

**UNIVERSIDAD AUTÓNOMA DE BAJA CALIFORNIA**

**FACULTAD DE CIENCIAS**



**ESTUDIO FÍSICO DE LAS NEBULOSAS PLANETARIAS**

**NGC 3242 Y NGC 3587**

TESIS PROFESIONAL

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE

**FÍSICO**

PRESENTA:

**MÓNICA WENDOLYN BLANCO CÁRDENAS**

ENSENADA, B. C.

MAYO DE 2006

**UNIVERSIDAD AUTÓNOMA DE BAJA CALIFORNIA**  
**FACULTAD DE CIENCIAS**

**ESTUDIO FÍSICO DE LAS NEBULOSAS PLANETARIAS**  
**NGC 3242 Y NGC 3587**

**TESIS PROFESIONAL**

QUE PRESENTA

**MÓNICA WENDOLYN BLANCO CÁRDENAS**

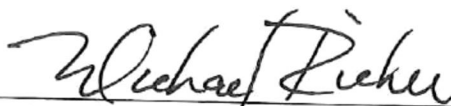
APROBADO POR:



**DR. ROBERTO VÁZQUEZ MEZA**  
Presidente del Jurado



**M.C. JOAQUÍN IGNACIO BOHIGAS BOSCH**  
Secretario



**DR. MICHAEL GERARD RICHER O'FARRELL**  
1er. Vocal

Ensenada, B. C.

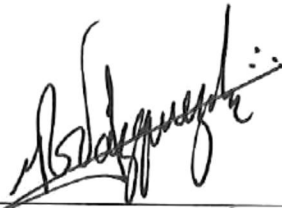
Mayo de 2006

**RESUMEN de la tesis que como requisito parcial para la obtención del título de Físico presenta Mónica Wendolyn Blanco Cárdenas, Ensenada Baja California, México, Mayo de 2006**

## **ESTUDIO FISICO DE LAS NEBULOSAS PLANETARIAS**

### **NGC 3242 Y NGC 3587**

Aprobado por:



**DR. ROBERTO VÁZQUEZ MEZA**  
Director de Tesis

Se ha realizado un estudio físico de las nebulosas planetarias NGC 3242 y NGC 3587. Esto se ha logrado mediante el uso de las técnicas observacionales de imagen directa y espectroscopía de alta y baja dispersión de rendija larga. Se han obtenido datos, de los cuales ha sido posible determinar la cinemática, así como las condiciones físicas y la naturaleza de la emisión por regiones de estos dos objetos. NGC 3587, es una nebulosa que consta de dos cascarones concéntricos, cuyo interior es el mayor punto de estudio, así como algunas estructuras sobresalientes que emiten primordialmente en líneas de baja excitación. NGC 3242 es una nebulosa elíptica, con estructuras tipo FLIER o ANSAE, que también tienen una notable emisión en líneas de baja excitación. Las estructuras antes mencionadas sugieren cierta relación con el fenómeno de flujos colimados a altas velocidades, por lo que en este trabajo, se trata de encontrar alguna relación con dicho fenómeno. Finalmente se explica de manera cuantitativa la morfología de ambas nebulosas, a partir de los resultados que se han obtenido y de algunos modelos que se encuentran en la literatura.

## AGRADECIMIENTOS

Siempre me he quejado de que muchas veces, el ser humano no sabe agradecer lo que tiene y lo que se le han dado... Una vez mas trataré de aprovechar este espacio para externar mi pensar y mi agradecimiento. Para empezar, citaré al gran Silvio Rodríguez (de Resumen de Noticias):

*“Agradezco la participación de todos los que colaboraron en esta  
melodía...”*

Esto debido a que sé que no me alcanzarán las hojas para nombrar a todos aquellos que han puesto una pieza más de este enredoso rompecabezas...

Comienzo por agradecerle a la **Universidad Autónoma de Baja California**, a la **Facultad de Ciencias** y a todos los que hacen posible la existencia de la Carrera de Física.

Agradezco todas las facilidades y recursos que me ha brindado el **Instituto de Astronomía de la Universidad Nacional Autónoma de México**, sede **Ensenada** y al **OAN-SPM**, ya que sin su apoyo, la tarea de realizar esta tesis se hubiera complicado bastante. Agradezco también a la **Dirección General de Asuntos del Personal Académico** (DGAPA, UNAM) por la beca que me fue otorgada para la realización de este trabajo dentro del proyecto PAPIT IN 111903-3.

Gracias también a las personas que adquirieron los datos que se han utilizado en esta tesis: **Dr. Roberto Vázquez**, **Dr. Sandra Ayala**, **M. C. Lorenzo Olguín**, **Fis. Tania López Chico**, **M. C. Saúl Zavala Ortiz**, **Fis. Georgina Benítez de la Mora** y el

**Dr. Luis Felipe Miranda.** De igual manera agradezco al **M. C. Joaquín Ignacio Bohigas Bosch** y al **Dr. Michael Gerard Richer O'Farrell** por haber aceptado formar parte del jurado de mi examen profesional y por los comentarios que le han hecho a mi trabajo.

Deseo externar mi profundo agradecimiento y admiración a **mis Padres**, por todo su apoyo, por su comprensión y por haberme enseñado a usar este par de alas sin temores, por haberme infundido las ganas de luchar siempre y de salir adelante.

A mi hermana **Elizabeth**, por todos aquellos momentos en los que estuviste allí, para mí, aun sin darte cuenta, ¡Gracias por todo! A mi hermano **José Luis**, que aun con todas las diferencias, supiste apoyarme (hasta por la jugada de la cámara, jaja)

A mi asesor de tesis, **Roberto**, ¡Por mostrarme que las nebulosas planetarias son los objetos mas bellos del universo! por todo lo que me enseñaste, no solo de este tema, sino, de otros tantos asuntos, gracias por tu apoyo tan grande y por motivarme siempre a aprender y a pensar, ¡Gracias por aguantarme!.

Gracias **Fermín**, por haberme mostrado el camino a ser yo misma, sabes que eres una de las personas que mas me conoce... Por todo lo que hemos compartido y por lo que me has enseñado, por estar a mi lado, por tu apoyo y por haber soportado mi amnesia, sabes a que me refiero ... *hoy de mi hacia ti* ...

A través de los años, he tenido la dicha de contar con personas que me han hecho sentir importante y querida, gracias a mis amigos (en orden alfabético): **Patricia Arreola, Mónica Johnson, Pamela Meza y Gerardo Silva**; por escucharme, por

apoyarme, ¡Por su amistad y por haberme motivado tanto a seguir con esto! **¡GRACIAS POR QUERERME TAL Y COMO SOY!**

*“Compañeros poetas, tomando en cuenta los últimos sucesos...”*, **Ramón, Burgos y Fermín** (otra vez): Gracias por ayudarme a sacar adelante esta carrera. También les agradezco esas tantas veces que platicamos de tantas cosas, ¡De ustedes también he aprendido bastante!

Gracias a todas esas personas, con los cuales me he divertido como enano y que han compartido conmigo momentos agradables (si no me hubiera vuelto más loca) y además, me han dado excelentes consejos: **Paco Beretta, Adriana, Ivonne, Carlos, Andrés, Álvaro** (¡Gracias a ti estudié física!) y **Claudia Fernández, Manuel López, Manuel Atienzo, Nahiely, Javier, Sergio, Clau, Pame, Hugo y Guille**. Algunos de ustedes han sido como relámpagos en mi vida, pero siguen aquí conmigo, haciéndome reír y dándome ánimos siempre.

Y gracias a todos los del grupo de **Planetosos (Paco, Yuridia, Yanet, Gyna, Sandra y Lorenzo)** por todo.

¿Ahora comprenden lo de la canción verdad?

Sinceramente:

*Mónica Blanco*

# Índice General

<b>Capítulo 1. Introducción.....</b>	<b>10</b>
1.1 Breve introducción y características de las Nebulosas Planetarias.....	10
1.2 Morfología de Nebulosas Planetarias.....	11
1.3. Modelos de formación de Nebulosas Planetarias.....	15
1.3.1 Modelo de vientos estelares interactuantes.....	15
1.3.2 Modelo de Barral y Cantó (1981).....	17
1.3.3 Modelo de Balick et al. (1987).....	18
1.3.4 Modelo de Cantó, Tenorio-Taggle y Rózczyka (1988).....	19
1.4 Antecedentes.....	20
<b>Capítulo 2. Marco Teórico.....</b>	<b>23</b>
2.1 Características principales de una NP.....	23
2.1.1 Luminosidad.....	23
2.1.2 El espectro de una NP.....	24

2.1.3 Clase de Excitación.....	25
2.1.4. Polvo interestelar y extinción.....	27
2.2 Condiciones físicas.....	28
2.2.1 Temperatura electrónica.....	28
2.2.2 Densidad electrónica.....	30
2.2.3 Naturaleza de la emisión.....	32
2.3 Cinemática.....	34
2.3.1 Efecto Doppler para obtener la cinemática de una NP.....	34
2.3.2 Expansión de una NP.....	36
2.3.3.Ondas de choque.....	37
<b>Capítulo 3. Observaciones.....</b>	<b>39</b>
3.1 Instrumentación.....	39
3.1.1 Telescopio de 2.1 m.....	39
3.1.2. <i>Manchester Échelle Spectrograph (MES)</i> .....	40
3.1.3 Espectrógrafo <i>Boller &amp; Chivens</i> .....	41
3.1.4 Telescopio 1.5 m (OAN-SPM).....	42
3.1.5 Telescopio 1.5 m (OSN-CSIC).....	43
3.2 NGC 3242.....	43
3.2.1 Imagen directa.....	43
3.2.2 Espectroscopía de alta dispersión.....	44
3.2.3 Espectroscopía de baja dispersión.....	45
3.3 NGC 3587.....	47

3.3.3 Imagen directa.....	47
3.3.2 Espectroscopía de alta dispersión.....	47
3.3.3 Espectroscopía de baja dispersión.....	48
<b>Capítulo 4. Resultados.....</b>	<b>51</b>
<b>4.1 NGC 3242.....</b>	<b>51</b>
<b>4.2 NGC 3587.....</b>	<b>59</b>
<b>Capítulo 5. Discusiones.....</b>	<b>66</b>
5.1 NGC 3242.....	66
5.1.1 Morfología y estructura cinemática.....	66
5.1.2 Clase de excitación y naturaleza de la emisión.....	69
5.1.3 Formación de NGC 3242.....	71
5.2 NGC 3587.....	75
5.2.1 Morfología y estructura cinemática.....	75
5.2.2 Clase de excitación y naturaleza de la emisión.....	76
5.2.3 Formación de NGC 3587.....	78
<b>Capítulo 6. Conclusiones.....</b>	<b>80</b>
6.1 NGC 3242.....	80
6.2 NGC 3587.....	81
<b>Bibliografía.....</b>	<b>83</b>

**Apéndices**

A Tablas de NGC 3242.....87

B Tablas de NGC 3587.....96

# Índice de figuras

1.1 NPs que ilustran las clases morfológicas.....	12
1.2 Diagrama del modelo de ISW.....	16
1.3 Diagrama del modelo de Barral y Cantó (1981).....	17
1.4 Diagrama del modelo de Balick et al. (1987).....	19
2.1 Espectro óptico de una NP.....	24
2.2 Representación gráfica de las clases de excitación.....	26
2.3 Diagrama de niveles de energía para los iones [O III] y [N II].....	29
2.4 Cociente de intensidades de [O III] como función de $T_e$ .....	30
2.5 Diagrama de niveles de energía para los iones [O II] y [S II].....	31
2.6 Variación de los cocientes de [O II] y [S II] en función de $N_e$ .....	32
2.7 Diagramas de diagnóstico propuestos por Sabaddin et al. (1977).....	33
2.8 Expansión de una NP.....	36
3.1 Telescopio de 2.1 m.....	40
3.2 <i>Manchester Echelle Spectrograph</i> .....	41
3.3 Espectrógrafo <i>Boller &amp; Chivens</i> .....	42

3.4 Espectro de alta dispersión de NGC 3242.....	44
3.5 Espectro de baja dispersión de NGC 3242.....	45
3.6 Corte de un espectro de baja dispersión de NGC 3242.....	46
3.7 Espectro de alta dispersión de NGC 3587.....	48
3.8 Espectro de baja dispersión de NGC 3587.....	49
3.9 Corte de un espectro de baja dispersión de NGC 3587.....	50
4.1 Imágenes de NGC 3242 con distintos filtros.....	52
4.2 Imagen profunda de NGC 3242 con el filtro [O III].....	53
4.3 Posiciones de rendija y regiones de NGC 3242 analizadas con Espectroscopía de alta y baja dispersión.....	54
4.4 Diagramas P-V de NGC 3242 con los perfiles de [N II].....	55
4.5 Diagramas P-V de NGC 3242 con los perfiles de H $\alpha$ .....	56
4.6 Imágenes de NGC 3587 con distintos filtros.....	59
4.7 Posiciones de rendijay regiones de NGC 3587 analizadas con espectroscopia de alta y baja dispersión.....	60
4.8 Diagramas P-V de la posición A de NGC 3587.....	61
4.9 Diagramas P-V de la posición B de NGC 3587.....	62
4.10 Diagramas P-V de NGC 3587 con la línea [N II].....	63
4.11 Diagramas P-V de NGC 3587 con la línea H $\alpha$ .....	64
5.1 Imagen RGB de NGC 3242 y en escala de grises.....	67
5.2 Diagramas de diagnóstico de NGC 3242.....	70
5.3 Representación de la morfología de NGC 3242.....	73
5.4 Diagramas de diagnóstico de NGC 3587.....	77

## Índice de tablas

2.i	Clase de excitación p en base a los cocientes de líneas.....	26
A.i	Flujos observados, $T_e$ , $N_e$ , $\log F(H\beta)$ de la posición 1.....	87
A.ii	Flujos observados, $T_e$ , $N_e$ , $\log F(H\beta)$ de la posición 2.....	88
A.iii	Flujos desenojados, $T_e$ , $N_e$ , $\log F(H\beta)$ , $\log I(H\beta)$ y $C(H\beta)$ de la posición 3.....	89
A.iv	Flujos observados y desenojados, $T_e$ , $N_e$ , $\log F(H\beta)$ , $\log I(H\beta)$ y $C(H\beta)$ de la posición 4.....	90
A.v	Flujos observados de la posición 5.....	91
A.vi.	Flujos desenojados, $T_e$ , $N_e$ , $\log F(H\beta)$ , $\log I(H\beta)$ y $C(H\beta)$ de la posición 5.....	91
A.vi	Flujos observados de la posición 6.....	92
A.vii	Flujos desenojados, $T_e$ , $N_e$ , $\log F(H\beta)$ , $\log I(H\beta)$ y $C(H\beta)$ de la posición 6.....	92
A.viii	Flujos observados de la posición 7.....	93

A.ix	Flujos desentrañados, $T_e$ , $N_e$ , $\log F(H\beta)$ , $\log I(H\beta)$ y $C(H\beta)$ de la posición 7.....	93
A.x	Flujos observados y desentrañados, $T_e$ , $N_e$ , $\log F(H\beta)$ , $\log I(H\beta)$ y $C(H\beta)$ de la de la posición 8.....	94
A.xi	Flujos observados y desentrañados, $T_e$ , $N_e$ , $\log F(H\beta)$ , $\log I(H\beta)$ y $C(H\beta)$ de la posición 9.....	95
B.i	Flujos observados, $T_e$ , $N_e$ , $\log F(H\beta)$ , $\log I(H\beta)$ y $C(H\beta)$ de la posición A.....	96
B.ii	Flujos observados de la posición B.....	97
B.iii	Flujos desentrañados, $T_e$ , $N_e$ , $\log F(H\beta)$ , $\log I(H\beta)$ y $C(H\beta)$ de la posición B.....	97
B.iv	Flujos observados de la posición C.....	98
B.v	Flujos desentrañados, $T_e$ , $N_e$ , $\log F(H\beta)$ , $\log I(H\beta)$ y $C(H\beta)$ de la posición C.....	98
B.vi	Flujos observados de la posición D.....	99
B.vii	Flujos desentrañados, $T_e$ , $N_e$ , $\log F(H\beta)$ , $\log I(H\beta)$ y $C(H\beta)$ de la posición D.....	99
B.viii	Flujos observados de la posición E.....	100
B.ix	Flujos desentrañados, $T_e$ , $N_e$ , $\log F(H\beta)$ , $\log I(H\beta)$ y $C(H\beta)$ de la posición E.....	100
B.x	Flujos observados de la posición F.....	101
B.xi	Flujos desentrañados, $T_e$ , $N_e$ , $\log F(H\beta)$ , $\log I(H\beta)$ y $C(H\beta)$ de la	

posición F.....	101
B.xii Flujos observados, $T_e$ , $N_e$ , $\log F(H\beta)$ , $\log I(H\beta)$ y $C(H\beta)$ de la posición G.....	102

# Capítulo 1

## Introducción

### 1.1 Breve historia y características de las Nebulosas Planetarias

La primera Nebulosa Planetaria fue observada por Charles Messier en 1764. El nombre de Nebulosa Planetaria fue dado por William Herschel debido a su apariencia de disco verdoso, a semejanza de los planetas lejanos de nuestro sistema solar.

En 1887, por su apariencia difusa, las Nebulosas Planetarias fueron catalogadas, junto con galaxias y cúmulos estelares, dentro del *New General Catalog of Clusters and Nebulae* (NGC).

Las Nebulosas Planetarias (referidas en adelante como NPs) son sistemas que corresponden a una de las etapas finales en la evolución estelar. Están constituidas por una estrella central caliente ( $30,000 < T < 300,000$  K), cuya masa original estaba en el rango  $0.8 < M/M_{\odot} < 8$ , y una envoltura de gas ionizado.

La identificación de una NP está basada en su morfología (que se determina por las características de su envoltura) y en su espectro. En el espectro óptico de una NP se observan líneas de emisión producidas por la recombinación del hidrógeno ( $H\alpha$ ,  $H\beta$ , etc.), así como líneas prohibidas de alta excitación ( $[O III]$ ,  $[Ar IV]$ , etc.), líneas de baja excitación ( $[N II]$ ,  $[S II]$ , etc).

## 1.2 Morfología de Nebulosas Planetarias

La determinación de la morfología en las NPs es de suma importancia debido a que está ligada a los procesos de formación de estos objetos. En la actualidad, no se entiende del todo el mecanismo de pérdida de masa de sus estrellas progenitoras y por lo tanto, la formación de las morfologías que observamos. Existen distintas clasificaciones morfológicas para NPs. En la presente tesis se consideran los siguientes tipos de morfologías:

➤ **Redondas.**

Las nebulosas planetarias redondas son isotrópicamente simétricas. El prototipo de esta clase de nebulosas es IC 3568 (ver figura 1.1)

➤ **Elípticas.**

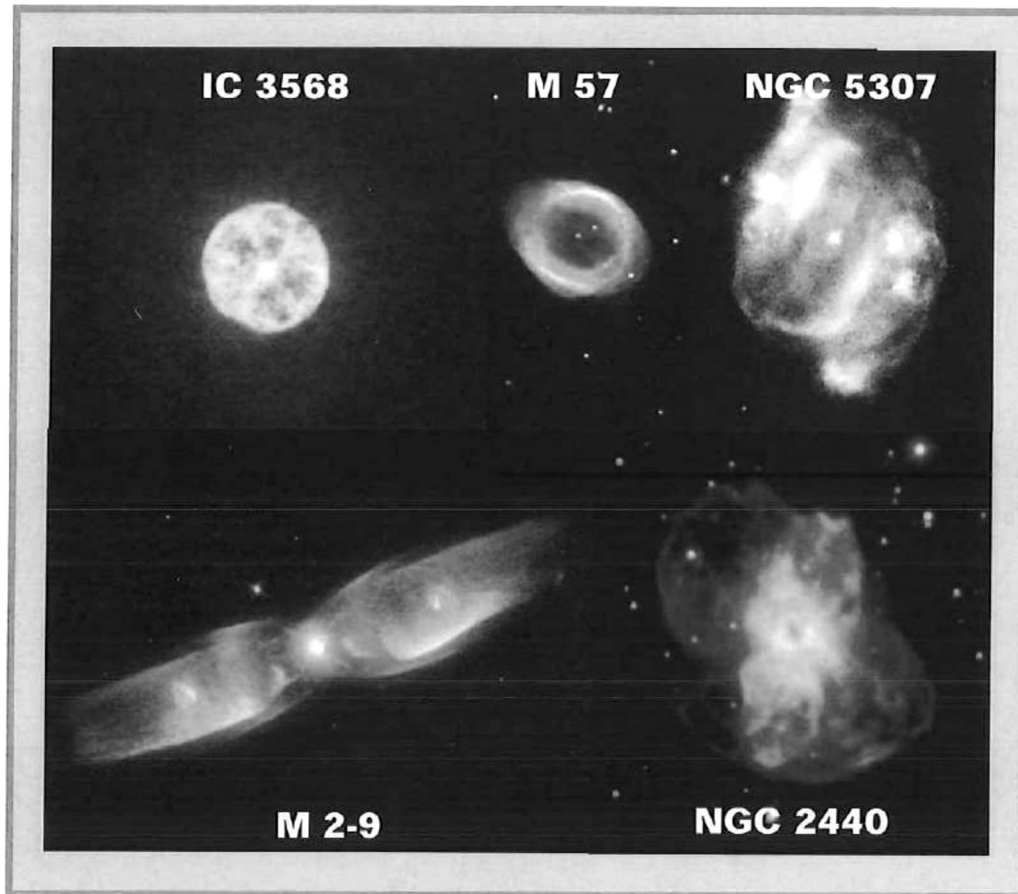
Presentan dos ejes de simetría. Un claro ejemplo de NP elíptica es M57 (ver figura 1.1).

➤ **Bipolares.**

Estas nebulosas poseen dos ejes de simetría y son estrechas en la zona central, a partir de la cual se originan dos lóbulos simétricos. Una NP con morfología bipolar es M 2-9 (Fig. 1.1).

➤ **Irregulares.**

Recientemente se han encontrado nuevas morfologías en nebulosas planetarias, por lo que tenemos otras subclases morfológicas (multipolares, con simetría puntual) entre otras.



**Figura 1.1:** Mosaico que ilustra algunas de las principales morfologías de Nebulosas Planetarias. Imágenes tomadas de <http://osite.stsci.edu/pubinfo/PR/97/pn/photo-gallery.html>.

Las NPs multipolares (Manchado et al. 1996) presentan, en general, dos pares de lóbulos, orientados en diferentes direcciones (e.g. NGC 2440, Fig. 1.1), mientras que las NPs con simetría puntual (Stanghellini, Corradi y Schwarz 1993; Guerrero, Vázquez y López, 1999) no poseen simetría respecto a ningún eje, sino que las condensaciones

aparecen reflejadas con respecto al centro del objeto, (e.g. NGC 5307, Fig. 1.1).

Otro aspecto importante a considerar es que en una nebulosa bipolar, la masa de la estrella progenitora es mayor de  $1.5 M_{\odot}$ , mientras que para nebulosas elípticas y redondas, la masa de la estrella es menor a  $1.1 M_{\odot}$  (Zuckerman y Aller 1986; Corradi y Schwarz, 1995). En cuanto a la relación que existe entre la masa de la estrella progenitora y la morfología de la NP, Peimbert (1978) ha propuesto que se pueden clasificar de la siguiente manera: tipo I (NPs ricas en He-N, generalmente muestran filamentos y estructuras bipolares,  $2.4 < M_{\odot} < 8$ ), tipo II (población intermedia, se encuentran sobre el plano galáctico a  $\approx 150$  pc,  $1.2 < M_{\odot} < 2.4$ ), tipo III (NPs de alta velocidad,  $\Delta v_{pr} \geq 60 \text{ km s}^{-1}$ ,  $1 < M_{\odot} < 1.2$ ) y las tipo IV (de halo,  $0.8 < M_{\odot} < 1.0$ ).

Dentro de estas clases morfológicas, existe el fenómeno de los flujos colimados, que actualmente son considerados estructuras típicas en una NP, aunque aún no es posible explicar del todo que en una de las etapas finales de la evolución estelar pueda existir un agente que colime tales eyecciones.

Los flujos colimados son de diferentes tipos, ya que se cree que existen distintos procesos que producen la colimación del material que es eyectado a una velocidad supersónica, entre los cuales están la presencia de núcleos binarios, campos magnéticos, discos de acrecimiento, etc. Entre estas se han clasificado los siguientes:

- **Bipolaridad:** Una hipótesis de la formación de flujos bipolares sugiere que estos aparecen a partir de la primera eyección del material, que se da en forma de disco o toroide. Esto propicia un gradiente de densidad que colima el flujo, originalmente isotrópico, de un segundo viento (el viento rápido) hacia los polos (Barral & Cantó, 1981; Balick et al, 1987).

- ***FLIERS (Fast Low-Ionization Emission Regions) o ANSAE:*** Este tipo de flujos colimados son pares de condensaciones en los que la emisión de las líneas de baja excitación [N II]  $\lambda(6548 + 6583)$  y [S II]  $\lambda(6717 + 6731)$  es muy prominente (Gonçalves et al. 2004), en comparación con el resto de la nebulosa. Los *FLIERS* se mueven a velocidades supersónicas, aproximadamente cinco veces el número de Mach (Balick, Preston, Icke. 1987; Balick et al. 1998) y están alineadas con la estrella central. Este tipo de microestructuras se han detectado en nebulosas elípticas.
- ***Chorros o Jets:*** Al igual que los *FLIERS*, los *Jets* se encuentran por lo general alineados con la estrella central y poseen diferentes morfologías, las velocidades de estos flujos tienen un amplio intervalo de valores. También se caracterizan por la emisión intensa de líneas espectrales de baja excitación (Gonçalves et al. 2001).
- ***BRETs (Bipolar Rotating Episodic JeT):*** Se han encontrado microestructuras muy brillantes que presentan evidencias de ser flujos colimados con altas velocidades y con simetría bipolar, es decir, que son eyectados con la misma velocidad pero en sentidos opuestos. Presentan una localización espacial y cinemática como sucesos episódicos y con cierta rotación o precesión del eje de eyección entre cada evento. (López, Vázquez, Rodríguez, 1995; Vázquez 1999).
- ***Simetría Puntual:*** Este tipo de microestructuras se encuentran localizadas equidistantemente y en sentidos opuestos respecto a la estrella central. En un principio se pensaba que era una nueva clase de morfología (Stanghellini, Corradi, Schwarz, 1993), pero se ha comprobado mediante estudios cinemáticos,

la existencia de microestructuras con simetría puntual en al menos cuatro NPs, que poseen diferentes clases morfológicas (Guerrero, Vázquez, López, 1999). Una de las hipótesis acerca de la formación de NPs con simetría puntual, es que se origina debido a un flujo colimado del tipo BRET (Vázquez, 1999).

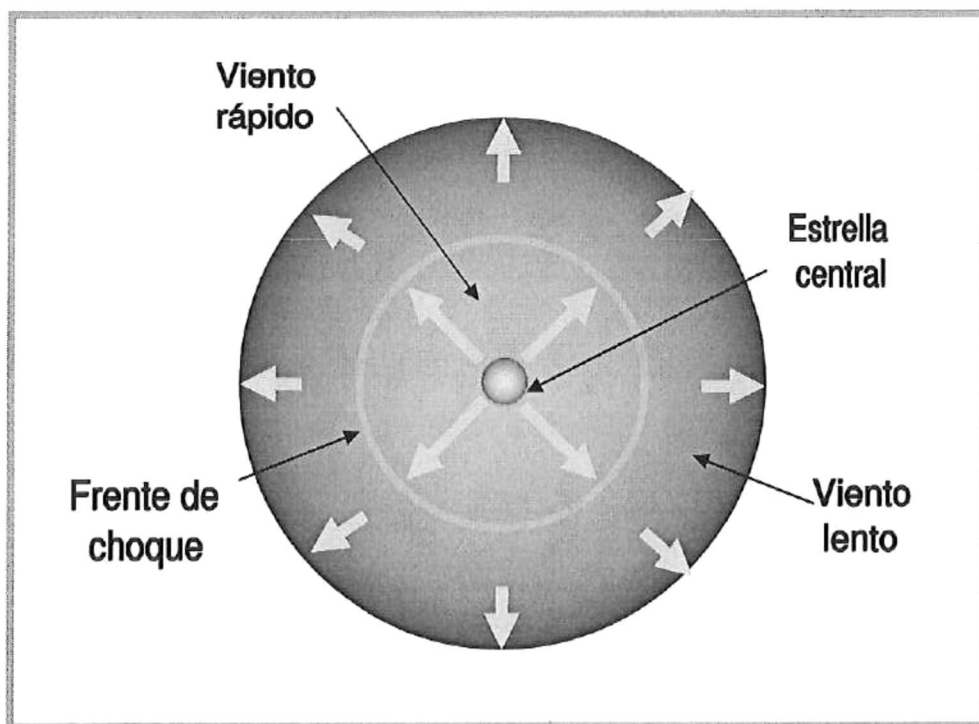
### 1.3 Modelos de Formación de Nebulosas Planetarias

Existen distintos modelos que pretenden explicar la formación de nebulosas planetarias, estos van desde la formación de una NP esférica, hasta las más complejas morfologías, las cuales presentan microestructuras y flujos colimados. A continuación, se mencionan algunos de estos modelos, los cuales predicen las morfologías de nuestros objetos de estudio.

#### 1.3.1 Modelo de vientos estelares interactuantes

En 1978, Kwok, Purton y Fitzgerald propusieron un modelo para explicar la formación de NPs cuya morfología fuera esférica basado en la interacción de los vientos estelares (*Interacting Stellar Winds, ISW*) que se muestra en la figura 1.2. Este modelo considera que la estrella progenitora de la NP, en su etapa conocida como **AGB** (Rama Asintótica de las Gigantes, AGB por sus siglas en inglés: *Asymptotic Giant Branch*), experimenta una pérdida de masa mediante el viento estelar que es muy denso ( $dM/dt \cong 10^{-4} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ) y lento ( $v \cong 10 \text{ km s}^{-1}$ ) hasta que el núcleo estelar queda al descubierto. En esta etapa, el núcleo de la estrella, con temperaturas muy altas, emite fotones de alta energía (ultravioleta, rayos X) que promueven la aparición de un viento rápido ( $v \cong 2000$

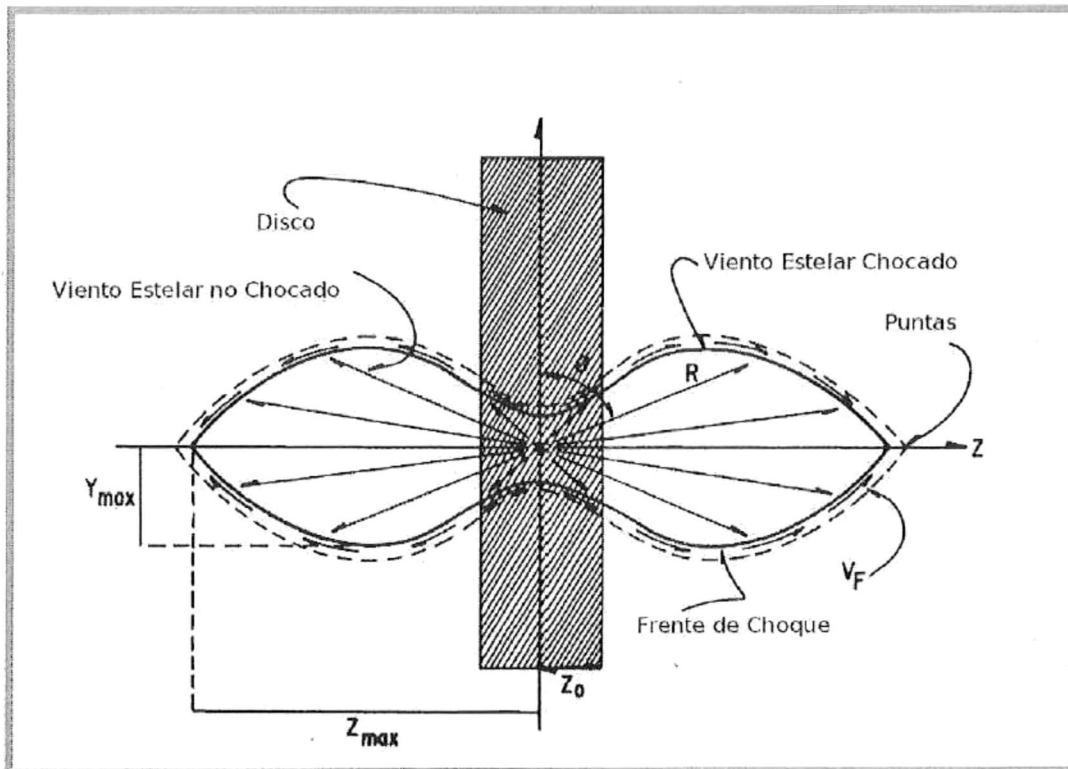
$\text{km s}^{-1}$ ) y menos denso ( $dM/dt \cong 10^{-8} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ). El cascarón de la NP se expande a velocidades de  $\cong 30 \text{ km s}^{-1}$  a través de un frente de choque que se produce cuando el viento rápido alcanza al viento lento. La radiación UV, proveniente del núcleo, ioniza al material y al recombinarse, reemite esa energía con fotones de menor frecuencia. La emisión en el óptico de una NP es producida por el proceso fotoionización-recombinación del gas de la envoltura. Existe un equilibrio de ionización, en el cual, cada punto de la NP tiene un balance entre la tasa de fotoionización y la tasa de recombinación electrónica.



**Figura 1.2:** Diagrama del modelo de vientos estelares interactuantes

### 1.3.2 Modelo de Barral y Cantó (1981)

La morfología bipolar de una nebulosa planetaria es explicada a partir de efectos hidrodinámicos en este modelo. Si tenemos una distribución homogénea de material alrededor de la estrella progenitora de la NP perdiendo masa isotrópicamente, entonces el resultado de la interacción entre el viento de la estrella y dicho material será una esfera. En el caso en el que el material se encuentra distribuido a lo largo de un disco denso, se producen muchas de las estructuras que se observan en NPs (Elliot y Meaburn, 1977; Calvet & Cohen, 1978).



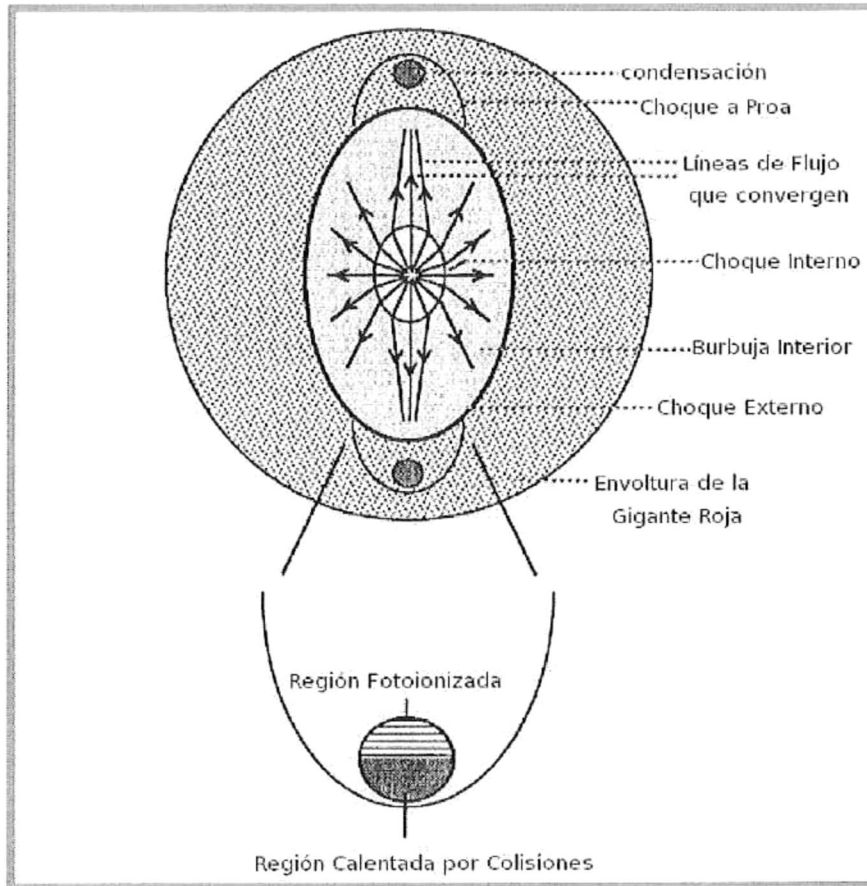
**Figura 1.3:** Diagrama del modelo de Barral y Cantó (Adaptado de Barral y Cantó, 1981).

Si se tiene una distribución de la presión del gas y polvo con forma de disco plano alrededor de la estrella, el viento estelar será enfocado en dirección perpendicular al disco isotérmico, denso y que debido a la gravedad ejercida por el mismo, se encuentra en equilibrio hidrostático. La configuración en un estado estable será entonces un par de cavidades ovoides, acotadas por un choque del viento y simétricas respecto al plano del disco, como se muestra en la figura 1.3. Como el choque producido es oblicuo, entonces el viento es refractado a través del mismo, deslizándose por las paredes de las cavidades hacia las regiones menos densas exteriores, reteniendo una gran parte del ímpetu y la energía cinética (Cantó 1980; Cantó & Rodríguez 1980).

### **1.3.3 Modelo de Balick et al. (1987)**

Este modelo considera efectos hidrodinámicos para explicar la colimación del flujo que da origen a las estructuras denominadas *ANSAE*.

Este modelo parte de la existencia de un gradiente de densidad muy pronunciado que aumenta hacia el ecuador de la envoltura de la gigante roja (*Red Giant Envelope*, RGE), Este gradiente causa la formación de un frente de choque elipsoidal, que se expande a una velocidad de aproximadamente  $20 \text{ km s}^{-1}$ . El viento rápido proveniente de la estrella central se colima a través del eje mayor del elipsoide, dado que es donde la densidad es menor, hasta formar unas condensaciones brillantes en los bordes, las cuales se mueven a velocidades del orden de  $60 \text{ km s}^{-1}$ . Alineadas con las condensaciones se encuentran un par de estructuras del tipo choque a proa que se producen por el choque de las condensaciones con la envoltura de la gigante roja.



**Figura 1.4:** Diagrama del Modelo (Adaptado de Balick et al. 1987)

### 1.3.4 Modelo de Cantó, Tenorio-Tagle y Różyczka (1988)

El modelo sugerido por Cantó, Tenorio-Tagle y Różyczka (1988) es muy similar al propuesto por Balick et al. (1987), pues considera que los flujos son colimados de manera hidrodinámica. Sin embargo, en este modelo no se considera la formación de los “choques a proa”.

Básicamente, el modelo parte de que, en un estado estable, la interacción del viento estelar con un medio no uniforme produce la formación de una cavidad ovoide con unos pares de condensaciones muy prominentes. Esto es debido a un gradiente de

densidad o de presión, que hace que el viento estelar experimente una colimación hidrodinámica hacia el eje de simetría, a través de las regiones de menor densidad, formando así un chorro del viento estelar que se mueve alejándose de la estrella central a velocidades muy altas. Según este modelo, al colimar el flujo del viento estelar, una gran fracción del momento y de la energía cinética del mismo se deposita en las puntas de la burbuja. Es por ello que se espera que las microestructuras tengan una fracción significativa de la energía cinética y el momento del viento que los forma. Este modelo predice la formación de microestructuras tipo *ANSAE* o *FLIERS* por medio de la convergencia de flujos cónicos supersónicos.

#### **1.4 Antecedentes**

La naturaleza de las microestructuras en NPs no está del todo entendida debido, entre otras cosas, a la ausencia de información detallada y sistemática sobre estos objetos. En esta tesis se estudiarán dos casos de NPs que presentan microestructuras:

- NGC 3242, “*The Ghost of Jupiter*”
- NGC 3587, “*The Owl Nebula*”

Balick, Preston e Icke (1987), mediante observaciones realizadas con un espectrógrafo *échelle* de dispersión cruzada y un detector CCD en el telescopio Mayall de 4 m (Kitt Peak National Observatory), presentaron estudios cinemáticos de ocho nebulosas planetarias, entre ellas NGC 3242, y aplicaron el modelo mencionado en la sección 1.3.3, que explica la formación de la subclase morfológica que presenta condensaciones tipo *FLIER* o *ANSAE*.

También se han realizado estudios sobre las condensaciones tipo *FLIER* de NGC 3242 y otras NPs (Balick et al. 1998). En este estudio se elaboraron diagramas de intensidad de imágenes CCD profundas de alta resolución, con esto, fue posible hacer una estimación de la velocidad a la que se mueven los *FLIERs*, que es de al menos  $50 \text{ km s}^{-1}$ . Las imágenes fueron tomadas con la *Wide Field Planetary Camera 2* (WFPC2) del Telescopio Espacial Hubble.

Además, la cinemática de NGC 3242 fue estudiada previamente por Meaburn, López y Noriega-Crespo (2000). En este trabajo se obtuvieron las velocidades de expansión del cascarón interior, así como de los halos de esta NP utilizando espectros de alta dispersión de las líneas [N II] y [O III]. Los datos de alta se obtuvieron con el *Manchester Échelle Spectrograph* en el telescopio de 2.1 m. del Observatorio Astronómico Nacional en la sierra de San Pedro Mártir, B.C.

En el caso de NGC 3587, Sabaddin, Bianchini, Ortolani y Strafella (1985), Estudiaron la estructura morfológica y cinemática de dicha NP. Reportan velocidades de  $40 \text{ km s}^{-1}$  con los perfiles de [N II],  $30 \text{ km s}^{-1}$  para los de H $\alpha$ . Utilizaron un espectrógrafo *échelle* de rendija larga en el telescopio *Cassegrain* de 182 cm del Observatorio Astrofísico de Asiago en Italia.

Posteriormente, Zhang y Kwok (1998), usaron un modelo de cascaron elipsoidal. Dicho modelo reprodujo imágenes sin efectos de proyección de 110 NPs, entre las cuales esta NGC 3587. En este trabajo, se presenta a NGC 3587 como una nebulosa elíptica con un interior bipolar.

Recientemente Guerrero, Chu, Manchado y Kwitter (2003) obtuvieron espectros de alta dispersión y analizaron la estructura física de los cascarones de NGC 3587, a los

cuales se les aplicaron algunos modelos hidrodinámicos para explicar la morfología de este objeto. Las observaciones se realizaron con el *Utrecht Echelle Spectrograph (UES)* en el Telescopio de 4.2m William Herschel del Observatorio del Roque de los Muchachos (Canarias).

La hipótesis de trabajo de la presente tesis, es que las microestructuras son condensaciones producidas por chorros (*Jets*) de gas con movimiento supersónico, que radían preferentemente en líneas de baja excitación debido a que su emisión proviene del enfriamiento del gas chocado. Este proceso se asumirá inmerso en una envoltura de gas fotoionizado.

## **Capítulo 2**

### **Marco teórico**

#### **2.1 Características principales de una NP**

Una nebulosa planetaria posee ciertas propiedades que la caracterizan, a continuación se describen algunos de estos aspectos.

##### **2.1.1 Luminosidad**

La luminosidad de una NP está dada en función de la radiación emitida por su estrella central. Esto es debido a que los fotones ultravioleta que emite la estrella, son absorbidos por el gas que la rodea y reemitidos en el visible, por lo que una parte de la energía es transferida a la envoltura que rodea al núcleo.



líneas de nitrógeno se encuentran muy cerca de la línea  $H\alpha$ , por lo que para poder resolverlas, es necesario utilizar espectrógrafos. Existe también un análogo de la línea  $[O III] \lambda 4363$  para el nitrógeno ionizado, se trata de la línea  $[N II] \lambda 5755$ . La relación entre estas líneas también es un indicador de la temperatura electrónica.

También se observan las líneas de emisión de helio neutro  $He I \lambda 5876$  y  $He I \lambda 4471$ , la línea de helio ionizado  $He II \lambda 4686$ , es muy intensa en los espectros de nebulosas de alta excitación y su emisión es muy débil o nula en las NPs cuya clase de excitación es baja.

Las primeras cuatro líneas de la serie de Balmer  $H\alpha$  ( $\lambda 6563$ ),  $H\beta$  ( $\lambda 4861$ ),  $H\gamma$  ( $\lambda 4340$ ) y  $H\delta$  ( $\lambda 4101$ ) son relativamente intensas y fáciles de medir debido a que están presentes en todos los espectros de NPs, independientemente de su clase de excitación y son utilizadas para desenrojecer los espectros.

En los espectros nebulares se pueden llegar a observar otras líneas de emisión además de las mencionadas anteriormente, producidas también por transiciones prohibidas de los iones de neón, argón, azufre, hierro, cloro, silicio, calcio, potasio etc.

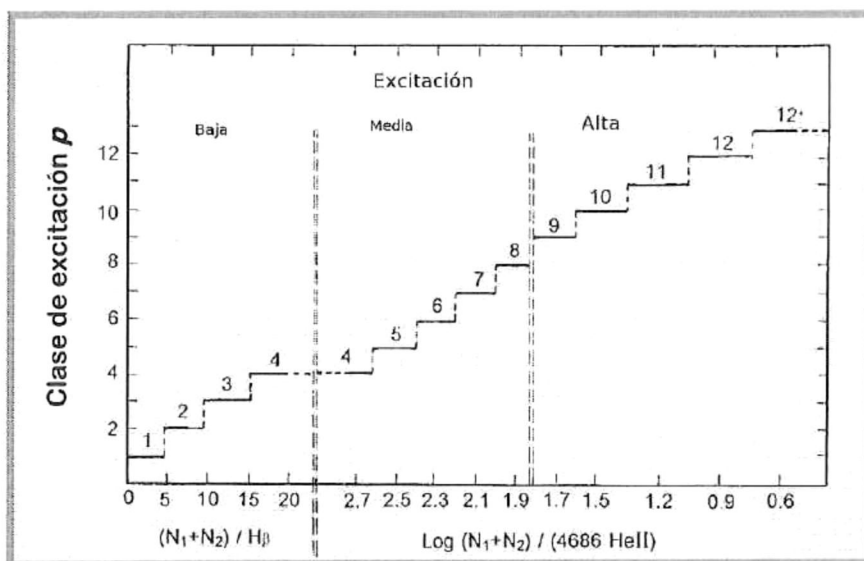
### **2.1.3 Clase de excitación**

A partir de los flujos de las líneas de emisión podemos determinar la clase de excitación de una nebulosa planetaria, que puede ser de baja, media o alta excitación (figura 2.2, tabla 2.i) y está determinada principalmente por la temperatura de la estrella central. Una manera de hacer un diagnóstico de la clase de excitación, es utilizando la línea de emisión  $He II \lambda 4686$  (Ec. 2.1, tabla 2.i). Para un espectro en el que no se haya

podido medir el flujo de esta línea (como en el caso de una nebulosa de baja excitación), se realiza el cociente con la línea H $\beta$  (Ec. 2.2, tabla 2.i).  $N_1$  y  $N_2$  corresponden a las líneas de [O III]  $\lambda(4959 + 5007)$ .

**Tabla 2.i:** Clase de excitación  $p$  en base a los cocientes de líneas.

Clase de excitación	$p$	$\frac{\log(N_1 + N_2)}{4686 \text{ He II}}$ (Ec. 2.1)	$\frac{(N_1 + N_2)}{\text{H}\beta}$ (Ec. 2.2)
Baja	1, 2, 3, 4	-	1-5, 6-10, 10-15, 15-20
Media	4, 5, 6, 7, 8	2.7, 2.5, 2.3, 2.1, 1.9	-
Alta	9, 10, 11, 12, 12 <sup>+</sup>	1.7, 1.5, 1.2, 0.9, 0.6	-



**Figura 2.2:** Representación gráfica de las clases de excitación  $p$  de una nebulosa planetaria (adaptada de Gurzadyan, 1997).

### 2.1.4 Polvo interestelar y extinción

El polvo interestelar constituye una componente importante en la galaxia. La extinción que experimenta la radiación proveniente del espacio es debida al polvo que se encuentra en el medio interestelar. Esta extinción de la radiación afecta mayormente a las longitudes de onda del intervalo del visible y tiene un efecto bastante considerable en el UV, mientras que, en el IR lejano, el polvo vuelve a radiar la energía que absorbe. Como la extinción varía según la longitud de onda, cada parte del espectro utiliza su propia ley de extinción, para el caso del óptico se utilizan las leyes de Savage y Mathis (1979) y de Seaton (1979) entre otros.

Para el caso de espectroscopía de las líneas de emisión, la extinción se calcula a partir de los flujos observados de la línea de emisión H $\beta$ , ( $F_{H\beta}$ ) y de la línea H $\alpha$  ( $F_{H\alpha}$ ), que están relacionadas mediante el coeficiente de extinción  $C_{H\beta}$ . Debido al efecto de esta extinción sobre el flujo de las líneas de emisión, se aplica la corrección de la ecuación 2.3, que depende del  $C_{H\beta}$  y de  $f_\lambda$  (ley de extinción de Savage y Mathis),  $I_\lambda$  es el flujo “desenrojado” de la línea de emisión. En la presente tesis, esta corrección es realizada mediante el programa ALIEN versión 1.0 (Analizador Integral de Espectros Nebulares, Cook & Vazquez, 2002).

$$\frac{I_\lambda}{I_{H\beta}} = \frac{F_\lambda}{F_{H\beta}} 10^{f_\lambda C_{H\beta}} \quad \text{Ec. 2.3}$$

## 2.2 Condiciones Físicas

Por medio del análisis de las líneas de emisión de la NP es posible determinar propiedades físicas tales como temperatura y densidad electrónica del plasma así como las distintas proporciones de elementos químicos relativos al hidrógeno.

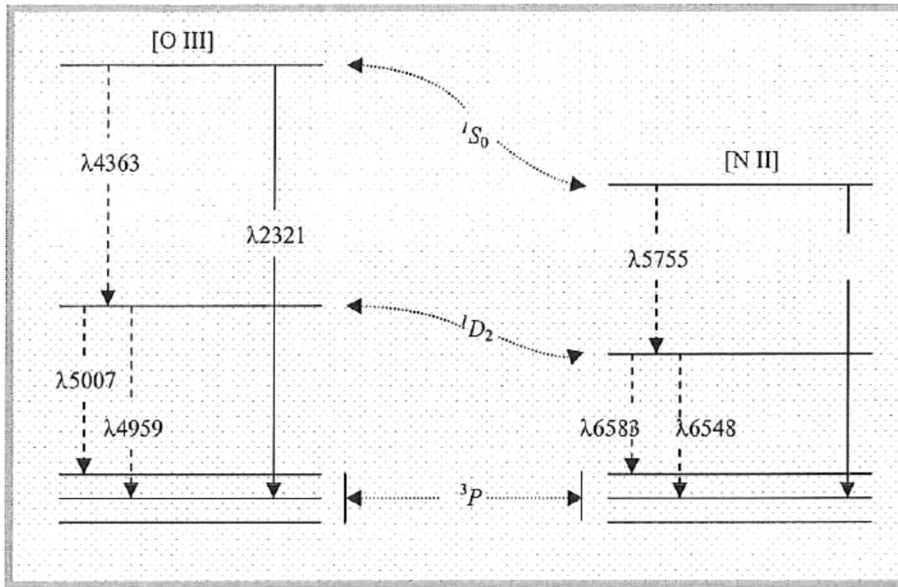
### 2.2.1 Temperatura electrónica

Los iones [O III] y [N II] poseen estructuras de niveles de energía que emiten líneas a partir de dos niveles superiores con considerables diferencias de energías de excitación. En el caso del [O III], las líneas  $\lambda 4959$  y  $\lambda 5007$  por un lado, y  $\lambda 4363$  por otro, provienen de niveles cuyas energías de excitación son muy diferentes, por lo que el cociente  $[I(\lambda 5007)+I(\lambda 4959)]/I(\lambda 4363)$  depende fuertemente de la temperatura electrónica (figura 2.3).

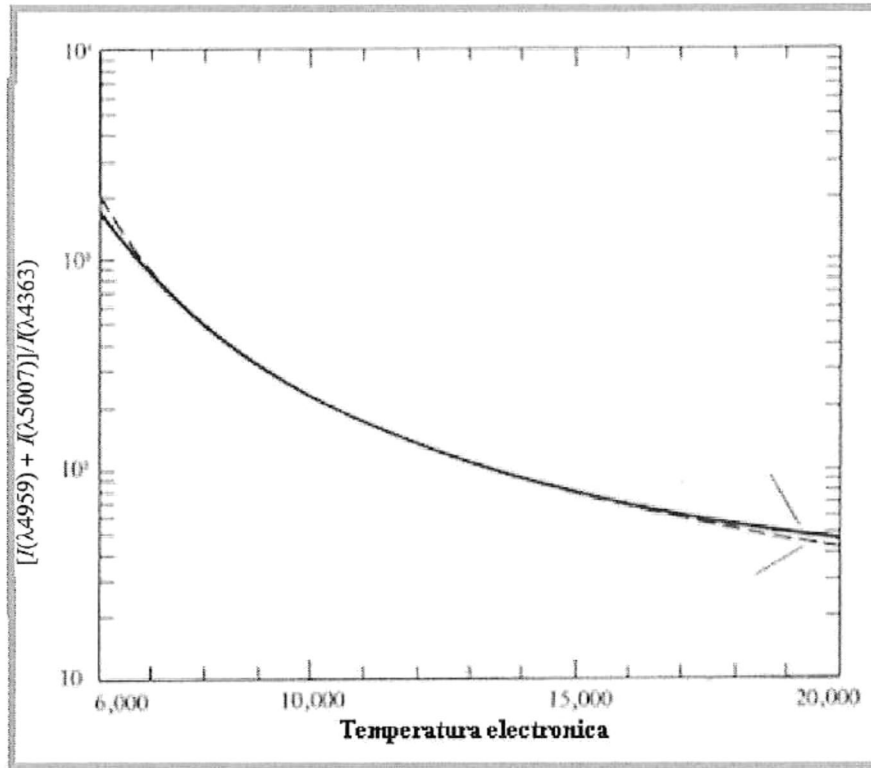
En el límite de baja densidad, una aproximación analítica para el cociente de intensidades de estas transiciones (figura 2.4) está dada por la ecuación 2.4 (Osterbrock, 1989). En esta ecuación  $I(\lambda 4959)$  es el flujo de energía en esa transición, análogamente para  $I(\lambda 5007)$  y  $I(\lambda 4363)$ .  $T_e$  es la temperatura electrónica en K y  $N_e$  es la densidad de electrones en  $\text{cm}^{-3}$ . Para el caso de [N II] el diagnóstico de  $T_e$  se obtiene mediante la ecuación 2.5.

$$\frac{I(\lambda 4959)+I(\lambda 5007)}{I(\lambda 4363)} = \frac{8.32 \exp\left(\frac{3.29 \times 10^4}{T_e}\right)}{1 + 4.5 \times 10^4 \frac{N_e}{T_e^{1/2}}} \quad \text{Ec. 2.4}$$

$$\frac{I(\lambda 6548) + I(\lambda 6584)}{I(\lambda 5755)} = \frac{7.53 \exp\left(\frac{2.50 \times 10^4}{T_e}\right)}{1 + 2.7 \times 10^{-3} \frac{N_e}{T_e^{1/2}}} \quad \text{Ec. 2.5}$$



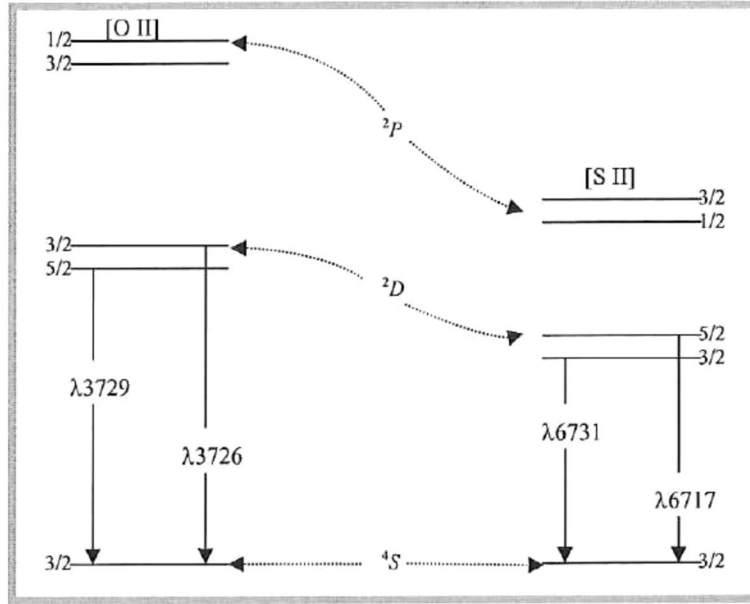
**Figura 2.3:** Diagrama de niveles de energía para los iones [O III] y [N II]. Las líneas de emisión en el óptico están indicadas por las líneas punteadas mientras que las líneas sólidas indican la emisión en el infrarrojo y en el UV.



**Figura 2.4:** Cociente de intensidades de [O III] como función de la temperatura en el límite de baja densidad. La línea punteada es una aproximación obtenida con la ecuación 2.5.

### 2.2.2 Densidad electrónica

Esta propiedad física se determina comparando las intensidades de dos líneas del mismo ion emitidas por diferentes niveles con energías de excitación similares. Entonces, las tasas relativas de excitación de los dos niveles sólo dependen de parámetros atómicos. Si los dos niveles tienen diferentes probabilidades de transición radiativa o diferentes tasas de desexcitación colisional, entonces, las intensidades relativas de los dos niveles dependerán de la densidad y esto se verá reflejado en el cociente de intensidades de las líneas. Tal es el caso de las líneas de [O II]  $\lambda 3729$  y  $\lambda 3726$ , así como las líneas de azufre [S II]  $\lambda 6716$  y  $\lambda 6731$  (figura 2.5).



**Figura 2.5.** Diagrama de niveles de energía para los iones [O II] y [S II].

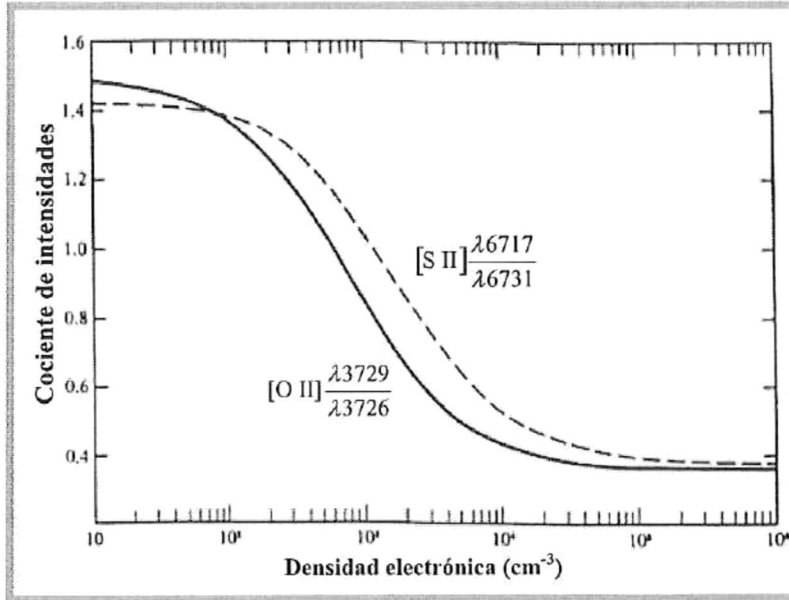
Una aproximación analítica (Osterbroock, 1989) para el cálculo de la densidad electrónica utilizando las líneas de [O II]  $\lambda 3729$  y  $\lambda 3726$  es la que aparece en la ecuación 2.6. Análogamente para [S II], el cociente de intensidades (figura 2.6) puede expresarse según la Ec. 2.7. Para el [O II], en el límite de baja densidad  $N_e \rightarrow 0$ , cada excitación colisional es seguida por la emisión de un fotón y el cociente de intensidades aparece en la ecuación 2.8. En el límite de alta densidad  $N_e \rightarrow \infty$ , dominan las excitaciones y desexcitaciones colisionales, estableciéndose un cociente de poblaciones dado por la ley de Boltzman. En este caso, el cociente de intensidades estará dado por la ecuación 2.9.

$$\frac{I(\lambda 3729)}{I(\lambda 3726)} = 1.5 \quad \text{Ec. 2.6}$$

$$\frac{I(\lambda 3729)}{I(\lambda 3726)} = 1.5 \frac{1 + 3.26 N_e}{\left(11.42 + 4.0 \exp(-1.95 \times 10^4 T_e^{-1})\right)} \quad \text{Ec. 2.7}$$

$$\frac{I(\lambda 6716)}{I(\lambda 6731)} = \frac{1.49 \times (1 + 3.77 N_e T_e^{-1/2})}{1 + 12.8 n_e T_e^{1/2}}. \quad \text{Ec. 2.8}$$

$$\frac{I(\lambda 3792)}{I(\lambda 3726)} = 0.35. \quad \text{Ec. 2.9}$$



**Figura 2.6:** Variación de los cocientes de [O II] y [S II] como función de la densidad electrónica.

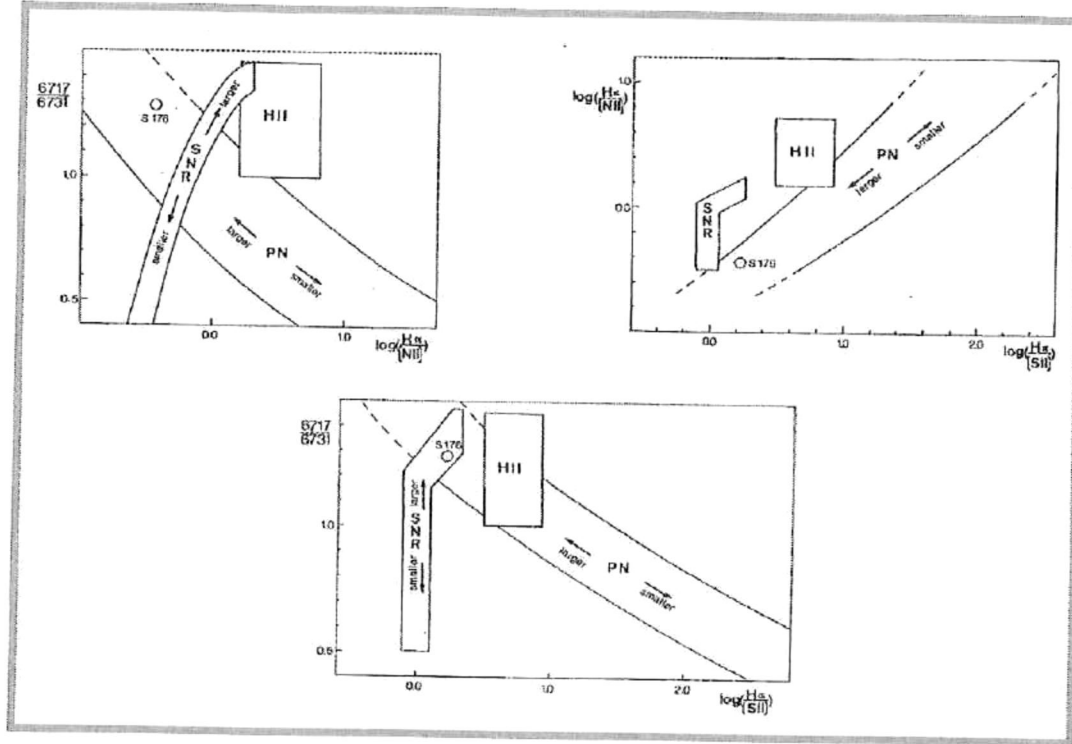
### 2.2.3 Naturaleza de la emisión

La naturaleza de la emisión de una nebulosa planetaria puede ser determinada utilizando *diagramas de diagnóstico*. Estos diagramas fueron desarrollados por Sabbadin, Minello y Bianchini (1977), con el fin de poder identificar la naturaleza del objeto NP S 176, el cual después de este estudio, se determinó que se trataba de una nebulosa planetaria. Los diagramas se obtienen mediante los siguientes cocientes de las líneas de emisión:

$$\log \frac{H\alpha}{[N II] \lambda(6548+6584)}$$

$$\log \frac{H\alpha}{[S II] \lambda(6717+6731)}$$

$$[S II] \frac{\lambda 6717}{\lambda 6731}$$



**Figura 2.7:** Diagramas de diagnóstico propuestos por Sabbadin et al (1977). En esta figura  $[N II]$  equivale a  $[N II] \lambda(6548+6584)$  y  $[S II]$  a  $[S II] \lambda(6717+6731)$ .

El diagnóstico de la emisión se hace comparando cocientes de intensidad de las líneas de emisión del objeto a estudiar, con aquellas provenientes de objetos tales como remanentes de supernova, regiones H II y nebulosas planetarias. En la figura 2.7, es posible apreciar como estos cocientes se encuentran localizados en determinadas

regiones, para cada uno de estos tipos de objetos, por lo que el uso de estos diagramas es de gran utilidad para identificar la naturaleza de la emisión de las distintas regiones de una NP, ya sea una región de gas chocado o de fotoionización. Recientemente, Riesgo y López (2006) han establecido nuevos límites para las zonas de las NPs a partir de los datos del catálogo de Acker et al. (1992).

## 2.3 Cinemática

Los estudios de los movimientos internos y expansiones de nebulosas planetarias se han hecho desde un principio estudiando sus espectros. Los mejores resultados se han obtenido al utilizar telescopios combinados con espectrógrafos echelle de rendija larga, que cuentan con una alta resolución espectral.

### 2.3.1 Efecto Doppler para obtener la cinemática de una NP

La estructura cinemática del gas de una NP puede ser determinada siguiendo la longitud de onda aparente de una línea espectral de interés a lo largo de una rendija. Utilizando varias posiciones de rendija se puede conocer la dispersión de la línea en distintas zonas de interés del objeto, punto a punto, e incluso de todo el objeto si fuera necesario. Esta dispersión espectral está relacionada con la velocidad radial del gas debido al efecto Doppler dado por:

$$f' = f \frac{v \pm v_d}{v \pm v_s}$$

donde  $f$  es la frecuencia emitida, en este caso de la luz,  $v$  es la velocidad de la onda,  $v_d$  la

velocidad del detector (nosotros) y  $v_s$  la velocidad de la fuente. En nuestro caso

$$\begin{aligned}v &= c \\v_d &= 0 \\v_s &= v\end{aligned}$$

por lo que la frecuencia observada está dada por

$$f' = f \frac{c}{c \pm v}$$

Entonces, utilizando  $c = \lambda f$

$$\frac{c}{\lambda'} = \frac{c}{\lambda} \frac{c}{c \pm v}$$

Despejando tenemos

$$\frac{\lambda' - \lambda}{\lambda} = \pm \frac{v}{c}$$

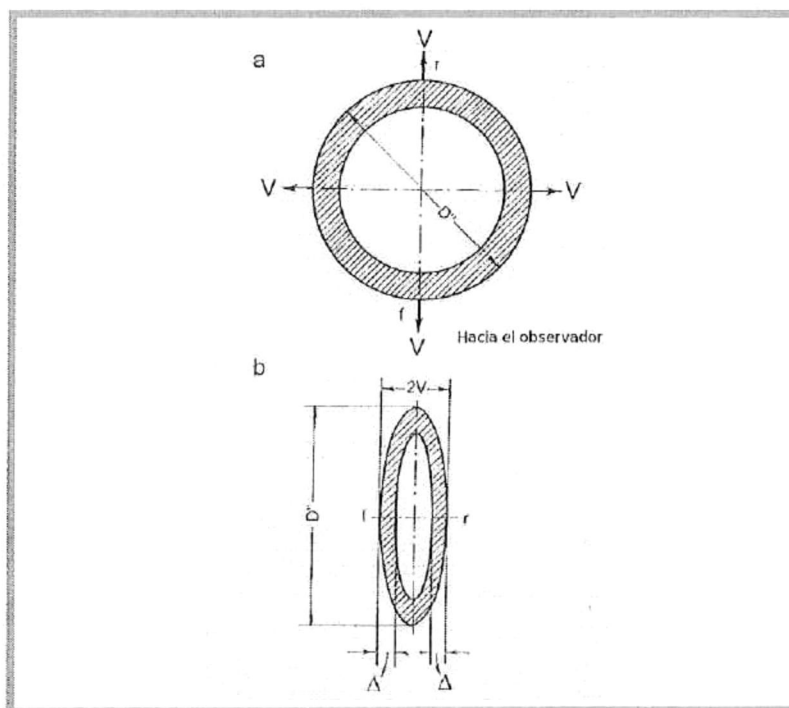
Por lo tanto

$$\frac{\Delta \lambda}{\lambda} = \pm \frac{v}{c} \quad \text{Ec. 2.10}$$

el signo (+) se refiere a regiones de la nebulosa que se alejan (corrimiento al rojo) y el signo(-) a las regiones que se acercan (corrimiento al azul).

### 2.3.2 Expansión de una NP

En general, la expansión de una nebulosa planetaria es como lo predice el modelo de vientos estelares interactuantes. El gas de una nebulosa planetaria se expande a una velocidad relativamente baja de  $30 \text{ kms}^{-1}$  (Gurzadyan, 1997), esto se puede apreciar en la forma de los perfiles de las líneas espectrales, los cuales muestran un desdoblamiento de la línea, es decir, se divide en dos componentes que poseen la misma intensidad y además son simétricas, centradas en la longitud de onda de la línea.



**Figura 2.8:** (a) Nebulosa planetaria que se expande a una velocidad  $V$ . (b) La forma del perfil espectral de la línea de emisión (Adaptada de Gurzadyan, 1997).

En una nebulosa planetaria esférica, el desdoblamiento de la línea será mayor al pasar por el centro y se hará menor conforme se aleja del mismo, hasta que las dos componentes en las que se desdobla la línea se junten en los extremos, generando así, un

espectro con forma elíptica. Esto se muestra en la figura 2.8, en la que el eje mayor corresponde al radio de la nebulosa y el eje menor a su velocidad de expansión (diagramas posición-velocidad o P-V).

### 2.3.3 Ondas de Choque

Supongamos que se tiene un gas que se mueve a velocidad supersónica y que experimenta una restricción debida a una barrera, bajo estas condiciones se generará un frente de choque que lo desacelera. Si por otra parte el gas en reposo es empujado por una barrera, entonces el gas será acelerado por el frente de choque.

En general, los choques pueden ser adiabáticos o radiativos. En un choque adiabático, la velocidad del gas que genera la onda de choque puede ser de aproximadamente  $200 \text{ km s}^{-1}$  y el tiempo de enfriamiento es mayor que el tiempo dinámico. El otro caso es un choque radiativo, en el cual el gas se enfría radiando en la zona de relajamiento. Un choque radiativo es isotérmico si la temperatura final es igual a la temperatura inicial.

Consideremos el caso de una nebulosa planetaria, en el cual tenemos gas no chocado y gas chocado, que es frenado y/o acelerado mediante un frente de choque. Para conocer las condiciones que existen entre el medio que está antes y después de la zona de relajamiento, partimos de que se deben cumplir las siguientes ecuaciones de conservación:

$$\rho_1 v_1 = \rho_2 v_2 \quad \text{Ec. 2.12}$$

$$p_2 - p_1 = \rho_2 v_2^2 - \rho_1 v_1^2 \quad \text{Ec. 2.13}$$

$$h_1 + \frac{1}{2}v_1^2 = h_2 + \frac{1}{2}v_2^2 \quad \text{Ec. 2.14}$$

Las ecuaciones 2.12, 2.13 y 2.14 (Kundu, 1990) son las leyes de conservación de la masa, el ímpetu y la energía respectivamente. La entalpía  $h$ , está definida como:

$$h = C_p T = \frac{\gamma R}{\gamma - 1} \frac{p}{\rho R} = \frac{\gamma p}{(\gamma - 1)\rho} \quad \text{Ec. 2.15}$$

Manipulando las ecuaciones de conservación, obtenemos las condiciones de Rankine-Hugoniot, que son las condiciones de salto que nos relacionan las propiedades del gas antes y después del choque. Estas condiciones aparecen a continuación y están en función de  $\gamma = C_p/C_v$  y el número de Mach  $M_1 = v_1/c$

➤ Presión:

$$\frac{p_1}{p_2} = 1 + \frac{2\gamma}{\gamma + 1}(M_1^2 - 1) \quad \text{Ec. 2.16}$$

➤ Densidad:

$$\frac{\rho_2}{\rho_1} = \frac{(\gamma + 1)M_1^2}{(\gamma - 1)M_1^2 + 2} \quad \text{Ec. 2.17}$$

➤ Velocidad:

$$\frac{v_2}{v_1} = \frac{(\gamma - 1)M_1^2 + 2}{(\gamma + 1)M_1^2} \quad \text{Ec. 2.18}$$

➤ Temperatura:

$$\frac{T_2}{T_1} = 1 + \frac{2(\gamma - 1)}{(\gamma + 1)^2} \frac{\gamma M_1^2 + 1}{M_1^2} (M_1^2 - 1) \quad \text{Ec. 2.19}$$

## Capítulo 3

# Observaciones

### 3.1. Instrumentación

#### 3.1.1. Telescopio 2.1 m

Este telescopio (figura 3.1) se encuentra en el Observatorio Astronómico Nacional, en la Sierra de San Pedro Mártir (OAN-SPM) y es operado por el Instituto de Astronomía de la Universidad Nacional Autónoma de México.

Se trata de un telescopio Cassegrain, cuyo espejo primario parabólico mide 2.1 m de diámetro. Para las observaciones de la muestra que se presentan en este trabajo, se utilizó en combinación con el espejo secundario  $f/7.5$ .

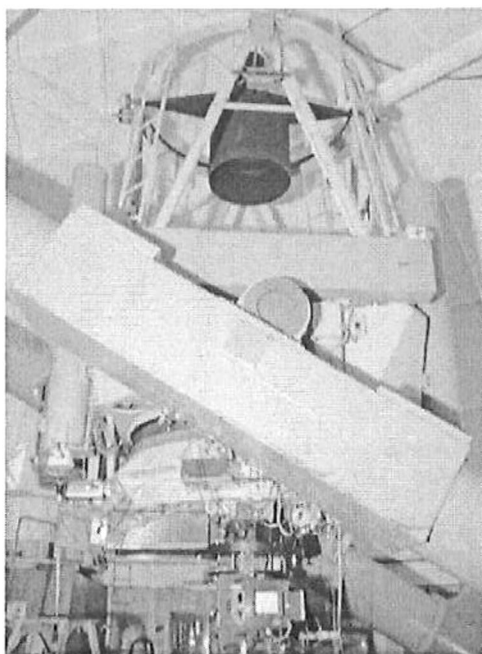


Figura 3.1: Telescopio de 2.1 m del OAN-SPM

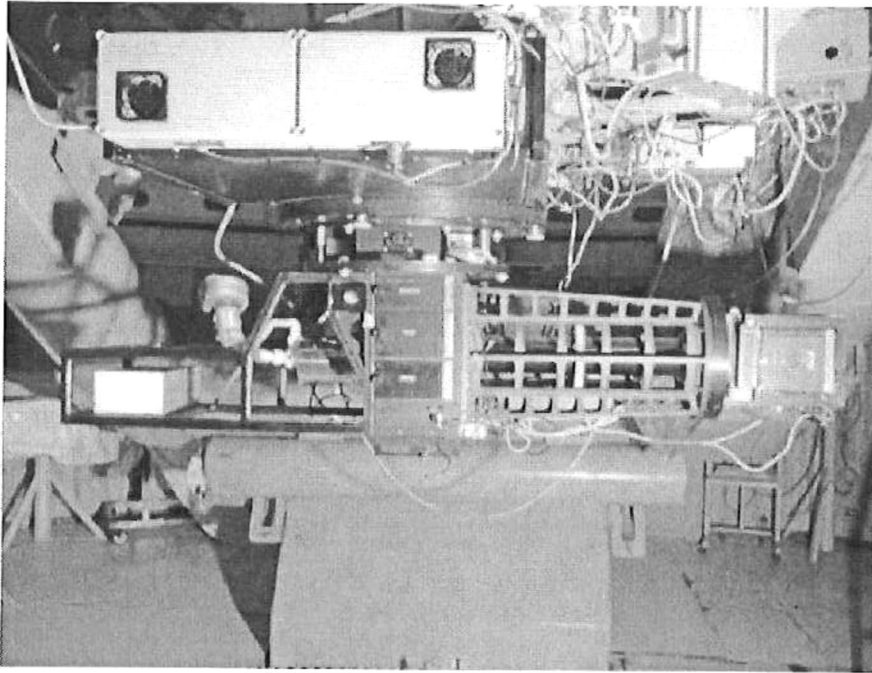
### 3.1.2 *Manchester Echelle Spectrograph (MES)*

MEZCAL o MES (figura 3.2) es un espectrógrafo *échelle* de rendija larga, sin dispersión cruzada<sup>1</sup> (Meaburn et al. 2003). El rayado de la rejilla de difracción es de 31.6 líneas  $\text{mm}^{-1}$ , el ángulo de incidencia de  $63.43^\circ$  y cuenta con filtros de interferencia para aislar ordenes superiores de la dispersión. Esto hace posible analizar las diferentes regiones del espectro, que son de interés en el estudio de nebulosas planetarias. Los filtros se colocan en el instrumento antes de que se disperse la luz colectada por el telescopio. MES se combina con el telescopio de 2.1 m del OAN-SPM y el secundario  $f/7.5$ . Además cuenta con rendijas de distinto ancho para poder variar la resolución

---

<sup>1</sup>Recibe este nombre por la rejilla *échelle* que se utiliza en este instrumento. En una rejilla *échelle* el rayado es menor a 300 líneas  $\text{mm}^{-1}$ , los ángulos de incidencia son mayores a  $45^\circ$  y se alcanzan órdenes altos de interferencia. Los espectrógrafos *échelle* del tipo dispersión cruzada proyectan varios órdenes de manera simultanea en el detector. Por otra parte, los espectrógrafos *échelle* de rendija larga se utilizan para estudiar intervalos de longitud de onda limitados, con una alta resolución espectral. En este caso el cubrimiento espacial es mayor, siendo útil para el estudio de objetos extendidos.

espectral. La resolución espacial está determinada por la escala de placa del telescopio con el secundario  $f/7.5$  ( $0.3'' \text{ pix}^{-1}$ ).



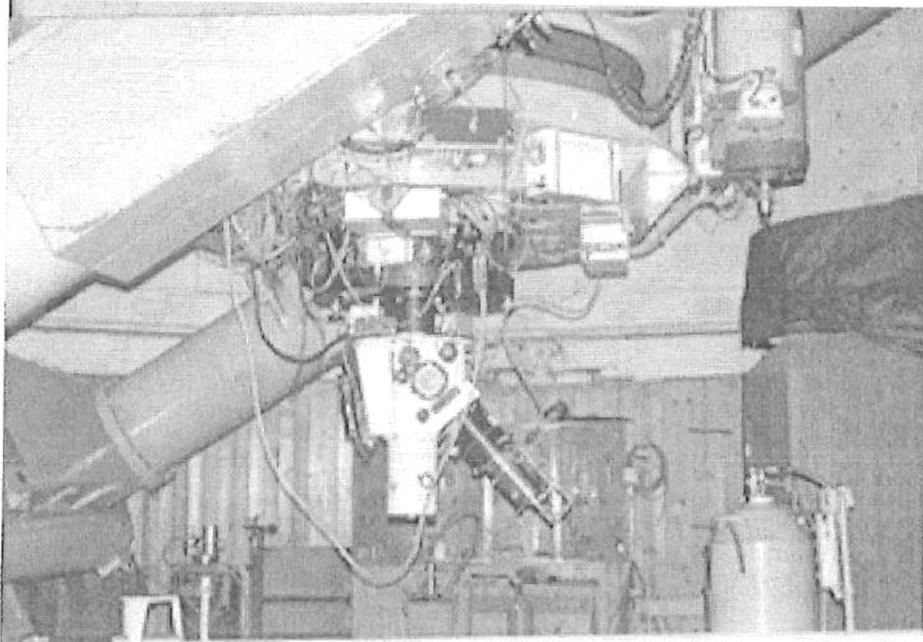
**Figura 3.2:** Espectrógrafo MEZCAL montado en el telescopio de 2.1 m.

### 3.1.3 Espectrógrafo *Boller & Chivens*

*Boller & Chivens* es un espectrógrafo de resolución baja e intermedia en el cual es posible trabajar en la modalidad de rendija larga. Esto permite obtener una mayor cobertura espacial que a su vez, nos deja estudiar punto a punto las condiciones físicas y las abundancias químicas, así como la naturaleza de la emisión de distintas regiones en objetos extendidos. Se utiliza en el telescopio de 2.1m del OAN-SPM en combinación con el espejo secundario  $f/7.5$ . Este instrumento (figura 3.3) cuenta con una rendija y una rejilla de difracción. La rendija del espectrógrafo se puede abrir y cerrar. Dicha

---

apertura se controla por medio de un micrómetro, en donde la mínima apertura es de 50  $\mu\text{m}$ . Se pueden utilizar distintas rejillas de difracción, la diferencia entre éstas es el número de líneas por mm (rayado) y el ángulo de *blaze*. La rejilla se selecciona de acuerdo al intervalo de longitud de onda que se desee cubrir y la resolución espectral con la que se desee trabajar.



**Figura 3.3:** Espectrógrafo Boller & Chivens montado en el telescopio de 2.1 m.

### 3.1.4 Telescopio 1.5 m (OAN-SPM)

El telescopio de 1.5 m se encuentra en las instalaciones del OAN-SPM. El diseño de este telescopio es *Ritchey-Chretien* y trabaja con el una relación focal de  $f/13.5$ . Para las observaciones que se presentan en esta tesis, que han sido obtenidas en este telescopio, se utilizó la rueda de filtros La Ruca (Zazueta et al. 2000), en la cual es

posible colocar distintos filtros<sup>2</sup>. En este caso, se utilizaron los filtros nebulares galácticos serie 1, centrados en las líneas de emisión más importantes de las nebulosas planetarias y en el continuo. Tienen un ancho de banda  $\leq 50 \text{ \AA}$  y un diámetro de 50 mm.

### 3.1.5 Telescopio 1.5 m (OSN, CSIC)

Este telescopio de 1.5m está ubicado en el Observatorio de Sierra Nevada (OSN), en Granada, España y es operado por el Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA-CSIC). Su diseño es *Ritchey-Chretien* y su montura es ecuatorial. Se utilizaron imágenes directas tomadas con filtros de banda angosta similares a los del (OAN-SPM).

## 3.2 NGC 3242

### 3.2.1 Imagen directa

Se obtuvieron imágenes de banda angosta con los filtros  $H\alpha$  ( $\Delta\lambda=10 \text{ \AA}$ ), [O III]  $\lambda 5007$  ( $\Delta\lambda=50 \text{ \AA}$ ), [N II]  $\lambda 6584$  ( $\Delta\lambda=11 \text{ \AA}$ ), [S II]  $\lambda 6724$  ( $\Delta\lambda=10 \text{ \AA}$ ) con el telescopio de 1.5 m ( $f/13.5$ ) del OAN-SPM, durante los días 9 y 10 de mayo de 2004. Los tiempos de exposición fueron de 600 segundos, excepto la imagen con el filtro [O III], que tuvo un tiempo de exposición de 180 segundos. Se utilizó el detector CCD SITe1 de 1024 x 1024 pixeles ( $24 \mu\text{m pix}^{-1}$ ) cuya escala de placa es de  $0.25'' \text{ pix}^{-1}$ . Las imágenes se han reducido utilizando las técnicas estándar del paquete de reducción *IRAF* (*Image Reduction and Analysis Facility*) de *NOAO*<sup>3</sup> (*National Optical Astronomical Observatory*).

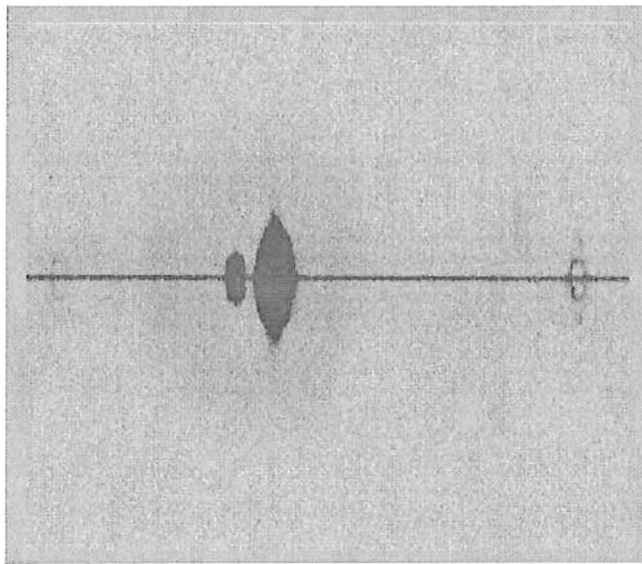
---

<sup>2</sup><http://haro.astrossp.unam.mx/Instruments/filtros/introfiltros.htm>

<sup>3</sup>*NOAO* es operado por *Asociation of Universities for Research In Astronomy* y en cooperación con *National Science Foundation*. *North Cherry Avenue*, Tucson, Arizona.

### 3.2.2 Espectroscopía de alta dispersión

Se obtuvieron 5 espectros de alta dispersión como el que aparece en la figura 3.4, utilizando el *Manchester Echelle Spectrometer (MES)*, con el foco  $f/7.5$  del Telescopio de 2.1 m del OAN-SPM el 21 de febrero de 2003. Se usó el detector CCD SITe3 de  $1024 \times 1024$  pixeles con una escala de placa de  $0.3''\text{pix}^{-1}$ . Para lograr un aumento en la señal a ruido, se realizó en uno de los espectros (posición 8) una reducción de escala sobre el detector (*binning*), por lo que el tamaño de la imagen cambió a  $512 \times 512$  pixeles ( $0.6''\text{pix}^{-1}$ ). La apertura de la rendija ha sido de  $150 \mu\text{m}$  ( $2''$ ) y la orientación de la misma fue Este-Oeste para todas las posiciones, con tiempos de exposición de 600 segundos y una resolución espectral es de  $12 \text{ km s}^{-1}$  (FWHM).

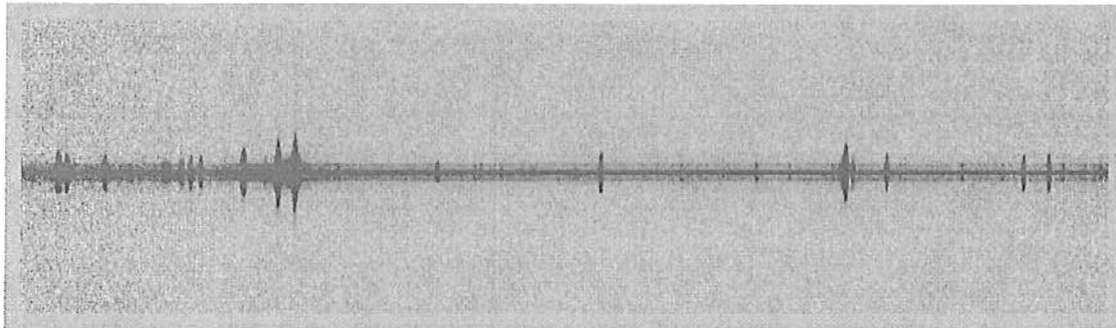


**Figura 3.4:** Espectro de alta dispersión de NGC 3242. Al centro: He II  $\lambda 6560$  y H $\alpha$ , a la izquierda y derecha: doblete de [N II]  $\lambda(6548 + 6583)$ . En este espectro, el Este se encuentra en la parte superior y el Oeste en la parte inferior.

Se usó un filtro de  $90 \text{ \AA}$  en el espectrógrafo con el fin de aislar el orden 87, en el cual se pueden observar las líneas de emisión de  $H\alpha$  y el doblete de  $[\text{N II}] \lambda 6548$  y  $\lambda 6584$  sin contaminación de otros órdenes. La reducción de los datos se llevó a cabo en IRAF, utilizando las rutinas estándar para espectroscopía de rendija larga. Para la calibración en longitud de onda se usó el arco de comparación de una lámpara de Th-Ar.

### 3.2.3 Espectroscopía de baja dispersión

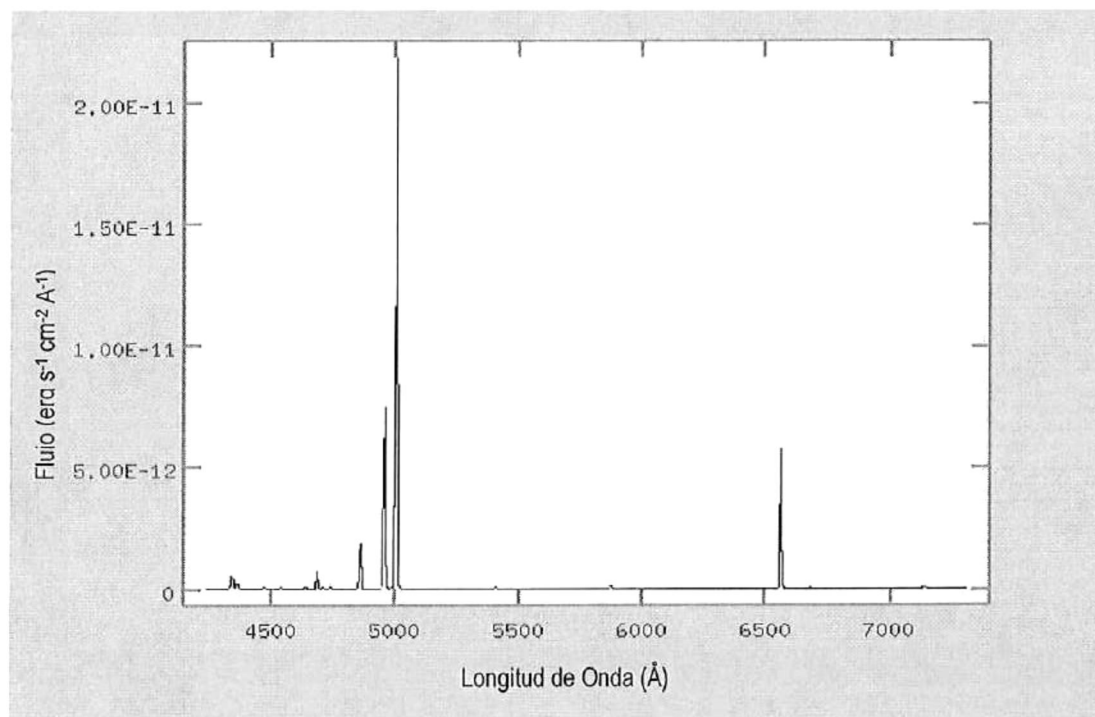
Los espectros de baja dispersión (figura 3.5) se tomaron los días 31 de enero y 1 de febrero de 2003, con el espectrógrafo de rendija larga *Boller & Chivens* combinado con el secundario  $f/7.5$ , en el telescopio de 2.1 m del OAN-SPM. Se utilizó el mismo detector *SITe3* de  $1024 \times 1024$  pixeles ( $24 \mu\text{m pix}^{-1}$ ) que da una escala de placa de  $1.05'' \text{ pix}^{-1}$ . El intervalo de longitud de onda observado fue de  $4235 \text{ \AA}$  a  $7312 \text{ \AA}$ . La rejilla de difracción usada fue la de 400 líneas por mm, por lo que los espectros tienen una dispersión de  $3 \text{ \AA pix}^{-1}$ . La apertura de la rendija fue de  $200 \mu\text{m}$  ( $2.5''$ ).



**Figura 3.5:** Espectro de baja dispersión de NGC 3242. Intervalo de longitud de onda observado:  $4235 \text{ \AA}$  a  $7312 \text{ \AA}$ .

Los tiempos de exposición de las 9 (ver figura 4.3) posiciones observadas fueron de 10, 15, 30, 60 y 90 segundos. Los espectros observados se redujeron mediante el uso

de las rutinas apropiadas de IRAF. Se llevó a cabo la calibración en longitud de onda usando arcos de comparación de la lámpara de He-Ar, mientras que para la calibración en flujo se usaron funciones de sensibilidad derivadas de la estrella estandar Hiltner 600. De cada una de las posiciones, se realizaron cortes a lo largo del eje de posición (figura 3.6), y se extrajeron espectros unidimensionales de las regiones de interés. Estos espectros unidimensionales fueron desenrojecidos y analizados con el programa ALIEN v1.0 y se obtuvieron la temperatura y densidad electrónica haciendo cocientes de los flujos de las líneas de emisión utilizando el mismo software.



**Figura 3.6:** Corte de un espectro de baja dispersión de NGC 3242, a lo largo del eje posición (posición).

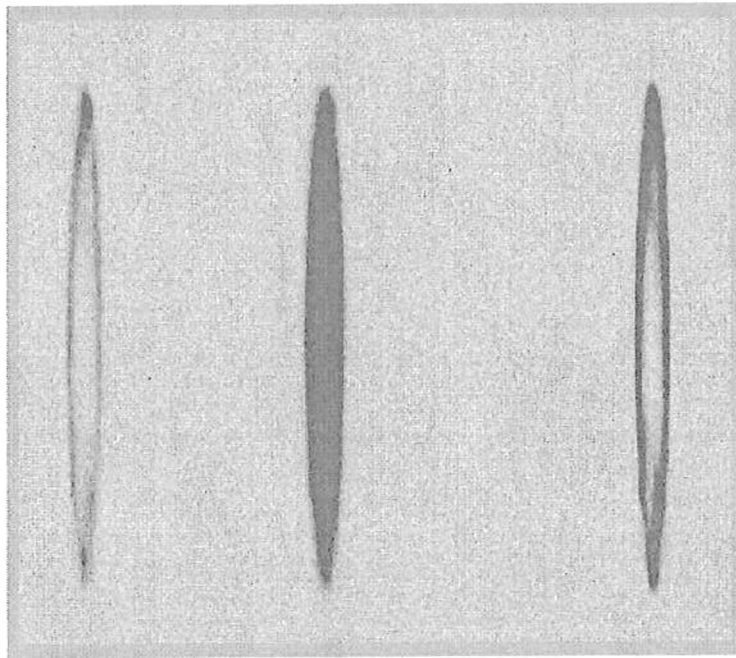
### 3.3 NGC 3587

#### 3.3.1 Imagen directa

Las imágenes fueron observadas y procesadas por el Dr. Luis Felipe Miranda, en el Telescopio de 1.5 m del Observatorio de Sierra Nevada (OSN) en Granada, España, el 17 de febrero de 2004. Se utilizó el detector CCD VersArray de 2048 x 2048 pixeles ( $13.5 \mu\text{m pix}^{-1}$ ). La escala de placa de dicho CCD es de  $0.232'' \text{ pix}^{-1}$ . Se usaron los filtros de las líneas de emisión de  $\text{H}\alpha$  ( $\Delta\lambda=10 \text{ \AA}$ ),  $[\text{N II}] \lambda 6583$  ( $\Delta\lambda=10 \text{ \AA}$ ) y  $[\text{O III}] \lambda 5007$  ( $\Delta\lambda=50 \text{ \AA}$ ).

#### 3.3.2 Espectroscopía de alta dispersión

La espectroscopía de alta dispersión se obtuvo en el telescopio de 2.1 m del OAN-SPM, con el *Manchester Echelle Spectrometer* en la misma configuración que se utilizó para NGC 3242 (figura 3.7). De igual manera que en el caso de NGC 3242, se realizó una reducción de escala en el detector (*binning*) de  $2 \times 2$  para incrementar la señal a ruido. La rendija utilizada tiene un ancho de  $150 \mu\text{m}$ , es decir  $2''$ , con la que se obtiene una resolución espectral de  $12 \text{ km s}^{-1}$  (FWHM) y una dispersión de  $0.1 \text{ \AA pix}^{-1}$  (*binning*  $2 \times 2$ ) y de  $0.05 \text{ \AA pix}^{-1}$  (*binning*  $1 \times 1$ ). Los datos se observaron en dos temporadas. La primera los días 23 y 24 de febrero de 2003 en la que se obtuvieron los espectros de las posiciones D, E y F (ver figura 4.7) con un ángulo de posición (PA) de  $90^\circ$  (orientación Este-Oeste). Los tiempos de integración fueron de 300 s para el caso de la posición 3 y para las posiciones 4 y 5 fueron de 900 s.

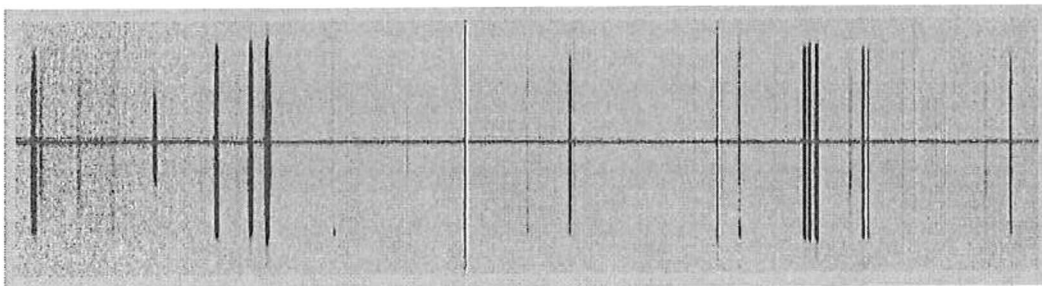


**Figura 3.7:** Espectro de alta dispersión NGC 3587 en el que aparecen la línea de  $H\alpha$  y el doblete de  $[N II] \lambda(6548 + 6583)$ .

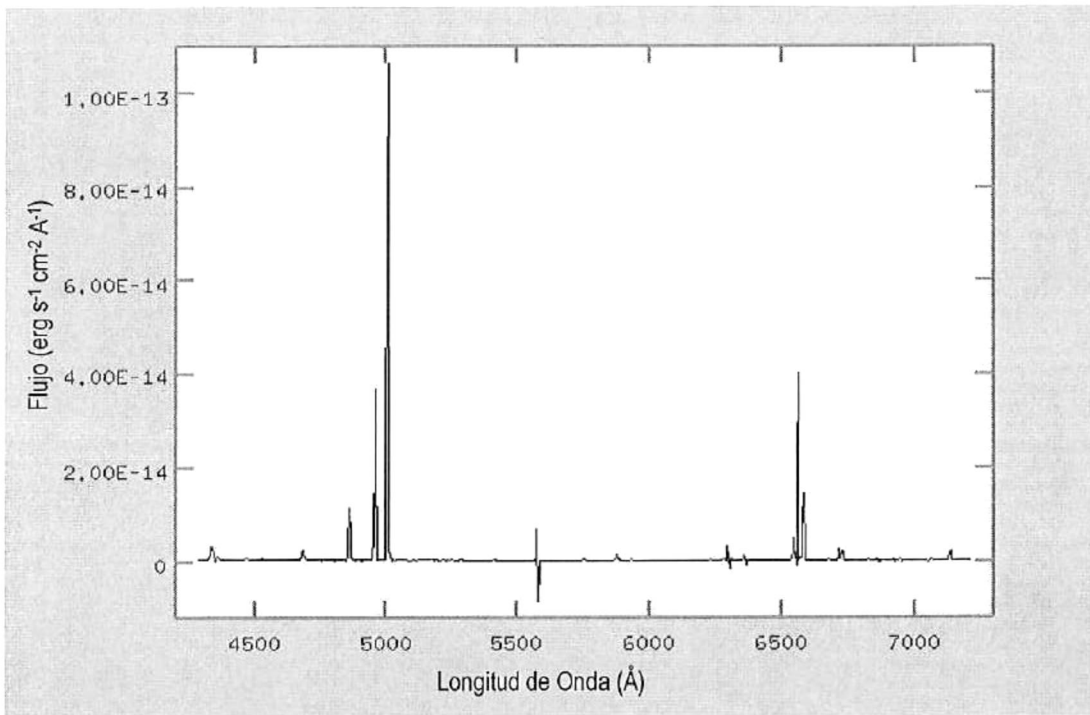
En la segunda temporada se observaron las posiciones A, B, C y G los días 27, 28 y 29 de junio de 2004. Para la posición 1 la rendija estaba a un ángulo de posición (PA) de  $14^\circ$ , mientras que para la posición 2, la rendija estuvo a un  $PA = -45^\circ$ . Para las posiciones restantes la rendija se orientó a  $90^\circ$ . Todos los espectros tienen un tiempo de integración de 900 segundos. Los datos se procesaron utilizando las rutinas estándares en IRAF para espectroscopía de rendija larga.

### 3.3.3 Espectroscopía de Baja Dispersión

Estos datos se observaron los días 21, 22 y 23 de mayo de 2004 usando el espectrógrafo *Boller & Chivens* con el secundario  $f/7.5$  del telescopio de 2.1 m del OAN-SPM. La escala de placa del instrumento es de  $1.05''\text{pix}^{-1}$  y se utilizó el detector *SITe3*, usado también en el caso de NGC 3242. La muestra de NGC 3587 consta de 7 posiciones, las mismas que se han tomado para realizar el estudio con los datos de alta dispersión. Los tiempos de integración fueron de 900 s para cada uno de los espectros (figura 3.8). La rendija utilizada tuvo un ancho de  $200\ \mu\text{m}$  equivalentes a  $2.7''$ , mientras que la rejilla de difracción que se usó durante las observaciones fue de 400 líneas por mm con una dispersión de  $3\ \text{\AA}\ \text{pix}^{-1}$  y un intervalo de longitud de onda que va desde los  $4290\ \text{\AA}$  hasta los  $7220\ \text{\AA}$  (figura 3.9). De igual manera, la reducción de los datos se realizó con IRAF, los espectros se calibraron en longitud de onda con arcos de comparación de la lámpara de He-Ar, y la calibración en flujo se llevó a cabo con las funciones de sensibilidad provenientes de la estrella estándar Kopff 27. Los espectros unidimensionales extraídos se analizaron también con el programa ALIEN y se obtuvieron las condiciones físicas mediante el cociente de los flujos de líneas de emisión.



**Figura 3.8:** Espectro de baja dispersión de NGC 3587.



**Figura 3.9:** Corte de un espectro de baja dispersión, a lo largo del eje de posición, de NGC 3587.

## Capítulo 4

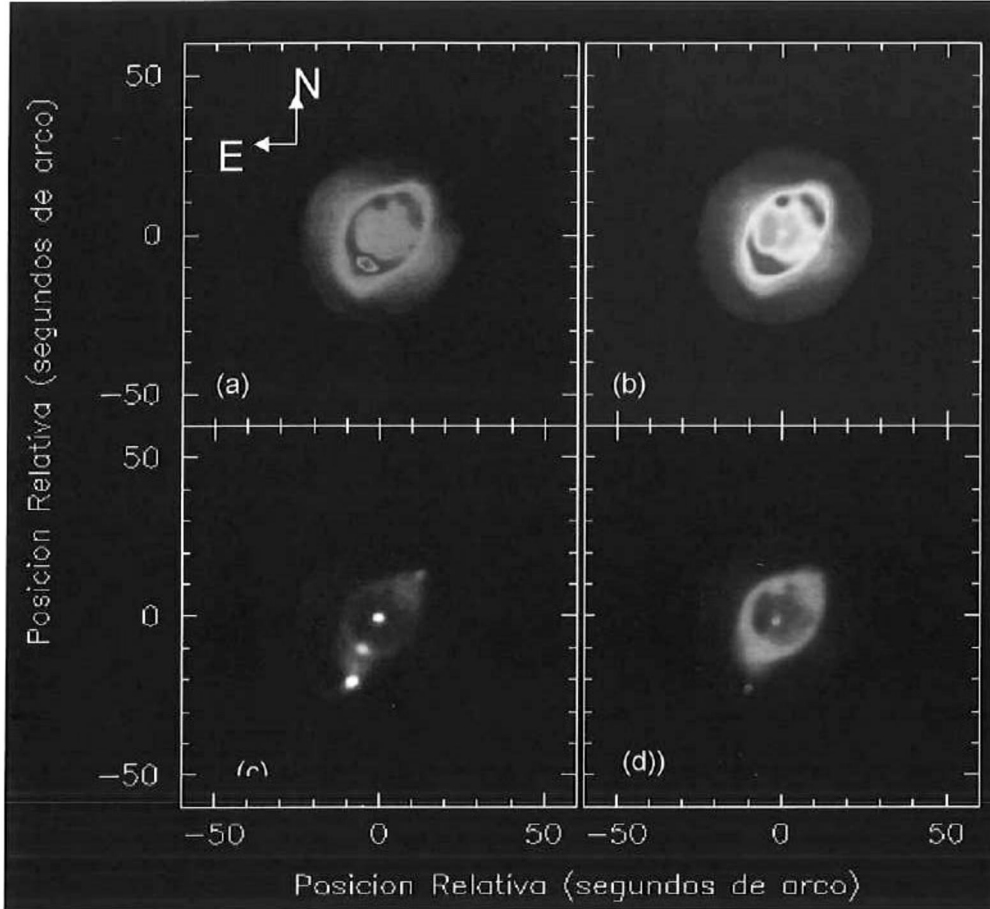
# Resultados

Utilizando las imágenes así como los datos de alta y baja dispersión obtenidos para ambas NPs (NGC 3242 y NGC 3587), se presentan a continuación, los resultados con los cuales es posible hacer el estudio de la cinemática, condiciones físicas y naturaleza de la emisión por regiones de ambos objetos.

### 4.1 NGC 3242

NGC 3242 es una nebulosa planetaria (Figura 4.1) cuya estrella central tiene una luminosidad  $<10^3 L_{\odot}$  (Pottasch 1984) y temperatura efectiva de 60,000 K (Acker et al. 1992), tiene una masa actual  $<0.45 M_{\odot}$  aproximadamente, de la cual se estima una masa inicial misma de  $1M_{\odot}$  (Pottash 1984).

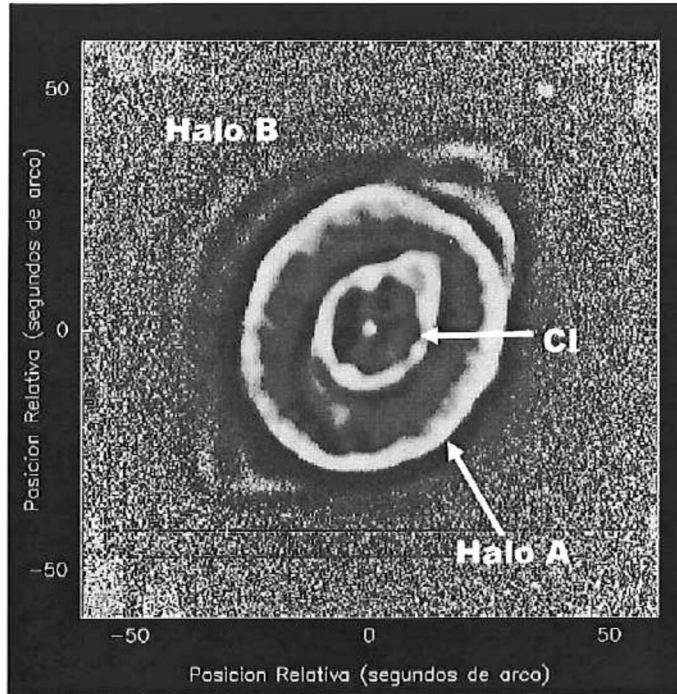
En su morfología sobresalen tres componentes: un brillante cascarón interior (CI) y los halos A y B (figura 4.2<sup>4</sup>). La velocidad sistémica *LSR* (*Local Standard of Rest*) que se ha deducido a partir de los espectros de alta dispersión es de  $4 \text{ kms}^{-1}$ .



**Figura 4.1:** Imagen directa de NGC 3242 con los filtros (a)  $H\alpha$ , (b)  $[O III] \lambda 5007$ , (c)  $[N II] \lambda 6583$  y (d) *RGB* (*Red, Green, Blue*):  $[N II]$ : *Red*,  $H\alpha$ : *Green*,  $[O III]$ : *Blue*.

El cascarón elíptico interior se expande a una velocidad de  $22 \text{ km s}^{-1}$  como se muestra en los diagramas Posición-Velocidad de la figura 4.4. La temperatura electrónica obtenida con la línea  $[O III] \lambda 5007$ , tiene una incertidumbre de  $\pm 200 \text{ K}$ . En las regiones de CI presenta variaciones pequeñas, siendo del orden de  $10,700 \text{ K} < T_e < 12,200 \text{ K}$ , con un valor medio de  $11400 \text{ K}$ . En general, para la zonas que se encuentran alrededor de la estrella central se ha asumido  $N_e \approx 1000 \text{ cm}^{-3}$ , esto debido a que no ha sido posible medir la emisión del doblete de  $[S II]$ , a excepción de las condensaciones y

burbujas presentes en el cascarón elíptico, de las cuales se hablará mas adelante.

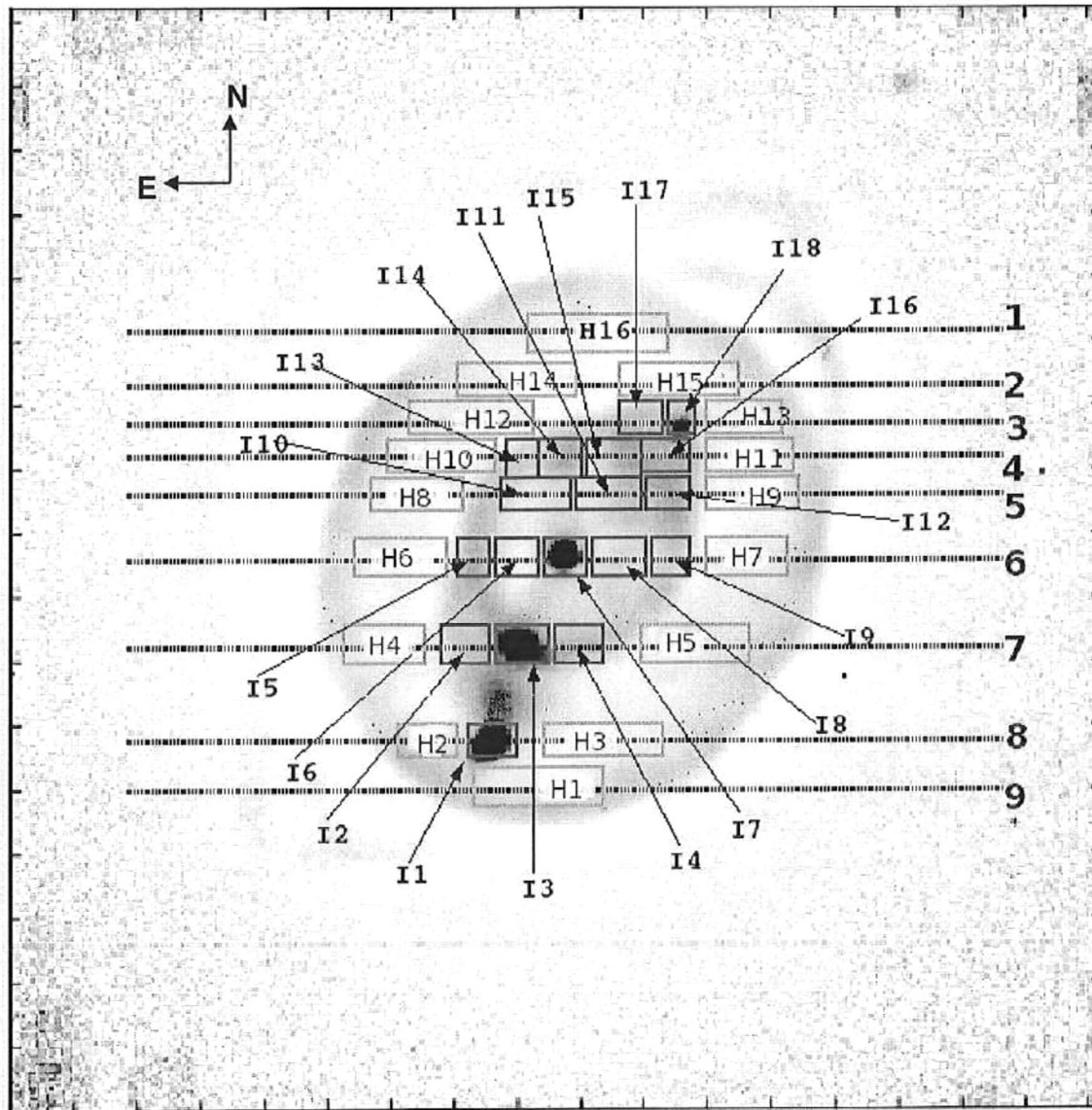


**Figura 4.2:** Imagen profunda de NGC 3242<sup>4</sup> con el filtro [O III]  $\lambda 5007$  que ha sido manipulada para poder resaltar las estructuras que conforman a este objeto.

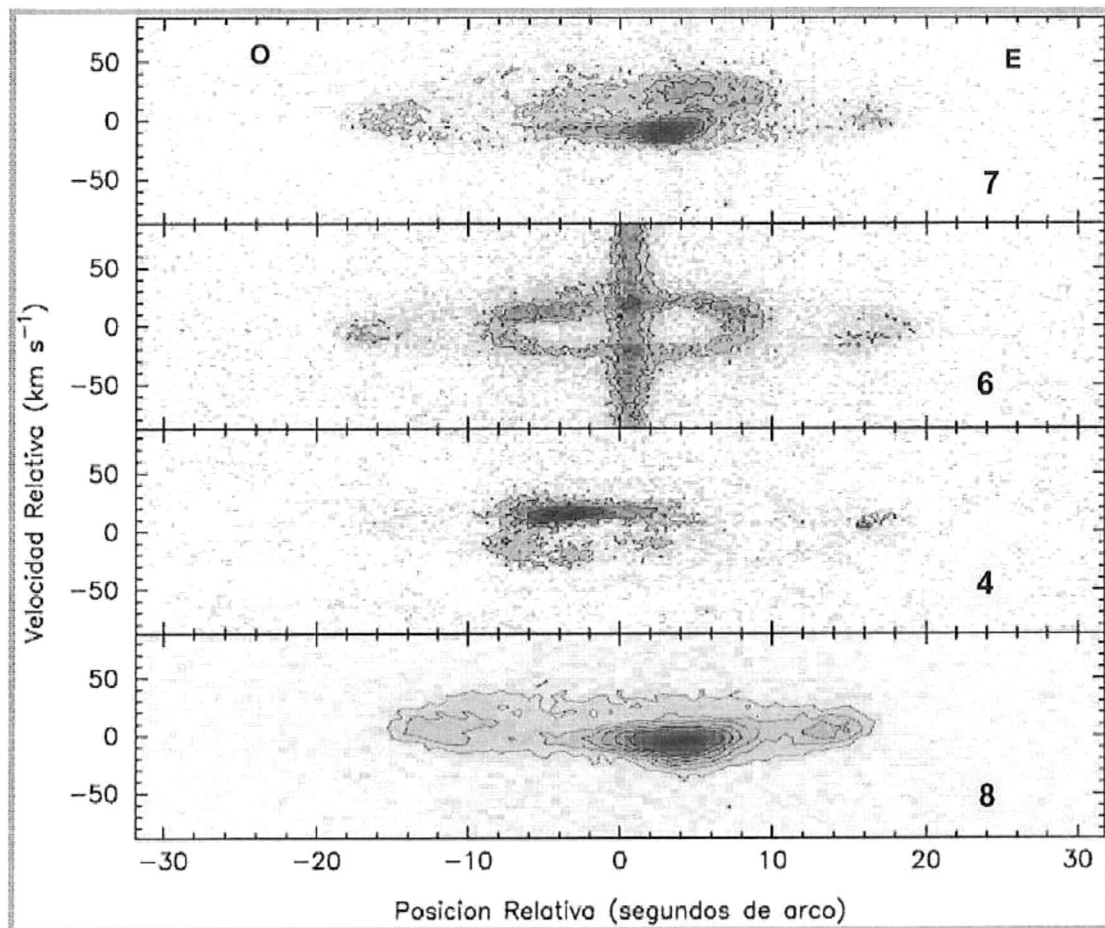
El halo difuso A se expande a una velocidad relativa  $20 \text{ km s}^{-1}$  (Figura 4.4, posición 6) y su diámetro es de aproximadamente  $45''$ . En dirección noreste-suroeste se distingue una mayor emisión en las líneas  $H\alpha$ , [O III], [N II]. La densidad electrónica en esta región es baja ( $N_e < 1000$ ;  $\Delta N_e = \pm 400 \text{ cm}^{-3}$ ), mientras que en el resto del halo tenemos que  $1000 < N_e < 2000 \text{ cm}^{-3}$ . La temperatura electrónica de estas regiones está en un intervalo de que desde los  $10,800 \text{ K}$  hasta los  $11,900 \text{ K}$  ( $\Delta T_e = \pm 200 \text{ K}$ ). El valor medio de la misma es  $11,200 \text{ K}$ . Por último, el difuso halo B de aproximadamente  $109''$

<sup>4</sup> La figura 4.2 corresponde a la diferencia de dos imágenes con el filtro [O III]  $\lambda 5007$ . Una de ellas es el logaritmo, mientras que la otra es un filtrado por mediana del mismo logaritmo, el resultado es conocido como *unsharp masking*.

de diámetro, en la figura 4.2, no se aprecia con claridad, pero resultan notables las estructuras semejantes a anillos, arcos y una especie de estructuras polares que no se han mencionado hasta ahora en la literatura.



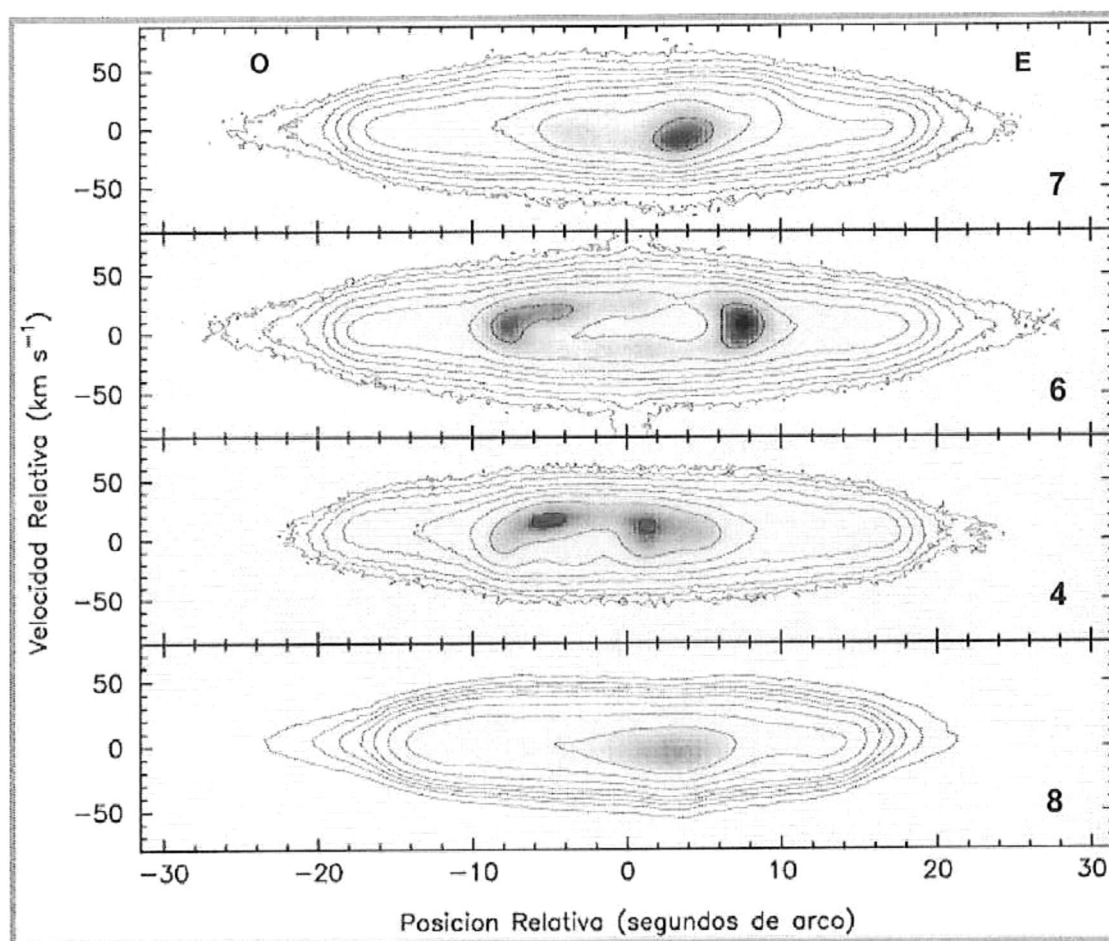
**Figura 4.3:** Posiciones y regiones de NGC 3242 analizadas con espectroscopía de alta y baja dispersión, sobre una imagen compuesta por la suma de imágenes directas de [O III]  $\lambda 5007$  y [N II]  $\lambda 6583$ .



**Figura 4.4:** Diagramas posición velocidad de los perfiles de la línea [N II]  $\lambda 6583$  de las rendijas 4, 6, 7 y 8.

El cascarón interior de esta nebulosa presenta dos condensaciones a aproximadamente  $13''$  al noroeste (I18) y a  $15''$  al sureste (I1) de la estrella central, ambas apreciables en la figura 4.1 (c). Estas microestructuras emiten en [N II]  $\lambda 6583$  así como en [S II] y prácticamente su emisión es nula tanto en  $H\alpha$  como en [O III]  $\lambda 5007$ .

En los diagramas PV (figura 4.4, posición 8), podemos apreciar que el I1, se mueve a una velocidad de  $18 \text{ km s}^{-1}$  hacia el rojo. La temperatura electrónica de esta región es de  $10,700 \text{ K}$  (ver apéndice A, tabla A.xiii) y la densidad electrónica es de  $2100 \text{ cm}^{-3}$ . Para I18 (apéndice A, tabla A.iv) la temperatura electrónica es de  $11200 \text{ K}$  y se ha medido una  $N_e = 5500 \text{ cm}^{-3}$ , la velocidad radial de esta región no se ha medido debido a que ninguna de las posiciones de los espectros de alta dispersión de nuestra muestra pasa a través de esta región.



**Figura 4.5:** Diagramas posición velocidad de los perfiles de la línea  $H\alpha$

Otras estructuras sobresalientes son las regiones I17 e I2 que están sobre el eje mayor del objeto y se encuentran localizadas a 10.8" y 11.2" de la estrella central. Para estas regiones se ha medido una velocidad radial de 18 km s<sup>-1</sup> y de 10 km s<sup>-1</sup> respectivamente (figura 4.4, posiciones 7 y 4). Ambas regiones son de alta densidad, para I17  $N_e=4120 \text{ cm}^{-3}$  (apéndice A, tablas A.iv), mientras que para I2 tenemos que  $N_e=6000 \text{ cm}^{-3}$  (apéndice A, tabla A.xii).

Es notable también la presencia de condensaciones (I3 e I14, posiciones 4 y 7 respectivamente) en las que la emisión de la línea [O III]  $\lambda 5007$  es muy intensa. Están orientadas casi norte-sur, en el perímetro del núcleo, su velocidad es de 10 km s<sup>-1</sup> (figura 4.4, posiciones 4 y 7). Para I14  $T_e=11,180 \text{ K}$  (apéndice A, Tabla A.viii) y  $T_e=11,700 \text{ K}$  (apéndice A, Tabla A.xii.) para I3. Por otra parte, la densidad electrónica medida es alta, de aproximadamente  $2600 \text{ cm}^{-3}$  en I14 y de  $2700 \text{ cm}^{-3}$  en I3.

La clase de excitación en la mayoría de los espectros se ha calculado mediante la ecuación 2.1, ya que se ha podido medir el flujo de la línea He II  $\lambda 4686$ . Los valores de  $p$  obtenidos para las regiones del cascarón interior según la Ec. 2.2 van desde 0.07 hasta 0.34, con un valor medio de 0.14, a excepción de II, el cual nos da un valor de  $p=18.79$ , la ecuación utilizada en este caso fue la 2.3, debido a que el cociente con la ecuación 2.2 está en el límite del intervalo de validez.

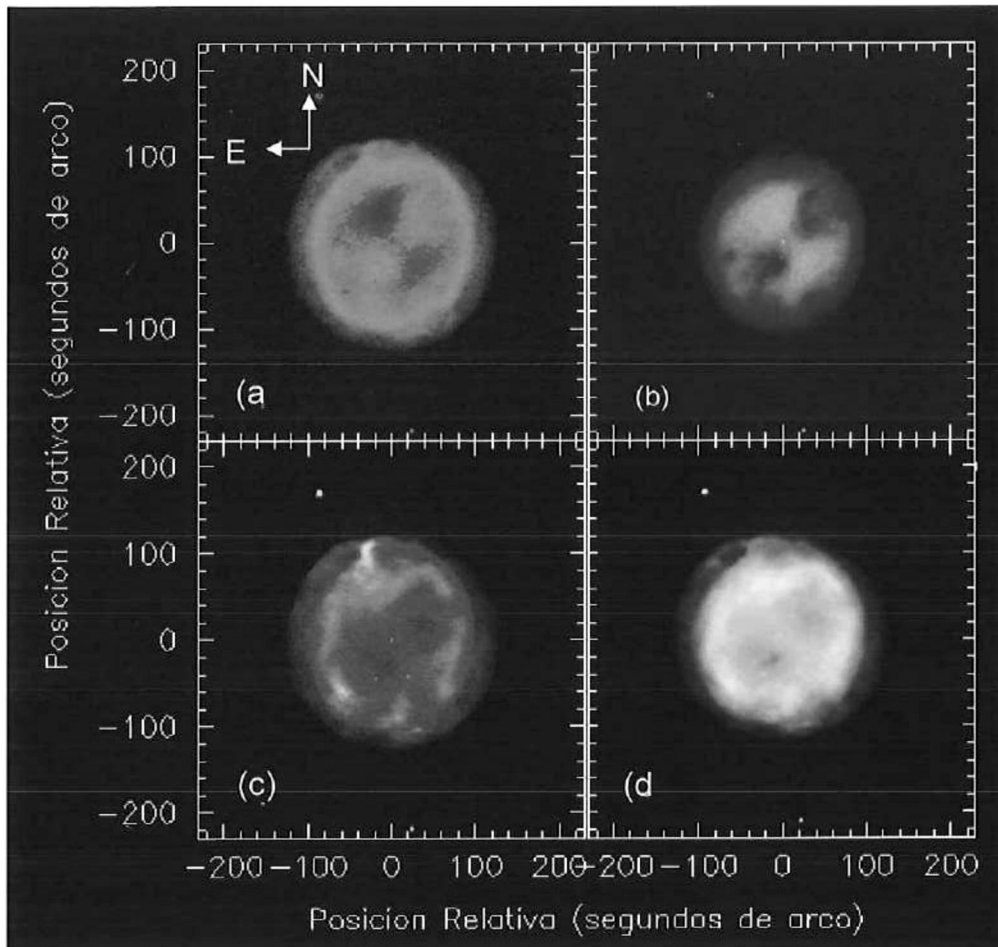
El halo A presenta mayor variación, los valores de  $p$  obtenidos de la ecuación 2.2 son  $0.6 < p < 2.7$ . Dado que para las regiones H1 y H2 el cociente no se encuentra en el intervalo de validez de esta ecuación ( $p=3.24$  y  $p=5.40$  respectivamente), se han calculado también los valores de  $p$  con la ecuación 2.3. El cociente de estas dos regiones

es de  $\approx 17.5$ .

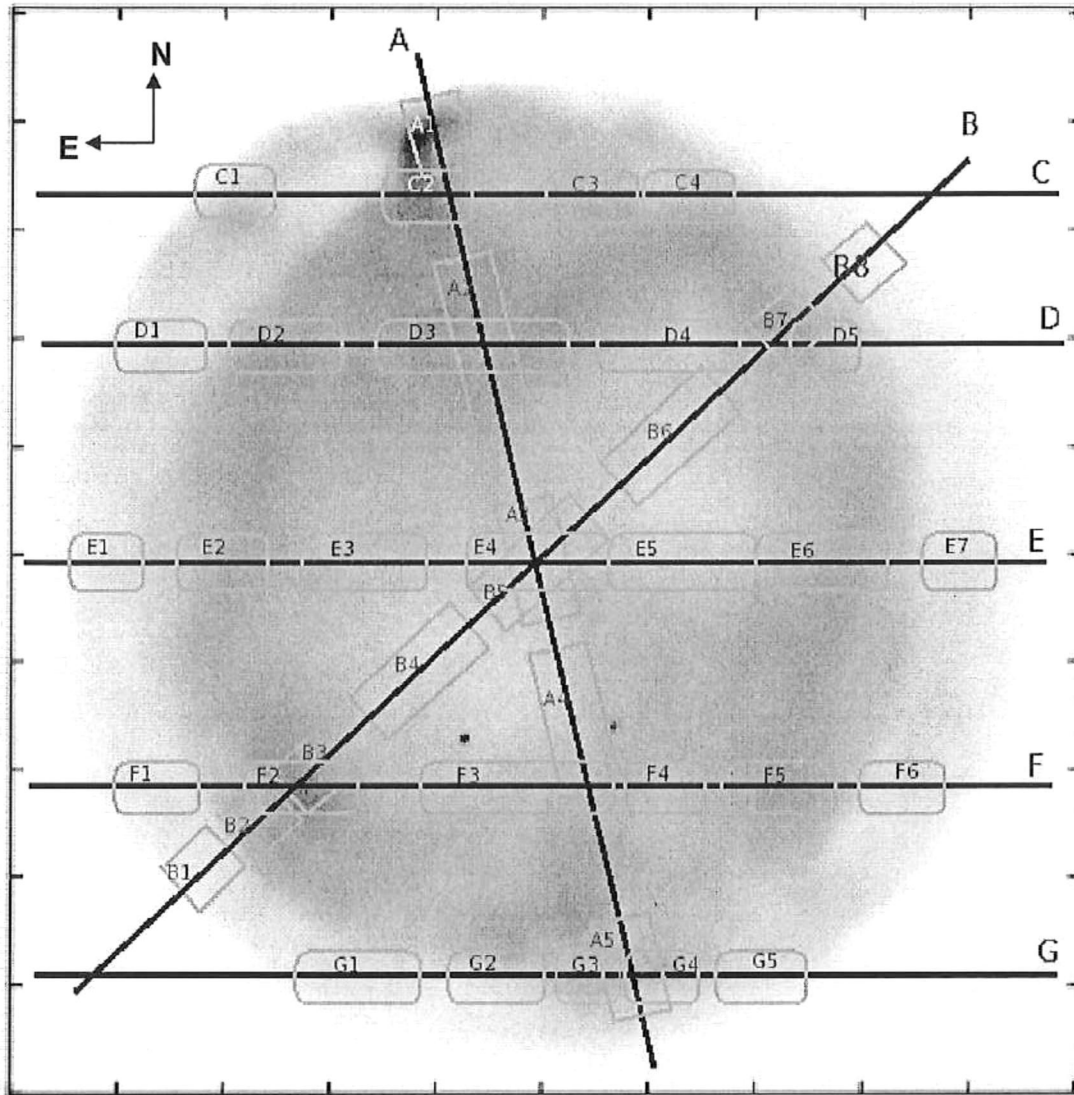
Las tablas con los resultados del análisis de los espectros de baja dispersión en las cuales se presentan los flujos observados ( $f_\lambda$ ), flujos desrojados ( $I_\lambda$ ),  $T_e$ ,  $N_e$ ,  $\log F_{H\beta}$ ,  $\log I_{H\beta}$  y  $C_{H\beta}$ , para cada una de las regiones estudiadas en esta nebulosa se encuentran en el apéndice A.

## 4.2 NGC 3587

NGC 3587 (figura 4.6) presenta un morfología circular. La luminosidad de la estrella central está en un rango de 41 a 148  $L_{\odot}$  (Kaller 1983). De acuerdo con los resultados obtenidos por Paczynski (1971), se deduce que la estrella central se encuentra en una etapa avanzada de su evolución y su masa está entre las  $0.55 M_{\odot} < M < 0.6 M_{\odot}$  (Pottasch 1984).



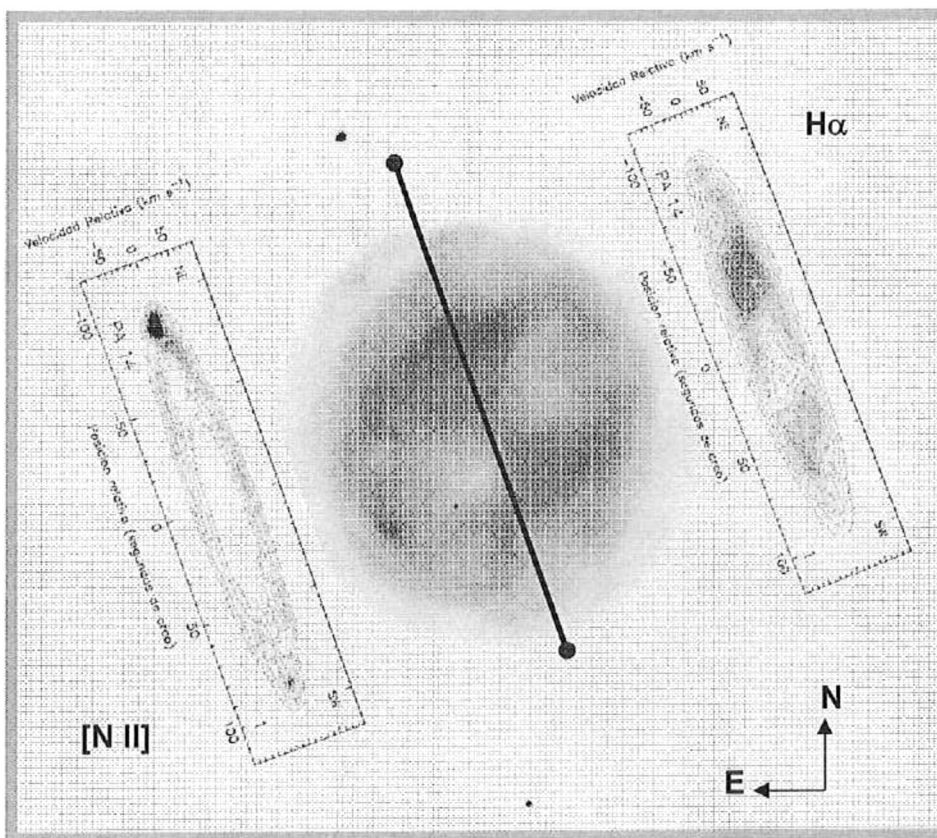
**Figura 4.6:** Imagen directa de NGC 3587 con los filtros (a)  $H\alpha$ , (b)  $[O III] 5007$ , (c)  $[N II] \lambda 6583$  y (d)  $RGB$  (Red, Green, Blue):  $[N II]$ : Red,  $H\alpha$ : Green,  $[O III]$ : Blue.



**Figura 4.7:** Posiciones tomadas con espectroscopía de alta y baja dispersión y regiones analizadas, sobre una imagen directa de NGC 3583 con el filtro de [N II].

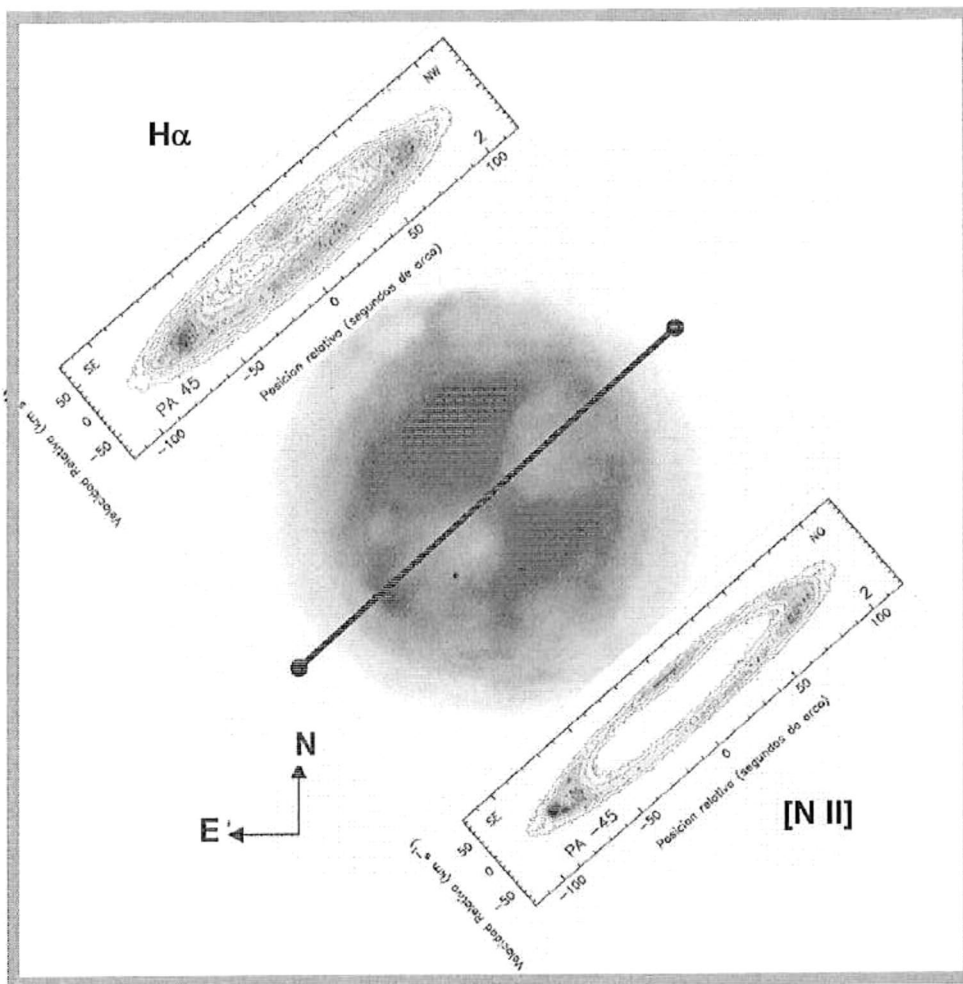
A pesar de que NGC 3587 esta considerada como una nebulosa planetaria esférica, presenta microestructuras y condensaciones sobresalientes. De acuerdo a las imágenes CCD y los espectros que se han utilizado en la presente tesis tenemos que el cascarón interior es ligeramente elíptico, de 181" x 168", y es congruente con las dimensiones medidas por Guerrero et al. (2003). Los espectros de alta dispersión tienen

una resolución de  $12 \text{ km s}^{-1}$ . A partir del análisis de dichos espectros se deduce una velocidad sistémica LSR de  $10 \text{ kms}^{-1}$ , la velocidad de expansión promedio medida con la línea espectral  $\text{H}\alpha$  (figuras 4.8, 4.9 y 4.11) es de aproximadamente  $30 \text{ kms}^{-1}$  (misma velocidad obtenida por Sabbadin et al. 1985). Como se muestra en estos diagramas P-V, predomina la emisión de las líneas de alta excitación  $\text{H}\alpha$  y  $[\text{O III}] \lambda 5007$ . La densidad electrónica ( $\Delta N_e = \pm 65 \text{ cm}^{-3}$ ) en el centro de la Nebulosa es de  $150 \text{ cm}^{-3}$ , ligeramente mayor que en el resto de la NP ( $N_e \approx 100 \text{ cm}^{-3}$ ).

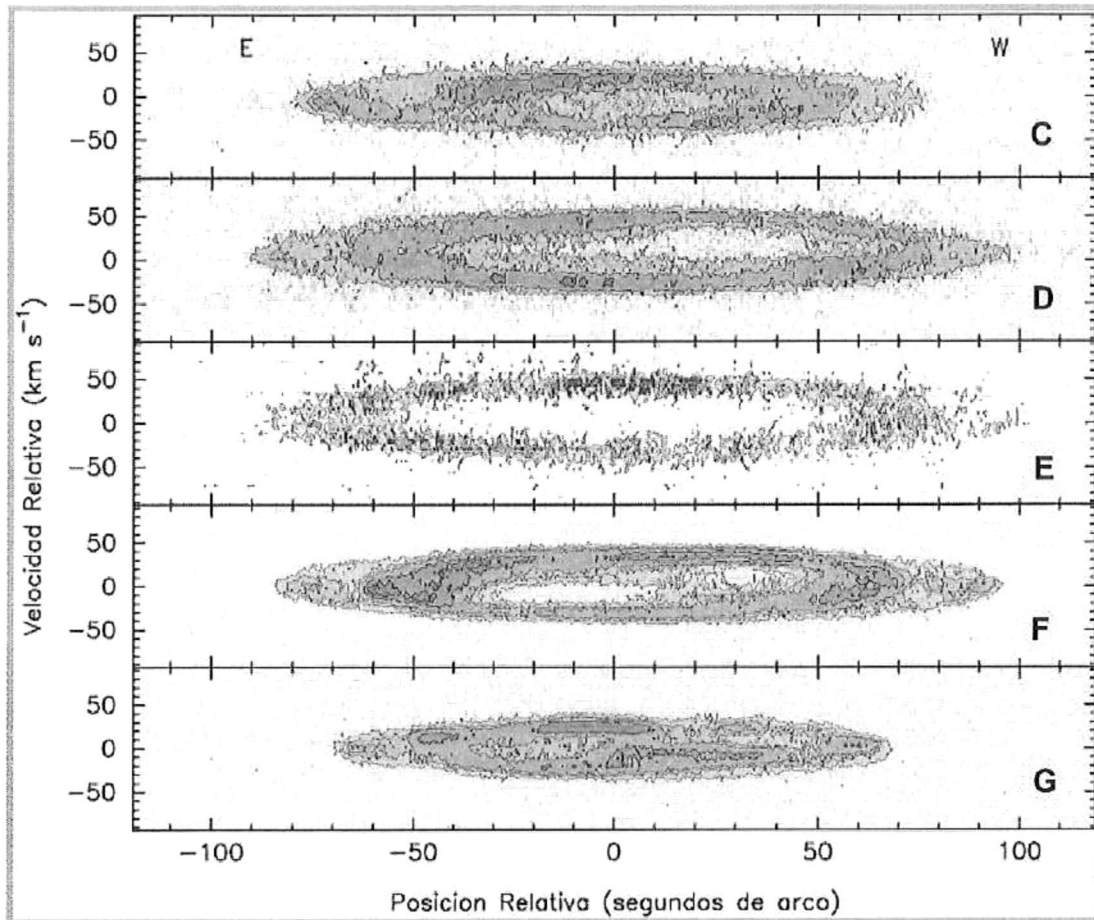


**Figura 4.8:** Diagramas posición-velocidad de la posición A, a un ángulo de posición de  $14^\circ$ , sobre una imagen directa con el filtro  $[\text{N II}]$ .

En la posición B (PA -45) se encuentran dos regiones internas (B4 y B6) de baja emisión de  $35''$  de diámetro (los ojos de la cara del búho), al sureste y al noroeste de la estrella central. En estas regiones, la emisión en la línea de  $[\text{N II}] \lambda 6563$  es muy débil (figura 4.9), mientras que en  $\text{H}\alpha$  es un poco mayor. Por otra parte tenemos que la densidad electrónica en estas zonas es de  $80$  y  $115 \text{ cm}^{-3}$  respectivamente (Tabla 4.2.vi). Otras regiones de interés son B3 y B7 y su emisión es muy intensa en  $[\text{O III}] \lambda 5007$  y  $\text{H}\alpha$ .

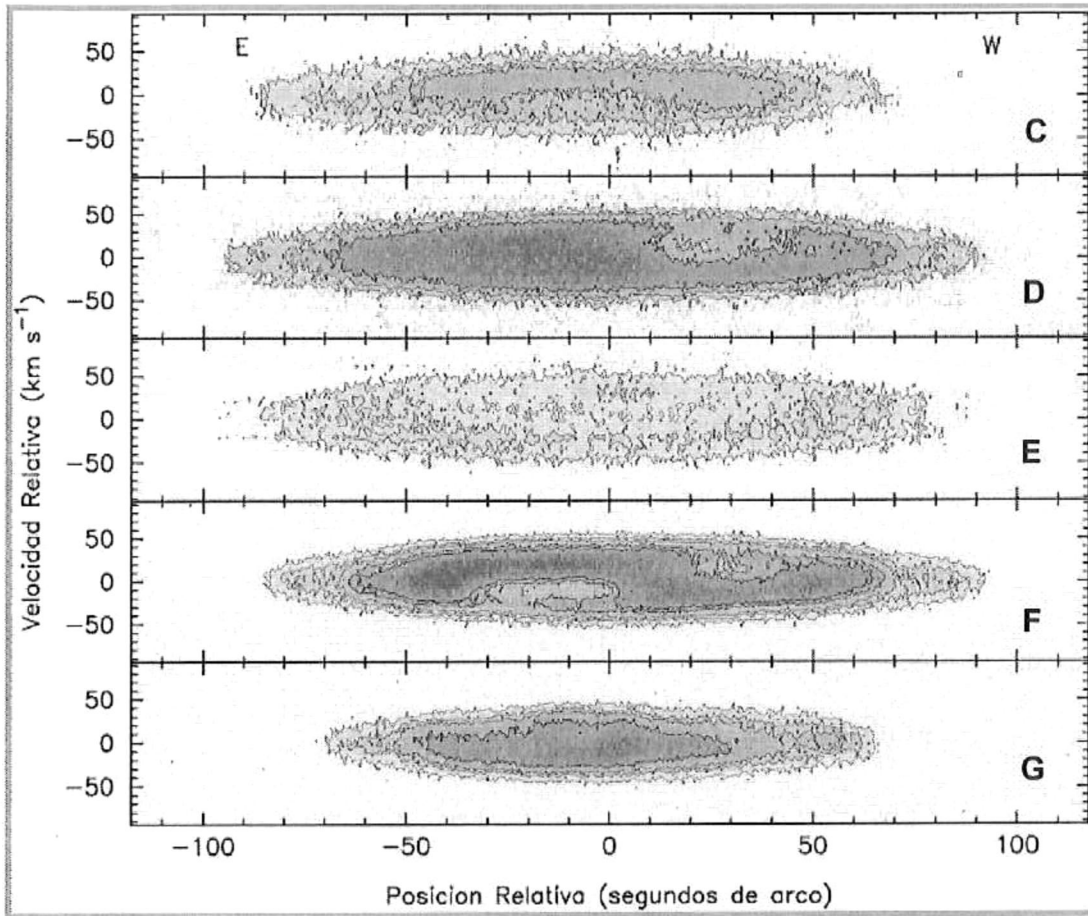


**Figura 4.9:** Diagramas posición-velocidad de las líneas  $\text{H}\alpha$  y  $[\text{N II}] \lambda 6583$  de la posición B, a un ángulo de posición de  $-45^\circ$  sobre una imagen directa con el filtro  $[\text{N II}]$ .



**Figura 4.10:** diagramas posición-velocidad de la línea de [N II]  $\lambda 6583$ .

El cascarón exterior es circular, mide  $200''$  de diámetro y la velocidad de expansión obtenida con los perfiles de [N II]  $\lambda 6583$  es de  $40 \text{ km s}^{-1}$  (Figuras 4.8, 4.9 y 4.10 (E)), en concordancia con los estudios previos de Sabbadin et al. (1985) y Guerrero et al. (2003). Inmersa en este cascarón, se encuentra una microestructura referida en adelante como NNE (nudo noreste, región A1), localizada a  $90''$  de la estrella central con una velocidad radial de  $-20 \text{ km s}^{-1}$  (Figura 4.8),  $T_e=13,000 \text{ K}$  una densidad electrónica baja de  $50 \text{ cm}^{-3}$ , la contraparte de A1 es A5,  $v= 15 \text{ km s}^{-1}$ , su densidad es también de  $50 \text{ cm}^{-3}$  y  $T_e=14,000 \text{ K}$ .



**Figura 4.11:** Diagramas posición-velocidad de la línea H $\alpha$ .

De hecho, es un aspecto importante a considerar que las densidades mas bajas de la nebulosa están precisamente en algunas regiones que pertenecen al cascarón circular que envuelve al núcleo elíptico. Estas densidades llegan a ser incluso menores a  $50 \text{ cm}^{-3}$ .

Por otro lado, la densidad electrónica en el resto de esta NP es ligeramente mayor, del orden de  $100 \text{ cm}^{-3}$ , este resultado concuerda también con los estudios de Sabbadin et al. (1985) y de Guerrero (2003). La temperatura electrónica en general va desde los 8000 K hasta los 12000 K ( $\Delta T_e = \pm 200 \text{ K}$ ; tablas del apéndice B). En cuanto a la extinción a en esta NP tenemos que  $0.006 < C_{H\beta} < 0.557$ .

Por otra parte, los valores de  $p$  que se han calculado utilizando la ecuación 2.2 para obtener la clase de excitación de NGC 3587, están en un intervalo de  $1.59 < p < 2.74$ , con un valor promedio de 2.22, el valor menor en este caso se ha medido en la región A3. Para las regiones en las cuales se ha calculado  $p$  con la ecuación 2.3 son de 4.48 a 12.42, en este caso el valor medio es de 9.77, el valor menor corresponde a la región G4, para A1  $p=5.56$ .

Las tablas con los resultados del análisis de los datos de baja dispersión de NGC 3587 se presentan en el apéndice B.

# Capítulo 5

## Discusiones

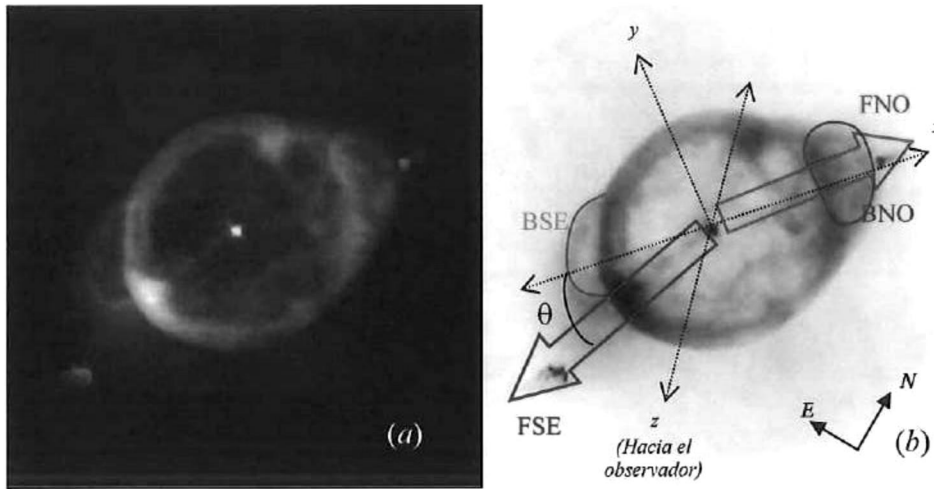
### 5.1 NGC 3242

#### 5.1.1 Morfología y estructura cinemática

De las imágenes CCD, podemos asumir que la geometría de CI es ligeramente elíptica y con estructuras tipo *FLIER* o *ANSAE* (I1, I18). Si consideramos una escala de  $2.28 \times 10^{-3}$  pc arcsec<sup>-1</sup> (Meaburn, López y Noriega-Crespo 2000) entonces CI tiene un diámetro de  $4 \times 10^{-2}$  pc. El diámetro del halo A es de 0.1 pc. En cuanto al halo B, se estima que su diámetro es de al menos 0.24 pc.

Basándonos en los resultados obtenidos en los diagramas P-V de NGC 3242 (Figura 4.4), podemos afirmar que corresponden al perfil de velocidades esperado para una geometría elipsoidal que aparentemente está inclinada cierto ángulo  $\theta$  respecto al plano del cielo y que tiene una velocidad de expansión ecuatorial de  $31 \text{ km s}^{-1}$ , en concordancia con los estudios de Meaburn, López y Noriega-Crespo (2000). Sin

embargo, con la finalidad de estimar su edad cinemática ( $\tau_k$ ), hemos asumido que CI es una esfera que se encuentra a una distancia de 730 pc (Daub 1982), Para este caso encontramos una  $\tau_k = 950$  años, mientras que para el halo A la edad cinemática es de 3900 años.



**Figura 5.1:** (a) Imagen RGB de NGC 3242 con los filtros [O III], [N II] y He II. (b) Misma imagen en escala de grises con estructuras y ejes señalados por la autora. (Imagen, procesada por Daniel Lacrue, tomada de <http://spacetelescope.org/projects>)

NGC 3242 ha sido catalogada como una nebulosa planetaria que presenta estructuras tipo *FLIER* (Balick et al. 1987), sin embargo, en el presente trabajo se han encontrado algunos detalles respecto a las condiciones que debieran cumplirse, de acuerdo a los modelos de formación de estos flujos colimados, para que estas estructuras puedan ser clasificadas como tales. Un aspecto importante es que pese a que se ha medido una densidad relativamente alta en las regiones II e I18, en otras regiones se han medido densidades electrónicas mayores. Los modelos teóricos predicen que en estas estructuras, la densidad será considerablemente mayor que en el resto de la nebulosa

debido a la manera en la que el material se comprime, sin embargo, trabajos recientes (Gonçalves et al. 2004; Vázquez et al. 2006) han encontrado resultados similares a los que se presentan en esta tesis, es decir, que las *LIS* (*Low Ionization Structures*) no necesariamente tienen una densidad electrónica mayor que otras estructuras o el resto de la nebulosa.

Por su parte, Balick et al.1987 propone que las estructuras como I2 e I16 son choques a proa que se producen cuando el gas (*FLIER*), es colimado a través de regiones de menor densidad. Sin embargo, en la figura 5.1(a), se ilustra que I1 e I2 están rotadas a un ángulo  $\theta$  una de la otra en el plano  $xy$  (plano del cielo), dando indicios de que para tener su posición actual, ambas estructuras siguieron trayectorias independientes y posiblemente procesos de formación distintos, por lo que es poco probable que en este caso se trate de choques a proa, si así fueran, ambas estructuras debieran estar alineadas, como parece ocurrir con I18 e I17. Además, en las figuras 5.1(a) y (b), y en la 4.1 (c) se encuentran rastros de la trayectoria que siguió I1 al ser eyectado, dado que existen estructuras semejantes a nudos alineados en la misma dirección. Más aún, en el caso de la figura 4(c) el rastro se asemeja a un chorro (*Jet*) en el que la emisión en la línea de baja excitación [N II] es considerablemente mayor. Un caso similar es el de NGC 7009, otra NP que presenta flujos colimados tipo *FLIER* (Gonçalves et al. 2006).

Retomando la aparente alineación de I18 e I17, este efecto se puede explicar si asumimos que CI está inclinado a un ángulo de aproximadamente  $30^\circ$  (Balick et al.1987, Miranda 1990) en dirección perpendicular al plano del cielo, por lo que las estructuras I1 y I17 se acercan a nosotros mientras que I18 e I2 se alejan (figuras 5.1 y 5.2, diagramas P-V de la sección 4.1).

Por otra parte, el coeficiente de extinción logarítmico presenta variaciones a lo largo de la NP, esto se debe probablemente a una extinción local debida a la existencia de polvo que no está distribuido uniformemente a lo largo del objeto y no a la extinción producida por el polvo en el medio interestelar. De acuerdo a nuestros resultados, existe una mayor extinción hacia el suroeste de la NP y una menor extinción en el centro y la parte norte de la misma, La extinción a lo largo del eje polar de CI es muy homogénea, mientras que en el ecuador presenta variaciones mas significativas. Esto podría estar relacionado con la geometría elipsoidal de CI, dado que para formar una estructura de este tipo, se ha propuesto que el viento estelar interactúa con un medio no uniforme (Cantó, Tenorio-Taggle y Rózyzka, 1988), que propicia esta forma en el frente de choque que da origen a la NP.

### **5.1.2 Clase de excitación y naturaleza de la emisión**

Hemos utilizado el criterio de Gurzadyan (1991) para determinar la variación de la excitación a lo largo de las regiones estudiadas de NGC 3242 utilizando el parámetro  $p$  (ver sección 2.3) La obtención de valores de  $p < 0.6$ , implica que la excitación de esta NP es clase  $12^+$ . La clase de excitación obtenida por Pottasch (1984) y por Gurzadyan (1991) es de 7 y 9 respectivamente. Uno de los resultados más destacables es la diferencia que existe en el caso de II, es la única región del cascarón elíptico en la que el valor de  $p$  pertenece a una región de baja excitación (clase 3). La clase de excitación del halo A varía de media a alta, a excepción de las regiones H6 y H7, que son  $12^+$ .

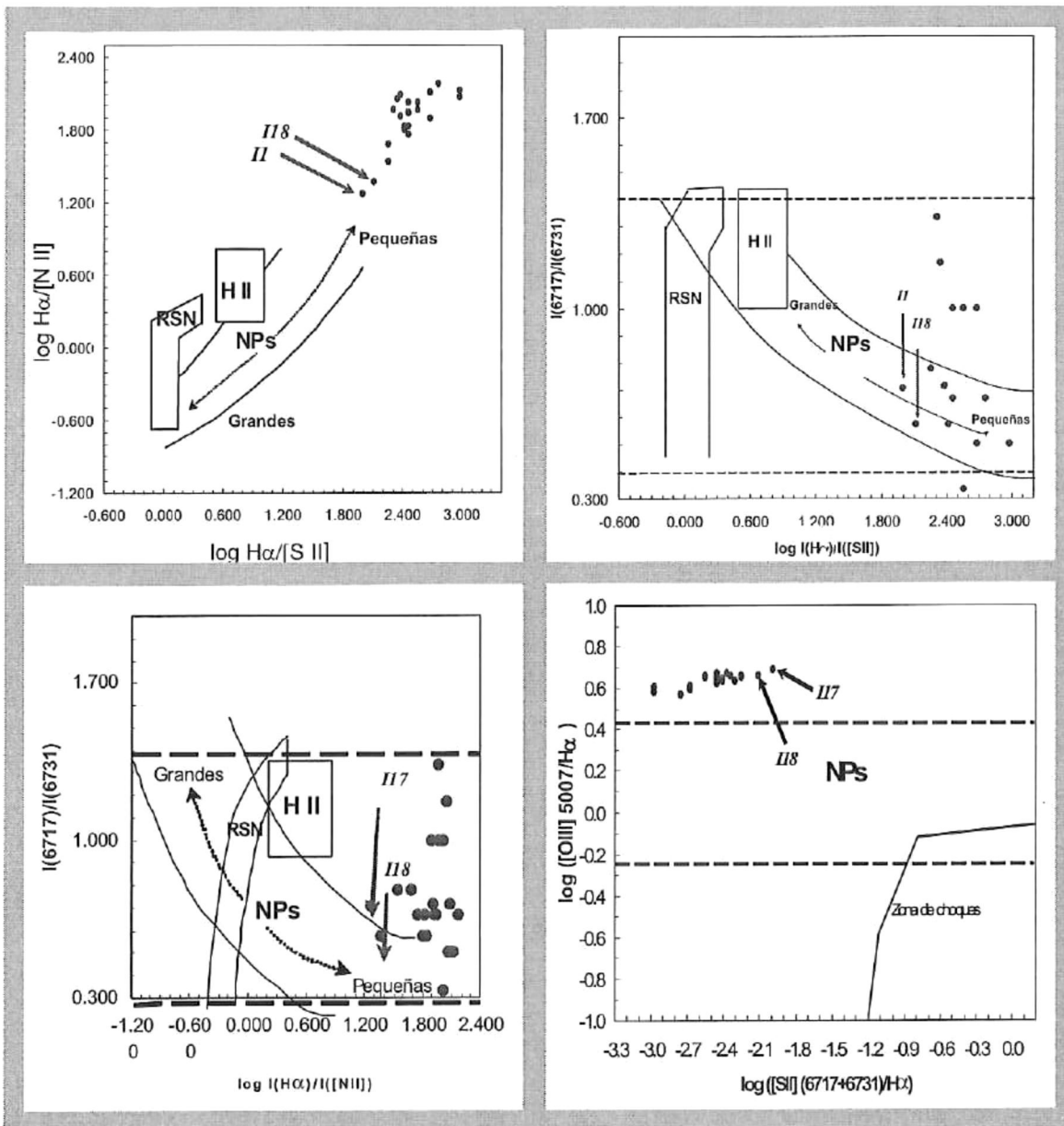


Figura 5.2: Diagramas de diagnóstico de NGC 3242

En cuanto a los estudios de Gurzadyan (1991) sobre la relación entre la clase de excitación de las nebulosas planetarias y su radio, las nebulosas 12+ tienen radios de  $\approx 0.5$  pc y son objetos bastante evolucionados. Según nuestros resultados, NGC 3242 tiene un radio de un orden de magnitud menor ( $R=0.04$  pc). Sin embargo, en el estudio de

Gurzadyan (1991) también se encontraron algunos casos en los cuales se presentaban discrepancias al respecto a pesar de que en general, parece existir una correlación entre el radio de la nebulosa y su clase de excitación.

Resulta notable el hecho de que el flujo en las líneas de baja excitación [N II]  $\lambda(6548+6584)$  y [S II]  $\lambda(6717+6731)$  es mayor en I1 y I18, más si consideramos la baja emisión de estas líneas a lo largo de la NP. En los diagramas de diagnóstico (figura 5.2), estas regiones no están localizadas en las zonas en las cuales se espera tener las condiciones de gas chocado. De lo anterior se puede inferir que la emisión de esta NP está dominada por fotoionización, salvo I1 e I18, cuya emisión parece estar dominada por choques.

### 5.1.3 Formación de NGC 3242

Si la estrella progenitora de NGC 3242 fuera de  $1 M_{\odot}$  (Pottasch 1984), esto estaría en concordancia con los estudios realizados por Zuckerman y Aller (1986) y por Corradi y Schwarz (1995), en los cuales se ha encontrado que las nebulosas planetarias elípticas provienen de la evolución de estrellas menos masivas.

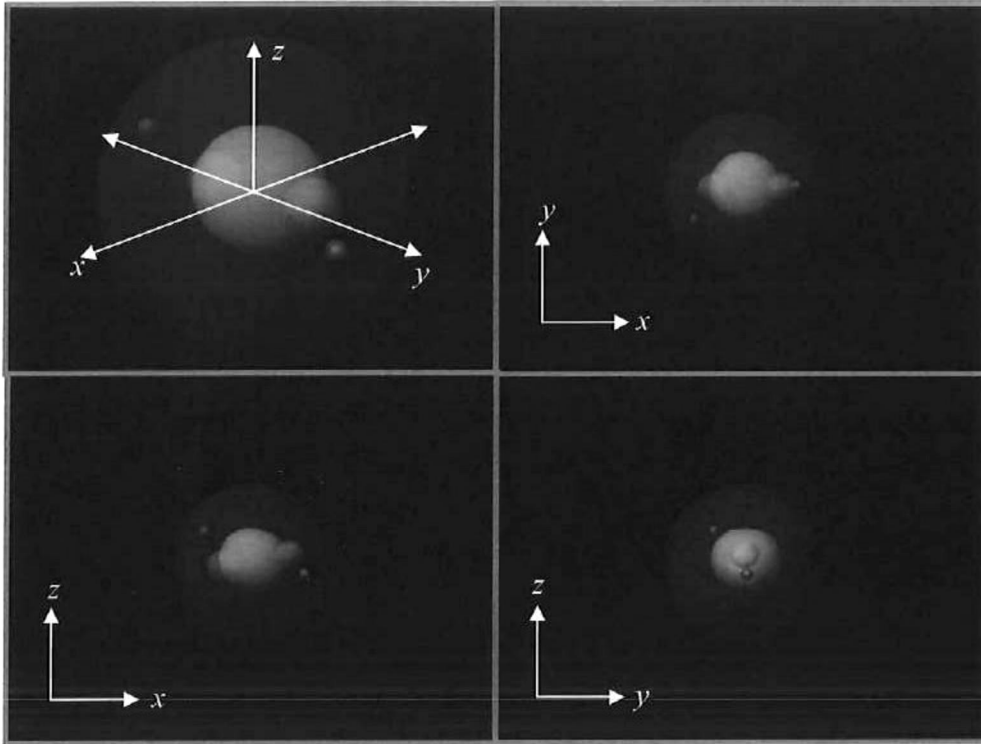
En esta tesis se ha considerado que el modelo de Cantó, Tenorio-Taggle y Różyńska (1988) predice de manera cualitativa la formación de los *FLIERS*. Aunque no hemos podido medir la velocidad esperada en una estructura de este tipo ( $v > 50 \text{ km s}^{-1}$ ), la morfología de NGC 3242 se ajusta a las condiciones sugeridas por este modelo. Si consideramos que las densidades a través de I17 y de I4 son mayores que en el resto de la NP, es plausible entonces la hipótesis de que los *FLIERS* son colimados a través de regiones en las cuales la densidad es menor, como el caso de I3.

De un modo más cuantitativo, se han obtenido los siguientes valores de la energía cinética para tener una aproximación del orden de magnitud de la fracción de energía acumulada en los *FLIERS*. En el caso de I1, para una velocidad radial de 18 km s<sup>-1</sup>,  $K=1.8 \times 10^{37}$  ergs, (este es un límite inferior para la energía). Con el fin de hacer una mejor estimación del valor de la energía, tomamos una velocidad de 41.6 km s<sup>-1</sup> (Miranda 1990), entonces  $K=7.92 \times 10^{37}$  ergs para I1 y  $K=2.04 \times 10^{38}$  ergs para I18. Los resultados de Vázquez (1999), muestran que para condensaciones tipo BRET (e.g. Flemming 1), simetría puntual (e.g. IC 4363) y NPs polipolares (e.g. NGC 2440) las energías son del orden de  $10^{44}$ ,  $10^{43}$  y de  $10^{47}$  ergs respectivamente. Sin embargo, en el trabajo de Vázquez (1999) se han propuesto distintos tipos de flujos colimados, que pueden ser desde flujos colimados bipolares de baja velocidad, hasta los que han sido colimados a altas velocidades ( $v > 100$  km s<sup>-1</sup>). Bajo estas consideraciones, la existencia de este tipo de variaciones en la energía cinética es aceptable, debido a que depende de la velocidad con la cual han sido eyectadas.

Se ha calculado una estimación de la edad cinemática para I17 y para I2, con el fin de saber cuánto tiempo le tomó llegar a su expansión actual. Para I17,  $\tau_k=900$  años y para I2,  $\tau_k=576$  años. Esto es sólo un límite inferior considerando que no se ha determinado el tiempo que le tomó llegar a su posición actual.

Todos los elementos anteriores nos llevan a plantearnos el siguiente escenario: NGC 3242 tuvo sus orígenes con la formación de lo que hemos denominado Halo A, que es un remanente de la gigante roja progenitora de la NP. Posteriormente se formó el cascarón elipsoidal mediante el frente de choque producido cuando el viento rápido

alcanzó al viento lento, comenzando así la fotoionización del material nebular.



**Figura 5.3:** Representación de la morfología de NGC 3242 vista desde distintas perspectivas. Las estructuras de color rojo indican un corrimiento al rojo, mientras las azules indican un corrimiento al azul.

No se ha podido determinar si las estructuras I17 e I2 han sido eyectadas antes o después de I1 e I18, pero dado que estas estructuras no están alineadas con la estrella central (figura 5.3), la morfología de esta NP parece sugerir la presencia de los fenómenos de Simetría Puntual (SP; Guerrero, Vázquez y López, 1999) y probablemente *BRETs*, debida a flujos bipolares colimados de baja velocidad con cambio de dirección (Vázquez R. 1999).

Existen diversos modelos que explican los posibles mecanismos que originan SP. La precesión que genera este tipo de flujos puede deberse a discos de acrecimiento en sistemas binarios que al no coincidir con el plano orbital del núcleo, se ven forzados a precesar originando así eyecciones bipolares colimadas (Morris 1981). El modelo propuesto por Livio y Pringle (1996), trabaja bajo la hipótesis de que existe un disco que experimenta un alabeo producido por radiación, provocando así una especie de tambaleo en el disco y por lo tanto un cambio de dirección en la colimación de futuras eyecciones. Otro mecanismo propuesto por García-Segura (1997) y García-Segura y López (2000) está basado en modelos magnetohidrodinámicos que explican este tipo de flujos mediante un disco magnetizado, que no se encuentra alineado con las eyecciones de la estrella en un sistema binario. Las eyecciones episódicas se pueden producir debido a un mecanismo que hace que la estrella lance una especie de viento rápido intermitente (Bobrowsky et al. 1998). Otros estudios sugieren que estos flujos colimados pueden ser originados por la nebulosa protoplanetaria (pNP) hacia el final de la etapa *AGB* (*Asymptotic Giant Branch*), debido a que se han encontrado estructuras de este tipo en pNP (Schwarz 1993; Sahai y Trauger 1998; Guerrero et al. 1999).

En los últimos años, se han detectado halos en alrededor de 60% de las NPs estudiadas por Corradi et al. (2004). Estos halos no son considerados parte de la nebulosa, es posible que la presencia de los arcos y esferas concéntricas que conforman el halo B estén relacionados con los pulsos térmicos que se presentan hacia el final de la etapa *AGB*.

## 5.2 NGC 3587

### 5.2.1 Morfología y estructura cinemática

Basándonos en la imagen directa, los componentes morfológicos principales de esta nebulosa son los dos cascarones centrados en el núcleo. La emisión en las líneas de alta excitación en el interior de esta NP y las de baja excitación hacia la periferia de la misma nos permite apreciar la estructura de ionización.

La estructura cinemática del cascarón elipsoidal interior, mostrada en los perfiles de velocidad de la línea  $H\alpha$ , presenta un gradiente de velocidad en el cual, la velocidad de expansión máxima es de  $30 \text{ km s}^{-1}$ , por lo que pareciera que el material que conforma este cascarón no está distribuido homogéneamente. El cascarón esférico exterior presenta la mayor emisión del material de baja excitación, los perfiles de velocidad no muestran mucha variación, más allá de las estructuras A1 y su contraparte A5, las cuales tienen una estructura cinemática distinta, A1 se aleja a una velocidad radial de  $20 \text{ km s}^{-1}$ , mientras que A5 se acerca a una velocidad de  $15 \text{ km s}^{-1}$ . Un análisis visual del perfil de la línea  $H\alpha$  a PA  $-45^\circ$ , sugiere que las estructuras B4 y B6, con simetría sobre el semieje mayor, pueden ser cavidades bipolares inmersas en el cascarón elíptico, en concordancia con los estudios de Guerrero et al (2003). Por otra parte resulta notable la disminución del brillo, en un par de regiones en la pared del cascarón corrida al rojo. Esto puede deberse a que NGC 3587 es un objeto evolucionado, en el cual, comienzan a formarse filamentos y huecos en el cascarón exterior en expansión.

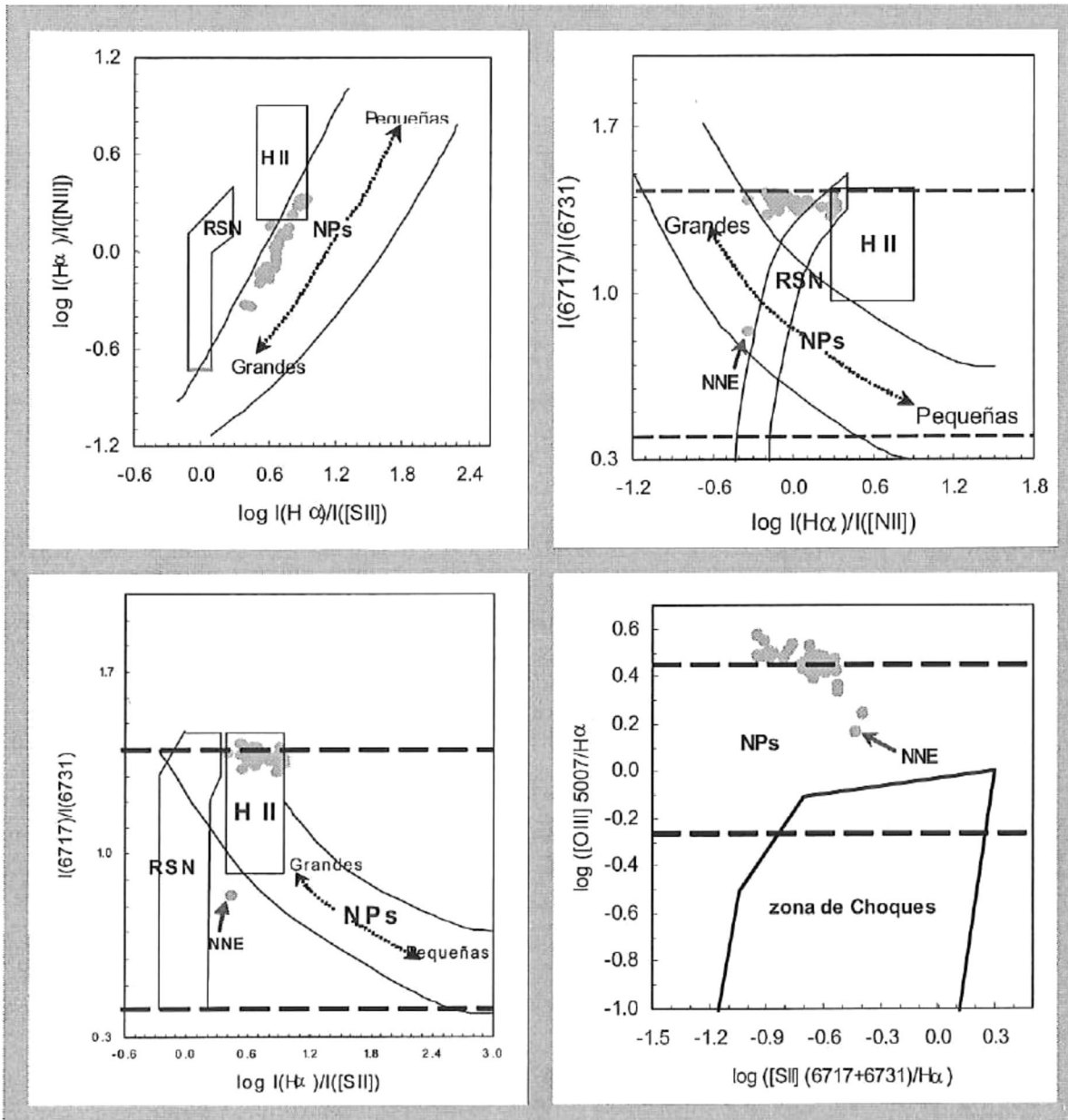
Asumiendo una distancia de 1300 pc (Napiwotzki 2001), la edad cinemática para el cascarón exterior es de 16,800 años, mientras que para el cascarón interior es de

18,490 años. Este resultado puede resultar contradictorio, ya que indica a priori que el cascarón interior está más evolucionado que el exterior. La velocidad que se ha estimado para los perfiles de velocidad de la línea [N II]  $\lambda 6584$  es mayor que la medida para la línea H $\alpha$ . El efecto de segregación de material a distintas velocidades que observamos en el interior del cascarón, es debido a la propagación de un frente de ionización a través del cascarón, el nuevo material ionizado genera un aumento en la presión y acelera el material exterior, provocando así una deceleración del material interior en la nebulosa (Marten, Gesicki y Szczerba 1992; Guerrero 1996). Para que CI tuviera al menos la misma edad cinemática que CE, entonces su velocidad de expansión debió ser de al menos  $34 \text{ km s}^{-1}$ , asumiendo que fuera constante, por lo que este valor es solo una cota inferior para la velocidad inicial con la que fue eyectado el viento rápido que formó a CI.

### **5.2.2 Clase de excitación y naturaleza de la emisión**

La clase de excitación de NGC 3587 es media (clase 8, Gurzadyan 1991). De acuerdo a los resultados obtenidos, tenemos que para el cascarón elipsoidal interior la excitación varía a lo largo de la nebulosa, siendo en general, mayor (entre 7 y 8) para las regiones centrales, mientras que en las regiones exteriores, la clase de excitación tiene valores de entre 4 y 6.

Para aquellas regiones en las cuales no se detectó la emisión de la línea He II  $\lambda 4686$ , la excitación es más uniforme (clase 3), a excepción de las regiones A1 y A5 que son clase 2. La emisión a lo largo de NGC 3587 está dominada por ionización.



**Figura 5.4:** Diagramas de Diagnóstico de NGC 3587.

Los resultados más interesantes de A1 están relacionados con los diagramas de diagnóstico (figura 5.4). A1 es un punto que está localizado en una zona que difiere bastante del resto de los puntos graficados para este objeto, además, se encuentra cerca de la zona de remanentes de supernova en los primeros tres diagramas de diagnóstico,

mientras que en el último diagrama de diagnóstico es una vez más el punto que más se aleja del resto y que está relativamente cerca de la zona de choques. La naturaleza de la emisión de dichas zonas parece indicarnos que se tratan de regiones en las cuales la emisión contiene una componente importante de radiación debida a gas chocado.

También se ha notado que hay una mayor extinción en la zona norte de esta nebulosa (rendijas C y D), mientras que en las zonas centro y sur, la extinción es considerablemente menor y homogénea, este resultado puede deberse a extinción local en la nebulosa debida a la presencia de polvo en la NP.

### **5.2.3. Formación de NGC 3587**

Dados los valores que encontramos para la edad cinemática, su densidad electrónica ( $100 \text{ cm}^{-3}$ ), en concordancia con los resultados obtenidos por Guerrero et al. (2003), su diámetro de 0.45 pc (Daub 1982) y la localización de los puntos en los diagramas de diagnóstico, podemos inferir que esta NP es un objeto en una etapa avanzada de su evolución.

Para el caso de NGC 3587, se plantea el siguiente escenario de formación: esta NP se ha originado con la aparición del viento rápido que marca el final de la etapa AGB. Con esta pérdida de masa, se formó el cascarón esférico exterior. Tras una segunda eyección de material ionizado, se originó el cascarón elipsoidal interior. Es muy posible que en ese entonces existiera una mayor densidad en el ecuador de la nebulosa, provocando así la geometría elipsoidal que observamos en este cascarón. La velocidad de expansión de este cascarón no fue constante, por lo que el material en su interior experimentó una deceleración debida a cambios de presión. El interior bipolar de NGC

3587 aparentemente está hueco, no se ha encontrado rastro de algún disco o anillo que pudiese dar origen a este tipo de estructura, pero dado el estatus evolutivo de esta NP, es posible que dicho agente colimador se haya disuelto ya. En cuanto a las microestructuras A1 y A5, que presentan simetría con respecto a la estrella central, tenemos que las velocidades medidas son muy bajas, en comparación a las que se espera tener en un flujo colimado que dé origen a lo que conocemos como el fenómeno SP. Por ello en este estudio no ha sido posible clasificar estas microestructuras. Sin embargo, es notable que estas son los lugares en los que predomina la emisión de las líneas de baja excitación, que generalmente es característico de las regiones excitadas por choques.

# Capítulo 6

## Conclusiones

### 6.1 NGC 3242

- Se trata de una NP cuya interior es un elipsoide que se expande a una velocidad ecuatorial de  $31 \text{ km s}^{-1}$ . Esto está en acuerdo con lo reportado por Meaburn, López y Noriega-Crespo (2000). Dicho cascarón está inclinado con respecto al plano del cielo a un ángulo de  $30^\circ$ , según lo estudiado previamente por Balick et al (1987) y Miranda (1990). Está rodeado por un halo esférico tenue y menos denso de  $0.7 \text{ pc}$  con una velocidad de expansión de  $20 \text{ km s}^{-1}$ .
- No se han encontrado variaciones significativas en la temperatura electrónica. En cuanto a la densidad electrónica, las variaciones son considerables y prominentes en I18 y en I17. Puede ser que exista extinción provocada por polvo en esta NP, dado que parece que la extinción afecta más a la parte sur y es menor

en la parte norte.

- La clase de excitación aparentemente es más alta de lo que se ha estimado anteriormente, considerando que al calcular la excitación por regiones, las del cascarón elipsoidal presentan una excitación  $12^+$  y la naturaleza de la emisión que observamos en los diagramas de diagnóstico refleja que se trata de un objeto cuya excitación es muy alta.
- En la imagen profunda con la línea [O III] se detectaron cuatro estructuras polares inmersas en el halo B, las cuales no han sido mencionadas anteriormente en la literatura.
- Si consideramos que II e I18 aparecieron después de que se originó el cascarón elipsoidal, entonces podemos explicar su proceso de formación mediante el modelo de convergencia de flujos cónicos de Cantó, Tenorio-Taggle y Rózycka (1998).
- La posición de las estructuras I18, I17, II e I2 sugieren la presencia del fenómeno de simetría puntual y BRETs originados por flujos bipolares colimados de baja velocidad.
- La formación de este tipo de estructuras no está del todo entendida. Por lo que no se ha podido aplicar un modelo que explique cuantitativamente el origen físico de la posible simetría puntual en NGC 3242.

## 6.2 NGC 3587

- NGC 3587 es una NP en una etapa avanzada de su evolución. Sus principales estructuras morfológicas son los cascarones concéntricos y su interior

bipolar.

- La temperatura electrónica no presenta fluctuaciones considerables en la mayoría de las regiones estudiadas, salvo en A1 y en A5, en las cuales es mayor. La densidad electrónica es homogénea y muy baja.
- En este caso el coeficiente de extinción logarítmico presenta variaciones que son muy drásticas. La naturaleza de la emisión está dominada por fotoionización, a excepción de A1, en la cual parece deberse al enfriamiento producido por un choque.
- El interior bipolar muestra emisión muy débil en líneas de baja excitación así como en las líneas de alta excitación, por lo que concluimos que son un par de cavidades huecas, y que la emisión observada es debida al cascarón exterior.
- No existe evidencia de algún agente colimador que pudiera haber originado este interior bipolar, esto pudiera deberse a la avanzada evolución de la NP, corroborada de distintas maneras en este estudio (densidad electrónica, edad cinemática y la localización de la misma en los diagramas de diagnóstico). Esto concuerda a su vez con los datos obtenidos por Guerrero et al. (2003), y por Sabbadin et al. (1985).
- No se ha podido explicar de manera efectiva la formación de A1 y A5, aunque parecen tratarse de regiones excitadas mediante choques, las velocidades de las mismas no corresponden a las estructuras con estas características, pero esto puede deberse una vez más a efectos de proyección.

## Bibliografía

- [1] Acker A., Ochsenbein F., Stenholm B., Tylenda R., Marcout, J., Schohn C., 1992, Strasbourg-ESO Catalogue of Galactic Planetary Nebulae
- [2] Balick B., Hajian A. R., Terzian Y., Perinotto, M., Patriarchi P., 1998, AJ, 116, 360
- [3] Balick B., Preston H. L., Icke V., 1987, AJ, 94(6), 1641
- [4] Barral J. F., Cantó J., 1981, RMxAA, 5, 101
- [5] Bowen 1928, ApJ, 67, 1
- [6] Bobrowsky M., Sahu K. C., Patharsarathy M., García-Lario P., 1998, Nature, 392, 469
- [7] Calvet N., Cohen M., 1978, MNRAS, 182, 687
- [8] Cantó J., 1980, A&A, 86, 327
- [9] Cantó J., Rodríguez L. F., 1980, ApJ, 239, 982
- [10] Cantó J., Tenorio-Taggle G., y Różycska M., 1988, A&A, 192, 287
- [11] Cook R. y Vázquez R., 2002 RMxAAC, 12, 38

- [12] Corradi R.L.M., Sánchez-Blázquez P., Mellema G., Gianmanco C., Schwarz H., 2004, A&A, 417, 637
- [13] Corradi y Schwarz 1995
- [14] Cuesta L., Phillips J.P., 2000, AJ, 120, 2661
- [15] Daub C.T., 1982, ApJ, 260, 612
- [16] Elliot y Meaburn 1977
- [17] Garcia- Segura G., 1997, ApJ, .489, L189
- [18] Garcia-Segura G., López J. A., 2000, ApJ, 544, 336
- [19] Gonçalves D., Mampaso A., Corradi R.M.L., Perinotto M., 2004, ASP Conference Series, 313, 198
- [20] Gonçalves D., Corradi R.M.L., Mampaso A., 2001, ApJ, 547, 302
- [21] Gonçalves D., Ercolano B., Carnero A., Mampaso A., Corradi R.L.M., 2006, MNRAS, 365, 1039
- [22] Guerrero M. A., Manchado A., Stanghellini L., Herrero A., 1996, ApJ, 464, 847
- [23] Guerrero M. A., Chu Y., Manchado A., Kwitter K. B., 2003, AJ, 125, 3213
- [24] Guerrero M. A., Vázquez R. y López J. A., 1999 AJ, 117, 967
- [25] Gurzadyan G. A., 1997, The Physics and Dynamics of Planetary Nebulae, Astronommy and Astrophysics Library, Springer-Verlag Berlin Heidelberg, Alemania
- [26] Gurzadyan G. A., Egikian A. G., 1991, Ap&SS, 181, 73
- [27] Kaler J. B., 1983, ApJ, 271, 188
- [28] Kundu K. P., 1990, Fluid Mechanics. Academic Press Inc. 525 B Street,

Suite 900, San Diego, California. Pp 598-599

- [29] Kwok S., Purton C. R., Fitzgerald P. M., 1978, ApJ, 219, 125
- [30] Livio M., Pringle J. E., 1996, ApJ, 465, 55
- [31] López J. A., Vázquez R., Rodríguez L. F., 1995, ApJ, 455, 63
- [32] Manchado A., Stanghellini L., Guerrero, M. A., 1996, ApJ, 466, 95
- [33] Marten H., Gęsicki K., Szczerba, R., 1992, IAU Symp. 155, Planetary Nebular, ed. R. Weinberger & Acker, 315
- [34] Meaburn J, López J. A., Gutierrez L., Quiroz F., Murillo J. M., Valdéz J., Pedrayes M., 2003, RMxAA, 39, 185
- [35] Meaburn J., López J. A., Noriega-Crespo A., 2000, 128, 321
- [36] Miranda L. F., 1990, Tesis Doctoral, Universidad Complutense de Madrid, Madrid, pp 84
- [37] Morris M., 1981, ApJ, 249, 572
- [38] Napiwotzki R., 2001, A&A 367, 973
- [39] Osterbrock D. E., 1989 Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei. University Science Books, Mill Valley, California, USA, and Oxford University Press
- [40] Paczynski, B., 1971, Acta Astron., 21, 147
- [41] Peimbert M., Torres-Peimbert S., Rayo J.F., 1978, ApJ, 220, 516
- [42] Pottasch S. R., 1984, Planetary Nebulae: A Study of Late Stages of Stellar Evolution, D Reidel Pub Co
- [43] Sabadin F., Bianchini A., Ortolani S., Strafella F., 1985, MNRAS, 217, 539

- [44] Sabaddin F., Minello S., Bianchini A., 1977, *A&A*, 60, 147
- [45] Sahai R., Trauger J. T., 1998, 1998, *AJ*, 116, 1357
- [46] Savage, B. D., Mathis, J. S., 1979, *ARA&A*, 17, 73
- [47] Schwarz H. E., ed. 1993, *Mass Loss on the AGB and Beyond*
- [48] Seaton M. J., 1979, *MNRAS*, 187, 785
- [49] Stanghellini L., Corradi R.M.L., Schwarz H. E., 1993, *A&A*, 279, 521
- [50] Riesgo, H., López J. A., 2006, *RMxAA*, 42, 47
- [51] Vázquez R., 1999, Tesis Doctoral, Universidad de Granada, Granada, Pp. 113, 116
- [52] Vázquez R., Ayala S., Miranda L., Olgún L., Contreras M., Zavala S., Benítez G., Blanco M., Guillén P., Jiménez M., Gonzalez Y. IAU Symposium 234, Kona, Hawaii
- [53] Zazueta, S, Pedrayes M., Cobos F., Valdéz J., Bohigas J., García B., Córdova A. y siete coautores, 2000, *RMxAA*, 36, 141
- [54] Zhang C. Y., Kwok S., 1998, *ApJS*, 117, 341
- [55] Zuckerman B., Aller L.H., 1986, *ApJ*, 324, 501

# Apéndice A

## Tablas de NGC 3242

**Tabla A.i.:** Flujos observados y desenojados,  $T_e$ ,  $N_e$ ,  $\log F(\text{H}\beta)$ ,  $\log I(\text{H}\beta)$  y  $C(\text{H}\beta)$  de la posición 1.

Ion	H16 *	
	$\lambda(\text{\AA})$	$F_\lambda$
H $\gamma$	4340	38.0
[O III]	4363	10.9
He I	4471	4.6
He II	4686	1.2
[ArIV]	4711	3.8
[ArIV]	4740	2.7
H $\beta$	4861	100.0
[O III]	4959	445.9
[O III]	5007	1285.2
He I	5876	12.7
[O I]	6300	0.6
H $\alpha$	6563	274.1
[N II]	6584	2.2
[S II]	6717	0.4
[S II]	6731	0.4
He I	6678	4.1
He I	7065	3.8
[Ar III]	7135	9.1
$\log F_{\text{H}\beta}$		-11.482
$T_e$ (K)		10800
$N_e$ (cm <sup>-3</sup> )		544

\* Las temperaturas han sido calculadas de los flujos observados

**Tabla A.ii.:** Flujos observados y desentrañados,  $T_e$ ,  $N_e$ ,  $\log F(\text{H}\beta)$ ,  $\log I(\text{H}\beta)$  y  $C(\text{H}\beta)$  de la posición 2.

Ion	$\lambda(\text{\AA})$	<i>H14</i> *	<i>H15</i> *
		$F_\lambda$	$F_\lambda$
H $\gamma$	4340	42.6	38.6
[O III]	4363	12.8	11.4
He I	4471	5.7	5.0
He II	4686	1.4	2.7
[ArIV]	4711	4.1	4.0
[ArIV]	4740	2.9	3.1
H $\beta$	4861	100.0	100.0
[O III]	4959	437.4	450.1
[O III]	5007	1251.9	1298.6
He II	5411	0.2	-
He I	5876	11.8	12.8
[O I]	6300	0.5	0.5
H $\alpha$	6563	242.8	273.4
[N II]	6584	2.0	2.2
He I	6678	3.9	4.0
[S II]	6617	0.4	0.5
[S II]	6631	0.5	0.5
He I	7065	3.3	3.6
[Ar III]	7135	7.9	8.2
$\log F_{\text{H}\beta}$		-11.760	-11.419
$T_e$ (K)		11500	11000
$N_e$ cm $^{-3}$		2000	878

\* Las temperaturas han sido calculadas de los flujos observados

**Tabla A.iii.:** Flujos observados,  $T_e$ ,  $N_e$ ,  $\log F(\text{H}\beta)$ ,  $\log I(\text{H}\beta)$  y  $C(\text{H}\beta)$  de la posición 3.

Ion	$\lambda(\text{\AA})$	$f_\lambda$	<i>I17*</i>	<i>I18</i>	<i>H12*</i>	<i>H13</i>
			$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$
H $\gamma$	4340	0.127	39.3	37.8	43.5	38.9
[O III]	4363	0.121	11.4	12.2	13.6	11.1
He I	4471	0.095	3.8	4.2	5.0	-
He II	4686	0.043	21.1	9.9	21.5	1.9
[ArIV]	4711	0.037	3.8	3.3	4.9	4.0
[ArIV]	4740	0.030	3.2	3.4	4.2	3.0
H $\beta$	4861	0.000	100.0	100.0	100.0	100.0
[O III]	4959	-0.024	439.5	450.8	437.1	472.2
[O III]	5007	-0.036	1264.5	1312.0	1252.8	1370.5
He II	5411	-0.133	2.0	1.0	1.4	-
He I	5876	-0.215	10.7	13.3	10.9	15.7
[O I]	6300	-0.282	0.7	1.2	0.7	-
[S III]	6312	-0.283	-	3.4	-	-
H $\alpha$	6563	-0.320	275.0	297.0	257.7	310.1
[N II]	6584	-0.323	3.3	9.4	1.1	3.7
[S II]	6717	-0.342	0.4	0.8	0.5	-
[S II]	6731	-0.344	0.7	1.5	0.5	-
He I	6678	-0.336	3.4	4.1	3.4	4.8
He I	7065	-0.387	3.6	4.2	3.5	4.3
[Ar III]	7135	-0.396	9.6	10.7	6.8	10.5
$\log F_{\text{H}\beta}$			-11.300	-11.781	-11.266	-11.923
$T_e$ (K)			11000	11215	11800	10860
$N_e$ (cm $^{-3}$ )			4120	5540	812	1000

\*  $T_e$  se ha calculado con  $F_\lambda$ .

**Tabla A.iv.:** Flujos observados,  $T_e$ ,  $N_e$ ,  $\log F(\text{H}\beta)$ ,  $\log I(\text{H}\beta)$  y  $C(\text{H}\beta)$  de la posición 4.

			<i>I13</i> *	<i>I14</i> (cN)	<i>I15</i>	<i>I16</i>	<i>H10</i> *	<i>H11</i>
<b>Ion</b>	<b><math>\lambda(\text{\AA})</math></b>	<b><math>f_\lambda</math></b>	<b><math>F_\lambda</math></b>	<b><math>F_\lambda</math></b>	<b><math>F_\lambda</math></b>	<b><math>F_\lambda</math></b>	<b><math>F_\lambda</math></b>	<b><math>F_\lambda</math></b>
H $\gamma$	4340	0.127	41.7	37.8	38.5	36.8	40.4	39.7
[O III]	4363	0.121	12.4	11.4	11.0	11.6	11.4	12.2
He I	4471	0.095	2.0	2.6	3.2	3.7	6.3	-
He II	4686	0.043	41.3	42.4	28.4	21.4	3.3	1.8
[ArIV]	4711	0.037	5.7	5.1	4.2	3.8	6.0	4.2
[ArIV]	4740	0.030	5.1	5.6	3.5	3.3	3.6	2.8
H $\beta$	4861	0.000	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0
[O III]	4959	-0.024	373.8	377.6	411.8	421.4	433.2	432.6
[O III]	5007	-0.036	1043.7	1094.2	1175.4	1206.3	1226.9	1234.4
He II	5411	-0.133	3.4	3.7	2.8	2.4	-	-
He I	5876	-0.215	7.4	7.5	10.9	11.4	13.8	15.3
[O I]	6300	-0.282	0.7	0.7	0.8	-	-	1.7
H $\alpha$	6563	-0.320	251.6	296.0	303.3	289.9	271.1	287.9
[N II]	6584	-0.323	1.2	1.7	2.7	3.9	2.2	2.9
[S II]	6717	-0.342	0.2	0.1	0.4	0.5	0.7	-
[S II]	6731	-0.344	0.3	0.2	0.5	0.6	0.6	-
He I	6678	-0.336	3.3	3.1	3.3	3.9	4.9	5.5
He II	7065	-0.387	3.4	3.1	4.2	4.4	4.3	4.6
[Ar III]	7135	-0.396	6.6	8.2	10.1	11.2	9.4	9.4
$\log F_{\text{H}\beta}$			-11.520	-11.340	-11.254	-11.349	-11.599	-11.769
$C_{\text{H}\beta}$			-0.152	0.048	0.078	0.022	-0.061	0.014
$\log I_{\text{H}\beta}$			-	-11.292	-11.176	-11.327	-11.660	-11.769
$T_e$ (K)			12200	11700	11340	11350	11200	11470
$N_e$ (cm $^{-3}$ )			6670	1000*	1700	1970	245	1000*

\*Densidades que se han asumido como 1000 cm $^{-3}$

\* $T_e$  se ha calculado con  $F_\lambda$ .

**Tabla A.v.:** Flujos observados de la posición 5

Ion	$\lambda(\text{\AA})$	<i>I10</i>	<i>I11</i>	<i>I12</i>	<i>H8</i>	<i>H9</i>
		$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$
H $\gamma$	4340	38.7	37.8	37.2	39.3	38.8
[O III]	4363	11.0	10.7	11.0	11.0	12.0
He I	4471	2.4	2.9	3.3	3.9	5.0
He II	4686	44.2	29.7	21.1	2.5	2.9
[ArIV]	4711	5.0	3.8	3.6	3.3	5.0
[ArIV]	4740	4.7	3.8	3.0	2.1	3.4
H $\beta$	4861	100.0	100	100	100	100
[O III]	4959	377.9	405.7	426.3	434.8	460.7
[O III]	5007	1089.5	1167.4	1233.5	1262.3	1343.7
He II	5411	4.0	2.7	1.7	540.8	0.6
He I	5876	7.3	9.9	11.0	12.7	13.9
[O I]	6300	-	0.5	0.3	0.5	-
[S III]	6312	0.5	-	1.1	-	-
H $\alpha$	6563	293.8	297.3	289.9	285.3	294.9
[N II]	6584	1.5	2.8	3.4	2.5	2.7
He I	6678	-	3.1	3.5	3.9	3.9
[S II]	6617	-	0.3	0.4	-	0.5
[S II]	6631	-	0.3	0.7	-	0.7
He I	7065	2.8	3.7	4.0	3.6	3.9
[Ar III]	7135	7.6	9.0	10	8.8	9.2

**Tabla A.vi.:** Flujos desnormalizados,  $T_e$ ,  $N_e$ ,  $\log F(\text{H}\beta)$ ,  $\log I(\text{H}\beta)$  y  $C(\text{H}\beta)$  de la posición 5

Ion	$\lambda(\text{\AA})$	$f_\lambda$	<i>I10</i>	<i>I11</i>	<i>I12</i>	<i>H8</i>	<i>H9</i>
			$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$
H $\gamma$	4340	0.127	39.2	38.4	37.4	39.9	39.4
[O III]	4363	0.121	11.2	10.8	11.1	11.1	12.1
He I	4471	0.095	2.4	3.0	3.3	3.9	5.1
He II	4686	0.043	44.4	29.9	21.12	2.5	2.9
[ArIV]	4711	0.037	5.1	3.8	3.6	3.3	5.0
[ArIV]	4740	0.030	4.7	3.8	3.0	2.1	3.5
H $\beta$	4861	0.000	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0
[O III]	4959	-0.024	376.9	404.2	425.7	434.7	459.3
[O III]	5007	-0.036	1085.2	1161.1	1230.8	1261.9	1337.8
He II	5411	-0.133	3.9	2.7	1.7	-	0.6
He I	5876	-0.215	7.2	9.7	10.9	12.6	13.5
[O I]	6300	-0.282	-	0.4	0.3	0.5	-
[S III]	6312	-0.283	0.4	-	1.1	-	-
H $\alpha$	6563	-0.320	284.7	284.7	284.7	284.7	284.7
[N II]	6584	-0.323	1.4	2.7	3.3	2.5	2.6
[S II]	6717	-0.336	-	0.3	0.4	-	0.5
[S II]	6731	-0.342	-	0.3	0.7	-	0.7
He I	6678	-0.344	3.0	2.9	3.4	3.9	3.8
He II	7065	-0.387	2.7	3.6	3.9	3.6	3.7
[Ar III]	7135	-0.396	7.3	8.6	9.8	8.8	8.8
$\log F_{\text{H}\beta}$			-11.223	-11.242	-11.185	-11.548	-11.760
$C_{\text{H}\beta}$			0.039	0.053	0.022	0.003	0.043
$\log I_{\text{H}\beta}$			-11.184	-11.189	-11.163	-11.546	-11.717
$T_e(\text{K})$			11610	11220	11040	11000	11115
$N_e(\text{cm}^{-3})$			1000*	773	4385	1000*	1898

\*Densidades que se han asumido como  $1000 \text{ cm}^{-3}$ .

**Tabla A.vii.:** Posición 6, flujos observados.

		<i>I5</i>	<i>I6</i>	<i>I7</i>	<i>I8</i>	<i>I9</i>	<i>H6</i>	<i>H7</i>
H $\gamma$	$\lambda(\text{\AA})$	$F_{\lambda}$	$F_{\lambda}$	$F_{\lambda}$	$F_{\lambda}$	$F_{\lambda}$	$F_{\lambda}$	$F_{\lambda}$
[O III]	4340	45.0	37.8	36.7	38.1	36.1	40.9	41.7
He I	4363	14.1	11.4	11.9	11.5	11.1	12.7	12.0
He II	4471	3.9	2.5	4.0	2.5	3.0	6.3	5.3
[ArIV]	4686	36.2	46.8	37.2	36.7	34.0	5.3	5.2
[ArIV]	4711	5.6	5.1	4.6	4.7	4.8	5.3	5.4
H $\beta$	4740	4.9	5.1	4.2	4.4	4.2	3.4	3.9
[O III]	4861	100	100	100	100	100	100	100
[O III]	4959	418.3	364.9	401.0	395.8	406.6	469.7	456.6
He II	5007	1214.4	1061.6	1163.3	1147.7	1206.8	1360.5	1323.8
He I	5411	3.2	4.4	3.2	3.0	3.4	1.0	1157.3
[O I]	5876	9.3	7.1	9.3	8.7	10.1	14.2	335.5
[S III]	6300	0.7	0.7	-	-	0.7	0.6	-
H $\alpha$	6563	296.2	285.1	296.5	284.7	303.0	311.6	304.9
[N II]	6584	1.3	1.4	2.7	1.8	1.7	1.9	1.9
He I	6717	-	-	-	0.1	0.3	0.6	0.7
[S II]	6731	-	-	-	0.2	0.3	0.8	0.6
[S II]	6678	3.3	2.6	3.0	3.3	3.1	3.8	3.8
He I	7065	3.0	2.2	3.2	-	-	-	-
[Ar III]	7135	7.4	7.1	7.9	8.0	7.9	8.7	8.0

**Tabla A.viii.:** Flujos desrojados,  $T_e$ ,  $N_e$ ,  $\log F(\text{H}\beta)$ ,  $\log I(\text{H}\beta)$  y  $C(\text{H}\beta)$  de la posición 6.

			<i>I5</i>	<i>I6</i>	<i>I7</i>	<i>I8</i>	<i>I9</i>	<i>H6</i>	<i>H7</i>
<b>Ion</b>	$\lambda(\text{\AA})$	$f_{\lambda}$	$I_{\lambda}$	$I_{\lambda}$	$I_{\lambda}$	$I_{\lambda}$	$I_{\lambda}$	$I_{\lambda}$	$I_{\lambda}$
H $\gamma$	4340	0.127	45.6	37.8	37.3	38.3	36.9	42.3	42.8
[O III]	4363	0.121	14.3	11.4	12.0	11.5	11.4	13.1	12.3
He I	4471	0.095	4.0	2.5	4.1	2.5	3.1	6.5	5.4
He II	4686	0.043	36.4	46.8	37.4	36.8	34.2	5.3	5.3
[ArIV]	4711	0.037	5.6	5.1	4.7	4.7	4.9	5.3	5.4
[ArIV]	4740	0.030	4.9	5.1	4.2	4.4	4.2	3.4	3.9
H $\beta$	4861	0.000	100	100	100	100	99.9	99.9	99.9
[O III]	4959	-0.024	416.9	364.8	399.6	395.4	404.4	466.0	453.8
[O III]	5007	-0.036	1208.4	1061.4	1157.4	1146.2	1197.5	1345.3	1312.5
He II	5411	-0.133	3.2	4.4	3.1	3.0	3.3	0.9	1104.4
He I	5876	-0.215	9.1	7.1	9.0	8.6	9.7	13.4	320.4
[O I]	6300	-0.282	0.6	0.7	-	0.6	0.7	0.6	-
H $\alpha$	6563	-0.320	284.7	284.7	284.7	284.7	284.8	284.8	284.8
[N II]	6584	-0.323	1.3	1.4	2.6	1.8	1.6	1.7	1.9
[S II]	6717	-0.342	-	-	-	0.1	0.3	0.5	0.7
[S II]	6731	-0.344	-	-	-	0.2	0.3	0.7	0.6
He I	6678	-0.336	3.2	2.6	2.8	3.3	2.9	3.4	-
He II	7065	-0.387	2.8	2.2	3.1	-	-	-	3.8
[Ar III]	7135	-0.396	7.0	7.1	7.5	7.8	7.3	7.8	8.0
$\log F_{\text{H}\beta}$			-11.652	-11.433	-11.333	-11.405	-11.631	-11.640	-11.625
$C_{\text{H}\beta}$			0.049	0.002	0.050	0.013	0.077	0.111	0.085
$\log I_{\text{H}\beta}$			-11.603	-11.432	-11.283	-11.392	-11.554	-11.529	-11.540
$T_e(\text{K})$			12200	11800	11,700	11,530	11,320	11,380	11260
$N_e(\text{cm}^{-3})$			1000*	1000*	1000*	1000*	1086	2238	193

\*Densidades que se han asumido como  $1000 \text{ cm}^{-3}$ .

**Tabla A.ix.:** Flujos observados de la posición 7.

Ion	$\lambda(\text{\AA})$	<i>I2</i>	<i>I3(cS)</i>	<i>I4</i>	<i>H4</i>	<i>H5</i>
		$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$
H $\gamma$	4340	39.9	36.5	35.0	40.0	35.8
[O III]	4363	11.8	11.1	10.7	12.5	11.1
He I	4471	4.1	3.5	2.4	5.0	5.1
He II	4686	9.5	20.7	32.9	1.5	4.8
[ArIV]	4711	3.9	3.6	4.5	4.1	3.9
[ArIV]	4740	3.3	3.3	4.0	3.3	2.7
H $\beta$	4861	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0
[O III]	4959	439.2	424.7	401.2	430.6	445.7
[O III]	5007	1272.1	1236.7	1140.9	1256.5	1304.5
He II	5411	1.1	1.9	3.3	13.3	0.6
He I	5876	13.0	11.7	9.7	-5.8	14.0
[O I]	6300	0.8	0.8	0.8	4.4	0.4
H $\alpha$	6563	293.3	302.0	310.2	284.7	311.7
[N II]	6584	3.2	3.4	1.8	2.4	2.2
He I	6678	4.2	3.6	3.2	4.3	4.0
[S II]	6617	0.4	0.4	0.2	0.4	0.5
[S II]	6631	0.7	0.7	0.4	0.6	0.5
He I	7065	4.5	4.9	3.4	4.5	4.0
[Ar III]	7135	9.9	10.7	8.1	8.8	8.6

**Tabla A.x.:** Flujos desenojados,  $T_e$ ,  $N_e$ ,  $\log F(\text{H}\beta)$ ,  $\log I(\text{H}\beta)$  y  $C(\text{H}\beta)$  de la posición 7.

Ion	$\lambda(\text{\AA})$	$f_\lambda$	<i>I2</i>	<i>I3(cS)</i>	<i>I4</i>	<i>H4</i>	<i>H5</i>
			$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$
H $\gamma$	4340	0.127	40.3	37.3	36.2	40.1	37.1
[O III]	4363	0.121	11.9	11.4	11.1	12.5	11.4
He I	4471	0.095	4.2	3.5	2.5	5.0	5.2
He II	4686	0.043	9.6	20.9	33.3	1.5	4.8
[ArIV]	4711	0.037	3.9	3.6	4.6	4.1	3.9
[ArIV]	4740	0.030	3.3	3.3	4.0	3.3	2.7
H $\beta$	4861	0.000	100.0	99.9	99.9	100.0	99.9
[O III]	4959	-0.024	438.1	422.5	398.2	430.6	442.2
[O III]	5007	-0.036	1267.4	1227.6	1128.8	1256.5	1289.9
He II	5411	-0.133	1.1	1.8	3.2	-	0.5
He I	5876	-0.215	12.8	11.2	9.1	13.3	13.2
[O I]	6300	-0.282	0.8	0.7	0.7	4.4	0.3
H $\alpha$	6563	-0.320	284.7	284.8	284.8	284.7	284.8
[N II]	6584	-0.323	3.2	3.2	1.7	2.4	2.0
[S II]	6717	-0.342	0.4	0.4	0.2	0.4	0.5
[S II]	6731	-0.344	0.7	0.7	0.4	0.6	0.5
He I	6678	-0.336	4.2	3.4	2.4	4.3	3.6
He I	7065	-0.387	4.5	4.6	3.1	4.5	3.6
[Ar III]	7135	-0.396	9.9	9.9	7.3	8.8	7.7
$\log F_{\text{H}\beta}$			-11.576	-11.078	-11.203	-11.681	-11.425
$C_{\text{H}\beta}$			0.037	0.073	0.106	0.008	0.112
$\log I_{\text{H}\beta}$			-11.539	-11.005	-11.097	-11.673	-11.313
$T_e(\text{K})$			11165	11180	11225	11470	11060
$N_e(\text{cm}^{-3})$			6110	2729	11537	3263	689

**Tabla A.xi.:** Flujos observados y desrojados,  $T_e$ ,  $N_e$ ,  $\log F(\text{H}\beta)$ ,  $\log I(\text{H}\beta)$  y  $C(\text{H}\beta)$  de la posición 8

Ion	$\lambda(\text{\AA})$	$f_\lambda$	<i>I1</i>		<i>H2*</i>		<i>H3</i>	
			$F_\lambda$	$I_\lambda$	$F_\lambda$	$I_\lambda$	$F_\lambda$	$I_\lambda$
H $\gamma$	4340	0.127	35.5	37.1	36.7	36.7	36.6	37.8
[O III]	4363	0.121	10.8	11.3	11.4	11.4	10.3	10.6
He I	4471	0.095	4.8	5.0	5.5	5.5	5.9	6.0
He II	4686	0.043	1.0	1.1	0.6	0.6	2.2	2.2
[ArIV]	4711	0.037	3.2	3.3	3.3	3.4	4.2	4.2
[ArIV]	4740	0.030	2.7	2.7	2.5	2.5	2.5	2.5
H $\beta$	4861	0.000	100	99.9	100.0	100.0	100.0	99.9
[O III]	4959	-0.024	485.5	480.4	447.7	447.5	451.3	447.9
[O III]	5007	-0.036	1419.7	1398.6	1295.5	1294.9	1312.5	1298.7
He I	5876	-0.215	15.5	14.3	14.1	14.1	13.9	13.2
[O I]	6300	-0.282	1.0	0.9	0.3	0.3	0.6	0.6
[S III]	6312	-0.283	-	-	0.7	0.7	-	-
H $\alpha$	6563	-0.320	321.2	284.8	285.7	284.7	309.9	284.8
[N II]	6584	-0.323	13.2	11.7	4.6	4.5	2.2	2.0
He I	6678	-0.336	4.7	4.2	4.3	4.3	4.6	4.2
[S II]	6617	-0.342	1.4	1.2	0.7	0.7	0.2	0.2
[S II]	6631	-0.344	2.0	1.7	0.9	0.9	0.6	0.6
He I	7065	-0.387	4.7	4.1	3.6	3.6	3.7	3.7
[Ar III]	7135	-0.396	12.5	10.8	10.4	10.4	8.9	8.1
$\log F_{\text{H}\beta}$			-11.598		-11.810		-11.629	
$C_{\text{H}\beta}$			0.149		0.004		0.105	
$\log I_{\text{H}\beta}$			-11.449		-11.805		-11.525	
$T_e$ (K)			10690		11020		10750	
$N_e$ (cm $^{-3}$ )			2147		1500		1000*	

**Tabla A.xii.:** Flujos observados y desrojados,  $T_e$ ,  $N_e$ ,  $\log F(\text{H}\beta)$ ,  $\log I(\text{H}\beta)$  y  $C(\text{H}\beta)$  de la posición 9.

Ion	<i>HI</i>			
	$\lambda(\text{\AA})$	$f\lambda$	$F_\lambda$	$I_\lambda$
H $\gamma$	4340	0.127	35.1	36.0
[O III]	4363	0.121	10.0	10.2
He I	4471	0.095	4.7	4.8
He II	4686	0.043	1.0	1.0
[ArIV]	4711	0.037	3.6	3.7
[ArIV]	4740	0.030	2.7	2.7
H $\beta$	4861	0.000	100.0	99.9
[O III]	4959	-0.024	450.7	448.0
[O III]	5007	-0.036	1314.2	1303.3
He I	5876	-0.215	14.2	13.6
H $\alpha$	6563	-0.320	304.3	284.8
[N II]	6584	-0.323	6.6	6.2
[S II]	6717	-0.342	0.8	0.7
[S II]	6731	-0.344	1.0	0.9
He I	6678	-0.336	4.5	4.2
He I	7065	-0.387	4.0	3.7
[Ar III]	7135	-0.396	9.8	9.0
$\log F_{\text{H}\beta}$			-11.718	
$C_{\text{H}\beta}$			0.082	
$\log I_{\text{H}\beta}$			-11.636	
$T_e$ (K)			10600	
$N_e$ (cm $^{-3}$ )			2000	

# Apéndice B

## Tablas de NGC 3587

**Tabla B.i:** Flujos observados,  $T_e$ ,  $N_e$ ,  $\log F(\text{H}\beta)$ ,  $\log I(\text{H}\beta)$  y  $C(\text{H}\beta)$  de la posición A.

		A1 ♣	A2 ♣	A3 ♣	A4 ♣	A5 ♣
<b>Ion</b>	$\lambda(\text{\AA})$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$
H $\gamma$	4340	46.6	48.4	44.4	47.1	48.3
[O III]	4363	5.9	9.0	10.6	8.5	10.8
He I	4471	13.6	6.4	5.2	5.1	-
He II	4686	-	8.2	30.8	16.0	-
H $\beta$	4861	100	100.0	100.0	100.0	100.0
[O III]	4959	141.0	290.4	296.9	299.3	211.5
[O III]	5007	415.5	866.1	879.9	887.8	619.6
[N I]	5198	11.3	-	1.9	-	3.2
[N II]	5755	9.6	2.6	1.8	2.7	5.9
He II	5411	-	1.0	1.9	1.0	-
He I	5876	14.4	12.0	10.3	11.4	13.1
[O I]	6300	63.7	5.9	1.5	2.0	14.8
[O I]	6364	20.8	1.8	1.1	0.2	4.9
[N II]	6548	152.6	44.5	31.8	35.2	103.7
H $\alpha$	6563	284.2	257.5	252.0	266.8	261.6
[N II]	6584	475.4	136.5	88.5	100.1	311.5
[S II]	6717	4.5	3.3	2.7	3.2	4.8
[S II]	-6731	78.3	23.5	16.0	19.1	45.7
He I	6678	56.4	16.9	12.0	13.8	32.2
He I	7065	2.9	2.6	1.4	2.5	2.3
[Ar III]	7135	15.8	13.3	11.9	12.4	14.7
$\log F_{\text{H}\beta}$		-10.706	-9.931	-10.064	-10.031	-10.863
$T_e$ (K)		13000	11800	12500	111464	14000
$N_e$ (cm $^{-3}$ )		50	53	90	60	50

\*Las temperaturas han sido calculadas de los flujos sin desenrojecer

**Tabla B.ii.:** Flujos observados de la posición B

		<i>B1</i>	<i>B2</i>	<i>B3</i>	<i>B4</i>	<i>B5</i>	<i>B6</i>	<i>B7</i>	<i>B8</i>
<b>Ion</b>	$\lambda(\text{\AA})$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$
H $\gamma$	4340	55.1	39.7	30.6	39.0	38.0	37.7	38.3	35.9
[O III]	4363	22.3	8.1	1.5	8.0	9.5	7.7	7.7	8.8
He I	4471	-	-	4.4	4.0	6.8	5.4	7.1	-
He II	4686	-	-	-	16.3	18.9	13.9	4.3	-
H $\beta$	4861	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0
[O III]	4959	273.4	228.0	242.3	303.4	314.9	312.1	262.5	269.8
[O III]	5007	767.9	655.8	706.3	862.5	901.6	897.5	759.5	770.3
[N I]	5198	-	1.6	1.1	0.5	0.9	-	1.4	-
[N II]	5755	9.2	4.6	2.9	2.1	2.2	2.1	4.1	4.6
He II	5411	-	-	-	1.7	2.4	-	-	-
He I	5876	13.3	13.1	13.2	12.7	12.2	12.6	14.1	21.9
[O I]	6300	41.7	10.2	5.1	4.0	1.9	1.7	1.2	9.5
[O I]	6364	8.6	3.3	1.2	0.4	0.9	1.8	1.0	5.3
[N II]	6548	117.2	99.2	68.0	37.8	39.0	40.6	71.1	98.6
H $\alpha$	6563	310.7	293.4	286.2	304.4	306.4	312.3	314.1	307.8
[N II]	6584	358.7	311.2	209.2	111.5	116.9	123.8	219.8	298.7
He I	6678	-	5.5	4.9	4.8	3.4	3.8	5.4	5.4
[S II]	6717	52.0	50.3	36.6	23.0	22.3	24.2	38.5	39.1
[S II]	6731	39.2	36.4	27.1	17.0	16.6	18.4	28.3	29.3
He I	7065	7.2	2.7	3.3	3.3	2.5	3.2	4.2	3.7
[Ar III]	7135	40.1	17.6	16.3	15.9	15.2	16.4	15.8	21.0

**Tabla B.iii.:** Flujos desenojados,  $T_e$ ,  $N_e$ ,  $\log F(\text{H}\beta)$ ,  $\log I(\text{H}\beta)$  y  $C(\text{H}\beta)$  de la posición B.

		<i>B1</i>	<i>B2</i>	<i>B3</i>	<i>B4</i>	<i>B5</i>	<i>B6</i>	<i>B7</i>	<i>B8</i>
<b>Ion</b>	$\lambda(\text{\AA})$	$f_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$
H $\gamma$	4340	0.127	57.0	40.1	30.7	40.0	39.1	39.1	39.8
[O III]	4363	0.121	23.1	8.3	1.5	8.1	9.7	7.9	7.9
He I	4471	0.095	-	-	4.4	4.1	6.9	5.5	7.3
He II	4686	0.044	-	-	-	16.4	19.1	14.0	4.4
H $\beta$	4861	0.000	99.9	100.0	100.0	99.9	99.9	99.9	99.9
[O III]	4959	-0.024	271.3	227.4	242.2	301.6	312.9	309.6	260.3
[O III]	5007	-0.036	759.5	653.3	705.9	855.4	893.4	887.2	750.3
[N I]	5198	-0.082	-	1.6	1.1	0.5	0.9	-	1.4
[N II]	5755	-0.134	8.8	4.6	2.9	2.1	4.1	1.9	3.8
He II	5411	-0.195	-	-	-	1.7	2.3	-	-
He I	5876	-0.215	12.6	12.8	13.2	12.1	11.6	11.8	13.2
[O I]	6300	-0.282	38.6	9.9	5.1	3.7	1.8	1.6	1.1
[O I]	6364	-0.291	8.0	3.2	1.2	3.6	0.8	1.6	1.0
[N II]	6548	-0.318	107.5	96.3	67.7	35.4	36.3	37.0	64.5
H $\alpha$	6563	-0.320	284.8	284.7	284.7	284.8	284.8	284.8	284.8
[N II]	6584	-0.323	328.5	301.9	208.1	104.2	108.5	112.8	199.1
He I	6678	-0.336	-	5.4	4.9	4.5	3.2	3.5	4.9
[S II]	6717	-0.342	47.4	48.7	36.4	21.4	20.7	22.0	34.7
[S II]	6731	-0.344	35.7	35.2	26.9	15.8	15.4	16.7	25.5
He I	7065	-0.387	6.5	2.6	3.2	3.0	2.3	2.9	3.8
[Ar III]	7135	-0.396	36.6	16.9	16.2	14.6	13.9	14.6	14.0
$\log F_{\text{H}\beta}$			-14.532	-13.874	-13.550	-13.160	-13.606	-13.320	-13.439
$C_{\text{H}\beta}$			0.108	0.037	0.006	0.083	0.091	0.114	0.121
$\log I_{\text{H}\beta}$			-14.424	-13.837	-13.544	-13.077	-13.515	-13.205	-13.318
$T_e(\text{K})$			18.670	12500	7525	11310	11860	11085	11745
$N_e(\text{cm}^{-3})$			110	55	80	80	92	115	75

**Tabla B.iv.:** Flujos observados de la posición C

Ion	$\lambda(\text{\AA})$	C1	C2	C3	C4
		$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$
H $\gamma$	4340	20.5	20.7	19.7	19.1
[O III]	4363	2.9	3.6	4.2	3.7
He I	4471	-	3.5	4.8	3.0
H $\beta$	4861	100.0	100.0	100.0	100.0
[O III]	4959	174.4	255.9	292.6	289.9
[O III]	5007	528.3	797.8	909.0	901.1
[N I]	5198	12.7	3.1	2.2	3.5
[N II]	5755	16.8	11.4	8.6	7.8
He I	5876	9.0	22.4	22.9	21.3
[O I]	6300	73.2	17.5	13.9	6.0
[O I]	6364	20.9	5.6	3.1	2.7
[N II]	6548	239.6	164.0	131.7	138.4
H $\alpha$	6563	447.0	442.9	441.9	444.4
[N II]	6584	731.2	495.4	394.4	423.1
He I	6678	8.1	7.0	6.3	6.0
[S II]	6717	106.8	65.2	55.6	60.3
[S II]	6731	77.3	46.8	40.4	42.8
He I	7065	7.3	3.8	3.2	6.1
[Ar III]	7135	22.6	18.9	17.6	19.8

**Tabla B.v.:** Flujos desnormalizados,  $T_e$ ,  $N_e$ ,  $\log F(\text{H}\beta)$ ,  $\log I(\text{H}\beta)$  y  $C(\text{H}\beta)$  de la posición C.

Ion	$\lambda(\text{\AA})$	$f_\lambda$	C1	C2	C3	C4
			$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$
H $\gamma$	4340	0.127	24.3	24.5	23.3	22.6
[O III]	4363	0.121	3.5	4.2	5.0	4.4
He I	4471	0.095	-	3.9	5.5	3.4
H $\beta$	4861	0.000	99.5	99.5	99.5	99.5
[O III]	4959	-0.024	167.6	246.2	281.5	278.8
[O III]	5007	-0.036	499.4	755.1	860.5	852.4
[N I]	5198	-0.082	11.3	2.7	2.0	3.1
[N II]	5755	-0.134	12.8	8.7	6.6	5.9
He I	5876	-0.215	6.6	16.6	17.0	15.8
[O I]	6300	-0.282	49.2	11.9	9.4	4.1
[O I]	6364	-0.291	13.8	3.8	2.1	1.8
[N II]	6548	-0.318	153.3	105.9	85.2	89.1
H $\alpha$	6563	-0.320	285.1	285.1	285.1	285.1
[N II]	6584	-0.323	464.5	317.6	253.4	270.3
He I	6678	-0.336	5.1	4.4	4.0	3.8
[S II]	6717	-0.342	66.2	40.8	34.9	37.6
[S II]	6731	-0.344	47.8	29.2	25.3	26.6
He I	7065	-0.387	4.2	2.3	1.9	3.6
[Ar III]	7135	-0.396	13.0	11.0	10.3	11.5
$\log F_{\text{H}\beta}$			-13.164	-12.586	-12.556	-12.582
$C_{\text{H}\beta}$			0.557	0.545	0.542	0.550
$\log I_{\text{H}\beta}$			-12.608	-12.041	-12.014	-12.032
$T_e$ (K)			10245	12860	9715	9410
$N_e$ (cm $^{-3}$ )			53	40	55	30

**Tabla B.vi.:** Flujos observados de la posición D

Ion	$\lambda(\text{\AA})$	<i>D1</i>	<i>D2</i>	<i>D3*</i>	<i>D4*</i>	<i>D5*</i>	<i>D6*</i>
		$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$
H $\gamma$	4340	22.3	20.5	18.6	18.7	19.8	21.7
[O III]	4363	4.3	3.0	3.5	3.6	3.1	5.9
He I	4471	-	3.0	2.3	3.3	3.3	-
He II	4686	-	2.4	7.2	8.0	4.3	-
H $\beta$	4861	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0
[O III]	4959	292.9	327.3	367.2	346.0	314.5	326.5
[O III]	5007	917.3	1023.5	1129.7	1071.3	982.6	1015.1
[N I]	5198	2.8	0.8	1.4	1.1	1.1	1.8
[N II]	5755	9.3	5.0	3.2	0.6	4.9	8.5
He II	5411	3.9	-	1.8	1.9	1.0	5.4
He I	5876	17.5	22.2	19.3	18.8	20.0	22.6
[O I]	6300	23.2	6.7	2.3	1.7	2.4	4.8
[O I]	6364	6.9	2.5	1.4	0.8	0.8	1.0
[N II]	6548	153.1	86.7	51.9	54.4	78.9	124.8
H $\alpha$	6563	436.8	437.0	430.1	420.2	434.4	445.4
[N II]	6584	459.0	262.0	154.9	162.8	237.6	379.7
He I	6678	6.2	5.5	4.9	4.9	5.8	6.7
[S II]	6717	64.8	44.6	28.6	30.1	42.4	56.5
[S II]	6731	47.8	32.3	21.0	22.1	30.9	40.2
He I	7065	3.7	3.2	2.9	3.4	3.1	6.4
[Ar III]	7135	21.1	16.7	15.1	15.0	15.1	18.3

**Tabla B.vii.:** Flujos desenojados,  $T_e$ ,  $N_e$ ,  $\log F(\text{H}\beta)$ ,  $\log I(\text{H}\beta)$  y  $C(\text{H}\beta)$  de la posición D.

Ion	$\lambda(\text{\AA})$	$f_\lambda$	<i>D1</i>	<i>D2</i>	<i>D3</i>	<i>D4</i>	<i>D5</i>	<i>D6</i>
			$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$
H $\gamma$	4340	0.127	26.2	24.1	21.8	21.7	23.3	25.7
[O III]	4363	0.121	5.1	3.5	4.0	4.2	3.7	6.9
He I	4471	0.095	-	3.3	2.6	3.6	3.7	-
He II	4686	0.044	-	2.5	7.6	8.4	4.6	-
H $\beta$	4861	0.000	99.5	99.5	99.5	99.6	99.5	99.5
[O III]	4959	-0.024	282.1	315.2	354.1	334.4	303.0	313.9
[O III]	5007	-0.036	869.6	979.3	1073.0	1020.5	932.2	960.0
[N I]	5198	-0.082	2.5	0.7	1.3	1.0	1.0	1.6
[N II]	5755	-0.134	7.1	3.9	2.5	0.5	3.8	6.5
He II	5411	-0.195	3.3	-	1.5	1.6	0.9	4.5
He I	5876	-0.215	13.1	16.6	14.6	14.4	15.0	16.7
[O I]	6300	-0.282	15.9	4.6	1.6	1.2	1.7	3.2
[O I]	6364	-0.291	4.6	1.7	1.0	0.6	0.5	0.7
[N II]	6548	-0.318	100.2	56.7	34.5	37.0	52.0	80.1
H $\alpha$	6563	-0.320	285.1	285.1	285.1	285.0	285.1	285.1
[N II]	6584	-0.323	298.4	170.2	102.3	110.0	155.3	242.0
He I	6678	-0.336	3.9	3.5	3.2	3.2	3.8	4.2
[S II]	6717	-0.342	41.1	28.3	18.5	19.9	27.1	35.2
[S II]	6731	-0.344	30.2	20.4	13.5	14.6	19.7	24.9
He I	7065	-0.387	2.2	1.9	1.8	2.1	1.9	3.8
[Ar III]	7135	-0.396	12.5	9.9	9.1	9.3	9.0	10.6
$\log F_{\text{H}\beta}$			-12.949	-12.157	-11.885	-12.138	-12.306	-13.096
$C_{\text{H}\beta}$			0.528	0.529	0.509	0.480	0.521	0.552
$\log I_{\text{H}\beta}$			-12.421	-11.628	-11.376	-11.685	-11.785	-12.544
$T_e$ (K)			9755	8580	8626	8825	8740	10390
$N_e$ (cm $^{-3}$ )			74	55	70	70	60	100

**Tabla B.viii.:** Flujos observados de la posición E

Ion	$\lambda(\text{\AA})$	E1	E2	E3	E4	E5	E6	E7
		$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$
Hg	4340	44.5	39.2	38.6	37.2	39.7	38.2	32.7
[O III]	4363	17.0	5.4	7.5	8.8	7.1	5.7	5.5
He I	4471	-	6.0	4.2	5.9	5.0	6.7	-
He II	4686	-	3.9	17.3	22.3	-	2.0	-
H $\beta$	4861	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0
[O III]	4959	294.6	279.1	309.3	303.9	310.6	280.9	266.9
[O III]	5007	851.1	811.0	914.6	883.3	906.8	829.2	785.0
[N I]	5198	-	1.4	1.1	2.8	1.4	2.2	3.8
[N II]	5755	3.5	3.5	1.9	3.0	1.9	2.9	4.6
He II	5411	-	-	1.6	-	1.9	0.6	-
He I	5876	27.9	13.6	12.3	11.0	12.6	13.7	17.8
[O I]	6300	45.6	9.7	3.9	2.3	1.4	2.0	19.1
[O I]	6364	15.1	2.6	1.5	1.7	0.7	0.6	6.4
[N II]	6548	105.8	60.2	38.2	36.4	35.6	61.9	96.9
H $\alpha$	6563	308.7	305.2	310.1	299.9	306.3	304.2	310.3
[N II]	6584	313.5	180.3	116.5	110.3	109.3	192.1	299.2
He I	6678	7.0	4.1	4.5	3.6	4.0	4.0	7.8
[S II]	6717	51.6	34.1	23.4	20.8	22.6	35.1	44.3
[S II]	6731	36.4	24.6	16.9	15.2	16.8	25.6	3.2
He I	7065	7.1	3.5	2.6	2.6	3.2	3.0	3.7
[Ar III]	7135	16.8	16.3	15.4	14.2	15.1	16.1	20.5

**Tabla B.ix.:** Flujos desrojados,  $T_e$ ,  $N_e$ ,  $\log F(\text{H}\beta)$ ,  $\log I(\text{H}\beta)$  y  $C(\text{H}\beta)$  de la posición E.

Ion	$\lambda(\text{\AA})$	$f_\lambda$	E1	E2	E3	E4	E5	E6	E7
			$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$
H $\gamma$	4340	0.127	45.9	40.2	39.9	38.0	40.8	39.2	33.8
[O III]	4363	0.121	17.6	5.6	7.7	8.9	7.3	5.7	5.7
He I	4471	0.095	-	6.1	4.3	6.0	5.1	6.7	-
He II	4686	0.044	-	3.9	17.5	22.4	-	2.0	-
H $\beta$	4861	0.000	99.9	99.9	99.9	99.9	99.9	99.9	99.9
[O III]	4959	-0.024	292.5	277.4	307.0	302.5	308.7	279.3	264.9
[O III]	5007	-0.036	842.6	804.0	904.9	877.6	898.5	822.4	776.6
[N I]	5198	-0.082	-	1.3	1.1	2.8	1.4	2.1	3.7
[N II]	5755	-0.134	3.4	3.4	1.8	2.9	1.8	2.8	4.3
He II	5411	-0.195	-	-	1.6	-	1.9	0.6	-
He I	5876	-0.215	26.4	13.0	11.6	10.7	12.0	13.1	16.8
[O I]	6300	-0.282	42.4	9.1	3.6	2.2	1.3	1.9	17.7
[O I]	6364	-0.291	14.0	2.5	1.4	1.6	0.6	0.6	5.9
[N II]	6548	-0.318	97.6	56.2	35.1	34.6	33.1	58.0	89.0
H $\alpha$	6563	-0.320	284.8	284.8	284.8	284.7	284.8	284.8	284.8
[N II]	6584	-0.323	289.0	168.1	106.9	104.7	101.5	179.7	274.5
He I	6678	-0.336	6.5	3.9	4.2	3.4	3.7	3.7	7.1
[S II]	6717	-0.342	47.4	31.7	21.4	19.7	20.9	32.7	40.4
[S II]	6731	-0.344	33.4	22.8	15.5	14.3	15.5	23.9	29.4
He I	7065	-0.387	6.5	3.3	2.4	2.5	3.0	2.8	3.3
[Ar III]	7135	-0.396	15.2	14.9	13.9	13.4	13.8	14.8	18.5
$\log F_{\text{H}\beta}$			-14.224	-12.976	-12.902	-12.900	-12.843	-13.110	-13.884
$C_{\text{H}\beta}$			0.100	0.086	0.105	0.064	0.090	0.082	0.106
$\log I_{\text{H}\beta}$			-14.124	-12.890	-12.797	-12.835	-12.752	-13.028	-13.778
$T_e$ (K)			15535	10230	10940	11590	10770	10325	10430
$N_e$ (cm $^{-3}$ )			100	52	52	62	87	67	62

**Tabla B.x.:** Flujos observados de la posición F

		<i>F1</i>	<i>F2</i>	<i>F3</i>	<i>F4</i>	<i>F5</i>	<i>F6</i>
<b>Ion</b>	<b><math>\lambda(\text{\AA})</math></b>	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$
H $\gamma$	4340	47.9	38.7	39.9	38.7	37.4	38.4
[O III]	4363	15.8	6.7	7.7	7.6	6.7	7.5
He I	4471	-	6.1	5.1	6.3	7.6	7.7
He II	4686	-	4.5	9.9	5.3	1.9	1.8
H $\beta$	4861	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0
[O III]	4959	275.3	266.7	301.0	292.3	267.0	252.6
[O III]	5007	792.0	781.2	883.1	862.3	779.3	743.0
[N I]	5198	2.8	-	1.0	0.6	0.6	1.5
[N II]	5755	6.7	2.7	2.3	2.2	4.0	4.9
He II	5411	5.7	-	1.0	1.7	-	-
He I	5876	5.9	13.1	13.3	13.4	13.2	12.7
[O I]	6300	32.6	4.4	3.1	1.7	2.0	2.7
[O I]	6364	7.8	1.2	1.3	-	0.8	-
[N II]	6548	105.0	57.4	40.6	45.3	65.5	91.5
H $\alpha$	6563	301.6	296.1	309.6	298.5	292.6	288.9
[N II]	6584	306.9	176.9	120.8	136.9	203.0	280.3
He I	6678	3.9	4.4	5.2	3.9	3.8	5.1
[S II]	6717	44.3	33.3	24.1	26.7	34.7	42.3
[S II]	6731	32.5	24.4	17.6	19.6	25.6	31.0
He I	7065	7.1	3.2	3.1	3.5	3.1	4.5
[Ar III]	7135	20.1	15.9	15.5	16.2	16.5	18.2

**Tabla B.xi.:** Flujos desenojados,  $T_e$ ,  $N_e$ ,  $\log F(\text{H}\beta)$ ,  $\log I(\text{H}\beta)$  y  $C(\text{H}\beta)$  de la posición F.

		<i>F1</i>	<i>F2</i>	<i>F3</i>	<i>F4</i>	<i>F5</i>	<i>F6</i>	
<b>Ion</b>	<b><math>\lambda(\text{\AA})</math></b>	$f_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	$I_\lambda$	
H $\gamma$	4340	0.127	49.0	39.3	41.1	39.4	38.6	
[O III]	4363	0.121	16.1	6.8	8.0	7.8	7.5	
He I	4471	0.095	-	6.1	5.2	6.3	7.7	
He II	4686	0.044	-	4.6	10.0	5.3	1.9	
H $\beta$	4861	0.000	99.9	100.0	99.9	99.9	100.0	
[O III]	4959	-0.024	273.9	265.8	298.8	291.1	266.4	
[O III]	5007	-0.036	786.4	777.4	874.0	857.3	776.7	
[N I]	5198	-0.082	2.7	-	1.0	0.6	0.6	
[N II]	5755	-0.134	6.4	2.6	2.2	4.0	3.9	
He II	5411	-0.195	5.6	-	1.0	1.6	-	
He I	5876	-0.215	5.7	12.8	12.5	13.4	13.0	
[O I]	6300	-0.282	31.0	4.3	2.9	1.7	1.9	
[O I]	6364	-0.291	7.4	1.2	1.2	-	0.8	
[N II]	6548	-0.318	99.1	55.2	37.4	43.2	63.7	
H $\alpha$	6563	-0.320	284.7	284.7	284.8	284.7	284.7	
[N II]	6584	-0.323	289.6	170.1	111.0	130.5	197.6	
He I	6678	-0.336	3.7	4.2	4.7	3.7	3.7	
[S II]	6717	-0.342	41.7	31.9	22.0	25.4	33.7	
[S II]	6731	-0.344	30.5	23.4	16.1	18.7	24.8	
He I	7065	-0.387	6.6	3.0	2.8	3.3	3.0	
[Ar III]	7135	-0.396	18.7	15.2	14.0	15.3	15.9	
$\log F_{\text{H}\beta}$			-14.030	-12.729	-12.845	-13.111	-13.016	-13.707
$C_{\text{H}\beta}$			0.071	0.048	0.103	0.058	0.034	0.018
$\log I_{\text{H}\beta}$			-13.958	-12.681	-12.742	-13.053	-12.983	-13.689
$T_e$ (K)			15425	11040	11180	11150	11040	11560
$N_e$ (cm $^{-3}$ )			65	73	70	72	80	73

**Tabla B.xii.:** Flujos observados,  $T_e$ ,  $N_e$ ,  $\log F(\text{H}\beta)$ ,  $\log I(\text{H}\beta)$  y  $C(\text{H}\beta)$  de la posición G.

		<i>G1</i> *	<i>G2</i> *	<i>G3</i> *	<i>G4</i> *	<i>G5</i> *
<b>Ion</b>	$\lambda(\text{\AA})$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$	$F_\lambda$
H $\gamma$	4340	42.6	43.2	44.0	43.4	45.2
[O III]	4363	8.3	5.0	6.7	6.9	8.5
He I	4471	8.4	7.2	7.5	7.0	7.0
He II	4686	3.7	5.6	4.9	-	-
H $\beta$	4861	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0
[O III]	4959	253.2	252.2	250.9	261.6	260.0
[O III]	5007	718.2	726.7	722.8	755.5	747.0
[N I]	5198	2.7	1.8	1.4	1.7	1.7
[N II]	5755	3.6	3.0	2.7	2.7	3.8
He II	5411	-	0.7	0.5	-	-
He I	5876	11.9	10.8	10.9	11.3	10.7
[O I]	6300	24.2	11.2	10.5	10.4	11.8
[O I]	6364	6.7	3.5	3.4	3.1	3.6
[N II]	6548	65.8	47.4	49.0	52.9	55.4
H $\alpha$	6563	210.4	214.6	217.4	218.9	217.0
[N II]	6584	198.7	142.5	147.9	161.1	169.9
He I	6678	3.5	3.8	3.3	3.8	2.7
[S II]	6717	30.3	25.3	26.0	26.7	26.2
[S II]	6731	21.9	18.3	19.4	19.2	19.1
He I	7065	-	-	2.3	2.2	2.4
[Ar III]	7135	-	-	9.5	9.9	10.3
$\log F_{\text{H}\beta}$		-13.335	-13.419	-13.428	-13.358	-13.357
$T_e$ (K)		11500	9815	10110	9790	11520
$N_e$ (cm $^{-3}$ )		60	60	90	50	70

\*  $T_e$  se ha calculado con  $F_\lambda$ .