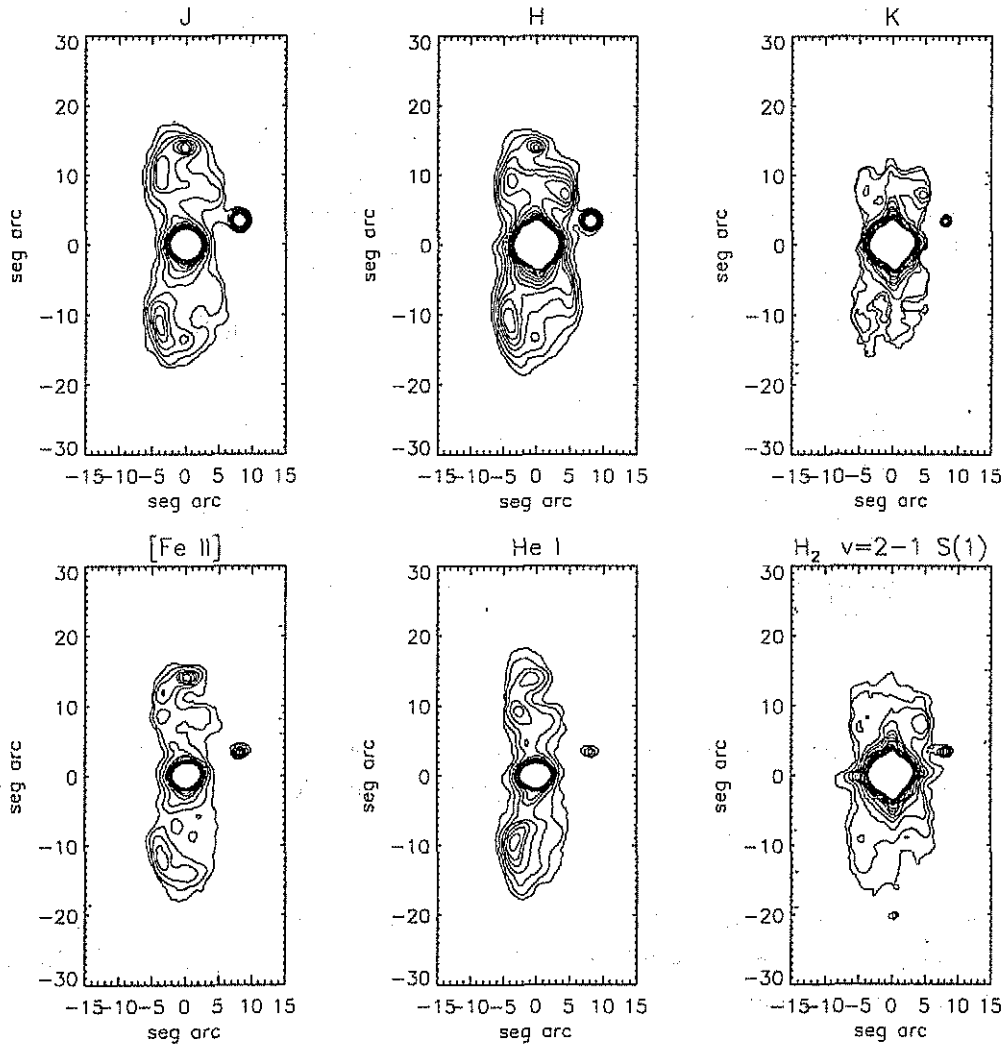


FIGURA 6.3: Isocontornos de intensidad de la nebulosa planetaria M 2-9 tomados con filtros centrados en el infrarrojo cercano. Las imágenes muestran las bandas J, H y K' y las líneas $1.644\mu\text{m}$ de [Fe II], $1.083\mu\text{m}$ de He I y $2.1\mu\text{m}$ de H_2

El cociente de las imágenes tomadas con los filtros angostos de H_2 $v=1-0,S(1)$ y $v=2-1,S(1)$ da un valor ~ 1 . Esto indica que la emisión de las líneas de H_2 provienen de la excitación por radiación ultravioleta (Sternberg & Dalgarno 1989) y no por colisiones.

Por otra parte, el alto del cociente $[Fe II]/Br\gamma$ (>4) indica que el [Fe II] emitido en N3 y S3 es excitado por choques (Graham et al. 1987)

TESIS CON FALLA DE ORIGEN

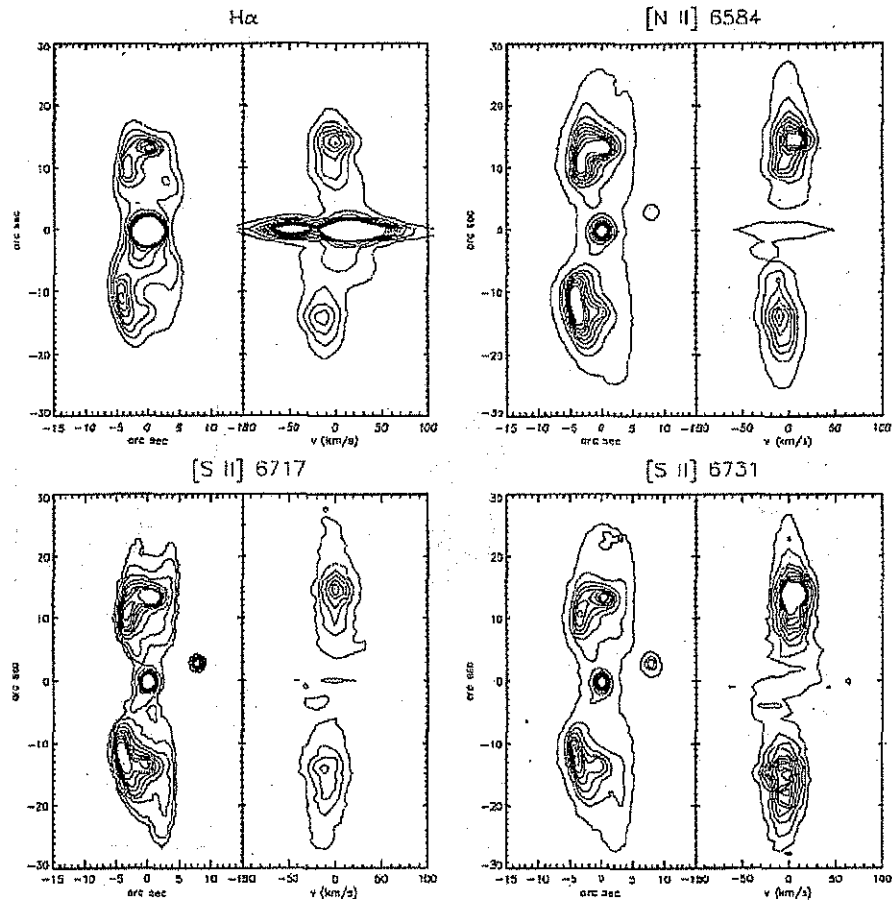


FIGURA 6.4: Isocontornos de intensidad de las líneas de emisión más brillantes en M 2-9. En cada caso se presentan dos diagramas: la imagen directa y el campo de velocidades a lo largo de la rendija. El norte apunta hacia arriba.

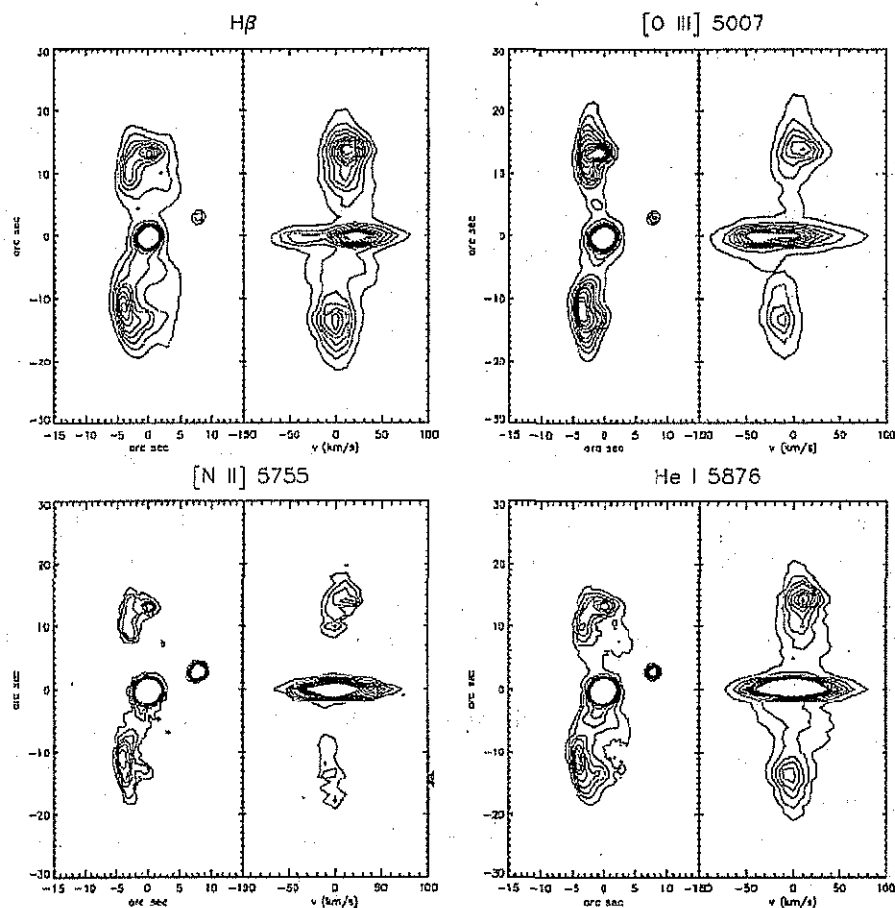
Pa γ aparece en emisión sólo en el núcleo y en el nudo norte central. Bry aparece en emisión en el núcleo y en los nudos N2, S2 y S3. No se detectó emisión en CO. No se reportan estas tres figuras aquí.

6.2.2 Cinemática de los lóbulos

Los lóbulos tienen un espectro de emisión dominado por las líneas de Balmer; también muestran emisión de He I, [N II], [N I], [O III], [O II], [O I], [S III] y [S II]. En las figuras 6.4 y 6.5 se muestran los isocontornos de intensidad para algunas de las líneas de emisión más brillantes.

En todas las líneas de emisión el lóbulo sur muestra corrimiento hacia el azul mientras que el lóbulo norte muestra corrimiento hacia el rojo relativo a la velocidad promedio. La diferencia típica entre los nudos separados a $\sim 40''$ (N3 y S3) es de 30 km s^{-1} .

En las líneas del espectro se observan máximos de intensidad que corresponden a las



TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

FIGURA 6.5: Isocontornos de intensidad de las líneas de emisión más brillantes en M 2-9. Misma representación que en la figura 6.4

condensaciones N3 y S3 (Figuras 6.4 y 6.5). Estas muestran velocidades peculiares respecto a la velocidad promedio de los lóbulos. La velocidad de estos nudos es de $\sim 20 \text{ km s}^{-1}$ relativo a la velocidad del sistema (ver sección 6.2.3). Los nudos N2 y S2 no muestran una diferencia de velocidad respecto al cuerpo de la nebulosa. La condensación S1 es detectada a $\sim -25 \text{ km s}^{-1}$ en algunas de las líneas y no se encuentra una contraparte en esta condensación en el lóbulo norte, posiblemente debido a extinción.

Suponiendo una inclinación de 15° (Schwarz et al. 1997) del eje de bipolaridad respecto al plano del cielo se tiene una velocidad de $\sim 60 \text{ km s}^{-1}$ respecto al núcleo de la nebulosa para los nudos N3 y S3 y de $\sim 100 \text{ km s}^{-1}$ para el nudo S1.

De la sección 6.2.1 y de estudios anteriores (Hora & Latter 1994) se sabe que un cascarón de polvo rodea a la nebulosa. Los estudios de polarimetría muestran que la radiación proveniente de los lóbulos está polarizada sugiriendo que la emisión en la nebulosa tiene dos componentes, una que es producida localmente en los lóbulos y una que es luz dispersada posiblemente proveniente de región central. Debido a la presencia de esta radiación disper-

sada, los cocientes entre líneas no describen las condiciones físicas locales en los lóbulos. Con lo cual, para interpretar estas imágenes es necesario eliminar la radiación proveniente del núcleo. Con las observaciones realizadas para este trabajo no es posible hacer este estudio en toda la nebulosa pues se requiere de estudios de polarimetría. Sin embargo el hecho de que los nudos N3 y S3 muestren un muy bajo grado de polarización (Scarrott et al. 1993) y velocidades diferentes respecto al cuerpo de la nebulosa sugiere: 1) que la luz observada en estas condensaciones tiene un origen local y, 2) que tanto las condiciones físicas del gas como el mecanismo que lo excita deben ser diferentes a los del resto de los lóbulos. Se estimaron las condiciones físicas del gas a partir de los cocientes de líneas encontrando $N_e = 3 \times 10^3$ y $T_e = 9400$ K.

6.2.3 Determinación de la velocidad heliocéntrica del núcleo

En el núcleo de M 2-9 no se detectan líneas de absorción. Las líneas de emisión muestran perfiles compuestos o tienen diferentes velocidades dependiendo del grado de ionización, lo que hace suponer que son producidas en regiones circunestelares. De lo anterior, la determinación de la velocidad heliocéntrica del núcleo se hace a partir suposiciones en la cinemática de los lóbulos.

La Figura 6.6 muestra isocontornos del espectro echelle de rendija larga de la línea $H\alpha$. Aquí se ve una región central muy brillante con un perfil de doble pico y dos regiones que corresponden a los lóbulos sur y norte. Sobre la emisión en los lóbulos resaltan condensaciones a $+15''$ y $-15''$ de la región central que corresponde a los nudos N3 y S3 respectivamente. Se estimó la velocidad del núcleo de la nebulosa bajo la suposición de que ambos nudos se están alejando de la región central a la misma velocidad. En la figura 6.6 la línea punteada une la intensidad máxima de los nudos N3 y S3 con la estrella. Las flechas indican la longitud de onda para $H\alpha$ medida en laboratorios (λ_0) y la de la parte central de la nebulosa. La diferencia de velocidades es de $\sim +40 \pm 5$ km s $^{-1}$. Por la corrección del movimiento terrestre ($+20$ km s $^{-1}$) se encuentra que la velocidad heliocéntrica del sistema M 2-9 es de $+60 \pm 5$ km s $^{-1}$.

En las siguientes secciones todas las discusiones sobre velocidades estarán referidas al sistema del núcleo.

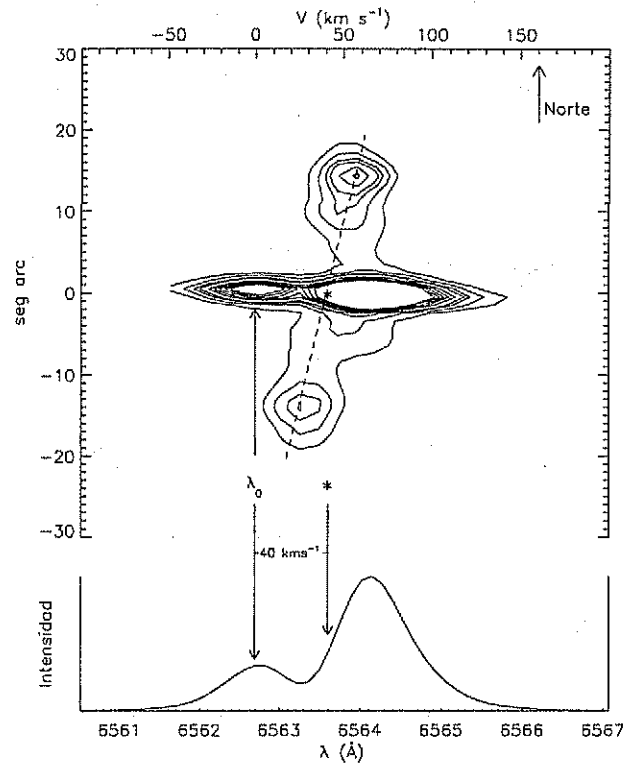
6.2.4 Resultados

A continuación se enumeran los resultados obtenidos para los lóbulos. Al final del capítulo se extraen las conclusiones.

La emisión en los lóbulos de M 2-9 se encuentra estratificada de acuerdo al grado de ionización. De las imágenes en el infrarrojo cercano se observa que la zona molecular tiene una estructura de cáscara cubriendo la zona ionizada.

La emisión molecular se extiende y se hace más intensa en la región ecuatorial. Este fenómeno es típico de nebulosas planetarias bipolares. El cociente de líneas de H_2 indica que la excitación es producida por radiación y no por colisiones.

Del espectro con rendija larga de la nebulosa se encontró que la velocidad del núcleo de la nebulosa respecto al sol es de 60 ± 5 km s $^{-1}$.



TESIS CON
 FALLA DE ORIGEN

INSTITUTO DE INVESTIGACIONES EN FÍSICA Y QUÍMICA

FIGURA 6.6: Espectro de rendija larga del perfil $H\alpha$. Para determinar la velocidad del núcleo de M 2-9 se ha supuesto que los nudos N3 y S3 se están moviendo a la misma velocidad respecto del núcleo. La línea punteada une ambos nudos con la posición en velocidad del núcleo. Se indica la longitud de onda en reposo de la línea $H\alpha$ a 40 km s^{-1} de la posición del núcleo de la nebulosa.

Aunque la luz observada en los lóbulos es el producto de la dispersión de la radiación emitida en el núcleo, hay dos hechos que indican que la radiación de los nudos S3 y N3 son emitidos localmente: el primero es que estos nudos tienen menor grado de polarización, y el segundo, es que muestran velocidades peculiares respecto al resto de la nebulosa. Tomando un valor de 15° para el ángulo que hace el eje de la bipolar con el plano del cielo se deduce una velocidad espacial de $\sim 60 \text{ km s}^{-1}$ alejándose del núcleo. Dado que los cocientes de líneas en emisión son diferentes en estos nudos respecto a la región central y al resto de los lóbulos de la nebulosa, se espera que la luz proviene de esta región sea emitida localmente. Se estimaron las condiciones físicas de la región y se encontró un gas con $N_e = 3 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$ y $T_e = 9400 \text{ K}$.

El nudo S1 también muestra movimiento respecto al cuerpo de la nebulosa. No se encuentra una contraparte en el lóbulo norte posiblemente porque se encuentre oculto detrás de una gran cantidad de gas y polvo localizado en la zona ecuatorial. La velocidad espacial de este nudo respecto al núcleo es de $\sim 100 \text{ km s}^{-1}$.

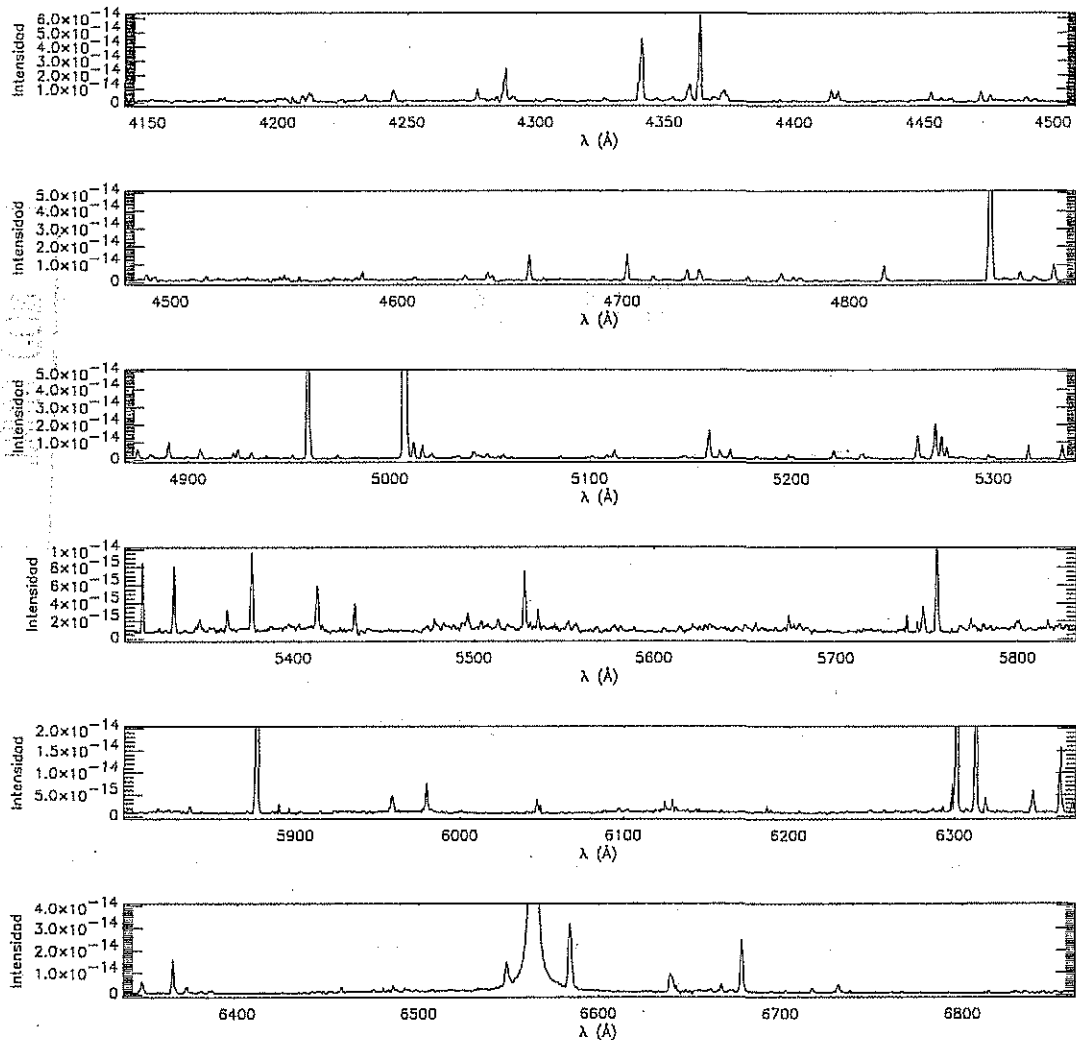


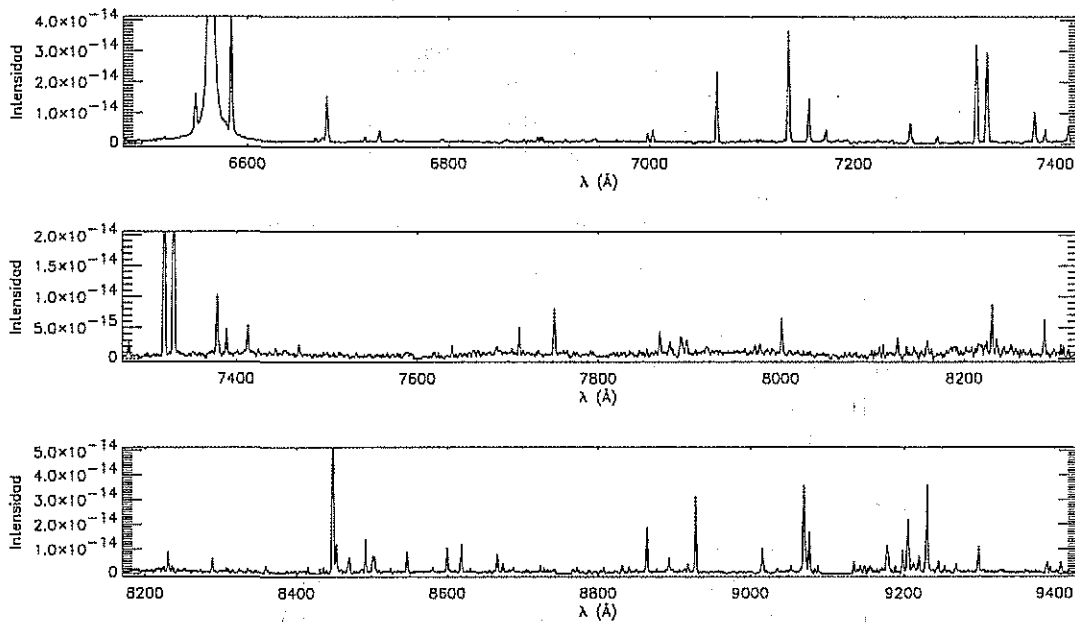
FIGURA 6.7: Espectro del núcleo de M 2-9 tomado a $\lambda > 7000 \text{ \AA}$ (definido en este capítulo como *espectro azul*)

6.3 Núcleo de M 2-9

Los resultados presentados a continuación están basados en las observaciones realizadas con el espectrógrafo echelle de la zona nuclear. Los detalles de las observaciones y las reducciones se describen en la sección 2.2. El espectro del núcleo muestra líneas en emisión de los siguientes iones H I, He I, He II, [Ar III], [Cr II], [Fe I], [Fe II], [Fe III], [Fe IV], [N II], [Ni II], [Ni III], [Ni IV], [O I], [O II], [O III], [S I], [S II], Si II. El espectro se muestra en las Figuras 6.7 y 6.8.

6.3.1 Descripción del espectro

El espectro del núcleo muestra un continuo débil, sin líneas de absorción, por lo tanto no es posible determinar directamente el tipo espectral de la estrella a partir de su espectro. Es



TESIS CON
 FALLA DE ORIGEN

FIGURA 6.8: Espectro rojo del núcleo de M 2-9.

un espectro muy rico en líneas de emisión. En este trabajo se encuentran líneas en emisión de los siguientes iones H I, He I, He II, [Ar III], [Cr II], [Fe I], [Fe II], [Fe III], [Fe IV], [N II], [Ni II], [Ni III], [Ni IV], [O I], [O II], [O III], [S I], [S II], Si II. Algunas de estas líneas son emitidas en diferentes regiones sin resolver con diferentes velocidades. Por ejemplo las líneas de Balmer tienen dos máximos con la componente roja dominante. También los perfiles de las líneas del [OIII] 4959,5007Å y la permitida de este mismo ion a $\lambda 4760\text{\AA}$ muestran dos máximos pero en este caso la componente azul es más brillante. El resto de las líneas son aproximadamente simétricas alrededor de un pico simple y a la resolución espectral del equipo se ajustan satisfactoriamente con perfiles gaussianos. Las Tablas 6.5 y 6.6 listan las identificaciones de las líneas observadas. En la Tabla 6.5 se reporta el espectro tomado en el rango de 3600 a 6800 Å (espectro azul); en éste las columnas (1) y (2) muestran la longitud de onda observada y la del laboratorio, respectivamente, de las líneas identificadas; la columna (3) muestra las intensidades respecto a $H\beta$ medidas y la columna (4) muestra estas mismas intensidades pero desrojadas (ver detalles de la ley de extinción en la siguiente subsección); la columna (5) muestra el ancho a potencia media (no corregido por el ancho instrumental) y en (6) se indica la identificación de la línea. La Tabla 6.6 muestra la misma información para el espectro en el rango de 6450 a 9460 Å (espectro rojo). En este caso las intensidades han sido normalizadas a $H\alpha$. La razón por la que no se normalizaron ambos espectros a $H\beta$ es que las observaciones fueron realizadas en dos noches distintas con condiciones atmosféricas diferentes.

En las tablas anteriores se puede observar que las líneas que muestran una sola componente presentan centroides corridos al azul. La estimación de este corrimiento en unidades de velocidad está en el rango de ~ -25 a 0 km s^{-1} con respecto al sistema de la nebulosa. Se encontró que las velocidades de diferentes líneas (permitidas y prohibidas) de un

Ion	I.P.	Vel (km s ⁻¹)	FWHM (km s ⁻¹)	Log N _e (cm ⁻³)	T _e (°K)
ArIII	40.74	-16 ± 11	77 ±10	-	-
CrII	16.50	0 ± 12	57 ±16	-	-
FeII	16.16	0 ± 8	63 ±14	5.0	9000
FeIII	30.65	-9 ± 8	73 ±17	6.0	-
FeIV	54.80	-20 ± 11	69 ±19	6.6	11500
HeI	24.59	-4 ± 13	60 ±7	-	-
HeII	54.41	-14	38 ±13	-	-
NI	14.53	0 ± 10	51 ±9	-	-
NII	29.60	-3 ± 3	83 ±8	5.6	9500
NeIII	63.45	-24 ± 1	77 ±9	-	-
NiII	18.17	0 ± 14	61 ±9	-	-
NiIII	35.17	-10 ± 14	102 ±1	-	-
NiIV	54.90	-5 ± 12	55 ±5	-	-
OI	13.61	1 ± 7	59 ±11	-	-
OII	35.12	-5 ± 12	81 ±8	5.6	9500
OIII	54.93	-20 ± 3	71 ±9	7.0	11500
SII	23.33	-2 ± 11	79 ±7	5.0	9000
SIII	34.83	-6 ± 7	66 ±6	-	-
SiII	16.35	-1 ± 8	80 ±16	-	-

TABLA 6.1: Velocidades y condiciones físicas de los diferentes iones observados en el núcleo de M 2-9 (los anchos FWHM no están corregidos por el ancho instrumental).

mismo ion son similares y que estas velocidades muestran una correlación con el grado de ionización del átomo en donde el corrimiento promedio menor corresponde a estados más altos del potencial de ionización de las líneas y las velocidades con valor promedio más alto corresponden a las especies neutras. La Tabla 6.1 resume esta información. En la columna (2) se indica el potencial de ionización de las líneas para el ion indicado en la columna (1); La columna (3) muestra las velocidades promedio para cada ion con sus incertidumbres que corresponden a la desviación estándar del promedio. La columna (4) muestra el ancho a potencia media; finalmente en (5) y (6) se muestran la condiciones físicas para aquellos iones en los cuales fue posible estimarlas. De los valores en estas dos últimas columnas, así como de la interpretación de esta tabla, se hablará en las secciones siguientes.

Perfiles en las líneas de hidrógeno

Como se mencionó anteriormente, las líneas de hidrógeno muestran perfiles complejos. Mientras que las líneas de Balmer muestran perfiles de doble pico, las líneas de Paschen muestran una línea con una sola componente. La Figura 6.9 muestra estos perfiles normalizados a la intensidad máxima. En esta figura, las líneas se han ordenado de acuerdo al nivel superior de la transición para cada una de las series, de tal forma que las líneas producidas por niveles más bajos se encuentran en la parte superior y las que provienen de niveles más excitados se encuentran en la parte inferior. En la serie de Balmer puede

observarse que la línea $H\alpha$ muestra dos componentes bien separadas y esta separación se hace menos clara conforme la energía del nivel superior aumenta. Por otra parte, la serie de Paschen muestra prácticamente una sola componente. Una primera explicación al hecho de que no se observen dos componentes en la serie de Paschen podría ser que a estas longitudes de onda la resolución espectral es menor que en el caso de la línea $H\alpha$ (por ejemplo). Para descartar esta posibilidad se degradó la resolución en los perfiles de la serie Balmer y se encontró que a una misma resolución la diferencia entre los dos picos sigue siendo apreciable. Por otra parte, si la extinción fuera la responsable de la forma de los perfiles Balmer, el efecto tendría una dependencia con la longitud de onda de las líneas y esto no se observa.

Adicionalmente a la diferencia observada en la forma del perfil en las líneas de hidrógeno, se observa que, dentro de las incertidumbres, con el aumento del nivel superior de energía en cada una de las series el centroide de las líneas se corre a la velocidad sistémica de la nebulosa.

Una posible explicación a estos fenómenos en términos de los cocientes de líneas esparados para cada una de las transiciones y de un análisis de la extinción interestelar se describirá en la sección 6.3.2

Perfiles en las líneas de [O III]

Las líneas en emisión del O^{++} muestran también perfiles complejos. Mientras que las líneas en 5007 y 4959 Å presentan perfiles de doble pico, en la línea 4363 Å se observa un perfil simple. La Figura 6.10 muestra los tres perfiles. Es importante notar de esta figura que las características de los perfiles en ambos iones son diferentes. En el hidrógeno la componente roja es más brillante que la azul, contrario a lo que se observa en el oxígeno. También en esta figura se comparan las velocidades respecto a las líneas de Balmer. Las líneas 5007 y 4959 se producen en el mismo lugar y muestran dos componentes: una débil centrada a -25 km s^{-1} y una brillante a -45 km s^{-1} . La línea a 4363 Å tiene sólo una componente centrada a -20 km s^{-1} . Los cocientes $(5007+4959)/4363$ en las dos zonas indican que hay una región con una muy alta densidad a -20 km s^{-1} y otra de menor densidad a -45 km s^{-1} . Debido a la velocidad que muestra cada una de las componentes, es de esperarse que la que corresponde a una mayor densidad está asociada a la región donde se producen las líneas simples de todo el espectro (ver Tabla 6.1). Por otra parte la componente corrida a azul se forma en una región diferente.

En esta sección se encuentra que todas las líneas que a la resolución espectral del echelle muestran una sola componente están corridas al azul respecto a de longitud de onda en reposo. Las velocidades estimadas para los centroides de estas líneas están en un rango de ~ -25 a 0 km s^{-1} respecto a de velocidad del núcleo de la nebulosa. Se encontró una dependencia de la velocidad con el potencial de ionización de cada ion donde los iones con potencial de ionización alto se mueven más rápidamente que los de potencial de ionización bajo. Esto está de acuerdo con una estructura de ionización con gradiente de velocidad decreciente como función de la distancia a la fuente excitadora.

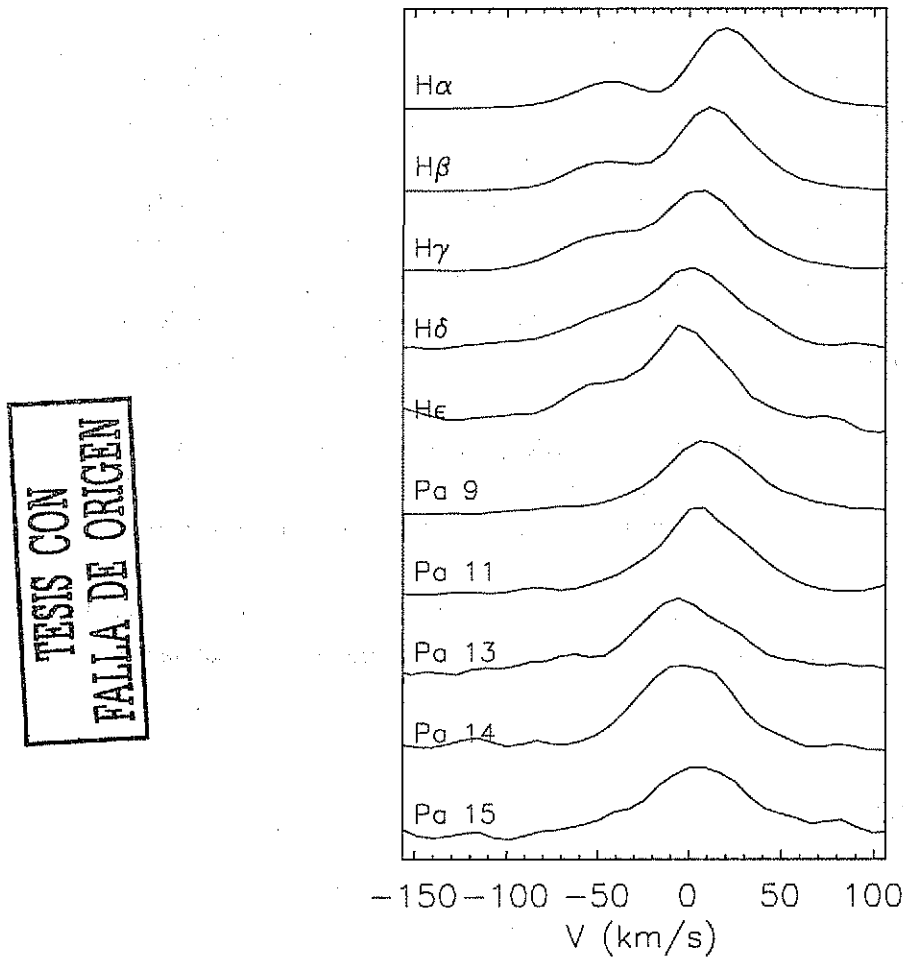
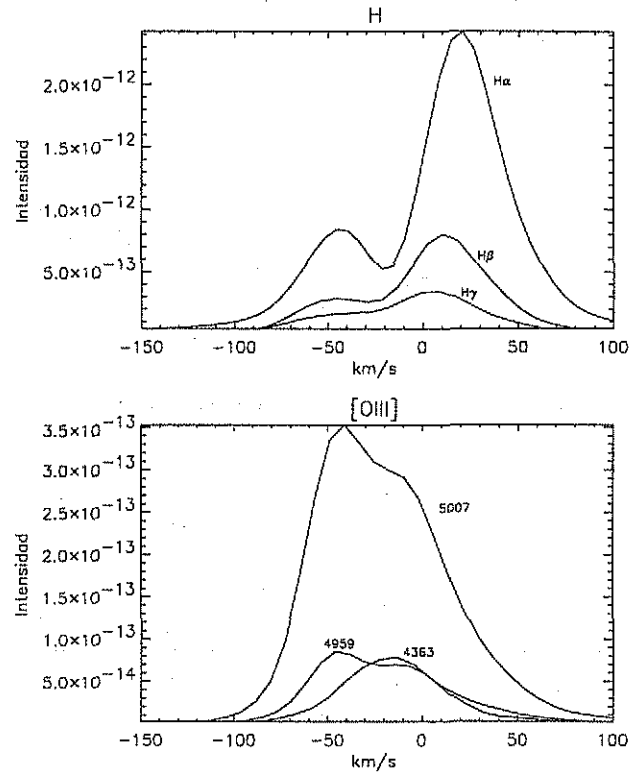


FIGURA 6.9: Líneas de las series Balmer y Paschen del hidrógeno en el núcleo de M 2-9. Se observan dos componentes en las líneas de Balmer y se observa un desplazamiento en la velocidad de las líneas $H\alpha$

6.3.2 Extinción Interestelar

Si siguiendo el método tradicional para el cálculo de la extinción visual, A_V , se han comparado las líneas de emisión de hidrógeno en el núcleo con las predicciones para la recombinación del Caso B (Osterbrock, 1989) usando una ley de extinción interestelar. Si se supone una densidad media y temperatura de 10^6 cm^{-3} y 10^4 K respectivamente y adoptando la curva de extinción interestelar dada por Cardelli, Clayton & Mathis (1989) con $R_V = 3.1$, se encuentra que mientras el cociente observado de $H\alpha$ a $H\beta$ sugiere $A_V = 6.45$, todas las otras líneas Balmer son consistentes con $A_V = 1.3 \pm 0.2$. Ambas estimaciones son bastante diferentes comparadas con el valor determinado por Hora & Latter (1994) de $A_V = 2.3$ encontrado a partir las líneas Brackett en el espectro IR cercano del núcleo. El valor anómalo de la extinción obtenido usando el cociente $H\alpha/H\beta$ puede explicarse por una línea $H\alpha$ excepcionalmente intensa.

La explicación de la discrepancia entre los valores de A_V determinados por las otras



TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

FIGURA 6.10: Comparación de los perfiles de [O III] con la serie de Balmer en el núcleo de M 2-9

líneas Balmer y las líneas de Brackett es menos obvia. Esta discrepancia excede todas las incertidumbres razonables en la intensidad de la línea y la posible desviación del Caso B de recombinación. Por lo tanto, esta discrepancia sugiere una curva de extinción inusual.

En un gas nebuloso bajo la presencia de un campo de radiación fuerte se espera que la distribución de los granos corresponda a tamaños más grandes que los esperados en el medio interestelar típico. Esto es debido a que los granos pequeños son fácilmente fotodisociados mientras los granos de polvo grandes se ven mucho menos afectados. El tamaño más grande de granos da como resultado una curva de extinción más plana que la típica relación de extinción, $R_V = A_V/E_{B-V}$, esto es bien conocido de la nebulosa de Orión (Mathis & Wallenhorst 1981; Kim, Martin & Hendry 1994). Además de las variaciones de R_V , la nebulosa puede exhibir una curva de extinción poco común debido al efecto de reflexión y a la mezcla de granos de polvo a lo largo de la columna del gas emisor. La dependencia en la longitud de onda de la curva de extinción modificada puede estar caracterizada por el parámetro de extinción nebuloso, N_V (Bautista, Pogge & DePoy 1995).

Una característica importante de la extinción interestelar es que la dependencia de la extinción con la longitud de onda, para λ grandes (alrededor de $1 \mu\text{m}$), es prácticamente insensible a R_V y N_V . Entonces, las observaciones de Hora & Latter (1994) podrían ser indicadores reales de la cantidad de extinción en la banda J. Partiendo del valor encontrado por Hora & Latter (1994), $A_V = 2.3$ y $E_{B-V} = 0.75$, se obtiene $A_J = 0.12$. Con este valor fijo se procede a encontrar el valor de R_V que mejor gráfica el espectro óptico, encontrando

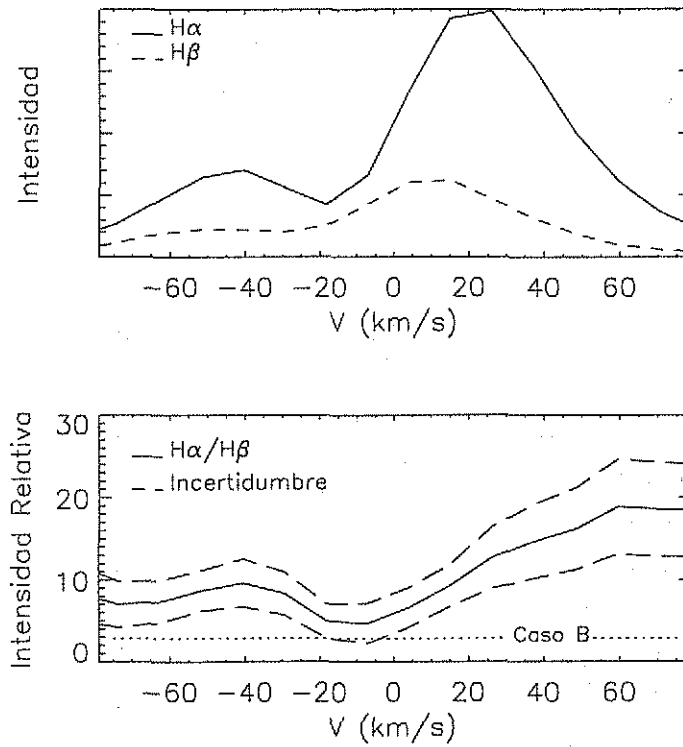


FIGURA 6.11: Evidencia de que la línea $H\alpha$ es ópticamente gruesa. En la figura superior se muestran los perfiles desenrojados de las líneas $H\alpha$ y $H\beta \times 3$. El cero corresponde a la velocidad del sistema. En la figura inferior se muestra el cociente $H\alpha/H\beta$ de los espectros corregidos por extinción, se muestran los excesos en $H\alpha$ a $+60 \text{ km s}^{-1}$ y a -40 km s^{-1} . Se grafican las incertidumbres y se señala el valor de esta relación para el Caso B de recombinación.

$R_V = 5.0 \pm 0.5$, que nos da un valor de $A_V = 2.7 \pm 0.1$. Se usaron estos dos valores para hacer la corrección por extinción en las líneas observadas en el núcleo (Tablas 6.5 y 6.6).

El problema de la línea $H\alpha$

Como se mencionó anteriormente la línea $H\alpha$ es bastante peculiar dado que exhibe al menos dos componentes fuertes con picos separados por $\sim 70 \text{ km s}^{-1}$ (ver figura 6.11). Observando el cociente de $H\alpha/H\beta$ del espectro desenrojado en esta misma figura se encuentran dos máximos de este cociente a alrededor -40 y $+60 \text{ km s}^{-1}$ y un mínimo alrededor de -10 km s^{-1} . Este cociente en el mínimo es consistente con las predicciones de recombinación en el Caso B (valor indicado en la figura). Por otra parte, el valor del cociente más alto (pico corrido al rojo) es alrededor de 6 veces el cociente predicho por la teoría de recombinación en el Caso B.

Ni la excitación colisional, ni la extinción son capaces de explicar esta gran diferencia con el Caso B. Por lo tanto, se encontró que esta diferencia puede ser explicada por un efecto de profundidad óptica para transiciones a los niveles $n=2$. Con el propósito de

estimar estos efectos, se adoptó una profundidad óptica en el centro de la línea de la forma (Mihalas 1978)

$$\tau_{ul} = \text{constante} \times \lambda f_{lu} \left(n_l - \frac{n_u g_l}{g_u} \right) \approx \text{constante} \times \lambda f_{lu} n_l, \quad (6.1)$$

donde, f_{lu} es la fuerza de oscilador, n_l y n_u son las poblaciones de los niveles involucrados y g_l y g_u los pesos estadísticos. La probabilidad de escape está dada por

$$P_{esc} = \frac{1 - \exp(-\tau)}{\tau} \quad (6.2)$$

Para obtener el valor de τ se seleccionó la profundidad óptica de la transición 3s-2p como un parámetro libre. Se calcularon todas las otras profundidades ópticas a los niveles 2s y 2p a partir de la ecuación 6.1 suponiendo que las profundidades ópticas para todas las transiciones permitidas al nivel n=1 tienen un valor igual a infinito (aproximación del Caso B). La Figura 6.12(a) muestra el valor del cociente $H\alpha/H\beta$ como función de $\tau(3s - 2p)$. El espectro de H I fué calculado usando los modelos de emisión hidrogenoide realizados por Bautista et al. (1998). De la figura se puede observar que la relación $H\alpha/H\beta$ alcanza valores de profundidad óptica muy altos. Esto tiene consecuencias en la forma de los perfiles de las líneas principalmente en la línea $H\alpha$ pues, por ejemplo, una línea $H\beta$ se degrada en un fotón $P\alpha\alpha$ más uno $H\alpha$. Los fotones $H\alpha$, por otra parte, no se pueden degradar, así que, después de múltiples dispersiones, logran escapar.

La Figura 6.12(b) muestra el efecto de la gran profundidad óptica para el nivel n=2 sobre el cociente $H\gamma/H\beta$. Se encuentra que este cociente cambia por un factor de alrededor de dos sobre el valor del Caso B. Esto explica por qué las trazas de las componentes corridas al azul y corridas al rojo están presentes en $H\beta$. Estas componentes, sin embargo, son mucho más pequeñas y más cercanas al centro de la línea que en el caso de la línea $H\alpha$.

Este análisis muestra que el exceso en la intensidad de la línea $H\alpha$ con respecto a la recombinación predicha por el Caso B es debido a una profundidad óptica alta para las transiciones del nivel n=2. Por lo tanto se propone en este trabajo que las diferentes componentes observadas en estas líneas son el resultado de una línea simple ópticamente gruesa.

Considerando el flujo total en las líneas $H\alpha$, $H\beta$ y $H\gamma$ se encuentra que $H\alpha/H\beta=17.3$ y $H\gamma/H\beta=0.531$ después de las correcciones de enrojecimiento. Estos cocientes se pueden reproducir por dos modelos de recombinación con $\tau(3s - 2p)$ valores aproximados de 8.0 y 2.0 respectivamente. Una mejor aproximación en todo el espectro de H I podría requerir un tratamiento más detallado del transporte radiativo de todas las líneas. En este trabajo se adoptará un valor medio de $\tau(3s - 2p)=5$.

La profundidad óptica en el espectro de H I tiene un efecto importante sobre las emisividades de las líneas predichas y por lo tanto también la abundancia del H^+ determinada. Por ejemplo para $\tau(3s - 2p)=5$ la emisividad de la línea $H\beta$ es reducida por un factor de 2.6, entonces la abundancia calculada para H^+ aumentará por este mismo factor. En este mismo sentido, las incertidumbres en la profundidad óptica de las líneas del H I se ven afectadas por la precisión en la estimación de la abundancia H^+ por un factor de dos sobre lo esperado.

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

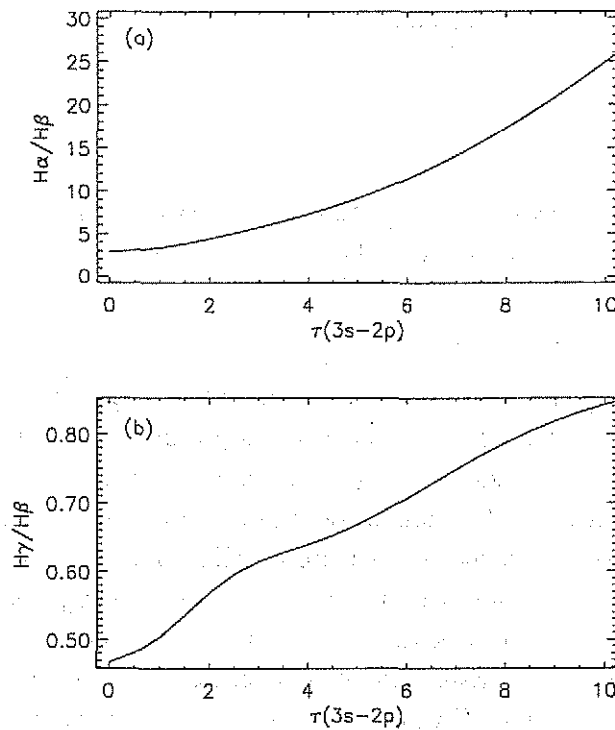


FIGURA 6.12: Determinación de la profundidad óptica en la línea $H\alpha$ según el modelo propuesto. El cociente observado desenojado $H\alpha/H\beta = 17.3$ (Tabla 6.5) es consistente con un valor de $\tau(3s-2p) \approx 8$, y $H\gamma/H\beta = 0.531$ con un $\tau(3s-2p) = 2$. En este trabajo se adopta un valor medio de $\tau(3s-2p) \approx 5$.

En conclusión, se adopta una ley de extinción en el núcleo caracterizada por $R_V = 5.0 \pm 0.5$ y $A_V = 2.7 \pm 0.1$, que se usará para corregir por extinción el espectro en esta región. Una ley de extinción con estas características corresponde a un medio con granos de polvo más grandes que los esperados en el medio interestelar típico.

Por otra parte, el valor excepcionalmente alto en la intensidad de la línea $H\alpha$ respecto a la recombinación predicha por el Caso B se explica a partir de una profundidad óptica $\tau(3s-2p) \sim 5$ para las líneas de Balmer, y se propone que las diferentes componentes en estas líneas son debidas a este efecto.

6.3.3 Condiciones físicas de la región emisora

Para determinar la temperatura y la densidad en el núcleo se usaron los cocientes de líneas prohibidas de algunos de los iones ($[NII]$, $[OII]$, $[OIII]$, $[SII]$) y el programa NEBULAR que se encuentra dentro de las paqueterías de IRAF. Para Ni II, Fe II, Fe III, and Fe IV se emplearon los datos recomendados por Bautista & Pradhan (1998).

Como se mencionó en la subsección 6.3.1 algunas de las líneas de O^{+2} también muestran dos componentes: una centrada a -20 km s^{-1} y otra a -45 km s^{-1} (ver Figura 6.10). Del cociente de líneas (5007+4959)/4363 se encuentra que estas componentes provienen de

regiones con diferente densidad. La de -20 km s^{-1} tiene una densidad $\sim 10^7 \text{ cm}^{-3}$ mientras que la de -45 km s^{-1} una de $\sim 10^6 \text{ cm}^{-3}$.

Las líneas del [Fe II] y el [Ni II] requieren una atención especial. El hecho de que las líneas permitidas del dipolo de Fe II estén presentes en el espectro indica que la excitación por fluorescencia está presente para este ion (Bautista & Pradhan 1998). La fluorescencia también se ha sugerido para intensidades relativas de las líneas de [Ni II] las cuales no se pueden reproducir bajo condiciones típicas con un modelo de excitación colisional.

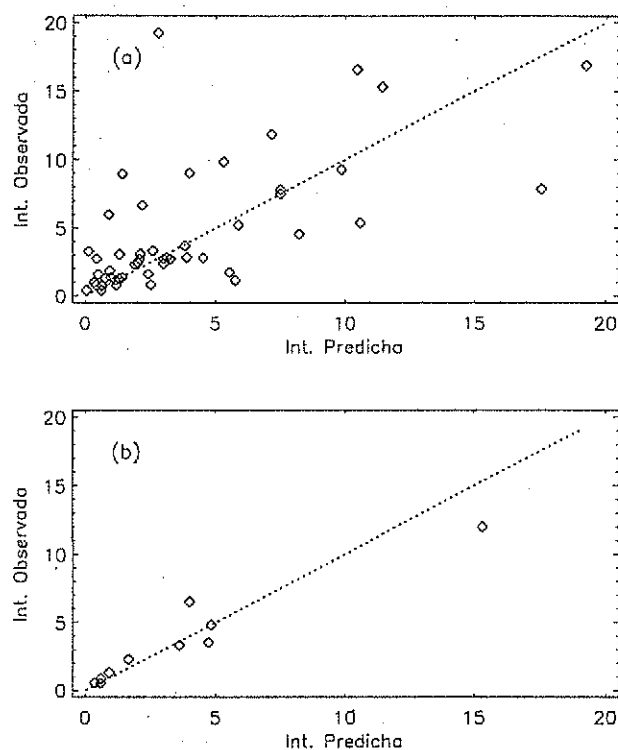


FIGURA 6.13: Intensidad observada de las líneas permitidas y prohibidas del Fe II contra el de las intensidades predichas por el modelo con $W = 10^{-9}$, $T_e = 10^4 \text{ K}$ y $N_e = 10^5 \text{ cm}^{-3}$. La gráfica superior corresponde a las líneas en el espectro azul y la gráfica inferior corresponde a las líneas en el espectro rojo.

Bautista (1999), realizó el análisis del [Fe II]. En este tratamiento primero se seleccionan las líneas que son más o menos sensibles a la fluorescencia, comúnmente son las de la parte roja e infrarroja del espectro (Bautista & Pradhan 1998). Estas líneas indican una densidad electrónica media de alrededor de 10^5 cm^{-3} . Después se supone un continuo de radiación de cuerpo negro a una temperatura de 40 000 K. La intensidad de la radiación en la región de la línea de emisión es proporcional al factor de dilución,

$$W = \frac{1}{4} \left(\frac{R}{r} \right)^2, \quad (6.3)$$

donde R es el radio de la estrella ionizante y r es la distancia de la región de emisión a la estrella. El valor de W se encuentra graficando las líneas de Fe II y de Ni II observadas.

En la Figura 6.13 se grafica la intensidad observada de las líneas permitidas y prohibidas contra el de las intensidades predichas por el modelo con $W = 10^{-9}$ y condiciones fijas ($T_e = 10^4$ K y $N_e = 10^5 \text{ cm}^{-3}$). La gráfica superior corresponde a las líneas en el espectro azul y la gráfica inferior corresponde a las líneas en el espectro rojo. El acuerdo con el espectro rojo es muy bueno mientras que el acuerdo en el espectro azul es solamente satisfactorio, considerando que la incertidumbre en la forma del campo de radiación actual el cual afecta estas líneas. Hay que tomar en cuenta que la incertidumbre en la intensidad de las líneas débiles de Fe II es alta. Es importante notar que tanto las líneas prohibidas como las permitidas están explicadas simultáneamente con el mismo modelo. Esto es particularmente importante porque la intensidad de las líneas permitidas está intrínsecamente relacionada a los efectos de fluorescencia en las líneas prohibidas.

Los modelos colisionales-radiativos usados para Fe III y Fe IV se describen en Bautista & Pradhan (1998). El modelo de Fe III reproduce razonablemente bien las doce líneas identificadas del [Fe III] en el espectro azul. El acuerdo entre las predicciones del modelo y las observaciones se puede ver en la Tabla 6.2. Ahí el promedio de la dispersión entre la relación de abundancia de $\text{Fe}^{++}/\text{H}^+$ calculada para cada línea es menor que 40%, la cual es comparable a la incertidumbre en la intensidad estimada para estas líneas débiles.

Longitud de onda	Transición	I(λ)/I(λ 5085)	
		Obs.	Teórica
4607	$a^3F_3 - a^5D_4$	2.87	1.84
4658	$a^3F_4 - a^5D_4$	17.2	18.3
4702	$a^3F_3 - a^5D_3$	14.5	9.85
4734	$a^3F_2 - a^5D_2$	2.95	4.05
4755	$a^3F_4 - a^5D_3$	2.91	3.43
4770	$a^3F_3 - a^5D_2$	2.38	3.40
4778	$a^3F_2 - a^5D_1$	1.40	1.96
4881	$a^3H_4 - a^5D_4$	2.11	2.15
4931	$a^3P_0 - a^5D_1$	2.96	2.26
5011	$a^3P_1 - a^5D_2$	7.82	5.83
5085	??	1	1
5270	$a^3P_2 - a^5D_3$	18.5	11.5

TABLA 6.2: Comparación de intensidades observadas y teóricas de líneas de [Fe III] normalizadas λ 5085 ($a^3P_1 - a^5D_0$).

Longitud de onda	Transición	I(λ)/I(λ 5233)	
		Obs.	Teórica
4868	$a^2F_{5/2} - a^4G_{9/2,11/2}$	0.70	0.72
4900	$a^4F_{9/2} - a^4G_{7/2}$	0.57	0.56
4906	$a^4F_{9/2} - a^4G_{11/2}$	2.40	1.72
	$a^4F_{7/2} - a^4G_{5/2}$		
5033	??	1	1
5034	$a^4F_{5/2} - a^4G_{11/2}$	0.75	0.74

TABLA 6.3: Comparación de intensidades observadas y teóricas de líneas de [Fe IV] normalizadas a λ 5234 ($a^4F_{3/2} - a^4G_{7/2}$).

La presencia de algunas líneas de [Fe IV] en el espectro óptico de M 2-9 concuerda bien con la presencia de una región de emisión con alta densidad electrónica. Esto es debido a que las intensidades efectivas de colisión de los niveles responsables de las líneas ópticas son relativamente pequeñas, entonces se requieren altas densidades electrónicas para que estos niveles estén significativamente poblados. La Tabla 6.3 compara las predicciones del modelo con las observaciones. El acuerdo es excelente para todas las líneas excepto para la de 4906Å. Este desacuerdo puede ser debido a que la línea esté traslapada con alguna otra no identificada.

Las densidades (N_e) y las temperaturas (T_e) que se determinaron para las diferentes especies se muestran en la Tabla 6.1. La densidad electrónica varía de alrededor 10^5 cm^{-3} en la región de baja ionización (zona de emisión de [Fe II]) a 10^7 cm^{-3} en las regiones de [O III] y [Fe IV]. Esta tendencia en las densidades parece estar relacionada también con las velocidades observadas de cada ion. En la Figura 6.14 se grafica la velocidad respecto al núcleo para las diferentes especies como función de la densidad electrónica, la temperatura y la presión (calculada como $N_e k T_e$, donde k es la constante de Boltzman).

Esta gráfica sugiere una correlación lineal lo cual es consistente con lo que se espera para la ecuación de conservación de la masa. De la suposición de conservación de masa se tiene que

$$\frac{r_2^2}{r_1^2} \propto \frac{v_1 n_1}{v_2 n_2}, \quad (6.4)$$

donde r_1 y r_2 se refieren al radio interno y externo de la región emisora respectivamente, v_1 y v_2 las velocidades a las que se mueve el flujo y n_1 y n_2 las densidades. De los valores reportados en la Tabla 6.1 y la Figura 6.14 para cada uno de los extremos se tiene que $r_2/r_1 = 35$. Limitando el tamaño de la región observada por el tamaño de la región ecuatorial de [S II] observada con el HST (Figura 6.1) se puede dar un límite superior al tamaño de la región en la cual se está produciendo la emisión. Se encontró que $r_2 \approx 650$ UA y por lo tanto $r_1 \approx 18$ UA.

En conclusión: a partir de la estimación de las condiciones físicas en la región emisora

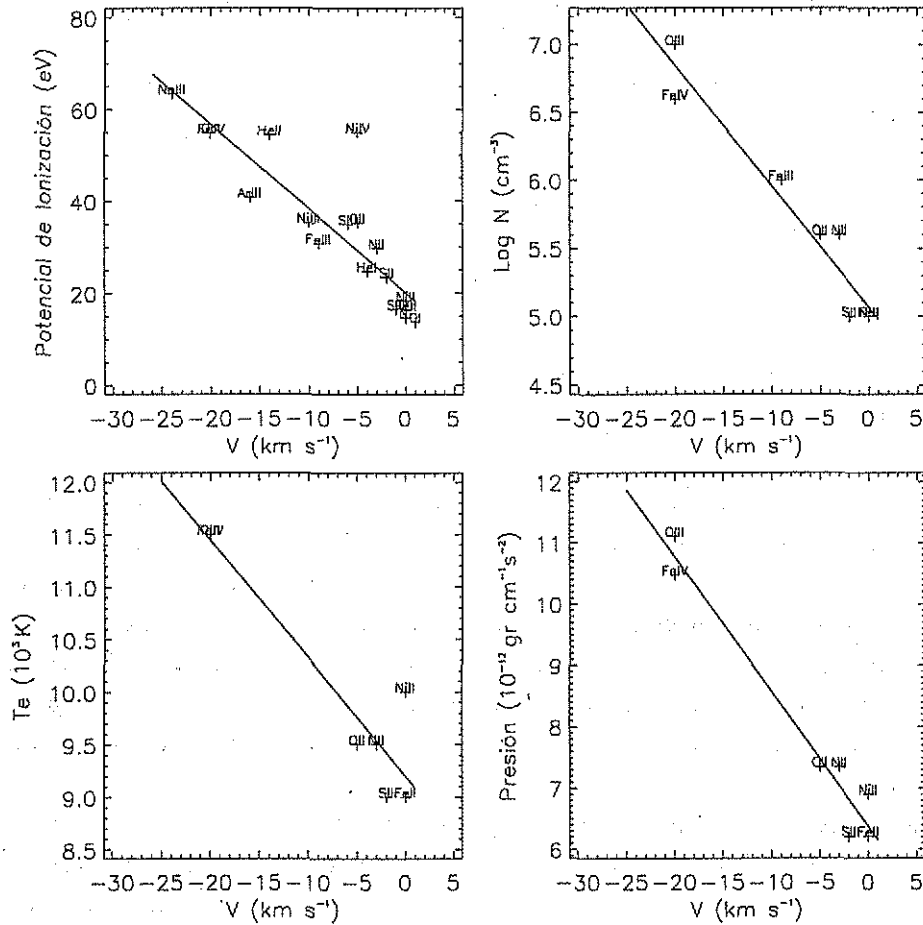


FIGURA 6.14: Comportamiento de los iones que emiten en la región nuclear con la velocidad. Hay una variación entre el potencial de ionización, la densidad, la temperatura y la presión con la velocidad. Las líneas sólidas indican las mejores aproximaciones a los datos en cada una de las gráficas.

se encuentra una dependencia de la densidad, la temperatura y la presión con la velocidad en cada ion. Esta estructura de ionización se produce en una zona menor a 650 UA.

También se encontró que el O^{+2} se produce en dos regiones con condiciones físicas diferentes. Una de $N_e = 10^7 \text{ cm}^{-3}$ y velocidad de -20 km s^{-1} que parece estar de acuerdo con la estructura de ionización encontrada en el resto de los iones y otra proveniente de una región menos densa ($N_e = 10^6 \text{ cm}^{-3}$) y con mayor velocidad (-45 km s^{-1}).

La discusión sobre el origen de ambas regiones se hace al final de este capítulo.

6.3.4 Abundancias

Una aproximación común en la estimación de las abundancias iónicas en las nebulosas consiste en adoptar un valor medio para densidad y la temperatura del objeto y entonces calcular las emisividades de las líneas para todas las especies. Esta aproximación es razonable en la mayor parte de los casos donde todos los diagnósticos para cada ion concuerdan

X	X ⁰ /H ⁺	X ⁺ /H ⁺	X ⁺⁺ /H ⁺	X ³⁺ /H ⁺	X/H	X/H solar
He	...	1.1(-1)			1.1(-1)	8.5(-2)
N	...	4.1(-5)	2.9(-5)	...	7.0(-5)	8.3(-5)
O	1.2(-3)	2.2(-4)	1.3(-5)	...	3.5(-4)	6.7(-4)
Ne	2.8(-7)
S	...	5.9(-6)	5.8(-6)	...	1.2(-5)	2.1(-5)
Ar	7.7(-7)
Fe	...	5.4(-7)	6.1(-6)	2.6(-6)	9.2(-6)	3.2(-5)
Ni	4.2(-7)

TABLA 6.4: Abundancias relativas al H⁺ en el núcleo de M 2-9, se comparan con las abundancias solares (Grevesse & Sauval 1998)

dentro de un cierto rango de incertidumbres. En el caso de M 2-9 se ve un claro gradiente en la densidad conforme aumenta la distancia a la estrella central. Por lo tanto se calcularon las abundancias iónicas en dos diferentes casos adoptando un valor en la temperatura de 10^4 K y variando la densidad de acuerdo a cada región de emisión. En esta aproximación se ha usado el diagnóstico de densidades para cada átomo cuando éste estuvo disponible. En los casos que no se conocía la densidad se hizo una aproximación a partir la relación entre densidad y velocidad graficada en la figura 6.14.

Las abundancias calculadas para cada ion están listadas en la Tabla 6.4. No fué posible determinar la abundancia del N⁰ debido a la gran incertidumbre en la contribución de la fluorescencia a las líneas de [N I].

De la comparación con las abundancias solares se tiene que $N/O_{M\ 2-9} > N/O_{\odot}$ esto es común para este tipo de objetos debido a que el mecanismo alfa está convirtiendo C en N. Por otra parte O/S estimado para M 2-9 con el método donde se varía la densidad y la temperatura señalado en la Tabla 6.4 en el lado derecho a cada columna aproxima muy bien a los valores de las abundancias solares. Además $Fe/O_{M\ 2-9} < Fe/O_{\odot}$; lo cual puede ser debido a que el hierro se encuentra en forma de polvo.

6.4 Discusión y conclusiones

Los lóbulos

Las observaciones realizadas en los lóbulos para este trabajo concuerdan con estudios reportados anteriormente donde se propone que el cuerpo de la nebulosa es el resultado de la reflexión de la luz que se produce en el núcleo y es dispersada por polvo en los lóbulos. Dado que la velocidad de los lóbulos es de ~ 10 km s⁻¹ respecto al núcleo y que hay una gran cantidad de polvo en esta región, es de esperarse que los lóbulos se formaron durante la fase de super viento en la etapa de post-AGB.

De las imágenes en el infrarrojo cercano se observa que la emisión en los lóbulos de

M 2-9 se encuentra estratificada de acuerdo al grado de ionización. En donde la zona molecular tiene una estructura de cáscara cubriendo la zona ionizada. La emisión molecular se extiende y se hace más intensa en la región ecuatorial. Este fenómeno ha sido observado en gran parte de nebulosas planetarias bipolares. Por otra parte, el cociente de líneas de H_2 indica que la excitación es producida por radiación y no por colisiones.

Líneas de hidrógeno en el núcleo

Se encontró a partir de las líneas de hidrógeno de la serie de Balmer y Paschen en el núcleo, que hay una curva de extinción inusual que es característica de un gas bajo la presencia de un campo de radiación fuerte. Esta curva se describe por $R_V=5.0$, $A_V=2.7$ y explica las discrepancias que se habían reportado en la literatura.

Por otra parte, el doble pico encontrado en los perfiles de las líneas de Balmer había sido explicado anteriormente por discos de acreción similares a los encontrados en estrellas simbióticas. Según estos modelos la existencia de grumos localizados en el disco produce el pico brillante en el perfil. Conforme la mancha caliente rota alrededor de la estrella, el pico brillante en el perfil se corre al azul y al rojo. En este trabajo se descarta la posibilidad de que una mancha caliente dentro de un disco de acreción produzca la asimetría encontrada en estos perfiles. La descalificación anterior se basa en las observaciones realizadas en diferentes épocas, realizadas para este objeto solamente con el objetivo de monitorear la morfología del perfil. Se encontró que en todos los espectros (incluido el reportado por Balick 1989) el pico brillante siempre está corrido al rojo y que el cociente de intensidades entre ambos picos se conserva.

En este capítulo se encontró que el doble perfil puede estar asociado a un efecto de profundidad óptica. A partir de los cocientes de líneas $H\alpha/H\beta$ y $H\gamma/H\beta$ se estimó una profundidad óptica de $\tau_{H\alpha} \sim 5$ en la línea $H\alpha$.

Evidencia de un haz altamente colimado

Los resultados del capítulo apoyan la idea de la existencia de un haz de material altamente colimado (jet) propuesta por Doyle et al. (2000). A partir de los estudios de rendija larga realizados en este trabajo se propone que los nudos N3, S3, S1 y una de las componentes encontradas en los perfiles de doble pico del [O III] son evidencia de la interacción de este material colimado con el gas eyectado en etapas anteriores.

De la diferencia en velocidad de los nudos N3 y S3 además del bajo grado de polarización en esa zona, se espera que gran parte de la emisión en estos nudos sea producida localmente y que éstos se hayan formado durante una fase posterior a la de la Post-AGB. En este trabajo se encuentra que estos nudos se mueven a una velocidad de 60 km s^{-1} alejándose del núcleo, y que tienen densidades y temperaturas de $N_e = 3 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$ y $T_e = 9400 \text{ K}$ respectivamente.

Se encontró otra condensación brillante con velocidad diferente al cuerpo de la nebulosa. Es el caso del nudo S1 con una velocidad de 100 km s^{-1} respecto al núcleo. Desafortunadamente, no fué posible estimar las condiciones físicas de este nudo, ya que, debido al alto

grado de polarización en esa región, es de esperarse que gran parte de la emisión en esta zona sea luz proveniente del núcleo.

Por otra parte, del espectro tomado en este trabajo, se encuentra que el cociente de líneas $(5007+4959)/4363$ del [O III] indica dos zonas distintas en una región nuclear no resuelta espacialmente. Una componente de muy alta densidad y velocidad -20 km s^{-1} y otra menos densa con velocidad de -45 km s^{-1} . Aquí se propone que la componente menos densa proviene de la estructura colimada vista en las imágenes de la línea de [O III] 5007 obtenidas con HST (Balick, Icke & Mellema en 1997).

La propuesta aquí es que la componente a -45 km s^{-1} deducida del perfil de doble pico en el [O III] y las condensaciones S1, S3, N3 se forman en flujo altamente colimado expulsado por la estrella en etapas posteriores a la del cuerpo de la nebulosa.

Estructura de ionización en el núcleo

Se estimó la velocidad del núcleo de M 2-9, esta es de $+60 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$ respecto al sol.

La otra componente del perfil en las líneas de [O III] localizada a -20 km s^{-1} forma parte de una estructura de ionización que tiene un comportamiento bien definido en el cual se encuentra una dependencia de las características físicas del gas con la velocidad. Esto es, regiones con un grado de ionización más alto, más denso y más caliente tienen velocidades mayores respecto al núcleo mientras que las regiones con potenciales de ionización bajo, menos densas y más tibias tienen velocidades menores. Todas las velocidades respecto al núcleo del sistema son negativas lo cual indica material acercándose y además se está diluyendo, enfriando y desacelerado conforme se aleja de la estrella excitadora. De las observaciones con el HST en esta región nuclear con filtros centrados en líneas de [S II] y [N II] se encuentra que en estos iones la región tiene una morfología extendida en la dirección del ecuador. La propuesta aquí es que esta región extendida observada en los filtros de baja ionización es la que emite con estas características tan peculiares. Es decir, es un viento en la dirección del ecuador, que a medida que se aleja de la fuente central, se diluye, se desacelera y se enfría. El rango de velocidades ($40-3 \text{ km s}^{-1}$) es mayor que el encontrado en los lóbulos de la planetaria. De acuerdo al modelo de interacción de vientos (Mellema 1993; Franco et al. 1990), estas características son esperadas en la zona del viento lento. El tamaño de la región está acotado por el ancho de la rendija ($2''$) el cual a una distancia de 650 pc da un radio de 650 UA. Bajo la suposición de conservación de masa en esta región, se encuentra que las zonas de emisión más internas (por ejemplo [O III]) se encuentran a una distancia menor a 18 UA.

Si las suposiciones realizadas en este trabajo son válidas, la zona extendida en emisión localizada en la dirección del ecuador está compuesta por un material que se expande, y no un disco de acreción.

De los modelos teóricos existentes para explicar los flujos altamente colimados en nebulosas planetarias solamente dos de estos pueden dar lugar a la formación de estructuras tan colimadas como las encontradas en esta nebulosa planetaria. Uno es el propuesto por Soker & Livio (1994) que requiere de un sistema binario y otro es el de rotación y campos magnéticos propuesto por García-Segura et al. (1999). De los resultados en este capítulo

es incompatible la existencia de un sistema binario con un disco de acreción en el núcleo de esta nebulosa, por lo tanto, el modelo que mejor se ajusta a estos resultados es el que involucra rotación de una estrella aislada y un campo magnético.

TABLA 6.5: Líneas de emisión en M 2-9 (espectro azul)

λ_0	λ_{obs}	$I_\lambda/I_{H\beta}$	$I_\lambda/I_{H\beta}$ desenrojecido	FWHM Å	Identificación
3721.94	3722.04	0.039	0.068	0.9	H 14
3726.03	3726.62	0.058	0.101	0.8	[OII] 1F
3728.82	3729.09	0.040	0.069	1.0	[OII] 1F
3734.37	3734.76	0.013	0.023	0.9	H 13
3750.15	3750.45	0.062	0.107	1.2	H 12
3759.87	-	0.044	0.075	-	OIII 2 varias componentes
3770.63	3770.87	0.045	0.077	0.8	H 11
3797.90	3798.29	0.044	0.074	0.8	H 10
3835.39	3835.75	0.051	0.086	1.2	H 9
3863.59	3863.22	0.013	0.022	0.8	SiII 1
3868.75	3868.96	0.232	0.384	0.9	[NeIII] 1F
3889.05	3889.25	0.183	0.300	1.2	H 8
3964.73	3965.29	0.012	0.020	0.4	He I
3967.47	3967.69	0.070	0.112	1.1	[NeIII] 1F
3970.07	3970.49	0.115	0.183	1.1	He
3993.15	3993.64	0.010	0.016	0.7	[NiII] 4F
4026.36	4026.96	0.029	0.045	0.7	HeI
4068.60	4069.02	0.038	0.057	0.9	[SII] 1F
4076.35	4076.67	0.019	0.029	1.2	[SII] 1F
4101.74	4102.24	0.230	0.343	1.1	H δ
4143.76	4144.43	0.009	0.013	1.1	HeI
4177.20	4177.82	0.016	0.022	0.7	[FeII] 21F
4178.96	4179.43	0.018	0.026	0.6	[NiIV] F
4233.17	4233.63	0.017	0.024	0.6	FeII 27
4243.97	4244.68	0.067	0.093	1.4	[FeII] 21F
4276.83	4277.33	0.045	0.062	0.7	[FeII] 21F
4287.39	4287.93	0.111	0.151	0.8	[FeII] 7F
4305.89	4306.36	0.016	0.022	1.0	[FeII] 21F
4319.62	4320.17	0.032	0.042	0.8	[FeII] 21F
4326.28	4326.94	0.017	0.023	1.0	[NiII] 3F
4340.47	-	0.416	0.531	-	H γ varias componentes
4352.78	4352.21	0.027	0.036	1.2	[FeII] 21F?
4359.34	4359.69	0.099	0.129	1.5	[FeII] 7F
4363.21	4363.55	0.361	0.468	0.8	[OIII] 3F
4372.43	4372.92	0.011	0.014	1.2	[FeII] 21F
4413.78	4414.36	0.055	0.070	0.9	[FeII] 7F
4416.27	4416.81	0.057	0.072	0.8	[FeII] 6F
4452.10	4452.61	0.037	0.046	0.8	[FeII] 7F
4457.95	4458.59	0.007	0.009	0.9	[FeII] 6F
4471.47	4471.86	0.062	0.075	0.8	HeI
4474.90	4475.43	0.017	0.021	0.9	[FeII] 7F
4485.87	4486.11	0.006	0.008	1.0	[NiII] 3F
4488.75	4489.39	0.018	0.021	1.5	[FeII] 6F

TABLA 6.5: Líneas de emisión en el núcleo M 2-9 (espectro azul)

λ_0	λ_{obs}	$I_\lambda/I_{H\beta}$	$I_\lambda/I_{H\beta}$ desenrojecido	FWHM Å	Identificación
4492.64	4492.08	0.008	0.010	0.6	[FeII] 6F?
4493.23	4493.08	0.011	0.013	1.1	[FeI] 5F
4509.61	4509.47	0.008	0.010	1.6	[FeII] 6F?
4514.90	4515.70	0.020	0.024	1.0	[FeII] 6F
4583.84	4584.42	0.029	0.033	0.5	FeII 38
4589.0	4588.51	0.005	0.006	1.7	[SI] 2F
4607.03	4607.57	0.022	0.025	1.5	[FeIII] 3F
4628.27	4629.95	0.016	0.018	0.9	[NiII] 3F
4639.67	4640.29	0.016	0.018	0.9	[FeII] 4
4658.05	4658.56	0.136	0.150	1.0	[FeIII] 3F
4701.53	4702.02	0.117	0.126	0.5	[FeIII] 3F
4713.14	4713.61	0.017	0.018	1.0	HeI
4728.07	4728.61	0.037	0.040	0.9	[FeII] 4F
4733.91	4734.28	0.024	0.026	1.3	[FeIII] 3F
4754.69	4755.27	0.024	0.025	1.0	[FeIII] 3F
4769.43	4769.91	0.020	0.021	1.2	[FeII] 3F
4774.74	4775.34	0.012	0.012	1.1	[FeII] 20F
4777.68	4778.19	0.012	0.012	1.0	[FeII] 3F
4814.53	4815.11	0.080	0.082	0.9	[FeII] 20F
4861.33	-	1.000	1.000	-	H β varias componentes
4867.95	4868.12	0.008	0.008	1.0	[FeIV]-F
4874.49	4875.12	0.022	0.021	1.0	[FeII] 20F
4881.0	4881.76	0.018	0.018	2.2	[FeIII] 2F
4889.62	4890.31	0.060	0.059	0.9	[FeII] 4F
4900.5	4899.21	0.007	0.007	0.8	[FeIV]-F
4905.34	4905.86	0.070	0.068	0.2	[FeII] 20F
4906.7	4906.94	0.029	0.029	0.7	[FeIV]-F
4921.93	4922.42	0.028	0.028	0.9	HeI
4924.5	4924.48	0.041	0.040	0.8	[FeIII] 2F?
4930.54	4931.13	0.026	0.025	1.1	[FeIII] 1F
4947.37	4947.95	0.011	0.010	2.6	[FeII] 20F
4950.74	4951.41	0.019	0.018	1.1	[FeII] 20F
4958.92	-	0.833	0.795	-	[OIII]1F varias componentes
4973.39	4973.05	0.007	0.006	0.3	[FeII] 20F
5006.85	-	2.879	2.684	-	[OIII] 1F varias componentes
5011.26	5011.76	0.072	0.067	1.2	[FeIII] 1F
5015.68	5016.13	0.057	0.053	1.1	HeI
5018.44	5019.12	0.017	0.016	0.7	FeII (42)?
5020.23	5020.80	0.025	0.023	0.8	[FeII] 20F
5032.7	5033.08	0.025	0.023	-	[FeIII] 2F
5033.59	5033.93	0.010	0.009	-	[FeIV]-F
5041.56	5041.94	0.037	0.034	1.5	[NIV]-F
5043.52	5044.14	0.009	0.009	0.8	[FeII] 20F

TABLA 6.5: Líneas de emisión en el núcleo M 2-9 (espectro azul)

λ_0	λ_{obs}	$I_\lambda/I_{H\beta}$	$I_\lambda/I_{H\beta}$ desenrojecido	FWHM Å	Identificación
5048.19	5048.43	0.015	0.014	1.3	[FeII]-F?
5056.02	5056.51	0.023	0.021	1.4	SiII (5)
5059.9	5060.73	0.006	0.005	0.8	[NiIV]-F
5084.77	5085.36	0.009	0.009	-	[FeIII] 1F
5107.95	5108.59	0.010	0.009	0.9	[FeII] 18F
5111.63	5112.31	0.031	0.027	1.0	[FeII] 19F
5147.16	5147.32	0.016	0.014	1.0	[FeI] 19F
5158.77	5159.28	0.145	0.126	1.2	[FeII] 19F
5163.95	5164.57	0.022	0.019	1.0	[FeII]
5170.84	5169.70	0.045	0.039	0.7	[FeI] 3F?
5181.95	5182.63	0.016	0.014	0.8	[FeII] 18F
5191.82	5192.15	0.015	0.013	1.1	[ArIII] 3F
5197.90	5198.34	0.018	0.015	0.6	[NI] 1F
5199.18	5199.77	0.011	0.010	1.0	[FeII] 35F?
5200.26	5200.84	0.009	0.008	0.6	[NI] 1F
5220.06	5220.80	0.024	0.020	0.8	[FeII] 19F
5233.76	5234.24	0.014	0.012	0.8	[FeIV]-F
5234.62	5235.37	0.015	0.013	0.8	FeII 49?
5261.62	5262.30	0.136	0.113	1.1	[FeII] 19F
5268.87	5269.50	0.028	0.023	0.5	[FeII] 18F
5270.40	5270.95	0.189	0.156	1.2	[FeIII] 1F
5273.35	5274.00	0.106	0.088	1.0	[FeII] 18F
5275.99	5276.66	0.041	0.034	0.8	FeII 49
5296.83	5297.56	0.021	0.017	1.2	[FeII] 19F
5333.65	5334.38	0.069	0.055	1.0	[FeII] 19F
5347.65	5348.33	0.007	0.005	0.8	[FeII] 18F
5363.3	5363.78	0.014	0.011	1.1	[NiIV]-F
5376.45	5377.21	0.092	0.073	0.9	[FeII] 19F
5412.64	5413.08	0.044	0.034	1.4	[FeII] 17F
5433.13	5433.83	0.026	0.020	0.9	[FeII] 18F
5477.24	5478.10	0.013	0.010	1.2	[FeII] 34F
5495.82	5496.56	0.016	0.012	1.7	[FeII] 17F
?	5503.88	0.011	0.009	1.1	?
5513.09	5513.53	0.011	0.009	1.2	[NI]
5527.33	5528.04	0.065	0.049	0.9	[FeII] 17F
5534.68	5535.55	0.014	0.011	0.9	FeII 55?
5551.31	5552.38	0.008	0.006	1.7	[FeII] 39F
5556.29	5556.54	0.008	0.006	2.3	[FeII] 18F
5580.82	5581.52	0.004	0.003	1.3	[FeII] 39F
5613.27	5614.25	0.008	0.006	2.0	[FeII] 39F
?	5674.13	0.014	0.010	1.11	?
5746.96	5747.75	0.035	0.024	1.4	[FeII] 34F
5754.59	5755.24	0.105	0.072	1.2	[NiI] 3F
5773.00	5774.06	0.004	0.002	0.7	[FeI] 2F?

TABLA 6.5: Líneas de emisión en el núcleo M 2-9 (espectro azul)

λ_0	λ_{obs}	$I_\lambda/I_{H\beta}$	$I_\lambda/I_{H\beta}$ desenrojecido	FWHM Å	Identificación
?	5780.72	0.008	0.005	1.7	?
5800.7	5800.81	0.012	0.008	1.6	[FeIV]-F
?	5816.75	0.007	0.005	1.0	?
?	5832.13	0.004	0.003	1.4	?
5835.45	5836.13	0.012	0.008	1.0	[FeII]
5870.38	5870.81	0.005	0.003	1.4	[FeII]-F
5875.67	5876.29	0.595	0.391	1.3	HeI 11
5914.22	5914.82	0.004	0.003	-	SiII
5957.56	5958.54	0.063	0.040	2.2	SiII
5979.0	5979.64	0.059	0.037	1.4	SiII
6000.2	6000.60	0.008	0.005	2.0	[NiIII] 2F
6046.26	6047.14	0.039	0.024	1.3	[NiIV]-F
6256.84	6257.68	0.007	0.004	1.3	OI?
6285.47	6286.70	0.007	0.004	1.6	FeII
6300.30	6301.10	0.620	0.350	1.0	[OI] 1F
6312.06	6312.68	0.374	0.211	1.2	[SIII]
6318.0	6318.88	0.032	0.018	1.1	FeII
6347.09	6347.87	0.066	0.037	1.6	SiII (2)
6363.78	6364.57	0.166	0.092	0.9	[OI] 1F
6371.36	6372.09	0.028	0.015	1.2	SiII (2)
6379.62	6380.14	0.010	0.005	0.73	NII
6383.72	6384.66	0.009	0.005	0.8	FeII
6385.47	6386.25	0.008	0.004	0.6	[FeII]-F
6440.4	6441.02	0.007	0.004	1.2	[FeII] 15F
?	6443.82	0.005	0.003	0.98	?
6456.38	6457.31	0.018	0.010	1.1	[FeII]
6491.28	6492.33	0.023	0.012	-	FeII
?	6543.41	0.009	0.005	-	?
6548.05	6548.82	0.187	0.097	2.0	[NII] 1F
6562.82	-	33.636	17.380	-	H α varias componentes
6583.45	6584.20	0.541	0.277	2.0	[NII]
6666.80	6667.60	0.034	0.017	0.7	[NII] (2D-2F)
6678.15	6678.77	0.303	0.151	1.4	HeI (46)
6703.07	6702.94	0.010	0.005	0.6	FeI3 (G ₃ -3F ₀₃)
6716.44	6717.47	0.021	0.010	1.7	[SII] 2F
6730.82	6731.75	0.046	0.022	1.7	[SII] 2F

TABLA 6.6: Líneas de emisión en el núcleo M 2-9 (espectro rojo)

λ_0	λ_{obs}	$I_\lambda/I_{H\beta}$	$I_\lambda/I_{H\beta}$ desenrojecido	FWHM Å	Identificación
6548.05	6548.99	0.571	0.573	1.8	[NII] 1F
6562.82	-	100.000	100.000	-	H α -varias componentes
6583.45	6584.24	1.747	1.735	1.9	[NII] 1F
6666.80	6668.05	0.104	0.100	1.5	[NIII] (2D-2F)
6678.15	6678.99	0.765	0.736	1.4	HeI (46)
6716.44	6717.65	0.068	0.064	1.6	[SII] 2F
6730.82	6731.81	0.204	0.193	2.1	[SII] 2F
6746.93	6747.81	0.020	0.018	1.0	[FeII] (4P-2S)
6997.1	6997.88	0.094	0.082	1.2	[FeIV] 4P
7002.25	7003.07	0.149	0.129	1.6	OI (21)
7065.28	7066.10	0.933	0.792	1.4	HeI (10)
7131.12	7131.71	0.041	0.034	1.2	[FeII] (2G-2G)
7135.80	7136.70	1.816	1.506	1.8	[ArIII] (1F)
7155.16	7156.37	0.578	0.477	1.3	[FeII] (14F)
7170.62	7169.78	0.051	0.042	2.1	[ArIV]?
7172.00	7173.13	0.233	0.191	1.6	[FeII] (14F)
7184.0	7184.26	0.053	0.043	2.5	[FeIV] (4D-4F)
7203.94	7203.96	0.033	0.027	1.8	TiIII (3D ₂ -3D ₀₂)
7222.8	7223.69	0.029	0.024	2.1	[FeIV] (4D-4F)
7237.02	7237.71	0.061	0.049	1.8	SII (4D _{3/2} -4D _{03/2})
7254.45	7255.43	0.288	0.230	1.9	OI(20)? [NiII](2F)
7281.35	7281.83	0.178	0.141	1.6	HeI (45)
7319.99	7321.14	2.471	1.931	2.0	[OII] (2F)
7330.73	7331.44	2.510	1.955	2.3	[OII] (2F)
7377.83	7379.16	0.494	0.379	1.8	[NiII] (2F)
7388.18	7389.47	0.175	0.133	1.5	[FeII] (14F)
7411.61	7412.79	0.208	0.158	1.6	[NiII] (2F)
7423.64	7424.97	0.043	0.033	1.6	NI
7442.30	7443.42	0.047	0.035	1.2	NI (3)
7452.54	7453.68	0.188	0.141	1.2	[FeII] (14F)
7468.31	7469.36	0.061	0.045	1.2	NI (3)
?	7514.25	0.043	0.032	1.72	?
7637.54	7638.63	0.067	0.047	1.5	[FeII] (1F)
7686.94	7688.06	0.067	0.046	1.7	[FeII] (1F)
7713.3	7712.52	0.202	0.139	1.1	OIV (21)?
7751.12	7751.58	0.484	0.330	2.4	[ArIII] (1F)
?	7867.97	0.204	0.134	1.60	?
7877.0	7878.68	0.161	0.105	2.8	MgII (8)?
7889.90	7890.95	0.255	0.166	2.7	[NiIII] (1F)
7895.7	7897.31	0.167	0.109	2.9	HeI (4/36)
7919.0	7919.00	0.110	0.071	1.9	HeI (4/30)?
7973.0	7971.51	0.071	0.045	1.4	HeI (4/23)?
8000.08	8001.15	0.192	0.121	1.5	[CrII] (1F)
8125.30	8126.87	0.061	0.037	1.4	[CrII] (1F)

TABLA 6.6: Líneas de emisión en el núcleo M 2-9 (espectro rojo).

λ_0	λ_{obs}	$I_\lambda/I_{H\alpha}$	$I_\lambda/I_{H\alpha}$ desenrojecido	FWHM Å	Identificación
?	8159.24	0.098	0.059	1.70	?
8223.13	8224.49	0.104	0.061	1.6	NI (2)
8229.67	8230.35	0.249	0.147	1.1	[CrII] (1F)
8235.45	8235.68	0.098	0.058	2.1	FeIII (9w)
8242.39	8243.58	0.047	0.028	1.3	NI (2)
8286.7	8288.67	0.273	0.158	1.3	OIII (5gF-6hG)
8306.12	8306.99	0.098	0.056	1.4	HI Pa27
8308.49	8309.51	0.131	0.076	1.1	[CrII] (1F)
8314.26	8315.35	0.084	0.048	1.4	HI Pa26
8323.43	8324.26	0.076	0.044	1.5	HI Pa25
8330.2	8330.92	0.029	0.017	1.4	HeII (6-48)
8333.78	8334.50	0.029	0.017	1.2	HI Pa24
8357.69	8359.04	0.175	0.099	2.7	[CrII](1F) + HI Pa22
8413.32	8414.73	0.124	0.069	1.5	HI Pa19
8438.74	8439.88	0.114	0.063	1.85	NII
8446.4	8448.25	4.392	2.430	1.6	OI (4)?
8467.26	8469.90	0.510	0.280	2.7	HI Pa17 + ?
8489.69	8491.73	0.525	0.287	1.5	[FeII] (2G-2F)
8502.49	8501.24	0.376	0.205	1.7	HI Pa16
?	8509.92	0.035	0.019	1.23	?
?	8525.14	0.047	0.025	1.37	?
8545.38	8546.67	0.490	0.264	2.0	HI Pa15
8578.70	8579.84	0.075	0.040	1.6	[CIII] (1F)
8598.39	8599.48	0.431	0.229	1.8	HI Pa14
8616.95	8618.22	0.510	0.269	1.5	[FeII] (13F)
8626.1	8626.05	0.027	0.014	0.7	HeII (6-17)?
8665.02	8666.07	0.343	0.179	1.9	HI Pa13
?	8673.60	0.184	0.096	1.73	?
8680.28	8681.34	0.067	0.035	2.0	NI (1)
8703.87	8704.61	0.082	0.042	1.9	[NiII]
?	8723.35	0.067	0.034	1.02	?
8806.8	8807.32	0.131	0.066	1.6	MgI (7)?
8830.4	8831.55	0.157	0.078	1.9	[SIII] (1F)
8862.79	8864.18	0.827	0.409	1.9	HI Pa11
?	8877.52	0.086	0.043	1.8	?
8891.91	8893.48	0.194	0.095	1.8	[FeII] (13F)
8914.74	8913.84	0.076	0.037	1.2	HeI?
8916.95	8917.78	0.147	0.072	1.0	TiIII (1G ₄ -1H _{o5})
?	8927.97	1.229	0.598	1.51	?
9014.91	9015.80	0.471	0.224	1.7	HI Pa10
9033.50	9034.82	0.076	0.036	1.5	[FeII] (13F)
9051.95	9053.66	0.118	0.055	1.7	[FeII] (13F)
9068.9	9070.08	1.961	0.921	2.3	[SIII] (1F)
?	9177.57	0.765	0.350	1.7	?

TABLA 6.6: Líneas de emisión en el núcleo M 2-9 (espectro rojo)

λ_0	λ_{obs}	$I_\lambda/I_{H\alpha}$	$I_\lambda/I_{H\alpha}$ desenrojecido	FWHM Å	Identificación
?	9179.52	0.784	0.359	2.4	?
?	9189.64	0.127	0.058	1.6	?
9197.86	9198.72	0.431	0.196	1.9	NI (2D _{3/2} -2D _{5/2})
9204.93	9205.08	0.665	0.302	1.4	OI (5P ₂ -3D ₃)
?	9206.55	0.208	0.094	1.04	?
9210.34	9212.54	0.188	0.085	2.8	HeI (6/9)
9218.3	9219.91	0.320	0.145	2.2	MgII (1)?
9229.02	9230.57	1.584	0.716	2.0	Pa9
9244.3	9245.77	0.225	0.102	2.3	MgII (1)?
?	9253.20	0.116	0.052	2.7	?
9267.5	9269.20	0.112	0.050	1.6	[FeII] (13F)
?	9298.47	0.431	0.192	1.57	?
9389.08	9389.99	0.333	0.145	2.8	OII (2F _{7/2} -2D _{5/2})
9393.82	9393.95	0.114	0.050	2.4	[FeIV] (2I _{11/2} -2G _{29/2})
?	9408.22	0.378	0.164	2.1	?

Capítulo 7

LA NEBULOSA PLANETARIA JOVEN M 1-91; IMAGEN DIRECTA Y ESPECTROSCOPIA ECHELLE

M 1-91 (también conocida como He 2-437) es una nebulosa planetaria joven que tiene una morfología de tipo bipolar extrema. De observaciones con imágenes profundas se encuentra un tamaño de 45×4.6 segundos de arco (Machado et al. 1996). Quizá sea la nebulosa planetaria conocida con mayor colimación. Carsenty & Solf (1982) estiman que el ángulo de inclinación entre el eje de la bipolar y el plano del cielo es del orden de unos 15 grados. M 1-91 es muy parecida a la famosa M 2-9 (Capítulo 6) aunque ha sido mucho menos estudiada. Ambas nebulosas muestran nudos en los lóbulos pero en el caso de M 1-91 los muestra con simetría de punto (point-symmetric).

El núcleo de M 1-91 consiste de una nebulosa no resuelta y su espectro tiene una gran similitud con el observado en el núcleo de M 2-9. Las densidades estimadas en el núcleo de M 1-91 están en el rango de $10^{3.3}$ a $10^{6.3} \text{ cm}^{-3}$ dependiendo del ión con el que se hace la estimación. El rango en densidades indica que algún fenómeno de pérdida ó movimiento de masa está ocurriendo en el núcleo (Rodríguez et al. 2001).

Trammell (1994) reporta que los lóbulos están polarizados en longitudes de onda del óptico. Sin embargo el alto valor del cociente de las líneas de [O III] $\lambda\lambda$ 4959,5007/4363 (~ 89 en el lóbulo oeste, ~ 67 en el lóbulo este) comparado con el encontrado en el núcleo (~ 8), indica que una gran parte de la emisión de [O III] en los lóbulos es intrínseca y no es luz dispersada del núcleo (Goodrich 1991a).

A diferencia de M 2-9 y de la mayoría de las nebulosas planetarias jóvenes, M 1-91 no muestra una componente molecular. Josselin et al. (2000) no detectan la molécula de CO y Guerrero et al. (2000) detectan marginalmente la molécula de H_2 en los lóbulos de la nebulosa. La ausencia de una componente molecular intensa podría deberse a que M 1-91 tiene una estrella central más caliente.

7.1 Observaciones

Para este trabajo se observó la nebulosa M 1-91 usando las técnicas de imagen directa con filtros nebulares y espectroscopía echelle con rendija larga. El espectro fue tomado colocando la rendija en la dirección de la bipolaridad. El ancho de la rendija fué de 2 segundos de arco y se colocó una máscara con un largo de ~ 70 seg arco. Las dimensiones de la rendija permiten exponer las condensaciones brillantes de ambos lóbulos en la misma exposición. La descripción de las observaciones y las reducciones se reportan en el Capítulo 2. En este Capítulo se discuten los resultados. Primero se presentará lo observado en los lóbulos de la nebulosa intentando dar una explicación sobre el mecanismo que produce la morfología con simetría de punto; después se discutirán los resultados obtenidos a partir de la espectroscopía en el núcleo.

7.2 Distancia a M 1-91

La distancia a esta planetaria (como a muchas otras) es ambigua. Cahn & Kaler (1971) estiman una distancia de 7.79 kpc y Maciel (1984) de 7.0 kpc. Como lo señaló Rodríguez et al. (2001) esta distancia implica una altura sobre el plano galáctico de $z = 440 - 490$ pc la cual es muy alta comparada con la distancia al plano galáctico promedio de nebulosas planetarias bipolares $\langle z \rangle = 130$ pc (Corradi & Schwartz 1995). Por lo tanto es posible que la distancia a la nebulosa planetaria M 1-91 esté sobreestimada.

Los métodos con los que se determinaron los valores de 7.79 y 7.0 kpc son válidos únicamente para nebulosas planetarias ópticamente delgadas. De los resultados en este capítulo se concluye que el núcleo de M 1-91 es ópticamente grueso. Esta es otra característica que comparte con la nebulosa planetaria M 2-9 (discutida en el capítulo anterior). Cahn & Kaler (1971) y Maciel (1984) estiman también la distancia para la nebulosa planetaria M 2-9; los valores que ellos encuentran son en promedio 5.2 veces más altos que el valor estimado por Schwartz et al. (1997) de 650 pc a partir de un modelo geométrico más preciso. Tomando en cuenta la gran similitud entre las dos nebulosas bipolares se encuentra una distancia a M 1-91 de 1.4 kpc a partir de la suposición de que los tamaños son similares.

7.3 Lóbulos

7.3.1 Resultados

En las Figuras 7.1 y 7.2 se muestran isocontornos de las líneas de emisión más brillantes ($H\alpha$, $H\beta$, He II 5876, [O III] 5007, [S II] 6731,6717, [N II] 6584,5755) detectadas en la nebulosa planetaria M 1-91. Cada par de isocontornos en las figuras corresponden a una línea diferente donde, del lado izquierdo, se muestran los isocontornos de las imágenes directas tomadas con cada filtro (la dirección del norte y del este están indicadas en la línea $H\alpha$) y del lado derecho los isocontornos en velocidad a lo largo del eje principal tomados con espectroscopía echelle de rendija larga. En el caso de la imagen directa los ejes corresponden al tamaño en segundos de arco mientras que en el caso del espectro los

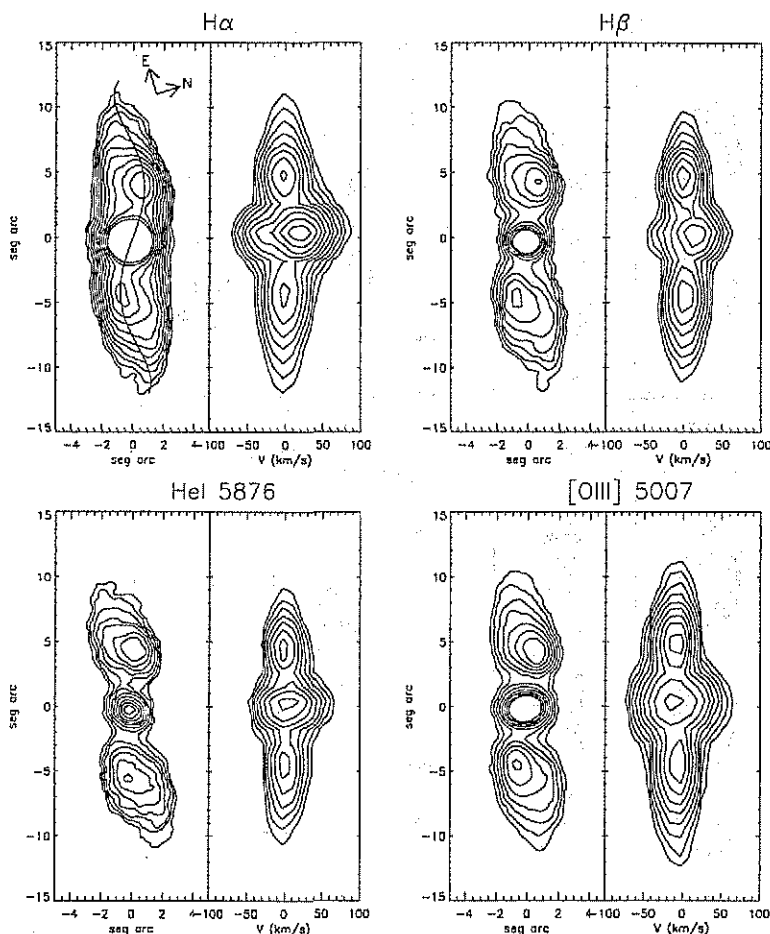


FIGURA 7.1: Isocontornos de las líneas de emisión más brillantes en M 1-91 y distribución de velocidades a lo largo de la rendija. Se ha sobrepuesto la traza que indica la desviación de la proyección de una espiral sobre los isocontornos de la línea H α indicando cómo la simetría de punto se extiende más allá de 10" respecto al núcleo. Las direcciones norte y este están indicadas.

Los ejes corresponden a la posición a lo largo de la rendija y velocidad en km s^{-1} .

Ambos lóbulos muestran una condensación brillante a $\pm 4''$ del núcleo en todas las líneas observadas. De los isocontornos de las imágenes se puede apreciar que el máximo de la condensación se encuentra en el lado norte del lóbulo este y en el lado sur del lóbulo oeste (simetría de punto). Este máximo se mueve de norte a sur en el lóbulo este conforme la distancia respecto al núcleo aumenta y de sur a norte en el lóbulo oeste. Este efecto es más notorio en las imágenes tomadas con los filtros centrados en las líneas de [S II] 6717 y [N II] 6584. Se ha sobrepuesto la traza que indica la desviación de la proyección de una espiral sobre los isocontornos de la línea H α indicando cómo la simetría de punto se extiende más allá de 10" respecto al núcleo.

Los isocontornos de los espectros de rendija larga muestran claramente las condensaciones a $\pm 4''$. Estas condensaciones no muestran velocidades peculiares respecto a la velocidad promedio de la nebulosa. Tampoco se encuentra una diferencia en velocidad entre ambos

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

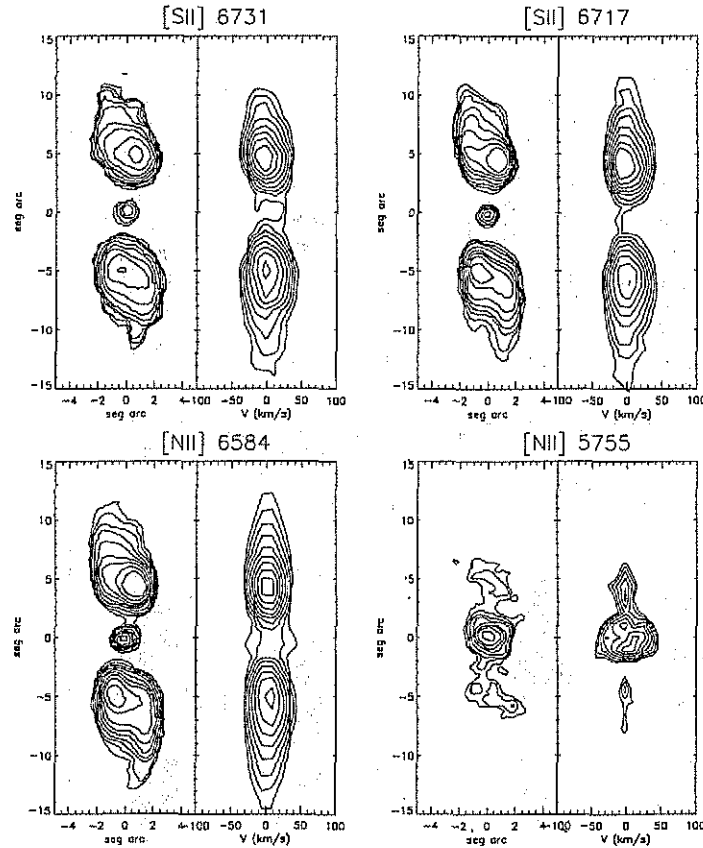


FIGURA 7.2: Isocontornos de las líneas de emisión más brillantes en M 1-91 y distribución de velocidades a lo largo de la rendija.

lóbulos. El hecho de que los lóbulos no muestran el corrimiento de velocidades respecto al núcleo puede ser debido a que el ángulo que forma el eje de bipolaridad respecto al plano del cielo sea muy pequeño (consistente con su morfología altamente colimada), también puede ser debido a que las velocidades de expansión sean modestas o posiblemente a una combinación de ambos efectos (velocidades moderadas y ángulo de inclinación cercano a cero). Tomando en cuenta que la resolución espectral es de ($\sim 7 \text{ km s}^{-1}$) y adoptando el valor de 15° como el ángulo de inclinación entre el eje de la bipolar y el plano del cielo, se tiene que la velocidad sistémica en los lóbulos de esta nebulosa planetaria es menor a 30 km s^{-1} . Este valor en la velocidad de los lóbulos es consistente con que el material haya sido expulsado por la estrella durante la fase de AGB.

Ya que las condensaciones brillantes no muestran velocidades peculiares respecto al resto de la nebulosa, es probable que dichas condensaciones estén dinámicamente asociadas al resto de los lóbulos. De lo anterior se puede sugerir que el origen de éstas no sea debido a una diferencia en la densidad de los lóbulos sino a efectos de iluminación. Una manera de determinar diferencias en la densidad es a partir del cociente de imágenes centradas en las líneas 6717, 6731 Å del [S II]. Este y otros cocientes de líneas se discuten en la siguiente subsección.

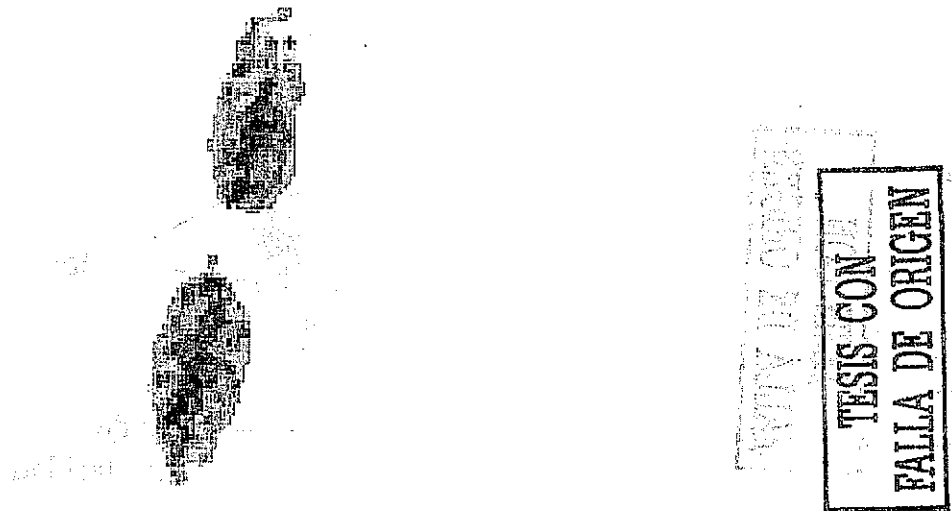


FIGURA 7.3: Cociente de las líneas 6717, 6731 Å del [SII] en M 1-91. La zona brillante muestra un gas de densidad $\sim 5 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$ y la oscura es de densidad $> 10^5 \text{ cm}^{-3}$.

7.3.2 Condiciones físicas de los lóbulos

Dado que los cocientes de líneas [O III] 5007/4363, [S II] 6731/6717 y $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$ son extremadamente diferentes en el núcleo y en los lóbulos y ya que no se ha detectado una componente molecular notable (Josselin et al. 2000; Guerrero et al. 2000), es posible que la cantidad de polvo en los lóbulos no sea tan abundante como en el caso de M 2-9. De lo anterior se infiere que la luz dispersada en los lóbulos proveniente del núcleo no es muy alta. Bajo esta lógica, se obtuvieron algunos de los cocientes de imágenes tomadas con diferentes filtros para obtener información sobre condiciones físicas y mecanismos de excitación en los lóbulos. A partir del cociente [S II] 6717/6731 (Figura 7.3) que es diagnóstico de la densidad, se encuentra una franja angosta de alta densidad, mayor a 10^5 cm^{-3} , casi alineada a lo largo del eje mayor atravesando la nebulosa cuya densidad promedio es de $\sim 5 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$.

El ancho de la franja observada es comparable con la resolución obtenida del equipo de observación. La resolución espacial del telescopio más el seeing de la noche dan un total de 1.4 seg arco. Esto implica que no se está resolviendo la zona de alta densidad, por lo tanto podría ser más angosta y más densa.

En este trabajo se propone que el gas de alta densidad observado es parte de un haz de partículas colimadas o "jet" similar al propuesto por Doyle et al. (2000) en M 2-9. La Figura 7.4 indica la orientación del jet respecto a la simetría de la nebulosa. La zona más brillante marca el contacto del haz de alta densidad con las paredes de la nebulosa. La proyección del ángulo de inclinación del haz respecto al eje de bipolaridad es de aproximadamente 7° . Del hecho que la morfología con simetría de punto se extienda más allá de 10°

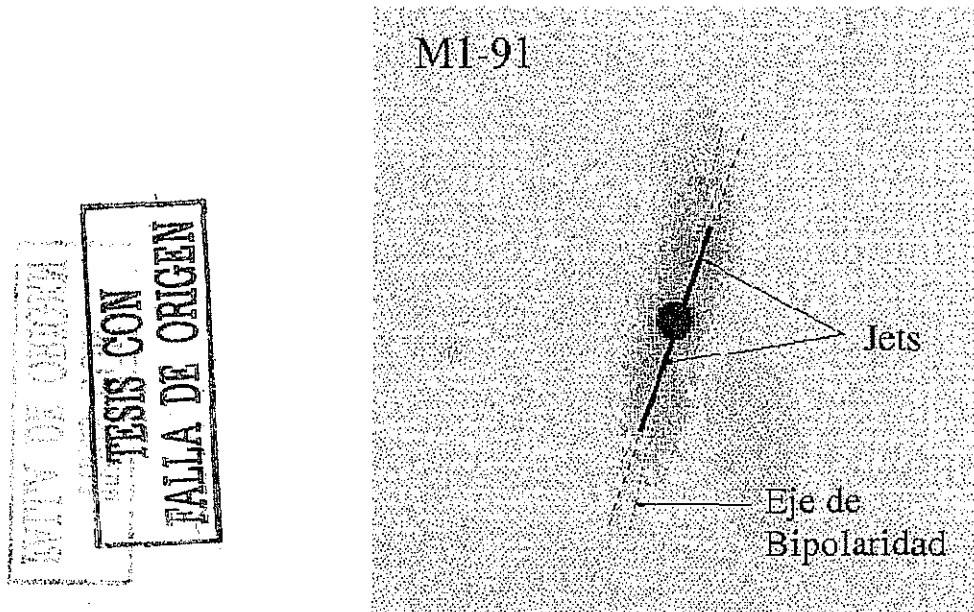


FIGURA 7.4: Imágen de M 1-91 tomada con el filtro $H\alpha$ indicando la orientación del jet

segundos de arco, se puede pensar que el jet se encuentra precesando con un ángulo de 7° alrededor del eje de bipolaridad. Suponiendo que el gas de la nebulosa se aleja a velocidad constante respecto al núcleo y suponiendo que la inclinación de la bipolar respecto al plano del cielo es de 15° (Carsenty & Solf, 1982), se encuentra que el período de precesión es de

$$P \sim 2300 \frac{(d/1.4 \text{ kpc})}{(v/30 \text{ kms}^{-1})}, \text{ aos} \quad (7.1)$$

donde, d es la distancia al objeto dada en kpc y v es la velocidad de los lóbulos en km s^{-1} . Tomando los valores $d=1.4 \text{ kpc}$ y $v=30 \text{ km s}^{-1}$, se obtiene un período de aproximadamente 2300 años.

7.3.3 Determinación de la velocidad heliocéntrica del objeto

No se detectan líneas de absorción en el espectro del núcleo de M 1-91. Las líneas de emisión muestran perfiles compuestos y tienen diferentes velocidades dependiendo del grado de ionización. Por lo tanto la determinación de la velocidad heliocéntrica del núcleo se hace a partir de la suposición de que el núcleo tiene la misma velocidad que los lóbulos.

La Figura 7.5 muestra isocontornos del espectro echelle de rendija larga de la línea $H\alpha$. Aquí se ve una región central muy brillante con un perfil de doble pico y dos regiones que corresponden a los lóbulos sur y norte. Las flechas indican la posición de la longitud de onda para $H\alpha$ en el laboratorio (λ_0) y la posición de la parte central de la nebulosa. La diferencia de velocidad entre las flechas es de $\sim -40 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$. Por la corrección del movimiento terrestre ($+16.5 \text{ km s}^{-1}$) se encuentra que la velocidad heliocéntrica del sistema M 1-91 es de $24 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$.

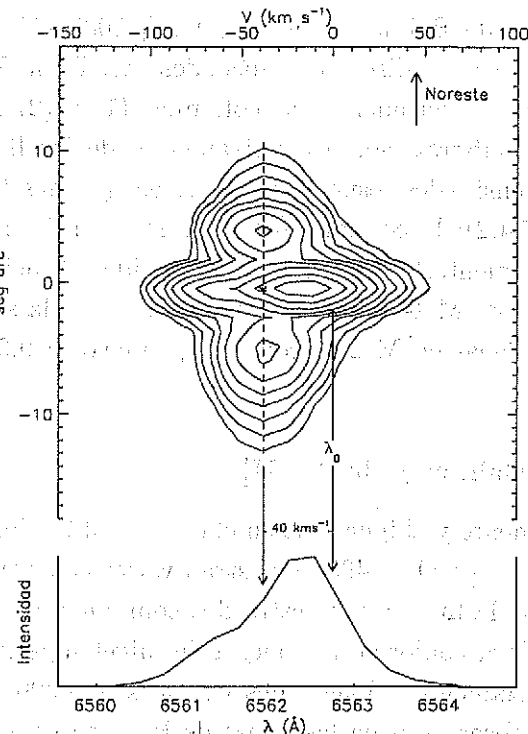


FIGURA 7.5: Determinación de la velocidad heliocéntrica al núcleo de M 1-91. La línea punteada une ambas condensaciones con la posición de la velocidad del núcleo. Se indica la longitud de la línea H α en laboratorio a 40 km s^{-1} de la posición del núcleo de la nebulosa.

En las siguientes secciones todas las discusiones sobre velocidades estarán referidas a la velocidad sistémica de la nebulosa.

7.4 Núcleo de M 1-91

La nebulosa planetaria M 1-91 no solamente es muy similar morfológicamente a M 2-9, en el núcleo sus semejanzas son aún más impresionantes. Con la motivación de la gran similitud en sus espectros, se realizó el mismo tipo de estudio que para M 2-9 descrito en la sección 6.3. Desgraciadamente debido al bajo brillo de M 1-91 no todos los ejercicios fueron exitosos.

Los resultados presentados a continuación están basados en las observaciones realizadas con el espectrógrafo echelle de la zona nuclear. Los detalles de las observaciones y las reducciones se describen en la sección 2.2.

7.4.1 Descripción del espectro

Como en el caso de M 2-9, el núcleo de M 1-91 muestra un continuo débil sin líneas de absorción. El espectro de emisión muestra líneas permitidas (H I, He I y Si II) y líneas prohibidas ([O I], [O III], [N II], [S II], [S III], [Ne III], [Fe II], [Fe III], [Fe IV], [Ni III],

[Ni IV], [Ar III]). Las líneas de Balmer y las de [O III] 5007,4959 muestran diferentes regiones sin resolver. Estas líneas se discutirán más adelante. En la Tabla 7.1 se listan las líneas observadas en el espectro del núcleo; las columnas (1) y (2) muestran la longitud de onda observada y la del laboratorio, respectivamente, de las líneas identificadas; la columna (3) muestra las intensidades respecto a $H\beta$ desenojeadas (ver detalles de la ley de extinción en la sección 7.4.2); la columna (4) muestra el ancho a potencia media (no corregido por el ancho instrumental) y en (5) se indica la identificación de la línea.

Los espectros de M 2-9 y de M 1-91 son iguales hasta donde la señal a ruido permitió la comparación. Todas las líneas en M 2-9 con $I_\lambda/I_{H\beta}$ mayor a 0.05 están presentes en M 1-91.

Perfiles en las líneas de Balmer y de [O III]

Como se mencionó anteriormente y al igual que en el caso de M 2-9 los perfiles de las líneas de Balmer y las líneas de [O III] 5007 y 4959 muestran varias componentes. En la serie de Balmer puede observarse que la línea $H\alpha$ muestra dos componentes bien separadas y esta separación se hace menos clara conforme la energía del nivel superior aumenta. Nuestro espectro de M 1-91 llega solamente a longitudes de onda de 6800 Å, por lo cual no se han comparado los perfiles observados en las líneas de Paschen como se hizo para el caso de M 2-9. En el caso de las líneas de [O III] las dos componentes no están claramente separadas como en el hidrógeno, pero se puede apreciar que las líneas 5007 y 4959 tienen dos componentes mientras que 4363 solamente tiene una. Por otra parte, en el hidrógeno la componente roja es más brillante que la azul, contrario a lo que se observa en el oxígeno. Estas mismas características están presentes en el núcleo de M 2-9 (sección 6.3.1).

TABLA 7.1: Líneas de emisión en el núcleo de M 1-91

λ_0	λ_{obs}	$I_\lambda/I_{H\beta}$ desenrojecido	FWHM Å	Identificación
3726.03	3725.68	0.193	0.6	[OII]
3728.82	3728.33	0.092	0.5	[OII]
3734.37	3733.96	0.193	1.2	H13
3750.15	3749.70	0.130	1.7	H12
3797.90	3797.37	0.095	1.2	H10
3868.75	3868.19	0.459	0.8	[NeIII]1F
3889.05	3888.41	0.281	1.3	H8
3967.47	3967.12	0.148	1.3	HeI
3970.07	3969.56	0.193	0.9	He
4101.74	4101.20	0.311	0.9	H δ
4340.47	4339.90	0.459	0.9	H γ
4363.21	4362.58	0.361	0.8	[OIII]3F
4471.47	4470.90	0.089	1.0	HeI
4607.03	4606.11	0.025	1.0	[FeIII]3F
4658.05	4657.53	0.132	1.1	[FeIII]3F
4701.53	4700.90	0.061	1.0	[FeIII]3F
4713.14	4712.56	0.027	0.7	HeI
4754.69	4754.26	0.030	0.9	[FeIII]3F
4769.43	4768.87	0.022	1.2	[FeIII]3F
4814.53	4813.78	0.022	1.2	[FeII]20F
4861.33	4860.89	1	1.0	H β
4921.93	4921.22	0.027	1.0	HeI
4930.54	4930.05	0.015	1.8	[FeIII]1F
4958.92	4958.28	0.781	1.0	[OIII]1F
5006.85	5006.20	2.325	1.1	[OIII]1F
5011.26	5010.66	0.044	1.1	[FeIII]1F
5015.68	5015.02	0.033	1.1	HeI
5018.44	5017.49	0.018	1.0	[FeII](42)?
5158.77	5158.26	0.027	2.0	[FeII]19F
5191.82	5190.99	0.012	0.9	[ArIII]3F
5233.76	5232.95	0.012	1.0	[FeIV]F
5261.62	5261.12	0.021	1.1	[FeII]19F
5268.87	5269.92	0.092	1.1	[FeII]18F
5333.65	5333.21	0.013	1.6	[FeII]19F
5363.30	5362.91	0.009	2.1	[NiIV]F
5376.45	5375.90	0.015	1.8	[FeII]19F

TABLA 7.1: Líneas de emisión en el núcleo de M 1-91 (continuación)

λ_0	λ_{obs}	$I_\lambda/I_{H\beta}$ desenrojecido	FWHM Å	Identificación
5754.59	5753.85	0.061	1.3	[NII]3F
5875.67	5874.95	0.308	1.2	HeI11
5931.79	5931.49	0.008	2.1	NII
6000.20	5999.94	0.006	1.5	[NiIII]2F
6046.26	6045.58	0.005	0.8	[NiIV]F
6300.30	6299.80	0.068	1.3	[OI]1F
6312.06	6311.31	0.141	1.2	[SIII]
6347.09	6346.31	0.012	1.1	SiII(2)
6363.78	6363.17	0.021	1.2	[OI]1F
6371.36	6370.66	0.008	1.4	SiII(1)
6548.05	6547.30	0.133	1.3	[NII]1F
6562.82	-	7.541		H α varias componentes
6583.45	6582.69	0.441	1.4	[NII]1F
6678.15	6677.17	0.098	1.3	HeI(46)
6716.44	6715.81	0.022	1.2	[SII]2F
6730.82	6730.09	0.031	1.3	[SII]2F

7.4.2 Extinción Interestelar

Siguiendo el método tradicional para el cálculo de la extinción visual, A_V , se han comparando las líneas de emisión de hidrógeno en el núcleo con las predicciones para la recombinación en el Caso B usando una ley de extinción interestelar. Si se supone una densidad media y temperatura de 10^6 cm^{-3} y 10^4 K , respectivamente, y adoptamos la curva de extinción interestelar dada por Cardelli, Clayton & Mathis (1989) con $R_V = 3.1$, se encuentra que mientras el cociente observado de H α a H β sugiere $A_V \sim 5$, todas las otras líneas Balmer son consistentes con $A_V = 2.4 \pm 0.3$. La baja señal a ruido en estas líneas no permitió distinguir si los valores de los cocientes requieren de una curva de extinción anómala como es el caso en M 2-9. Por lo tanto se adoptó el valor de $A_V = 2.4 \pm 0.3$ encontrado a partir de los cocientes H γ /H β , H δ /H β , H ϵ /H β y la ley de extinción interestelar dada por Cardelli, Clayton & Mathis (1989). Se usó este valor para desenrojecer el espectro.

El exceso en la línea H α se explica (como en el caso de M 2-9) con un efecto de profundidad óptica alta a los niveles $n=2$. En la Figura 7.6 se muestra que la línea H α exhibe dos componentes fuertes con picos separados por $\sim 50 \text{ km s}^{-1}$. Observando el cociente de H α /H β en esta misma figura uno encuentra dos máximos de este cociente alrededor -30 y $+40 \text{ km s}^{-1}$ y un mínimo centrado en la velocidad del sistema. Este cociente en el mínimo es consistente con las predicciones de recombinación en el Caso B (valor indicado en la figura). Por otra parte, el valor del cociente más alto (pico corrido al rojo) es alrededor de 3 veces el cociente predicho por la teoría de recombinación para el Caso B.

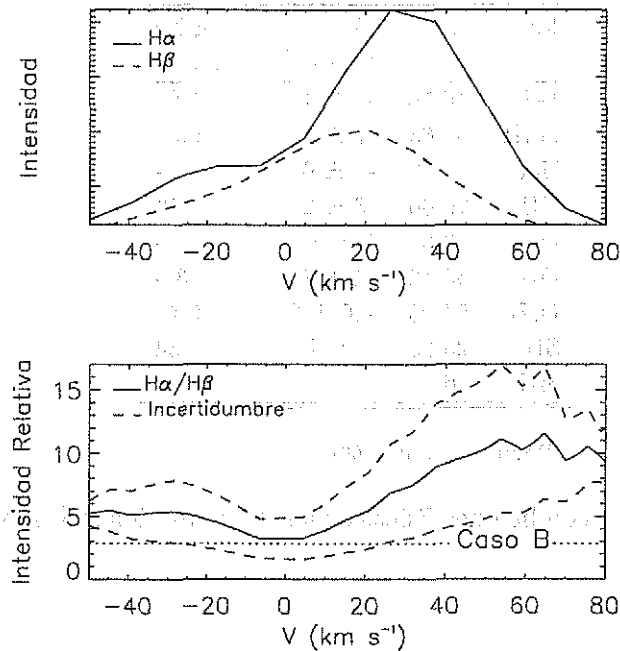


FIGURA 7.6: Evidencia de que la línea H α es ópticamente gruesa. En la figura superior se muestran los perfiles desenrojecidos de las líneas H α y H β \times 3. El cero corresponde a la velocidad del sistema. En la figura inferior se muestra el cociente H α /H β de los espectros corregidos por extinción, se muestran los excesos en H α a +40 km s⁻¹ y a -30 km s⁻¹. Se grafican las incertidumbres y se señala el valor de esta relación para el Caso B.

Considerando el flujo total desenrojecido en las líneas H α y H β se encuentra que H α /H β =7.5. Este cociente se puede reproducir por un modelo de recombinación con $\tau(3s - 2p) \sim 4$ (Figura 6.12).

7.5 Condiciones físicas de la región emisora

Como diagnósticos de densidad se usaron los cocientes de líneas prohibidas desenrojecidas de algunos iones. Se empleó el programa *nebular* dentro de las paqueterías de IRAF. La determinación de las densidades en [O II] y [S II] se realizó a partir de los cocientes 3729/3726 y 6717/6731 respectivamente. La densidad de los iones de Fe II, Fe III, N II y O III se tomaron de Rodríguez et al. (2001). La Tabla 7.5 reporta estos valores. En la columna (2) se indica el potencial de ionización de las líneas para el ion indicado en la columna (1). La columna (3) muestra las velocidades promedio para cada ion con sus incertidumbres que corresponden a la desviación estándar del promedio. La columna (4) muestra la densidad.

La estimación de la velocidad para diferentes iones está en el rango de \sim -10 a 0 km s⁻¹ con respecto al sistema de la nebulosa. Se encontró que las velocidades de diferentes líneas (permitidas y prohibidas) de un mismo ion son similares y que estas velocidades muestran una correlación con el grado de ionización del átomo en donde el corrimiento

Ion	I.P.	Vel (km s ⁻¹)	Log Ne (cm ⁻³)
FeII	16.16	-6 ± 13	6.0 ^a
FeIII	30.65	-7 ± 11	6.5 ^a
HeI	24.59	-7 ± 6	-
NII	29.60	-6 ± 2	5.15 ^a
OI	13.61	1 ± 3	-
OII	35.12	-4 ± 8	3.5
OIII	54.93	-10 ± 2	6.4 ^a
SII	23.33	0 ± 3	3.34
SiII	16.35	-5 ± 3	-

^a Rodríguez et al. (2001)

TABLA 7.1: Velocidades y condiciones físicas de los diferentes iones observados en el núcleo de M 1-91.

menor corresponde a estados más altos del potencial de ionización de las líneas y las velocidades más altas corresponden a las especies neutras. La densidad electrónica varía de alrededor 2200 cm⁻³ en la región de baja ionización (zona de emisión de [O II]) a 3 × 10⁶ cm⁻³ en la región de [O III]. Esta tendencia en las densidades parece estar relacionada también con las velocidades observadas de cada ion. En la Figura 7.7 se grafica la velocidad respecto al núcleo para las diferentes especies como función del potencial de ionización y la densidad electrónica.

De la ecuación 6.4 en la que está implícita la conservación de masa donde $v_1 = -10$ km s⁻¹, y $v_2 = -2$ km s⁻¹, $n_1 = 10^{6.5}$ cm⁻³, y $n_2 = 10^{3.3}$ cm⁻³, se tiene que $r_2/r_1 \sim 88$. Limitando el tamaño de la región observada por el ancho de rendija (2 segundos de arco a una distancia de 1.4 kpc) se puede dar un límite superior del tamaño de la región en la cual se está produciendo la emisión. Se encontró que $r_2 \approx 1400$ UA (región de baja ionización) y por lo tanto $r_1 \approx 16$ UA (región de alta ionización).

7.6 Discusión y conclusiones

La velocidad heliocéntrica estimada para esta nebulosa planetaria es de 24 ± 5 km s⁻¹.

Del cociente de [S II] 6731/6717 en los lóbulos se encuentra que los nudos brillantes observados a ±4" no muestran un densidad mayor que el resto de la nebulosa. Por otra parte, se encuentra una zona altamente colimada, "jet", de densidad 10⁵ cm⁻³ rodeada por un medio de densidad menor ~ 10³ cm⁻³.

Se propone que el jet es el responsable de la iluminación de los nudos para lo cual se requiere que éste esté precesando con un período de 2300 años. Un jet con características similares ha sido propuesto por Doyle et al. (2000) para la nebulosa planetaria M 2-9.

En el núcleo se encuentra que las líneas de Balmer muestran perfiles de doble pico. Se propone que estas dos componentes están asociadas a un efecto de profundidad óptica en las

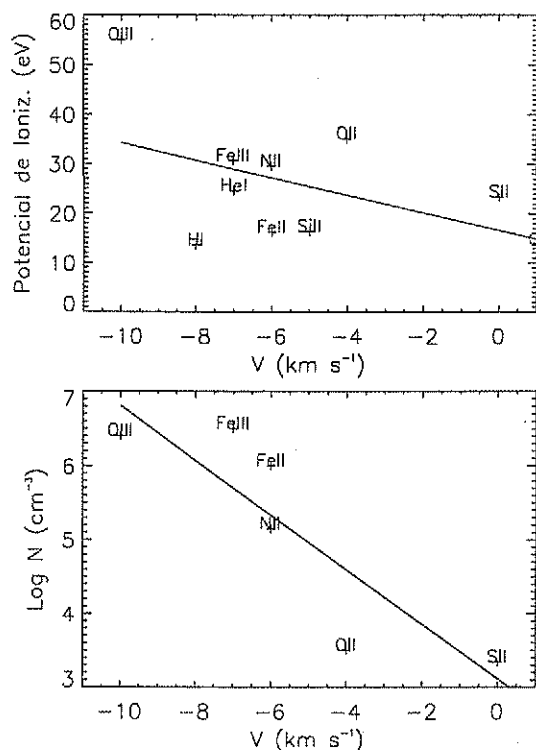
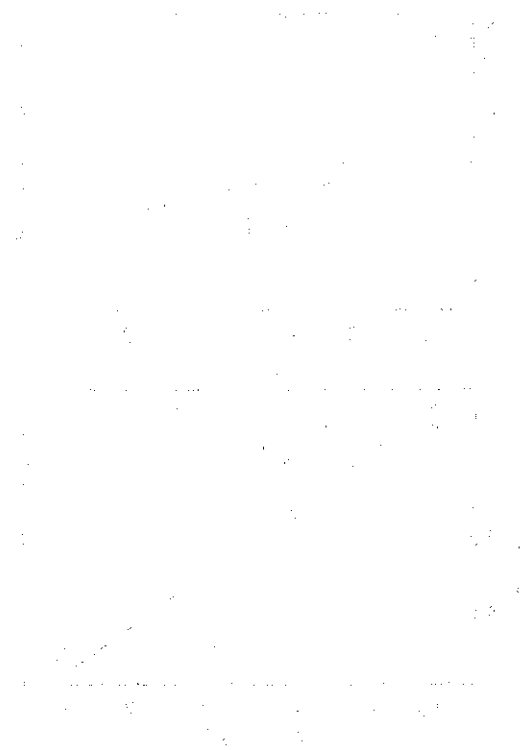


FIGURA 7.7: Comportamiento del potencial de ionización y de la densidad característica de las líneas de emisión en la región nuclear con la velocidad radial. Hay una variación entre el potencial de ionización y la densidad con la velocidad. Las líneas continuas indican las mejores aproximaciones a los datos en cada una de las gráficas.

líneas de Balmer del hidrógeno. Del cociente de líneas $H\alpha/H\beta$ se estimó una profundidad óptica de $\tau \sim 4$ en la línea $H\alpha$.

De las líneas correspondientes a cada ion se encuentra una estructura de ionización similar a la encontrada en el núcleo de M 2-9. En esta estructura, los átomos con un grado de ionización más alto y que corresponden a zonas más densas tienen velocidades absolutas mayores respecto al núcleo mientras que en las regiones con potenciales de ionización bajo y menos densas tienen velocidades absolutas más bajas. Todas las velocidades respecto al núcleo del sistema son negativas lo cual indica que el gas se está diluyendo y desacelerando conforme se aleja de la estrella excitadora.

Se estima que la distancia del núcleo a la región de la que proviene el [S II] es <1400 UA (suponiendo una distancia a la nebulosa planetaria de 1.4 kpc). Por otra parte, de la suposición de conservación de masa en esta región se encuentra que la distancia del núcleo a la región de donde proviene la radiación de [O III] es ~ 16 AU. Si las suposiciones realizadas en este trabajo son válidas, se tiene que la zona localizada en la dirección del ecuador está compuesta por un material que se expande, y no un disco de acreción. De lo anterior podría ser incompatible la existencia de un sistema binario en el núcleo de esta nebulosa.



Il nucleo della nebulosa planetaria M 1-91 è una stella di tipo δ Cefeide, con una massa di circa 10 solari e una temperatura superficiale di circa 10000 K. La stella è circondata da una nebulosa di gas e polveri, che si espande a una velocità di circa 10 km/s. La nebulosa è caratterizzata da una struttura complessa, con un nucleo centrale denso e una struttura esterna più diffusa e irregolare. La nebulosa è visibile in luce visibile e infrarossa, e ha una dimensione apparente di circa 1000 UA. La nebulosa è stata scoperta nel 1981 da un team di astronomi guidato da G. Harlowe e J. B. Green. La nebulosa è una delle più vicine a noi, a una distanza di circa 1000 anni luce. La nebulosa è una fase transitoria della vita di una stella, che si forma quando una stella di tipo δ Cefeide si esaurisce il combustibile nucleare nel suo nucleo e si espande, espellendo i suoi strati esterni. La nebulosa si dissolve nel mezzo interstellare dopo circa 10000 anni. La nebulosa M 1-91 è una delle più belle e spettacolari nebulose planetarie, con una struttura complessa e una grande varietà di colori. La nebulosa è visibile in luce visibile e infrarossa, e ha una dimensione apparente di circa 1000 UA. La nebulosa è stata scoperta nel 1981 da un team di astronomi guidato da G. Harlowe e J. B. Green. La nebulosa è una delle più vicine a noi, a una distanza di circa 1000 anni luce. La nebulosa è una fase transitoria della vita di una stella, che si forma quando una stella di tipo δ Cefeide si esaurisce il combustibile nucleare nel suo nucleo e si espande, espellendo i suoi strati esterni. La nebulosa si dissolve nel mezzo interstellare dopo circa 10000 anni. La nebulosa M 1-91 è una delle più belle e spettacolari nebulose planetarie, con una struttura complessa e una grande varietà di colori.

Capítulo 8

LA NEBULOSA PLANETARIA JOVEN M 1-92

8.1 Introducción

En este capítulo se muestra la gran similitud entre los objetos M 1-92 y MWC 560. Se hace un breve resumen de los estudios realizados anteriormente para cada uno de los objetos con el fin de proponer mecanismos que expliquen la similitud entre los dos objetos. M 1-92 es una nebulosa planetaria muy joven que tiene morfología bipolar y MWC 560 una estrella simbiótica cuyas observaciones han mostrado la existencia de un jet. Hasta la fecha ambos objetos habían sido estudiados de manera independiente.

Para la nebulosa planetaria joven M 1-92, se confirma la existencia de un jet, se discute la naturaleza binaria y la existencia de un disco circunuclear a partir de la comparación de los espectros obtenidos en ambos espectros. Finalmente, se propone una secuencia evolutiva entre los dos objetos.

8.1.1 MWC 650

MWC 560 está clasificada como una estrella binaria simbiótica debido a que muestra líneas en emisión, continuo azul (producido por una enana blanca) y absorciones de TiO que corresponden a una estrella gigante roja. MWC 560 tiene una naturaleza peculiar que fue reportada primeramente en el catálogo de estrellas Be y Ae por Merrill & Burwell (1943). Ellos notaron en las líneas de emisión de H I y K del Ca II una componente ancha en absorción desplazada al azul $\sim 1000 \text{ km s}^{-1}$. Sanduleak & Stephenson (1973) detectaron bandas de TiO y clasificaron al objeto como una estrella M4ep. Bond et al. (1984) encontraron que las componentes en absorción desplazadas al azul tienen una estructura compleja que se extiende a $\sim 3000 \text{ km s}^{-1}$, la cual es variable con escalas de tiempo de un día. Los espectros del IUE muestran un continuo intenso en el ultravioleta con un espectro en absorción de baja excitación y la fotometría ha revelado variaciones rápidas de ± 0.2 mag en escalas de tiempo de unos cuantos minutos.

A principios de 1990, MWC 560 sufrió un episodio de eyección de material aumentando su brillo en de 2 magnitudes. Los espectros tomados durante esta fase mostraron cambios

espectrales espectaculares en las componentes en absorción corridas al azul en las líneas de H I y Ca II. Tomov et al. (1990) a partir de estas observaciones propusieron que la explicación a este tipo de perfil correspondía a un flujo de material denso a distintas velocidades, "jet", visto a lo largo de la línea de visión. Durante el período de abril a enero de 1990 las líneas en absorción mostraron fuerte variabilidad en la velocidad radial, algunas veces la velocidad fué mayor a -6000 km s^{-1} y otras tan baja como $\sim -500 \text{ km s}^{-1}$. El trabajo de Tomov et al. (1990) propició gran cantidad de nuevos estudios observacionales en MWC 560. Actualmente se piensa que éste es un sistema binario simbiótico donde una estrella gigante M transfiere material a una compañera enana blanca. Se cree que la combinación de una compañera gigante con alta tasa de pérdida de masa ($10^{-7} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$) y un periodo orbital grande (>100 días) propicia la formación de un disco de acreción con un radio exterior $\sim 100 R_{\odot}$. En la zona interna del disco de acreción el gas del jet se acelera y se colima; para lo cual se ha propuesto que existe una magnetósfera en rotación.

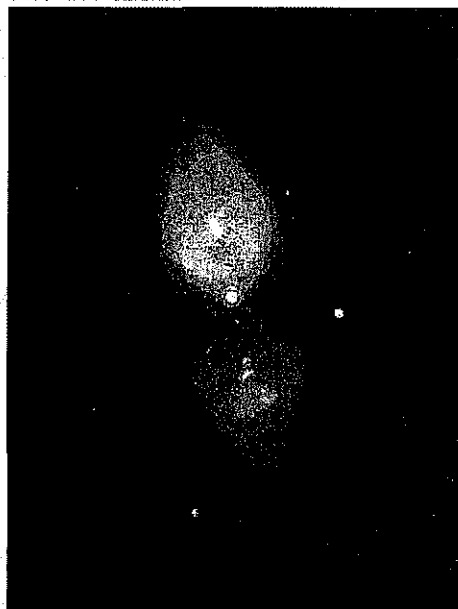
MWC 560 es un objeto extraordinario debido a que el eje del jet está prácticamente alineado al eje de visión. Dado que el ángulo de apertura de un jet es de alrededor de 10° (Schmid et al. 2001) sólo una pequeña fracción (1%) de las fuentes con jet ofrecen la posibilidad de tener el jet en la línea de visión. Esta configuración tan especial ofrece una única oportunidad para complementar la información sobre la física involucrada en la aceleración y la colimación de jets estelares. Schmid et al. (2001) reportan que MWC 560 es la única fuente estelar conocida que ofrece esta importante posibilidad.

8.1.2 M 1-92

Es una proto-nebulosa planetaria bien conocida. Las imágenes ópticas, infrarrojas y milimétricas muestran dos lóbulos muy simétricos. La imagen óptica tiene una extensión de alrededor de $10''$ ($5 \times 10^{17} \text{ cm}$) y consiste de dos lóbulos que definen un eje de simetría (Trammell & Goodrich 1996; Bujarrabal et al. 1998a). La orientación del eje en el plano del cielo es aproximadamente noroeste-sureste. El ángulo de inclinación entre el eje de la bipolaridad y el plano del cielo es de $\sim 57^{\circ}$ en donde el lóbulo noroeste apunta hacia el observador (Solf 1994).

Las imágenes con alta resolución espacial obtenidas con el HST (Figura 8.1) revelan la existencia de líneas nebulares en emisión provenientes de nudos compactos en ambos lóbulos a lo largo del eje de la nebulosa. Estos nudos están asociados probablemente con la propagación de choques en un flujo bipolar (Bujarrabal et al. 1998ab). La espectroscopía óptica ha mostrado la existencia de flujos de gas excitado en la dirección axial con velocidades de expansión entre 200 y 500 km s^{-1} . Estos flujos se ven debido a la presencia de procesos activos de pérdida de masa. La espectropolarimetría en los nudos muestra el continuo y las líneas permitidas en emisión altamente polarizadas. Las líneas prohibidas no están polarizadas (Trammell et al. 1993).

A partir del índice de color de imágenes en el IR (Eiroa & Hodapp 1989), y de la emisión maser de OH a 1667 MHz (Seaquist et al. 1991), se ha inferido en el centro de la nebulosa una estructura tipo toro de alrededor de $3''$ de ancho. Esta estructura produce una extinción fuerte en longitudes de onda ópticas.



TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

FIGURA 8.1: Imágen de M 1-92 obtenida con el HST por Trammell & Goodrich (1996).

De mapas de alta resolución de ^{12}CO en la proto-nebulosa planetaria M 1-92 se encuentra una condensación tipo disco en el núcleo además de una estructura bipolar de doble cascarón exterior a la emisión en el óptico. Se sabe que la velocidad de los cascarones es mayor conforme aumenta la distancia a la estrella y la velocidad máxima deproyectada es de $\sim 70 \text{ km s}^{-1}$. El ancho de los cascarones es de $\sim 0''.6$ ($2 \times 10^{16} \text{ cm}$), y el diámetro del disco central, $23''$ (10^{17} cm). La masa de la envoltente molecular es de alrededor $0.9M_{\odot}$ y su momento cinético y energía (relacionados a la interacción del viento) son de $\sim 3 \times 10^{39} \text{ gr cm s}^{-1}$ y de $\sim 7 \times 10^{45} \text{ ergs}$, respectivamente (Bujarrabal et al. 1998b).

De los resultados que arrojan las regiones moleculares, Bujarrabal et al. (1998b) proponen que los cascarones son el remanente de la envoltente de la estrella en la rama asintótica de las gigantes (AGB) acelerada por el paso de una onda de choque tipo proa. Muy probablemente, este choque reverso y los nudos chocados detectados en el flujo post-AGB son ambos el resultado de la interacción entre los vientos de la AGB y la post-AGB, un proceso que se sabe que es el responsable de la morfología de las nebulosas planetarias. Por otra parte, debido a que el tiempo de interacción puede ser significativamente más pequeño que la edad de la nebulosa (900 años) estas cifras implican que los jets energéticos post-AGB no pueden ser impulsados por presión de radiación. También se nota que la estructura interna de tipo cascarón es muy grande para la colimación de estos jets post-AGB. Bujarrabal et al. (1998b) proponen que el mecanismo más probable para explicar la fuerte bipolaridad y las eyecciones muy energéticas en la fase de post-AGB tiene que ser la re-acreción del material eyectado durante la fase previa a la AGB.

La temperatura de la estrella central es de alrededor de 20,000 K. Se han estimado su luminosidad total y su distancia encontrando $10^4 L_{\odot}$ y 2.5 kpc, respectivamente (Bujarrabal 1998b).

Objeto	Fecha Observación	T. Exp. (seg)	Res. Esp. (km s ⁻¹ pix ⁻¹)
M 1-92	23/04/96	360	10.6
M 1-92	10/06/97	600	10.6
M 1-92	10/06/99	1350	21.2
MWC 560	19/01/99	900	10.6

TABLA 8.1: Características de las observaciones

8.2 Observaciones

Se realizaron observaciones para los objetos MWC 560 y M 1-92 en temporadas adicionales a las reportadas en el Capítulo 2. En todas las observaciones se empleó el telescopio de 2.1-m de San Pedro Mártir, Baja California y el espectrógrafo echelle REOSC de resolución espectral $R \sim 18,000$ a $5,000 \text{ \AA}$ con el detector Tektronix de 1024×1024 pixeles. Los espectros abarcan un rango en longitud de onda de $3600\text{-}6850 \text{ \AA}$. La Tabla 8.1 muestra la fecha, el tiempo total de exposición y la resolución espectral de las observaciones en cada uno de los objetos en las diferentes temporadas. En todas las temporadas se empleó una rendija con un ancho de $150 \mu\text{m}$ colocada en la dirección este-oeste. En M 1-92 se centró la rendija en la condensación brillante del lóbulo noroeste (ver Figura 8.1). Los espectros obtenidos de M 1-92 en las noches de abril de 1996 y junio de 1997 tiene una señal a ruido muy baja en la mayor parte del espectro (excepto para las líneas de Balmer). De lo anterior, para aumentar la señal a ruido de la nebulosa planetaria M 1-92 en las observaciones de la temporada de junio de 1999 se agruparon pixeles adyacentes del CCD obteniendo un arreglo bidimensional de 512×512 . El espectro de M 1-92 presentado en la Figura 8.2 corresponde a la temporada de observación de junio de 1999. Este es la combinación de tres espectros, cada uno con un tiempo de integración de 450 segundos.

La reducción de los datos se hizo de la manera que se describe en la sección 2.2. No se hizo la calibración en flujo de los espectros de 1999 pues no se observaron estrellas de comparación en las noches de las observaciones de los objetos problema. Por lo anterior, para la representación de los espectros (Figura 8.2), se hizo la normalización de estos al continuo ajustando una función de Chebyshev en cada orden.

8.3 Comparación de los espectros de M 1-92 y MWC 560

Como se puede apreciar en la Figura 8.2, los espectros son muy similares. En ambos aparecen numerosas líneas en emisión de átomos neutros o una vez ionizados de elementos pesados (p.ej. H I, He I, Ca II, Cr II, Fe II, N I, N II, O I, S II y Ti II) sobre un continuo estelar brillante. La presencia de las líneas permitidas de baja ionización en emisión indica que éstas se producen en un gas de alta densidad muy cercano a la estrella y posiblemente excitado por choques. También en ambos espectros las líneas de Balmer muestran emisiones muy intensas. La característica más sobresaliente de los espectros

es el perfil complejo observado en algunas de las líneas permitidas; estos perfiles están compuestos por una componente en absorción extremadamente ancha corrida al azul de una componente en emisión. Este tipo de perfil difiere de uno del tipo de P Cyg pues la componente en absorción se encuentra separada de su componente en emisión para cada línea (Figura 8.3).

Entre las grandes semejanzas se encuentran algunas diferencias, por ejemplo, la ausencia de bandas moleculares de TiO (4954, 5448, 6681 y 6782 Å) en el espectro de M 1-92 y la ausencia de las líneas nebulares de [S II] 6717,6731 Å y [N II] 6548,6583 Å en MWC 560.

Como ya se explicó las observaciones de M 1-92 fueron hechas sobre la condensación del lóbulo noroeste. La interpretación que se propone en este trabajo es que el polvo del lóbulo dispersa la luz que proviene de la región central de la nebulosa. Esto es compatible con la espectropolarimetría realizada por Trammell et al. (1993) donde se muestra que el continuo y las líneas permitidas en emisión están altamente polarizadas, mientras que las líneas prohibidas no lo están.

8.4 Absorciones del Jet

Las líneas anchas en absorción observadas en los espectros de M 1-92 y MWC 560 difieren de los perfiles P Cyg clásicos observados en vientos estelares. Como lo muestran los perfiles de líneas en la Figura 8.3, la componente en absorción está claramente separada de la componente en emisión. Estas características en el perfil se pueden observar en las líneas de H I, He I, Na I, Ca II y Fe II del espectro. La Tabla 8.2 presenta las identificaciones y la velocidad terminal (o velocidad máxima) de las líneas anchas en absorción de los dos objetos. La velocidad máxima de la absorción para la nebulosa planetaria varía entre 580-770 km s⁻¹ dependiendo de la línea, mientras que del espectro obtenido en junio de 1999 en MWC 560 la velocidad varía entre 1580-2130 km s⁻¹. El ancho de la componente en absorción varía también dependiendo de la línea. Para M 1-92 va de 200 a 450 km s⁻¹; y el ancho para MWC 560 está en un rango de 500 - 1400 km s⁻¹. Lo anterior se puede apreciar en los ejemplos de la Figura 8.2.

Tomov et al. (1990) propusieron que la naturaleza del perfil en absorción, observado en MWC 560, tiene origen en un viento colimado (jet) con la misma dirección que la línea de visión de observación. Por lo tanto el observador ve una componente en absorción dado que ve a través del jet. La forma de la absorción está determinada por la distribución de la velocidad a lo largo del eje del jet. Por otra parte se ha propuesto, también para el caso de MWC 560, que la emisión de las líneas se forma en un disco de acreción (Michalitsianos et al. 1993) por esta razón la emisión y la absorción no se encuentran dinámicamente asociadas.

Debido a que los objetos MWC 560 y M 1-92 muestran perfiles similares, se propone en este trabajo que M 1-92 también tiene un jet. El jet de M 1-92 no está orientado en la dirección de la visual pero es posible verlo de la luz dispersada en los nudos. El efecto de dispersión de la luz da al observador las mismas condiciones para observar el jet. La Figura 8.4 muestra esquemáticamente la dirección del observador respecto al jet en cada uno de los dos sistemas.

Línea λ (Å)	V_{max} km s ⁻¹ MWC 560	V_{max} km s ⁻¹ M 1-92
H11 3770	1580	700 ^a
H10 3797	1950	730
H9 3835	>1680 ^a	680 ^a
He I 3888	1990	720
H8 3889	2000	740
Ca II K 3933	1900	740 ^b
He I 3970	1900	740 ^b
H δ 4102	2080	770
H γ 4340	2130	700
H β 4861	2090	750
Fe II 4924	1800	730
Fe II 5018	1900	740
Fe II 5169	1640	580
He I 5876	1880	760
Na I 5890	>1600 ^b	670 ^b
Na I 5896	>1520 ^b	>650 ^b
H α 6563	2140	720

^a problemas con identificar el continuo ^b problemas para identificar la velocidad máxima

TABLA 8.2: Velocidad máxima medida en las líneas de absorción anchas atribuidas a jets en los objetos MWC 560 y M 1-92. El error en la estimación de la velocidad es de ± 10 km s⁻¹ (excepto para las velocidades indicadas con *a* y *b* donde el error no es posible estimarlo debido a la dificultad de normalizar el espectro en esta región).

8.5 Naturaleza del núcleo en la nebulosa planetaria joven M 1-92

8.5.1 Sistema binario

Al igual que en la estrella simbiótica MWC 560, se ha propuesto también un sistema binario en el núcleo de M 1-92. La ausencia de bandas moleculares en el espectro de M 1-92 puede explicarse con una estrella de tipo espectral más temprano que M. Por otro lado, Feibelman & Bruhweiler (1990) detectan a partir de las observaciones en el ultravioleta la existencia de una estrella de tipo espectral F2Ia. Esta estrella y una enana blanca forman el sistema binario en el núcleo de la nebulosa planetaria bipolar.

Una forma de comprobar de la binaridad de un sistema es mediante la variabilidad periódica del espectro. Por ejemplo, los espectros de MWC 560 muestran variaciones periódicas en el brillo del continuo y en las características de líneas de los espectros óptico y el ultravioleta. Para el caso de M 1-92 no existen reportes de variabilidad.

En este trabajo se buscaron cambios en los espectros de M 1-92 de las tres temporadas de observación. Hasta donde la señal a ruido lo permitió, no se encontraron diferencias entre los espectros. También se buscaron cambios en los dos espectros ultravioleta existentes en la base de datos del IUE. Se encontraron variaciones marginales en la intensidad del

continuo, en el doblete de MgII ($\lambda \sim 2800 \text{ \AA}$) y el triplete de Fe II ($\lambda \sim 2595 \text{ \AA}$).

Por otra parte la velocidad terminal de la línea H α en el espectro reportado por Solf (1994) tiene un valor aproximado entre 200 y 500 km s^{-1} mientras que en el espectro obtenido en 1999 para este trabajo las velocidades terminales tienen un valor entre 580 y 730 km s^{-1} .

Será de gran importancia realizar en el futuro un monitoreo de M 1-92, éste con el fin de determinar las características del sistema binario así como de la evolución del jet.

8.5.2 Disco de acreción

Michalitsianos et al. (1993) propusieron que las variaciones cuasi-periódicas con tiempos de 3-35 minutos observadas en algunas líneas permitidas de baja excitación observadas en MWC 560 tienen origen en la magnetósfera del disco. Dado que estas mismas líneas se observan en núcleo de M 1-92 es de esperarse la existencia de un disco con características similares a las propuestas en el caso de MWC 560.

8.6 ¿Secuencia evolutiva entre MWC 560 y M 1-92?

Mientras que en la estrella simbiótica MWC 560 se observa una estrella gigante de tipo espectral M4ep, para el caso de M 1-92 se ha detectado una estrella F2Ia. Lo anterior podría indicar que el sistema binario en la planetaria M 1-92 es más evolucionado que el de la simbiótica MWC 560. Lo anterior concuerda con las siguientes características: (a) MWC560 no muestra emisión en líneas prohibidas quizás porque el gas eyectado de la gigante roja no se ha expandido y diluido hasta alcanzar las condiciones necesarias para la formación de estas líneas. (b) MWC 560 no muestra emisión extendida como la detectada en la nebulosa planetaria.

Del tamaño de la envolvente molecular de M 1-92 se ha estimado una edad dinámica de ~ 900 años. Este tiempo concuerda con el estimado por los modelos de evolución estelar entre las fases de M y F en la etapa de las gigantes (Schönberner, 1983).

8.7 Conclusiones

Se reporta por primera vez la gran similitud entre los espectros de la nebulosa planetaria joven con morfología bipolar M 1-92 y la estrella simbiótica MWC 560.

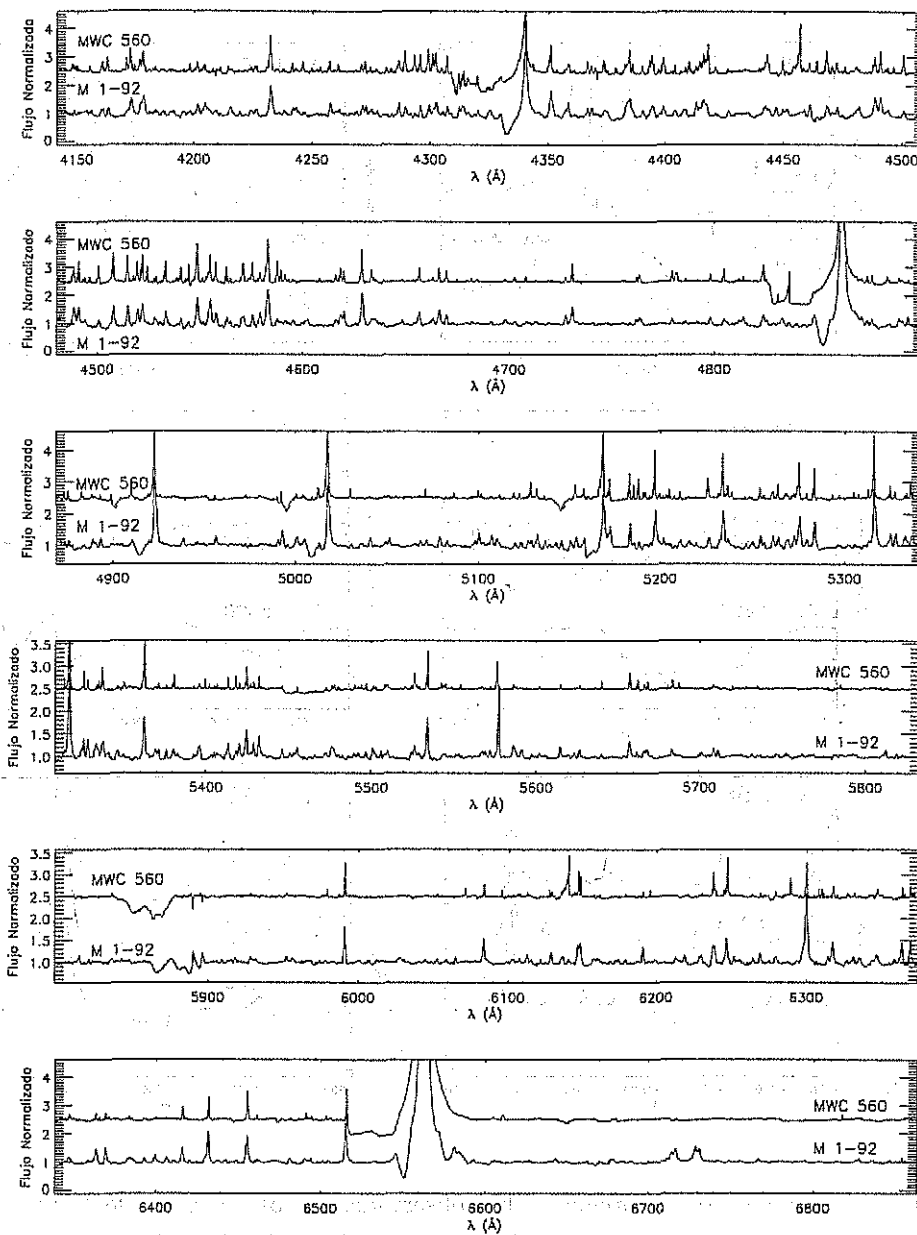
Los dos sistemas descritos muestran perfiles muy similares en algunas de las líneas permitidas. Estas líneas fueron explicadas anteriormente en MWC 560 con un viento rápido colimado a lo largo de la línea de la visión. M 1-92 no está orientada en la misma dirección pero la presencia del polvo que dispersa la luz, da al observador la oportunidad de observar el objeto central y el viento colimado (jet).

De lo anterior, se comprueba que M 1-92 también tiene un jet de material con bajo grado de ionización. Se encuentra que el jet tiene velocidades máximas que van de 580 a 760 km s^{-1} con gradientes de 200 a 450 km s^{-1} , dependiendo del ion en el que se produce la línea. Las líneas que muestran este tipo de perfil son: H I, He I, Ca II, Fe II y Na I. La

evidencia de este jet concuerda con la imagen tomada con el HST y la predicción realizada por Bujarrabal et al. (1998b).

Se propone que M 1-92 corresponde a un estado evolutivo posterior al de MWC 560 y se estima una diferencia en la edad de 900 años.

Se hace un llamado de atención sobre la importancia de monitorear a M 1-92. Lo anterior es con el objetivo de confirmar la binaridad y determinar las características de su órbita. Además el monitoreo permitirá buscar variaciones asociadas a un posible disco circunuclear, como en el caso de MWC 560.



TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

FIGURA 8.2: Espectros de M 1-92 (abajo) y MWC 560 (arriba). Se puede apreciar que los dos espectros son prácticamente idénticos.

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

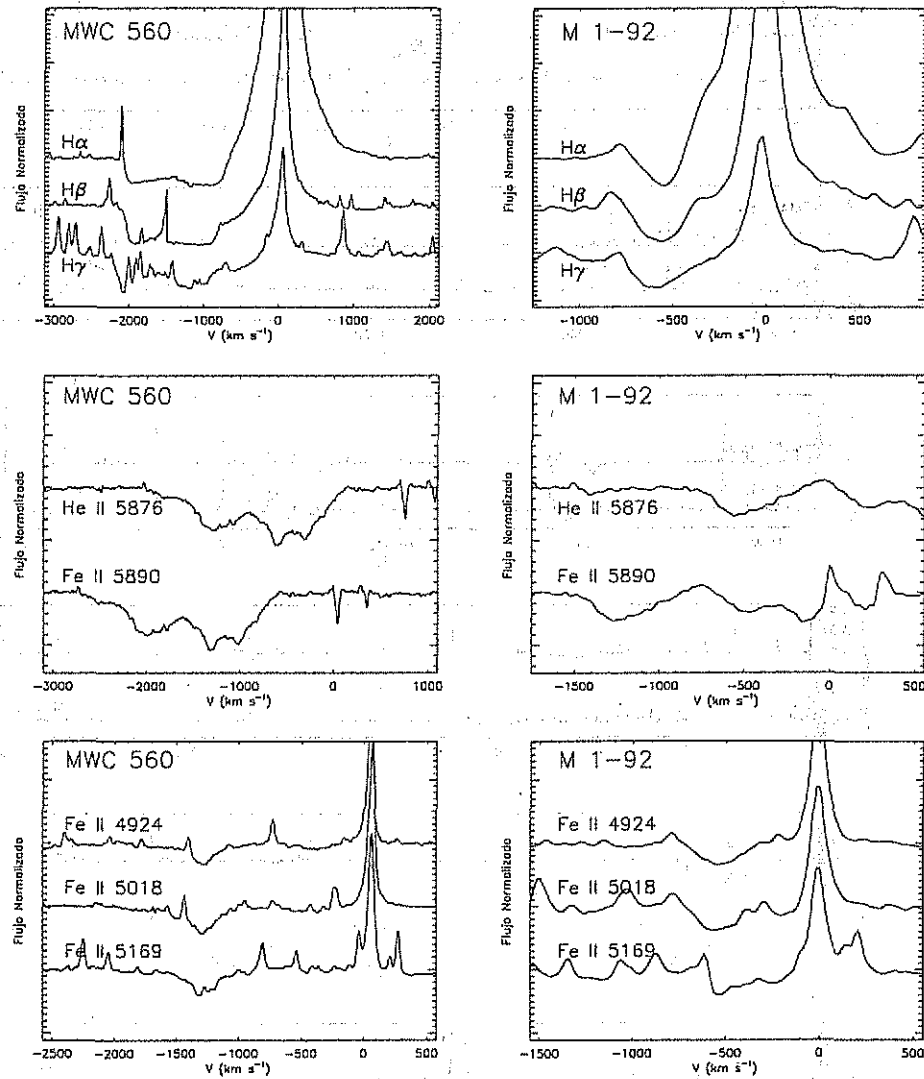


FIGURA 8.3: Líneas de absorción anchas observadas en los espectros de MWC 560 y M 1-92. La columna izquierda corresponde a las líneas observadas en MWC 560 y muestran una velocidad máxima de $\sim 1900 \text{ km s}^{-1}$. Del lado derecho se muestran las líneas de M 1-92 con una velocidad de $\sim 700 \text{ km s}^{-1}$.

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

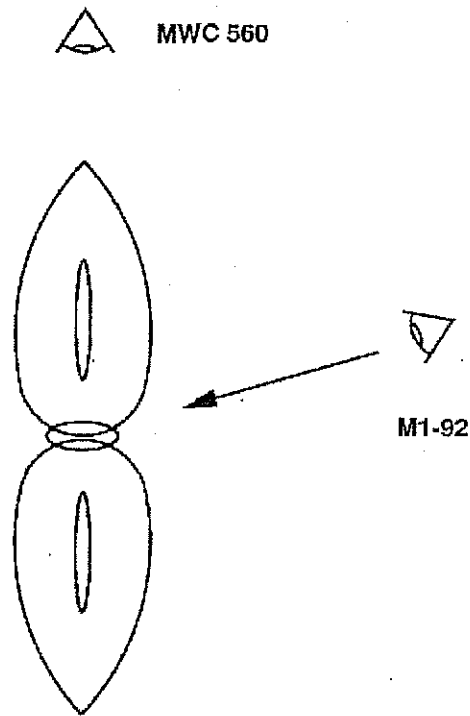
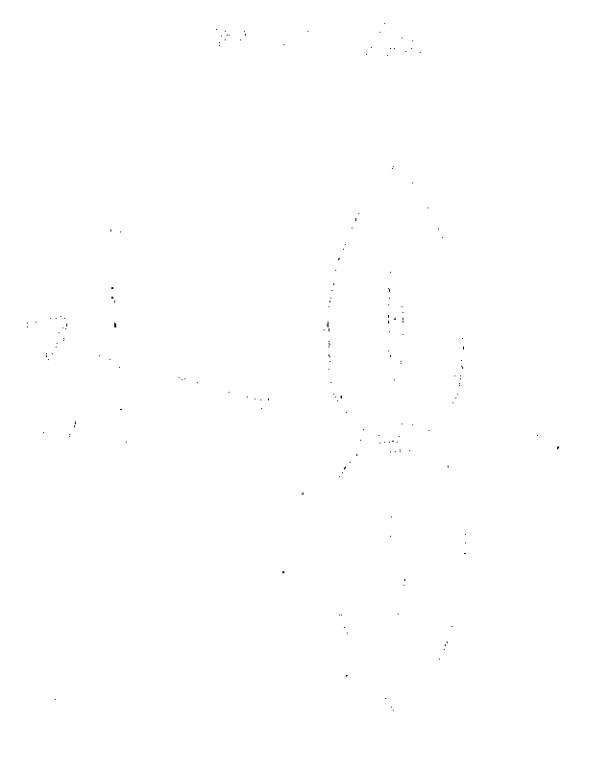


FIGURA 8.4: Dirección del observador respecto al jet en los casos de MWC 560 y M 1-92.

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN



SECRET
MEXICO MI AJIAN

Capítulo 9

CONCLUSIONES Y REFLEXIONES FINALES

En el presente trabajo se realizaron dos tipos de estudios. El primero consistió en caracterizar el espectro óptico de objetos que se encuentran en algún estado evolutivo intermedio entre la rama asintótica de las gigantes y la nebulosa planetaria. En el segundo estudio se describen las características dinámicas de las nebulosas planetarias bipolares jóvenes M 2-9, M 1-91 y M 1-92.

En este capítulo solo se hace un esbozo de los resultados que pueden discernir entre diferentes modelos teóricos. Versiones más amplias de las conclusiones se pueden encontrar al final de cada capítulo.

La caracterización dinámica de dichos objetos se realizó a partir de observaciones con espectroscopía echelle de rendija larga a lo largo del eje bipolar. Se apoyan dichas observaciones con imágenes directas con filtros nebulares en el óptico de las nebulosas planetarias M 2-9 y M 1-91. También se realizaron observaciones de imagen directa en el infrarrojo cercano de M 2-9.

Los resultados principales de este trabajo se listan en las siguientes secciones.

9.1 Parte I: Estudios espectroscópicos de pre-nebulosas planetarias

9.1.1 Características espectrales de los objetos de toda la muestra

Se describieron las principales características espectrales en términos de los fenómenos que ocurren en la estrella y en el gas expulsado por ésta durante el proceso de formación de una nebulosa planetaria. Se discute lo anterior principalmente a partir del perfil detectado en la línea $H\alpha$.

Se clasificaron los objetos en cinco grupos distintos a partir de la forma del perfil observado en la línea $H\alpha$. Se encontró que, en general, cada tipo de perfil describe diferentes estados evolutivos de los objetos en su camino a nebulosa planetaria. Por ejemplo los perfiles que a la resolución espectral del echelle mostraron solamente una componente en

emisión correspondían a los objetos cuya nebulosa tenía un mayor grado de evolución. Los perfiles, llamados aquí de *dobles picos*, fueron principalmente asociados a nebulosas bipolares jóvenes. Los perfiles *compuestos* a estrellas post-AGB y los que mostraron únicamente una componente en absorción a AGBs. Se encontraron objetos con perfiles del tipo P Cyg de los cuales solamente dos fueron asociados a vientos.

En la literatura se ha propuesto que los perfiles $H\alpha$ que aquí llamamos de *dobles picos* son producidos por la inhomogeneidad de un disco de acreción alrededor de una estrella compacta. Aquí se descarta esa posibilidad pues los perfiles obtenidos de un monitoreo en algunos objetos no mostraron cambios en su forma. Se encuentra, por otra parte, que estos perfiles están asociados a los casos de alta profundidad óptica en las líneas de Balmer del átomo de hidrógeno.

De las observaciones de los perfiles *compuestos*, y de la comparación de estos mismos en otras observaciones reportadas en la literatura, se apoya la idea Lèbre et al. (1996) de que estos son formados en la fotosfera y la cromósfera de la estrella como resultado de las pulsaciones características de este tipo de estrellas y no en vientos como fué interpretado anteriormente.

9.1.2 Alas anchas en los perfiles $H\alpha$

Se detectan alas muy anchas en la línea $H\alpha$ de 13 de los objetos de la muestra, 10 de los casos se reportaron por primera vez en este trabajo. Los anchos a potencia cero en esta línea son mayores a los 1000 km s^{-1} . Este tipo de alas no están presentes en líneas prohibidas y solamente en algunos de estos objetos es detectable en la línea $H\beta$. En los casos en los que las alas están presentes en $H\beta$, el ancho es sistemáticamente menor al de $H\alpha$.

Se estudian cuatro mecanismos que pueden producir el ensanchamiento de las alas. Estos mecanismos son, discos de acreción, vientos estelares, dispersión electrónica y dispersión Raman y se encuentra que:

- Para que las alas sean producidas en un disco circunuclear se requiere que la estrella central tenga masas excesivamente altas comparadas con las masas centrales de una nebulosa planetaria.
- Las condiciones físicas del gas en la región circunuclear, necesarias para explicar las alas por dispersión electrónica, son muy extremas. Estas condiciones son, $n_e \sim 10^{12} \text{ cm}^{-3}$, $T \sim 10^8 \text{ K}$ y una $\dot{M} \sim 10^4 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$.
- Para el caso del objeto IRAS 20462+3416 un viento con una tasa de pérdida de masa de $10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ y $v_{\infty} = 1500 \text{ km s}^{-1}$ puede explicar la forma, el ancho de las alas y el flujo de las alas. De observaciones reportadas en la literatura y de los espectros existentes en la base de datos del IUE se concluye que este objeto está atravesando una fase de pérdida de masa creciente como el observado en algunos estados evolutivos tardíos de estrellas más masivas que $8 M_{\odot}$.

- El mecanismo más probable para el ensanchamiento de las alas en los doce objetos restantes (CRL 618, M 2-9, IRAS 17395-0841, Vy 2-2, IRC+10420, M 1-91, M 1-92, HM Sge, M 3-60, IC 4997, Hb 12 y Z And) es la dispersión Raman. La afirmación anterior se apoya en: (a) un ajuste al perfil de las alas de la forma $1/(\Delta\lambda)^2$, (b) la presencia de líneas que se producen por efecto Raman, (c) la evidencia de componentes neutras en las nebulosas, y (d) la alta posibilidad de perfiles anchos en $Ly\beta$.

9.2 Parte II. Tres nebulosa planetarias jóvenes con morfología bipolar

9.2.1 M 2-9

Se comprueba la evidencia de gas altamente colimado (jet) en la nebulosa planetaria bipolar M 2-9 a partir de las observaciones realizadas en imagen directa con filtros en el óptico y el infrarrojo cercano y de las observaciones de espectroscopía en los lóbulos de dicho objeto.

En el núcleo, se encuentra que el perfil de doble pico en las líneas de Balmer del hidrógeno está asociado a una profundidad óptica alta en estas líneas.

En una región circunuclear de la estrella excitadora se encuentra una estructura de ionización particular donde la densidad, la temperatura y la velocidad del gas disminuyen conforme éste se aleja de la estrella excitadora. La dependencia indica que el gas se expande, se desacelera, se diluye y se enfría en función de la distancia a la estrella excitadora en dirección del ecuador. A partir de la suposición de conservación de la masa en esta región, tiene un tamaño inferior a 18 AU.

Si las suposiciones realizadas en este trabajo son válidas, y la región en emisión tiene una estructura de ionización de tales dimensiones, entonces se podría pensar que no existe un disco de acreción. Lo anterior también es incompatible la existencia de un núcleo binario como fue propuesto por Livio & Soker (2001) a partir de su modelo de interacción de vientos entre dos estrellas.

9.2.2 M 1-91

A partir de cocientes de imágenes con filtros de [S II] se encuentra en los lóbulos una zona altamente colimada de densidad 10^5 cm^{-3} rodeada por un medio de densidad menor $\sim 10^3 \text{ cm}^{-3}$. Se propone que este gas altamente colimado es un jet y que es el responsable de la iluminación de las condensaciones con simetría respecto a un punto encontradas en los lóbulos de la nebulosa. Para esto se requiere que el jet precese con un período de 2300 años. Un jet con características similares ha sido propuesto por Doyle et al. (2000) para la nebulosa planetaria M 2-9.

El núcleo de M 1-91 muestra características muy similares a las del núcleo de M 2-9, profundidad óptica alta en las líneas de Balmer y una estructura de ionización que se puede explicar a partir de un viento en la dirección ecuatorial. De estos resultados se espera que en este objeto tampoco exista una estrella binaria en el núcleo que haya producido un disco que colime el gas eyectado.

9.2.3 M 1-92

Se reporta por primera vez la gran similitud entre los espectros de la nebulosa planetaria joven con morfología bipolar M 1-92 y la estrella simbiótica MWC 560.

Los dos sistemas descritos muestran perfiles muy similares en algunas de las líneas permitidas. Estos perfiles muestran una componente muy ancha en absorción separada de la emisión en la misma línea. Estos perfiles fueron explicados anteriormente en MWC 560 con un viento rápido colimado a lo largo de la línea de la visión. M 1-92 no está orientada en la misma dirección pero la presencia del polvo que dispersa la luz da al observador las mismas condiciones para observar el objeto central y el viento colimado (jet). De lo anterior, se confirma la existencia de un jet en M 1-92 sugerida por otros autores. Se encuentra que el jet está compuesto de material con bajo grado de ionización con una velocidad máxima de $\sim 720 \text{ km s}^{-1}$ y un gradiente de velocidades que va de 200 a 400 km s^{-1} dependiendo del ión.

A partir de la evidencia reportada anteriormente de la binaridad de la bipolar M 1-92, se propone que ésta corresponde a un estado evolutivo posterior al de MWC 560 y se estima una diferencia en la edad de 900 años.

Apéndice A

ESTUDIOS OBSERVACIONALES MULTIFRECUENCIA EN PRE-NP

Los objetos relacionados a la evolución a nebulosa planetaria tienen una gran variedad de nombres los cuales han sido asignados dependiendo de sus características observacionales. Ejemplo de ello son las variables Mira, estrellas OH/IR, post-AGB, proto-nebulosa planetaria, nebulosa planetaria joven, etc. La existencia de modelos teóricos relacionados con el proceso de formación de nebulosas planetarias y las observaciones en todo el espectro de frecuencias de objetos relacionados con esta etapa, han permitido entender las líneas generales de evolución de estrellas en su fase de AGB a nebulosas planetarias y por lo tanto identificar objetos en esta fase evolutiva. A continuación se proporciona una revisión de los diferentes estudios observacionales en los diferentes rangos espectrales.

A.1 Radio

Wilson & Barrett (1968) descubrieron que algunas de las estrellas infrarrojas presentaban emisión máser de OH a 1612 MHz con una estructura típica de doble pico, que fué interpretada como el efecto resultante de la presencia de una envoltura circunestelar en expansión. A este tipo de objetos se les llamó estrellas OH/IR, y parecían representar el eslabón perdido entre las estrellas gigantes rojas más extremas y las nebulosas planetarias.

Davis et al. (1979) detectaron por primera vez emisión OH procedente de la nebulosa planetaria compacta Vy 2-2. Este hecho favorece la idea de que una OH/IR es el antecesor de una nebulosa planetaria. Más tarde Payne et al. (1988) han conseguido añadir un segundo miembro a esta clase de objetos, se trata de NGC 6302.

La teoría de Renzini (1981) de un *superviento*, según la cual una intensa pérdida de masa se produce al final de la etapa de la rama asintótica de las gigantes resultó confirmada con la identificación de un gran número de objetos cuyas características observacionales indicaban tasas de pérdida de masa del orden o superiores a $10^{-5} M_{\odot}$. Las mediciones provenían tanto de emisiones moleculares correspondientes a transiciones rotacionales de CO (Knapp y Morries 1985; Zuckerman y Dick 1986) en estrellas evolucionadas y nebulosas proto-planetarias, como de la emisión máser de OH en estrellas OH/IR y Mira extremas

(Baun y Habing, 1983; Herman y Habing, 1985).

Eder et al. (1988); Sivagnanam (1989) y te Lintel Hekkert (1990) han conseguido elevar el número de estrellas OH/IR a unas 900 a partir de búsquedas sistemáticas de emisión OH en las fuentes infrarrojas identificadas por el satélite IRAS.

Las nebulosas planetarias han sido sistemáticamente estudiadas en las últimas décadas en el dominio de ondas de radio y submilimétricas. El uso del VLA (Very Large Array) en el hemisferio norte y el radiotelescopio de Parkes (Australia) en el hemisferio sur ha hecho posible la detección de la componente de emisión de radio de buena parte de las nebulosas planetarias conocidas (Milne y Aller, 1975; Milne, 1979; Zijlstra et al, 1989; Aaquist y Kwok, 1990). La obtención de imágenes de radio de algunas nebulosas ha permitido estudiar su estructura interna.

Las observaciones de hidrógeno neutro en 21 cm, por otra parte, han confirmado la presencia de material neutro alrededor de algunos de estos objetos (Rodríguez et al. 1985; Altschuler et al. 1986; Taylor y Pottasch 1987). También han sido detectadas algunas moléculas en nebulosas planetarias y en las envolturas de objetos en la fase de transición previa. Además de la emisión maser de OH, que ha sido ya referida en los párrafos anteriores, se ha detectado también emisión originada en transiciones entre niveles rotacionales de ciertas moléculas, como CO (Knapp y Morris 1985; Likkell et al. 1987, 1991) en el rango submilimétrico, que nos informan sobre los procesos de pérdida de masa sufridos por estos objetos en el pasado cercano.

A.2 Infrarrojo

Los programas de búsqueda sistemática de objetos en el infrarrojo llevados a cabo desde finales de los años 60 permitieron comprobar que la formación de una nebulosa planetaria viene precedida de una fase de intensa pérdida de masa.

La publicación del catálogo IRC de fuentes detectadas en $2.2 \mu\text{m}$ (Neugebauer y Leighton 1969) permitió la detección de un exceso infrarrojo sistemático en estrellas gigantes rojas, especialmente en las variables Mira de más largo período. Algunos de los objetos detectados eran completamente invisibles en el dominio óptico, sugiriendo espesas envolturas circunestelares capaces de oscurecer completamente la luz de la estrella central.

El exceso infrarrojo detectado por Gillet et al. (1967) en la ventana atmosférica infrarroja de $10 \mu\text{m}$ procedente de la conocida nebulosa planetaria NGC 7027 fué interpretado como emisión térmica debida a granos de polvo calientes presentes en la envoltura.

Años más tarde se llevaron a cabo estudios desde aviones situados en los niveles más externos de la atmósfera terrestre, globos estratosféricos y cohetes que ampliaron enormemente el número de estrellas infrarrojas conocidas. Aparecieron catálogos como el AFGL (Price y Walker 1976) que sirvieron como base de datos para posteriores trabajos de búsqueda de nuevas estrellas OH/IR. Por lo que respecta a las nebulosas planetarias, aparte de observaciones realizadas desde tierra, como las llevadas a cabo en el rango de 8 a $20 \mu\text{m}$ por Cohen y Barlow (1974, 1980) para algunas planetarias más brillantes, también se obtuvieron datos desde aviones situados a gran altura en la atmósfera terrestre. Moseley (1980) estudió la emisión en el infrarrojo lejano de una muestra de 12 nebulosas planetarias

confirmando la presencia de un importante exceso infrarrojo como característica común a este tipo de objetos. Este exceso infrarrojo fué atribuido desde su descubrimiento a emisión térmica de polvo.

A partir del lanzamiento del Satélite Astronómico Infrarrojo IRAS (Infra Red Astronomical Satellite) se confirma que la mayor parte de las nebulosas planetarias son intensos emisores en el infrarrojo. Las estrellas OH/IR, a su vez, presentan colores infrarrojos intermedios entre las estrellas gigantes rojas variables de tipo Mira y las nebulosas planetarias, confirmando su estado evolutivo. Estos estudios han permitido conocer la temperatura y luminosidad del polvo asociado, los posibles mecanismos de calentamiento y las propiedades físicas y químicas de los granos de polvo. Si introducimos el parámetro *temperatura de polvo*, T_d , como la temperatura de cuerpo negro que mejor se ajusta a la distribución de energía infrarroja observada, las nebulosas planetarias presentan temperaturas de polvo que van desde los 250 K para aquéllas de menor tamaño y más jóvenes hasta menos de 50 K para las más evolucionadas y extensas. El mismo procedimiento, aplicado a las estrellas OH/IR detectadas por el satélite IRAS, conduce a valores de T_d en el rango 200-300 K. Aunque hay NP tales como NGC 7027 (Russell et al. 1977) e IC 418 (Zhang & Kwok 1992) las cuales tienen una componente de polvo caliente y una componente de polvo fría de la pérdida de masa en la AGB.

Uno de los resultados más interesantes ha sido la identificación de los colores infrarrojos característicos de nebulosas planetarias y protoplanetarias (Olnon et al., 1984; Pottasch et al., 1988), lo que ha permitido la elaboración de listas de fuentes IRAS no identificadas anteriormente que posiblemente se encuentran en esta fase evolutiva (Preite-Martínez 1987; Volk y Kwok 1988). Como resultado de la observación de algunas de estas fuentes IRAS se han encontrado objetos con características intermedias entre las estrellas OH/IR y las nebulosas planetarias. También a partir del análisis de la muestra IRAS se han encontrado objetos sin contraparte óptica que presentan tanto emisión OH, característica de las estrellas en la fase de OH/IR, como continuo en radio, indicando que la ionización de la envoltura ya ha comenzado.

Otro resultado interesante de la misión IRAS fué el descubrimiento de una serie de estrellas supergigantes situadas a alta latitud galáctica cuya naturaleza y estado evolutivo había sido objeto de controversia durante muchos años, presentaban colores infrarrojos idénticos a los de las nebulosas planetarias y protoplanetarias conocidas. Parthasarathy y Pottasch (1986) sugirieron que se trataba de estrellas de baja masa que acaban de abandonar la rama asintótica de gigantes evolucionando hacia la fase de nebulosa planetaria.

A partir del análisis de los espectros de baja resolución tomados con el satélite IRAS en estrellas AGB ricas en oxígeno se ha notado que la línea correspondiente a silicatos en $10 \mu\text{m}$ es comúnmente observable en estos objetos al igual que en PNP ricas en oxígeno. Kwok en 1985 notó que esta línea era mucho menos prominente en PNP que en estrellas AGB debido a la disminución en la temperatura del polvo y el corrimiento de su pico a longitudes de onda mayores. Este efecto fué confirmado cuantitativamente a partir de modelos de transporte radiativo en cascarones de polvo desprendidos (Volk & Kwok 1989) encontrando que no solo la línea de $10 \mu\text{m}$ disminuye en brillo sino que también se ensancha.

En estrellas AGB ricas en carbono los granos de polvo están dominados por SiC y

silicatos. La intensidad de la línea en $11.3 \mu\text{m}$ de SiC es muy débil y no hay líneas de silicatos en el rango de 10 a $20 \mu\text{m}$. Sin embargo el IRAS LRS descubrió emisión a $21 \mu\text{m}$ en cuatro PNP con un ancho entre 12 y $18 \mu\text{m}$. Sin embargo no se han observado esta línea en estrellas AGB y en NP. El origen de estas líneas no está aún determinado, sin embargo la longitud de onda y la intensidad sugieren que es de origen vibracional en una molécula altamente simétrica. También con IRAS LRS se descubrieron líneas alrededor de 3.3 y $6.9 \mu\text{m}$ en algunas PNP cuyo origen es todavía poco claro.

El espectro del infrarrojo cercano de PNP con tipo espectral F, están dominados por líneas de recombinación de hidrógeno en absorción. Para objetos de tipo espectral más tardío (G ó más frías) se ven bandas de CO en absorción, en algunos casos éstas se ven en emisión. En el caso de IRAS 22272+5435 el espectro ha cambiado de emisión a absorción en un intervalo de tres meses (Hrivnak et al 1994).

A.3 Optico

Se han realizado observaciones en el visible desde hace 100 años de algunas estrellas Post-AGB brillantes en el óptico (del tipo de estrellas RV Tau) detectando cambios en el periodo pulsacional. Los cambios en dos de estas estrellas son consistentes con el periodo esperado de estrellas Post-AGB (Percy et al 1991).

En algunas PNP (por ejemplo AFGL 2688) se han detectado bandas moleculares de C_2 y C_3 en este rango espectral. La existencia de estas bandas moleculares ha sugerido que se trata de objetos altamente ricos en carbono (Hrivnak & Kwok 1991).

Muchas proto-nebulosas planetarias (en particular aquellas de tipos espectrales F I) muestran emisión activa en $\text{H}\alpha$. Los perfiles $\text{H}\alpha$ van desde P Cygni, P Cygni inverso a del tipo de cascarón (Waters et al. 1993). Estos perfiles han sido también observados en supergigantes amarillas (Sowell 1990), y en estrellas pulsantes tales como las estrellas RV Tau y W Vir. Las variaciones en $\text{H}\alpha$ sugieren que las estrellas pueden estar perdiendo masa de manera episódica a partir de vientos con velocidades de $100\text{-}300 \text{ km/s}$ (Waters et al. 1993).

Se han realizado monitoreos de la velocidad radial de un número de candidatos a PNP y se han encontrado algunos candidatos de binarias (Waters et al. 1993; Hrivnak & Woodsworth 1993). Sin embargo todavía es pronto para decir que fracción de las PNP son candidatos a binarias.

A.4 Ultra-Violeta

El análisis de los datos obtenidos con el satélite IUE¹ han permitido extender el estudio de la composición química de nebulosas planetarias al rango ultravioleta, complementando los datos obtenidos en el dominio óptico, y el análisis de ciertos procesos físicos (recombinación dielectrónica, procesos de intercambio de carga, etc.) cuyos efectos son más pronunciados en el ultravioleta (Clegg et al. 1986). También se ha podido estudiar el espectro de

¹International Ultraviolet Explorer

estrellas centrales de nebulosas planetarias, cuya distribución de energía es mayor en este rango (Kaler & Feibelman 1985), así como las propiedades de sus vientos estelares a partir del análisis de perfiles P-Cygni en algunas líneas de emisión en el ultravioleta (Adam & Köppen 1985; Cerruti-Sola & Perinotto 1985).

Apéndice B

DIAGRAMA COLOR-COLOR DE IRAS: EVOLUCION DE AGB A NEBULOSA PLANETARIA

El objetivo científico principal del satélite IRAS¹ fué la realización de un mapeo del cielo en cuatro bandas fotométricas infrarrojas centradas en 12, 25, 60 y 100 micras. Como resultado de este mapeo se confeccionó un catálogo conteniendo las fuentes puntuales encontradas, el PSC (*Point Source Catalogue*), con más 250,000 objetos, abarcando más del 96% del cielo.

Un método útil para el estudio de los flujos IRAS ha sido la utilización de diagramas color-color similares a los empleados en el óptico. Gracias a los diagramas color-color de IRAS ha sido posible estudiar las características del polvo emisor sin el problema que introduce la distancia. Un resultado fundamental de estos estudios ha sido la identificación de zonas en el diagrama que son ocupadas por objetos de diferente naturaleza. De esta manera Pottasch en 1984 identifica cinco grandes zonas que corresponden a galaxias, regiones H II, estrellas Mira, estrellas OH/IR y nebulosas planetarias. Este resultado permitió, además del descubrimiento de nuevas nebulosas planetarias, la realización de modelos de envolventes de gas y polvo en estrellas.

La primera identificación evolutiva en el diagrama color-color IRAS fué sugerida por Olton et al. (1984) como resultado del análisis de los colores infrarrojos observados en una muestra de estrellas OH/IR conocidas, en comparación con los presentados por estrellas variables del tipo Mira. Él propone una secuencia de temperaturas de color decrecientes en donde las estrellas variables Mira más azules con emisión OH, visibles en el óptico y con temperaturas de color asociadas en torno a unos 10000 K, se conectan de manera continua a las estrellas OH/IR más enrojecidas, completamente invisibles en el óptico y cuya temperatura puede llegar a ser de sólo 100 K (línea recta en la Figura 3.7). La comparación de otras características observacionales en ambos tipos de objetos también corrobora esta conexión evolutiva. Éste es el caso de los periodos y amplitudes de variabilidad crecientes

¹*Infra Red Astronomical Satellite*, resultado de la cooperación entre diferentes organizaciones científicas de EEUU (NASA), Holanda (NIRV) y el Reino Unido (SERC)

o de sus velocidades de expansión, que demuestran que las estrellas OH/IR no son sino la prolongación a valores más extremos de lo observado en las estrellas variables de tipo Mira.

Bedijn (1987), con la ayuda de espectros teóricos obtenidos a partir de los modelos de envolturas de polvo de silicatos, demostró que esta secuencia de colores podía explicarse como el resultado de la presencia de envolturas circunestelares de un espesor óptico creciente cuyo radio interno fuera igual al radio de condensación de los granos de polvo. Para reproducir los colores infrarrojos observados en las estrellas Mira Bedijn (1987) introduce en el modelo una pérdida de masa continuamente acelerada. Mientras que para el caso de estrellas OH/IR los modelos requieren de la suposición de que la estrella central haya cesado de pulsar y como consecuencia dejado de perder masa. Sin nuevo material en la parte interior de la envoltura se produce un alejamiento progresivo de su radio más interno. De este modo las estrellas OH/IR no variables se convierten en uno de los eslabones evolutivos entre la estrella AGB y la nebulosa planetaria. La secuencia propuesta por Bedijn (1987) está representada por la línea a trazos en la Figura 3.7. Esta secuencia es comúnmente llamada *secuencia principal infrarroja*.

TESIS CON FALLA DE ORIGEN

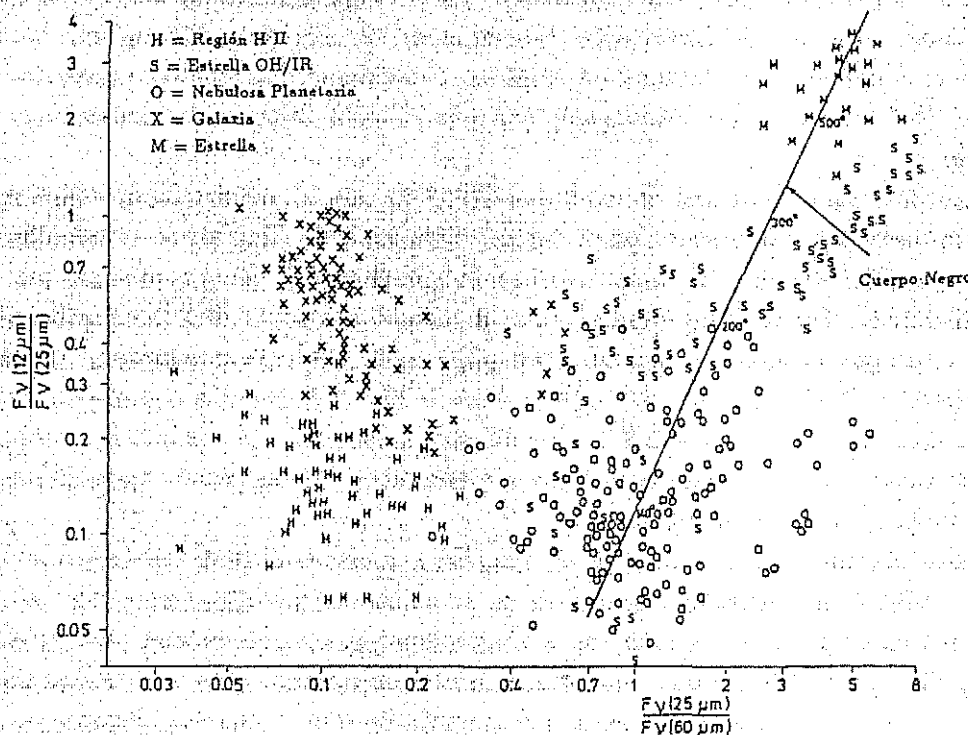


FIGURA B.1: Diagrama color-color IRAS para diferentes clases de objetos (adaptado de Pottasch et al: 1988).

La evolución posterior de esta envoltura circunestelar fósil en expansión ocasionará una lenta disolución en el medio interestelar, disminuyendo progresivamente su espesor óptico

hasta que el núcleo desnudo de la estrella central reaparezca de nuevo, quizás con una temperatura lo suficientemente elevada como para ionizar el gas de la envoltura, con lo que una nueva nebulosa planetaria se habrá formado.

Otra manera de visualizar las diferentes fases de la evolución de una estrella AGB a nebulosa planetaria con ayuda de los colores IRAS es la presentada por Kwok (1993). En ésta se analiza la distribución de energía en un rango espectral abarcando longitudes de onda del visual y el infrarrojo. De esa manera, combinando fotometría en el óptico, el infrarrojo cercano y los colores IRAS, se consigue información tanto de la componente estelar como de la envoltura de gas y polvo. En base a la forma de todo el espectro Kwok (1993) distingue tres distribuciones de energía diferentes y las asocia a tres diferentes estados evolutivos de la estrella en su camino a nebulosa planetaria. La Figura B.2 es un esquema de estas tres etapas que se describen a continuación: (a) muestra el espectro asociado a un estrella AGB, se puede apreciar la superposición de una estrella fría (~ 4000 K y una envoltura de gas y polvo caliente (300-1000 K); (b) muestra el de una proto-nebulosa planetaria; la estrella ha aumentado su temperatura (5000-30000 K) mientras que debido a la expansión la envoltura se ha enfriado (150-300 K); en (c) una nebulosa planetaria joven está indicada; una componente estelar de alta temperatura (~ 30000 K) ioniza la envoltura estelar y el espectro se ve alterado por las emisiones de los diferentes iones mientras la envoltura fría (<150 K) continua expandiéndose.

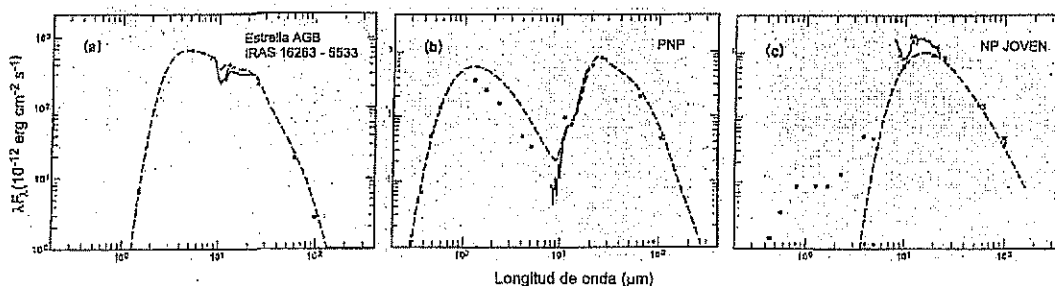


FIGURA B.2: Distribución de energía en el espectro en objetos de tres diferentes grados evolutivos; (a) AGB, (b) proto-nebulosa planetaria y (c) nebulosa planetaria joven (adaptado de Kwok, 2000)

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

RECIBO
MUSEO DE LA CIUDAD DE MEXICO
MEXICO D.F. 1988

Apéndice C

CARACTERISTICAS PRINCIPALES DE LOS OBJETOS CON ALAS MUY ANCHAS EN $H\alpha$

C.1 CRL 618

A una distancia de 1.7 kpc, la proto-nebulosa planetaria CRL 618 es uno de los mejores objetos en la galaxia para el estudiar el proceso que da lugar a la formación de nebulosas planetarias. CRL 618 muestra las características de una estrella evolucionada en el estado de gigante roja, es decir tiene una envoltente remanente de la fase de la AGB expandiéndose y las propiedades de una nebulosa planetaria naciente.

CRL 618 se encuentra evolucionando rápidamente. Actualmente está expulsando gas caliente en jets complejos y anillos moviéndose hacia afuera más rápido que 200 km s^{-1} .

CRL 618 muestra un viento bipolar molecular energético con velocidades terminales superiores a 200 km s^{-1} y la presencia de emisión de H_2 excitada vibracionalmente. Martín-Pintado & Bachiller (1992) han detectado amoníaco muy caliente ($\geq 200\text{K}$) en dos componentes de velocidad: la ancha de absorción (con un ancho de línea 25 km s^{-1}) a una velocidad radial de -56 km s^{-1} y la componente caliente (con un ancho de línea de 3 km s^{-1}) a una velocidad radial de -29 km s^{-1} . Las imágenes de alta resolución angular ($0''.13$; es decir, 220 U.A.) tomadas en la línea de amoníaco (NH_3) con el VLA sugieren que ambas componentes provienen del material que participa en el flujo bipolar molecular de alta velocidad. La gran abundancia de NH_3 en este objeto ha sido interpretada como resultado de los efectos de fuertes choques producidos en la envoltente debido a vientos estelares rápidos (Martín-Pintado et al 1993). El NH_3 es una de las herramientas más importantes para determinar la temperatura cinética del medio interestelar.

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN



FIGURA C.1: Imagen de la nebulosa planetaria CRL 618 tomada con el HST por Trammell et al. en septiembre del 2000.

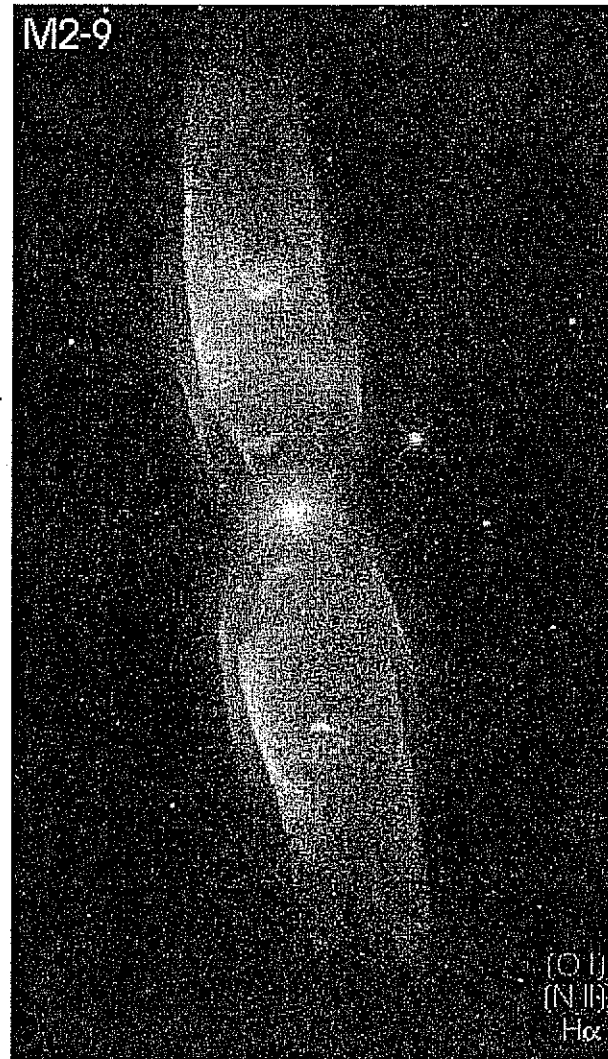
Martín Pintado et al. (1995) realizaron observaciones de alta resolución angular ($0''.066$) en radio continuo a 23 GHz y en la línea de absorción NH_3 (3,3) de este objeto. Ellos interpretan sus observaciones con un modelo en el cual las líneas de NH_3 provienen de grumos producidos por el viento rápido estelar de la estrella central al interactuar sobre las regiones internas un disco circunestelar. Este disco circunestelar es el responsable de colimar el flujo molecular.

C.2 M 2-9

M 2-9 es una nebulosa brillante que ha sido estudiada extensivamente (p.ej. Allen & Swings 1972; Calvet & Cohen 1978; Balick 1989; Hora & Latter 1994; Schwarz et al. 1997; Solf 2000; Doyle et al. 2000). La nebulosa tiene una morfología bipolar extrema. Los lóbulos están orientados en dirección norte-sur y tiene condensaciones simétricas relativas al plano ecuatorial.

En esta nebulosa además se observa emisión débil a 60" al sur y norte del núcleo (Kohoutek & Surdej 1980). Esta emisión muy extendida y débil tiene una morfología con simetría de punto (point-symmetric). A partir de estudios cinemáticos y polarimétricos Schwarz et al. (1997) encuentran que estos lóbulos extendidos muestran ambos corrimiento al rojo y polarización del 60%. A partir de un modelo geométrico encuentran que la distancia a M 2-9 es de 650 pc. A esta distancia la luminosidad bolométrica es de 550 L_{\odot} y su edad dinámica es de 1200 años.

Una de las características más sobresalientes de este objeto es que las condensaciones más brillantes y cercanas al núcleo han mostrado movimientos paralelos al plano ecuatorial. Los reportes indican que estos movimientos son de alrededor de un segundo de arco en diez años (Allen & Swings 1972; Kohoutek & Surdej 1980; Balick 1999; Doyle et al. 2000). Una discusión más amplia de este objeto se encuentra en el Capítulo 6.



TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

FIGURA C.2: Imagen de la nebulosa planetaria bipolar M 2-9 tomadas con el HST por Balick, Icke & Mellema en 1997

C.3 IRAS 17395-0841

Esta nebulosa planetaria descubierta durante un mapeo realizado por Garcia-Lario, et al. 1997. Tiene una extensión de $4''$ en $H\alpha$. Se ve una estrella compañera a una distancia de solo $2''$ la cual podría ser una compañera física en un sistema binario. La emisión de esta estrella está probablemente produciendo la emisión tipo estelar observada en el cercano infrarrojo. La distribución del flujo en el lejano infrarrojo y los colores indican la presencia de un cascarón de polvo circunestelar de temperatura 90K (Vijapurkar et al. 1997). No se han realizado estudios para determinar su distancia y no se conoce que tipo de morfología tiene.

C.4 Vy 2-2

Este es un objeto compacto con líneas de emisión de baja excitación y ha sido clasificado como una nebulosa planetaria en su proceso de formación (Marsh et al. 1976; Kwok 1981; Zhang & Kwok 1990).

Recientemente a partir de observaciones en $H\alpha$ tomadas con el HST Sahai & Trauger (1998) encuentran que la nebulosa consta de un núcleo brillante bipolar con una nebulosidad que se extiende a lo largo de un eje aproximadamente ortogonal al núcleo bipolar. Como en el caso de otras nebulosas planetarias galácticas, la distancia a Vy 2-2 no ha sido bien determinada. Los valores estimados para este objeto varían entre 1.9 y 7.9 kpc.

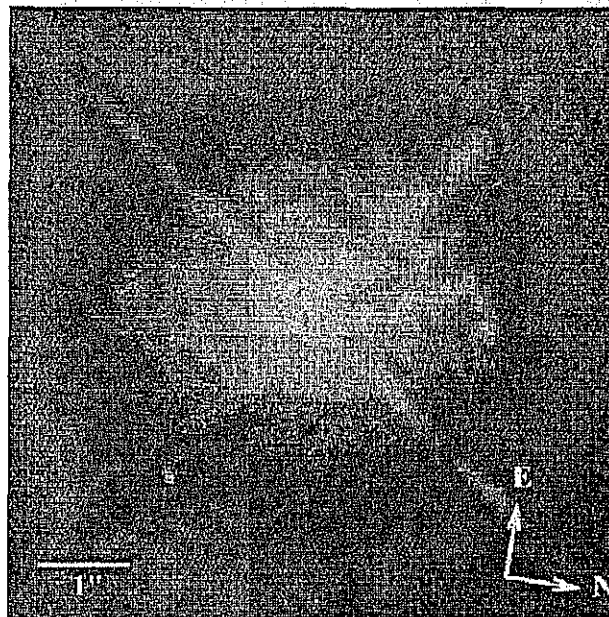


FIGURA C.3: Imagen de la nebulosa planetaria Vy 2-2. Créditos: Raghvendra Sahai, John Trauger & NASA

Vy 2-2 tiene una fuente de radio continuo libre-libre (bremsstrahlung) y emisión infra-

roja proveniente de un cascarón de polvo. La emisión térmica bremsstrahlung se origina en un cascarón de gas ionizado compacto (diámetro $\sim 0''.5$) y angosto (grosor $< 0''.12$). La región ionizada está rodeada por un halo extendido de $25''$ de radio el cual ha sido detectado en la línea $H\alpha$ (Miranda & Solf 1991). Este halo extendido se forma durante su estado en la AGB. La existencia de gas molecular en la envolvente es apoyada por la detección del máser de OH a 1612MHz en la frontera del cascarón ionizado (Sequist & Davis 1983). El cascarón ionizado puede estar asociado con la llegada del viento rápido de la estrella central en la envolvente molecular. La emisión de OH también es evidencia de la naturaleza muy joven de este objeto, dado que la molécula de OH es comúnmente destruida por los fotones ionizantes en los estados más avanzados de la formación de una NP.

Se encuentra en este objeto un gran exceso infrarrojo asociado con la NP. La presencia de líneas de silicatos a $10\mu\text{m}$ indican que la estrella progenitora es rica en carbono. Se ha determinado una tasa de pérdida de masa $\sim 2.4 \times 10^{-6} M_{\odot}$ año a partir de las observaciones de CO. De observaciones en radio y en luz visible se ha encontrado que tiene una temperatura electrónica $T_e \geq 10^4\text{K}$ y una densidad electrónica de $N_e \approx 10^6\text{cm}^{-3}$.

C.5 IRC +10420

Es una estrella hipergigante peculiar F8Ia con un gran exceso infrarrojo atribuido a polvo circunestelar. Esta es una de las estrellas centrales mas calientes asociadas a un máser OH. Muestra emisión maser a 1612, 1665 y 1667 MHz. Algunas observaciones muestran que la emisión a 1612 MHz va aumentando mientras que la de 1665 MHz va disminuyendo. También se ha encontrado polarización circular considerable en las líneas de OH indicando campos magnéticos de 1-10mG. Aunque ha sido extensivamente estudiada en longitudes de onda de radio no hay muchos estudios en el óptico o en el infrarrojo aún.

Existen dos explicaciones para la naturaleza de IRC +10420. La primera hipótesis es que puede ser una estrella en la transición de AGB a NP (Hrivnak et al. 1989). La segunda explicación también involucra un estatus evolutivo, solo que en este caso la estrella se localiza en la parte superior del diagrama HR donde la estrella está evolucionando de un estado supergigante hacia el estado de Wolf-Rayet (Jones et al. 1993).

El remanente de una intensa pérdida de masa, trazado por el máser de OH, no es esféricamente simétrico. Nedoluha & Bowers (1992) encuentran un esferoide oblato con una relación axial de alrededor de 1.5 orientado en la dirección del observador a partir de observaciones de alta resolución espacial en mapas de OH.

A partir de la emisión de CO se ha estimado una tasa de pérdida de masa de 3×10^{-4} masas solares por año (Knapp & Morris 1985) suponiendo una distancia de 3.4kpc. La emisión en OH muestra gran variabilidad; se ha detectado un abrillantamiento en el visual alrededor de una magnitud de 1930 a 1970.

C.6 M 1-91

Es la nebulosa planetaria joven más parecida a la famosa M 2-9. Tiene una morfología bipolar extrema con una relación (3.6:1) de largo a ancho. Quizás sea la nebulosa planetaria más colimada conocida. M 1-91 también como M 2-9 muestra nudos en los lóbulos con simetría respecto a un punto (para más información de este objeto ver el Capítulo 7).

C.7 M 1-92

M 1-92 es una proto-nebulosa planetaria que ha sido observada en el óptico y en el infrarrojo. La temperatura de la estrella central es de alrededor de 20,000 K, se han estimado su luminosidad total y su distancia encontrando $10^4 L_{\odot}$ y 2.4 kpc, respectivamente. La imagen óptica tiene una extensión de alrededor de $10''$ (5×10^{17} cm) y consiste de dos lóbulos que definen un eje de simetría conspicua (Trammell & Goodrich 1996; Bujarrabal et al. 1998). *La orientación del eje en el plano del cielo es aproximadamente noroeste-sureste; está inclinado con respecto al plano del cielo ($\sim 35^\circ$), el lóbulo noroeste apunta hacia el observador.* La espectroscopía óptica ha mostrado la existencia de flujos de gas excitado en la dirección axial, con velocidades de expansión entre 200 y 500 km s^{-1} . Estos flujos se ven debido a la presencia de procesos activos de pérdida de masa. Las imágenes con alta resolución espacial obtenidas con el Hubble Space Telescope (HST) revelan la existencia de líneas atómicas en emisión provenientes de nudos compactos en ambos lóbulos a lo largo del eje de la nebulosa. Estos nudos están asociados probablemente con la propagación de choques en el flujo bipolar (Bujarrabal et al 1998). Se ha inferido en el centro de la nebulosa una estructura tipo toro de alrededor de $3''$ de ancho a partir del índice de color de imágenes en el IR (Eiroa & Hodapp 1989) y de la emisión maser de OH a 1667 MHz (Seaquist et al. 1991). Esta estructura produce una extinción fuerte en longitudes de onda ópticas.

Los mapas de alta resolución de ^{12}CO en la proto-nebulosa planetaria M 1-92 encuentran una condensación tipo disco, una estructura bipolar de doble cascarón (vacío) que rodean los nudos de líneas atómicas en emisión vistas con el HST y que muestran una extensión comparable a la imagen óptica bipolar. Los cascarones son particularmente masivos ($\sim 1M_{\odot}$) y fríos (alrededor de 15K); su cinemática es dominada por velocidades axiales (superiores a 70 km s^{-1}). Estos son probablemente el remanente de la envoltante de la rama asintótica de las gigantes (AGB) acelerada por el paso de una onda de choque de tipo proa. Muy probablemente, este choque reverso y los nudos chocados detectados en el flujo post-AGB sean ambos el resultado de la interacción entre los vientos de la AGB y la post-AGB, un proceso que se sabe que es el responsable para dar la forma de nebulosas planetarias.

Se sabe que los cascarones tienen velocidad aumentando conforme aumenta la distancia a la estrella y dos nudos en los extremos de la nebulosa donde la velocidad máxima espacial es de $\sim 70 \text{ km s}^{-1}$. El ancho de las paredes es de $\sim 0''.6$ (2×10^{16} cm), y el diámetro del disco central, $23''$ (10^{17} cm). La masa de la envoltante molecular es de alrededor $0.9M_{\odot}$ y su momento cinético y energía (relacionados a la interacción del viento) son de $\sim 3 \times$

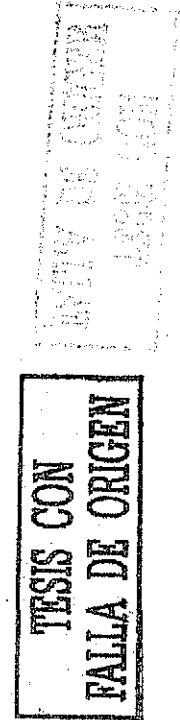


FIGURA C.4: Imagen de la nebulosa planetaria M 1-92 tomada por HST (Trammell & Goodrich 1996).

$10^{39} \text{ g cm s}^{-1}$ y de $\sim 7 \times 10^{45} \text{ ergs}$, respectivamente. Debido a que el tiempo de interacción puede ser significativamente más pequeño que la edad de la nebulosa, 900 años, estos datos implican que los jets energéticos post-AGB no pueden ser impulsados por presión de radiación. También se nota que la estructura interna de tipo cascarón es muy grande para la colimación de estos jets post-AGB. Ellos proponen que el mecanismo más probable para explicar la fuerte bipolaridad y las eyecciones muy energéticas en la fase de post-AGB tienen que ser la re-acreción del material eyectado durante la fase previa a la AGB. Este objeto también se discute en el Capítulo 8.

C.8 HM Sge

HM Sge es un sistema simbiótico que pertenece a una sub-clase denominada "Novas Simbióticas". Puetter et al. (1978) sugirieron a partir de bandas de absorción de CO y H₂O la presencia de una M gigante. Taranova & Yudin (1983) proponen que la gigante roja es probablemente una variable Mira.

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

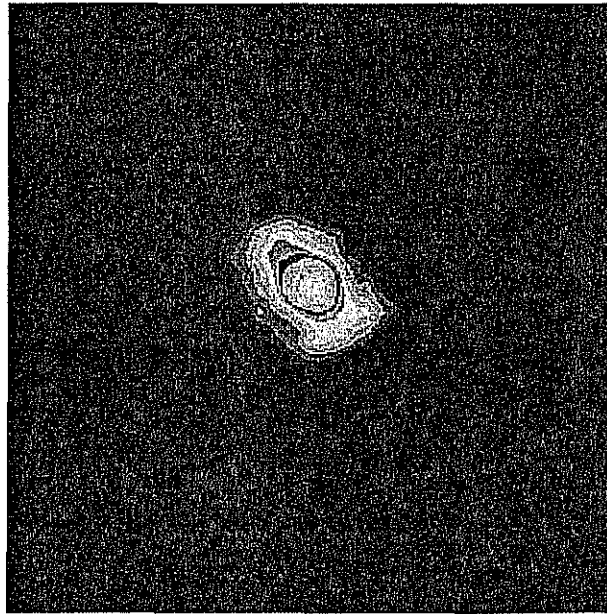


FIGURA C.5: Imagen de la estrella simbiótica HM Sge tomada con el HST y extraída de los archivos del STScI.

Se han propuesto varios escenarios para explicar el espectro de HM Sge. Willson et al. (1984) sugirieron que la emisión observada en rayos X en este objeto es producida en un choque formado por la colisión de dos vientos estelares provenientes de ambas estrellas del sistema. Nussbaumer & Vogel (1987) pensaron que las líneas de emisión están formadas en el viento de la estrella M y es ionizado por la radiación UV de la componente caliente. Las líneas en el óptico muestran un perfil producido por una componente angosta y una ancha. Stauffer (1984) identifica la componente ancha con un cascarón expandiéndose probablemente eyectado durante la erupción en 1975. La componente angosta es interpretada como producida por el viento de la Mira fuera del cascarón. Solf (1984) propuso un viento bipolar colimado y un halo responsable de la mayoría de las líneas de emisión.

De Freitas Pacheco et al. (1989) comparan observaciones anteriores y encuentran que los flujos relativos de líneas de alta excitación han ido aumentando. Encuentran también que la componente ancha de las líneas está formada en una región caracterizada por una temperatura electrónica de $14 - 15 \times 10^3$ K y una densidad electrónica de $N_e \sim 3.7 \times 10^6 \text{ cm}^{-3}$. Encuentran una sobreabundancia en helio y nitrógeno en el gas y la componente caliente del sistema simbiótico tiene una temperatura de $\sim 180,000$ K. El radio y la luminosidad son comparables a los de estrellas centrales en nebulosas planetarias.

C.9 M 3-60

M 3-60 es un objeto de naturaleza controvertida. Ha sido clasificado en los últimos 20 años como nova, super nova, estrella Be además de proto-nebulosa planetaria.

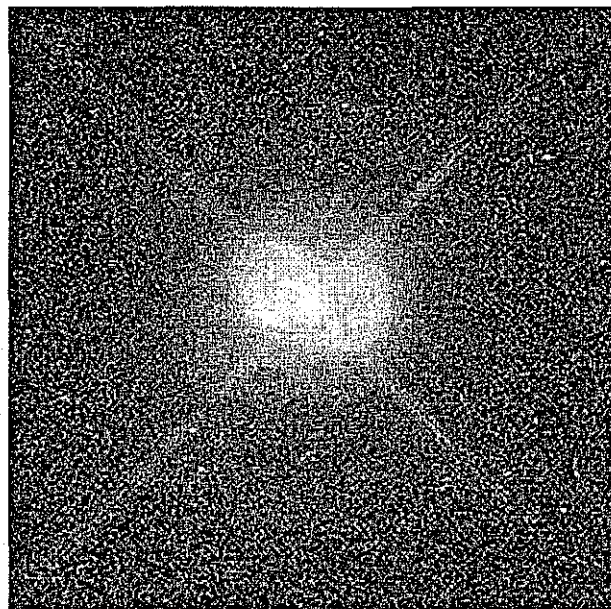
Aunque la naturaleza del objeto no está bien definida es aceptada la presencia de una

onda de choque expandiéndose en un medio muy denso. El objeto central, el cual domina la emisión en el cercano infrarrojo, podría ser una estrella supergigante eyectando una envolvente. La interacción del material eyectado con la nube interestelar podría tender a la formación de una onda de choque propagándose en la nube.

La morfología no está bien determinada y la distancia más aceptada a este objeto es de 3kpc (de Muizon et al. 1988).

C.10 IC 4997

Es una nebulosa planetaria muy joven la cual ha sido estudiada en longitudes de onda del radio y el óptico. Se ha estimado una distancia a este objeto de alrededor de 2.5 kpc (Cahn et al. 1992).



TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

FIGURA C.6: Imagen de la nebulosa planetaria IC 4997. Créditos: H. Bond & NASA.

Las observaciones de radio continuo, a 3.6cm con una resolución de $\simeq 0.3''$ y espectroscopía óptica de rendija larga (Miranda et al. 1996) han mostrado que IC 4997 es una nebulosa planetaria con doble cascarón. El cascarón exterior tiene una morfología del tipo de *reloj de arena* de tamaño $\simeq 2''.7 \times 1''.4$ y el ángulo del eje de bipolaridad respecto a al plano del cielo es de $\simeq 54^\circ$. Tiene una densidad media $N_e \simeq 10^4 \text{ cm}^{-3}$. Se observan en esta planetaria nudos brillantes de densidad más alta que el resto de la nebulosa. El cascarón exterior se expande a $\simeq 12 \text{ km s}^{-1}$ en su plano ecuatorial y se estima que fué formado hace $\simeq 670$ años. El cascarón interior es compacto ($\leq 0''.3$), se expande a $\simeq 25 \text{ km s}^{-1}$ y se le ha estimado una edad cinemática de $\simeq 65$ años. Los detalles morfológicos de este cascarón no se han podido resolver.

Las comparaciones de diferentes mapas obtenidos a 3.6cm muestran que ha habido

cambios morfológicos en un período de tiempo de 1.3 años. Estos cambios revelan la presencia en el cascarón exterior de algunas regiones brillantes, nuevas y compactas. La mayor parte de estas regiones están localizadas a lo largo del eje mayor de la nebulosa. Los cambios observados sugieren que un viento estelar altamente colimado golpea sobre la cáscara exterior y produce variaciones de las condiciones físicas en el cascarón externo.

Una de las características más sobresalientes de este objeto es que se ha encontrado variabilidad en las líneas en emisión nebulares de este objeto (Aller & Liller 1996; Feibelman et al. 1979, 1992; Ferland 1982). Esta variabilidad ha sido atribuida a cambios en la temperatura estelar, a cambios en la tasa de pérdida de masa, a expansión de la nebulosa, a interacción de cascarones o a combinaciones de algunas de éstas. También se ha reportado variabilidad en la fotometría de la nebulosa, así como variabilidad en la estrella central por sí misma. El contenido de polvo es inusualmente alto para una nebulosa planetaria (Lenzuni et al. 1989) todo esto indica que el proceso de formación en IC 4997 no ha acabado y además que existe una gran actividad en esta nebulosa.

C.11 IRAS 20462+3416

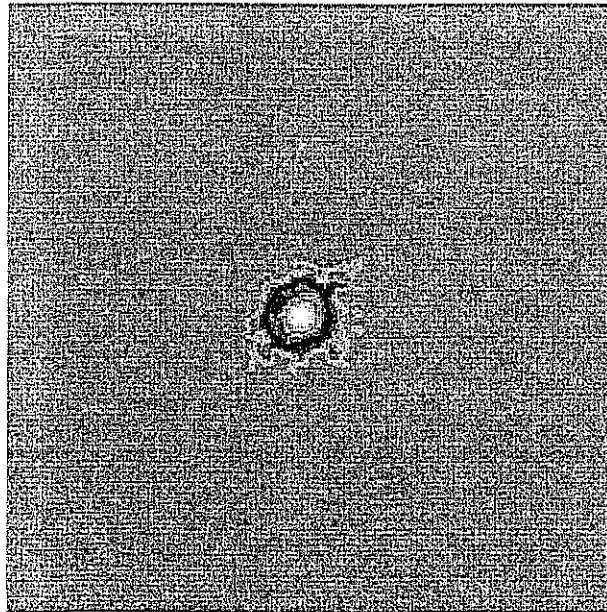
IRAS 20462+3416, mejor conocido como LSII+34°26 es un objeto de magnitud 11 que fue descubierto por Turner en 1983 y clasificado por primera vez como una estrella de tipo espectral B supergigante con líneas de emisión. Basados en el tipo espectral estimaron una distancia a este objeto de ~ 18 kpc situándolo a 2 kpc del plano galáctico. Debido a su gran distancia, este objeto fue usado para realizar estudios de rotación galáctica, con los cuales tanto el tipo espectral B1.5Iae como la gran distancia a la que se encuentra fueron motivo de diferentes estudios, comprobando así estas estimaciones. Más tarde Parthasarathy (1993) identificó este objeto con una fuente IRAS con colores infrarrojos similares a los de una nebulosa planetaria y concluyó que se trataba de una estrella post-AGB de baja masa con un cascarón de polvo circunestelar. Con base en esta clasificación LSII+34°26 pasó a formar parte del grupo selecto de estrellas post-AGB calientes y comenzó a ser monitoreado. Smith & Lambert (1994) en sus espectros encontraron líneas en emisión de transiciones permitidas y prohibidas y lo reportaron como una nebulosa planetaria incipiente. García-Lario et al. (1997) realizaron un monitoreo espectroscópico que revela grandes variaciones en periodos de tiempo de horas y cambios significativos en el espectro en diferentes años. Atribuyeron las variaciones de la velocidad radial observadas (superiores a 70 km s^{-1}) de unas cuantas horas, a pulsaciones estelares. A partir de la comparación de sus espectros con los modelos de transporte radiativo LTE obtuvieron que la mejor aproximación fue para una estrella de $T_{eff} \sim 18000 \text{ K}$. Basándose en el monitoreo espectroscópico sugieren que se trata de una estrella la cual ha tenido un episodio de pérdida de masa en el período de 1993-1995 y agregan que la presencia de un fuerte viento estelar puede deducirse de los espectros UV tomados en 1993 y 1994.

El continuo muestra un máximo en longitudes de onda azul (García-Lario et al. 1997). Se ha reportado un doble máximo en la distribución de la energía. Donde un máximo corresponde a un cascarón de polvo a temperatura de $T_d \sim 145 \text{ K}$ y el otro máximo se encuentra en el óptico y es producido por la emisión proveniente de la estrella central. El

continuo observado en el espectro óptico corresponde a la emisión de un cuerpo negro a una temperatura de ~ 19000 K. El espectro muestra líneas en absorción y líneas prohibidas y permitidas de baja excitación en emisión. Ninguna línea muestra simetría a esta resolución espectral. Todos los perfiles parecen estar afectados por diferentes componentes circunestelares. Las líneas de Balmer y algunas de HeI muestran perfiles PCyg y algunas líneas (S II, por ejemplo) muestran perfiles P Cyg inverso. Garcia-Lario et al (1997) y Smith y Lambert (1994) reportan variabilidad en la línea 6678 de He I lo cual se interpreta como variabilidad en el viento.

El cociente entre [SII] 6717/6731 sugiere una densidad de alrededor de 10^4 cm^{-3} . Se observa alas solamente en la línea de $H\alpha$. El ancho a potencia cero de las alas es de alrededor de $2,200 \text{ km s}^{-1}$. A diferencia de otros objetos las alas no son simétricas respecto al máximo de la línea. Este pareciera tener un máximo corrido al rojo (220 km s^{-1}) de la línea en emisión de $H\alpha$.

La emisión de radio continuo detectada por Ratag (1991) y la presencia de líneas prohibidas de muy baja excitación en el espectro óptico indica que la ionización de la envolvente circunestelar está en progreso.



TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

FIGURA C.7: Imagen del objeto IRAS 20462+3416 tomada con el HST y extraída de los archivos del STScI.

C.12 Hb 12

Este objeto tiene una forma de reloj de arena orientado en la dirección norte a sur de tamaño $\sim 10''$. El lóbulo al norte se está alejando del observador y el sur se está acercando. La región central es muy brillante y muestra una morfología bipolar con un lóbulo más brillante que el otro. El eje de bipolaridad de la región central no está perfectamente alineado al eje

del "reloj de arena". La región densa compacta en el núcleo de $\sim 1''$ se está expandiendo a unos 18 km s^{-1} (Miranda & Solf 1989).

Se ha estimado una distancia de 3.5 kpc (Van de Steene & Zijlstra 1995) Debido a que su edad dinámica es muy corta está considerada como una de las nebulosas planetarias más jóvenes conocidas.

Se ha encontrado que Hb 12 muestra un gran rango de densidades y temperaturas. Por ejemplo, Aller & Czyzak (1983) encuentran que la radiación de [N II], [O III] y [NeIII] proviene de una región con densidades de alrededor de $5.6 \times 10^5 \text{ cm}^{-3}$ mientras que la emisión en [S II] y [Cl III] se origina en regiones con densidades menores a $7 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$.

Como en muchas de las nebulosas bipolares se encuentra emisión de hidrógeno molecular en un cascarón toroidal con un radio interno $\sim 4''$ y un radio externo $\sim 7''$. Una de las características más notables de este objeto es que el mecanismo de excitación en la molécula H_2 es únicamente fluorescencia. Esto es raro debido a que regiones expuestas a campos de radiación fuertes en el UV y densidades $\geq 10^4 \text{ cm}^{-3}$ las colisiones deberían dominar sobre la fluorescencia. Por otra parte hay emisión en [FeII] en la región nuclear lo cual es evidencia de choques en esta zona. Esto sugiere la presencia de un viento de alta velocidad eyectado por la estrella central.

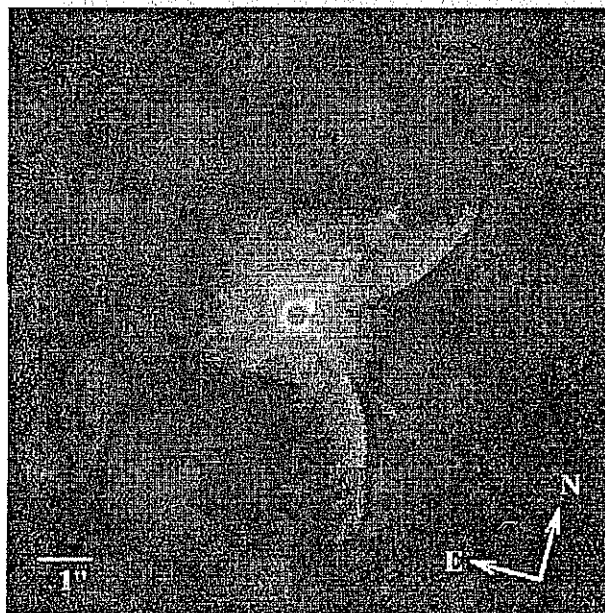


FIGURA C.8: Imagen de la nebulosa planetaria Hb 12. Créditos: Raghvendra Sahai, John Trauger & NASA.

C.13 Z And

Z And es el prototipo de estrella simbiótica. Esta tiene un período orbital de ~ 759 días (Mikolajewska & Kenyon 1996) este sistema está compuesto de una estrella gigante de tipo espectral M3-M4 III y una componente caliente de $T_e > 10^5 \text{ K}$. Hasta hace poco tiempo no

era claro si la componente caliente era una enana blanca o una estrella de secuencia principal acretaando material proveniente de la gigante, pero a partir de estudios polarimétricos fué posible determinar la masa de la componente caliente, la cual concuerda con la masa de una enana blanca.

La nebulosa que rodea al sistema binario es ligeramente más denso al de una típica nebulosa planetaria, $n_e \sim 10^8 \text{cm}^{-3}$, y tiene una temperatura, $T_e \sim 20000\text{K}$ (Mikolajewska & Kenyon 1996).

El espectro de este objeto muestra las líneas anchas a 6825 y 7082 Å (Allen 1980) las cuales hasta hace poco tiempo no habían sido identificadas. Estas líneas a la fecha han sido observadas sólomente en sistemas simbióticos que muestran líneas de alta excitación tales como [Ne V] y [Fe VII]. Schmid (1989) propuso que las líneas a 6825 y 7082 Å son el resultado de la dispersión Raman del doblete resonante de O VI con longitudes de onda en $\lambda\lambda 1032, 1038\text{Å}$.

Bibliografía

- [1] Aaquist, O.B., & Kwok, S. 1990, *Astr. Ap. Suppl.*, **84**, 229
- [2] Adam, J., & Köppen, J. 1985, *Astr. Ap.*, **142**, 461
- [3] Alcolea, J., Bujarrabal, V., Castro-Carrizo, A., Sánchez-Contreras, C., Neri, R., & Zweigle, J. 2000, en *Asymmetrical Planetary Nebulae II: From Origins to Microstructures*, *ASP Conference Series, Vol. 199*. eds. J.H.Kastner, N.Soker & S.Rappaport (ASP), p. 347
- [4] Allen, C.W., 1991, en *Astrophysical Quantities*, (The Athlone Press)
- [5] Allen, D.A., 1980, *M.N.R.A.S.*, **190**, 75
- [6] Allen, D.A., & Swings, J.P. 1972, *Ap. J.*, **174**, 583
- [7] Aller, L.H., & Liller, W. 1966, *M.N.R.A.S.*, **132**, 337
- [8] Aller, L.H., & Czyzak, S.J. 1983, *Ap. J. Suppl.*, **51**, 211
- [9] Altschuler, D.R., Schneider, S.E., Giovanardi, C., & Silverglate, P.R. 1986, *A. J.*, **305**, L85
- [10] Anglada, G., Estalella, R., Rodríguez, L.F., Cantó, J., & López, R. 1991, *Astr. Ap.*, **252**, 639
- [11] Balick, B. 1987, *A. J.*, **94**, 617
- [12] Balick, B. 1989, *A. J.*, **97**, 476
- [13] Balick, B., Icke, V., & Mellema, G. 1997, en www.astro.washington.edu/balick/plneb/
- [14] Bakker, E.J., Van del Wolf, F.L.A., Lamers, H.J.G.L.M., Gulliver, A.F., Ferlet, R., & Vidal-Madjar, A. 1996, *Astr. Ap.*, **306**, 924
- [15] Baud, B., Habing, H.J. 1983, *Astr. Ap.*, **127**, 73
- [16] Bautista, M.A. 1999, *Astr. Ap. Suppl.*, **137**, 529
- [17] Bautista, M.A., Kallman, T.R., Angelini, L., Liedahl, D.A., & Smits, D.P. 1998, *Ap. J.*, **509**, 848

- [18] Bautista, M.A., Pogge, R.W., & DePoy, D.L. 1995, *Ap. J.*, **452**, 685
- [19] Bautista, M.A., & Pradhan, A.K. 1998, *Rev. Mex A A (S. C.)*, **7**, 163
- [20] Bedijn, P.J. 1987, *Astr. Ap.*, **186**, 136
- Begelman, M.C, & Li, Z. 1994, *Ap. J.*, 426 269
- [21] Birriel, J.J., Espey, B.R., & Schulte-Ladbeck, R.E. 1998, *Ap. J.*, **507**, L75
- [22] Borkowski, K., Blondin, J., & Harrington, J. 1997, *Ap. J.*, **482**, 97
- [23] Bohigas, J. 1992, en *Algunas observaciones para obtener razonables cocientes de imágenes*, Reporte Técnico, Instituto de Astronomía, UNAM
- [24] Bond, H.E., Pier, J., Pilachowski, C., Slovak, M., & Szkody, P, 1984, *Bull. AAS*, **16**, 516
- [25] Bujarrabal, V., Alcolea, J., Sahai, R., Zamorano, J., & Zijlstra, A.A. 1998a, *Astr. Ap.*, **331**, 361
- [26] Bujarrabal, V., Alcolea, J., & Neri, R. 1998b, *Ap. J.*, **504**, 915
- [27] Cahn, J.H., & Kaler, J.B. 1971, *Ap. J. Suppl.*, **22**, 319
- [28] Cahn, J.H., Kaler, J.B. & Stanghellini, L. 1992, *Astr. Ap. Suppl.*, **94**, 399
- [29] Calvet N., & Cohen M. 1978, *M.N.R.A.S.*, **182**, 687
- [30] Calvet N., & Peimbert, M. 1983, *Rev. Mexicana Astron. Astrof.*, **5**, 319
- [31] Cardelli, J.A., Clayton, G.C., & Mathis, J.S. 1989, *Ap. J.*, **345**, 245
- [32] Carsenty, U., & Solf, J. 1982, en *IAU Symp. 103: Planetary Nebulae*, ed. D.R.Flower (Reidel:Dordrecht), p. 510
- [33] Cerruti-Sola, M., & Perinotto, M. 1985, *A. J.*, **291**, 237
- [34] Clegg, R.E.S., Harrington, J.P., & Storey, P.J. 1986, *M.N.R.A.S.*, **221**, 61
- [35] Cohen, M., & Barlow, M.J. 1974, *Ap. J.*, **193**, 401
- [36] Cohen, M., & Barlow, M.J. 1980, *Ap. J.*, **238**, 585
- [37] Corradi, R.L.M., Ferrer, O.E., Schwarz, H.E., Brandi, E., & García, L. 1999, *Astr. Ap.*, **355**, 261
- [38] Corradi, R.L.M., & Schwarz, H.E. 1993, *Astr. Ap.*, **268**, 714
- [39] Corradi, R.L.M., & Schwarz, H.E. 1995, *Astr. Ap.*, **293**, 871
- [40] Cruz-González, I., Carrasco, L., Ruiz, E., Salas, L., Skrutskie, M., Sotelo, P., Barbosa, F., Gutiérrez, L., Iriarte, A., Cobos, F., Meyer, M., Bernal, A., Sánchez, B., Valdez, J., & Argüelles, S. 1994a, *Rev. Mexicana Astron. Astrof.*, **29**, 197

- [41] Cruz-González, I., Salas, L., & Ruiz, E. 1994b, *Proc. SPIE*, 2198, 774
- [42] Cruz-González, I., Salas, L., & Ruiz, E. 1997, *Manual de usuario para imagen directa de la cámara infrarroja "Camila"*, Reporte Técnico, Instituto de Astronomía, UNAM
- [43] Davis, L.E., Seaquist, E.R., & Purton, C.R. 1979, *Ap. J.*, 230, 434
- [44] de Cidale, L.S., & Ringuélet, A.E. 1993, *Ap. J.*, 411, 874
- [45] de Freitas Pacheco, J.A., Codina-Landaberry, S.J., Lopes, D.F., & Dalton, F. 1989, *Ap. J.*, 337, 520
- [46] de Muizon, M., Strom, R.G., Oort, M.J.A., Claas, J.J., & Braun, R. 1988, *Astr. Ap.*, 193, 248
- [47] Dinerstein, H.L., Sneden, C., & Uglum, J. 1995, *Ap. J.*, 447, 262
- [48] Doyle, S., Balick, B., Corradý, R.L.M., & Schwarz, H.E. 2000, *A. J.*, 119, 1339
- [49] Eder, J., Lewis, B.M., & Terzian, Y. 1988, *Ap. J. Suppl.*, 66, 183
- [50] Eiroa, C., & Hodapp, K.-W. 1989, *Astr. Ap.*, 223, 271
- [51] Feibelman, W.A., Aller, L.H., & Hyung, S. 1992, *P.A.S.P.*, 104, 339
- [52] Feibelman, W.A., & Brühweiler, F.C. 1990, *Ap. J.*, 354, 262
- [53] Feibelman, W.A., Hobbs, R.W., McCracken, C.W., & Brown, L.H. 1979, *Ap. J.*, 231, 111
- [54] Ferland, G.J. 1982, *M.N.R.A.S.*, 188, 669
- [55] Fernández-Castro, T., González-Riestra, R., Taylor, A.R., & Seaquist, E.R. 1995, *Ap. J.*, 442, 366
- [56] Franco, J., Tenorio-Tagle, G., & Bodenheimer, P. 1990, *Ap. J.*, 349, 126
- [57] Frank, A. 2000, en *Asymmetrical Planetary Nebulae II: From Origins to Microstructures*, *ASP Conference Series, Vol. 199*. eds. J.H.Kastner, N.Soker & S.Rappaport (ASP), p. 225
- [58] Frank, A., & Mellema, G. 1994, *Ap. J.*, 430, 800
- [59] García-Lario, P., Parthasarathy, M., de Martino, D., Sanz Fernández de Córdoba, L., Monier, R., Machado, A., & Pottash, S.R. 1997, *Astr. Ap.*, 326, 1103
- [60] García-Segura, G. 1997, *Ap. J.*, 487, L189
- [61] García-Segura, G., Langer, N., Rozyczka, M., & Franco, J. 1999, *Ap. J.*, 517, 767
- [62] García-Segura, G., Franco, J., López, J.A., Langer, N., & Rozyczka, M. 2001, en prensa.

- [63] Garstang, R.H. 1968, en *IAU Symp. 34: Planetary Nebulae*, eds. D.E.Osterbrock & C.R.O'Dell (Dordrecht:Reidel), p. 143
- [64] Gillet, F.C., Low, F.J., & Stein, W.A. 1967 *Ap. J.*, **149**, L97
- [65] Goodrich, R.W. 1991, *Ap. J.*, **366**, 163
- [66] Górny, S.K., Stasińska, G., & Tylenda, R. 1997, *Astr. Ap.*, **318**, 256
Graham, J.R, Wright, G.S., & Longmore, A.J. 1987, *Ap. J.*, **313**, 847
- [67] Grevesse, N., & Sauval, A.J. 1998, *Space Science Review*, **85**, 161
- [68] Grieg, W.E. 1972, *Astr. Ap.*, **18**, 70
- [69] Guerrero, M. A., Villaver, E., Machado, A., García-Lario, P. & Prada, F. 2000, *Ap. J. Suppl.*, **127**, 125
- [70] Gussie, G.T., & Taylor, A.R. 1994, *P.A.S.P.*, **106**, 500
- [71] Gutiérrez-Moreno, A., Moreno, H., & Cortés, G. 1995, *P.A.S.P.*, **107**, 462
- [72] Hamuy, M., & Wells, L. 1989, en *Echelle Reductions with IRAF*, IRAF Group-Central Computer Services, NOAO
- [73] Hamuy, M., Walker, A.R., Suntzeff, N.B., Gigoux, P., Heathcote, S.R., & Phillips, M.M. 1992, *P.A.S.P.*, **104**, 533
- [74] Herman, J., & Habing, H.J. 1985 *Astr. Ap. Suppl.*, **59**, 523
- [75] Hillier, D.J., 1991, *Astr. Ap.*, **247**, 455.
- [76] Hora, J.L., & Latter, W.B. 1994, *Ap. J.*, **437**, 281
- [77] Hora, J.L., Latter, W.B., & Deutsch, L.K. 1999, *Ap. J. Suppl.*, **124**, 195
- [78] Howarth, I.D., & Prinja, R.K. 1989, *Ap. J. Suppl.*, **69**, 527
- [79] Hrivnak, B.J., & Kwok, S. 1991, *Ap. J.*, **371**, 631
- [80] Hrivnak, B.J., Kwok, S., & Geballe, T.R. 1994, *Ap. J.*, **420**, 783
- [81] Hrivnak, B.J., Kwok, S., & Volk, K.M. 1989, *Ap. J.*, **346**, 265
- [82] Hrivnak, B.J., & Woodsworth, A.W. 1993, en *IAU Symp. 155: Planetary Nebulae*, eds. R.Weinberger & A.Acker (Kluwer:Dordrecht), p. 354
- [83] Huggins, P.J., & Healy, A.P. 1989, *Ap. J.*, **346**, 201
- [84] Icke, V., Balick, B., & Frank, A. 1992, *Astr. Ap.*, **253**, 224
- [85] Isaacman, R. 1982, en *IAU Symp. 103: Planetary Nebulae*, ed. D.R.Flower (Reidel:Dordrecht), p. 415

- [86] Johnson, J.J., & Jones, T.J. 1991, *Astron. A. J.*, **101**, 1735
- [87] Jones, T.J., Humphreys, M., Gehrz, R.D., Lawrence, F., Zickgraf, F.-J., Moseley, H., Casey, S., Glaccum, W.J., Koch, C.J., Piña, R., Jones, B., Venn, K., Stahl, O., & Starrfield, S.G. 1993, *Ap. J.*, **411**, 323
- [88] Josselin, E., Bachiller, R., Manchado, A., & Guerrero, M.A. 2000, *Astr. Ap.*, **353**, 363
- [89] Kahn, F.D., & West, K.A. 1985, *M.N.R.A.S.*, **212**, 837
- [90] Kaler, J.B., & Feibelman, W.A. 1985, *Ap. J.*, **297**, 724
- [91] Kastner, J.H., Weintraub, D.A., Gatley, I., Merrill, K.M., & Probst, R.G. 1996, *Ap. J.*, **462**, 777
- [92] Kim, S., Martin, P.G., & Hendry, P.D. 1994, *Ap. J.*, **422**, 164
- [93] Knapp, G. R. 1989, en *IAU Symp. 131: Planetary Nebulae*, ed. S.Torres-Peimbert (Kluwer:Dordrecht), p. 381
- [94] Knapp, G.R., & Morris, M. 1985, *Ap. J.*, **292**, 640
- [95] Koenigsberger, G., Guinan, E., Auer, L., & Georgiev, L. 1995, *Ap. J.*, **452**, L107
- [96] Kohoutek, L., & Surdej, J. 1980, *Astr. Ap.*, **85**, 161
- [97] Kudritzki, R.P., Lennon, D.J., & Puls, J. 1995, in *Procs. of ESO Workshop Science with the VLT*, eds J.R.Walsh & I.J.Danziger, Springer, p.246
- [98] Kudritzki, R.P., Méndez, R.H., & Puls, J. 1997, en *IAU Symp. 180: Planetary Nebulae*, eds H.J.Habing, & H.J.G.L.M. Lamers (Kluwer:Dordrecht), p. 64
- [99] Kahn, F.D., & West, K.A. 1985, *M.N.R.A.S.*, **212**, 837
- [100] Kwok, S. 1981, en *Physical Processes in Red Giants*, eds Iben & Renzini, (Reidel:Dordrecht), p. 4211
- [101] Kwok, S. 1982, *Ap. J.*, **258**, 280
- [102] Kwok, S. 1985, *A. J.*, **90**, 49
- [103] Kwok, S. 1993, *Ann. Rev. Astr. Ap.*, **31**, 63
- [104] Kwok, S. 2000, en *The Origin and Evolution of Planetary Nebulae*, (Cambridge Astrophysics Series No. 31)
- [105] Kwok, S., Purton, D.R., & Fitzgerald, P.M., W.P. 1978, *Ap. J.*, **219**, L125
- [106] Kwok, S., Volk, K., & Bidelman, W.P. 1997, *Ap. J. Suppl.*, **112**, 557
- [107] Lamers, H.J.G.L.M., & Cassinelli, J.P. 1999 *Introduction to stellar winds*, Cambridge U. Press

- [108] Leahy, D.A., Taylor, A.R., & Young G. 1990, *A. J.*, **99**, 1926
- [109] Lèbre, A., Mauron, N., Gillet, D., & Barthès, D. 1996, *Astr. Ap.*, **310**, 923
- [110] Lee, H.-W. 1999, *Ap. J.*, **511**, L13
- [111] Lee, H.-W. 2000, *Ap. J.*, **541**, L25
- [112] Lee, H.-W., & Hyung, S. 2000, *Ap. J.*, **530**, L49
- [113] Lee, H.-W., Kang, Y.-W., & Byun, Y.-I. 2001, *Ap. J.*, **551**, L121
- [114] Lenzuni, P., Natta, A., & Panagia, N. 1989, *Ap. J.*, **345**, 306
- [115] Levine, S. & Chakrabarty, D. 1994, *A Taste of ESPRESSO or How to Use The San Pedro Martir REOSC Echelle Spectrograph*, Reporte Técnico MU-94-04, IAUNAM
- [116] Likkell, L., Omont, A., Morris, M., & Forveille, T. 1987, *Astr. Ap.*, **173**, L11
- [117] Likkell, L., Forveille, T., Omont, A., & Morris, M. 1991, *Astr. Ap.*, **246**, 153
- [118] Livio, M., & Soker, N. 1988, *Ap. J.*, **329**, 764
- [119] Livio, M., & Soker, N. 2001, *Ap. J.*, **552**, 685
- [120] López, J.A. 1997, en *IAU Symp. 180: Planetary Nebulae*, eds. H.J.Habing, & H.J.G.L.M. Lamers (Kluwer:Dordrecht), p. 197
- [121] López, J.A. 2000, *Rev. Mex A A (S. C.)*, **9**, 201
- [122] López, J.A., & Meaburn, J. 1983, *M.N.R.A.S.*, **204**, 203
- [123] Lucy, L.B. 1974, *A. J.*, **79**, 746
- [124] Machado, A., Guerrero, M.A., Stanghellini, L., & Serra-Ricart, M. 1996, *The IAC Morphological Catalog*
- [125] Machado, A., Villaver, E., Stanghellini, L., & Guerrero, M. 2000, en *Asymmetrical Planetary Nebulae II: From Origins to Microstructures*, *ASP Conference Series, Vol. 199*, eds. J.H.Kastner, N.Soker & S.Rappaport (ASP), p. 17
- [126] Maciel, W.J. 1984, *Ap. J. Suppl.*, **55**, 253
- [127] Martin-Pintado, J., & Bachiller, R. 1992, *Ap. J.*, **391**, L93
- [128] Martin-Pintado, J., Gaume, R.A., Bachiller, R. & Johnston, J. 1993, *Ap. J.*, **419**, 725
- [129] Martin-Pintado, J., Gaume, R.A., Johnston, J., & Bachiller, R. 1995, *Ap. J.*, **446**, 687
- [130] Marsh, K.A., Purton, C.R., & Feldman, P.A. 1976, *Astr. Ap.*, **49**, 211

- [131] Marziani, P. 1996, en *The Sky Spectrum at San Pedro Martir*, Reporte Técnico, Instituto de Astronomía, UNAM
- [132] Mastrodemos, N., & Morris, M. 1998, *Ap. J.*, **497**, 303
- [133] Mathis, J.S. 1970, *Ap. J.*, **162**, 761
- [134] Mathis, J.S., & Wallenhorst, S.G. 1981, *Ap. J.*, **244**, 483
- [135] Mellema, G., Eulderink, F., & Icke, V. 1991, *Astr. Ap.*, **252**, 718
- [136] Mellema, G. 1993, *Ph.D. Thesis*, Holanda
- [137] Mellema, G., & Frank, A. 1995, *M.N.R.A.S.*, **273**, 40
- [138] Merrill, P.W., & Burwell, C.G. 1943 *Ap. J.*, **98**, 153
- [139] Michalitsianos, A.G., Perez, M., Shore, S.N., Maran, S.P., Karovska, M., Sonneborn, G., Webb, J.R., Barnes III, T.G., Frueh, L.M., Oliverson, R.J. & Starrfield, S.G. 1993, *Ap. J.*, **409**, L53
- [140] Mihalas, D. 1978, *Stellar Atmospheres*, (W.H. Freeman and Company)
- [141] Mikolajewska, J. & Kenion, S.J. 1996, *A. J.*, **112**, 1659
- [142] Milne, D.K., & Aller, L.H. 1975, *Astr. Ap.*, **38**, 183
- [143] Miller, G.E., & Scalo, J.M. 1979, *Ap. J. Suppl.*, **41**, 513
- [144] Miranda, L.F., & Solf, J. 1989, *Astr. Ap.*, **214**, 353
- [145] Miranda, L.F., & Solf, J. 1991, *Astr. Ap.*, **252**, 331
- [146] Miranda, L.F., Torrelles, J.M., & Eiroa, C. 1996, *Ap. J.*, **461**, 111
- [147] Morris, M. 1987, *P.A.S.P.*, **99**, 1115
- [148] Morris, M., & Sahai, R. 2000, en *Asymmetrical Planetary Nebulae II: From Origins to Microstructures*, *ASP Conference Series, Vol. 199*. eds. J.H.Kastner, N.Soker & S.Rappaport (ASP), p. 143
- [149] Moseley, H. 1980, *Ap. J.*, **238**, 892
- [150] Mueller, B.E.A., & Nussbaumer, H. 1985, *Astr. Ap.*, **145**, 144
- [151] Nedoluha, G.E., & Bowers, P.F. 1992, *Ap. J.*, **392**, 249
- [152] Neugebauer, G., & Leighton, R.B. 1969, *Two Micron Sky Survey*, NASA Sp. Publ. 3047
- [153] Nussbaumer, H., Schmid, H.M., & Vogel, M. 1989, *Astr. Ap.*, **211**, L27
- [154] Nussbaumer, H., & Vogel, M. 1987, *Astr. Ap.*, **182**, 51

- [155] Olmon, F.M., Baud, B., Habing, H.J., de Jong, T., Harris, S., & Pottasch, S.R. 1984, *Ap. J.*, **278**, L41
- [156] Osterbrock, D.E. 1989, en *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei* (San Francisco: Freeman), p.80
- [157] Osterbrock, D.E., Tran, H.D., & Veilleux, S. 1992, *Ap. J.*, **389**, 305
- [158] Oudmaijer, R.D., Geballe, T.R., Waters, L.B.F.M., & Sahu, K.C. 1994, *Astr. Ap.*, **281**, 330
- [159] Parthasarathy, M. 1993, en *The MK Process at 50 years ASP. Conf. Series 60*, eds. J. Corbally et al., p.265
- [160] Parthasarathy, M., & Pottasch, S.R. 1986, *Astr. Ap.*, **154**, L16
- [161] Patriarchi, P., & Perinotto, M. 1991, *Astr. Ap. Suppl.*, **91**, 325
- [162] Payne, H.E., Phillips, J.A., & Terzian, Y. 1988, *Ap. J.*, **326**, 368
- [163] Peimbert, M., & Torres-Peimbert, S. 1971, *Ap. J.*, **168**, 413
- [164] Peimbert, M., & Torres-Peimbert, S. 1982, en *IAU Symp. 103: Planetary Nebulae*, ed. D.R. Flower (Reidel: Dordrecht), p. 233
- [165] Peña, D. 1990, *Tesis de Licenciatura*, UNAM, México
- [166] Péquignot, D., Baluteau, J.-P., Morisset, C., & Boisson, C. 1997, *Astr. Ap.*, **323**, 217
- [167] Persi, P., Ferrari-Toniolo, M., Busso, M., Origlia, L., Robberto, M., Scaltriti, F., & Silvestro, G. 1990, *A. J.*, **99**, 303
- [168] Pottasch, S.R. 1984, en *Planetary Nebulae*, (Reidel-Dordrecht)
- [169] Pottasch, S.R., Bignell, C., Olling, R., & Zijlstra, A.A. 1988, *Astr. Ap.*, **205**, 248
- [170] Pradhan, A.K., & Peng, J. 1995, en *The Analysis of Emission Lines*, eds. R.E. Williams & M. Livio, Cambridge University Press, p.8
- [171] Preite-Martinez, A., & Pottasch, S.R. 1987, en *Planetary and proto-planetary nebulae: from IRAS to ISO*, ed. A. Preite-Martinez (Reidel-Dordrecht) p. 197
- [172] Price, S.D., & Walker, R.G. 1976, en *The AFGL Four-Color Infrared Sky Survey*, AFGL TR-76-02008
- [173] Puls, J., Kudritzki, R.-P., Herrero, A., Pauldrach, A.W.A., Haser, S.M., Lennon, D.J., Gabler, R., Voels, S.A., Vilchez, J.M., Wachter, S., & Feldmeier, A. 1996, *Astr. Ap.*, **305**, 171
- [174] Putter, R.C., Russell, R.W., Soifer, B.T., & Willner, S.P. 1978, *Ap. J.*, **223**, 93

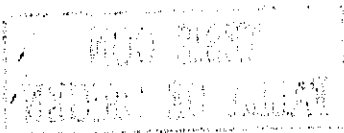
- [175] Ratag, M.A. 1991, en *A study of galactic bulge planetary nebulae*, (Groningen:Rijksuniversiteit)
- [176] Renzini, A. 1981, en *Physical processes in Red Giants*, eds. I.Iben Jr. & A.Renzini, (Reidel-Dordrecht), p.431
- [177] Reyes-Ruiz, M., & López, J.A. 1999, *Ap. J.*, **524**, 952
- [178] Reyes-Ruiz, M., & López, J.A. 2000, en *Asymmetrical Planetary Nebulae II: From Origins to Microstructures, ASP Conference Series, Vol. 199*. eds. J.H.Kastner, N.Soker & S.Rappaport (ASP), p. 83
- [179] Richardson 1972, *J.Opt.Soc.Am.*, **62**, 55
- [180] Robinson, K., Bode, M.F., Skopal, A., Ivison, R.J., & Meaburn, J. 1994, *M.N.R.A.S.*, **269**, 1
- [181] Rodríguez, M., Corradi, R.L.M., & Mampaso, A. 2001, *Astr. Ap.*, **377**, 1042
- [182] Rodríguez, L.F., García-Barreto, J.A., Canto, J., Moreno, M.A., Torres-Peimbert, S., Costero, R., Serrano, A., Moran, J.M., & Garay, G. 1985 *M.N.R.A.S.*, **215**, 353
- [183] Rozyczka, M., & Franco, J. 1996, *Ap. J.*, **469**, 127
- [184] Russell, R.W., Soifer, B.T., & Willner, S.P. 1977, *Ap. J.*, **217**, 149
- [185] Rybicki, G.B., & Hummer, D.G. 1978, *Ap. J.*, **219**, 654
- [186] Rybicki, G.B., & Hummer, D.G. 1983, *Ap. J.*, **274**, 380
- [187] Sahai, R.S., & Trauger, J.T. 1998, *Ap. J.*, **116**, 1357
- [188] Sanduleak, N., & Stephenson, C.B. 1973, *Ap. J.*, **185**, 899
- [189] Scarrott, R.M.J., Scarrott, S.M., & Wolstencroft, R.D. 1993, *M.N.R.A.S.*, **264**, 740
- [190] Schönberner, D. 1983, *Ap. J.*, **272**, 708
- [191] Schönberner, D. 1993, en *IAU Symp. 155: Planetary Nebulae*, eds. R.Weinberger & A.Acker (Kluwer:Dordrecht), p. 415
- [192] Schmid, H.M. 1989, *Astr. Ap.*, **211**, L31
- [193] Schmid, H.M., Corradi, R., Krautter, J., & Schild, H. 2000, *Astr. Ap.*, **355**, 261
- [194] Schmid, H.M., Kaufer, A., Camenzind, M., Rivinius, Th., Stahl, O., Szeifert, T., Tubbesing, S., & Wolf, B. 2001, *Astr. Ap.*, **377**, 206
- [195] Schönberner, D. 1987, en *Late Stages of Stellar Evolution*, eds. S.Kwok & S.R.Pottasch (Reidel:Dordrecht), p. 337
- [196] Schwarz, H.E., Aspin C., Corradi, R.L.M., & Reipurth, B. 1997, *Astr. Ap.*, **319**, 267

- [197] Schwarz, H.E., Corradi, R.L.M., & Melnik, J. 1992, *Astr. Ap. Suppl.*, **96**, 23
- [198] Schwarz, H.E., Corradi, R.L.M., & Stanghellini, L. 1993, en *IAU Symp. 155: Planetary Nebulae*, eds. R.Weinberger & A.Acker (Kluwer:Dordrecht), p. 214
- [199] Seaquist, E.R., & Davis, L.E. 1983, *Ap. J.*, **274**, 659
- [200] Seaquist, E.R., Plume, R., & Davis, L.E. 1991, *Ap. J.*, **367**, 200
- [201] Shields, G.A., & McKee, C.F. 1981, *Ap. J.*, **246**, L57
- [202] Shore, S.N., Aufdenberg, J.P., & Michalitsianos, A.G. 1994, *Ap. J.*, **108**, 671
- [203] Sivagnamam, P. 1989, *Tesis Doctoral*, Univ. París VII (Francia)
- [204] Skinner, C.J., Meixner, M., Hawkins, G., Keto, E., Jernigan, J.G., & Arens, J.F. 1994, *Ap. J.*, **423**, L135
- [205] Smith, V.V., & Lambert, D.L. 1994, *Ap. J.*, **424**, L123
- [206] Smits, D. 1996, *M.N.R.A.S.*, **278**, 683
- [207] Sobolev, V.V. 1947, en *Moving Envelopes of Stars*, (Cambridge: Harvard University Press, 1960)
- [208] Soker, N., & Livio, M. 1994, *Ap. J.*, **412**, 219
- [209] Solf, J. 1984, *Astr. Ap.*, **139**, 296
- [210] Solf, J. 2000, *Astr. Ap.*, **354**, 674
- [211] Sowell, J.R. 1990, *A. J.*, **100**, 834
- [212] Stanghellini, L., Corradi, R.L.M., & Schwarz, H.E. 1993, *Astr. Ap.*, **279**, 521
- [213] Stauffer, J.R. 1984, *Ap. J.*, **280**, 695
- [214] Stenberg, A., & Dalgarno, A. 1989, *Ap. J.*, **338**, 197
- [215] Swings, J.P., & Andrillat, Y. 1979, *Astr. Ap.*, **74**, 85
- [216] Taranova, O.G., & Yudin, B.F. 1983, *Astr. Ap.*, **117**, 209
- [217] Taylor, A.R., & Pottasch, S.R. 1987, *Astr. Ap.*, **176**, L5
- [218] te Lintel Hekkert, P. 1990, *Tesis Doctoral*, Univ. Leiden (Holanda)
- [219] Tomov, T., Kolev, D., Georgiev, L., et al. 1990, *Nature*, **346**, 637
- [220] Torres-Peimbert, S., & Arrieta, A. 1998, *Rev. Mex A A (S. C.)*, **7**, 171
- [221] Torres-Peimbert, S., & Peimbert, M. 1977, *Rev. Mexicana Astron. Astrof.*, **2**, 181

- [222] Torres-Peimbert, S., & Peimbert, M. 1979, *Rev. Mexicana Astron. Astrof.*, 4, 341
- [223] Torres-Peimbert, S., & Peimbert, M. 1997, en *IAU Symp. 180: Planetary Nebulae*, eds. H.J.Habing, & H.J.G.L.M. Lamers (Kluwer:Dordrecht), p. 175
- [224] Trammell, S.R. 1994, *Ph.D. Thesis*, Univ. of Texas at Austin, USA
- [225] Trammell, S.R., Dinerstein, H.L., & Goodrich, R.W. 1993, *Ap. J.*, 402, 249
- [226] Trammell, S.R., Dinerstein, H.L., & Goodrich, R.W. 1994, *A. J.*, 108, 984
- [227] Trammell, S.R., & Goodrich, R.W. 1996, *Ap. J.*, 468, L107
- [228] Trammell, S.R., & Goodrich, R.W., & Dinerstein, H.L. 1995, *Ap. J.*, 453, 761
- [229] Trams, N.R., Waters, L.B.F.M., Waelkens, C., Lamers, H.J.G.L.M., & van der Veen, W.E.C.J. 1989, *Astr. Ap.*, 218, L1
- [230] Turner, D.G., & Drilling, J.S. 1984, *P.A.S.P.*, 96, 292
- [231] Valdes, F. 1990, en *APEXTRACT Package Revisions Summary: IRAF Version 2.10*, IRAF Group-Central Computer Services, NOAO
- [232] Valdes, F. 1992, en *Guide to the Slit Spectra Reduction Task DOECSLT*, IRAF Group-Central Computer Services, NOAO
- [233] Van de Steene, G.C., & Zijlstra, A.A. 1995, *Astr. Ap.*, 293, 541
- [234] Van de Steene, G.C., Wood, P.R., & van Hoof, P.A.M. 2000, en *Asymmetrical Planetary Nebulae II: From Origins to Microstructures*, *ASP Conference Series, Vol. 199*. eds. J.H.Kastner, N.Soker & S.Rappaport (ASP), p. 191
- [235] van der Veen, W.E.C.J., & Habing, H.J. 1988, *Astr. Ap.*, 194, 125
- [236] Vijapurkar, J., Drilling, J.S., & Parthasarathy, M. 1997, *A. J.*, 114, 1573
- [237] Volk, K.M., & Kwok, S. 1988, *Ap. J.*, 331, 435
- [238] Volk, K.M., & Kwok, S. 1989, *Ap. J.*, 342, 345
- [239] Wallerstein, G.W. 1978, *P.A.S.P.*, 90, 36
- [240] Waters, L.B.F.M., Waelkens, C., & Winckel, H.V. 1997, en *IAU Symp. 180: Planetary Nebulae*, eds. H.J.Habing, & H.J.G.L.M. Lamers (Kluwer:Dordrecht), p. 313
- [241] Waters, L.B.F.M., Waelkens, C., & Trams, N.R. 1993, en *Mass Loss on the AGB and Beyond*, ed. H.E.Schwarz. Garching:ESO
- [242] Wilson, W.J., & Barrett, A.H. 1968, *Science* 161, 778
- [243] Willson, L.A., Wallerstein, G., Brugel, E.W., & Stencel, R.E. 1984, *Astr. Ap.*, 133, 154

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

- [244] Willmarth, D., & Barnes, J. 1994, en *A User's Guide to Reducing Echelle Spectra With IRAF*, IRAF Group-Central Computer Services, NOAO
- [245] Zhang, C.Y., & Kwok, S. 1990, *Astr. Ap.*, **237**, 479
- [246] Zhang, C.Y., & Kwok, S. 1992, *Ap. J.*, **385**, 255
- [247] Zhang, C.Y., & Kwok, S. 1998, *Ap. J. Suppl.*, **117**, 341
- [248] Zijlstra, A.A., Pottasch, S.R., & Bignell, C. 1989, *Astr. Ap. Suppl.*, **79**, 329
- [249] Zuckerman, B. 1978, en *IAU Symp. 76: Planetary Nebulae*, ed. Y. Terzian (Dordrecht:Reidel), p. 305
- [250] Zuckerman, B., & Aller, L.H. 1986, *Ap. J.*, **301**, 772
- [251] Zuckerman, B., & Dyck, H.M. 1986, *Ap. J.*, **304**, 394
- [252] Zuckerman, B., & Gatley, I. 1988, *Ap. J.*, **324**, 501



TESIS CON
FALLA DE ORIGEN