

2 ejm



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA DE MEXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

IMAGENES DIRECTAS DE NEBULOSAS PLANETARIAS CON ESTRELLA CENTRAL DEFICIENTE EN HIDROGENO

TESIS

QUE PARA OBTENER EL TITULO DE

FISICO

PRESENTA:

RICARDO FRANCISCO GONZALEZ DOMINGUEZ



DIVISION DE ESTUDIOS PROFESIONALES DIRECTOR DE TESIS: DRA. MIRIAM DEL CARMEN PEÑA CARDENAS 1998 FACULTAD DE CIENCIAS SECCION ESCOLAR

TESIS CON FALLA DE ORIGEN

258781



UNAM – Dirección General de Bibliotecas Tesis Digitales Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS © PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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



UNIVERSIDAD NACIONAL
AUTÓNOMA DE
MÉXICO

M. en C. Virginia Abrín Batule
Jefe de la División de Estudios Profesionales de la
Facultad de Ciencias
Presente

Comunicamos a usted que hemos revisado el trabajo de Tesis:
"Imágenes directas de nebulosas planetarias con estrella central deficiente
en hidrógeno"

realizado por GONZALEZ DOMINGUEZ RICARDO FRANCISCO

con número de cuenta 8652182-0 , pasante de la carrera de Física.

Dicho trabajo cuenta con nuestro voto aprobatorio.

Atentamente

Director de Tesis
Propietario

DRA. MIRIAM DEL CARMEN PEÑA CARDENAS

Propietario

DR. ROBERTO ALEJANDRO RUELAS MAYORGA

Propietario

DR. SALVADOR CURIEL RAMIREZ

Suplente

DR. MARCO ANTONIO MARTINEZ NEGRETE

Suplente

DR. ALEJANDRO CRISTIAN RAGA RASMUSSEN

Consejo Departamental de Física

DR. ROBERTO ALEJANDRO RUELAS MAYORGA
Coordinador de Licenciatura

Manifiesto
Ruelas
EB
R. Raga
Ruelas

A mi hijo **Ricardo Alberto**

A mi hijo Ricardo Alberto, el mejor regalo que me ha dado la vida, la razón de mi ser y es por ello que hoy quiero dedicarle esta tesis que ha sido el resultado de un gran esfuerzo. A su corta edad me ha enseñado que el entusiasmo se sobrepone a la adversidad y que con ánimo y optimismo se logra lo que uno se propone. Hijo mío, gracias por existir y recuerda siempre el cariño de papá.

A los seres que les debo todo en la vida, a mis padres que me dieron cariño y educación. A tí papá gracias por ser el ejemplo a seguir, y a tí mamá por inculcarme el hábito al estudio.

A mis hermanos Betty, Alex y Miguelo quienes han seguido fielmente las enseñanzas de papá y mamá. Su nobleza, inteligencia y hambre de triunfo me hacen sentir muy orgulloso de ustedes.

Finalmente, a la Sra. Yolanda Curi y al Sr. Felipe Goenaga quienes me recibieron estupendamente en su hogar, así como a toda la familia colombiana de quienes conservo gratísimos recuerdos.

AGRADECIMIENTOS

Antes que nada, deseo manifestar mi más profundo agradecimiento a la Dra. Miriam Peña por haber dirigido mi tesis profesional. Sus conocimientos, su orientación y su gran capacidad como astrónoma hicieron posible este trabajo.

Agradezco también al Instituto de Astronomía (IAUNAM) el gran apoyo que me ha brindado y por todas las facilidades otorgadas en la elaboración de la tesis. Al Observatorio Astronómico Nacional (OAN) por permitirme asistir a una temporada de observación de la cual se obtuvieron valiosos datos para la tesis. A Fundación UNAM por el apoyo económico que me otorgó. Y a la Facultad de Ciencias de la UNAM por haberme dado la oportunidad de formarme como físico.

Gracias al Dr. Alejandro Ruelas, al Dr. Salvador Curiel, al Dr. Marco A. Martínez y al Dr. Alejandro Raga por aceptar ser sinodales en mi examen profesional. Agradezco también a la Dra. Silvia Torres, a la Dra. Deborah Dultzin, a la Dra. Julieta Fierro y a la Dra. Margarita Rosado por el apoyo brindado.

A todo el personal del Instituto, tanto administrativo como académico, por el excelente trato recibido. A mis compañeros estudiantes por su amistad y por el apoyo incondicional que todos ellos me han brindado. A Rosa Izela por honrarme con su amistad y por su ayuda profesional. A Ana Luisa por llenarme de felicidad e ilusiones.

A Bufete Químico y a la familia Espinosa por el apoyo recibido para la elaboración de esta tesis. Al Ing. Germán Espinosa, su esposa la Q. Evangelina Espinosa y a sus hijos por la confianza y amistad depositada en mí.

IMAGENES DIRECTAS DE NEBULOSAS
PLANETARIAS CON ESTRELLA CENTRAL
DEFICIENTE EN HIDROGENO

CONTENIDO

INTRODUCCION	3
CAPITULO 1. NEBULOSAS PLANETARIAS	5
1.1. Formación de una nebulosa planetaria	5
1.2. Clasificaciones morfológicas de las nebulosas planetarias	7
CAPITULO 2. RADIACION DE GAS FOTOIONIZADO	12
2.1. Radiación de continuo estelar	13
2.2. Radiación de continuo nebuloso	14
2.3. Radiación en línea	16
2.3.1. Líneas de recombinación	17
2.3.2. Líneas de excitación colisional	18
2.4. Ecuación de transporte	20
2.4.1. Ecuación de transporte en el caso ópticamente delgado	22
2.5. Extinción Interestelar	22
2.6. Determinación de las propiedades físicas de una nebulosa planetaria a partir de líneas en emisión	23
2.6.1. Determinación de la abundancia iónica	24
2.6.2. Determinación de la temperatura electrónica	25
2.6.3. Determinación de la densidad electrónica	26
CAPITULO 3. ADQUISICION Y REDUCCION DE DATOS	28
3.1. Adquisición de datos	28
3.2. Reducción de imágenes	30

CAPITULO 4. ANALISIS DE RESULTADOS	33
4.1. A 78	33
4.1.1. Antecedentes	33
4.1.2. Descripción de imágenes	34
4.1.3. Clasificación morfológica	40
4.1.4. Datos espectrales	40
4.2. NGC 6905	47
4.2.1. Antecedentes	47
4.2.2. Descripción de imágenes	48
4.2.3. Clasificación morfológica	59
4.2.4. Datos espectrales	59
4.3. K 1-16	69
4.3.1. Antecedentes	69
4.3.2. Descripción de imágenes	70
4.3.3. Clasificación morfológica	75
4.3.4. Datos espectrales	75
4.4. K 2-16	83
4.4.1. Antecedentes	83
4.4.2. Descripción de imágenes	84
4.4.3. Clasificación morfológica	88
4.4.4. Datos espectrales	88
CONCLUSIONES	93
ANEXO 1. Cálculo de incertidumbres	96
ANEXO 2. Calibración de imágenes por flujo	97
REFERENCIAS	98

INTRODUCCION

Los datos que constituyen esta tesis fueron obtenidos en el Observatorio Astronómico Nacional (OAN) ubicado en San Pedro Mártir, Baja California. Corresponden a nebulosas planetarias galácticas cuyas estrellas centrales son deficientes en hidrógeno y en algunos casos muestran fuertes vientos. Los objetos que son analizados son A 78 (PNG 081.2-14.9), NGC 6905 (PNG 061.4-09.5), K 1-16 (PNG 094.0+27.4) y K 2-16 (PNG 352.9+11.4). Los nombres indicados entre paréntesis corresponden al catálogo de Acker et al. (1992).

Estos objetos se caracterizan por tener una estrella central deficiente en hidrógeno. La atmósfera estelar está constituida por helio y carbono y una pequeña fracción de oxígeno. Todo ello indica que las estrellas de estas nebulosas planetarias se han desprendido completamente de su envolvente rica en H, mostrando directamente los productos de la nucleosíntesis estelar (quemado de Hc). Por otra parte, las nebulosas mencionadas tienen composición química normal, rica en H.

Entre las estrellas deficientes en H, se han seleccionado cuatro de ellas que pertenecen a diferentes variedades de *estrellas con tipo espectral WC*. La estrella central de A 78 es de alta temperatura con evidencia de viento de alta velocidad y una tasa de pérdida de masa baja. La estrella central de NGC 6905 es de alta temperatura con un viento de alta velocidad y una tasa de pérdida de masa alta. Para K 1-16, su estrella central es de alta temperatura con evidencia de viento fuerte y baja tasa de pérdida de masa. Finalmente, la estrella central de K 2-16 es de baja temperatura con alta pérdida de masa y viento con una velocidad moderada.

En el capítulo 1 se pretende dar una explicación física de lo que es una nebulosa planetaria, como se forma y que tipo de estrellas son las progenitoras de estos objetos. Se indica la importancia de su estudio en la Astronomía, así como se explican las diferentes clasificaciones morfológicas que se han elaborado por diversos astrónomos.

En el capítulo 2, se estudian los procesos físicos que ocurren en el gas fotoionizado tales como la radiación de continuo y de línea y su aplicación en las nebulosas planetarias para determinar sus propiedades físicas (temperatura y densidad electrónica).

En el capítulo 3, se describen la adquisición y reducción de datos de los objetos de este estudio, detallando su procedimiento y el paquete de cómputo utilizado. Se indican los periodos de observación y las características del equipo técnico empleado.

Posteriormente, en el capítulo 4 y aplicando lo estudiado en los capítulos anteriores, se procede a la descripción y clasificación morfológica de las nebulosas planetarias que constituyen esta tesis, en diferentes regiones del espectro considerando el hecho de que las imágenes de un mismo objeto en dos longitudes de onda diferentes pueden variar. Asimismo, se explican cualitativamente la estructura de ionización de las nebulosas y los procesos de extinción que las afectan. Por otro lado, se obtienen cocientes de imágenes, con la finalidad de observar gradientes de temperatura y densidad y se calculan parámetros físicos de las nebulosas tales como su velocidad de expansión, tamaño angular y físico.

En la última sección se presentan las conclusiones de la tesis elaborando un resumen de los resultados obtenidos más importantes de cada nebulosa planetaria que constituye este trabajo.

CAPITULO 1. NEBULOSAS PLANETARIAS

1.1. Formación de una nebulosa planetaria

Las estrellas pasan aproximadamente el 90% de su vida en la etapa llamada secuencia principal, en la cual su fuente de energía proviene de la transformación de hidrógeno en helio. La vida de una estrella puede calcularse (Franco J., 1984) mediante la ecuación:

$$t = 10^{10} M^{-2}, \quad (1)$$

donde M es la masa de la estrella expresada en masas solares (M_{\odot}) y el tiempo se obtiene en años. De esta ecuación se deduce que el Sol tendrá una vida aproximada de 10^{10} años. Estrellas de masa baja e intermedia, es decir, cuya masa inicial es de 1 a $7 M_{\odot}$, son las que pasan por la etapa de nebulosa planetaria, y a continuación se explica este proceso evolutivo.

En las primeras fases de sus vidas, las estrellas deben su energía a las reacciones termonucleares que ocurren en su núcleo, y que permiten la transformación de hidrógeno en helio. Cuando el hidrógeno se agota en el núcleo de estas estrellas, se detienen temporalmente las reacciones nucleares en virtud de que no existe la temperatura adecuada para fusionar el helio. El hidrógeno sigue transformándose en helio pero en las capas exteriores al núcleo, el cual se contrae debido a que la fuerza gravitatoria ya no es compensada con la presión del gas y la presión de radiación producidas por el quemado de hidrógeno. Al contraerse, transforma energía gravitacional en energía térmica llegando a alcanzar una temperatura de 10^7 K provocando que las capas exteriores se expandan considerablemente. La estrella se ha convertido en una *Gigante Roja*.

En las cáscaras externas de la *Gigante Roja* la atracción gravitacional que experimentan es tan débil que la

estrella comienza a perder masa. El núcleo, mientras tanto, ha alcanzado la temperatura suficiente como para transformar el helio en elementos más pesados como carbono y oxígeno. Al cabo de cierto tiempo, que depende de la masa de la estrella, el helio se agota en el núcleo. La estrella presenta una estructura como se muestra en la figura 1.1.

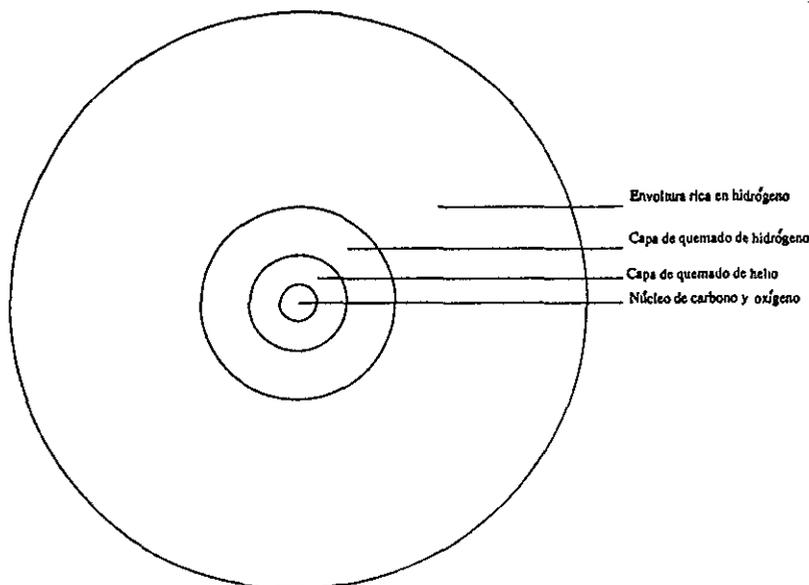


Figura 1.1. Esquema del interior de una estrella Gigante Roja.

Nuevamente el núcleo inerte de carbono se contrae y aumenta su temperatura, las capas exteriores de la estrella son eyectadas al espacio formándose así una envoltura gaseosa cuya masa promedio es de algunas masas solares, y principalmente constituida por hidrógeno y helio, la cual es ionizada por los fotones que emite la estrella central. La estrella ha dejado de ser una gigante roja y se encuentra en la etapa de *nebulosa planetaria*, para la cual el núcleo es muy caliente y está en un estado de *pre-ana blanca*.

La etapa de *nebulosa planetaria* es muy breve en la vida de una estrella, del orden de 10^4 años. La envoltura gaseosa tiene una velocidad de expansión que fluctúa entre 20 km/s y 50 km/s. Su densidad típica es del orden de 10^2 a 10^4 partículas/cm³ y su tamaño varía entre 0.1 pc y 1 pc. En la actualidad se conocen alrededor de 3000 nebulosas planetarias y se estima que existan 30000 en la Vía Láctea (Kwok 1992).

Algunas nebulosas planetarias son ionizadas por estrellas que presentan en su espectro líneas de emisión,

particularmente de carbono y helio, muy ensanchadas. Esto es debido a que experimentan una gran pérdida de masa (tasa de pérdida de masa del orden de 10^{-7} a 10^{-6} M_{\odot} /año) y tienen vientos de cientos a algunos miles de kilómetros por segundo. A este tipo de estrellas se les conocen como de tipo espectral *Wolf-Rayet* (WR).

Las nebulosas planetarias fueron descubiertas en 1791 por Herschel, quien interpretó que el disco que observó en su telescopio, se trataba de una nebulosa gaseosa la cual estaba asociada físicamente con la estrella que aparecía en el centro. Desde entonces, han sido estudiadas por un gran número de astrónomos, y en la actualidad tienen un gran interés porque el estudio de sus propiedades físicas así como de su morfología contribuyen a la comprensión de la evolución estelar de estrellas de masa intermedia a baja.

1.2. Clasificaciones morfológicas de las nebulosas planetarias

Describir morfológicamente a una nebulosa planetaria no es algo sencillo. Por un lado, la estructura de estos objetos depende de la longitud de onda en la que se observe, y por otro lado, para determinar el radio y tamaño angular se debe tomar en cuenta el tiempo de exposición de la imagen analizada, ya que en cuanto mayor sea, la nebulosa se verá más grande al detectarse zonas más débiles del objeto.

Las nebulosas planetarias han sido clasificadas de acuerdo a su morfología por diversos astrónomos.

Balick (1989) propuso una clasificación morfológica la cual se ilustra en la figura 1.2. Las clases de nebulosas planetarias están basadas en la simetría de sus partes brillantes. Las nebulosas pueden ser redondas (R), elípticas (E) o de forma de mariposa (B). Cada grupo se subdivide en tempranas (c), medias (m) y tardías (l), así por ejemplo, una nebulosa elíptica temprana se designará como cE, una nebulosa redonda tardía se designará como lR, etc.

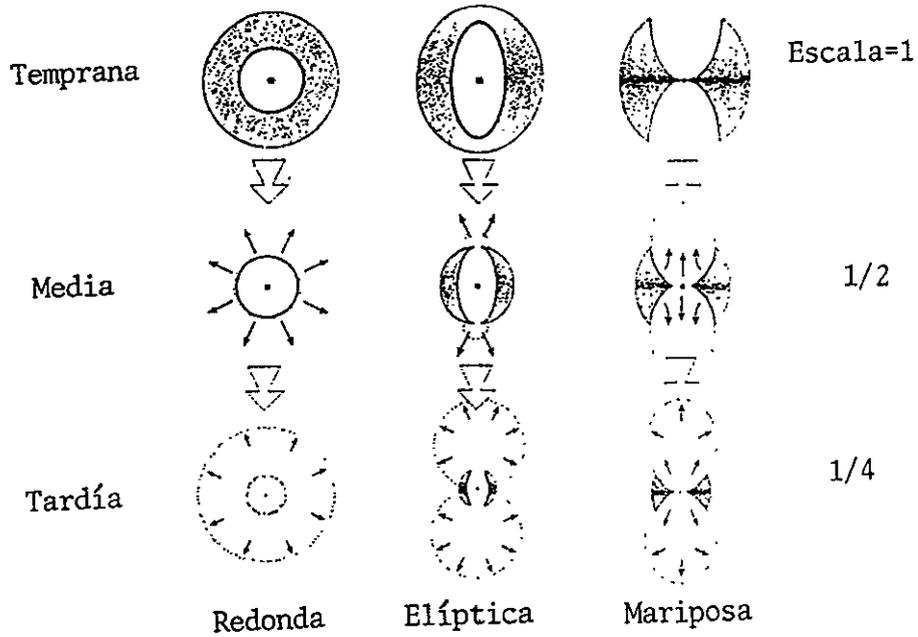


Figura 1.2. Ilustración bidimensional de las clases morfológicas de nebulosas planetarias de acuerdo a la clasificación de Balick. Las regiones sombreadas son remanentes de la envoltura de la gigante roja. Las líneas punteadas indican la separación entre el viento estelar y el medio interestelar. Las flechas indican las direcciones del viento estelar.

A continuación se describen otras clasificaciones morfológicas más recientes las cuales serán utilizadas en el capítulo 4 para analizar las morfologías de las nebulosas A 78, K 1-16, NGC 6905 y K2-16.

Clasificación morfológica de Manchado et al. 1996

Las nebulosas planetarias deben su morfología a diferentes fenómenos físicos. Por ejemplo, en las últimas fases de la evolución de una estrella puede perder masa de una manera discreta, y esto ocasionar que la nebulosa planetaria que se forma presente capas múltiples. Por otro lado, desviaciones en la simetría del proceso de expulsión de la envoltura y la simetría del viento estelar posterior a la misma, dan lugar a nebulosas de formas más o menos simétricas, que pueden ser esféricas hasta elípticas de gran excentricidad. En el caso de las

nebulosas asimétricas, se ha demostrado que la presencia de otra estrella en el sistema, el campo magnético y la rotación estelar son factores importantes.

El estudio de la morfología y el análisis tanto de la nebulosa como de la estrella central proporcionan información de como evolucionan las estrellas cuya masa inicial es de algunas masas solares.

De acuerdo a Manchado et al., las nebulosas planetarias compactas se subdividen en las que presentan un perfil estelar (S) y las que tienen un perfil gaussiano (G).

Las nebulosas planetarias extensas pueden ser clasificadas en cinco clases principales: redondas (R), elípticas (E), bipolares (B), cuadrupolares (Q) y con simetría respecto a un punto (P). Se clasifican a las primeras dos en clases diferentes debido a que el mecanismo que produce nebulosas esféricas requiere una expansión simétrica de las eyecciones, mientras que la forma elíptica se debe, al menos en parte, a un viento asimétrico.

Las nebulosas tipo (R) se subdividen en tres clases: redondas sin estructura interior (R), con estructuras internas (Rs) y redondas con ansa (Ra).

Las nebulosas tipo (E), probablemente las más comunes, se clasifican de la misma manera que las redondas: sin estructura interior (E), con estructura interna (Es) y con ansa (Ea).

En el caso de que las nebulosas redondas y elípticas presenten capas múltiples en su interior se les añade el sufijo "m". Así por ejemplo una nebulosa (Esm) representará una planetaria elíptica con estructura interna y con capas múltiples.

Las nebulosas tipo (B) presentan dos ejes de simetría y sus lóbulos. Este tipo de nebulosas presentan una desviación de la simetría debida a vientos asimétricos y la presencia de un mecanismo de confinamiento. Las nebulosas bipolares que muestran un anillo brillante se subclasifican como (Br).

Las nebulosas tipo (Q) son poco comunes y presentan un anillo como las nebulosas del tipo (B), pero con dos pares de lóbulos. Y, por último, las nebulosas tipo (P), presentan una estructura que es simétrica con respecto a su centro geométrico, pero no con respecto a algún eje.

En el caso de que una nebulosa planetaria presente material externo a la misma y que no forma una capa regular se les agrega el sufijo "o". Para las nebulosas planetarias que no se ajustan a ninguna de las clases anteriores se les asigna "NC", y para las nebulosas cuyo brillo superficial es demasiado débil se les asigna la clave "NCf".

Clasificación morfológica de Górný et al. (1996)

De acuerdo a este esquema morfológico, las nebulosas planetarias se clasifican en cuatro tipos principales: las simétricas respecto a un punto (P), bipolares (B), elípticas (E) e irregulares (I).

Las nebulosas tipo (P) se subdividen en (PE) y (P), de acuerdo a si presentan o no una envoltura elíptica. El mismo criterio es aplicado a las nebulosas tipo (B), es decir, se subdividen en (BE) y (B).

Las nebulosas del tipo (E) se subdividen en tres clases: las nebulosas elípticas sin estructura interna (e), las nebulosas que presentan claramente una morfología elíptica con estructura en su interior (E) y las nebulosas que son poco excéntricas, es decir, casi redondas con una cáscara exterior muy regular y brillante (EH).

Clasificación morfológica de Stanghellini et al. 1993

Para esta clasificación morfológica, las nebulosas se subdividen en cinco tipos distintos: las nebulosas tipo estelar (S), las nebulosas redondas y elípticas (E), bipolares (B), simétricas respecto a un punto (P) y las

nebulosas irregulares (I).

A las nebulosas de tipo (E) que presentan filamentos ó nudos en su interior se les subdivide como del tipo (ES), si presentan capas múltiples se les clasifica como del tipo (EM) y, si no presentan estructura interna, simplemente se les llama del tipo (E).

Las nebulosas tipo (B) que presentan más de un par de lóbulos, se clasifican como del tipo (BM).

En el caso de las nebulosas tipo (P), que tienen forma principalmente elíptica, que presenten múltiples estructuras externas y simétricas respecto a un punto se clasifican como (PM).

Finalmente, para las nebulosas que presentan estructuras más complejas que las descritas anteriormente y, por tanto, con un menor grado de simetría, se les clasifica como tipo (I).

De acuerdo al catálogo The IAC Morphological Catalog of Northern Galactic Planetary Nebulae, Manchado et al. (1996), constituido por 243 nebulosas, las más comunes son las nebulosas elípticas (E) con un 46%, seguidas por las redondas (R) con un 22%, las nebulosas bipolares (B) con un 13%, las simétricas con respecto a un punto (P) representando el 4% y las cuadrupolares (Q) el 3%. Las nebulosas compactas representan el 7%, un 5% las de perfil gaussiano (G) y un 2% las de perfil estelar (S). Finalmente, las nebulosas que no se ajustan a ninguna de las anteriores (NC) representan un 5%.

CAPITULO 2. RADIACION DE GAS FOTOIONIZADO

Para determinar las propiedades físicas así como la composición química de una nebulosa planetaria, se debe analizar la radiación electromagnética emitida por la misma, y para ello es fundamental considerar que, al tomar un espectro ó una imagen directa de uno de estos objetos, recibimos una señal que está constituida por varias contribuciones. Las emisiones de línea y continuo que se producen en la nebulosa, las líneas de absorción y/o emisión de la estrella central así como la radiación de continuo emitida por la misma y la radiación emitida en la atmósfera terrestre. Además se debe tomar en cuenta que la radiación ha sido afectada por la extinción interestelar. En la figura 2.1 se presenta el espectro de una nebulosa con núcleo tipo WR, en el cual hay líneas en emisión nebulares, estelares y continuo.

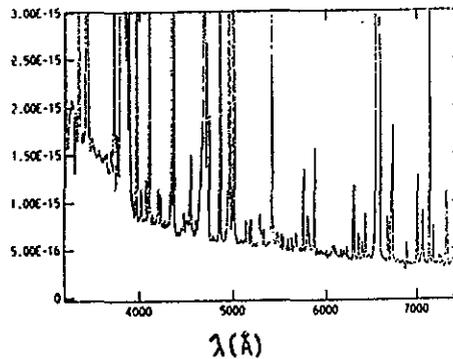


Figura 2.1. Espectro de una nebulosa en el cual se observan las líneas en emisión nebulares (líneas delgadas) y estelares (líneas anchas) así como la emisión de continuo.

Para obtener una imagen de una nebulosa planetaria centrada en determinada longitud de onda, ó bien, estudiar una línea particular de su espectro, es necesario restar las contribuciones de continuo tanto nebuloso como estelar y la radiación producida en la atmósfera de la tierra. Cabe mencionar que estas contribuciones son muy pequeñas en la región del visible respecto a la emisión en línea producida en la nebulosa, dado que una estrella cuya temperatura electrónica es superior a 2×10^4 K, valores típicos de las estrellas centrales de las nebulosas planetarias, emite un continuo descrito, a primera aproximación, por la ley de Planck (ver sección

2.1), teniendo su máximo de emisión en la región del ultravioleta.

2.1. Radiación de Continuo Estelar

Toda sustancia emite radiación electromagnética, cuyas características dependen de la naturaleza y temperatura de la sustancia. Los cuerpos densos dan lugar a espectros continuos, en los que están presentes todas las frecuencias, sus átomos están tan próximos entre sí que sus interacciones mutuas dan lugar a una gran cantidad de estados cuánticos indistinguibles produciendo una banda continua de energías permitidas.

Al encontrarse un cuerpo en equilibrio termodinámico con el medio que le rodea, debe absorber energía en la misma proporción en la que emite. Un cuerpo que absorbe toda la radiación que le incide se le conoce como *cuerpo negro*. La distribución de energía se obtiene a partir de la mecánica estadística y se le conoce como la *ley de radiación de Planck*

$$B_{\nu}(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\exp(h\nu/kT) - 1}, \quad (2)$$

donde la intensidad de radiación emitida $B_{\nu}(T)$ ($\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ ster}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$) es la función de Planck, ν (Hz) es la frecuencia, y T (K) es la temperatura.

En primera aproximación, las estrellas emiten como un cuerpo negro, presentándose en su espectro líneas de absorción que se producen en sus capas exteriores en virtud de que son más frías y menos densas que las capas de su interior, las cuales son las que producen el continuo tipo cuerpo negro. Si las estrellas tienen vientos intensos ó pérdida de masa alta se presentan líneas en emisión.

Las estrellas centrales de las nebulosas planetarias tienen temperaturas superiores a 10^4 K, y si graficamos

la función de Planck para estas temperaturas encontramos que su máximo de emisión se localiza en la región ultravioleta del espectro electromagnético, sin embargo también se presenta emisión en la región del visible.

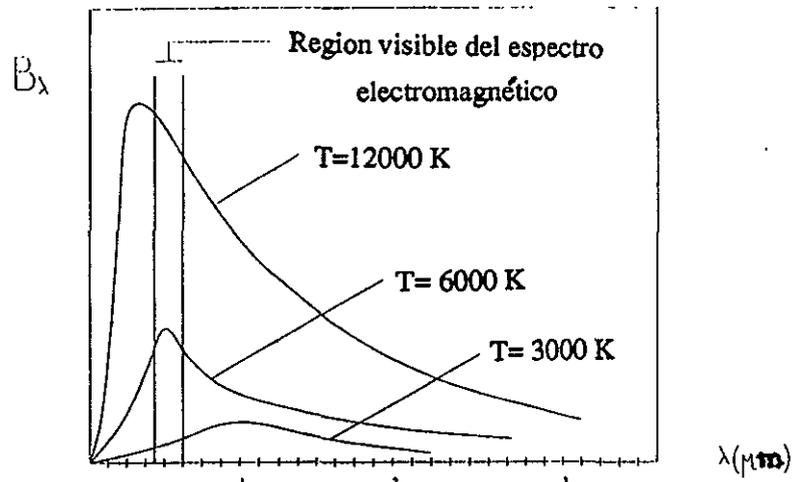


Figura 2.2. Espectro de la radiación de cuerpo negro para diferentes temperaturas.

2.2. Radiación de Continuo Nebular

Son varios los procesos físicos que producen la emisión de continuo en la nebulosa, entre ellos están la *emisión libre-libre* y la *emisión libre-ligado*. En una nebulosa planetaria existen partículas libres cargadas eléctricamente, por lo que se presentan fuerzas de tipo coulombianas entre ellas. Estas partículas pueden ser electrones libres, protones y iones.

Al pasar una carga por un campo coulombiano de otra carga se acelera y emite radiación la cual se le conoce como *emisión libre-libre*. Así por ejemplo, consideremos un electrón que es acelerado por el campo eléctrico generado por un protón (figura 2.3). Se emite entonces un conjunto de fotones que constituyen la *emisión continua libre-libre*.

La potencia radiada por el electrón acelerado (Dyson y Williams 1980), es decir, la energía emitida por unidad de tiempo se obtiene por la ecuación

$$P_R = \frac{2c^2 a^2}{3c^3}, \quad (3)$$

donde e es la carga del electrón, a su aceleración, y c la velocidad de la luz.

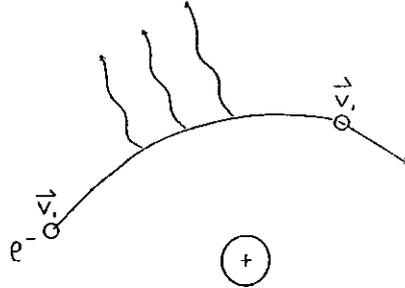


Figura 2.3. Un electrón moviéndose en el campo eléctrico de un protón.

Para una distribución Maxwelliana de energía de los electrones, la emisión en el rango de frecuencia ν y $\nu+d\nu$ es proporcional a $T^{-1/2} \exp(-h\nu/kT) n_e n_i$ (Rybicki y Lightman 1979) donde n_e es la densidad de los electrones y n_i es la densidad de los iones. De modo que la contribución principal ocurre cuando $h\nu \leq kT_e$, donde T_e es la temperatura electrónica del gas (típicamente 10^4 K) y k es la constante de Boltzmann. Para tales temperaturas esta contribución es solo importante en el cercano infrarrojo (Dyson y Williams 1980).

En el caso de que el electrón sea atrapado por un ión, proceso de recombinación, se emite un fotón cuya energía depende de la energía cinética que tenía el electrón antes de ser atrapado y del nivel de energía del átomo al que cae. En virtud de que la energía de los electrones libres no está cuantizada y de que pueden ser atrapados a cualquier nivel, se genera un continuo nebular llamado *emisión libre-ligado*. En este caso la energía del fotón es

$$h\nu = \frac{1}{2} m_e v^2 + I_n \quad (4)$$

donde I_n es la energía de ionización del nivel n .

En la figura 2.4 se representan esquemáticamente las transiciones libre-libre y libre-ligado.

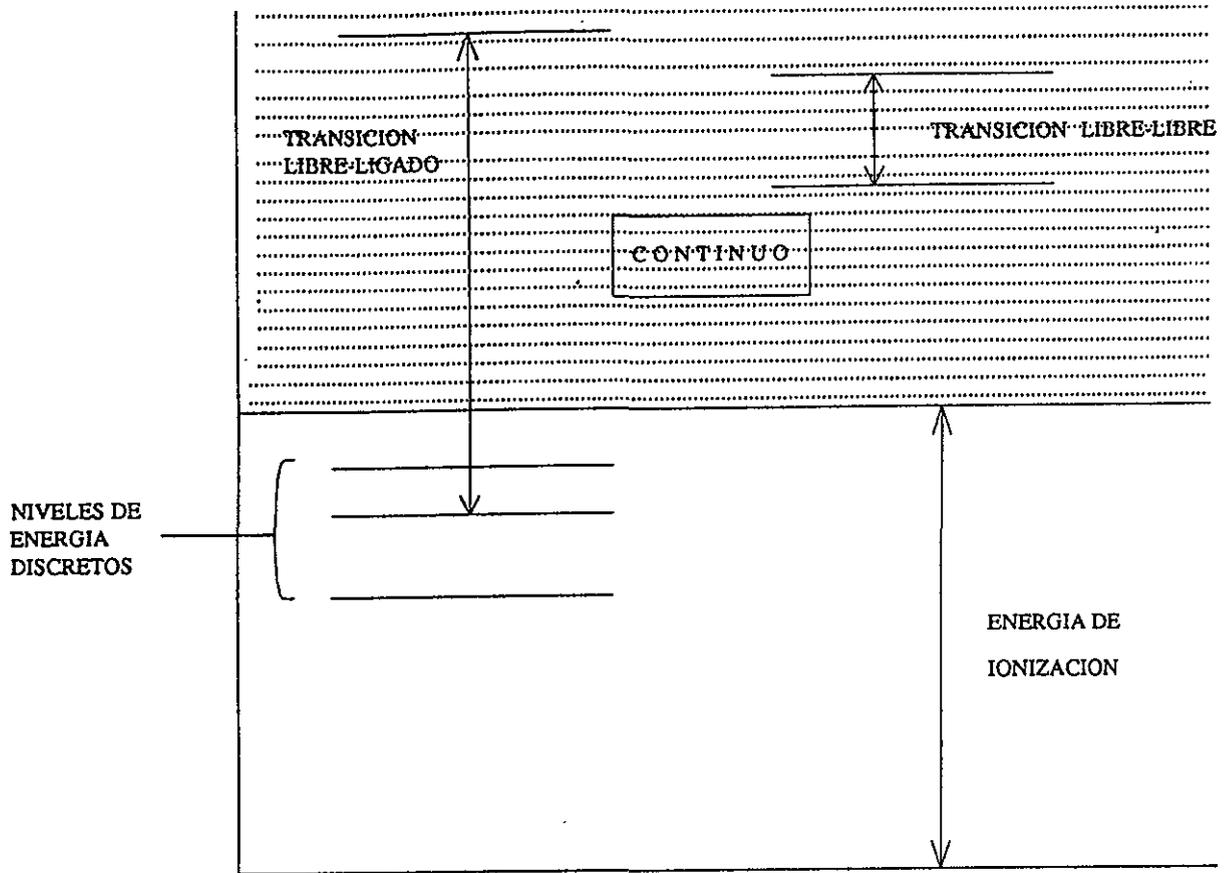


Figura 2.4. Transiciones libre-libre y libre-ligado.

2.3. Radiación en línea

Los átomos tienen niveles discretos de energía. Al presentarse una transición electrónica de un nivel superior de energía a otro inferior se emite un fotón cuya energía corresponde a la diferencia de energía de los niveles involucrados. La radiación emitida en cada elemento de volumen de una nebulosa en una línea particular está en función del grado de ionización, la temperatura, la densidad y las abundancias de los elementos que la constituyen.

En el espectro de línea de una nebulosa planetaria se presentan principalmente dos tipos de líneas de emisión. Las *líneas de recombinación* que se emiten cuando es capturado un electrón por un ión y posteriormente decae

radiativamente a niveles inferiores de energía, y las *líneas de excitación colisional* que se presentan cuando un electrón libre del medio choca con un átomo ó ión y excita a uno de sus electrones pasándolo a un nivel superior de energía y, posteriormente, se desexcita emitiendo radiación.

2.3.1. Líneas de Recombinación

En una nebulosa planetaria existen electrones libres que han sido desprendidos de un átomo ó ión por los fotones ionizantes emitidos por la estrella central, y que posteriormente, pueden ser atrapados por otro átomo ó ión a un nivel ligado de energía y decaer radiativamente a niveles inferiores produciendo fotones cuya energía corresponde a la diferencia de energía entre los niveles involucrados. Las líneas en emisión producidas por este mecanismo se denominan *líneas de recombinación*.

Las líneas de recombinación más intensas corresponden a HI, HeI y HeII. Esto se debe a que son los elementos más abundantes en la nebulosa, además, dada la baja densidad del gas, este es ópticamente delgado en casi todas las líneas excepto las resonantes.

Para elementos más pesados como oxígeno, nitrógeno ó azufre, entre otros, se presentan también líneas de recombinación, pero, por la mucho menor abundancia de estos elementos con respecto al hidrógeno en la nebulosa, son mucho menos intensas.

Particularmente, para el átomo de hidrógeno, se tiene que la energía del electrón en un nivel n dado está dada por:

$$E_n = -\beta \left(\frac{1}{n^2} \right), \quad (5)$$

donde β es una constante que depende de parámetros atómicos y n el número cuántico principal. Las transiciones

electrónicas de un nivel n al nivel $n=1$ forman la serie de Lyman, al nivel $n=2$ forman la serie de Balmer y al nivel $n=3$ constituyen la serie de Paschen. Cuando la transición es tal que $\delta n=1$ al fotón emitido se le llama α , si $\delta n=2$ se le conoce como β , y así sucesivamente. Por ejemplo, si ocurre la transición del nivel $n=2$ al nivel $n=1$ se emite el fotón Lyman α , si la transición es del nivel $n=3$ al nivel $n=1$ se emite el fotón Lyman β . Para la serie de Balmer, si la transición es del nivel $n=3$ al nivel $n=2$ se produce el fotón Balmer α ($H\alpha$), y del nivel $n=4$ al nivel $n=2$ el fotón Balmer β ($H\beta$). Los fotones de la serie de Lyman caen en la región ultravioleta del espectro electromagnético, los de la serie de Balmer en el visible y los de la serie de Paschen en el infrarrojo.

Las líneas de hidrógeno y las de helio sólo se producen por recombinación puesto que las energías necesarias para excitar estos átomos desde su estado base son superiores a la energía cinética promedio de las partículas que conforman la nebulosa planetaria ($3/2 kT_e$, siendo T_e la temperatura electrónica del gas). Para una nebulosa planetaria, la temperatura electrónica típica es de 10^4 K, lo que corresponde a energías cinéticas del orden de 1 eV. Por ejemplo, para el hidrógeno la diferencia de energías entre el nivel $n=1$ y el nivel $n=2$ es del orden de 10 eV, de modo que no es posible una excitación colisional entre estos niveles. Lógicamente, la diferencia de energía entre dos niveles superiores permitiría una excitación colisional, pero el hidrógeno neutro tiende a estar en el estado base de energía, esto es, el tiempo que le lleva a un electrón pasar de un nivel n al nivel $n=1$ es demasiado corto como para que exista una población importante de átomos en niveles excitados y se presente una excitación colisional entre niveles superiores de energía, y lo mismo ocurre para el helio.

2.3.2. Líneas de excitación colisional

Las líneas de emisión de los elementos químicos distintos del hidrógeno y del helio se deben principalmente a las excitaciones colisionales. Estas líneas son tan intensas o más que las líneas de recombinación a pesar de la menor abundancia de los elementos involucrados.

Las líneas de excitación colisional pueden ser debidas a *transiciones permitidas* ó a *transiciones prohibidas*, la diferencia entre ambas es su probabilidad de transición, la cual se obtiene por medio de los coeficientes de Einstein y varía de una a otra en varios órdenes de magnitud. La probabilidad de transición de una línea prohibida es de 5 a 10 órdenes de magnitud inferior a la probabilidad de una línea permitida.

En una nebulosa planetaria, las líneas prohibidas dominan el espectro electromagnético por dos razones. Primero, la configuración del estado base de energía de varios iones de elementos pesados (N, O, Ne, Ar, etc) tiene niveles de energía separados por cantidades del orden de 1 eV, es decir, la energía cinética promedio típica de las partículas de una nebulosa y, por tanto al presentarse una colisión, puede excitarse a uno de los electrones de estos iones para desexcitarse después radiativamente. Y segundo, las nebulosas planetarias tienen densidades suficientemente bajas (10^2 a 10^4 partículas/cm³) como para que las desexcitaciones colisionales sean poco frecuentes, es decir, el tiempo que le lleva al electrón excitado decaer radiativamente es menor que el requerido para desexcitarlo mediante una nueva colisión.

Las líneas prohibidas son más intensas en regiones de baja densidad, debido a que la intensidad de la línea es proporcional a n_e^2 , mientras que en las regiones donde la densidad es superior a una cierta densidad crítica correspondiente a cada línea, la intensidad de la línea es proporcional a n_e , donde n_e es la densidad del medio. Es por ello que en un laboratorio terrestre, por ejemplo, es muy difícil observar líneas prohibidas, además de tener muy pocos átomos o iones comparados con los que se tienen en una nebulosa planetaria.

En la tabla 2.1 se especifican las energías de los fotones correspondientes a algunas de las líneas prohibidas más comunes emitidas en las nebulosas planetarias.

Tabla 2.1. Energías correspondientes a fotones de líneas prohibidas

Línea (A)	δE * (eV)
[OIII] $\lambda 5007$	2.4
[OII] $\lambda 3727$	3.1
[NII] $\lambda 6584$	1.8
[SII] $\lambda 6724$	1.8

* $\delta E = hc/\lambda$

A partir de los datos de la tabla anterior se observa que estas transiciones involucran energías similares a la energía cinética promedio de las partículas de una nebulosa planetaria, es decir, los niveles de energía involucrados pueden ser excitados colisionalmente.

2.4. Ecuación de transporte

A continuación se deduce la ecuación de transporte que describe como se modifica la radiación al pasar por un medio antes de llegar a un observador.

Considérese una estrella cuya radiación atraviesa una nube de gas antes de ser recibida por un observador. Denominemos por I_ν la energía por segundo, por unidad de área, por unidad de ángulo sólido en el intervalo de frecuencia entre $\nu, \nu + d\nu$ emitida por la estrella, κ_ν [cm^{-1}] el coeficiente de absorción del medio que representa la pérdida de radiación al recorrer la misma una distancia ds y j_ν la emisividad del mismo, en unidades de energía por segundo por unidad de volumen por unidad de ángulo sólido en el intervalo de frecuencia $\nu, \nu+d\nu$. Entonces la ecuación de transporte en forma diferencial y aproximación plano paralela se expresa

$$\frac{dI_\nu}{ds} = -\kappa_\nu I_\nu + j_\nu \tag{6}$$

Dividiendo la ecuación (6) entre κ_ν , despejando el término independiente de I_ν , y definiendo la profundidad

óptica τ_ν como

$$\tau_\nu = \int \kappa_\nu ds \quad (7)$$

se obtiene

$$\frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} + I_\nu = \frac{j_\nu}{\kappa_\nu} \quad (8)$$

La ecuación (8) es una ecuación diferencial lineal de primer grado que se resuelve por el método de factor integrante.

Se busca una constante $\mu(\tau_\nu)$ tal que

$$\mu(\tau_\nu) \left[\frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} + I_\nu \right] = \frac{d}{d\tau_\nu} \left[\mu(\tau_\nu) I_\nu \right] \quad (9)$$

Desarrollando esta ecuación y despejando $\mu(\tau_\nu)$ se obtiene

$$\mu(\tau_\nu) = e^{\tau_\nu} \quad (10)$$

Se multiplica entonces la ecuación (8) por el factor integrante

$$e^{\tau_\nu} \left[\frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} + I_\nu \right] = e^{\tau_\nu} \frac{j_\nu}{\kappa_\nu} \quad (11)$$

Y aplicando (9) se obtiene

$$\frac{d}{d\tau_\nu} \left[e^{\tau_\nu} I_\nu \right] = e^{\tau_\nu} \frac{j_\nu}{\kappa_\nu} \quad (12)$$

Integrando la ecuación (12) y despejando I_ν encontramos la ecuación de transporte en su forma integral

$$I_\nu = I_{\nu_0} e^{-\tau_\nu} + S_\nu(T) \left(1 - e^{-\tau_\nu} \right) \quad (13)$$

donde S_ν es definida como la razón del coeficiente de emisión al coeficiente de absorción

$$S_\nu = \frac{j_\nu}{\kappa_\nu} \quad (14)$$

I_ν es la intensidad de radiación que recibe el observador. El primer término de la ecuación (13) involucra la radiación emitida por la estrella, mientras que el segundo considera la del medio.

2.4.1. Ecuación de transporte en el caso ópticamente delgado

Usando la ecuación de transporte (13) en el caso de una línea prohibida, tenemos que la región es ópticamente delgada, es decir, $\tau_\nu \ll 1$ y, por otro lado, para este tipo de líneas se espera que $I_{\nu_0} = 0$, es decir no hay emisión de fondo. Por lo tanto, la ecuación (13) se reduce a

$$I_\nu = S_\nu(T)\tau_\nu \quad (15)$$

y aplicando la ecuación (7) se obtiene

$$I_\nu = j_\nu L \quad (16)$$

donde L es el tamaño de la fuente. La ecuación (16) corresponde a la ecuación de transporte para emisión ópticamente delgada sin radiación de fondo e indica que la emisión proveniente de una nebulosa planetaria en una línea determinada solo es función de la emisividad y el tamaño de la región emisora.

2.5. Extinción Interestelar

Imágenes de regiones con un alto número de estrellas en la Vía Láctea muestran zonas oscurcidas en

nuestra línea de visión. Esto es debido a la existencia de granos de polvo, partículas cuyo tamaño es del orden de 10^{-7}m y densidad de 10^{-6}m^{-3} , que extinguen la radiación en el medio interestelar.

Utilizando las ecuaciones (7) y (13), y considerando el hecho de que la emisividad en el visible del polvo es despreciable, la intensidad de radiación I_ν emitida por una fuente se reduce por la extinción de acuerdo a la siguiente expresión

$$I_\nu = I_{\nu_0} e^{-\int_0^l \kappa_\nu dl} \quad (17)$$

donde κ es el coeficiente de absorción del medio interestelar y l es la distancia recorrida por la radiación en el medio interestelar hasta llegar al observador.

La extinción ha sido medida a diferentes frecuencias y se ha detectado que no tiene un valor constante, sino que en el visible su dependencia es inversamente proporcional a la longitud de onda. Es decir, que la extinción en el azul es mayor que en el rojo.

2.6. Determinación de las propiedades físicas de una nebulosa planetaria a partir de líneas en emisión

Para determinar las propiedades físicas de una nebulosa planetaria deben considerarse todos los procesos descritos anteriormente. Es decir, que a las imágenes de las nebulosas planetarias tomadas en una longitud de onda correspondiente a una línea de emisión determinada, debemos restarles las radiaciones de continuo tanto nebuloso como estelar, así como tomar en cuenta los procesos de extinción.

La intensidad de las líneas en emisión (ec.16) depende de varios parámetros físicos, tales como la abundancia del ión que las produce así como de la densidad y temperatura electrónicas del gas donde se emiten. Es por esta razón que del análisis de las líneas en emisión es posible determinar algunas propiedades físicas de una nebulosa

planetaria.

2.6.1. Determinación de la abundancia iónica

A partir de las observaciones del cociente de intensidades $I(X_{\nu_{ij}}^{+m})/I(H\beta)$ y conocidas la densidad y temperatura electrónica de la nebulosa es posible calcular la abundancia del ión X^{+m} con la siguiente ecuación (Peña y Torres-Peimbert, 1991):

$$\frac{N(X^{+m})}{N(H^+)} = K \frac{I(X_{\nu_{ij}}^{+m})}{I(H\beta)} \quad (18)$$

donde $N(X^{+m})$ y $N(H^+)$ son las abundancias de los iones, y K es una función de los parámetros atómicos de los iones X^{+m} y H^+ , de la densidad y temperatura electrónicas y que está dada por el cociente de emisividades

$$K(X^{+m}, H^+, T_e, N_e) = \frac{j(H\beta)}{j(\nu_{ij})} \quad (19)$$

donde la emisividad se calcula

$$j(\nu_{ij}) = N_i A_{ij} h\nu_{ij} \quad (20)$$

siendo N_i la población al nivel i , A_{ij} la probabilidad de emisión espontánea del nivel i al nivel j (coeficiente de Einstein), y $h\nu_{ij}$ la energía del fotón correspondiente a la transición del nivel i al nivel j .

Para encontrar las funciones K se requiere calcular la población del nivel excitado i del ión X^{+m} , para lo cual se supone equilibrio entre los procesos colisionales y radiativos que aumentan ó disminuyen la población del nivel excitado i . Las funciones K para distintos iones de interés astrofísico utilizados en esta tesis se encuentran en Peña y Torres-Peimbert (1991).

2.6.2. Determinación de la temperatura electrónica

La temperatura de una nebulosa puede ser determinada a partir de mediciones de cocientes de dos líneas emitidas por un mismo ión, cuyos niveles de energía de excitación son muy diferentes. Esto se debe a que para excitar estas transiciones se requieren colisiones con electrones cuyas energías cinéticas sean muy distintas y la fracción de electrones con distintas energías es una función fuerte de la temperatura del gas. De hecho la probabilidad dP de que un electrón tenga una velocidad en el rango d^3v , de acuerdo a la distribución Maxwelliana, está dada por

$$dP \propto \exp(-E/kT) d^3v \quad (21)$$

siendo E la energía cinética del electrón.

Los iones O^{++} y N^+ poseen estructuras de niveles de energía que producen líneas con energías de excitación muy distintas y que ocurren en la región visible del espectro. Particularmente, para el caso de O^{++} , las líneas $\lambda 4363$ y $\lambda 5007$ provienen de niveles cuyas energías de excitación son muy distintas. La primera de ellas ocurre con la transición $^1D_2 - ^1S_0$ (figura 2.5) mientras que la segunda se presenta con la transición $^3P_2 - ^1D_2$, así que $I(\lambda 5007)/I(\lambda 4363)$ depende fuertemente de la temperatura.

En el caso de N^+ , las líneas $\lambda 5755$ y $\lambda 6583$ se presentan con las transiciones $^1D_2 - ^1S_0$ y $^3P_2 - ^1D_2$ respectivamente (figura 2.5). Análogamente que para O^{++} , el cociente $I(\lambda 6583)/I(\lambda 5755)$ tiene una fuerte dependencia con la temperatura.

En las nebulosas planetarias frecuentemente se usan las líneas de [OIII] para determinar la temperatura del gas, en virtud de que suelen ser más intensas que las líneas de [NII]. En la figura 2.7a se muestra el comportamiento del cociente $I(\lambda 4959 + \lambda 5007)/I\lambda 4363$ como función de la temperatura (Osterbrock, 1989).

Al determinar la temperatura en una nebulosa planetaria, por ambos métodos suelen presentarse ciertas diferencias, lo cual se explica considerando que las emisiones de [OIII] y [NII] provienen de distintas regiones de la nebulosa, la cual no está en equilibrio termodinámico y, por tanto, existen variaciones de temperatura en ella.

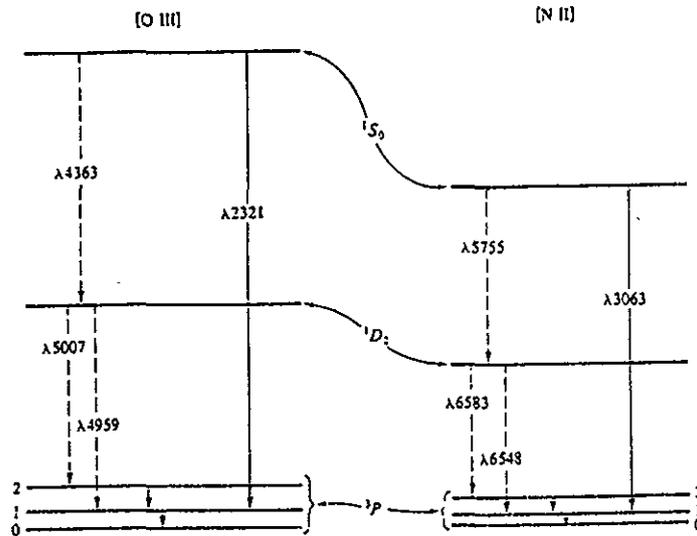


Figura 2.5. Diagrama de niveles de energía para [NII] y [OIII].

2.6.3. Determinación de la densidad electrónica

Para estimar la densidad electrónica en una nebulosa se calculan cocientes de líneas emitidas por un mismo ión provenientes de niveles que tengan aproximadamente la misma energía y cuyas poblaciones relativas solo dependan de la probabilidad de excitación colisional. Si las probabilidades de excitación colisional son distintas, las poblaciones relativas dependerán de la densidad electrónica y, por lo tanto, el cociente de las líneas, dependerá de la densidad electrónica. Tal es el caso de las líneas de [OII] $\lambda 3729$ y $\lambda 3726$, así como de las líneas de [SII] $\lambda 6716$ y $\lambda 6731$. En la figura 2.6 se muestran los diagramas de energía correspondientes a estas líneas.

Los cocientes $I(\lambda 3729)/I(\lambda 3726)$ de [OII] y $I(\lambda 6716)/I(\lambda 6731)$ de [SII] pueden usarse para estimar la

densidad electrónica de la nebulosa. En la figura 2.7b se presenta una gráfica de tales cocientes como función de la densidad electrónica.

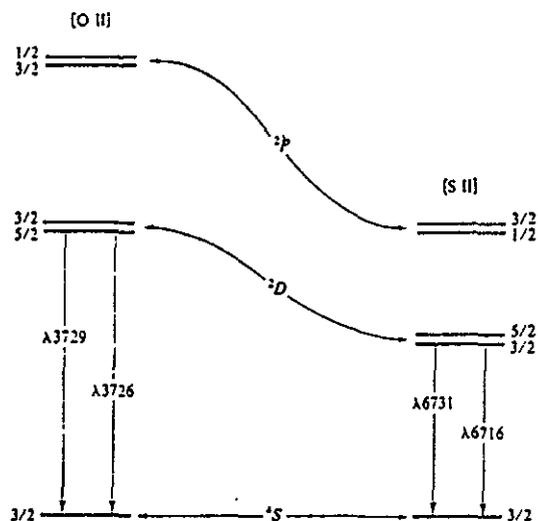


Figura 2.6. Diagrama de niveles de energía para [OII] y [SII].

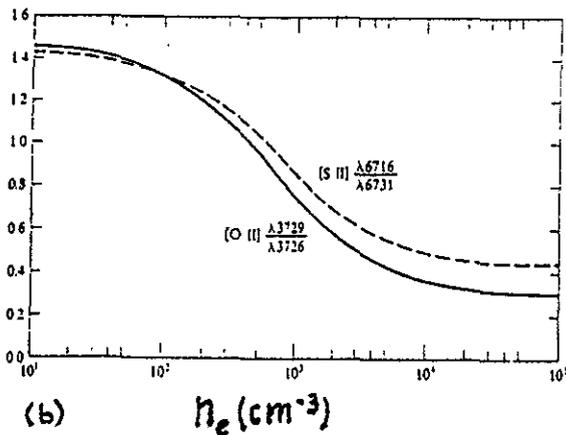
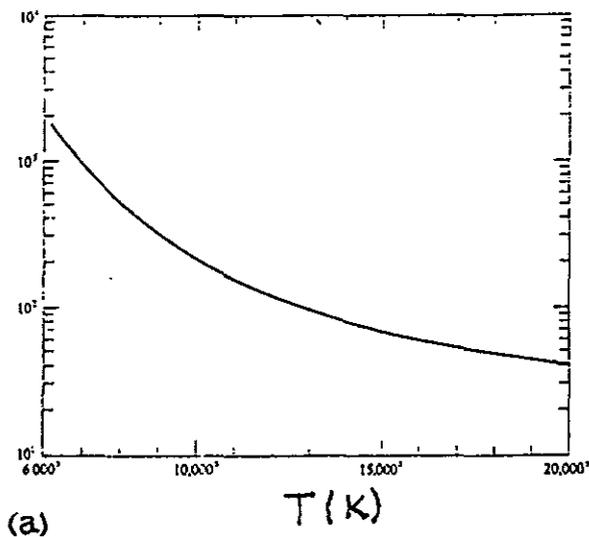


Figura 2.7. (a) Cociente de intensidades de [OIII] I($\lambda 4959 + \lambda 5007$)/I($\lambda 4363$) como función de la temperatura, (b) Cocientes de intensidades de [OII] I($\lambda 3729$)/I($\lambda 3726$) (línea continua) y de [SII] I($\lambda 6716$)/I($\lambda 6731$) (línea discontinua) como función de la densidad electrónica para una temperatura de 10^4 K.

Capítulo 3. ADQUISICION Y REDUCCION DE DATOS

3.1. Adquisición de Datos

La adquisición de las imágenes de las nebulosas planetarias que constituyen esta tesis, se realizó con el telescopio de 2-m, equipado con cámara directa, detector CCD-tek y filtros de interferencia nebulares, en el Observatorio Astronómico Nacional (OAN) ubicado en San Pedro Mártir, Baja California.

El detector CCD (Charge coupled device) es un detector de radiación compuesto de miles de detectores individuales llamados píxeles en los que se acumula carga inducida por los fotones que sobre de ellos inciden y cuyo tamaño es de algunos micrometros. Los píxeles forman un arreglo rectangular y la carga electrónica resultante forma una imagen bidimensional. El CCD-Tek es un arreglo de 1024 x 1024 píxeles, adelgazado para tener alta sensibilidad en el azul, dado que los CCDs tienen en general una mejor respuesta a la luz roja. Se utilizó con un "binning" de 2 x 2, lo que implica que las imágenes son de 512 x 512 píxeles, con una resolución espacial de 0.52", por lo que el campo total de visión es de 4.5' x 4.5'.

Las observaciones corresponden a dos temporadas realizadas en Junio y Julio de 1995. En la primera de ellas se utilizaron los filtros de la rueda MEXMAN cuyas características se detallan en las tablas 3.1 y 3.2. Para la temporada de Julio se usaron los filtros individuales Andover cuyas características se detallan en la tabla 3.3.

Tabla 3.1. FILTROS RUEDA 1 MEXMAN

Pos.	Línea	λ_c	$\delta\lambda$	T
1.5	vacío	-	-	-
2	continuo verde	4770	70	82
3	HeII 4686	4686	52	67
4	continuo azul	4268	56	37

Tabla 3.2. FILTROS RUEDA 2 MEXMAN

Pos.	Línea	λ_c	$\delta\lambda$	T
1.5	vacío	-	-	-
2	[SII]6716+6731	6726	54	88
3	continuo rojo	6654	70	88
4	[NII]6584	6585	10	68
5	H α	6565	11	78
6	[OIII]5007+4959	5009	52	78
7	[OI]4363	4365	12	54
7.5	[OI]3727+3729	3736	46	29

Tabla 3.3. FILTROS ANDOVER

Línea	λ_c	$\delta\lambda$	T
[SII]	6724	50	64
continuo rojo	6650	47	54
[NII]	6585	11	57
H α	6563	10	38
continuo verde	5016	50	71
[OIII]	5007	50	71
H β	4871	50	71
Hell	4688	61	60
continuo azul	3790	50	25
[OI]	3727	50	28

Los objetos se observaron en diferentes longitudes de onda con el fin de analizar su morfología en distintas longitudes de onda. Adicionalmente, se observaron bias, que determinan el nivel cero del detector, y campos planos. Estos últimos en las mismas longitudes de onda que los objetos para determinar la sensibilidad de los pixeles.

Para la obtención de las velocidades de expansión, se utilizaron espectros de alta resolución echelle obtenidos y procesados por M. Peña y S. Medina. El espectrógrafo echelle utilizado en el OAN usando como detector el CCD-tec tiene una resolución en dos pixeles de 17 km/s.

3.2. Reducción de imágenes

El proceso de reducción de datos se llevó a cabo utilizando el paquete IRAF (Image Reduction and Analysis Facility)* en el Instituto de Astronomía de la UNAM.

El primer paso consistió en pasar a dos dimensiones todas las imágenes debido a que el sistema de control del CCD-tek los escribe como arreglos en 3 dimensiones. En seguida se completaron los encabezados de cada imagen con el programa `ccdheader.cl` que usa la rutina `noao.imred.ccdred.cdredit`. Los parámetros que deben especificarse dependen del tipo de imagen. Para los bias se indican, principalmente, el título (`title`) y el tipo de imagen (`imagetyp=zero`). Para los campos planos se especifican el título (`title`), tipo de imagen (`imagetyp=flat`), filtro utilizado (`subset= [A]`) y el tiempo de exposición (`exptime=[s]`). Finalmente, para los objetos se especifica todo lo anterior más la ascensión recta (AR), la declinación (DEC), el tiempo universal (UT) y el tiempo sideral (ST) de la observación.

Se obtuvo un promedio de varios bias y campos planos para eliminar fluctuaciones estadísticas. Para el caso de los bias, el promedio se obtuvo con la rutina `noao.imred.ccdred.zerocombine`. Para los campos planos, también fueron tomadas varias imágenes y debió obtenerse un flat promedio en cada longitud de onda. Esto se hizo con la rutina `noao.imred.ccdred.flatcombine`. En este proceso el programa verifica que los filtros de las imágenes que va a promediar sean iguales y de ahí la importancia de completar previamente los encabezados.

En el caso de los objetos, el proceso para obtener una sola imagen de cada filtro es un poco más laborioso. En primer lugar, fueron alineadas las imágenes, de modo tal que cada estrella ocupara la misma posición en cada una de ellas, y para lograrlo se utilizó la rutina `noao.proto.imalign`.

*IRAF es distribuido por NOAO, que es operado por AURA, Inc., bajo contrato con la National Science Foundation, U.S.A.

Esta rutina lo que hace es tomar las posiciones de varias estrellas en una imagen de referencia y ajustar a las demás. Hecho lo anterior se sumaron las imágenes del mismo filtro aplicando al rutina `images.imarith`, con el objeto de mejorar la señal a ruido de las mismas.

En seguida, se limpiaron las imágenes de los objetos de rayos cósmicos. Esto se realizó en dos etapas; la primera de ellas haciendo uso de la rutina `noao.imred.ccdred.cosmicrays` y, en virtud de que quedaban aún algunos rayos cósmicos, se utilizó la rutina `images.tv.imedit` para limpiarlas por completo.

A continuación se aplicó la rutina `noao.imred.ccdred.ccdproc` para el bias promedio, el campo plano promedio de cada filtro y para las imágenes de los objetos. Con esta rutina a los bias se les recortaron los bordes. A los campos planos se les hizo la corrección por bias y se le recortaron los bordes. Y a las imágenes de los objetos se les restó el bias, se les hizo la corrección por campo plano y se les recortaron los bordes.

En este punto, las imágenes se encuentran corregidas por el cero del detector, ya fueron normalizadas las respuestas individuales de cada uno de los pixeles a las diferentes longitudes de onda, pero para obtener exclusivamente la radiación de la nebulosa, como ya se explicó en el capítulo 2, debió restárseles la radiación de fondo en el ciclo y, primordialmente, la radiación de continuo nebuloso.

Para el primer punto, se obtuvo un promedio de las cuentas de cada pixel en las zonas de la imagen donde no hay estrellas. Esto se hizo aplicando la rutina `images.tv.imexam`. Posteriormente se restó dicho promedio de la imagen con la rutina `images.imarith`.

Para la resta de continuo debieron considerarse los tiempos de exposición así como los anchos de los filtros tanto de las imágenes de continuo como las imágenes de línea. Es decir, se calculan los factores que normalizan ambas imágenes y se hace la corrección correspondiente con la rutina `images.imarith`. Con esta misma rutina se obtiene la imagen de la nebulosa ya sin el continuo nebuloso. La emisión de las estrellas se cancela en este

proceso.

Cuando el continuo no quedó bien restado, lo que se detectó como imperfecciones en las imágenes restadas de las estrellas, se utilizó previamente un filtro para reducir la excentricidad de las estrellas. Esto se realizó con la rutina `images.gauss`, la cual ajusta una gaussiana a cada estrella. La desventaja de usarla es que se pierde un poco de resolución en la imagen.

Posteriormente se normalizaron todas las imágenes, es decir, se obtuvieron las cuentas/(pixel \AA min) de cada una de ellas. Finalmente, se obtuvieron algunos cocientes de imágenes de interés para cada una de las nebulosas. Esto se realizó con la rutina `images.imarith`, y para calcular las cuentas promedio por pixel de una imagen ó bien obtener la variación de un determinado cociente se aplicó la rutina `images.tv.imexam`.

Capítulo 4. ANALISIS DE RESULTADOS

4.1. A 78

4.1.1. Antecedentes

Esta nebulosa tiene como núcleo una estrella del tipo Wolf-Rayet (Acker et al. 1992) y se localiza a 1.8 kpc de distancia. Su ascensión recta y declinación referidas al año 2000 son 21h 35m 29.5s +31° 41' 45" respectivamente. Su tamaño angular aproximado es de 94". Calculando este tamaño angular en radianes y multiplicándolo por la distancia se obtiene que las capas exteriores de esta nebulosa distan de la estrella central alrededor de 0.4 pc, es decir, el diámetro físico de la nebulosa es de 0.8 pc.

A 78 pertenece a un grupo reducido pero importante de nebulosas que son pobres en hidrógeno (Borkowsky et al. 1993). El análisis de este tipo de nebulosas planetarias es importante para el estudio de la etapa evolutiva posterior a la de la rama asintótica de las gigantes rojas para estrellas de masa intermedia. En cuanto a la estrella central, se han efectuado observaciones espectroscópicas con el telescopio espacial Hubble (HST) detectándose líneas de C IV sumamente ensanchadas, acorde a una estrella WR, (Harrington et al. 1993). El tipo espectral del núcleo de esta nebulosa es WC, estrella Wolf Rayet con líneas de carbono. De acuerdo a Hamann (1996), la temperatura de la estrella central de esta nebulosa es de 1.15×10^5 K, su luminosidad es de $5000 L_{\odot}$ y su radio es $0.18 R_{\odot}$. Presenta una tasa de pérdida de masa de $4 \times 10^{-8} M_{\odot}/\text{año}$ con un viento de 3750 km/s y su composición química es 50% de C, 33% He, 15% O y 2% N.

A 78 es conocida por ser una nebulosa planetaria cuya estructura y velocidades de expansión son muy distintas para diferentes líneas espectrales. En el catálogo de planetarias (Acker et al. 1992) se reporta como

velocidad de expansión en [OIII] 27 km/s. Pismis (1989), reporta que, particularmente, en las líneas de hidrógeno la nebulosa es brillante en las cáscaras externas presentando una velocidad de expansión de 35 Km/s, mientras que las partes internas son brillantes en [OIII] λ 5007 y presentan una velocidad de expansión de 73 Km/s.

Dado su tamaño físico y su velocidad de expansión en las cáscaras externas, se puede estimar la edad cinématica de la nebulosa, resultando ser de 11100 años.

Imágenes de este objeto, en diferentes líneas, se presentan en las figuras 4.1 y 4.2. Se aprecia una estructura filamentaria con ciertos nodos particularmente intensos rodeada de una cáscara elipsoidal más débil.

4.1.2. Descripción de imágenes

Las imágenes de A 78 fueron adquiridas en la noche 26/27 de Julio 1995 con filtros Andover (ver tabla 3.3) correspondientes a líneas de H⁺, O⁺, O⁺⁺, N⁺ y continuos adyacentes, las cuales son especificadas en la tabla 4.1.

Tabla 4.1. Imágenes de A 78
26/27 de Julio 1995 (OAN), filtros Andover

λ^1 (Å)	t ² (min)
H α	10
H β	10
H γ	10
[OIII] λ 5007	10
[OIII] λ 5007	10
[NII] λ 6584	10
[OI] λ 3727	10
λ 5050 continuo	10

¹ λ =longitud de onda

²t= tiempo de exposición

Se seleccionaron algunos de los nudos intensos en [OIII] λ 5007 y una región en el borde de la nebulosa, donde se percibe un flujo colimado hacia el Sureste, para analizar las imágenes (figura 4.1.)

En la tabla 4.2 se especifican las cuentas/(pixel \AA min) obtenidas en las zonas que se indican en la figura 4.1 para las imágenes de línea de la tabla 4.1, excepto para [NII] y [OII] ya que son muy débiles y no se detecta emisión nebulosa. En la tabla 4.3 se indican los cocientes obtenidos para las mismas regiones de la nebulosa, las cuales cubren una superficie de 2 x 2 pixeles.

Tabla 4.2.

Cuentas/(pixel \AA min) para las zonas de A 78 indicadas en la fig. 4.1.

Línea	A	B	C	D	E
H α	0.08 \pm 0.02	0.07 \pm 0.02	0.04 \pm 0.01	0.06 \pm 0.01	0.11 \pm 0.01
H β	0.02 \pm 0.004	0.01 \pm 0.005	0.01 \pm 0.005	0.01 \pm 0.003	0.02 \pm 0.004
[OIII] λ 5007	0.43 \pm 0.053	0.20 \pm 0.013	0.04 \pm 0.003	0.28 \pm 0.009	0.22 \pm 0.021

Tabla 4.3.

Cocientes obtenidos en las zonas de A 78 indicadas en la fig. 4.1.

Cociente	A	B	C	D	E
H α /H β	3.4 \pm 0.5	5.3 \pm 2.4	7.2 \pm 6.7	6.3 \pm 2.3	5.2 \pm 1.1
[OIII] λ 5007/H β	19 \pm 2.2	16.4 \pm 6.7	8.2 \pm 2.3	27.8 \pm 8.3	10.8 \pm 1.3

Imagen H α

La imagen en H α de A 78 (figura 4.2a) presenta una geometría esferoidal que a medida que se aleja de la estrella central se va ovalando en la dirección Noroeste-Sureste. En una esfera de 30" aproximadamente,

alrededor del núcleo no se detecta emisión nebular en $H\alpha$. Se distinguen unas zonas más intensas y simétricas respecto al mismo eje Noroeste-Sureste (Zonas A y E).

De acuerdo a los datos especificados en la tabla 4.2, se observa que la región más débil es la (C) y la más intensa la (E) siendo el cociente $I_{(E)}/I_{(C)}=2.8\pm 0.9$.

Este factor es superior a 3σ por lo que representa un cambio real en el brillo superficial en $H\alpha$ (para el cálculo de la incertidumbre se aplicó la ecuación (36) del Anexo).

Imagen $H\beta$

La morfología que presenta la nebulosa en $H\beta$ (figura 4.2b) es muy similar a la de $H\alpha$, su estructura es elíptica y con su semieje mayor en la dirección Noroeste-Sureste. Sin embargo, la nebulosa es más débil en $H\beta$, como lo muestran los datos de la tabla 4.2. No se detecta emisión nebular en la zona central en una región circular de $35''$ aproximadamente, y sus zonas más intensas son dos secciones de cáscaras simétricas respecto al mismo eje Noroeste-Sureste.

Considerando los valores de la tabla 4.2, se observa que las zonas más intensas son (A) y (E). Estas regiones son un factor de 2.0 ± 1.4 veces más intensas que (B), (C) y (D).

Este factor obtenido y dada su incertidumbre calculada, no nos permite afirmar que existan cambios reales para el brillo superficial en $H\beta$, aunque se espera un comportamiento similar a $H\alpha$.

Imagen [OIII] $\lambda 5007$

La imagen de A 78 en la línea [OIII] $\lambda 5007$ (figura 4.1) es muy brillante y muestra una estructura muy

distinta a las imágenes de Hidrógeno. Para esta imagen sí se detecta emisión nebular en la región cercana al núcleo, mostrando diversos nudos y filamentos más brillantes que el resto de la nebulosa. En particular, son muy interesantes los filamentos cercanos a la estrella central que no tienen contraparte en las líneas de Hidrógeno, y en la dirección Noroeste-Suroeste se distingue un flujo colimado que se extiende hasta el borde nebular.

De acuerdo a la tabla 4.2, la zona más intensa resulta ser (A) y la más débil (C), obteniéndose un cociente de 11 ± 2 entre estas regiones.

Para el resto de las zonas se obtuvieron los siguientes cocientes: $I_{(B)}/I_{(C)} = 5.0 \pm 0.7$, $I_{(D)}/I_{(C)} = 7.0 \pm 0.8$ e $I_{(E)}/I_{(C)} = 5.5 \pm 0.9$.

Los cambios de cada una de las zonas consideradas con respecto a (C) son muy superiores a 3σ , indicándonos que efectivamente existen diversos nudos mucho más intensos en [OIII] $\lambda 5007$.

Imagen $H\alpha/H\beta$

La imagen $H\alpha/H\beta$ (figura 4.2c) se ve bastante homogénea en toda la nebulosa tal como lo predice la teoría de recombinación a falta de extinción ó con extinción interestelar constante. En la tabla 4.3 se presentan los cocientes calculados para cada región seleccionada. El promedio de los cocientes es 5.1 ± 1.6 .

En cada caso, los cocientes $\left(\frac{H\alpha}{H\beta} \right)_i / \left(\frac{H\alpha}{H\beta} \right)_A$ son inferiores a 3σ , de modo que no podemos afirmar que el cociente $H\alpha/H\beta$ varíe a lo largo de la superficie nebular.

El valor instrumental promedio obtenido para este cociente es de 5.1 y las variaciones no son significativas, esto se puede explicar argumentando que la extinción es constante en toda la superficie de la nebulosa.

En la figura 4.5 se muestra una gráfica para el cociente $H\alpha/H\beta$, considerando una trayectoria recta en la dirección N-S sin pasar por la estrella central.

Imagen [OIII] $\lambda 5007/H\beta$

La imagen del cociente [OIII] $\lambda 5007/H\beta$ (figura 4.2d) resulta ser más intensa en su parte central presentando diversos nudos y filamentos intensos, así como un flujo colimado que parte de la estrella central hasta el borde exterior de la nebulosa, y las cáscaras externas son mucho más débiles.

Considerando los valores de la tabla 4.3, se tiene que el cociente de intensidades es mayor en la zona (D) que en la zona (C) por un factor de 3.4 ± 0.07 . Tal como se aprecia en las imágenes, hay una gran variación de la emisión de [OIII] $\lambda 5007$ con relación a $H\beta$.

Teóricamente este cociente puede obtenerse a partir de la ecuación (18):

$$I([\text{OIII}]\lambda 5007)/I(H\beta) = (1/K)N(O^{++})/N(H^+) \quad (22)$$

donde $N(O^{++})$ y $N(H^+)$ son las densidades de los iones, y K es una función que se obtiene por medio de la ecuación (19), de la sección 2.6.1 del capítulo 2:

$$K(T_e) = j(H\beta)/j([\text{OIII}]\lambda 5007) \quad (23)$$

De modo que un cociente [OIII] $\lambda 5007/H\beta$ variable implica un cociente $N(O^{++})/N(H^+)$ variable y/o una temperatura electrónica variable. Si suponemos que el cociente de abundancias $N(O^{++})/N(H^+)$ es constante en toda la nebulosa planetaria, entonces una variación en $I(\lambda 5007)/I(H\beta)$ implica un cambio en el parámetro K .

Sean c_1 y c_2 dos valores del cociente arbitrarios y, como supusimos que $N(O^{++})/N(H^+)$ es constante en toda la nebulosa, entonces según (22) se tiene que

$$c_1 = \alpha(1/K_1) \quad (24)$$

y

$$c_2 = \alpha(1/K_2) \quad (25)$$

donde $\alpha = N(O^{++})/N(H^+)$.

Dividiendo las ecuaciones (24) y (25) y aplicándole la función logaritmo obtenemos

$$\log(c_1/c_2) = \log(K_2/K_1) \quad (26)$$

ó bien

$$\log(c_1/c_2) = -\delta \log K \quad (27)$$

De modo que si calculamos el cociente de la zona (D) a la zona (C), encontramos que $\delta \log K = -0.53$. Por otro lado, suponiendo que la temperatura electrónica de la nebulosa en (C) es $10^4 K$ e interpolamos en la gráfica de la figura 4.3, el cambio mencionado $\delta \log K$ implicaría un aumento en la temperatura de la zona (C) a la zona (D) de $5000 K$, el cual no es de esperarse. Por lo tanto, la variación en el cociente $[OIII] \lambda 5007/H\beta$ se debe a un cociente de abundancias $N(O^{++})/N(H^+)$ variable, siendo mayor en la parte central de la nebulosa.

Las imágenes de $[OII]$ y $[NII]$ que se tomaron a esta nebulosa planetaria son sumamente débiles y no se detecta emisión nebulosa, solo se distingue la estrella central, es por ello que no son analizadas.

4.1.3. Clasificación morfológica de A 78

Basándonos en la estructura clipsoidal de la emisión en $H\alpha$ y $H\beta$ de la nebulosa planetaria A 78 y considerando las clasificaciones morfológicas para nebulosas planetarias descritas en la sección 1.2 del capítulo 1, se clasifica a la nebulosa A 78 de la siguiente manera:

De acuerdo a la clasificación de Manchado et al. 1996, A 78 es una nebulosa planetaria del tipo (Es).

Según la clasificación de Górný et al. 1996, A 78 pertenece al grupo de nebulosas planetarias del tipo (E)

Y, finalmente, considerando la clasificación de Stanghellini et al. 1993, A 78 es del tipo (ES).

Considerando la imagen en $[OIII]\lambda 5007$, la cual difiere mucho de las imágenes de hidrógeno, A 78 se clasifica como (Esm) de acuerdo a la clasificación de Manchado, del tipo (E) según la clasificación de Górný y como (ES) considerando la clasificación de Stanghellini.

4.1.4. Datos espectrales

El hecho de que una nebulosa se encuentre en expansión ocasiona que las cáscaras frontales a la tierra, emiten una línea que aparece corrida al azul y las cáscaras posteriores emiten la misma línea pero corrida al rojo (figura 4.4). Esto es lo que se conoce como el efecto Doppler y su ecuación nos sirve para determinar la velocidad de expansión de la nebulosa.

$$\delta v_{exp} = c(\delta\lambda/\lambda) \quad (28)$$

de donde δv_{exp} es la velocidad de expansión, $\delta\lambda$ representa el corrimiento de la línea, λ la longitud de onda de

la misma y c la velocidad de la luz.

Los espectros utilizados para calcular las velocidades de expansión de A 78 son de 15 min de exposición y se tomaron colocando la rendija en la dirección NW-SE pasando por la estrella central, cubriendo una región de $4'' \times 40''$. Los datos utilizados de este trabajo se presentan en Medina y Peña (1998, en preparación). En este trabajo utilizaremos resultados preliminares para determinar la velocidad de expansión de la nebulosa.

En la tabla 4.4 se indican las líneas utilizadas para calcular la velocidad de expansión de A 78.

Tabla 4.4. Velocidades de expansión calculadas para A 78.

Ión	componente azul	componente roja	velocidad de expansión [km/s]
[OIII]	$\lambda 4955.25$	$\lambda 4958.00$	83.8
[NII]	$\lambda 6582.32$	$\lambda 6583.56$	28.1
H α	$\lambda 6561.88$	$\lambda 6563.15$	28.8

Para el cálculo de estas velocidades se consideró λ como la longitud de onda intermedia y $\delta\lambda$ como la diferencia entre las longitudes de onda dadas y la longitud de onda intermedia. Esto debido a que, como se indicó anteriormente, se presentan la componente corrida al azul producida por la parte frontal de la Nebulosa y la componente corrida al rojo producida por la parte posterior de la misma.

Los valores obtenidos para las velocidades de expansión concuerdan con el hecho mencionado de que A 78 es conocida por exhibir una estructura y velocidades de expansión muy diferentes para distintas longitudes de onda.

Comparando estos valores con el reportado por Acker et al. (1992) para [OIII] la velocidad obtenida por nosotros es muy diferente, mientras que los reportados por Pismis (1989), tanto en H α como en [OIII] son mucho más parecidos (ver sección 4.1.1 de este capítulo).

N

E

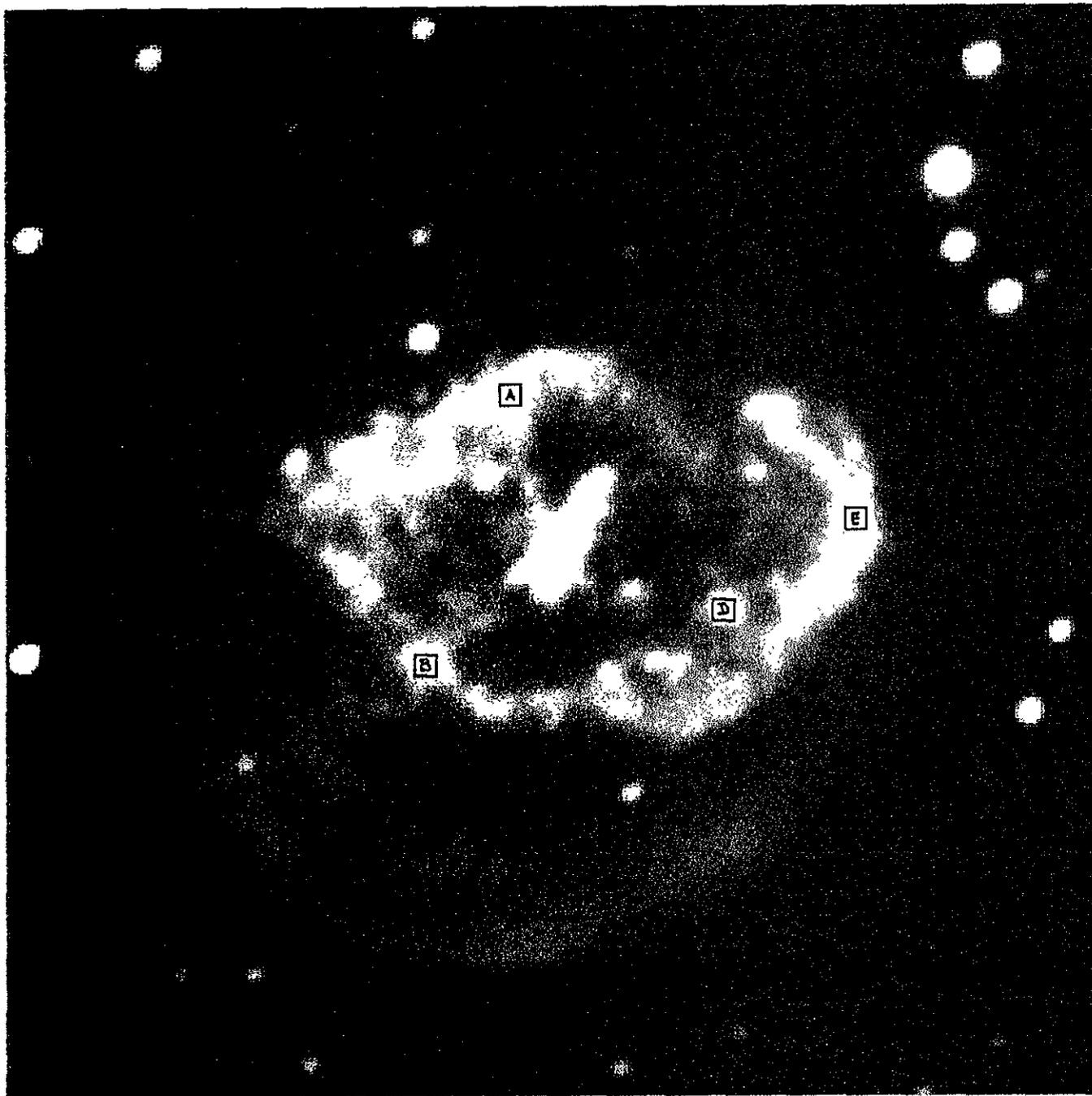


Figura 4.1. Imagen en $[OIII]\lambda 5007$ de A 78 en la que se indican las zonas en las que se analizaron las imágenes de este objeto.

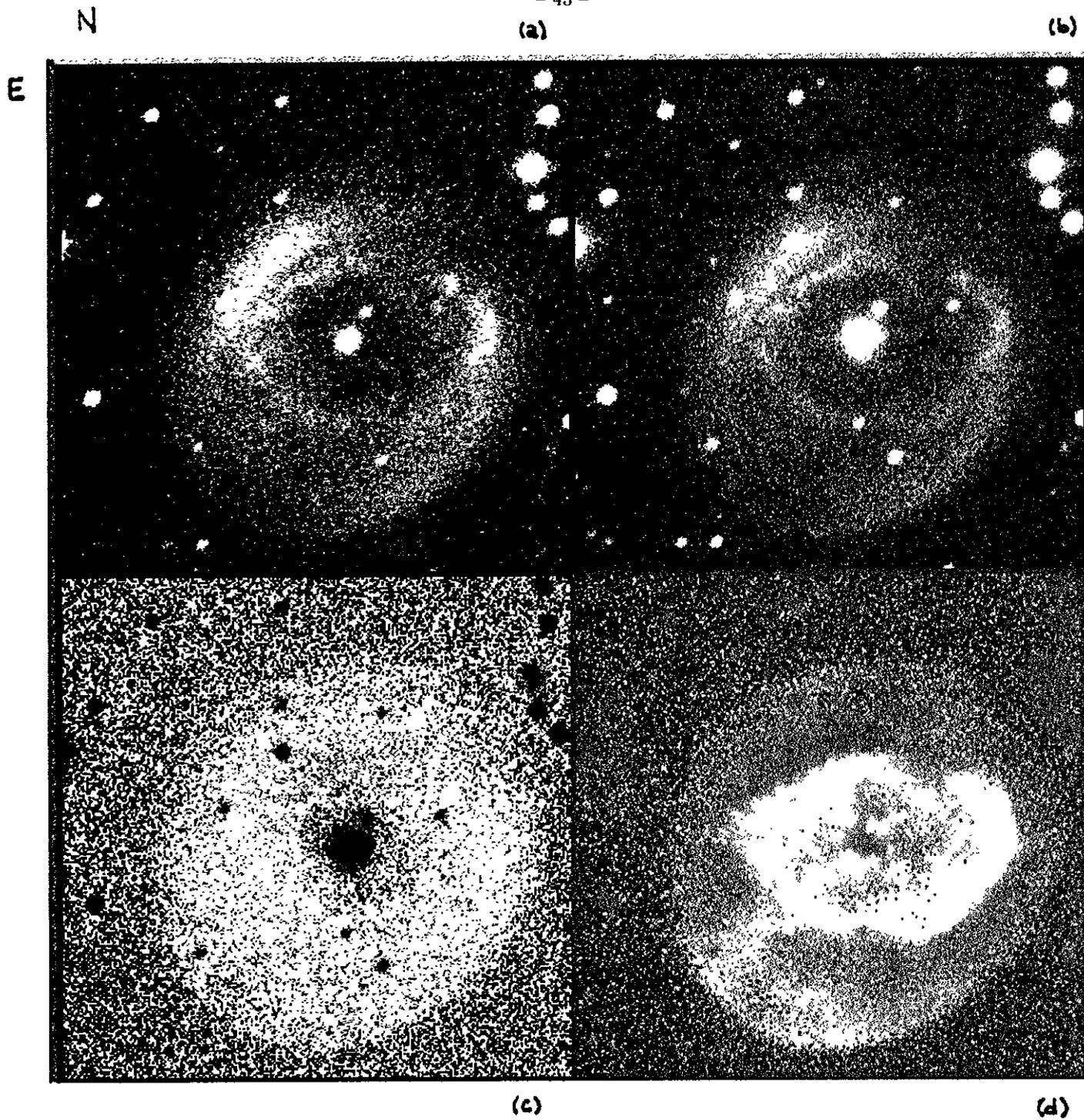


Figura 4.2. Imágenes de A 78 en: (a) $H\alpha$ (b) $H\beta$ (c) $H\alpha/H\beta$ (d) $[OIII] \lambda 5007/H\beta$

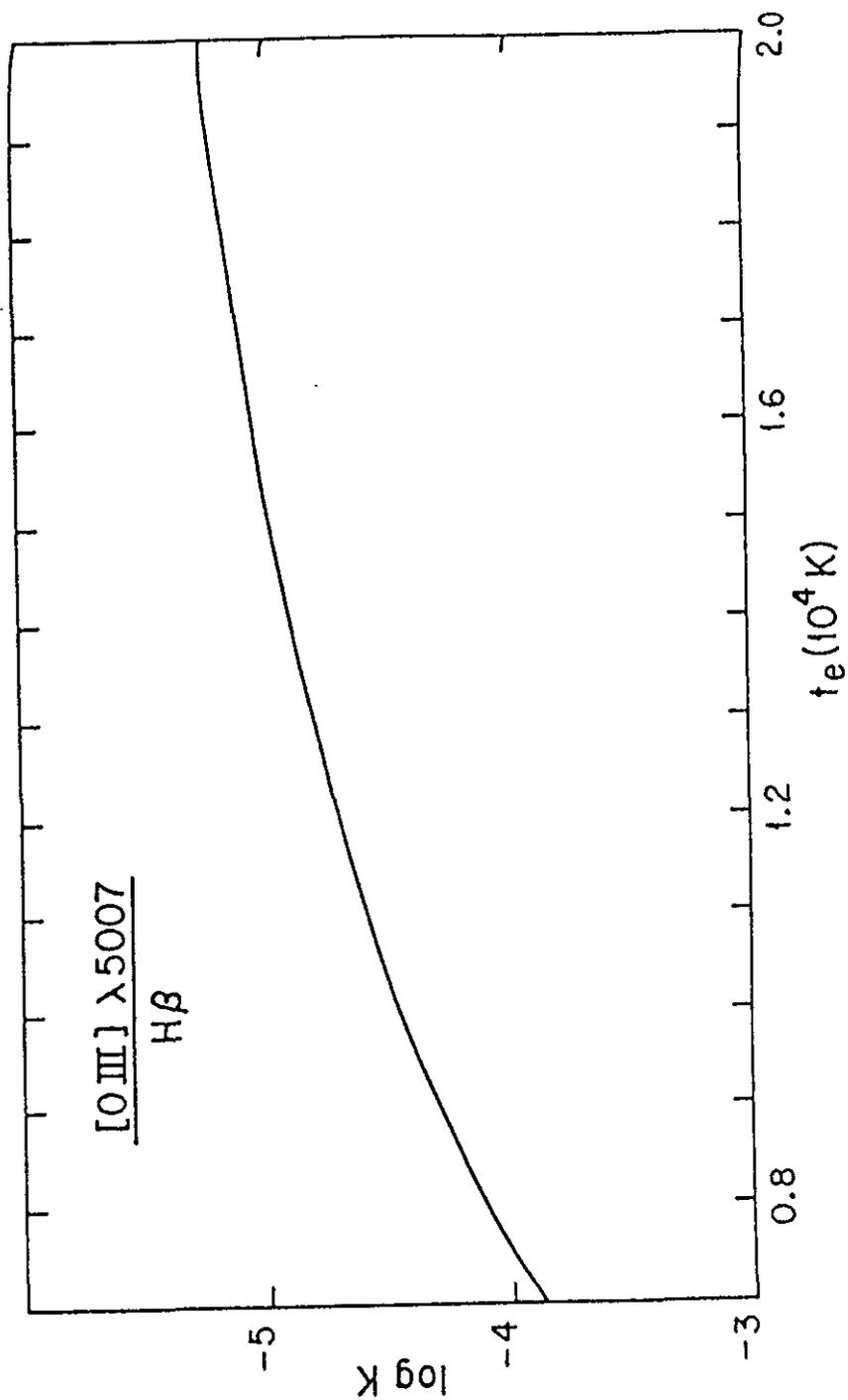


Figura 4.3. Gráfica de la variación de $\log K$ con respecto a la temperatura electrónica para el cociente $[\text{O III}] \lambda 5007 / \text{H}\beta$ (Tomada del reporte técnico 87 Peña y Torres-Peimbert IAUNAM)

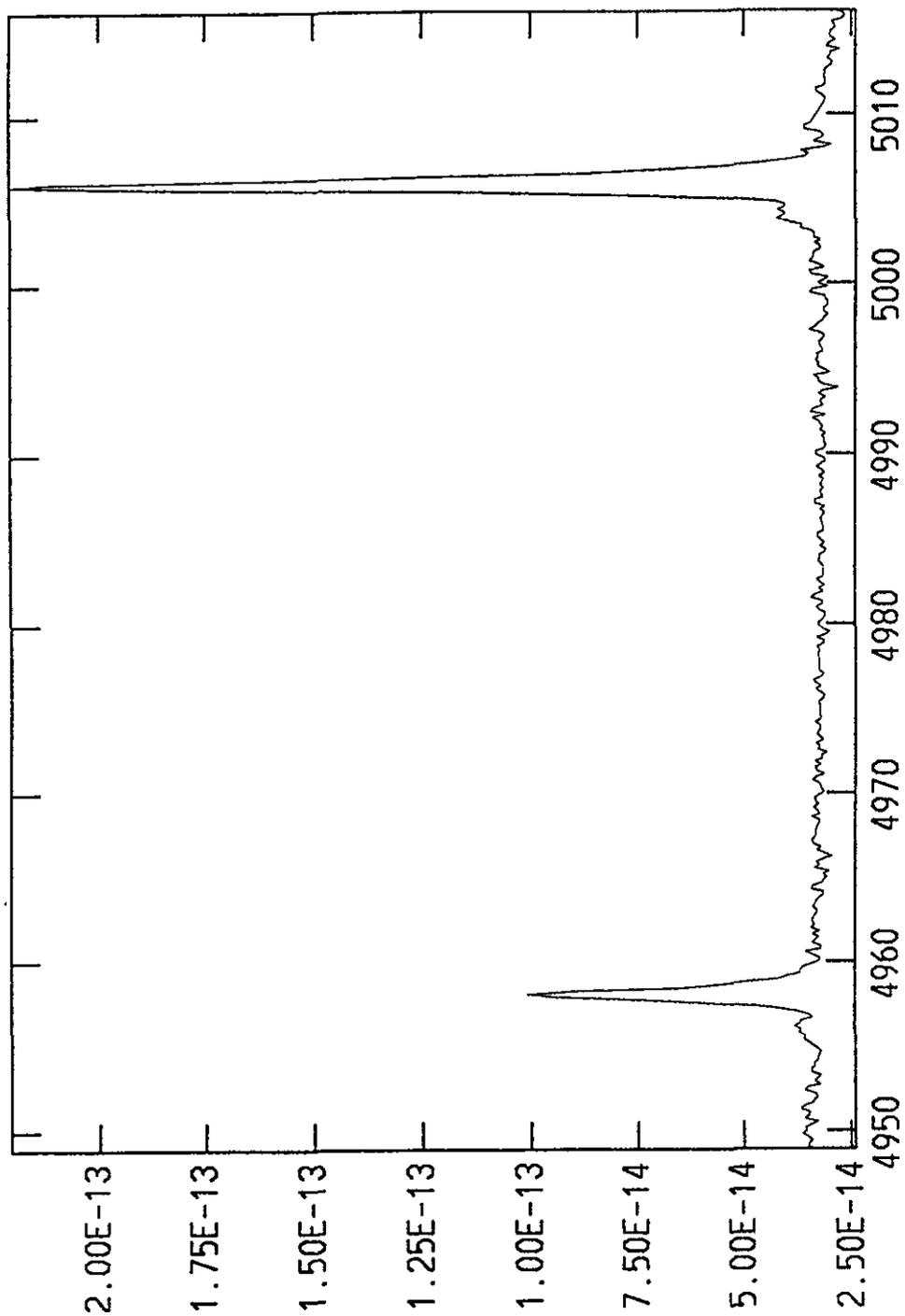


Figura 4.4. Espectro de A 78 en el que se observan las componentes corridas al azul y al rojo de la línea [OIII] λ 5007 debido al efecto Doppler.

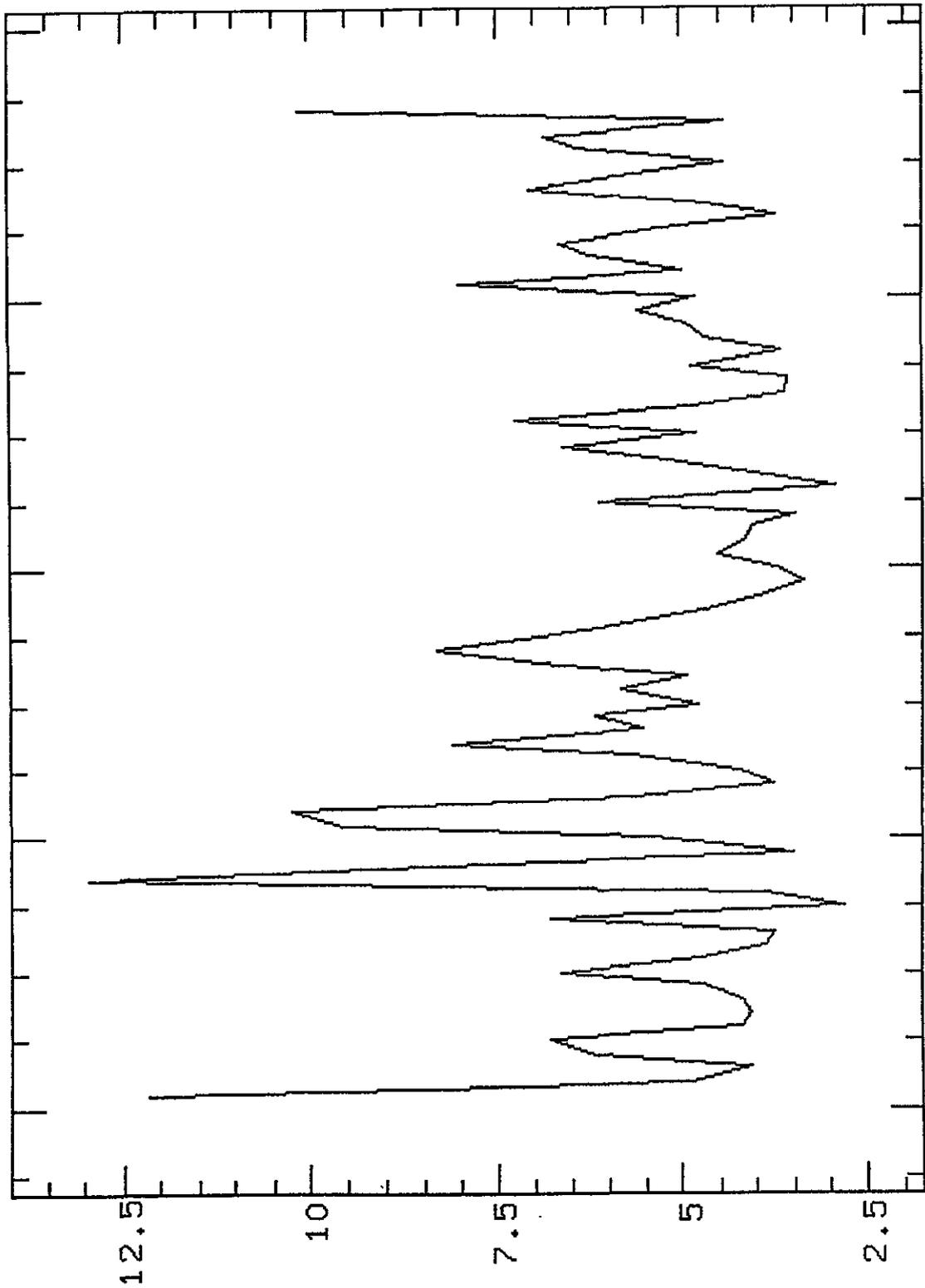


Figura 4.5. Gráfica del cociente $H\alpha/H\beta$ para A 78 considerando una trayectoria recta en la dirección N-S sin pasar por la estrella central.

4.2. NGC 6905

4.2.1. Antecedentes

NGC 6905 se localiza a 1.63 Kpc, su ascensión recta y declinación son 20h 22min 22s y +20° 06' 18" respectivamente (coordenadas referidas al año 2000). Su diámetro angular en el óptico es de 40", lo que representa un tamaño real de 0.3 pc aproximadamente, y su velocidad de expansión es de 43.5 Km/s en [OIII] (Acker et al. 1992). Por tanto, la edad cinemática aproximada de esta nebulosa es 3360 años.

Koesterke y Hamann (1997) han determinado algunas de las propiedades físicas de la estrella central como su temperatura, la cual es de 1.41×10^5 K, y su radio cuyo valor es de 0.12 R_{\odot} . Experimenta una pérdida de masa de $5 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{año}$ con un viento de 1800 km/s, y su composición química en la atmósfera es 60% He, 25% C y 15% O.

NGC 6905 es una nebulosa de un alto grado de ionización que se caracteriza por una capa interior esférica y por presentar extensiones cónicas y simétricas en cuyos extremos se localizan un par de ansae. El semieje mayor se encuentra a un ángulo de inclinación de 163°.

Según Cuesta et al. (1993), el cociente $H\alpha/H\beta$ disminuye de la parte central hacia el sur de la nebulosa, lo que representa un incremento en la extinción hacia el sur de la nebulosa. En cuanto al cociente $[NII]/H\alpha$ adquiere valores superiores en las extensiones cónicas con emisión particularmente intensa en los ansae. El espectro de la estrella central presenta líneas de OVI, OV y CIV sumamente ensanchadas mostrando así características propias de una estrella Wolf-Rayet.

Con respecto a algunas de las propiedades físicas de la nebulosa, se conoce que la temperatura electrónica

es de 10100 K y su densidad electrónica de 10^3 cm^{-3} (Tylenda et al. 1990).

Imágenes de este objeto se presentan en las figuras 4.6 a 4.10.

4.2.2. Descripción de imágenes

Las imágenes de esta nebulosa planetaria fueron obtenidas las noches 3/4 de Junio de 1995 y 26/27 de Julio 1995. En las tablas 4.5 y 4.6 se especifican las imágenes adquiridas para NGC 6905.

Tabla 4.5. Imágenes de NGC 6905

Temporada de Junio 1995 (OAN), rueda de filtros Mexman

λ^1 (Å)	t^2 (min)
[OIII] λ 5007	12
[NII] λ 6584	10
[NII] λ 6584	12
[OII] λ 3727	7
H α	12
λ 6654 continuo rojo	7

Tabla 4.6. Imágenes de NGC 6905

Temporada de Julio 1995 (OAN), filtros Andover

λ^1 (Å)
H β
H β
H α
[OII] λ 3727
[OII] λ 3727
λ 6650 continuo rojo
λ 5050 continuo verde
λ 3790 continuo azul

¹ λ =longitud de onda

² t = tiempo de exposición (para la temporada de Julio todos los tiempos de exposición fueron de 10min)

En la tabla 4.7 se especifican las cuentas/(pixel Å min) para las imágenes de línea, en la tabla 4.8 los cocientes de línea que se obtuvieron. Se considerando diferentes zonas de la nebulosa NGC 6905 correspondientes a nudos y filamentos brillantes los cuales se indican en la figura 4.6. Cada zona seleccionada cubre una superficie de 2 x 2 pixeles.

Tabla 4.7.

Cuentas/(pixel Å min) para las zonas de NGC 6905 indicadas en la fig. 4.6.

Línea	A	B	C	D	E	F
H α	0.62±0.08	1.78±0.09	5.70±0.12	9.01±0.35	2.93±0.25	0.78±0.05
H β	0.30±0.05	0.39±0.03	1.01±0.04	1.66±0.06	0.61±0.04	0.08±0.02
[OII] λ 3727	0.19±0.035	0.03±0.001	0.09±0.003	0.13±0.003	0.06±0.003	0.04±0.001
[OIII] λ 5007	1.60±0.25	4.85±0.46	13±0.52	17.97±0.40	7.44±0.22	0.95±0.04
[NII] λ 6584	11.1±1.9	1.8±0.1	2.5±0.3	3.6±0.1	1.3±0.1	1.7±0.4

Tabla 4.8.

Cocientes obtenidos en las zonas de NGC 6905 indicadas en la fig. 4.6.

Cociente	A	B	C	D	E	F
H α /H β	2.1±0.2	4.6±0.1	5.4±0.1	5.4±0.2	4.8±0.3	9.6±1.2
[OII] λ 3727/H β	0.6±0.063	0.1±0.006	0.1±0.001	0.1±0.001	0.1±0.002	0.5±0.066
[OIII] λ 5007/H β	1.1±0.05	1.2±0.01	1.1±0.04	0.9±0.02	1.2±0.03	1.3±0.05
[NII] λ 6584/H β	8.3±0.829	0.5±0.055	0.2±0.022	0.2±0.004	0.2±0.014	2.5±0.446
[OII] λ 3727/[NII] λ 6584	0.005±0.0001	0.007±0.0018	0.010±0.0009	0.018±0.0024	0.018±0.0025	0.006±0.0003

Imagen H α

La imagen presentada en H α (figura 4.7a) de este objeto corresponde a la adquirida en la temporada de Julio 1995, a la cual no fué posible restarle su continuo adyacente por que la imagen que correspondía al mismo se saturó presentando sectores dañados en ella.

Tal como se distingue en la figura y como lo muestran los datos de la tabla 4.7, la nebulosa no es homogénea en esta línea. Presenta nudos y filamentos más brillantes en una región central esférica. La geometría de la nebulosa es elíptica y hacia las partes cónicas, la emisión es mucho más débil.

Considerando los datos de la tabla 4.7, se observa que la región más brillante es (D) y la más débil (A). El factor entre estas dos regiones es de 14.5 ± 2.5 . Este factor es muy superior a $3\sigma_p$, por tanto existen cambios reales en el brillo superficial en H α .

Imagen H β

La imagen en H β para NGC 6905 (figura 4.7b) es muy similar que para H α , al presentar en la región central más intensa los mismos nudos y filamentos, haciéndose mucho más débil hacia los vértices de la nebulosa. Sin embargo, efectuando un análisis estadístico de los datos de la tabla 4.7, se observa que las variaciones no se presentan en la misma proporción que para H α .

La zona más intensa es (D) y la más débil (F) obteniéndose un cociente $I(D)/I(F) = 20.8 \pm 5.9$, de modo que existen variaciones reales del brillo superficial en H β .

Imagen [OII] $\lambda 3727$

La imagen en [OII] $\lambda 3727$ presentada en esta tesis (figura 4.7c) corresponde a la suma de dos imágenes adquiridas en la temporada de Julio 1995.

Esta imagen de NGC 6905 presenta la misma estructura que las imágenes de hidrógeno, sin embargo, es mucho más débil. Se distinguen los mismos nudos y filamentos de la zona central, pero la diferencia es que se observa una mayor emisión de la nebulosa hacia los vértices y, principalmente, en donde se localiza el ansa sur.

Analizando la tabla 4.7, se encuentra que el máximo de emisión es justamente en esta región, es decir, en la zona (A) y el mínimo en la zona (B) con un cociente $I(A)/I(B) = 6.3 \pm 1.4$.

Este resultado y dada la desviación estándar nos llevan a concluir que la variación en [OII] $\lambda 3727$ en estas zonas es real.

Imagen [OIII] $\lambda 5007$

La imagen en [OIII] $\lambda 5007$ (figura 4.7d) es muy similar a la imagen de [OII] $\lambda 3727$ en cuanto su estructura, sin embargo, es mucho más brillante en la zona central. Nuevamente se presenta una región central esférica intensa en la cual se distinguen diversos nudos y filamentos. En las zonas cercanas a los vértices, la nebulosa es mucho más débil y en esta línea los ansas no son notorios.

Según los datos de la tabla 4.7, se observa que el máximo de emisión se localiza en la zona en (D) y el mínimo en (F) por un factor de 18.9 ± 1.2 . De modo que la variación de brillo entre estas regiones, para esta línea, es real.

Imagen [NII] $\lambda 6584$

A la imagen en [NII] $\lambda 6584$ (figura 4.8a) le fué restado su continuo adyacente. Presenta la misma geometría elíptica y con una estructura interna en la que sobresalen nudos y filamentos, pero con la particularidad de que la región más brillante de la nebulosa en [NII] $\lambda 6584$ es donde se localiza el ansa sur.

En la tabla 4.7 se muestra claramente el aumento en la emisión nebulosa en la zona (A) en la cual se localiza uno de los ansas. La zona más débil es (E) y el factor entre ambas regiones es de 8.5 ± 2.1 . El factor mencionado es superior a 3σ y, por lo tanto, la variación entre (A) y (E) es real para [NII] $\lambda 6584$.

Imagen $H\alpha/H\beta$

Este cociente (figura 4.8b) se obtuvo con imágenes de la temporada de Julio de 1995. Tanto la imagen de este cociente como los datos indicados en la tabla 4.8 indican que el cociente no es constante en las diferentes zonas seleccionadas.

El promedio en toda la nebulosa obtenido fué de 5.3 con una desviación estándar promedio de $\sigma=0.4$. El cociente es mayor en (F) y menor (A). El factor entre ambas regiones es de 4.6 ± 1 , de modo que efectivamente existe una variación en el cociente $H\alpha/H\beta$ y, por tanto, la nebulosa presenta una extinción variable a lo largo de su superficie. La extinción es mayor en la zona sur y no es posible decir, con base en estos datos, si se trata de un fenómeno externo o interno en la nebulosa.

En la figura 4.13 se presenta una gráfica para el cociente $H\alpha/H\beta$ considerando una trayectoria recta a lo largo del semieje mayor en la dirección S-N y pasando por la estrella central. En ella se observa la extinción variable en la superficie de la nebulosa.

Imagen [OII] $\lambda 3727/H\beta$

La imagen [OII] $\lambda 3727/H\beta$ (figura 4.8c) corresponde a un cociente de imágenes tomadas en la temporada de Julio de 1995.

De acuerdo a los datos presentados en la tabla 4.8, se tiene que el cociente es mayor en las zonas (A) y (F), es decir, donde se localizan los ansac, y es menor en la parte central de la nebulosa, es decir, en (B) (C) (D) y (E). Los factores obtenidos son $\left(\frac{[OII]}{H\beta}\right)_A / \left(\frac{[OII]}{H\beta}\right)_{B,C,D,E} = 6 \pm 0.8$ y $\left(\frac{[OII]}{H\beta}\right)_F / \left(\frac{[OII]}{H\beta}\right)_{B,C,D,E} = 5 \pm 0.8$.

Estos resultados indican que en los ansac el cociente es mucho mayor que en la zona central de la nebulosa. Teóricamente el cociente se obtiene a partir de la ecuación (18):

$$I([OII]\lambda 3727)/I(H\beta) = (1/K)N(O^+)/N(H^+) \quad (29)$$

donde K es una función que se obtiene por medio de la ecuación (19), de la sección 2.6.1 capítulo 2:

$$K(T_e) = j(H\beta)/j([OII]\lambda 3727) \quad (30)$$

De modo que un cociente [OII] $\lambda 3727/H\beta$ variable implica un cociente de abundancias $N(O^+)/N(H^+)$ variable y/o una temperatura electrónica variable. Si suponemos que el cociente de abundancias $N(O^+)/N(H^+)$ es constante en toda la nebulosa planetaria, entonces una variación en $I(\lambda 3727)/I(H\beta)$ implicaría un cambio en el parámetro K .

Aplicando la ecuación (27) a las variaciones ya citadas de las zonas (A) y (F) respecto a (B), (C), (D) y (E), implican $\delta \log K = -0.8$ y $\delta \log K = -0.7$ respectivamente.

Interpolando en la gráfica de la figura 4.11, se obtiene que estas variaciones en $\log K$ implican un aumento en la temperatura electrónica de 5000K y 4500K en (A) y (F) respecto a la parte central de la nebulosa, los cuales no son de esperarse.

Por lo tanto, las variaciones del cociente $[OII] \lambda 3727/H\beta$ muy probablemente se deben a un cociente de abundancias $N(O^+)/N(H^+)$ variable, siendo mayor en los ansac. Esto concuerda con lo esperado según la estratificación de la estructura de ionización observada en nebulosas planetarias.

Imagen $[NII] \lambda 6584/H\beta$

Como se mencionó en esta misma sección, para la temporada de observación de Junio 1995 no se tomaron exposiciones de NGC 6905 en la línea de $H\beta$. Sin embargo se tiene exposición en $H\alpha$ y se obtuvo el cociente $[NII] \lambda 6584/H\alpha$ suponiendo que es proporcional a $[NII] \lambda 6584/H\beta$. Cabe mencionar que el cociente $H\alpha/H\beta$ no es constante para esta nebulosa, sin embargo, se tomaron en cuenta las variaciones del mismo para obtener la imagen $[NII] \lambda 6584/H\beta$. Existe la ventaja de que el cociente respecto a $H\alpha$ está menos afectado por la extinción que el cociente respecto a $H\beta$.

La imagen resultante $[NII] \lambda 6584/H\beta$ (figura 4.8d) presenta algunos nudos en la parte central, sin embargo, sus máximos de emisión se localizan en los vértices de la nebulosa, es decir en los ansac.

A partir de los datos de la tabla 4.8 se obtiene que las regiones más intensas son donde se localizan los ansac, es decir, en (A) y (F) y las más débiles en la parte central nebulosa. El factor para el ansac sur obtenido es de 41 ± 8 , mientras que para el ansac norte el factor es de 13 ± 3 .

El cociente se puede obtener teóricamente a partir de la ecuación (18), por lo que:

$$I([NII]\lambda 6584)/I(H\beta) = (1/K)N(N^+)/N(H^+) \quad (31)$$

donde K es una función que se obtiene por medio de la ecuación (19):

$$K(T) = j(H\beta)/j([NII]\lambda 6584) \quad (32)$$

Que el cociente sea variable implica que el $N(N^+)/N(H^+)$ es variable y/o que la temperatura electrónica es variable. Si suponemos que la abundancia del ión es constante en toda la nebulosa, entonces la variación del cociente de intensidades se debería a un cambio del parámetro K .

Aplicando la ecuación (27), se tiene que las variaciones en las zonas de los ansac sur y norte implican $\delta \log K = -1.6$ y $\delta \log K = -1.1$ respectivamente.

Interpolando en la gráfica de la figura 4.12, estos incrementos en K implicarían un aumento de la temperatura en los ansac de más de $10^4 K$ con respecto a la parte central, lo que no es de esperarse.

Por lo tanto, el cociente de abundancias $N(N^+)/N(H^+)$ es menor de la zona central que en los ansac por factores mayores de 10.

Imagen $[OIII] \lambda 5007/H\beta$

En la temporada de Junio 1995, como ya se mencionó no se tomaron exposiciones en la línea de $H\beta$ de NGC 6905. Aunque sí se tienen imágenes de este objeto en $H\beta$ para la temporada de Julio 1995, no fué conveniente efectuar el cociente con imágenes de dos temporadas distintas. Esto debido a que presentaban una rotación que impedía colocar las estrellas en la misma posición y poder efectuar así el cociente. Así que procedimos a

obtener el cociente $[OIII]\lambda 5007/H\alpha$ con imágenes de la temporada de Junio 1995 suponiendo que el mismo es proporcional a $[OIII]\lambda 5007/H\beta$. $H\alpha/H\beta$ no es constante para esta nebulosa, pero se tomaron en cuenta sus variaciones para obtener el cociente $[OIII]\lambda 5007/H\beta$.

La tabla 4.8 indica que el cociente tiene su valor máximo en (F) y su valor mínimo en (D) siendo el factor entre ambas regiones de 1.4 ± 0.09 . Por tanto, efectivamente la imagen $[OIII] \lambda 5007/H\beta$ no es homogénea.

Los cambios en el valor del cociente son superiores a $3\sigma_p$ en todas las zonas seleccionadas, de modo que existen variaciones reales para esta imagen (figura 4.9).

Aplicando la ecuación (18) se tiene que

$$I([OIII]\lambda 5007)/I(H\beta) = (1/K)N(O^{++})/N(H^+) \quad (33)$$

donde K se obtiene de la ecuación (19)

$$K = j(H\beta)/j([OIII]\lambda 5007) \quad (34)$$

Utilizando la ecuación (27), un cambio en el cociente como el que se presenta entre (F) y (D) implicaría un incremento en K dado por $\delta \log K = -0.15$ suponiendo al cociente $N(O^{++})/N(H^+)$ constante. Interpolando en la gráfica de la figura 4.3, obtenemos que este valor calculado para $\delta \log K$ implica un aumento en la temperatura de 2300K de la zona (D) a la zona (F). Valores similares de fluctuación de temperatura serían necesarios para los nudos (A) y (B) con respecto a (D).

Sin embargo, el cociente es muy sensible a las abundancias iónicas por tratarse de dos iones muy diferentes, por lo que es difícil afirmar que la variación del cociente se deba a un cambio de temperatura, ya que podría deberse también a un cambio de abundancia de O^{++} con respecto a H^+ .

Una manera de resolver esto, sería obtener cocientes de imágenes en líneas sensibles a la temperatura (ver sección 2.6.2.), por ejemplo [OIII] $\lambda 5007/\lambda 4363$, sin embargo, la línea [OIII] $\lambda 4363$ es muy débil y se requeriría mucho tiempo de observación para obtener una buena señal a ruido. Este proyecto está pendiente por el momento.

Imagen [OII] $\lambda 3727$ /[NII] $\lambda 6584$

Este cociente de imágenes (figura 4.10) corresponde a exposiciones adquiridas en la temporada de Junio 1995. Presenta sus valores mínimos en los ansac (A) y (F), y su máximo en (D) y (E), las cuales son regiones centrales de la nebulosa. El factor entre (D) y (A) es de 3.6 ± 0.6 , y con respecto a (F) es de 3 ± 0.6 . Estos resultados nos indican que en la zona central de la nebulosa [OII] $\lambda 3727$ /[NII] $\lambda 6584$ es varias veces mayor que en los ansac.

El cociente es fuertemente afectado por la sensibilidad del detector, sin embargo, dado que se trata de imágenes aplanadas, el factor de sensibilidad debería ser igual para toda la imagen.

Por otro lado, el cociente es también muy afectado por la extinción, ya que [OII] $\lambda 3727$ será mucho más extinguida que [NII] $\lambda 6584$. En este sentido, las zonas que muestran mayor extinción, deberían tener un cociente menor y el cociente debería ser mayor en (A). Este no es el caso como lo muestra la tabla 4.8, por lo que considerando el efecto de la extinción, se puede concluir que $\left(\frac{3727}{6584}\right)_A \ll \left(\frac{3727}{6584}\right)_{B,C,D,E}$.

Teóricamente se encuentra que para $N(O^+)/N(N^+)$ constante el cociente [OII] $\lambda 3727$ /[NII] $\lambda 6584$ aumenta conforme la temperatura aumenta y la densidad disminuye (ver tabla 4.9). Esto significa que en las zonas (A) y (F) (ansac) la temperatura debería ser menor o la densidad mayor que en la zona central (nudos C,D y E).

El hecho de que la temperatura sea menor en los ansac no es de esperarse dado que en estas zonas se han

detectado choques (Cuesta et al. 1993) cuyo efecto sería aumentar la temperatura de la zona. Para presentarse un aumento del cociente de un factor de 3.6, como el que se obtiene para las zonas (A) y (D), la densidad tendría que disminuir un factor de 1000. Si suponemos que la densidad de la zona (D) es la misma que la densidad dada para esta nebulosa en la sección 4.2.1 de 10^3 cm^{-3} entonces en el ansa la densidad debería ser del orden de 10^6 cm^{-3} . Pero para esta densidad las líneas prohibidas involucradas en este cociente son muy débiles por ser superiores a su densidad crítica.

Tabla 4.9. Cociente de emisividades de [OII] λ 3727/[NII] λ 6584

Datos proporcionados por G. Stasińska

Tem	3.0E+01	1.0E+02	3.0E+02	1.0E+03	3.0E+03	1.0E+04	3.0E+04	1.0E+05	3.0E+05	1.0E+06	3.0E+06	1.0E+07**
10000.	0.524375	0.523364	0.501558	0.495049	0.365971	0.237847	0.137632	0.0787671	0.0579656	0.05	0.0480233	0.0473364
10200.	0.552267	0.542169	0.519578	0.465152	0.378295	0.246544	0.142363	0.0611891	0.0596552	0.0517578	0.0492778	0.0487226
10400.	0.569343	0.559767	0.536643	0.489938	0.391892	0.254457	0.147947	0.0640764	0.0617333	0.0531955	0.0506021	0.0502636
10600.	0.566987	0.574271	0.553672	0.495739	0.40407	0.263736	0.15181	0.0667692	0.0623974	0.0547101	0.0520619	0.0516074
10800.	0.625769	0.592151	0.569663	0.511724	0.416079	0.270928	0.154458	0.0892857	0.0652174	0.0562937	0.0537313	0.0530179
11000.	0.622667	0.610372	0.586436	0.52661	0.427397	0.279566	0.1651002	0.0916427	0.0670659	0.0577703	0.0552885	0.0544164
11200.	0.639429	0.627426	0.602646	0.546365	0.439414	0.287356	0.165739	0.0941341	0.0686047	0.0591503	0.0562791	0.0556402
11400.	0.656566	0.644434	0.618388	0.555838	0.452659	0.295105	0.170608	0.096477	0.0702247	0.0606973	0.0576577	0.0570162
11600.	0.672817	0.662162	0.635135	0.569639	0.46397	0.303815	0.174342	0.0989474	0.0721311	0.0621584	0.058952	0.0583095
11800.	0.690276	0.677844	0.650299	0.585042	0.475956	0.310757	0.179467	0.101538	0.0729362	0.0634328	0.0605932	0.0596662
12000.	0.706917	0.694737	0.666667	0.598351	0.487365	0.319066	0.182812	0.103741	0.0752577	0.0647826	0.0617284	0.0608108
12200.	0.723594	0.710857	0.682286	0.612198	0.498824	0.326956	0.187786	0.106083	0.0768844	0.0660085	0.0630522	0.0620237
12400.	0.739082	0.727069	0.697967	0.627252	0.509781	0.333333	0.19225	0.108314	0.0784314	0.0673077	0.0640625	0.0632522
12600.	0.755482	0.742688	0.712254	0.635668	0.521396	0.340606	0.195335	0.110673	0.0803828	0.0683408	0.0653992	0.0644195
12800.	0.772288	0.757771	0.72776	0.654428	0.531422	0.347568	0.199715	0.112698	0.0817757	0.0693346	0.0665428	0.0654501
13000.	0.787368	0.773922	0.743428	0.667725	0.542703	0.354651	0.203911	0.114856	0.083105	0.0710459	0.0677536	0.0665063
13200.	0.803719	0.789691	0.757732	0.681205	0.553552	0.3626	0.207934	0.11692	0.084375	0.0721945	0.0687943	0.067712
13400.	0.819473	0.804435	0.772267	0.69419	0.563956	0.369128	0.212081	0.118896	0.0860262	0.0734146	0.0698962	0.068672
13600.	0.836	0.816832	0.783168	0.706707	0.574642	0.375824	0.216074	0.121042	0.0871795	0.074463	0.0708475	0.0696667
13800.	0.85038	0.837255	0.809322	0.716667	0.584925	0.382289	0.219922	0.122657	0.0887029	0.0755641	0.0718543	0.0706522
14000.	0.865462	0.85	0.815385	0.734951	0.59604	0.388525	0.222563	0.12465	0.0897541	0.0765446	0.0727273	0.0715655
14200.	0.879472	0.862264	0.827358	0.744762	0.603863	0.395616	0.225968	0.126772	0.0907631	0.0776655	0.0738854	0.072547
14400.	0.896262	0.882243	0.846729	0.75514	0.611429	0.401437	0.22973	0.128627	0.0924907	0.0786344	0.0746875	0.0734631
14600.	0.903339	0.893373	0.856861	0.771296	0.625472	0.407462	0.233374	0.130418	0.0934109	0.0796757	0.0757669	0.0742714
14800.	0.915919	0.903501	0.867368	0.789909	0.632407	0.416	0.236905	0.131963	0.0946565	0.0805732	0.076506	0.0753465
15000.	0.93575	0.919643	0.885714	0.769286	0.644954	0.419608	0.240328	0.13364	0.0956601	0.0815433	0.0772189	0.0760194
15200.	0.947368	0.929823	0.894737	0.80531	0.651351	0.427184	0.243931	0.135507	0.097048	0.0824615	0.0781977	0.0766667
15400.	0.965217	0.947626	0.913043	0.813043	0.663393	0.430476	0.247153	0.137077	0.0976261	0.0833502	0.0789571	0.0772897
15600.	0.974359	0.957263	0.923077	0.828448	0.669298	0.437736	0.249438	0.138664	0.0992657	0.0839604	0.0797163	0.0786111
15800.	0.991525	0.974576	0.940676	0.835593	0.68087	0.440741	0.252772	0.140381	0.100352	0.0852941	0.0806094	0.0790909
16000.	1.	0.983333	0.95	0.848739	0.686325	0.447706	0.256018	0.14188	0.101036	0.0857692	0.0811989	0.0795536
16200.	1.01653	1.	0.958678	0.866667	0.697458	0.454545	0.259459	0.143239	0.102046	0.0869524	0.0819692	0.0807965
16400.	1.03279	1.00811	0.96748	0.866652	0.708403	0.461261	0.261473	0.144925	0.10303	0.0873632	0.0825397	0.0812174
16600.	1.04032	1.02119	0.983871	0.866179	0.713223	0.463717	0.264768	0.146305	0.103967	0.0877064	0.0832898	0.0815385
16800.	1.056	1.04	1.	0.895161	0.722951	0.470175	0.266945	0.147727	0.104916	0.0888162	0.0840206	0.0826271
17000.	1.07143	1.04724	1.00767	0.904762	0.733333	0.475652	0.270362	0.149038	0.105825	0.0893099	0.0845178	0.0829167
17200.	1.07812	1.0625	1.02344	0.913386	0.7368	0.481897	0.273469	0.150555	0.106709	0.0902655	0.085213	0.0836066
17400.	1.09302	1.07752	1.03101	0.925687	0.746032	0.486398	0.275758	0.151881	0.107911	0.0912281	0.0858911	0.0845528
17600.	1.10769	1.09231	1.04615	0.930769	0.755118	0.489976	0.278	0.153178	0.108438	0.0913793	0.0865526	0.0848
17800.	1.11364	1.09848	1.05303	0.944565	0.764062	0.494167	0.281188	0.154906	0.109259	0.0923677	0.0869565	0.0857143
18000.	1.12782	1.11278	1.06767	0.954545	0.772868	0.5	0.283333	0.156297	0.110061	0.092437	0.0875695	0.0851562
18200.	1.14179	1.12687	1.08209	0.962406	0.778626	0.504918	0.286408	0.156156	0.110676	0.0933333	0.0882075	0.0860465
18400.	1.15556	1.14074	1.09889	0.977612	0.780303	0.509756	0.288462	0.157504	0.111642	0.0942149	0.0885781	0.0862595
18600.	1.16912	1.14736	1.10294	0.985185	0.789474	0.514516	0.290476	0.159057	0.112426	0.0943069	0.0891705	0.0871212
18800.	1.18248	1.16058	1.11679	0.992701	0.796507	0.5192	0.292453	0.16035	0.113158	0.0951613	0.089726	0.0873134
19000.	1.19565	1.16547	1.12319	1.	0.807407	0.52361	0.294393	0.16165	0.113913	0.096	0.0900677	0.0881481
19200.	1.20863	1.17857	1.12857	1.00719	0.816176	0.527559	0.296296	0.16309	0.114327	0.096603	0.0904018	0.0889706
19400.	1.22567	1.19149	1.14184	1.02143	0.824818	0.532021	0.298165	0.163121	0.115057	0.0966875	0.0911504	0.0896058
19600.	1.22821	1.19718	1.14789	1.02637	0.826087	0.536434	0.302752	0.164557	0.116056	0.0968992	0.0914661	0.0892086
19800.	1.23077	1.20379	1.16084	1.03521	0.834532	0.54	0.304545	0.165969	0.116435	0.0976923	0.091974	0.0892617
20000.	1.24306	1.22222	1.17361	1.04695	0.842857	0.543511	0.306306	0.167358	0.117127	0.0977273	0.0924731	0.0901408

4.2.3. Clasificación morfológica de NGC 6905

Basándonos en la estructura esferoidal pero filamentaria y con ansac de NGC 6905 y en las clasificaciones morfológicas para nebulosas planetarias descritas en la sección 1.2 del capítulo 1, se clasifica a la nebulosa de la siguiente manera:

De acuerdo a la clasificación de Manchado et al. 1996, NGC 6905 es una nebulosa planetaria del tipo (Esa).

Para la clasificación de Górný et al. 1996, NGC 6905 pertenece al grupo de nebulosas planetarias del tipo (E).

Y, finalmente, considerando la clasificación de Stanghellini et al. 1993, NGC 6905 es del tipo (ES).

Esta morfología se conserva para todas las líneas de los distintos iones.

4.2.4. Datos espectrales de NGC 6905

Las velocidades de expansión de esta nebulosa planetaria se obtuvieron a partir de desdoblamientos por efecto Doppler de diferentes líneas. Cada una de ellas presentan una componente azul y una componente roja producidas por las cáscaras frontales y posteriores de la nebulosa respectivamente.

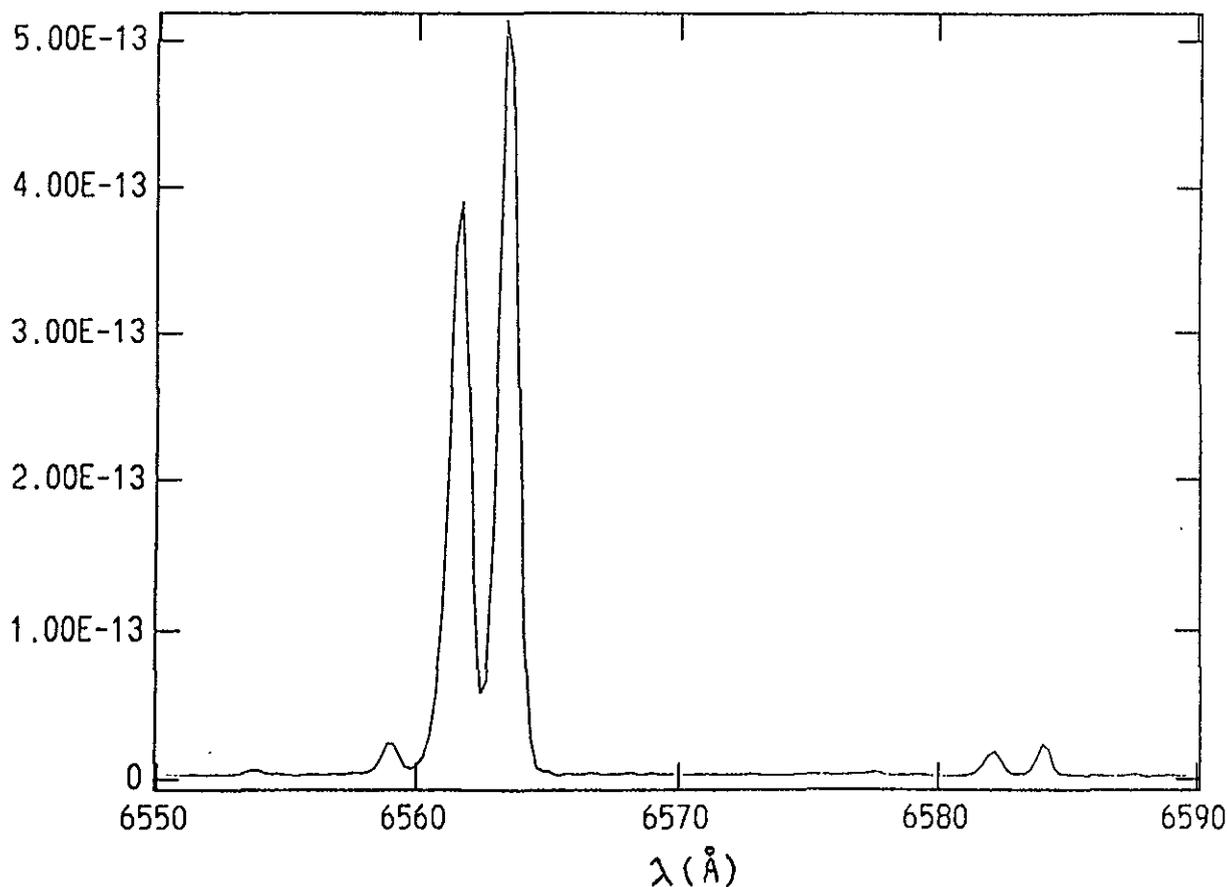
Aplicando la fórmula de la ecuación (28) se obtuvieron las velocidades de expansión que se indican en la tabla 4.10. Las mediciones se obtuvieron a partir de espectros echelle tomados en la dirección N-S pasando por la estrella central, de 15 min de exposición y cubriendo una región de $2'' \times 13''$.

Tabla 4.10. Velocidades de expansión calculadas para NGC 6905.

Ión	componente azul	componente roja	velocidad de expansión [km/s]
[OII]	λ3725.71	λ3726.80	43.9
HcII	λ4684.70	λ4685.90	38.4
Hβ	λ4860.20	λ4861.60	49.4
Hα	λ6561.60	λ6563.40	41.1
[OIII]	λ5005.70	λ5007.20	44.9
[NII]	λ6582.12	λ6584.12	45.6

Estos valores calculados indican que la velocidad de expansión de la zona central de la nebulosa es prácticamente la misma para los diferentes iones con un promedio de $v_{exp} = 43.9 \pm 3.8$ km/s, el cual concuerda con la velocidad dada en la sección 4.2.1 para [OIII].

El siguiente espectro de NGC 6905 corresponde a la línea de Hα en donde se aprecian las componentes azul y roja debidas a la expansión de la nebulosa.



N
E

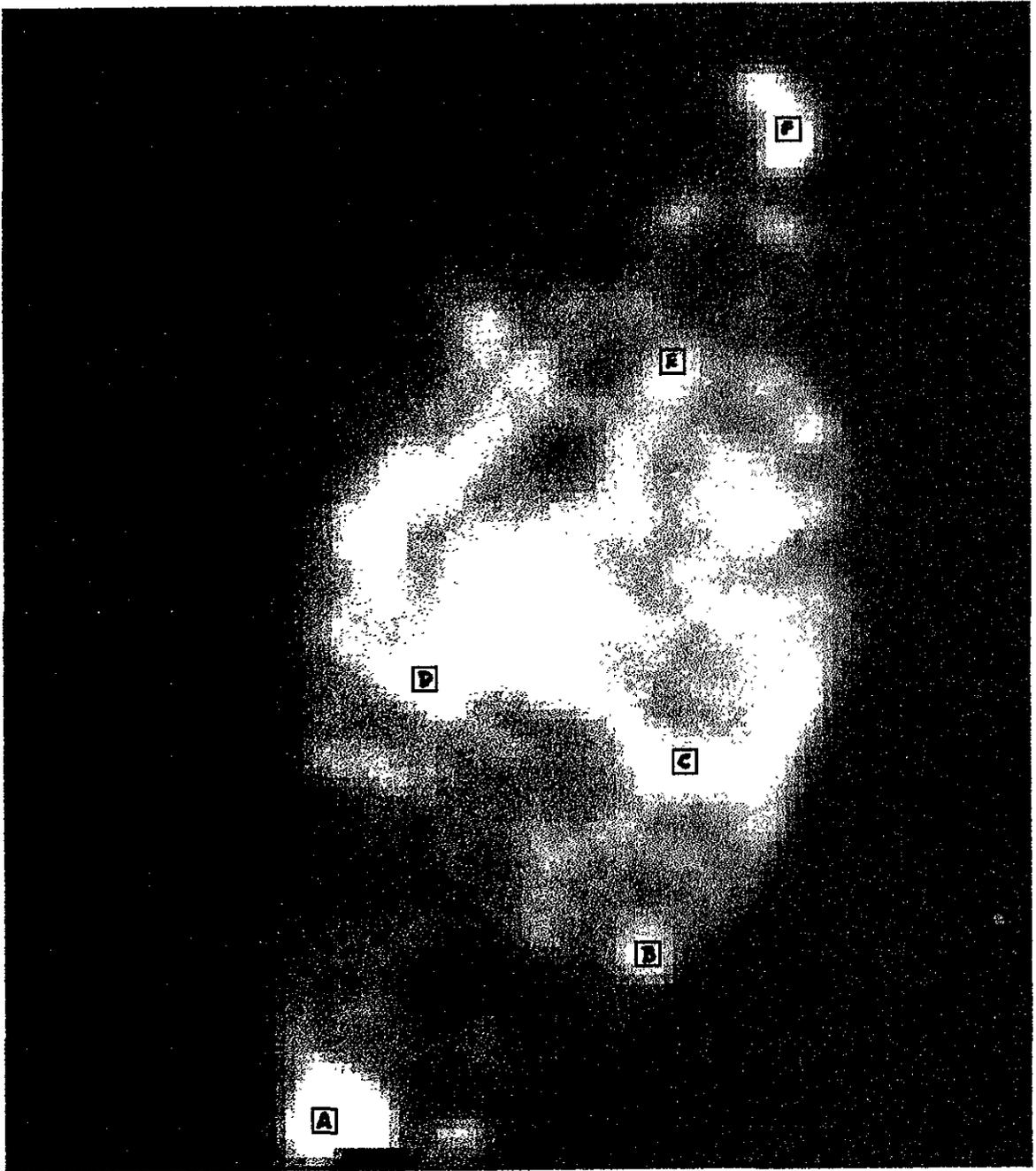


Figura 4.6. Imagen en [NII] $\lambda 6584$ de NGC 6905 en la que se especifican las zonas en las que se analizaron las imágenes de esta nebulosa.

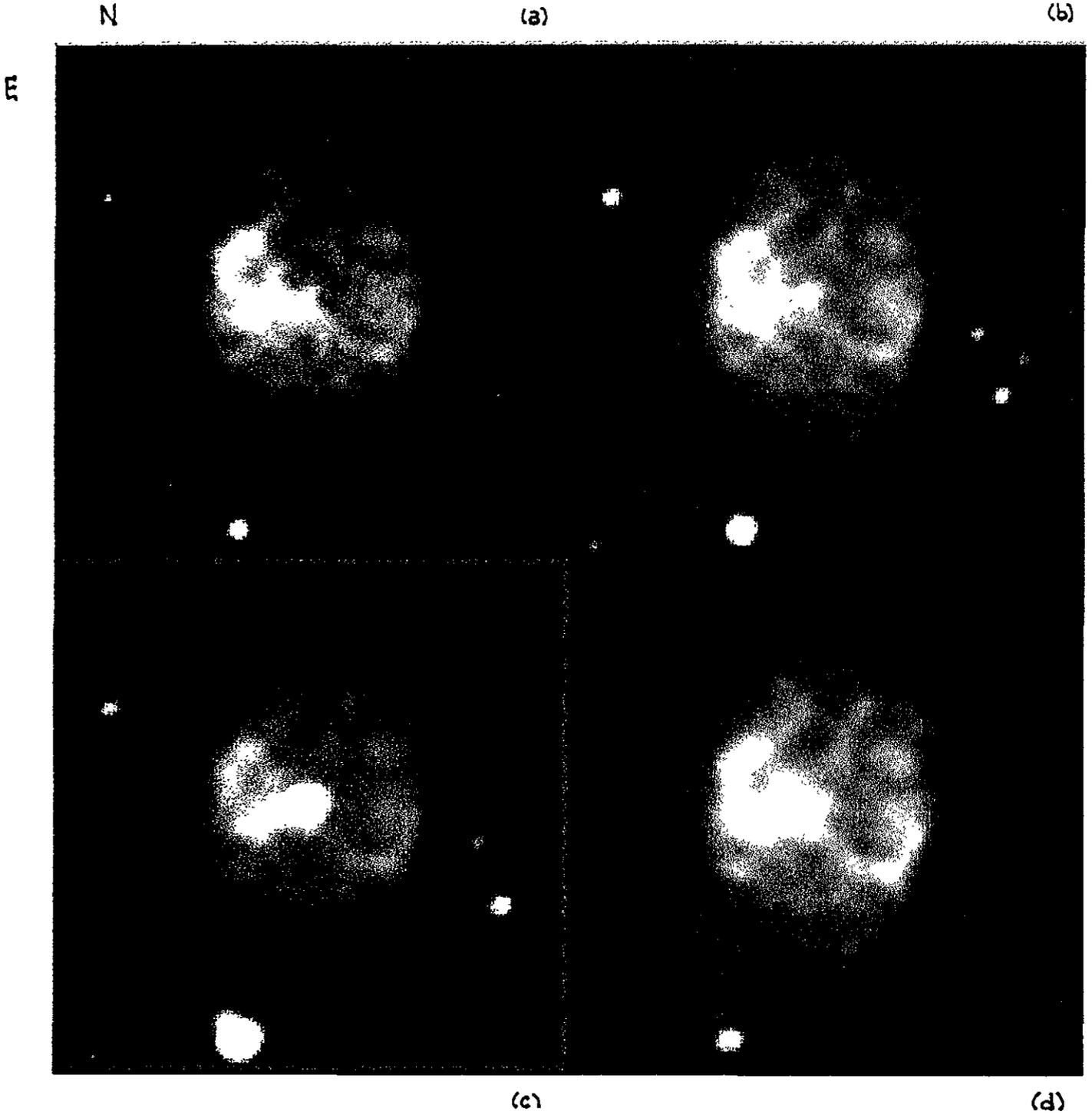


Figura 4.7. Imágenes de NGC 6905 en: (a) $H\alpha$ (b) $H\beta$ (c) $[OII] \lambda 3727$ (d) $[OIII] \lambda 5007$

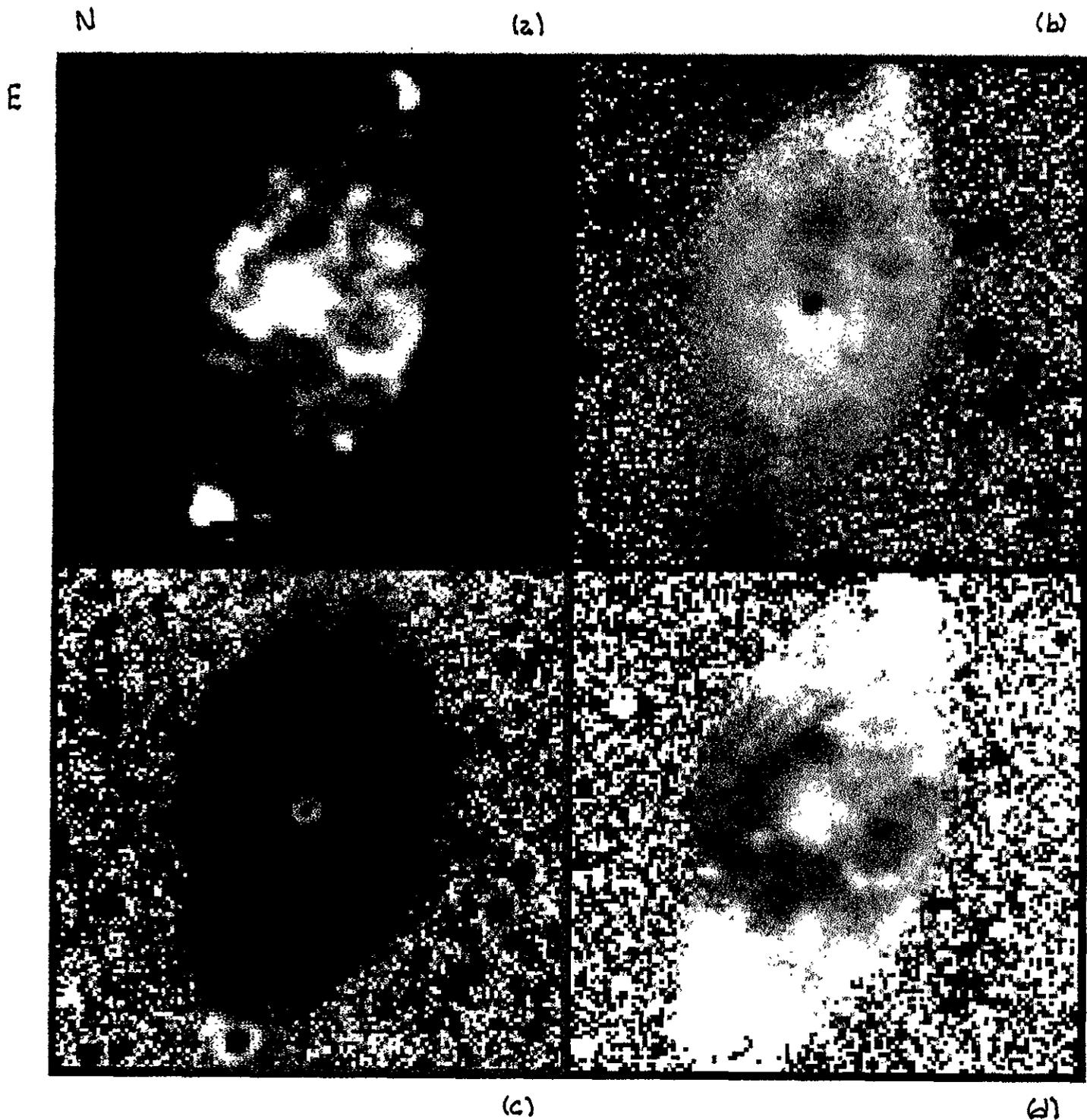


Figura 4.8. Imágenes de NGC 6905 en: (a) [NII] $\lambda 6584$ (b) H α /H β (c) [OII] $\lambda 3727$ /H β (d) [NII] $\lambda 6584$ /H β

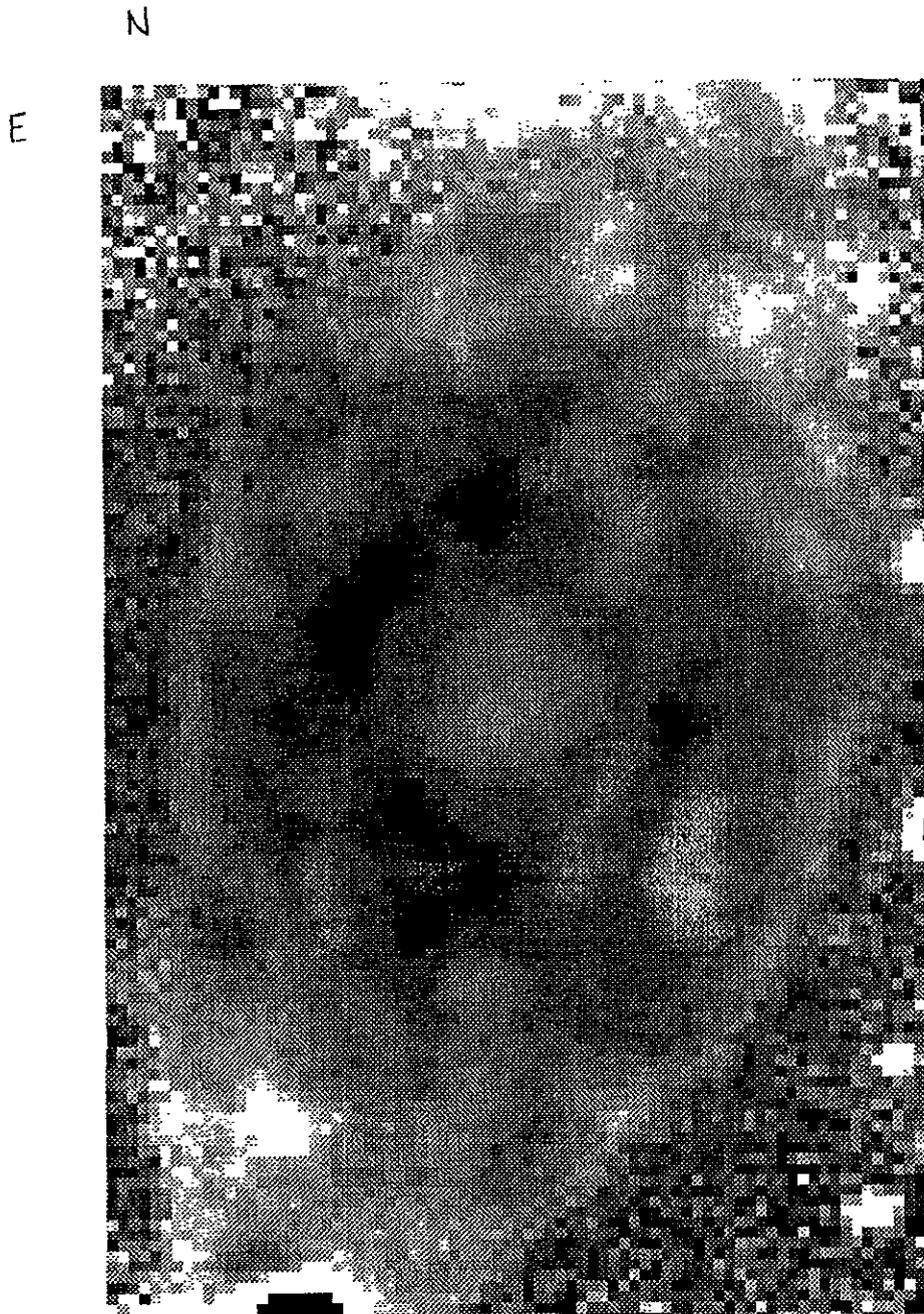


Figura 4.9. Imagen de NGC 6905 en $[OIII] \lambda 5007/H\beta$

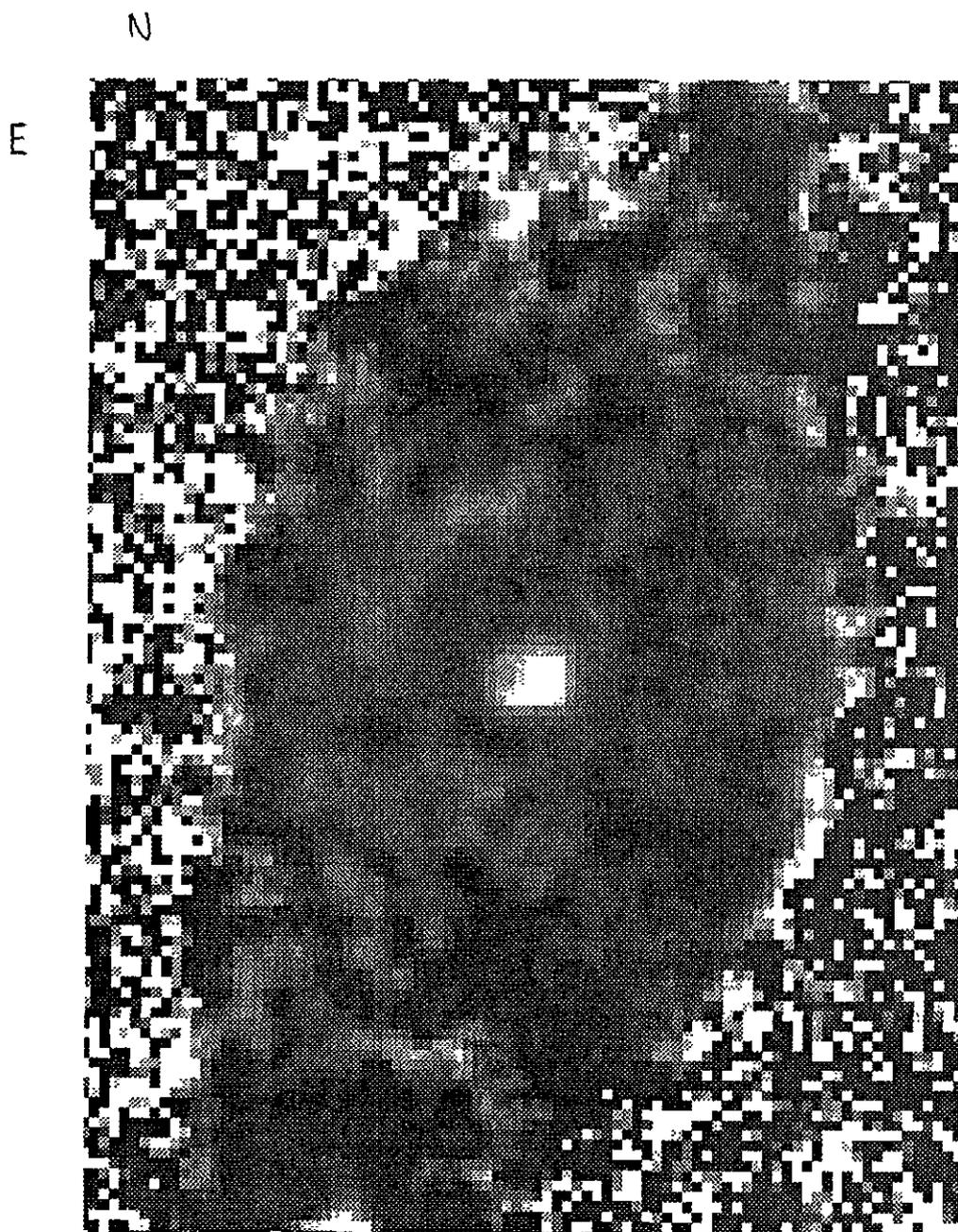


Figura 4.10. Imagen de NGC 6905 en $[OII]\lambda 3727/[NII]\lambda 6584$

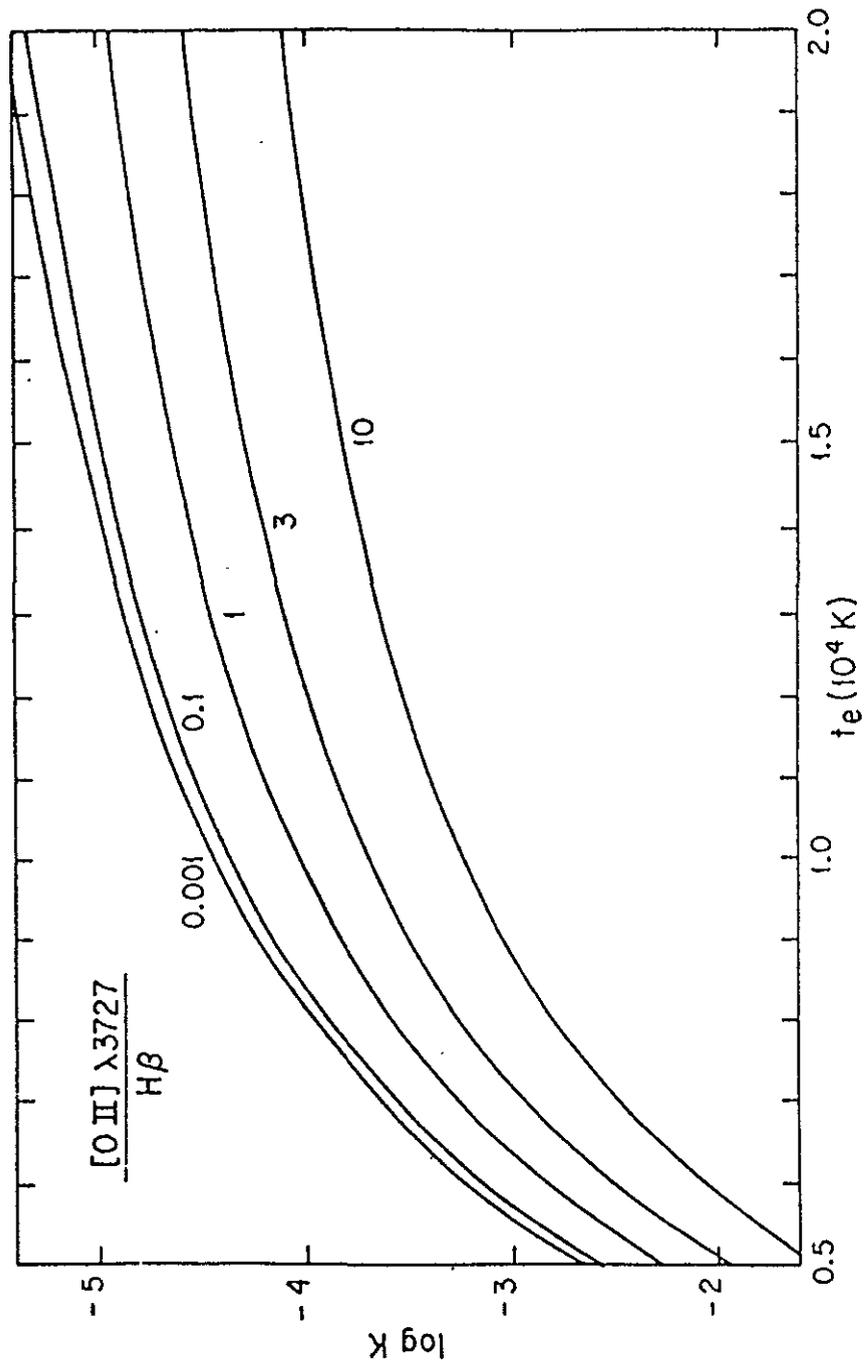


Figura 4.11. Gráfica de la variación de $\log K$ con respecto a la temperatura electrónica para el cociente $[O II] \lambda 3727 / H\beta$ (Tomada del reporte técnico No. 87 Peña y Torres-Peimbert IAUNAM)

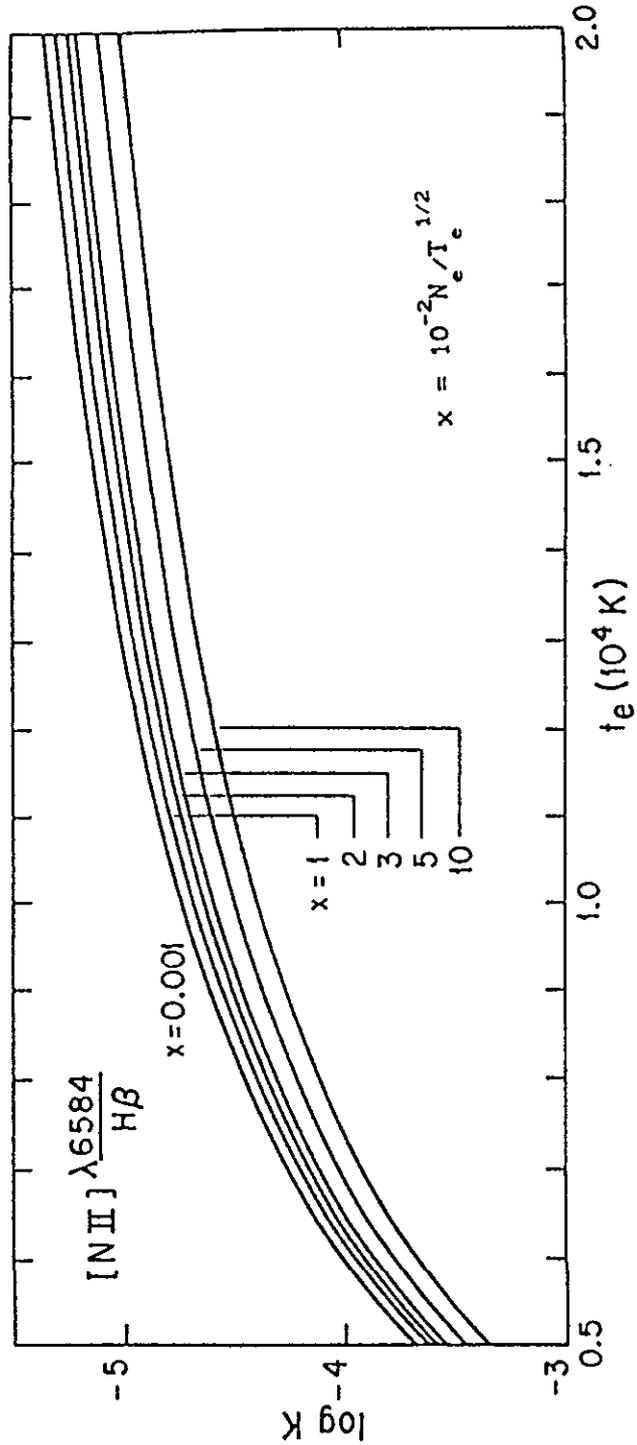


Figura 4.12. Gráfica de la variación de $\log K$ con respecto a la temperatura electrónica para el cociente $[N II] \lambda 6584 / H\beta$ (Tomada del reporte técnico No. 87 Peña y Torres-Peimbert IAUNAM)

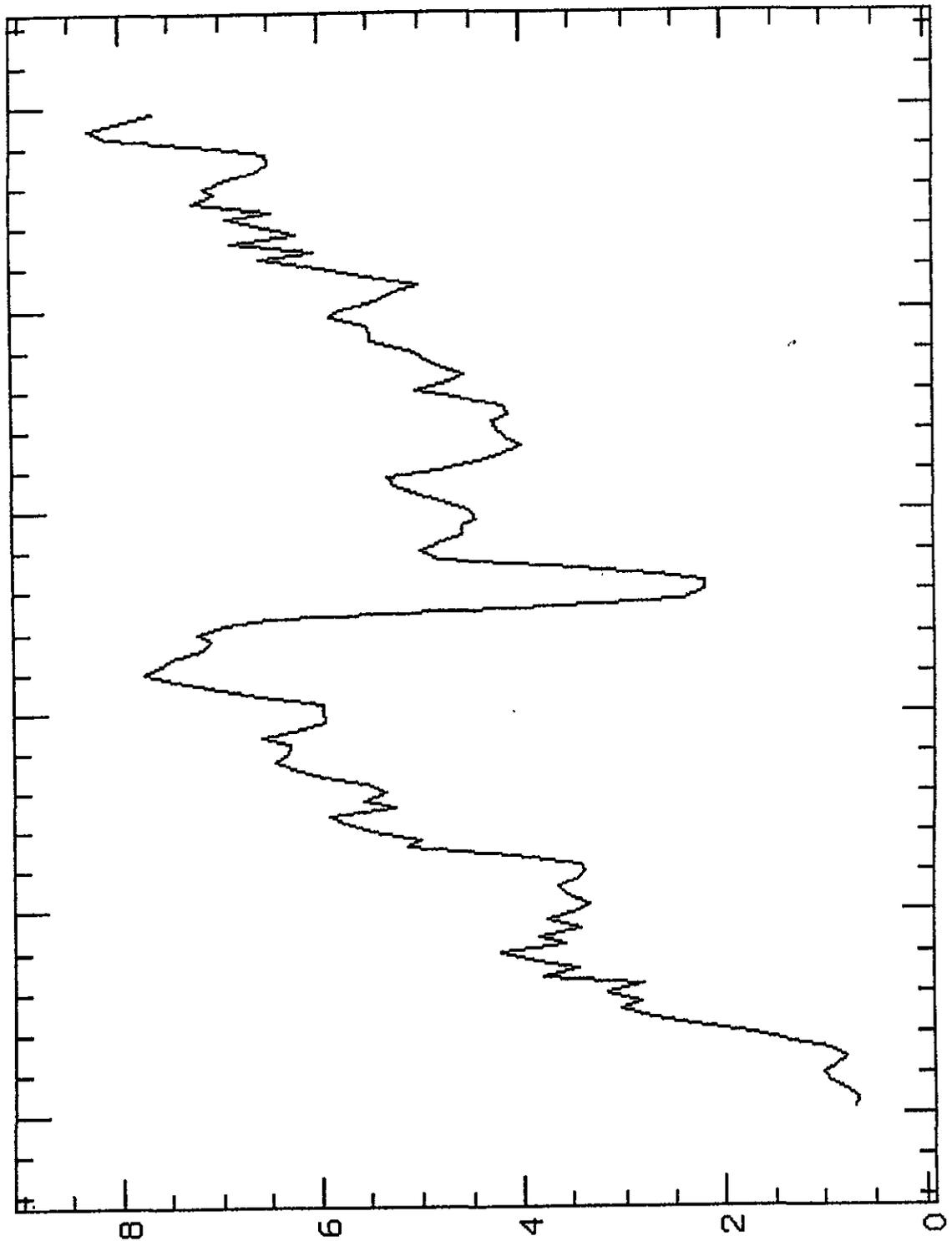


Figura 4.13. Gráfica del cociente $H\alpha/H\beta$ para NGC 6905 considerando una trayectoria recta S-N en la dirección del semieje mayor pasando por la estrella central.

4.3. K 1-16

4.3.1. Antecedentes

El núcleo de esta nebulosa planetaria es una estrella pulsante descubierta por Grauer y Bond (1984), la cual muestra pulsaciones con períodos típicos de 25-28 min.

Es una estrella del tipo O VI con una temperatura superior a los 10^5K y cuyo espectro muestra deficiencia de hidrógeno y abundancias altas de carbono y oxígeno.

Su espectro y propiedades como estrella pulsante son muy similares a las enanas blancas pulsantes GW Vir, las cuales tienen períodos de pulsación más cortos que las de las nebulosas planetarias pulsantes, por lo que se supone que estas constituyen el anterior estado evolucionario de las estrellas GW Vir (Bond et al. 1993).

Las distancias reportadas para esta nebulosa son muy diferentes, desde 1 Kpc hasta 2.5 Kpc. Sus coordenadas ascensión recta y declinación, referidas al año 2000, son $18\text{h } 21\text{min } 50.6\text{s } +64^\circ 22' 18''$. El diámetro angular de este objeto es de $114''$ con una velocidad de expansión en [OIII] de 22.5 Km/s y para [NII] de 23 Km/s . (Datos obtenidos de Acker et al, 1992). A una distancia de 1 Kpc, su diámetro físico es de 0.55 pc , lo que implica que la nebulosa es bastante extendida con una edad cinemática de 23400 años, es decir, se trata de una nebulosa bastante vieja.

La estrella central de esta nebulosa tiene una magnitud aparente en el visual de $V=15.07\pm 0.1$ y su flujo en $H\beta$, no corregido por extinción, es de $5.5 \times 10^{-17}\text{ W m}^{-2}\text{ nm}^{-1}$. (Tylenda et al. 1991)

Imágenes de esta nebulosa se presentan en las figuras 4.14 a 4.18, en las cuales se observa que el brillo

superficial de la nebulosa es muy débil.

4.3.2. Descripción de imágenes

Las imágenes de este objeto fueron obtenidas la noche 26/27 Julio 1995. Los filtros utilizados así como los tiempos de exposición se especifican en la tabla 4.11.

Tabla 4.11. Imágenes de K 1-16

Temporada de Julio 1995, filtros Andover

λ^1 (Å)	t^2 (min)
H α 6563	10
H α 6563	15
H β 4861	10
[OIII] 5007	10
[OIII] 5007	10
[NII] 6584	10
Hell 4686	10

¹ λ =longitud de onda

² t = tiempo de exposición

En la tabla 4.12 se especifican las cuentas/(pixel Å min) obtenidas en las regiones de la nebulosa marcadas en la figura 4.14 para las imágenes de línea de la tabla 4.11. En la tabla 4.13 se indican los cocientes obtenidos en las mismas zonas, las cuales cubren una superficie de 2 x 2 píxeles, y fueron seleccionadas en la región más brillante de la nebulosa para [OIII].

Tabla 4.12.

Cuentas/(pixel Å min) para las zonas de K 1-16 indicadas en la fig. 4.14.

Línea	A	B	C	D	E
H α	0.04±0.009	0.07±0.010	0.07±0.012	0.06±0.009	0.06±0.001
H β	0.01±0.002	0.01±0.004	0.01±0.002	0.02±0.004	0.02±0.003
HeII λ 4686	0.01±0.006	0.01±0.003	0.01±0.004	0.01±0.001	0.01±0.001
[OIII] λ 5007	0.03±0.003	0.05±0.003	0.07±0.007	0.06±0.006	0.05±0.001

Tabla 4.13.

Cocientes obtenidos en las zonas de K 1-16 indicadas en la fig. 4.14.

Cociente	A	B	C	D	E
H α /H β	4.9±1.9	6.6±2.7	5.5±0.8	3.1±1.0	3.5±0.6
HeII λ 4686/H β	0.7±0.6	0.9±0.4	0.9±0.3	0.6±0.1	0.5±0.1
[OIII] λ 5007/H β	4.0±1.4	4.7±1.3	5.6±0.8	3.1±0.8	2.9±0.6

Imagen H α

La imagen de este objeto en H α (figura 4.15a) no se ve homogénea ya que presenta algunos filamentos más intensos hacia la parte central de la nebulosa. En el hemisferio este se distingue emisión nebulosa débil, no así en el hemisferio oeste.

De acuerdo a los valores especificados en la tabla 4.12, se observa que las zonas más intensas de la nebulosa son (B) y (C) y la más débil (A) por un factor de $I_{(B,C)}/I_{(A)}=1.8\pm 0.7$. Respecto a las zonas (D) y (E) se obtiene que $I_{(B,C)}/I_{(A)}=1.5\pm 0.6$.

Estos factores y dadas sus incertidumbres no nos permiten afirmar que existan variaciones de la emisión en $H\alpha$ para las zonas analizadas. Sin embargo, en la imagen se distinguen variaciones pero es muy débil.

Imagen $H\beta$

Esta imagen (figura 4.15b) es más débil que la correspondiente a $H\alpha$. La nebulosa es más intensa hacia la parte central y nuevamente se distingue emisión nebulosa hacia la parte oeste.

Los valores de la tabla 4.12 nos indican que la nebulosa presenta una mayor emisión en las zonas (D) y (E) por un factor de 2 ± 1 respecto al resto de las zonas seleccionadas.

Dado el valor de la incertidumbre no puede afirmarse que existan variaciones reales en la emisión en $H\beta$ en las diferentes regiones consideradas. Esta imagen se ve más homogénea que la de $H\alpha$.

Imagen [OIII] $\lambda 5007$

La imagen en esta línea (figura 4.15c) nuevamente es más intensa en la parte central distinguiéndose varios filamentos. Hacia el hemisferio oeste la nebulosa es mucho más débil y en el hemisferio este prácticamente no se distingue emisión nebulosa. Es decir, la imagen en [OIII] $\lambda 5007$ muestra una estructura diferente a lo que se observa en $H\alpha$ y $H\beta$.

En la tabla 4.12 se especifican las cuentas por pixel normalizadas en la cual se observa que la zona más intensa es (C) y la más débil (A) con un cociente $I_{(C)}/I_{(A)}=2.3\pm 0.5$.

Dado este resultado y su incertidumbre correspondiente podemos afirmar que existen variaciones en la

emisión en [OIII] $\lambda 5007$ entre estas regiones. Es decir, la nebulosa no es homogénea para esta línea.

Imagen H α $\lambda 4686$

La imagen en esta línea (figura 4.15d) presenta la misma estructura que la imagen H β . Se distingue mayor emisión nebulosa en la parte central que en el resto de la nebulosa, aunque es más débil que en las otras líneas analizadas.

Los valores obtenidos de cuentas por píxel normalizadas se presentan en la tabla 4.12 observándose que no se presentan variaciones entre las diferentes regiones seleccionadas. La nebulosa en esta línea es bastante homogénea.

Imagen H α /H β

La imagen H α /H β (figura 4.16) parece no ser homogénea en toda la nebulosa. En la tabla 4.13 se presentan los cocientes obtenidos para cada región seleccionada.

Para las zonas (B) y (D), que son la del valor máximo y el mínimo respectivamente, el factor obtenido es de $\left(\frac{H\alpha}{H\beta}\right)_B / \left(\frac{H\alpha}{H\beta}\right)_D = 2.1 \pm 1.6$.

Para las demás zonas los factores obtenidos son $\left(\frac{H\alpha}{H\beta}\right)_A / \left(\frac{H\alpha}{H\beta}\right)_D = 1.6 \pm 1.1$, $\left(\frac{H\alpha}{H\beta}\right)_C / \left(\frac{H\alpha}{H\beta}\right)_D = 1.8 \pm 0.8$ y finalmente $\left(\frac{H\alpha}{H\beta}\right)_E / \left(\frac{H\alpha}{H\beta}\right)_D = 1.1 \pm 0.6$.

Por los factores obtenidos en cada caso no podemos afirmar que existan variaciones en el cociente H α /H β . El promedio para el mismo es 4.7 ± 1.8 .

En la figura 4.19 se muestra una gráfica para el cociente $H\alpha/H\beta$, considerando una trayectoria recta en la dirección S-N pasando por la estrella central.

Imagen [OIII] $\lambda 5007/H\beta$

La imagen de este cociente (figura 4.17) se observa con estructura filamentaria en un eje N-S haciéndose más débil hacia la parte oeste de la nebulosa y prácticamente imperceptible en la parte este.

En la tabla 4.13 se especifican el valor del cociente en las zonas seleccionadas previamente de la nebulosa, encontrándose el valor máximo en la zona (C) y el mínimo en (E) presentándose un factor entre ambas de 1.9 ± 0.6 . Este resultado no nos permite afirmar que exista una variación real para el cociente [OIII] $\lambda 5007/H\beta$ entre estas zonas de la nebulosa.

Imagen H α $\lambda 6563/H\beta$

La imagen de este cociente (figura 4.18) se observa homogénea y débil, no se distinguen nudos ni filamentos brillantes que resalten del resto de la nebulosa.

En la tabla 4.19 se presentan los valores del cociente resultando ser las zonas más intensas las zonas (B) y (C) y la más débil (E) obteniéndose un factor de 1.8 ± 1.2 .

La zona (A) es más brillante que (E) por un factor de 1.4 ± 1.5 , mientras que para (D) el factor respecto a (E) es de 1.2 ± 0.4 .

Los factores obtenidos para cada región son muy inciertos, por lo que entre las zonas seleccionadas no se

pueden apreciar diferencias reales en el cociente $\text{HeII}\lambda 4686/\text{H}\beta$.

4.3.3. Clasificación morfológica de K 1-16

Basándonos en la estructura irregular y filamentaria de K 1-16 y considerando las clasificaciones morfológicas para nebulosas planetarias descritas en la sección 1.2 del capítulo 1, se clasifica a la nebulosa K 1-16 de la siguiente forma:

De acuerdo a la clasificación de Manchado et al. (1996), K 1-16 es una nebulosa planetaria del tipo (NC), dado que presenta una estructura irregular.

En la clasificación de Górny et al. (1996), K 1-16 pertenece al grupo de nebulosas planetarias del tipo (I).

Y considerando la clasificación de Stanghellini et al. (1993), K 1-16 también es del tipo (I).

4.3.4. Datos espectrales de K 1-16

Las velocidades de expansión de esta nebulosa planetaria se calcularon considerando los desdoblamientos por efecto Doppler de diferentes líneas. Cada una de ellas presentan una componente azul y una componente roja las cuales son producidas por las cáscaras frontales y posteriores de la nebulosa respectivamente.

Aplicando la ecuación (28) se obtuvieron las velocidades de expansión que se indican en la tabla 4.14. Las mediciones se obtuvieron a partir de espectros echelle tomados en la dirección E-W pasando por la estrella central, de 15 min de exposición y cubriendo una región de $8'' \times 13''$.

Tabla 4.14. Velocidades de expansión calculadas para K 1-16.

Ión	componente azul	componente roja	velocidad de expansión [km/s]
[OIII]	$\lambda 5005.68$	$\lambda 5007.33$	49.6
[OIII]	$\lambda 4957.68$	$\lambda 4959.53$	55.9
HeII	$\lambda 4684.72$	$\lambda 4686.10$	44.2
H β	$\lambda 4860.33$	$\lambda 4861.55$	37.5

En general aquí se obtiene una velocidad de expansión del doble de lo presentado en la sección 4.3.1, obteniéndose un promedio de $v_{exp} = 46.8 \pm 7.8$ km/s. Esto modifica la edad cinemática haciéndola 2 veces menor. De modo que su edad cinemática es aproximadamente 11500 años.

N

E



Figura 4.14. Imagen en [OIII] $\lambda 5007$ de K 1-16 en la que se especifican las zonas en las que se analizaron las imágenes de esta nebulosa.

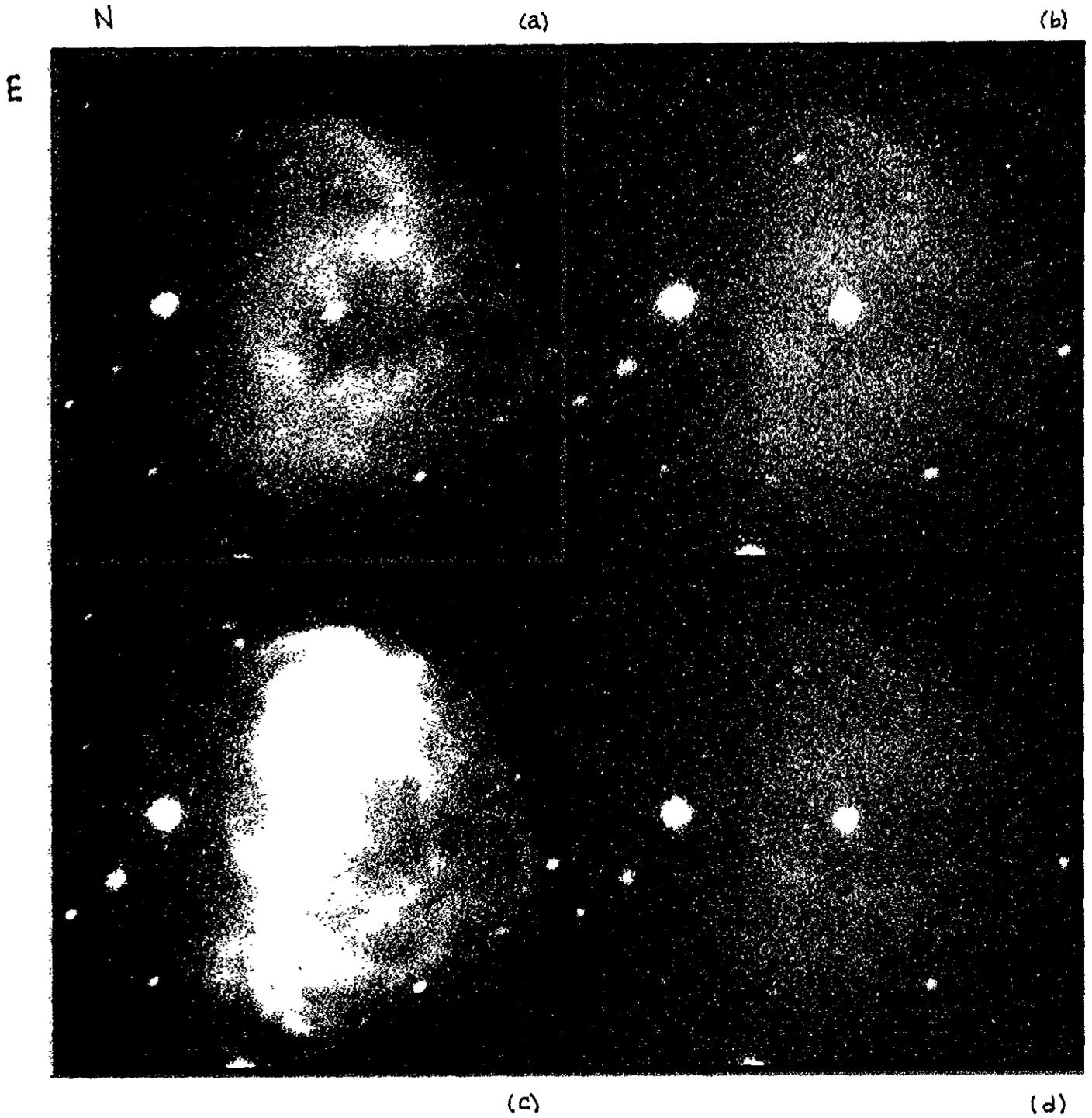


Figura 4.15. Imágenes de K 1-16 en: (a) $H\alpha$ (b) $H\beta$ (c) $[OIII] \lambda 5007$ (d) $HcII \lambda 4686$

N

E

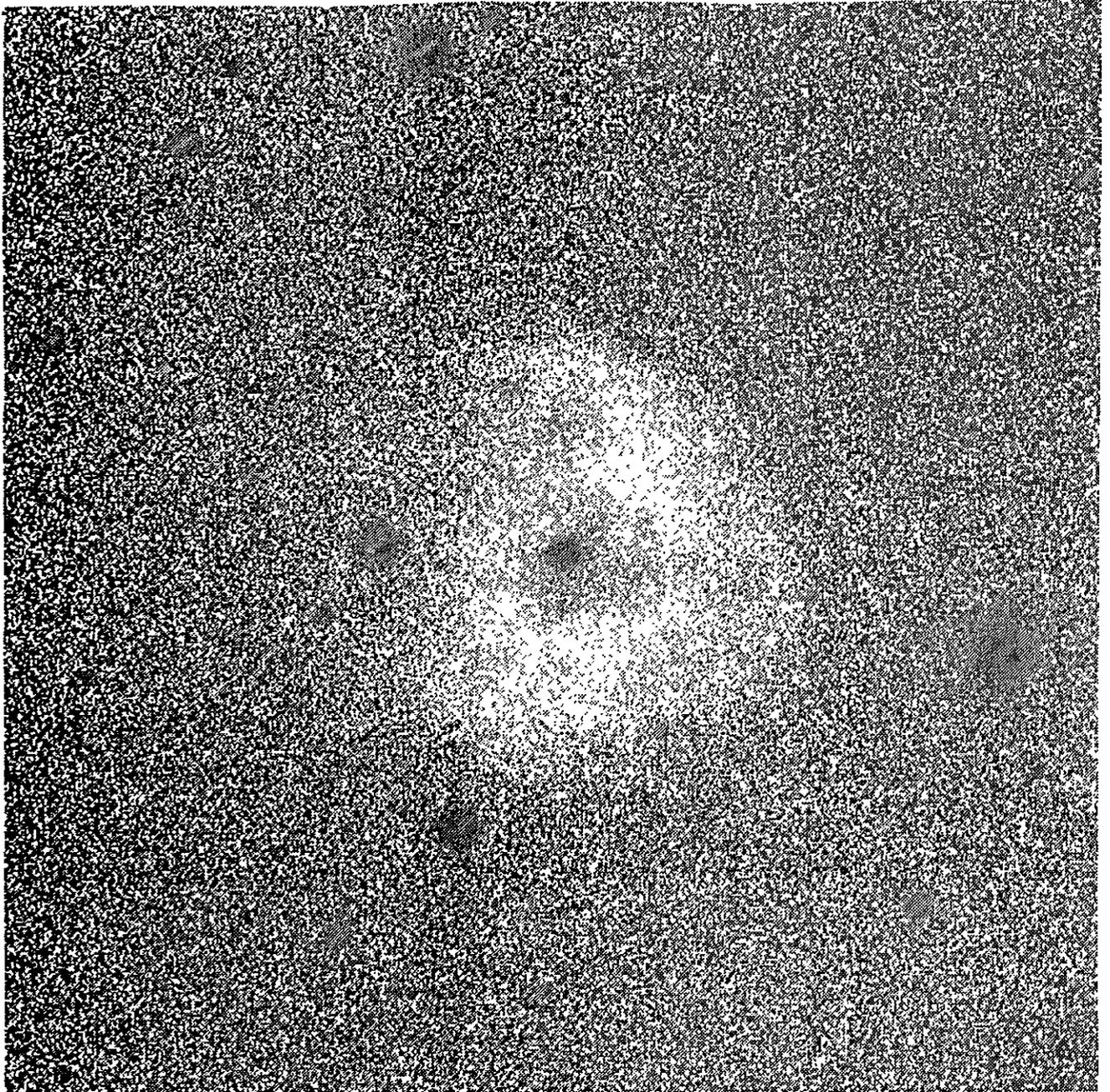


Figura 4.16. Imagen de K 1-16 en $H\alpha/H\beta$

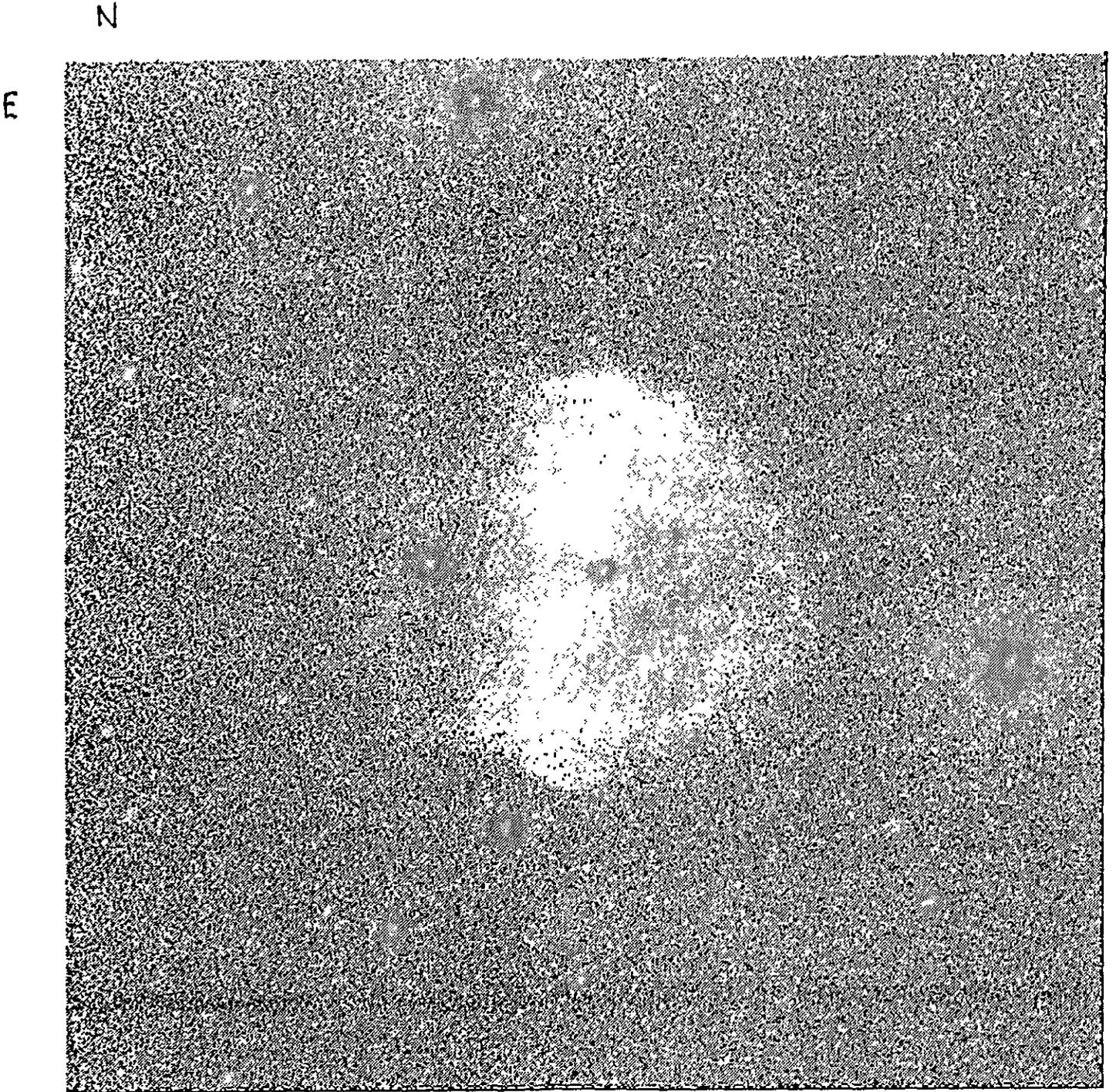


Figura 4.17. Imagen de K 1-16 en $[OIII] \lambda 5007/H\beta$

N

E

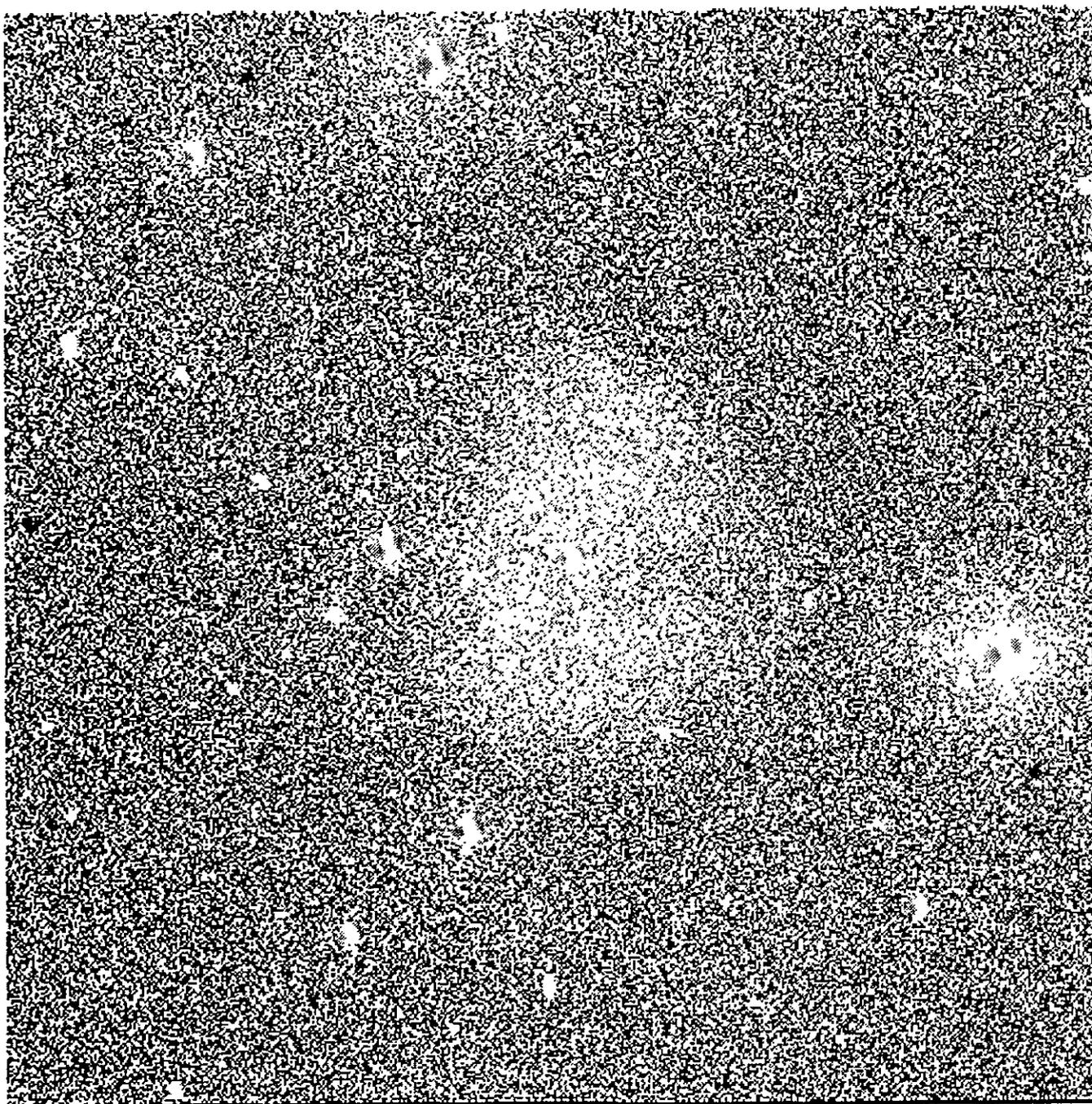


Figura 4.18. Imagen de K 1-16 en HeII $\lambda 4686/H\beta$

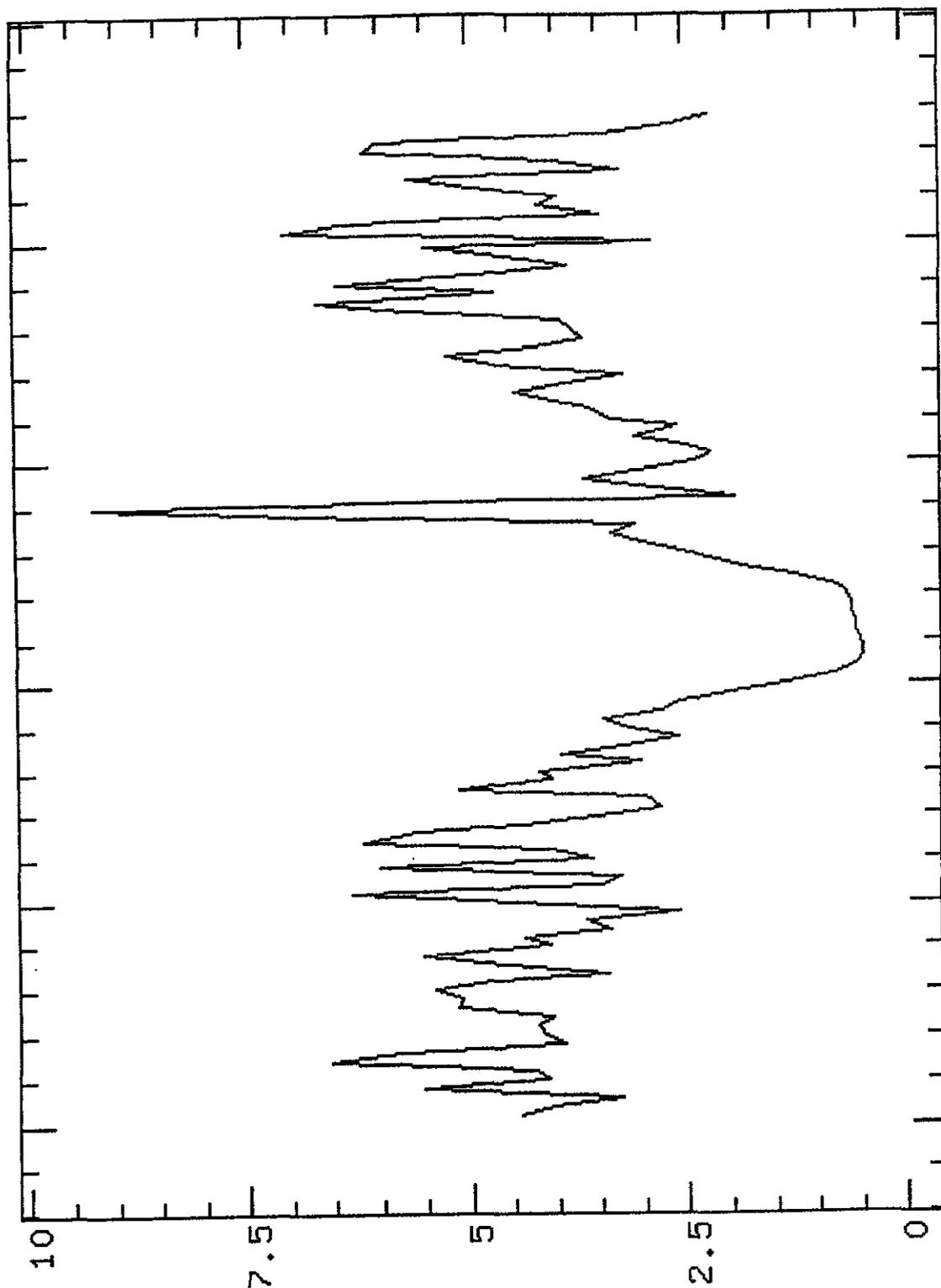


Figura 4.19. Gráfica del cociente $H\alpha/H\beta$ para K 1-16 considerando una trayectoria recta S-N pasando por la estrella central.

4.4. K 2-16

4.4.1. Antecedentes

La estrella central de esta nebulosa es una estrella Wolf-Rayet que presenta en su espectro líneas de carbono. Su tipo espectral es WC11 (Hamann, 1996).

La ascensión recta y declinación de K 2-16 referidas al año 2000 son 16h 44min 49.1s y $-28^{\circ} 04' 05''$. El diámetro angular en el óptico es de $23''$ (Acker et al. 1992). Sin embargo, de acuerdo a nuestras imágenes el diámetro angular es más pequeño, de unos $16''$ aproximadamente.

La distancia a este objeto galáctico no es conocida, pero suponiendo que se localiza a 1 Kpc, se obtendría un diámetro físico de 0.11 pc, lo que indicaría que se trata de una nebulosa muy compacta. Considerando el valor de la velocidad de expansión promedio indicada en la sección 4.4.4 de 23 km/s, la edad cinemática aproximada de K 2-16 es de 4600 años.

El núcleo de K 2-16 es un objeto IRAS (Infrared Astronomical Satellite) identificado con el nombre IRAS 16416-2758, presentando los flujos en $12\mu\text{m}$ de 9.18Jy, en $25\mu\text{m}$ de 36.87Jy, para $60\mu\text{m}$ 29.38Jy y para $100\mu\text{m}$ 8.03Jy (Nyman et al., 1992). Su magnitud aparente en el visual es $V=12.75\pm 0.1$ y su flujo en $H\beta$, no corregido por extinción, es de $32.6 \times 10^{-17} \text{ W m}^{-2} \text{ nm}^{-1}$ (Tylenda et al. 1991). Esta estrella tiene una temperatura de $3 \times 10^4 \text{ K}$, presenta una tasa de pérdida de masa de $4 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{año}$ y está constituida en un 50% de C, 45% de He y 5% de O (Leucenhagen et al. 1996).

4.4.2. Descripción de imágenes

Las imágenes de esta nebulosa planetaria fueron obtenidas las noches 3/4 de Junio de 1995 y 26/27 de Julio 1995. En las tablas 4.15 y 4.16 se indican las imágenes que fueron adquiridas para K 2-16.

Tabla 4.15. Imágenes de K 2-16

Temporada de Junio 1995 (OAN), rueda de filtros Mexman

λ^1 (Å)	t ² (min)
[OIII]λ5007	10
[OIII]λ5007	15
[NII]λ6584	15
[OII]λ3727	20
λ6654 continuo rojo	10
λ4770 continuo verde	10

Tabla 4.16. Imágenes de K 2-16

Temporada de Julio 1995 (OAN), filtros Andover

λ^1 (Å)
Hβ
Hβ
Hβ
Hα
Hα
λ5050 continuo verde
λ5050 continuo verde
λ6650 continuo rojo

¹λ=longitud de onda

²t= tiempo de exposición (para la temporada de Julio todos los tiempos de exposición fueron de 10min)

En la tabla 4.17 se especifican las cuentas/(pixel Å min) obtenidas en las regiones de la nebulosa marcadas

en la figura 4.20 para las imágenes de línea. En la tabla 4.18 se indican los cocientes obtenidos en las mismas regiones que cubren una superficie de 2 x 2 píxeles.

Tabla 4.17.

Cuentas/(pixel Å min) para las zonas de K 2-16 indicadas en la fig. 4.20.

Línea	A	B	C	D
H α	0.50±0.05	0.43±0.04	0.44±0.02	0.43±0.03
H β	0.09±0.01	0.09±0.01	0.13±0.04	0.14±0.03
[NII] λ 6584	1.03±0.14	0.92±0.15	0.80±0.06	0.81±0.08
[OIII] λ 5007	0.10±0.03	0.09±0.01	0.17±0.04	0.19±0.03

Tabla 4.18.

Cociente obtenido en las zonas de K 2-16 indicadas en la fig. 4.20.

Cociente	A	B	C	D
H α /H β	4.53±0.53	4.76±0.66	3.42±0.88	3.06±0.64

Imagen H α

La imagen de K 2-16 en la línea de H α (figura 4.20) corresponde a la suma de las exposiciones de la temporada de Julio. Presenta una simetría esférica con una cáscara exterior bien definida y un brillo superficial homogéneo.

Al analizar los valores presentados en la tabla 4.17 se observa que la imagen es muy homogénea. La razón de la zona (A) a la (D) es 1.16±0.2 y valores similares se encuentran con respecto a las demás zonas.

De modo que en la nebulosa no se presentan variaciones reales del brillo superficial en $H\alpha$.

Imagen $H\beta$

Esta imagen (figura 4.21a) corresponde a la suma de las exposiciones de la temporada de Julio siendo más débil que en $H\alpha$. Presenta la misma estructura esférica y brillo superficial homogéneo.

Tal como se presenta en la tabla 4.17, la zona más intensa es (D) y por un factor de 1.56 ± 0.51 respecto a las zonas más débiles. Lo que nos indica que el brillo superficial de K 2-16 en $H\beta$ no presenta variaciones.

Imagen $[NII]\lambda 6584$

La imagen de K2-16 en esta línea (figura 4.21b) corresponde a la temporada de Junio y resulta ser la más intensa de las líneas consideradas. Presenta la misma geometría que las líneas de hidrógeno, es decir, borde nebuloso esférico con brillo superficial homogéneo.

De acuerdo a la tabla 4.17, la región más intensa de las consideradas es la zona (A) por un factor respecto a la más débil (C) de 1.29 ± 0.27 . Resultado que nos indica que no hay variaciones en la emisión de $[NII]\lambda 6584$ en la nebulosa.

Imagen $[OIII]\lambda 5007$

La nebulosa K 2-16 en esta línea (figura 4.21c) no presenta la misma forma esférica que en las demás imágenes, sino que tiene una estructura irregular siendo más débil hacia la parte sur.

Por consiguiente, las zonas más débiles son (A) y (B) y las más intensas (C) y (D). El factor entre las regiones (D) y (B) es de 1.9 ± 0.6 , lo que no permite afirmar que existan diferencias reales en la emisión en esta línea. El hecho de que no se distinga emisión nebulosa en la parte sur puede atribuirse a que el brillo superficial de la nebulosa en esta línea sea muy ténue.

Imagen $H\alpha/H\beta$

Este cociente (figura 4.21d) luce bastante homogéneo en toda la nebulosa y su estructura es esférica.

En la tabla 4.18 se presentan los valores obtenidos para el cociente en las diferentes zonas seleccionadas. El valor máximo es en la zona (B) y el mínimo en (D) por un factor de $\left(\frac{H\alpha}{H\beta}\right)_B / \left(\frac{H\alpha}{H\beta}\right)_D = 1.6 \pm 0.5$, por lo que suponemos que no existen variaciones en el cociente Imagen $H\alpha/H\beta$ y, por consiguiente, la extinción es constante en toda la superficie nebulosa. El promedio obtenido para el cociente $H\alpha/H\beta$ en esta nebulosa es de 3.9 ± 0.8 .

En la figura 4.22 se muestra una gráfica para el cociente $H\alpha/H\beta$, considerando una trayectoria recta en la dirección S-N pasando por la estrella central.

En la imagen de $[OII]\lambda 3727$ no se distingue emisión nebulosa por lo que no se analizó. No pudieron efectuarse los cocientes de imágenes $[NII]\lambda 6584/H\beta$ y $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ de las dos temporadas de observación por estar rotadas entre sí y no fue posible hacerlas coincidir.

4.4.3. Clasificación morfológica de K 2-16

Basándonos en la estructura esférica y homogénea de K 2-16 y considerando las clasificaciones morfológicas para nebulosas planetarias descritas en la sección 1.2 del capítulo 1, se clasifica a la nebulosa K 2-16 de la siguiente forma:

Según la clasificación de Manchado et al. (1996), K 2-16 es una nebulosa planetaria del tipo (R), dado que presenta una estructura esférica sin estructura interna.

Para la clasificación de Górny et al. (1996), K 2-16 pertenece al grupo de nebulosas planetarias del tipo (EH) por tratarse de una nebulosa redonda y con una cáscara exterior muy regular.

Y considerando la clasificación de Stanghellini et al. (1993), K 2-16 es una nebulosa del tipo (E) dado que no presenta estructura interna.

4.4.4. Datos espectrales de K 2-16

Nuevamente las velocidades de expansión de la nebulosa se calcularon a partir de desdoblamientos por efecto Doppler para varias líneas. Cada una de ellas presentan una componente azul y una componente roja que son producidas por las cáscaras frontales y posteriores de la nebulosa respectivamente.

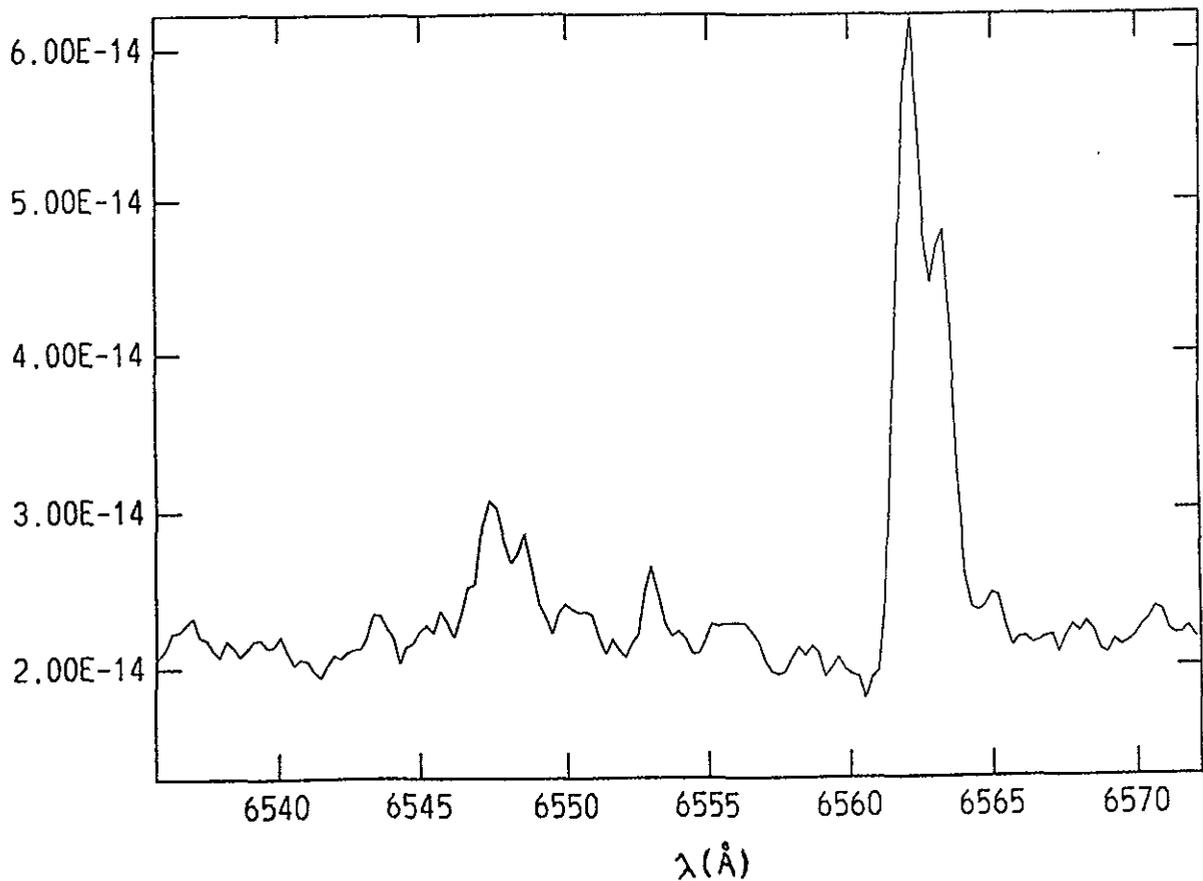
Aplicando la ecuación (28) se obtuvieron las velocidades de expansión que se indican en la tabla 4.19. Las mediciones se obtuvieron a partir de espectros echelle tomados en la dirección E-W pasando por la estrella central, de 15 min de exposición y cubriendo una región de $4'' \times 13''$.

Tabla 4.19. Velocidades de expansión calculadas para K 2-16.

Ión	componente azul	componente roja	velocidad de expansión [km/s]
[OIII]	$\lambda 5006.92$	$\lambda 5007.59$	20.4
H α	$\lambda 6562.10$	$\lambda 6563.27$	26.7
H β	$\lambda 4861.42$	$\lambda 4862.12$	21.6

Dados los valores para la velocidad de expansión de la tabla 4.17, se observa que es prácticamente la misma para las diferentes líneas obteniéndose un promedio $v_{exp} = 22.9 \pm 3.4$ km/s.

El siguiente espectro de K 2-16 muestra la línea H α en donde se observan sus componentes azul y roja debidas a la expansión de la envoltente gaseosa.



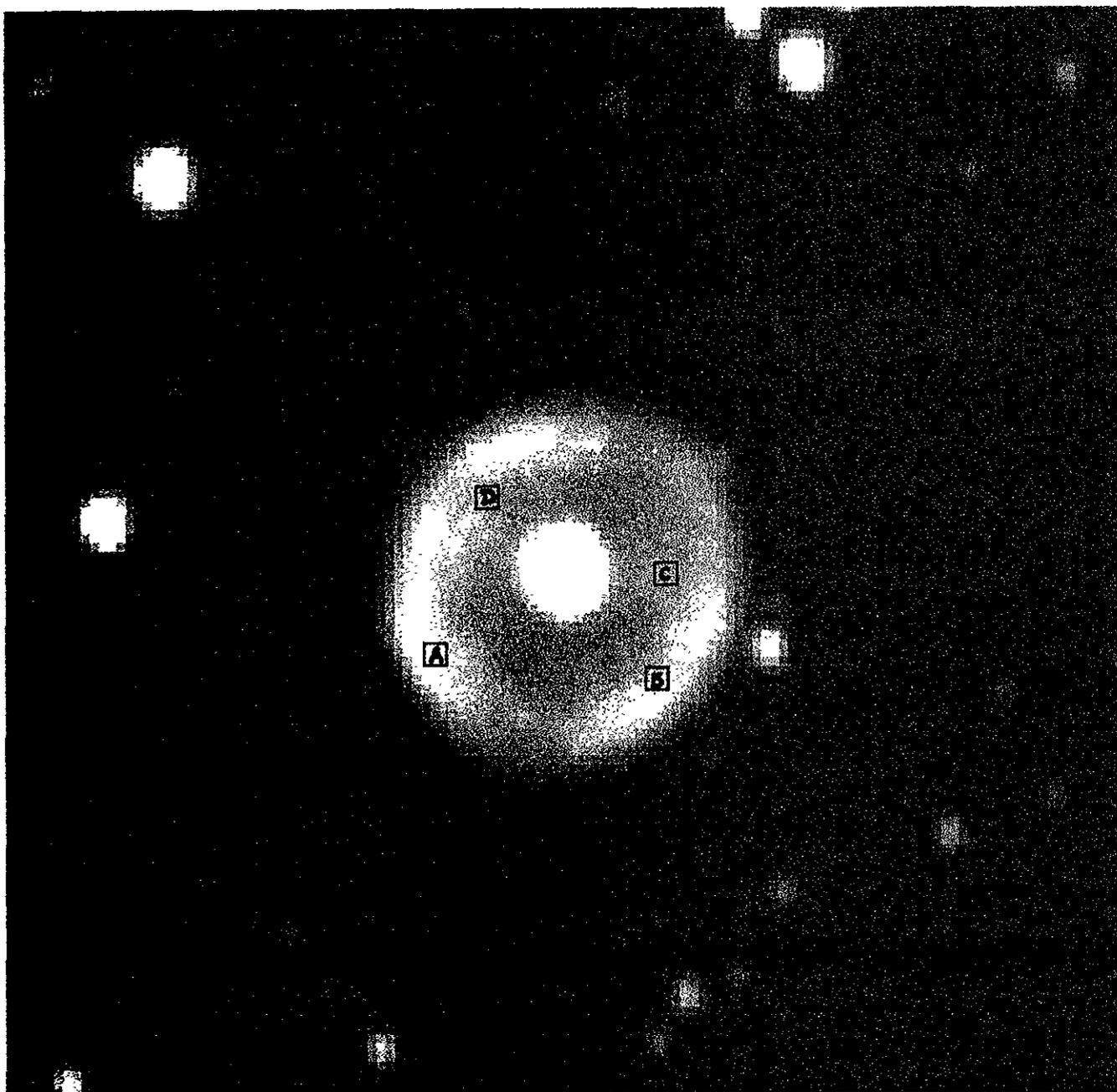


Figura 4.20. Imagen en $H\alpha$ de K 2-16 en la que se especifican las zonas en las que se analizaron las imágenes de esta nebulosa.

N

(a)

(b)

E

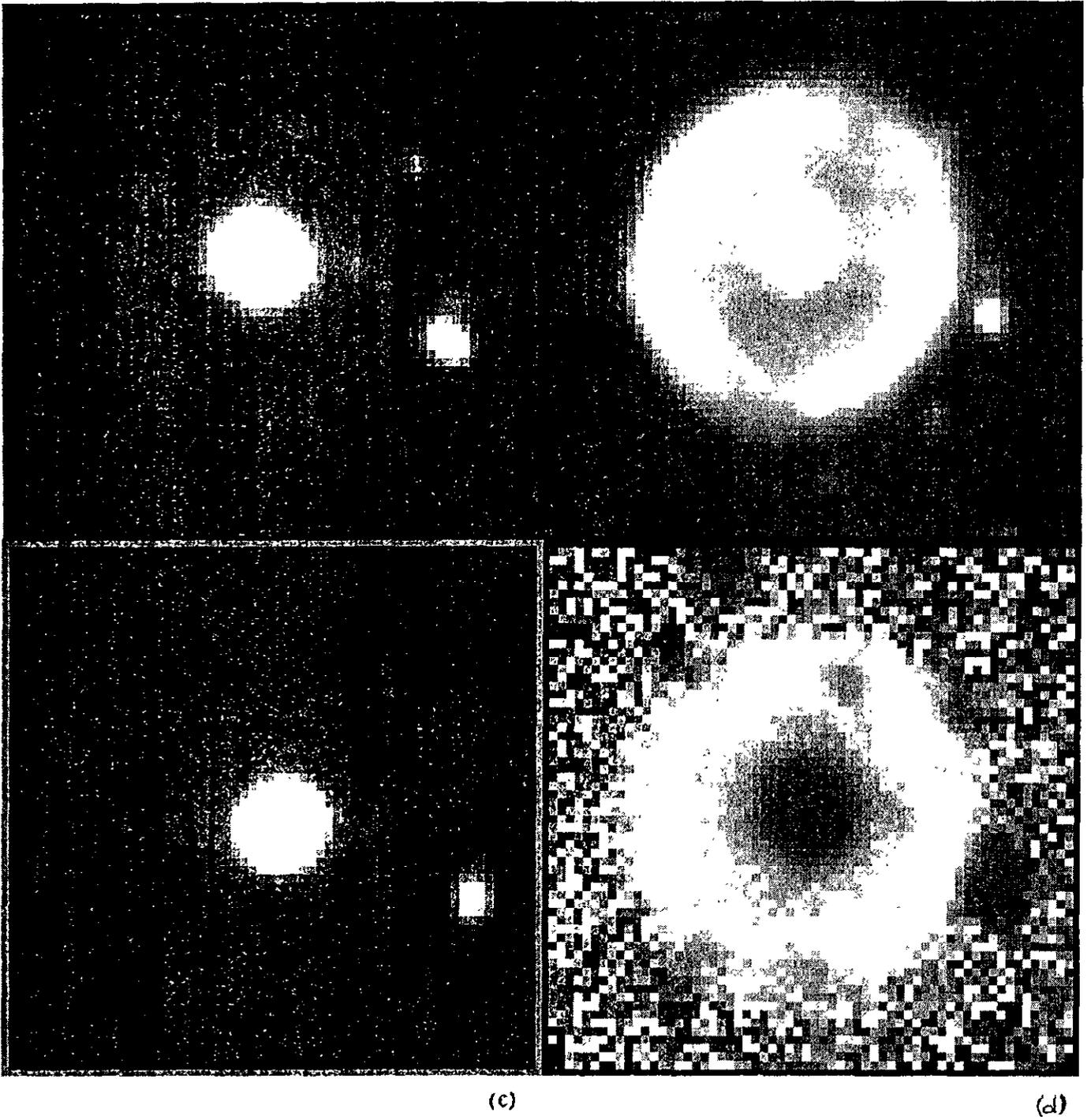


Figura 4.21. Imágenes de K 2-16 en: (a) $H\beta$ (b) $[NII]\lambda 6584$ (c) $[OIII] \lambda 5007$ (d) $H\alpha/H\beta$.

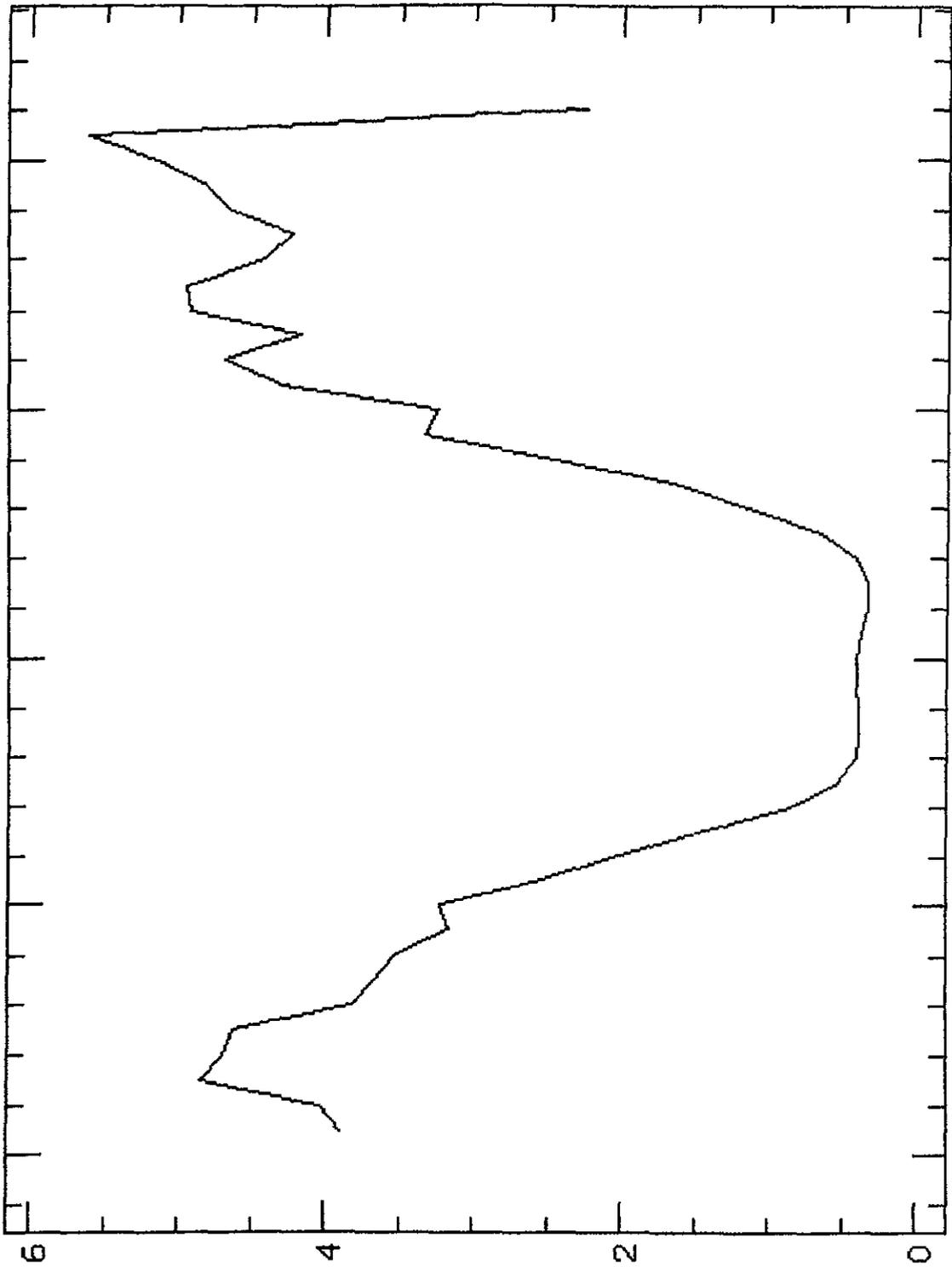


Figura 4.22. Gráfica del cociente $H\alpha/H\beta$ para K 2-16 considerando una trayectoria recta S-N pasando por la estrella central.

CONCLUSIONES

Las nebulosas planetarias que constituyen esta tesis son A 78, NGC 6905, K 1-16 y K 2-16. Todas ellas se caracterizan por tener estrellas centrales deficientes en H, lo que indica que se desprendieron por completo de sus envolturas ricas en H mostrando directamente el resultado de la nucleosíntesis estelar (quemado de He). Por otro lado, las nebulosas citadas tienen composición química normal, rica en H.

Entre las nebulosas planetarias con estrella central deficiente en H fueron seleccionadas cuatro de ellas pretendiendo que cubrieran las distintas variedades de estrellas con tipo espectral WC.

A 78 es una nebulosa planetaria extendida que presenta una simetría elipsoidal en sus cáscaras externas y con un diámetro físico de 0.8 pc y una edad cinemática de 11100 años. Esta nebulosa planetaria se caracteriza por presentar una estructura muy distinta en [OIII] λ 5007 que en las líneas H α y H β . Sus velocidades de expansión también son muy diferentes para distintos iones, encontrándose que para [OIII] λ 5007 la velocidad de expansión de la nebulosa es de 84 km/s mientras que para [NII] λ 6584 y para H α de 28 km/s.

Considerando las clasificaciones morfológicas expuestas en esta tesis en la sección 1.2, A 78 es del tipo (Es) según Manchado et al. (1996), tipo (E) de acuerdo a Górný et al. (1996) y, finalmente, como tipo (ES) de acuerdo a la clasificación de Stanghellini et al. (1993)

La estrella central de A 78 es de tipo espectral WC con una alta temperatura, del orden de 10^5 K, constituida en 50% de C, 33% de He, 15% O y un 2% de N. Presenta una baja tasa de pérdida de masa de $4 \times 10^{-8} M_{\odot}$ /año y un viento de alta velocidad de 3750 km/s.

NGC 6905 es una nebulosa planetaria joven con una edad cinemática de 3360 años y que presenta una morfología elipsoidal muy excéntrica con semiejes cuyas longitudes son de 0.3 pc y 0.1 pc. Este objeto presenta un par de ansas en los extremos del semieje mayor, particularmente intensos en [NII] λ 6584. La estructura

filamentaria de la nebulosa es, con excepción de los ansac, la misma para los iones [OII], [OIII], [NII] y para H, siendo su velocidad de expansión muy similar en todos ellos, con un valor promedio de 44 km/s. Otro aspecto interesante de NGC 6905 es el hecho de presentar una extinción variable a lo largo de su superficie, es decir, el cociente $H\alpha/H\beta$ no es constante para esta planetaria.

Por otra parte, del análisis de los cocientes de imágenes se llegó a la conclusión de que la abundancia iónica de O^+ y N^+ respecto a H es variable, siendo mayor en las zonas de los ansac. En el caso de O^{++} no queda claro si existe una variación de temperatura en la nebulosa que justifique la variación del cociente [OIII]/ $H\beta$, o que se deba a un cociente de abundancias iónicas variable. Para resolver esta incógnita proponemos obtener cocientes de imágenes sensibles a la temperatura, como, por ejemplo, [OIII] $\lambda 5007/\lambda 4363$. Sin embargo, debe tomarse en cuenta que la línea $\lambda 4363$ es muy débil y que se requiere mucho tiempo de observación para obtener una buena señal a ruido.

Morfológicamente NGC 6905 es del tipo (Esa) conforme a la clasificación de Manchado et al. (1996), tipo (E) de acuerdo a Górný et al. (1996) y tipo (ES) según la clasificación de Stanghellini et al. (1993).

Los espectros tomados a la estrella central muestran líneas de CIV muy ensanchadas indicando que se trata de una estrella tipo Wolf-Rayet. Esta estrella de alta temperatura, del orden de 10^5 K, tiene una composición química de 60% He, 25% C y 15% O. Su tasa de pérdida de masa es alta, de $5 \times 10^{-7} M_{\odot}$ /año, y presenta un viento de alta velocidad, de 1800 km/s.

K 1-16 es una nebulosa planetaria cuya morfología es irregular con brillo superficial débil. Su edad cinemática es de 11500 años con un diámetro físico de 0.55 pc. Este objeto presenta una estructura filamentaria distinta en [OIII] $\lambda 5007$ a la que se observa en $H\alpha$. En las líneas $H\beta$ y HcII $\lambda 4686$ la nebulosa luce homogénea. La extinción superficial en esta nebulosa es constante y su velocidad de expansión promedio es de 47 km/s.

Esta nebulosa por ser irregular es clasificada morfológicamente como (NC) de acuerdo a Manchado et al. (1996) y como del tipo (I) en las clasificaciones de Górný et al. (1996) y Stanghellini et al. (1993).

La estrella central de K 1-16 es de alta temperatura, superior a los 10^5 K, presentando una composición química de 56% C, 38% He y 6% O. Su tasa de pérdida de masa es baja, de $2.5 \times 10^{-8} M_{\odot}$ /año, y tiene un viento de alta velocidad, de 4000 km/s.

K 2-16 es una nebulosa planetaria con simetría esférica con un diámetro físico de 0.11 pc y una edad cinemática aproximada de 4600 años. Es intensa en la línea [NII] $\lambda 6584$ y presenta la misma estructura en las líneas de [OIII] $\lambda 5007$, H α y H β . El cociente H α /H β es constante lo que implica que la extinción superficial en esta nebulosa es constante.

Este objeto es clasificado morfológicamente como tipo (R) de acuerdo a Manchado et al. (1996), del tipo (EH) según Górný et al. (1996) y como del tipo (E) según Stanghellini et al. (1993).

El tipo espectral de la estrella central de esta nebulosa es WC11 con una baja temperatura, del orden de 3×10^4 K, una alta tasa de pérdida de masa de $4 \times 10^{-7} M_{\odot}$ /año y presenta un viento estelar moderado de 300 km/s.

ANEXO 1. CALCULO DE INCERTIDUMBRES

Para el análisis de los cocientes de líneas de las diferentes nebulosas que constituyen esta tesis, debió considerarse cómo se obtienen las incertidumbres para los mismos.

Dadas las funciones f y g con sus respectivas incertidumbres df y dg , la incertidumbre del cociente f/g se obtiene diferenciando, de modo que

$$d\left(\frac{f}{g}\right) = \frac{gdf - fdg}{g^2}, \quad (35)$$

así que la diferencial del cociente será máxima cuando df y dg difieran en signo.

Por consiguiente, al calcular un cociente de intensidades I_i/I_j , donde i y j son dos zonas diferentes de una nebulosa, podemos estimar su incertidumbre con la ecuación

$$\sigma = \frac{I_j\sigma_i + I_i\sigma_j}{I_j^2}. \quad (36)$$

En el caso de que en el intervalo $[I_i/I_j - 3\sigma, I_i/I_j + 3\sigma]$ se incluya a la unidad no se considera que exista entre las zonas i y j una variación real de la emisión en determinada línea ó de un cociente de líneas.

ANEXO 2. CALIBRACION DE IMAGENES POR FLUJO

Las imágenes que estamos analizando no se encuentran calibradas por flujo, es decir que las cuentas/píxel A min no fueron convertidas a ergs/píxel Å min. Sin embargo el siguiente análisis es para comprobar la validez de los cocientes que efectuamos y que efectivamente tiene sentido realizarlos.

Se sabe que

$$\frac{\text{ergs}}{\text{píxel} * \text{Å} * \text{min}} = S_{\lambda} \left(\frac{\text{cuentas}}{\text{píxel} * \text{Å} * \text{min}} \right) \quad (37)$$

donde S_{λ} es una función de la longitud de onda y que representa la respuesta del detector a la radiación.

Considérense dos imágenes de un mismo objeto en dos líneas distintas λ_1 y λ_2 . Al efectuar el cociente se obtiene

$$\frac{\frac{\text{ergs}}{\text{píxel} * \text{Å} * \text{min}} \Big|_{\lambda_1}}{\frac{\text{ergs}}{\text{píxel} * \text{Å} * \text{min}} \Big|_{\lambda_2}} = \frac{S_{\lambda_1}}{S_{\lambda_2}} * \frac{\frac{\text{cuentas}}{\text{píxel} * \text{Å} * \text{min}} \Big|_{\lambda_1}}{\frac{\text{cuentas}}{\text{píxel} * \text{Å} * \text{min}} \Big|_{\lambda_2}} \quad (38)$$

Por otra parte, al proceder a analizar la imagen (λ_1/λ_2) de la nebulosa, se efectúan cocientes entre dos zonas distintas cancelándose el factor $S_{\lambda_1}/S_{\lambda_2}$.

Por lo tanto, al calibrar las imágenes obtendríamos los mismos resultados en cuanto a las variaciones de los cocientes en diferentes zonas de cada nebulosa.

REFERENCIAS

- Acker A., Ochsenbein F., Stenholm B., Tylenda R., Marcout J., Schohn C.: 1992, Catalogue of Galactic Planetary Nebulae, published by the European Southern Observatory.
- Balick B.: 1989, The shapes and shaping of Planetary Nebulae, IAU 83-92.
- Bond H.E., Ciardullo R., Kawaler S.D.: 1993, Asteroseismology of Planetary Nebula Nuclei, Acta Astronómica Vol.43, 425-430.
- Borkowski K.J., Harrington J.P.: 1993, HST Imaging of Hydrogen-poor ejecta in Abell 30 and Abell 78, wind blown cometary structures, The Astrophysical Journal, 415: L47-L50.
- Carballo R., Wesselius P.R. and Whittet D.C.B.: 1992, Astronomy and Astrophysics, 262, 106-124.
- Cuesta L., Phillips J.P., Mampaso A.: 1993, Astronomy and Astrophysics, 267, 199-212.
- Dyson J.E., Williams D.A.: 1980, Physics of the interstellar medium, published by Halsted Press, a division of John Wiley and Sons, Inc. New York.
- Górny S. K., Stasińska G., Tylenda R.: 1996, Planetary Nebulae morphologies, central star masses and nebular properties, Astronomy and Astrophysics Vol 318, 256-268.
- Hamann W.R.: 1996, Astrophysics and Space Science, Kluwer Academic Publishers, Vol. 238, 31-42.
- Harrington J.P., Borkowski K.J.: 1993, Mass-Loading of stellar wind in Abell 78. Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 25-4.
- Koesterke and Hamann: 1997, IAU, Symp. 180.
- Kwok S.: 1992, Highlights of Astronomy, Vol. 9, 631-633.
- Leuenhagen U., Hamann W.R., Jeffery C.S.: 1996, Spectral analyses of late-type WC central stars of planetary nebulae, Astronomy and Astrophysics Vol 312, 167-185.

Manchado A., Guerrero M., Stanghellini L., Serra-Ricart M.: 1996, The IAC Morphological Catalog of Northern Galactic Planetary Nebulae, publicado por el Instituto de Astrofísica de Canarias, España.

Nyman L.A., Both R.S., Carlstrom U., Habing H.J., Heske A., Salai R., Stark R., Van de Veen W.E.C.J. and Winnberg A.: 1992, A Survey of circumstellar CO emission from a sample of IRAS point sources, *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.* 93, 121-150.

Osterbrock D.: 1989, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*, University Science Books.

Peimbert M. (Compilador): 1984, *Temas selectos de Astrofísica, "Las nubes moleculares y la formación estelar"*: José Franco, Biblioteca de Ciencias Universidad Nacional Autónoma de México.

Pismis P.: 1989, *Monthly Notices of Royal Astronomical Society*, 237, 611-620.

Pottasch S.: 1984, "Planetary Nebulae", A Study of late stages of Stellar Evolution, D. Reidel Publishing Company.

Rybicki G.B., Lightman A.P.: 1979, *Radiative Processes in Astrophysics*, A Wiley-Interscience publication, John Wiley and Sons, N.Y.

Stanghellini L., Corradi R.L.M., Schwarz H.E.: 1993, The correlations between planetary nebulae morphology and central star evolution, *Astronomy and Astrophysics*, Vol 279, 521-528.

Torres-Peimbert S., Peña M., 1991; Reporte técnico 87 del Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México.

Tylenda R., Acker A., Stenholm B., Gleizes F., Raytcher B.: 1991, *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.*, 89, 77-90.