

T 9/102

Prov. T
~~22/121~~

Universidad de Granada

Departamento de Física Teórica y del Cosmos



ESTUDIOS OBSERVACIONALES DE BRETs EN NEBULOSAS PLANETARIAS

Tesis Doctoral

ROBERTO VAZQUEZ MEZA

Instituto de Astrofísica de Andalucía, CSIC

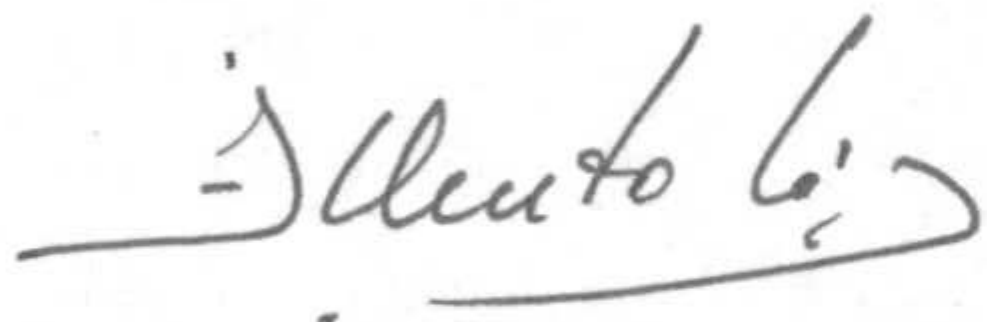
Granada 1998



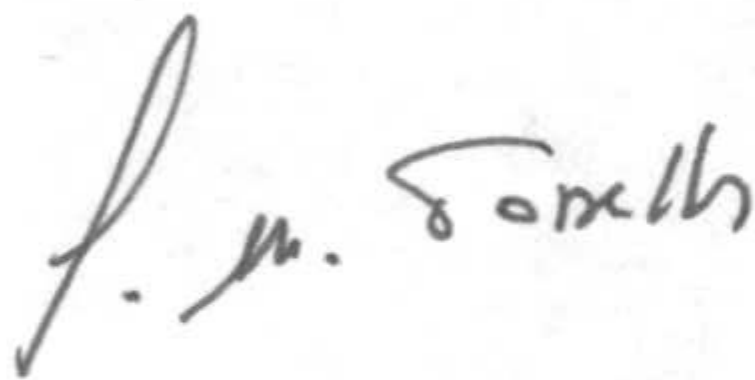
ESTUDIOS OBSERVACIONALES DE BRETS EN NEBULOSAS PLANETARIAS

Memoria presentada en el Departamento de Física Teórica y del Cosmos de la Universidad de Granada, para optar por el título de Doctor en Física, por ROBERTO VAZQUEZ MEZA, Licenciado en Física.

Directores de Tesis:



DR. JOSÉ ALBERTO LÓPEZ GARCÍA
Investigador Titular
Instituto de Astronomía,
Universidad Nacional Autónoma de México



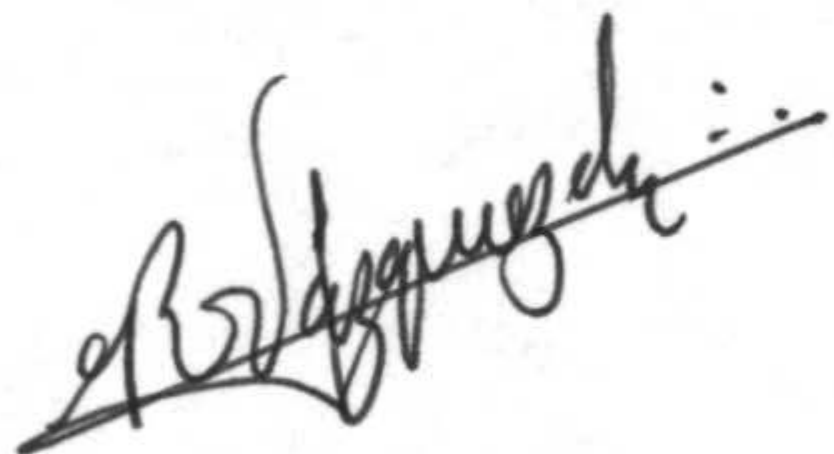
DR. JOSÉ MARÍA TORRELLES ARNEDO
Investigador Científico
Instituto de Astrofísica de Andalucía,
Consejo Superior de Investigaciones Científicas

Tutor:



DR. EDUARDO BATTANER LÓPEZ
Catedrático
Departamento de Física Teórica y del Cosmos,
Universidad de Granada

Granada, a 18 de octubre de 1998.



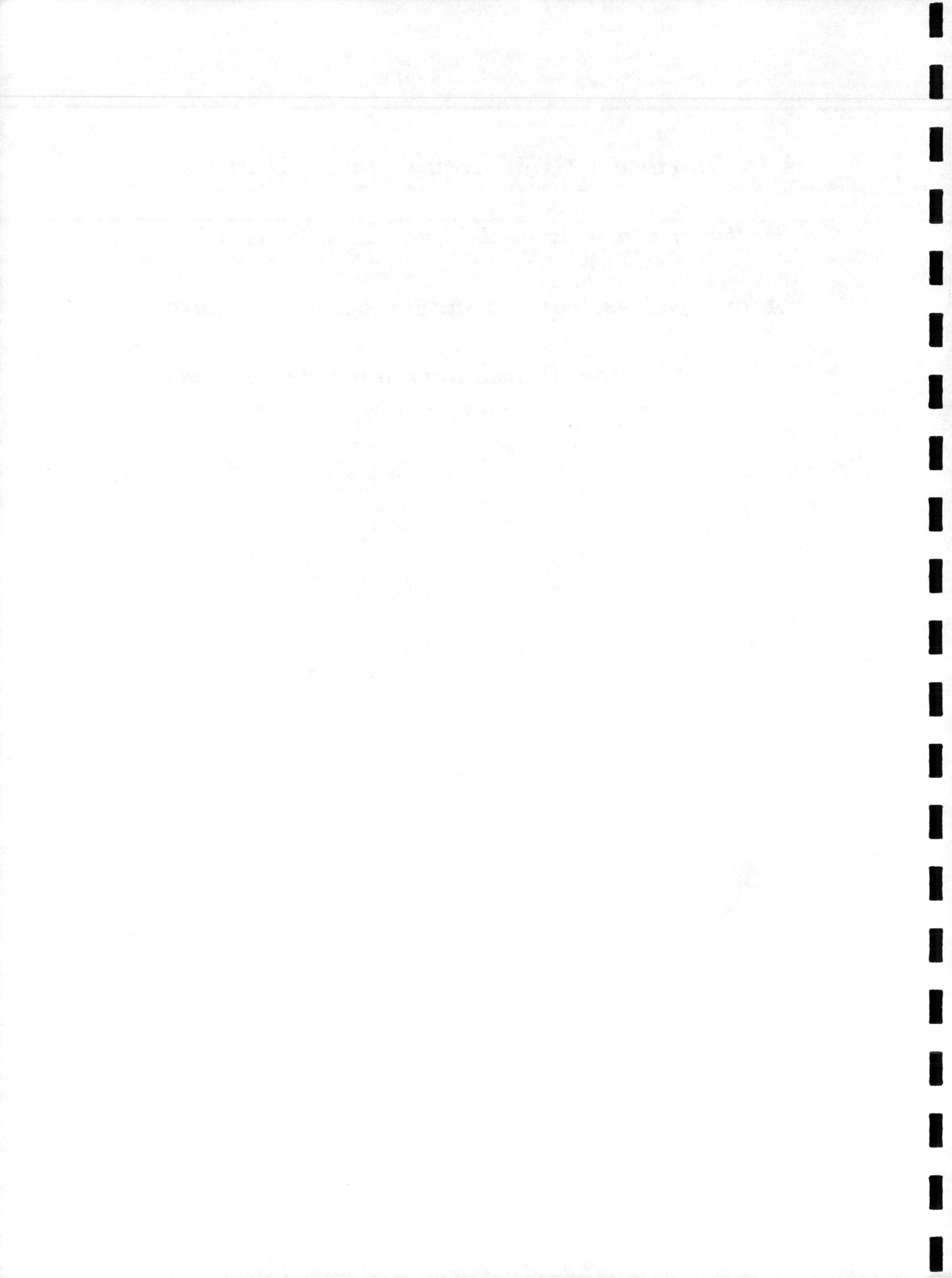
Roberto Vázquez Meza

A la Gloria del Gran Arquitecto del Universo

A Patty, y a nuestro bebé que viene en camino

A mis padres, con mi mayor agradecimiento

Al valor de mis hermanos de Chiapas



Agradecimientos

A los doctores D. José Alberto López García y D. José María Torrelles Arnedo, por haber co-dirigido esta tesis con dedicación, entusiasmo y sobre todo con mucha paciencia; por poner a mi disposición todos los recursos a su alcance para la realización de esta investigación, alentándome a actuar siempre con honestidad, y a esforzarme al máximo en busca de la excelencia. Su coordinación fue inmejorable. Gracias también por su sinceridad y comprensión a lo largo de este tiempo.

A la Agencia Española de Cooperación Internacional (AECI) del Ministerio de Asuntos Exteriores por concederme la beca para la realización de esta tesis, en particular las atenciones de la Jefa de la Departamento de Becas, Dña. Myriam Martínez.

A la Dirección General de Asuntos del Personal Académico de la UNAM, por concederme la beca complementaria, y de manera muy especial, la puntualidad y atenciones recibidas de su Subdirección de Formación Académica, a través de su titular, Ing. Magdalena Hernández y del Departamento de Becas al Extranjero.

A la Universidad Autónoma de Baja California, y su Facultad de Ciencias, por el apoyo recibido para obtener la beca de la AECI, a través de la Dirección General de Asuntos Académicos, que siempre se mantuvo en constante y atenta comunicación.

A todo el personal del IAA-CSIC, por su amabilidad en el trato, su amistad y por hacer mi estancia lo más agradable posible. Especialmente a su director, Dr. Rafael Rodrigo Montero, por todo el apoyo brindado para la realización de mi trabajo. Asimismo, al Departamento de Física Teórica y del Cosmos, de la Universidad de Granada, en especial a mi tutor, el Dr. Eduardo Battaner López, por todas sus atenciones.

A los doctores que han aceptado amable y entusiastamente formar parte de mi tribunal de tesis: Carlos Abia, Carlos Eiroa, Cesar Esteban, Yolanda Gómez, Luis F. Miranda, Inma Domínguez y José M. Vilchez.

Mi más sincero agradecimiento a los contribuyentes de España¹ y México, quienes aportaron los recursos de donde derivaron las becas y demás apoyo

¹Este trabajo recibió apoyo de la Junta de Andalucía y de las subvenciones a los proyectos PB92-0900 y PB95-0066 de la Dirección General de de Investigación Científica y Tecnológica (Ministerio de Educación y Cultura).

económico para la realización de este trabajo.

A los colaboradores de los diferentes artículos producidos durante mi estancia predoctoral, por compartir sus ideas con paciencia y comprensión; al equipo técnico del Observatorio Astronómico Nacional, UNAM (San Pedro Mártir, México), del Observatorio de Calar Alto, CAHA (Almería); del Observatorio del Roque de los Muchachos, IAC (La Palma), y del Very Large Array, NRAO (Socorro, EE. UU.), por su ayuda durante las temporadas de observación.

Con un especial aprecio quiero agradecer al Dr. Luis F. Miranda el compartir conmigo sus ideas, inquietudes y experiencias, las cuales han sido muy provechosas y de un valor incalculable para mi formación; asimismo por mantenerme siempre activo con sus discusiones científicas durante la ausencia física de mis "jefes" oficiales.

A los demás miembros del Departamento de Radioastronomía y Estructura Galáctica del IAA por su apoyo y amistad: Emilio, Antxon, Antonio, Lucas, José Luis, Guillem, André y Cristina G.

Al resto de mis amigos, españoles y mexicanos, que durante este tiempo hicieron patente su apoyo y sincera amistad: Cristina R., Angel, José Francisco, Mamen, César, Pepe "caguamanta", Carlos, Francisco Javier, Inma, Susana, Olga, Nacho M., Nacho C., Raúl "makanakis", Toñi, Leandro, Daniel, Mayte B., Héctor, René, Carolina, Ma. Elena, Mauricio, Lorenzo, Sandra, Maru, Octavio, Reimon M. y Emilio José², y por supuesto a toda mi familia, por sus muestras de cariño siempre alentadoras, por el apoyo brindado para venir a España y por atender todo tipo de asuntos "a distancia".

A mi esposa, Patricia, por haber compartido conmigo la culminación de nuestros estudios juntos, por su apoyo en todo momento y por darme un nuevo motivo para apreciar el milagro de la vida. Gracias por todo Patty, con todo mi ♡.

Esta tesis fue escrita completamente en el procesador de documentos LyX, de Matthias Ettrich (Universidad de Tübingen) y todo su equipo de cybercolaboradores. Algunas tablas fueron hechas con los macros de AAST_EX (American Astronomical Society), y las figuras fueron realizadas o tratadas con los paquetes WIP (James A. Morgan), SUPERMONGO (Patricia Moore) y XFIG (Supoj Suthanthavibul, et al.). Vaya mi reconocimiento a Linus Torvalds por haber ideado y desarrollado el Sistema Operativo LINUX, empleado para la realización de esta investigación. Este trabajo hizo uso de las bases de datos SIMBAD y ADS, del archivo de imágenes del HST y de los paquetes de reducción de datos astronómicos AIPS (NRAO) y IRAF (NOAO). Se reconoce la valiosa ayuda para esta investigación que supuso el utilizar el sistema gratuito de navegación por internet, NETSCAPE COMMUNICATOR (Netscape Communications Corporation).

²Mención especial por el "soporte" informático, realizado tan eficiente y entusiastamente. Chas gracias, bato.

Resumen

Se presentan varios estudios observacionales para diferentes nebulosas planetarias (NPs) que muestran evidencias (posibles o confirmadas) de la presencia de chorros bipolares, rotatorios y episódicos (BRETs). Se utilizan diversas técnicas observacionales para evaluar la eficacia de cada una de ellas en la determinación de la naturaleza de los BRETs, encontrando que, actualmente, la espectroscopía óptica de rendija larga y alta dispersión (auxiliada de imágenes ópticas o de radio), es la más exitosa. Se presentan las observaciones que dieron como resultado el descubrimiento de la NP de mayor extensión angular conocida hasta ahora, KJPN 8, y la espectroscopía de baja dispersión de algunas de sus zonas más importantes. Se realiza una búsqueda de BRETs en NPs jóvenes. Se encuentra que los BRETs se producen en un amplio intervalo de edades evolutivas, detectando por primera vez posibles evidencias de un BRET en una NP de muy alta excitación, NGC 4361. Se realiza un estudio en la radiolínea de recombinación $H92\alpha$ sobre la NP NGC 2440, detectándose emisión sólo en la región central. Se obtienen los parámetros físicos de esa región y su cinemática, siendo ésta compatible con estudios ópticos previos. Se estudia la viabilidad de observar con esta misma técnica una muestra de NPs con presencia aparente o confirmada de BRETs. Se realiza un estudio cinemático de NPs con "*simetría puntual*", encontrando que sus estructuras morfológicas y cinemáticas se pueden explicar como la acción de BRETs. Se discute acerca de la dificultad de los modelos actuales para proponer observaciones que puedan probar su fiabilidad en la descripción del fenómeno de BRET. Finalmente se plantean los problemas que será posible resolver con el advenimiento de las mejoras planeadas en los recursos observacionales.

Prefacio

En esta tesis se intentó traducir la mayoría de los tecnicismos del inglés al castellano, excepto en los casos en que su uso está tan arraigado en el campo de estudios, que se prefirió conservar los términos originales para evitar confusiones al lector. Sin embargo, cuando alguno de estos términos aparece por primera vez, se incluye su traducción al castellano como pie de página. Todas las palabras que se usan en su forma original en inglés (o excepcionalmente en algún otro idioma) aparecen con el tipo de fuente *cursiva* o *itálica*, a excepción de los acrónimos. Para la traducción de términos se usó del Diccionario de la Real Academia Española, el Diccionario Inglés-Español Williams y el *Multilingual Supplement to the Astronomy Thesaurus* (Comisión No. 5 de la Union Astronómica Internacional). Las palabras en castellano de uso común, y por lo general no científico, que en algunos casos se usan para dar un sentido más claro a las descripciones, aparecen también con letras cursivas pero entre comillas. Los nombres de los paquetes informáticos y direcciones de internet se escriben con el tipo de fuente NOMINAL. El tratamiento de citas y referencias se realiza como es habitual en la literatura astronómica. Las tablas y figuras se enumeran de acuerdo a su capítulo y a su número secuencial. La mayoría de los letreros de las figuras están en inglés debido a que éstos están tomadas de los artículos originales relacionados con cada capítulo. Para los valores numéricos se ha preferido usar el punto “.” para separar fracciones decimales y la coma “,” para separar los millares, con el fin de evitar confusiones con los datos de las publicaciones internacionales. Cuando el símbolo λ antecede a un número que no lleva unidades, se entenderá que se trata de Å. Como es habitual en libros y artículos astronómicos, el adjetivo “galáctico” se usará con la primera letra mayúscula si se refiere a la Vía Láctea en particular.

Índice General

1	Introducción	3
1.1	Chorros bipolares, rotatorios y episódicos	5
1.2	Modelos teóricos	9
1.3	Técnicas observacionales utilizadas	10
1.4	Estructura de la tesis	13
2	El descubrimiento de un BRET en KJPn 8	17
2.1	Estudios previos	17
2.2	Observaciones	17
2.3	Resultados y discusión	22
2.4	Estudios posteriores	33
2.5	Conclusiones	35
3	BRETs en NPs jóvenes	37
3.1	Estudios previos	37
3.2	Observaciones	39
3.3	Resultados	40
3.4	Discusión	47
3.5	Conclusiones	51
4	NGC 4361: Un BRET de alta excitación	53
4.1	Estudios previos	53
4.2	Observaciones	54
4.3	Resultados	62
4.4	Discusión	63
4.5	Conclusiones	66
5	Estudio en radiocontinuo y H92α de NGC 2440	67
5.1	Estudios previos	67
5.2	Observaciones	69
5.3	Resultados y discusión	70
5.4	Consideraciones generales	76
5.5	Conclusiones	79

6	Búsqueda de BRETs en radiocontinuo	83
6.1	Antecedentes	83
6.2	Observaciones y resultados	83
6.3	Discusión sobre fuentes individuales	86
6.4	Comentarios generales	91
6.5	Emisión esperada en la RRL H92 α	92
6.6	Conclusiones	93
7	Cinemática de NPs con SP	95
7.1	Estudios previos	95
7.2	Observaciones y resultados	96
7.3	Discusión sobre fuentes individuales	96
7.4	Discusión general	106
7.5	La SP como una clase	110
7.6	Conclusiones	111
8	Discusión general	113
8.1	Colimación y precesión	113
8.2	Técnicas observacionales y trabajo futuro	114
9	Conclusiones generales	117
A	Trabajos y artículos producidos	119
A.1	Cuadro de participaciones.	119
A.2	Publicaciones.	120
B	Recursos utilizados.	121
B.1	Centros de investigación	121
B.2	Observatorios	121

Capítulo 1

Introducción

Una nebulosa planetaria (NP¹) es el sistema formado por una estrella evolucionada (originalmente de poca o mediana masa, $0.8 \lesssim M/M_{\odot} \lesssim 10$) y una envoltura de gas ionizado. También es frecuente que se use el término de NP para referirse sólo a la envoltura, mientras que a la estrella se le denomina “*estrella central*” o “*núcleo*” de la NP.

Las envolturas de gas ionizado de las NPs, son material de baja densidad eyectado en las etapas finales del desarrollo de las estrellas de poca o mediana masa. También se refiere como NP a la fase evolutiva de dichas estrellas en la cual se desarrolla este sistema. La fase de NP es posterior a la de AGB², y anterior a la de “*Enana Blanca*”, y su duración es de $\sim 2.5 \times 10^4$ años. La velocidad de expansión típica de las envolturas de las NPs es de 20 km s^{-1} a 40 km s^{-1} . Sus intervalos de densidad y temperatura son del orden de 1 cm^{-3} a 10^5 cm^{-3} y de 5,000 K a 20,000 K, respectivamente, mientras que la temperatura superficial de las estrellas centrales está entre 25,000 K y 300,000 K.

El espectro de emisión de las NPs está dominado por líneas de recombinación de H y He, y por las líneas prohibidas de O, N, S, Ne y Ar, principalmente. Asimismo, también presenta emisión en el continuo desde el ultravioleta (UV) lejano hasta las radiofrecuencias.

Un modelo que ha sido muy importante para entender el proceso de formación de NPs, es el de “*Interacción de Vientos Estelares*” (ISW³). En dicho modelo se supone que la estrella pierde masa mediante un viento isotrópico, denso y lento ($\sim 10 \text{ km s}^{-1}$) cuando se encuentra en su etapa AGB. Durante esta etapa, las capas externas de la estrella se expanden, mientras que el núcleo se contrae y se calienta. El viento lento termina por eyectar toda la materia de las capas externas dejando al descubierto al núcleo, el cual, dadas las condiciones físicas que ha alcanzado, enciende una emisión de radiación UV.

Un segundo viento menos denso y de muy alta velocidad ($\sim 2000 \text{ km s}^{-1}$), se

¹NPs (plural); en inglés *Planetary Nebula* (PN), *Planetary Nebulae* (PNs y/o PNe, plural).

²AGB: *Asymptotic Giant Branch*.

³ISW: *Interacting Stellar Winds* (Kwok, Purton y FitzGerald 1978).

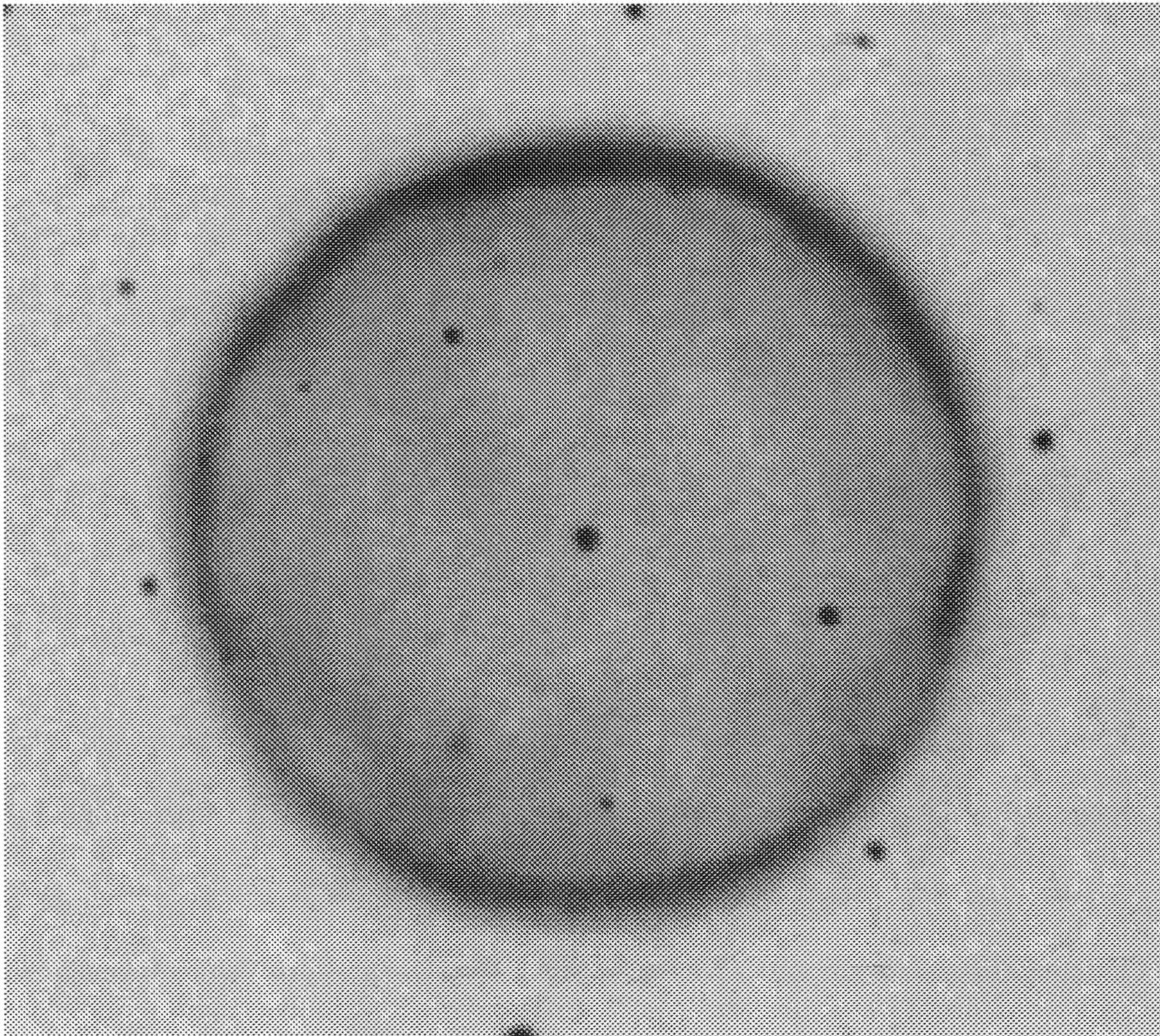


Figura 1.1: La NP Abell 39. Uno de los pocos ejemplos conocidos de NPs esféricas. Imagen cortesía de G. Jacoby, NOAO.

produce debido a la presión de radiación de los fotones UV. Este viento rápido alcanza al lento e interaccionan mediante un frente de choque, el cual forma una envoltura de mayor densidad y temperatura. La velocidad de expansión de esta envoltura es de $\sim 30 \text{ km s}^{-1}$. La radiación UV fotoioniza la envoltura, y los electrones liberados se recombinan en cascada, produciéndose emisión de radiación menos energética (óptico y radio).

Este modelo pudo reproducir con éxito las velocidades de expansión observadas en las envolturas de las NPs. La existencia del viento lento era ya evidente en los halos que rodean a estas nebulosas, mientras que la suposición de un viento rápido se confirmó con la puesta en marcha del IUE⁴. Con este instrumento se observaron perfiles tipo P Cygni en los núcleos de NPs, mostrando evidencias de la presencia de vientos estelares con velocidades terminales desde 1000 a 4000 km s^{-1} .

Basados en este modelo, Balick, Preston y Icke (1987a) propusieron que la formación de nebulosas elípticas y bipolares, se debe a una eyección del viento lento preferentemente ecuatorial, lo que produce un contraste de densidad con respecto a las regiones polares. El segundo viento es enfocado hacia los polos debido al contraste de densidad, produciéndose entonces las morfologías elíptica y bipolar.

1.1 Chorros bipolares, rotatorios y episódicos

Como resultado de un incremento sustancial en la sensibilidad y la resolución de las observaciones, en los últimos seis años se han estado detectando estructuras colimadas cuya morfología y cinemática son imposibles de reproducir satisfactoriamente por el modelo de ISW.

Tal es el caso de las NPs elípticas con *ansae* o FLIERs⁵ (e.g. Balick et al. 1993), NPs “cuadripolares” (Manchado Stanghellini y Guerrero 1996a), BRETs⁶ (e.g. Miranda y Solf 1992; López, Roth y Tapia 1993a; véase López 1997 para una revisión) y NPs con SP⁷ (e.g. Schwarz 1993). El descubrimiento de estos nuevos fenómenos ha alterado sustancialmente nuestra concepción sobre la formación y evolución de las NPs, por lo que es necesario realizar los estudios correspondientes para comprender los mecanismos que los producen.

Esta tesis trata sobre las NPs con BRETs. Un BRET es un grupo de dos o más pares de estructuras colimadas las cuales presentan simetría bipolar con

⁴IUE: *International Ultraviolet Explorer*, Satélite Internacional de Exploración UV.

⁵FLIER: *Fast Low-Ionization Emission Region*, Región rápida de emisión de baja ionización; FLIERs (plural).

⁶BRET: *Bipolar Rotating Episodic Jet*, Chorro bipolar, rotatorio y episódico; BRETs (plural).

⁷PS: *Point-symmetry*, “Simetría puntual” o “simetría de punto”. Consiste en tener pares de condensaciones alineadas con el núcleo, de modo que éste quede en medio de ellas. Véase el Capítulo 7 para una explicación más general.

respecto al centro, tanto espacial como espectralmente, y cuyo eje de eyección muestra evidencias de haber precesado o rotado entre cada evento. Generalmente, la eyección de BRETs parece ser episódica en vez de continua. El término lo introdujimos en 1995 para describir a la NP KJpN 8 (véanse el Cap. 2 de esta tesis y el artículo surgido del mismo por López, Vázquez y Rodríguez 1995).

En algunos casos, los BRETs pueden verse claramente relacionados con otro tipo de microestructuras, tal como pueden ser las NPs con SP. La SP fue introducida formalmente como una clase morfológica de NPs por Stanghellini, Corradi y Schwarz (1993) para distinguir aquellos objetos en el catálogo de Schwarz, Corradi y Melnick (1992) que mostraban núcleos elípticos relativamente compactos, y pares de condensaciones exteriores prominentes dispuestas en una simetría de reflexión con respecto al centro geométrico de la nebulosa. Anteriormente, Gurzadyan (1969), ya había clasificado previamente a las NPs con estructuras de SP como “Sp” y “Sz”, es decir, “clase espiral” y “clase espiral con forma de Z”, respectivamente. Cabe destacar que la denominación de BRET se refiere a una descripción **fenomenológica**, mientras que la SP es una descripción **morfológica**, por lo que no se excluyen una a la otra. De hecho, en algunos casos donde existen información cinemática de las condensaciones con SP, su interpretación se relaciona con el fenómeno de BRET. Por lo tanto, es posible que las NPs con SP sean un caso particular de BRET. En el Capítulo 7 se presenta un estudio cinemático realizado sobre una muestra de NPs con SP.

El caso típico de un BRET es el de la NP Fleming 1 (Fig. 1.2). Las condensaciones externas que rodean a este objeto fueron descubiertas por López et al. (1993a) y posteriormente se les realizó un estudio cinemático (López, Meaburn y Palmer 1993b; Palmer et al. 1996). Las observaciones se ajustaron con un modelo balístico en donde los chorros son eyectados a una velocidad de 85 km s^{-1} . Anteriormente, Miranda y Solf (1992) ya habían sugerido que un sistema binario podría ser el causante de la estructura morfológica y cinemática observada en la NP NGC 6543 (Fig. 1.3), otro ejemplo de BRET, que muestra chorros bipolares moviéndose con velocidades de $\sim 200 \text{ km s}^{-1}$. Su interpretación involucraba a la compañera binaria de una estrella evolucionada como coadyuvante para la formación de un disco de acrecimiento. Si el plano orbital no coincidía con el plano del disco de acrecimiento, éste se vería obligado a precesar. Dado que el disco estaría colimando el flujo del viento estelar de la binaria, se producirían entonces chorros colimados y precesantes. Posteriormente, Schwarz (1992) también invocó la presencia de un sistema binario para explicar los choques a proa bipolares relacionados con M 1-16. López (1997) lista un conjunto de 30 NPs que muestran características potenciales o confirmadas de BRETs.

El fenómeno de BRET no es exclusivo de las NPs. Se han observado BRETs en proto-NP (Morris y Reipurth 1990), objetos Herbig-Haro (HH; Martí, Rodríguez y Reipurth 1993), YSOs⁸ (Scarrott, Draper y Tadhunter 1993), sistemas binarios

⁸YSO: *Young Stellar Object*, objeto estelar joven; YSOs (plural).

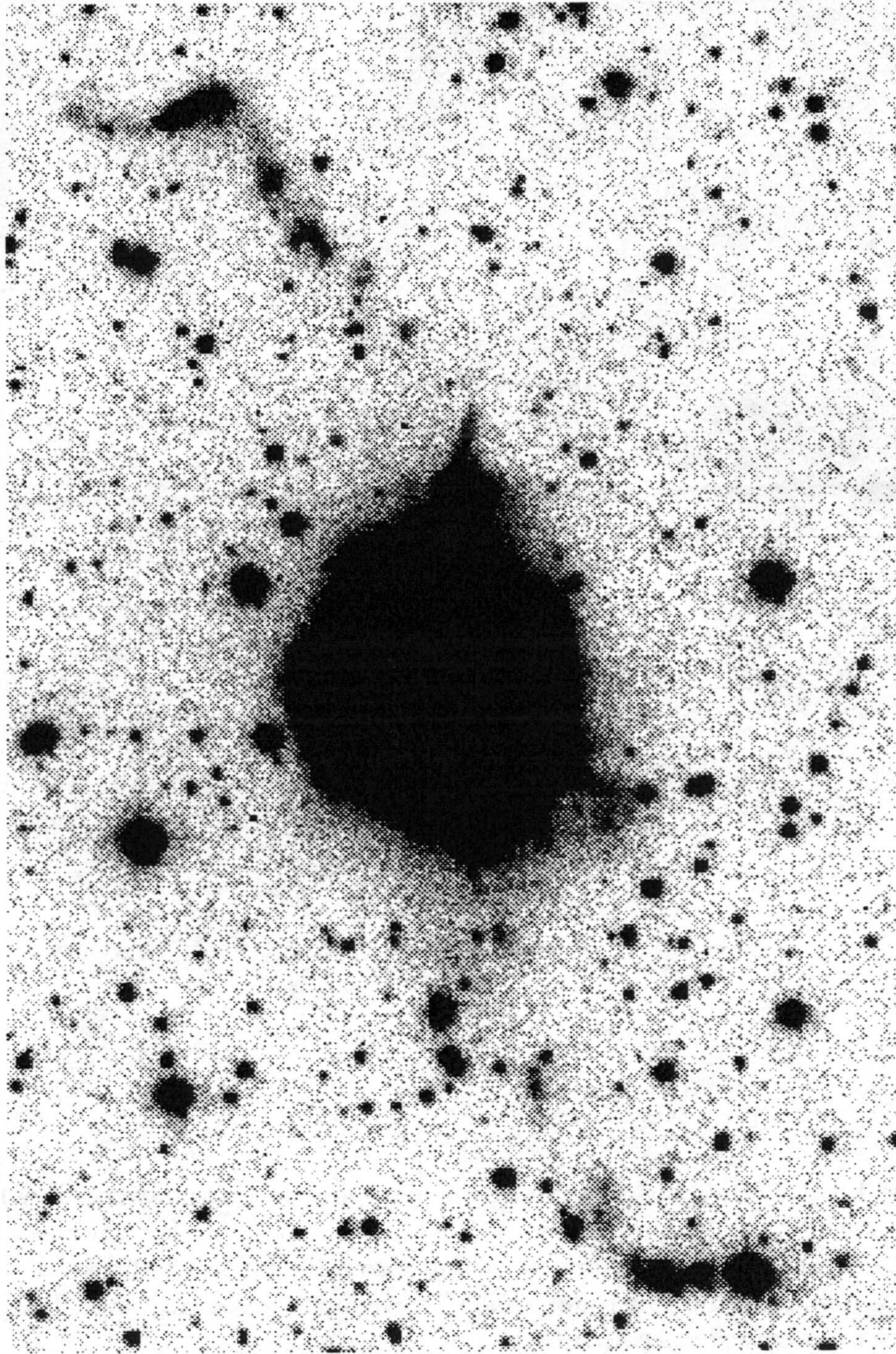


Figura 1.2: La NP Fleming 1 es el prototipo de BRET. Se han deducido velocidades de eyección de 85 km s^{-1} , y masas de las condensaciones de entre 6×10^{-4} a $1.2 \times 10^{-3} M_{\odot}$. Imagen tomada de López, Roth y Tapia (1993a).

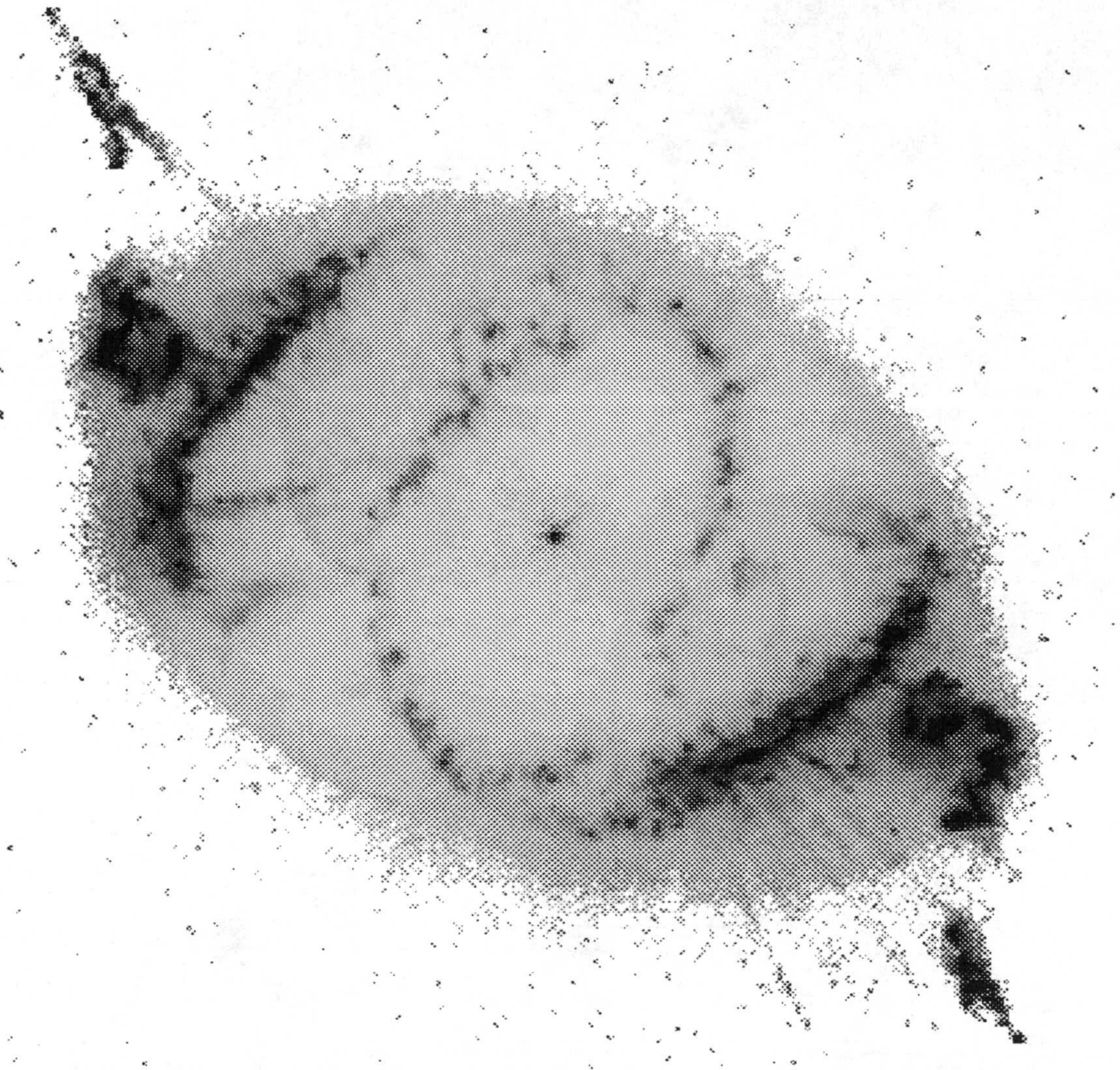


Figura 1.3: La NP NGC 6543. Otro de los ejemplos más dramáticos de NPs con BRET. El estudio de Miranda y Solf (1992) determinó que los chorros en esta nebulosa se están moviendo a una velocidad entre 130 km s^{-1} y 255 km s^{-1} . Imagen tomada del archivo público del Space Telescope Science Institute, Baltimore, EE. UU. ([HTTP://WWW.STSCI.EDU](http://www.stsci.edu)).

de rayos X (Vermeulen 1993) y AGNs⁹ (e.g., Laing y Bridle 1987; Gómez et al. 1998). Actualmente es difícil encontrar un origen común para los chorros precesantes que explique todos estos casos.

Debido a la alteración que el fenómeno de BRET representa en nuestro entendimiento de la formación y evolución de NPs, y a que aún no se sabe exactamente cuales son los mecanismos y las condiciones en que se produce, es necesario realizar estudios tendientes a caracterizar a este fenómeno, ampliando el número de casos detectados, y obteniendo la mayor cantidad de información física sobre ellos.

1.2 Modelos teóricos

Hasta ahora se han realizado dos tipos de modelos que pueden aplicarse en el estudio de los BRETs: los que tratan sobre la evolución de chorros precesantes sin atender su origen y los que intentan explicar tanto la producción del chorro como su precesión.

Modelos de chorros que precesan

1. **Chorro de velocidad y dirección variable** (Raga y Biró 1993): Suponen chorros cuya velocidad y dirección de la eyección varían con el tiempo. Se muestra una aproximación analítica para choques fuertes, densidades altas y flujos "cuasibalísticos", así como simulaciones numéricas bidimensionales. Un resultado interesante de este estudio es que para el régimen en el cual el cambio angular entre eyecciones es mayor que el recíproco del número de Mach de la superficie de trabajo, se forma una estructura de condensaciones perpendiculares a su dirección de propagación, tal y como se observa en Fleming 1. Esto se debe a la formación de dos frentes de choque, uno sobre el chorro y el otro sobre el gas ambiente. Los autores de este modelo proponen su aplicación para chorros "pesados" (es decir, más densos que el medio circundante), haciendo un énfasis especial en objetos HH, aunque sus aplicaciones podrían extenderse al caso de las NPs.
2. **Chorros precesantes y episódicos** (Cliffe et al. 1995): Presentan los primeros resultados de un estudio detallado sobre la evolución de chorros precesantes y episódicos a través de simulaciones numéricas utilizando un código hidrodinámico tridimensional. La finalidad del modelo es estudiar la hidrodinámica básica que conduce a la formación de la SP. Utilizando los parámetros correspondientes para Fleming 1 (tomados de López et al. 1993a, 1993b), los autores pueden reproducir las dos cadenas de condensaciones con SP, características de este objeto. Otro resultado interesante

⁹AGN: *Active Galactic Nucleus*, Núcleo de galaxia activa, AGNs (plural).

es que los choques a proa individuales se pueden fundir en una estructura gaseosa que englobe cada una de las cadenas de condensaciones en un lóbulo, manteniendo la SP entre ambos. Los autores consideran que es muy probable que este fenómeno sea real ya que existen objetos que muestran esta morfología (véase la Fig. 1.4).

Modelos originarios de chorros con cambio de dirección

1. **Disco con inestabilidad de autoalabeo inducido por radiación** (Livio y Pringle 1996): Consideran que la SP se debe a un chorro bipolar “*tambaleante*”¹⁰. Prefieren usar ese término al de “*precesante*”, ya que la precesión implica un movimiento periódico definido, mientras que el “*tambaleo*” es menos restringido y suficiente para producir la morfología de SP. Se basan en el modelo de evolución de un sistema binario cercano propuesto por Soker y Livio (1994) en donde se sugiere que un disco de acrecimiento se forma inmediatamente después de la fase de “*envoltura común*”. Si el disco de acrecimiento es iluminado por una fuente de radiación en su centro, puede inducirse un alabeo, incluso si el disco era originalmente plano. El alabeo se debe al momento de par de fuerzas ejercido sobre el disco por la reacción de la radiación, la cual es reemitida desde la superficie del disco (véase Petterson 1977; Iping y Petterson 1990; Pringle 1996). Los cálculos numéricos basados en este modelo (Livio y Pringle 1997) demuestran que es factible que este fenómeno ocurra en NPs, y que además es capaz de reproducir la morfología de los objetos con SP.
2. **Vientos estelares magnetizados** (García-Segura 1997): Trata de simulaciones hidrodinámicas tridimensionales de NPs, en donde los vientos rápidos de la estrella en su fase post-AGB producen chorros y *ansae* vía colimación magnética. Los chorros y *ansae* se forman en las regiones polares como resultado de la estructura toroidal de un viento magnetizado. El modelo no necesita de la existencia de acumulamientos ecuatoriales de materia (discos o toroides). Los chorros precesantes se producen cuando este esquema se aplica a estrellas precesantes. Si la precesión es causada por una fuerza de marea, sólo se requiere de un sistema binario, no necesariamente de estrellas binarias cercanas, como es el caso de los modelos de “*envoltura común*”.

1.3 Técnicas observacionales utilizadas

En esta tesis se presenta un conjunto de estudios observacionales realizados con diferentes técnicas. El objetivo es tratar de aportar mayor información física

¹⁰En inglés, *wobbling*.

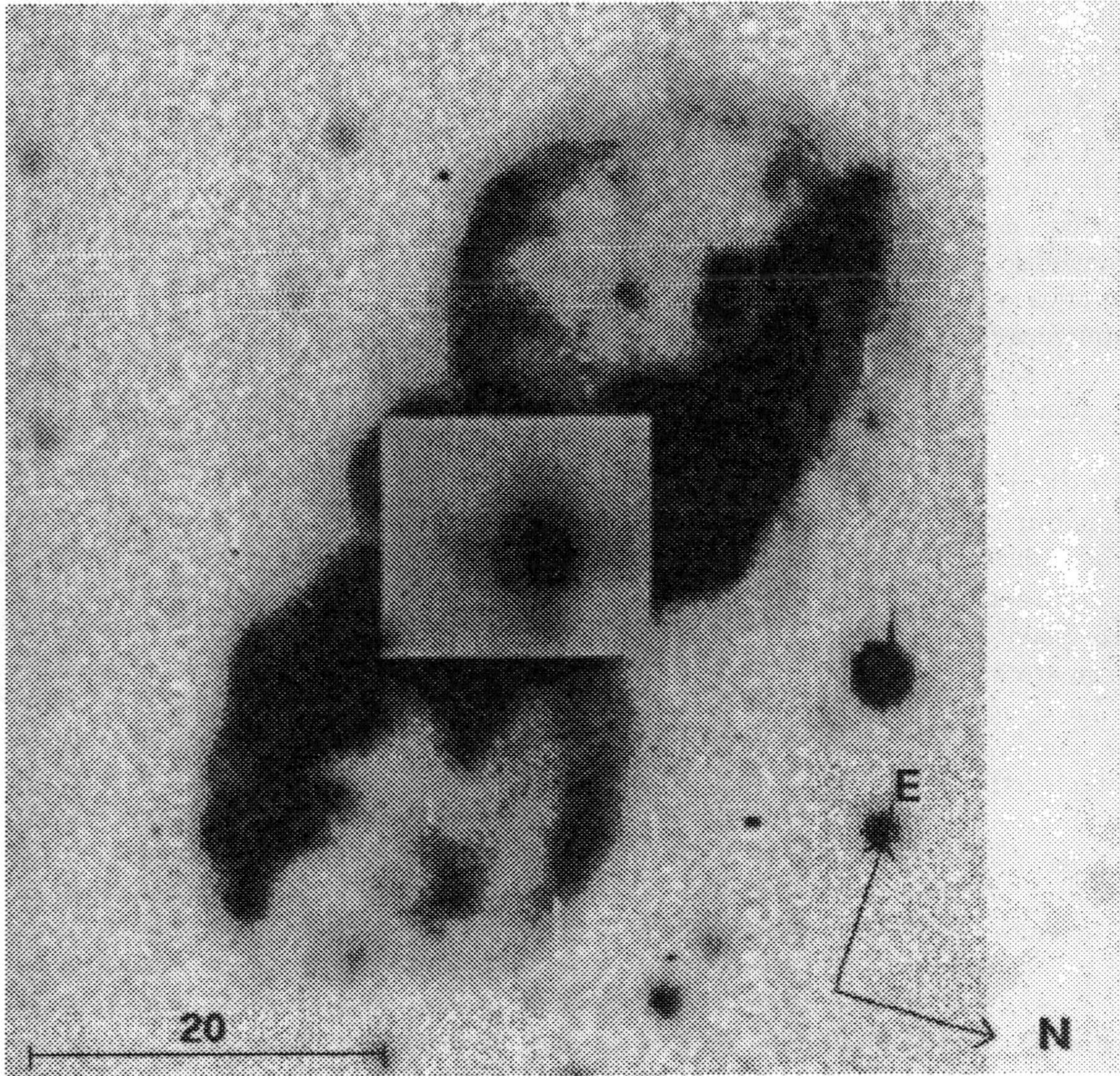


Figura 1.4: Imagen de la NP Hb 5, en donde se muestra la SP dentro de una estructura bipolar. Tomada de Schwarz et al. (1992).

sobre una variada muestra de NPs en las cuales está comprobada o se presume la existencia de BRETs. Asimismo, se intenta determinar la eficacia de las técnicas observacionales para la detección e identificación de este fenómeno. No es posible caracterizar el fenómeno de BRET si la información física y cinemática, que se encuentra actualmente sobre ellos, es escasa. De ahí la importancia de estudiar los casos conocidos de NPs con BRETs de forma sistemática, y de ampliar la muestra de ejemplos mediante observaciones de búsqueda hacia objetos con morfología sugerente.

A continuación se resumen las técnicas observacionales utilizadas en esta tesis.

Imagen directa CCD¹¹. Colecta la radiación emitida por el objeto en longitudes de onda del visible en un fotodetector bidimensional de estado sólido (CCD) a través de un telescopio óptico. La luz se hace pasar por filtros fabricados para transmitir preferentemente la radiación de una determinada transición atómica. En el caso de las NPs, una imagen con un filtro de H α traza las regiones de gas fotoionizado mientras que las imágenes con filtros en líneas prohibidas trazan las zonas excitadas colisionalmente. En ese caso, tenemos imágenes de [O III] proporcionando información sobre las regiones de más alta excitación e imágenes en [N II], [S II] y [O II] correspondiendo a zonas de baja excitación. También se puede rescatar información acerca de estructuras apenas perceptibles en las imágenes individuales, haciendo cocientes de imágenes (e.g., Corradi et al. 1996; Miranda et al. 1998).

Espectroscopía óptica de rendija larga. Se hace pasar el haz de luz proveniente del objeto por una rendija $\gtrsim 1'$ de largo y con ancho variable (regularmente menor o igual al tamaño del *seeing*¹²). La luz que pasa por la rendija se hace incidir sobre una rejilla de difracción a través de un colimador. La dispersión proporcionada por la rejilla forma un espectro bidimensional sobre el detector. Esta técnica es muy útil para obtener espectros de diferentes regiones de objetos extendidos. La espectroscopía de baja dispersión se utiliza para obtener espectros que cubran grandes intervalos en longitud de onda. Esto permite conocer, las condiciones físicas y abundancias químicas, de cada zona, mediante el cociente de ciertas líneas espectrales. Además, pueden dar información acerca de la naturaleza de la emisión (fotoionización, excitación colisional, etc.). En el caso de la espectroscopía de alta dispersión (foco *coudé* y *echelle* sin dispersión cruzada) se trata de obtener una alta resolución espectral para obtener el campo de velocidades de las zonas por donde pasa la rendija. El uso de la espectroscopía óptica de rendija larga de alta resolución espectral y espacial es uno de los métodos más poderosos para identificar las diferentes componentes presentes en una NP, deducir sus propiedades cinemáticas y de emisión y obtener estimaciones de su edad cinemática (e.g. Miranda y Solf 1992; Miranda 1995; López et

¹¹CCD: *Charge Coupled Device*, dispositivo de carga acoplada.

¹²Efecto de deformación de la visión en observaciones astronómicas ópticas debido a la turbulencia atmosférica.

al. 1997; López et al. 1998). Además, los espectros de rendija larga complementados con imagen directa u observaciones en radiocontinuo de alta resolución espacial permiten obtener una visión muy detallada de la estructura morfológica y cinemática de NPs jóvenes (e.g., Miranda, Torrelles y Eiroa 1996).

Radiocontinuo. Se trata de estudiar la emisión libre-libre proveniente del gas ionizado que forma las NPs. La radiación se produce por la interacción entre un electrón y un ion, en la cual se libera parte de la energía cinética del electrón debido al cambio en su trayectoria libre. Esta radiación también se conoce como “radiación de frenado” o *bremsstrahlung*. Por otra parte, la emisión de radiocontinuo es ópticamente delgada para las condiciones físicas prevalecientes en las NPs, por lo que su cartografiado equivale a trazar las regiones de mayor densidad reproduciendo así su morfología. Dado el tamaño angular de las NPs, resulta más adecuado para su observación el uso de un interferómetro. En las observaciones presentadas en esta tesis se hizo uso del conjunto de radiotelescopios *Very Large Array* (VLA) del *National Radio Astronomy Observatory* (NRAO¹³), utilizándolo en la frecuencia de $\lambda 3.6$ cm.

Radiolíneas de recombinación (RRLs¹⁴). Consiste en observar la emisión de radio proveniente de la recombinación de electrones en un gas ionizado. Cuando un ion atrapa a un electrón libre, éste puede haber caído en un nivel de energía superior al fundamental. La diferencia de energía entre ambos niveles será liberada mediante un proceso de recombinación en cascada, en el que el electrón irá dando saltos hacia niveles más bajos, tendiendo hacia el fundamental. La energía del fotón que se emite en cada uno de estos saltos, y que identifica a la línea espectral, corresponde a la de la diferencia entre niveles. La observación de líneas sirve para conocer la cinemática del objeto observado mediante efecto Doppler, la temperatura electrónica por la comparación entre flujos de línea y continuo, y las abundancias químicas del helio y algún otro elemento detectado. En el caso del VLA, la observación en línea espectral supone la realización de varios mapas a diferentes frecuencias que unidos forman un cubo de datos, el cual se puede procesar como un solo conjunto. En particular, para la observación de NPs, la línea H92 α (transición del nivel 93 al 92 del hidrógeno) parece ser la más adecuada, ya que su frecuencia coincide con la banda X del VLA ($\lambda 3.6$ cm), que actualmente es la más sensible del sistema.

1.4 Estructura de la tesis

En el **Capítulo 2** se presenta el estudio realizado a KJpN 8. Esto incluye el descubrimiento, mediante imagen directa, de una espectacular estructura bipolar con características de BRET a su alrededor, su detección en radiocontinuo y la

¹³El NRAO es operado por Associated Universities Inc., bajo un acuerdo cooperativo con la National Science Foundation de los Estados Unidos de América.

¹⁴RRL: *Radio Recombination Line*; RRLs (plural).

espectroscopía de rendija larga y baja dispersión realizada sobre algunas de las regiones más relevantes. El trabajo expuesto en este capítulo ha sido publicado en dos artículos de investigación (López et al. 1995; Vázquez, Kingsburgh y López 1998). Este descubrimiento es de gran importancia, ya que marca el inicio de una búsqueda sistemática de BRETs en NPs, acuñando simultáneamente el acrónimo que describe a este fenómeno. Los estudios de otros autores, posteriores al descubrimiento, se resumen en la sección final de este capítulo.

Para tratar de obtener información acerca de los orígenes de los BRETs, se ha realizado una búsqueda de BRETs en cuatro NPs jóvenes (Cn 3-1, M 3-27, IC 2149 y M 1-16) mediante observaciones en radiocontinuo con alta resolución angular. Los resultados de este estudio se presentan en el **Capítulo 3**. Para Cn 3-1 y M 3-27 existía información cinemática derivada de espectroscopía óptica que se complementó con los datos de radio. En el caso de IC 2149, se realizaron observaciones espectroscópicas originales. Los resultados de este estudio muestran evidencias de que los BRETs se generan desde las etapas más tempranas de la formación de las NPs. Parte del trabajo de este capítulo contribuyó al artículo de Miranda et al. (1997), y otra parte se encuentra en preparación para su publicación (Vázquez et al. 1998a).

En el **Capítulo 4** se describe el caso de NGC 4361, una NP muy evolucionada que presenta indicios morfológicos de la presencia de un BRET. Se realizaron observaciones de imagen directa, espectroscopía de alta dispersión y radiocontinuo. Aunque los resultados no son concluyentes, sugieren la posibilidad de la existencia de un BRET en esta nebulosa. De ser así, estaríamos ante un caso único en el que un BRET presenta una ausencia total de líneas de [N II], indicando que este fenómeno se presenta incluso en NPs muy evolucionadas. Este capítulo ha dado origen a un artículo de investigación (Vázquez et al. 1998b).

Las características morfológicas y cinemáticas son muy importantes para la identificación de un BRET como tal. Con el fin de estudiar simultáneamente estos atributos, además de sus condiciones físicas, se realizó un estudio sobre NGC 2440 en la RRL H92 α . Los resultados se muestran en el **Capítulo 5**. La línea se detectó en la región central, de donde se obtuvo la temperatura electrónica, abundancia de helio y cinemática. También fue posible reconstruir una imagen del continuo a $\lambda 3.6$ cm para toda la nebulosa y compararlo con una imagen en H α , obteniendo un mapa de extinción relativa. Los parámetros físicos y la cinemática obtenidos resultan comparables con estudios ópticos previos. Se corrobora que esta técnica es muy poderosa, aunque en la actualidad sólo se pueden estudiar las regiones más intensas de las NPs, debido a problemas de sensibilidad. Los resultados de este capítulo produjeron el artículo de Vázquez et al. (1998c).

Es importante destacar que extender el estudio de BRETs a otras longitudes de onda, en particular el radio, posibilita que se detecten algunas características que no puedan ser visibles en el óptico, ya sea porque no emiten en esas longitudes de onda, o porque su emisión esté fuertemente afectada por extinción.

Con este fin y dada la valiosa información obtenida en el estudio del capítulo anterior, se realizó una búsqueda de BRETs en radiocontinuo sobre una muestra de NPs. Se obtuvieron sus parámetros físicos y se estimó su posible detección en H92 α . Se encuentran algunos candidatos que satisfacen las condiciones mínimas de sensibilidad y que podrían ser observados con esta técnica. Los resultados de este estudio se muestran en el **Capítulo 6**.

El número limitado de casos de BRETs en los que se ha estudiado su morfología y cinemática, impide por el momento la realización de estudios estadísticos. De acuerdo con la sección 1.1, las NPs con SP son candidatos ideales para evaluar su consistencia con BRETs. Es por ello que en el **Capítulo 7** se presenta un estudio cinemático de cuatro NPs con SP realizado mediante espectroscopía óptica de alta dispersión. Aunque las velocidades de las condensaciones con SP son muy bajas, el reflejo de esta simetría en los mapas de posición *vs.* velocidad indica un mecanismo de tipo BRET como el más indicado para producir la morfología de las cuatro NPs. Se discute sobre el valor actual de la SP como una clase morfológica principal. Los resultados de este capítulo han producido un artículo de investigación (Guerrero, Vázquez y López 1999).

Una discusión general acerca de los BRETs, sus características y los principales resultados del trabajo se presenta en el **Capítulo 8**. Además, se discute la eficacia de los diferentes métodos observacionales utilizados y las líneas de trabajo futuro en este campo.

Las conclusiones generales de este trabajo se presentan en el **Capítulo 9**, mientras que los apéndices A y B muestran los trabajos producidos y los recursos científicos utilizados para la elaboración de esta tesis.

Capítulo 2

El descubrimiento de un BRET en KJPn 8

2.1 Estudios previos

La región central de KJPn 8 (K 3-89, NPG 112.5-00.1) fue identificada como NP por Kazarian y Parsamian (1971) y ha sido considerada como una verdadera NP por Kohoutek (1972), Sabbadin (1986) y Acker et al. (1992). Zijlstra, Pottasch y Bignell (1989) incluyen este objeto en su reconocimiento de NPs en 5 GHz, pero fueron capaces de encontrar una límite superior para su flujo de ~ 1 mJy. Ningún estudio exclusivo acerca de este objeto había sido publicado hasta antes del trabajo de LVR95.

2.2 Observaciones

2.2.1 Imagen directa CCD

La nebulosa que rodea al objeto previamente identificado como KJPn 8, fue descubierta el 14 de septiembre de 1994 con el telescopio de 2.1 m (f/7.9) del OAN-UNAM. Se utilizó un detector CCD Tektronix de 1024×1024 pixeles (López, Gutiérrez y Valdez 1995a) y la rueda de filtros MEXMAN (López et al. 1995b). El campo nominal del detector fue de $5'.12 \times 5'.12$, con pixeles de $24 \mu\text{m}$ por lado ($0'.3 \text{ pixel}^{-1}$). En la Fig. 2.1 se muestra un mosaico compuesto por nueve imágenes que cubre la extensión total de la nebulosa. Las imágenes se obtuvieron a través de un filtro centrado en $\text{H}\alpha$ (11 \AA FWHM¹).

También se obtuvieron imágenes de la región central de KJPn 8 utilizando los filtros de $[\text{N II}] \lambda 6548$ (10 \AA FWHM), $[\text{S II}] \lambda 6717 + 6731$ (54 \AA FWHM), $[\text{O II}] \lambda 3727 + 2729$ (46 \AA FWHM) y $[\text{O III}] \lambda 5007$ (52 \AA FWHM). El tiempo de exposición para cada imagen fue de 1800 segundos. El *seeing* varió entre $1''.2$ y

¹FWHM: *Full Width at Half Maximum*, ancho total a media altura.

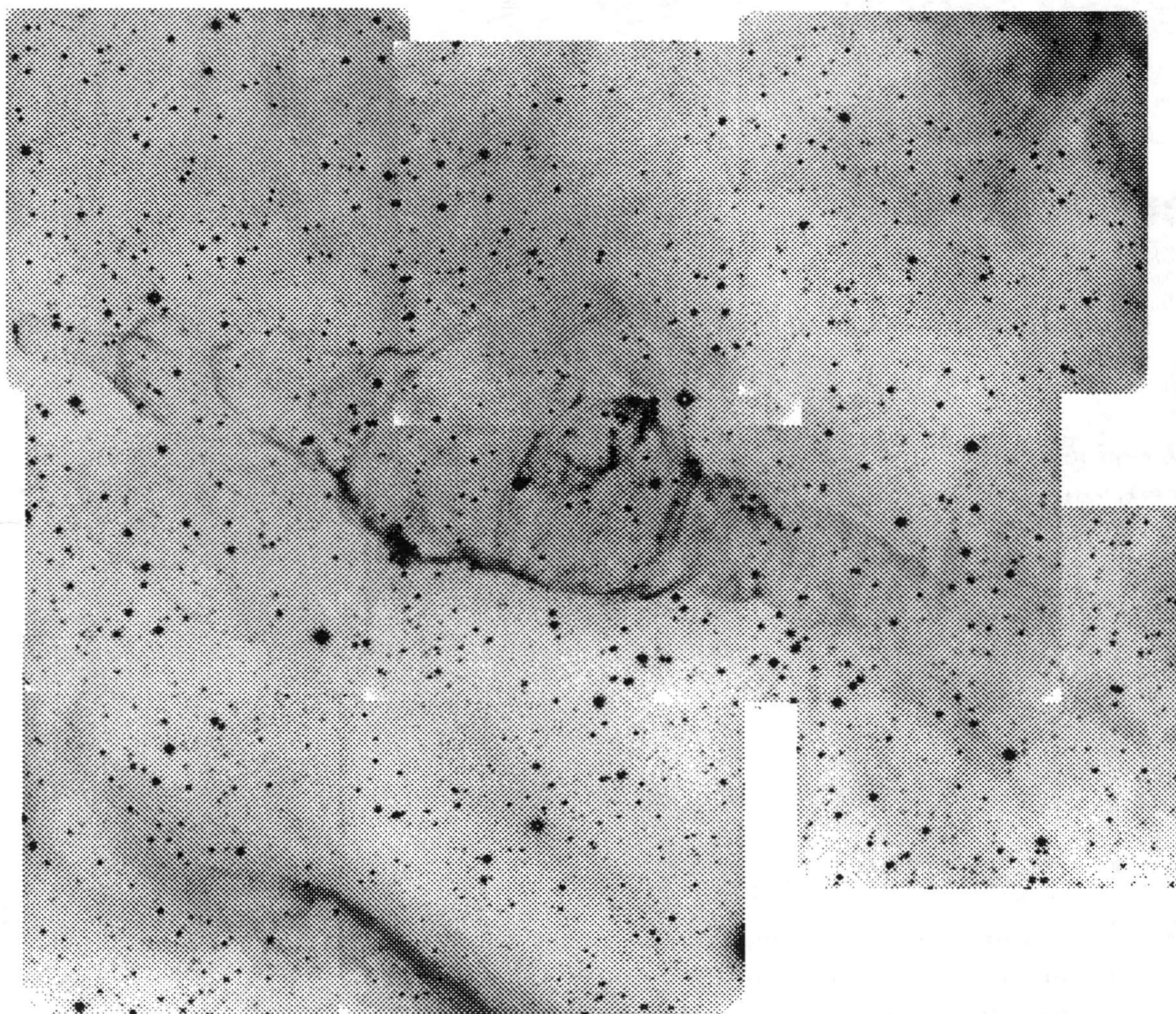


Figura 2.1: Mosaico compuesto por nueve imágenes en $H\alpha$ de $5'.12$ por lado, cubriendo la extensión total de KjPn 8. El norte está hacia arriba y el este a la izquierda.

2''0. En la Fig. 2.2 se presentan las imágenes tomadas en cada uno de estos filtros. Todas las imágenes fueron procesadas con las técnicas habituales del paquete informático IRAF² del *National Optical Astronomy Observatory* (NOAO³).

2.2.2 Espectroscopía de rendija larga de baja dispersión

La espectroscopía de baja dispersión se obtuvo con un espectrógrafo Boller & Chivens en el foco $f/7.5$ del telescopio de 2.1 m del Observatorio Astronómico Nacional de la UNAM, en la Sierra de San Pedro Mártir, Baja California, México, el 2 de diciembre de 1994. Se usó una rejilla de difracción de 300 líneas por mm con un detector CCD Tektronix de 1024×1024 píxeles (tamaño del píxel $24 \mu\text{m}$ por lado). El intervalo de longitud de onda cubre desde 3400 \AA hasta 7500 \AA , con 9 \AA de resolución espectral, tal como se puede deducir a partir del FWHM de las líneas de la lámpara de comparación. Se utilizó una rendija de $220 \mu\text{m}$ ($= 2''9$). Los tiempos de exposición para estos espectros fueron de 1200 y 1800 segundos. Además, se tomó un espectro con una rendija ancha ($660 \mu\text{m}$) y un tiempo de exposición de 600 segundos para obtener la emisión integrada en la línea $H\beta$ del núcleo. La Tabla 2.1 muestra el registro de las observaciones y el tamaño de la región a lo largo de la rendija de donde fue integrado cada espectro bidimensional, así como el ángulo de posición (PA^4) de la rendija para cada exposición. La Fig. 2.3 presenta las posiciones de rendija superimpuestas sobre la imagen en $H\alpha$ de la Fig. 2.1, y señalando las componentes morfológicas más importantes.

Los espectros bidimensionales fueron procesados de acuerdo a las técnicas usuales de IRAF. La calibración en flujo fue efectuada usando las funciones de sensibilidad calculadas a partir de cuatro estrellas estándar, HD 217086, Hiltner 102, Hiltner 600 y Feige 34, con resultados autoconsistentes. En la Fig. 2.4 se muestra el espectro del núcleo ya calibrado en dos escalas diferentes; el panel superior muestra el rango completo del flujo, mientras que el inferior se presenta de tal forma que resalten las líneas espectrales de menor intensidad. Este espectro calibrado ha sido extraído de la suma de $4''8$ a lo largo de la rendija, centrada en el núcleo de KJPn 8, y con la rendija colocada al $PA + 14^\circ$.

²IRAF: *Image Reduction and Analysis Facility*.

³El NOAO es operado por Association of Universities for Research in Astronomy, Inc. (AURA) bajo un acuerdo de cooperación con la National Science Foundation de los Estados Unidos de América.

⁴PA: *Position Angle*.

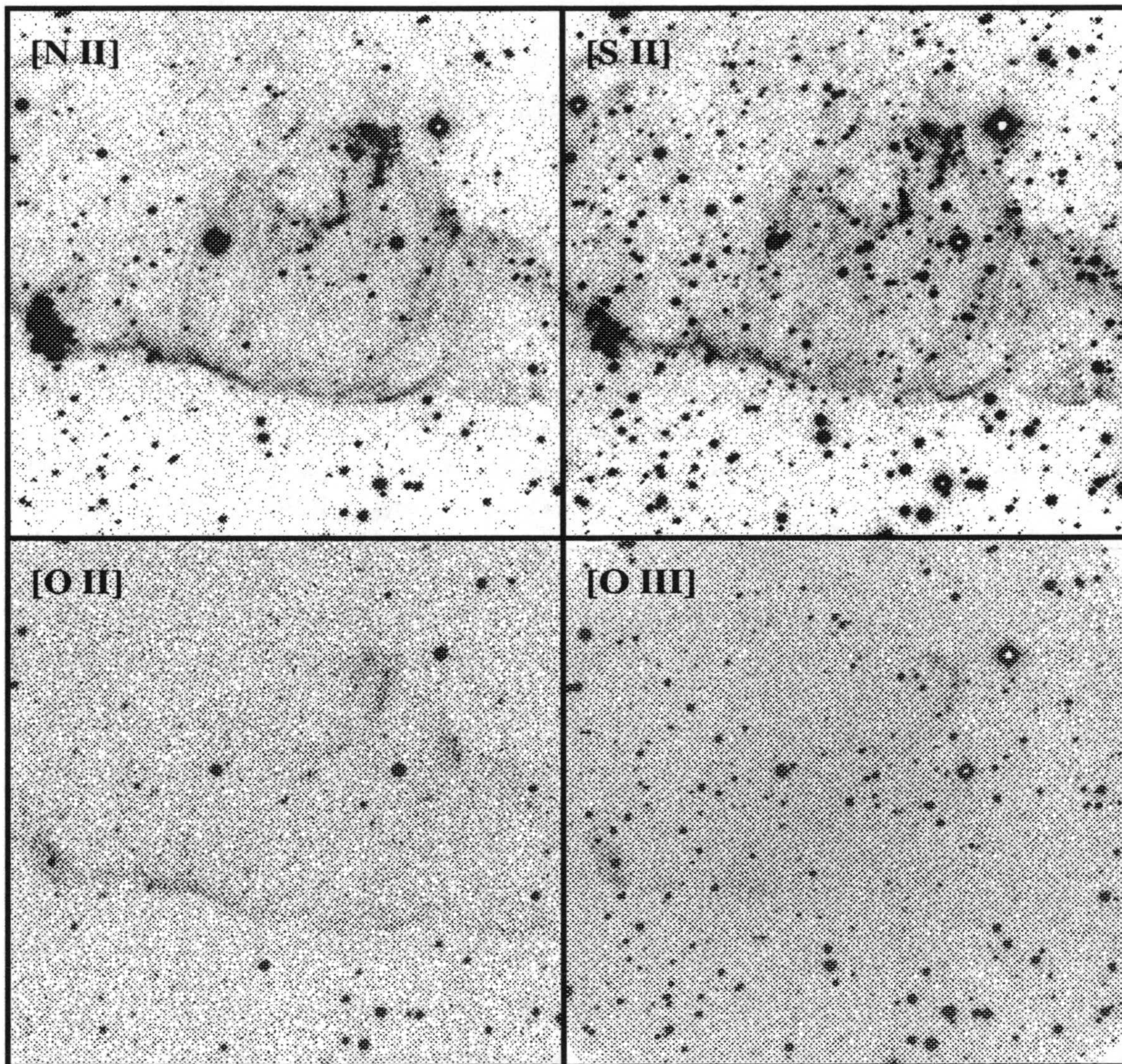


Figura 2.2: Imágenes que cubren la región central de KJPN 8. El filtro con el que fue tomada cada una se señala en la esquina superior izquierda de cada cuadro. El Norte está hacia arriba y el Este hacia la izquierda.

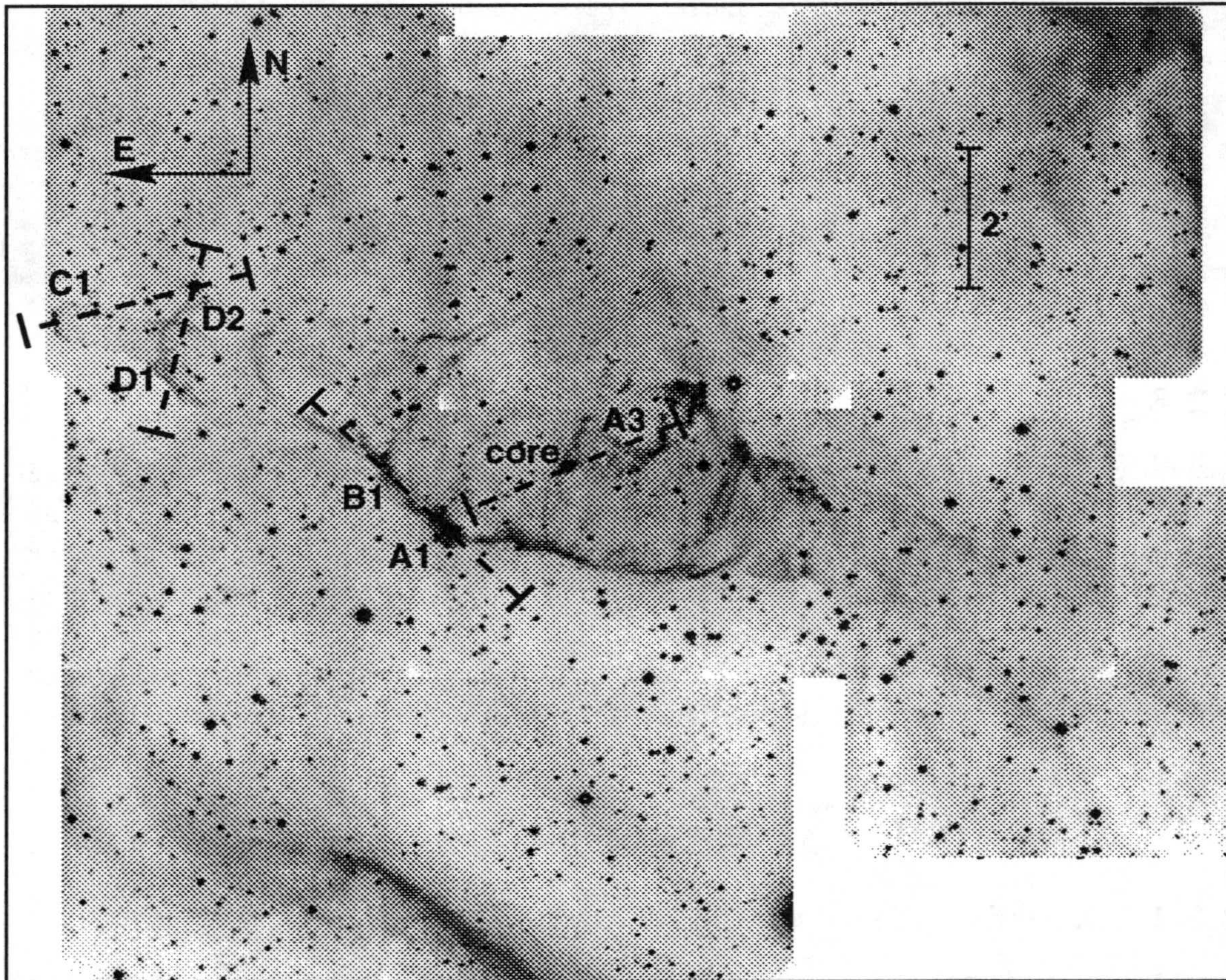


Figura 2.3: Mosaico en $H\alpha$ de KJPN 8, tomado de LVR95, donde se indican las posiciones de rendija y las regiones discutidas en este capítulo.

TABLA 2.1. Registro de las observaciones.

Region	PA (°)	Tiempo de exposición (seg)	Ancho de la rendija (μm)	Longitud de la rendija (")
A1	45	1800	220	15.6
B1	45	1800	220	17.4
C1	105	1800	220	3.0
A3	114	1200	220	5.4
centro	114	1200	220	4.8
centro (ancho)	114	600	600	4.2
D1	166	1800	220	3.6
D2	166	1800	220	7.8

Notas a la Tabla 2.1.

Las regiones con el mismo PA y el mismo tiempo de exposición se extrajeron de la misma posición de rendija (espectro).

2.2.3 Radiocontinuo a $\lambda 3.6$ cm

Las observaciones en radiocontinuo a $\lambda 3.6$ cm se obtuvieron el 21 de octubre de 1994 con el VLA en su configuración C. El calibrador absoluto de amplitud fue 0134+329, con una densidad de flujo supuesta de 3.30 Jy a $\lambda 3.6$ cm. El calibrador de fase fue 2229 + 695, para el cual se obtuvo una densidad de flujo de 0.369 ± 0.001 Jy. Las observaciones se hicieron en las dos polarizaciones circulares, con un ancho de banda efectivo de 100 MHz. Los datos fueron editados y calibrados siguiendo los procedimientos estándares de AIPS.

2.3 Resultados y discusión

2.3.1 Morfología

La morfología típica de un BRET en NPs se observa en Fleming 1 (López et al. 1993a). La interpretación de Fleming 1 como un BRET, ha sido sostenida por los estudios cinemáticos de López et al. (1993b) y Palmer et al. (1996). Con su descubrimiento, el BRET de KJpn 8 se presenta como uno de los casos más espectaculares, ya que su gran tamaño angular ($\simeq 14' \times 4'$) la sitúa como la estructura bipolar más grande asociada con una NP, incluso mayor que He 2-111 (Webster 1978).

Los elementos morfológicos de KJpn 8 merecen una minuciosa investigación y descripción. En este trabajo sólo señalamos sus características principales. A gran escala, la envoltura nebulosa de KJpn 8 recuerda una tobera doble simétrica con adicionales regiones bipolares internas, rotadas con respecto a la gran estruc-

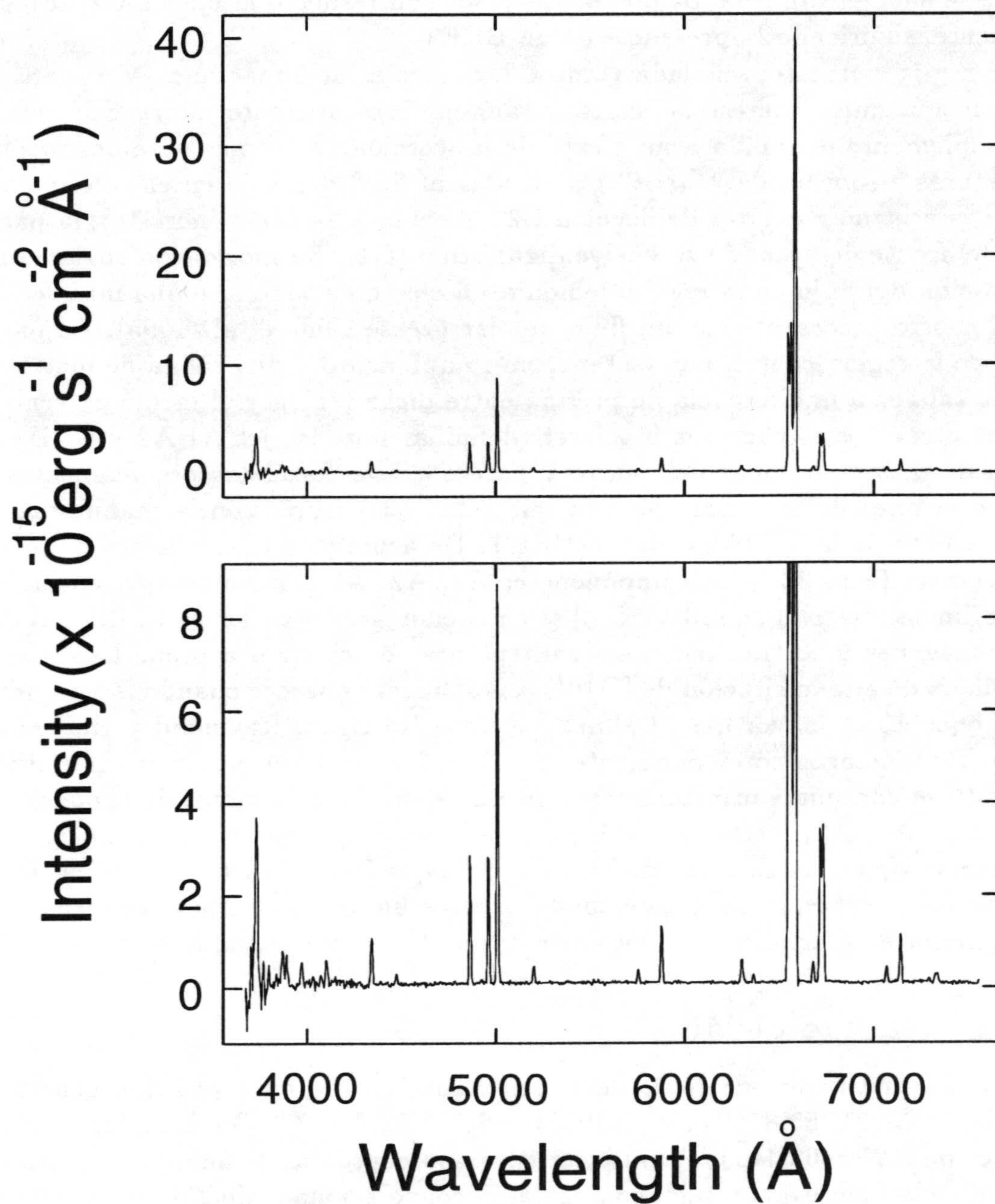


Figura 2.4: El espectro óptico de la región central de KJPn 8. Arriba: escala completa. Abajo: Escala expandida para destacar las líneas de emisión débiles.

tura. La imagen de la Fig 2.3 indica la existencia de regiones diametralmente opuestas, señaladas con las letras A a C, las cuales definen tres ejes de simetría. El eje mayor, definido por C1-C2, está alineado a PA +71°. Los ejes A1-A2 y B1-B2 se encuentran rotados por $\sim 50^\circ$ y 20° con respecto al eje C1-C2, respectivamente, sugiriendo la presencia de un BRET.

La región suroeste, señalada como C2, parece estar impactando y dispersándose en una nube interestelar cercana, aunque esta aparente interacción puede ser simplemente atribuida a un efecto de proyección. Aún más notables son las estructuras en forma de "barril" producidas al final del flujo en el extremo suroeste, precisamente antes de llegar a C2. En el lado opuesto (noreste), la parte final del frente de eyección se vuelve digitiforme (C1). Su morfología sugiere una aceleración del flujo en la región debida a un efecto de tobera, o una interacción de un chorro precesante con un flujo bipolar (véase Cliffe et al. 1995). La parte norte de la región central parece tener un rompimiento y una salida de material, debido tal vez a la diferencia de presión entre dicha región y el medio externo.

Las otras dos estructuras bipolares, definidas por los ejes A1-A2 y B1-B2 se localizan en las cercanías del centro y parecen estar formadas por filamentos y condensaciones de material. Se cree que estas estructuras son la manifestación más reciente de la actividad de un BRET. De acuerdo a las imágenes de la región central (Fig. 2.2), las componentes A1, A2, A3 y B2 muestran emisión en las líneas de [N II], [S II] y [O II] y en menor grado en la de [O III]. Todas estas imágenes muestran indicios de estructuras de choques a proa. La emisión en la línea de alta excitación de [O III], generalmente aparece cuando la velocidad del choque V_s es mayor que 100 km s^{-1} (véase Hartigan, Raymond y Hartmann 1987). De la imagen correspondiente en la Fig. 2.2, podemos notar que la emisión en [O III] se concentra principalmente en las estructuras de ondas de choque más brillantes (A1, A2), cerca de su ápex, donde se espera que la componente perpendicular V_\perp de la velocidad incidente del choque V_s sea mayor. La presencia de velocidades de choque altas asociadas con estos flujos colimados se confirma con el diagrama de diagnóstico de los cocientes de líneas presentados en la Fig. 2.5.

2.3.2 Radioemisión

Se detectó una fuente de radio en el centro de KJPN 8 cuya posición exacta es $\alpha(1950) = 23^{\text{h}}21^{\text{m}}55^{\text{s}}.87 \pm 0^{\text{s}}.03$, $\delta(1950) = 60^\circ 41' 02''.0 \pm 0''.2$. Su densidad de flujo total es de $0.77 \pm 0.04 \text{ mJy}$. Un ajuste gaussiano elipsoidal de mínimos cuadrados aplicado a la fuente da un tamaño angular deconvolucionado de $2''.8 \pm 0''.1 \times 1''.6 \pm 0.1$ (HPBW), con el eje mayor alineado a PA +45° ± 5 .

2.3.3 Enrojecimiento

Se obtuvo un coeficiente de extinción nebuloso logarítmico $c(\text{H}\beta) = 0.71$ para el núcleo a partir del cociente de las líneas de Balmer $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$. Se consideró el Ca-

so B (Baker y Menzel 1938) para recombinación radiativa, suponiendo un valor de $I(H\alpha)/I(H\beta)=2.847$ (temperatura y densidad electrónicas de $T_e = 10^4$ K y $N_e = 10^4 \text{ cm}^{-3}$, respectivamente; Hummer y Storey 1987). La diferencia entre este valor para $c(H\beta)$ y el obtenido por LVR95, $c(H\beta)=0.75$, está relacionada con el mejoramiento de la sustracción del cielo en el presente trabajo. Por comparación, Acker et al. (1991) calculan un valor de $c(H\beta)=0.65$, mientras que Kaler et al. (1996) encuentran un $c(H\beta)=0.90$ a partir de sus observaciones con gran abertura ($8''$ de diámetro).

La Tabla 2.2 presenta los flujos observados y los desenrojados para el espectro del núcleo nebuloso de KJPN 8, donde el flujo absoluto en $H\beta$ es $\log F_{H\beta} = -13.4$ (con $F_{H\beta}$ en $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$). Se utilizó además la ley de enrojecimiento Galáctico (f_λ) de Howarth (1983).

2.3.4 Parámetros físicos para el núcleo

Dado que la línea de $[O III] \lambda 4363$ es muy débil en el espectro del núcleo, no se obtuvo la temperatura electrónica con las líneas de este ion. En su lugar se utilizó la relación obtenida a partir de las líneas de $[N II]$, la cual es más apropiada para calcular las abundancias iónicas en KJPN 8, pues se trata de una nebulosa de baja excitación. Con el cociente de líneas de $[N II] I(\lambda 6548 + \lambda 6584)/I(\lambda 5755)$ se obtuvo una temperatura electrónica de $T_e = 8000$ K, cuyo valor fue utilizado para el cálculo de las abundancias iónicas. Por otra parte, se utilizó el cociente de las líneas de $[S II] I(\lambda 6717)/I(\lambda 6731)$ para estimar la densidad electrónica, obteniendo como resultado $N_e = 550 \text{ cm}^{-3}$. Para obtener la temperatura y densidad electrónicas se utilizó el código EQUIB (escrito por I. D. Howarth y modificado por S. Adams, 1981-1984) resolviendo las ecuaciones de equilibrio estadístico iterativamente y calculando N_e como una función de T_e , para cada valor del cociente de líneas.

También se obtuvo una estimación de la masa ionizada en el núcleo, a partir del flujo en $H\beta$ medido en la rendija ancha. Considerando un factor de llenado de $\epsilon = 0.75$, una distancia de 1 kpc y siguiendo a Gathier (1987), el valor para la masa ionizada es $M_i = 3 \times 10^{-4} M_\odot$.

TABLA 2.2. Flujos observados y desenrojados de la región central de KJPn 8.

Ion	$\lambda_0(\text{\AA})$	f_λ	F_λ	I_λ
[O II]	3727	0.257	187	285
[Ne III]	3868	0.231	31.1	45.3
[Ne III]	3969	0.211	21.2	29.9
H δ	4101	0.182	25.6	34.4
H γ	4340	0.127	40.6	49.9
He I	4471	0.096	7.1:	8.3:
H β	4861	0.000	100	100
He I	4925	-0.016	3.5:	3.4
[O III]	4959	-0.024	98.5	94.7
[O III]	5007	-0.036	311	294
[N I]	5198	-0.083	13.7	12.0
[N II]	5755	-0.195	10.4	7.6
He I	5876	-0.215	47.1	33.2
[O I]	6300	-0.282	21.3	13.5
[O I]	6364	-0.291	6.3	3.9
[N II]	6548	-0.318	485	289
H α	6563	-0.320	480	285
[N II]	6583	-0.323	1519	897
He I	6678	-0.336	16.1	9.3
[S II]	6716	-0.342	125	71.6
[S II]	6731	-0.344	127	72.3
He I	7065	-0.387	13.6	7.3
[Ar III]	7135	-0.396	36.2	19.0
[O II]	7327	-0.418	13.6	6.4

Notas a la Tabla 2.2.

Los flujos observados se presentan relativos a $F_{H\beta} = 100$ y los desenrojados a $I_{H\beta} = 100$. Los dos puntos indican una incertidumbre aproximada del 50%.

2.3.5 Abundancias iónicas del núcleo

Se calcularon las abundancias iónicas usando el código EQUIB y los flujos relativos desenrojados de las líneas de emisión correspondientes.

La abundancia de He^+/H^+ fue calculada a partir de la relación estándar

$$\frac{n(\text{He}^+)}{n(\text{H}^+)} = \frac{I_\lambda}{I_{H\beta}} \frac{\alpha_{ef}^{H\beta}}{\alpha_{ef}^{He^+}} \frac{\lambda}{4861} (1 + CR_\lambda)^{-1} \quad (2.1)$$

donde los coeficientes de recombinación efectiva α_{ef} son funciones de la temperatura y la densidad, y fueron tomados de Hummer y Storey (1987, H β) y de

Brocklehurst (1971, He⁺). El factor $(1 + CR_\lambda)^{-1}$ corrige por efectos colisionales (Clegg 1987). Los resultados obtenidos a partir de las líneas de He I $\lambda 5876$ y $\lambda 6678$ son listados en la Tabla 2.3 junto con las abundancias iónicas por número para los otros elementos observados.

Las abundancias elementales se calcularon a partir de los datos de la Tabla 2.3 combinados con los ICFs⁵ de Kingsburgh y Barlow (1994, en adelante KB94). Los resultados se presentan en la Tabla 2.4. Por comparación, esta tabla también contiene las abundancias medias representativas para NPs normales y NPs de Tipo I (KB94), regiones H II galácticas (Dufour 1984), el Sol (Grevesse y Anders 1989) y la NP de Tipo I He 2-111 (un caso extremo de sobreabundancia de helio). Nótese que el análisis de abundancias presentado aquí no intenta estimar la contribución debida a iones neutros. Dado que KJPN 8 es un objeto de baja excitación, y que las líneas de [O I] y [N I] son visibles en el espectro, debería existir material neutro en la nebulosa, pero se considera que se encuentra en la misma relación que el hidrógeno neutro. Posteriormente se discuten las incertidumbres en los ICFs debidas a que KJPN 8 es una NP de baja excitación.

2.3.5.1 Helio

El cociente He/H para el núcleo de KJPN 8 es de 0.229 (Tabla 2.4), un factor de 2 mayor que el valor medio para NPs y regiones H II, siendo comparable con el caso extremo de la NP Tipo I He 2-111, donde He/H=0.219. Estos cocientes tan altos de He/H aún no han sido predichos en forma precisa por la teoría.

2.3.5.2 Oxígeno

El cociente O/H es un factor de 1.9 mayor que el promedio de NPs y NPs Tipo I, y comparable a la abundancia solar, aunque está dentro del rango de cocientes O/H vistos en la muestra de KB94. El uso de la temperatura electrónica calculada a partir de las líneas de [O III] en la zona de O⁺² disminuiría ligeramente la abundancia total, aunque la mayor emisión de oxígeno se encuentra dada por el estado de ionización O⁺, donde resulta más apropiada la temperatura electrónica obtenida a partir del [N II]. La gran incertidumbre en la abundancia de oxígeno recae en la incertidumbre del enrojecimiento, al que el flujo de la línea [O II] $\lambda 3727$ resulta muy sensible. Es probable que el valor tan alto del cociente O/H sea real, debido a la situación del objeto en el plano Galáctico (latitud Galáctica $b = 0$).

⁵ICF: *Ionization Correction Factor*, factor de corrección por ionización; ICFs (plural).

TABLA 2.3. Abundancias iónicas por número.

Ion	λ_0 (Å)	$A(x)$
He ⁺ /H ⁺	5876	0.231
	6678	0.227
	Promedio	0.229
O ⁺ /H ⁺	3726+29	6.68×10^{-4}
O ²⁺ /H ⁺	4959	2.31×10^{-4}
	5007	2.49×10^{-4}
	Promedio	2.40×10^{-4}
N ⁺ /H ⁺	6548	3.10×10^{-4}
	6583	3.27×10^{-4}
	Promedio	3.18×10^{-4}
S ⁺ /H ⁺	6717	6.73×10^{-6}
	6731	6.72×10^{-6}
	Promedio	6.72×10^{-6}
Ne ²⁺ /H ⁺	3868	1.25×10^{-4}
Ar ²⁺ /H ⁺	7135	2.81×10^{-6}
O ⁺ + O ²⁺ /H ⁺		9.08×10^{-4}
N ⁺ /O ⁺		4.76×10^{-1}
S ⁺ /O ⁺		1.01×10^{-2}
Ne ²⁺ /O ²⁺		5.21×10^{-1}

2.3.5.3 Nitrógeno

Las NPs de Tipo I se definen como objetos cuyas abundancias satisfacen las condiciones $\log N/O \geq -0.3$ y $He/H \geq 0.125$ (Peimbert y Torres-Peimbert 1983). KB94 revisaron este esquema, y establecieron que para las NPs de Tipo I, el enriquecimiento de nitrógeno es debido al quemado de carbono primario, vía el ciclo CN, durante la fase evolutiva conocida como de tercer dragado. Su criterio para las NPs de Tipo I es $\log N/O > -0.10$, basados en el hecho de que la abundancia total de nitrógeno debe exceder la abundancia total de C+N que había en el momento en que se formó la estrella progenitora. KJPn 8 tiene $\log N/O = -0.30$, lo cual no satisface el criterio de KB94, aunque el cociente N/H es de 4.32×10^{-4} , un factor de 3.1 por encima de la media general de NPs. Es posible que, debido a su situación en el plano Galáctico, la estrella progenitora de KJPn 8 tuviera una abundancia alta de nitrógeno. En general, se prefiere usar la abundancia relativa al oxígeno, para observar el enriquecimiento debido a la

evolución estelar y a la nucleosíntesis sin preocuparse acerca del enriquecimiento debido a la evolución química Galáctica. El cociente N/O para KJPn 8 está enriquecido por un factor de 1.7 por encima del promedio general de NPs, de modo que se clasifica como una NP Tipo I de acuerdo a Peimbert y Torres-Peimbert (1983), pero no a KB94.

2.3.5.4 Neon

Se obtuvo un cociente de $\text{Ne/O} = 0.52$ para KJPn 8, muy alto comparado al promedio general para NPs ($\text{Ne/O} = 0.26$). Este valor cae ~ 0.5 dex por encima de la tendencia entre O y Ne vista por Henry (1989), en el sentido de que KJPn 8 es excesivamente rica en Ne comparado al O. Por otra parte la abundancia total de Ne es algo incierta, ya que fue calculada usando un valor alto para el ICF (0.383) basado en el cociente de O/O^+ . Este ICF es más apropiado para objetos de mayor excitación y generalmente corrige para estados de ionización más altos, pudiendo sobreestimar la contribución del Ne^+ . Otro problema puede ser que la temperatura electrónica supuesta $T_e(\text{N II})$ pudiera ser demasiado baja para la zona de Ne^{2+} , sobreestimando así la abundancia de este ion. Sin embargo, el cociente Ne/O está de acuerdo al estimado para la nebulosa He 2-111 ($\text{Ne/O} = 0.50$; KB94), y corresponde con el valor más alto visto en una NP. En el caso de He 2-111, el neón se encuentra distribuido en los estados de ionización $2+$, $3+$ y $4+$, por lo que el cociente Ne/O no tiene la misma incertidumbre asociada con KJPn 8. Sería interesante tratar de observar directamente el estado de ionización Ne^+ con otras líneas, y también la línea de $[\text{Ne III}] \lambda 15.5 \mu\text{m}$ para calcular una temperatura electrónica T_e apropiada para la zona de Ne^{2+} .

2.3.5.5 Argón y azufre

El cociente de Ar/O para KJPn 8 corresponde con el del promedio general de NPs y con el de NPs Tipo I, dentro de las incertidumbres. En el caso del azufre, el esquema de ICFs de KB94 no es apropiado para un objeto de tan baja ionización. Aquí se consideró que como el S^+ es el estado de ionización dominante, entonces se supondrá que $\text{S/H} = \text{S}^+/\text{H}^+$. Esto de hecho sería un límite inferior, el cociente S/O es un factor de $\simeq 2$ más bajo que los valores medios para NPs, y para NPs de Tipo I.

2.3.6 “Nódulos” y regiones débiles

Los flujos observados en los llamados “nódulos” y en otras regiones más débiles de la envoltura extendida se presentan en la Tabla 2.5. Las rayas indican que el flujo de esa línea espectral no fue observado o que su relación “señal a ruido”⁶ era muy baja como para que la emisión se pudiera medir de manera confiable. Se

⁶En inglés, *signal-to-noise ratio*.

estimaron las densidades electrónicas a partir del cociente de las líneas de azufre [S II] $\lambda 6717/\lambda 6731$ considerando una temperatura electrónica de $T_e = 8000$ K. Los valores resultantes van desde 100 cm^{-3} hasta 300 cm^{-3} .

La naturaleza de la emisión de estos "nódulos" fue identificada como proveniente gas chocado, según se puede ver en diagrama de diagnóstico de la Fig. 2.5, donde los "nódulos" ocupan la región correspondiente a la excitación colisional. Se han comparado las intensidades de línea observadas con los modelos teóricos de Hartigan, Raymond y Hartmann (1987) y Dopita y Sutherland (1995), sin embargo, el alto decremento de Balmer observado en estas regiones no pudo ser empatado consistentemente con ninguno de estos modelos.

Los flujos de $H\beta$ medidos en las regiones más débiles (C1, D1 y D2) se consideran muy inciertos. El flujo $H\beta$ del "nódulo" A3 también tiene una incertidumbre del 50%. Bajo estas condiciones, el alto cociente de $H\alpha/H\beta$ para estas regiones podría en principio ser explicado por los errores observacionales. Sin embargo, a pesar de que el espectro del "nódulo" A1 tiene una relación "señal a ruido" muy buena, también muestra un valor alto de este cociente. Es posible que los altos cocientes de $H\alpha/H\beta$ que resulten de una combinación de procesos de excitación colisional y polvo adicional mezclado dentro de las condensaciones que forman los "nódulos". Dada la incertidumbre de estos espectros, no se realizó un análisis más detallado, y no se les aplicó la corrección por enrojecimiento.

2.3.7 KJPn 8 vs He 2-111

KJPn 8 y He 2-111 son dos NPs extremas, cuyas similitudes y diferencias merecen resaltarse para futuras comparaciones de esta clase de objetos tan peculiar. Ambas nebulosas son bipolares, con tamaños angulares muy grandes y velocidades radiales extremas en sus envolturas (LMBR97, Meaburn y Palmer 1989). Ambas son casos extremos de NPs Tipo I con cocientes He/H muy grandes y también con cocientes Ne/O y Ar/H muy similares. Por otra parte, He 2-111 es un objeto de alta excitación, que muestra en sus espectro líneas como el He II y el [Ne V], mientras que KJPn 8 tiene un espectro de baja excitación. Además, el cociente N/O de He 2-111 es de 2.5, mientras que el de KJPn 8 es de sólo 0.48.

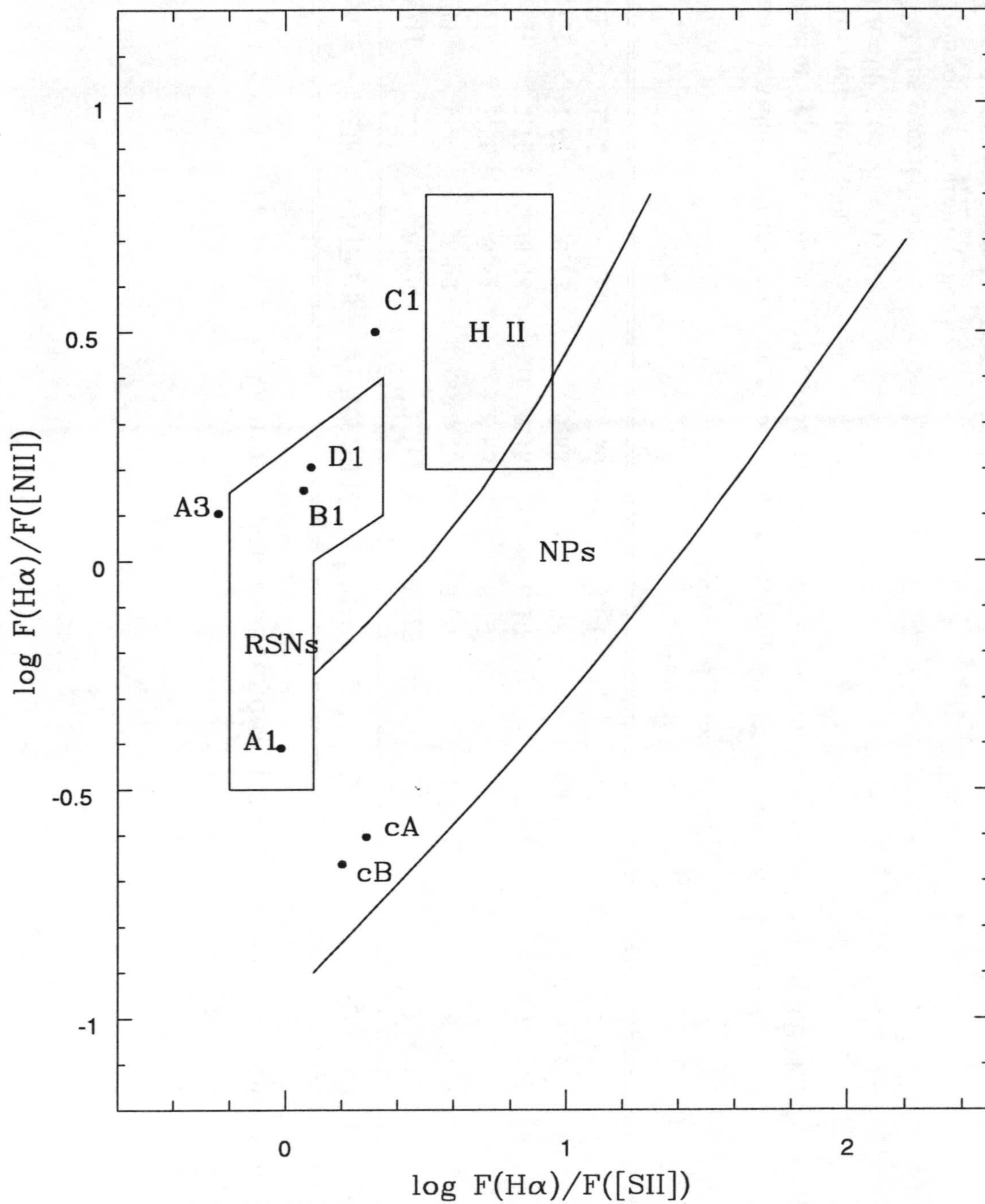


Figura 2.5: Diagrama de diagnóstico de los cocientes $\text{H}\alpha/[\text{N II}]$ vs. $\text{H}\alpha/[\text{S II}]$, en donde se comparan el centro de KJPn 8 y algunos de los "nódulos" con los valores típicos para varios tipos de nebulosas (Sabbadin, Milnello y Bianchini 1977).

TABLA 2.4. Comparación de abundancias elementales por número.

Ion	^a ICF	KjPn 8	^{b,c} He 2-111	^{b,d} NPs	^{d,e} NPs Tipo I	^{d,f} Regiones H II	Valores solares
He/H	—	0.229	0.219	0.112	0.129	0.100	0.098
O/H	—	8.96	8.45	8.69	8.65	8.70	8.93
N/H	1.36	8.64	8.85	8.14	8.72	7.57	8.00
Ne/H	3.79	8.68	8.15	8.10	8.09	7.90	8.09
Ar/H	1.87	6.72	6.63	6.38	6.42	6.42	—
S/H	1.00	> 6.83	7.20	6.91	6.91	7.06	7.24

Notas a la Tabla 2.4.

Todos los valores están dados en escala logarítmica con H=12, a excepción de He/H.

^aFactor de corrección por ionización (*Ionization Correction Factor*) tomados de KB94.

^bTomado de KB94

^cPA=60°, rendija: 1"0.

^dValores promedio.

^eTomado de Dufour (1984).

^fTomado de Grevesse & Anders (1989).

TABLA 2.5. Flujos, $c(H\beta)$ y N_e de los nudos y regiones débiles en la envoltura de KJPn 8.

Ion	$\lambda_0(\text{\AA})$	A1	A3	B1	C1	D1	D2
[O II]	3727	442:	—	327:	—	—	—
[Ne III]	3868	—	—	54.7:	—	—	—
H γ	4340	44.2:	—	—	—	—	—
H β	4861	100	100:	100	100::	100::	100::
[O III]	4959	48.1:	—	—	—	—	—
[O III]	5007	120	—	—	—	—	—
[N I]	5198	81.2	63.3:	38.8:	—	—	—
[N II]	5755	—	133:	286	—	116	—
He I	5876	—	—	89.6	—	—	—
[O I]	6300	138	243	197	—	98.0	96.6
[O I]	6364	52.6	—	59.9	—	35.6:	—
[N II]	6548	528	73.4:	69.8	127:	143:	99.1:
H α	6563	855	579	430	1986	688	1099
[N II]	6583	1598	253	210	481	355	324
[S II]	6716	548	503	212	486	322	—
[S II]	6731	410	403	159	437	252	—
$c(H\beta)$		1.49	0.96	0.56	2.64	1.20	1.83
$n_e(S II)$		100	200	100	300	150	—

Notas a la Tabla 2.5.

Los flujos se presentan relativos a $F_{H\beta} = 100$. Los dos puntos indican una incertidumbre de aproximadamente el 50%, y si aparecen dos veces, de más del 50%.

2.4 Estudios posteriores

LMBR97 midieron velocidades muy altas en algunos de estos “nódulos” que apoyan la interpretación de que la emisión de los mismos proviene de un gas chocado. Posteriormente, López et al. (1997, en adelante LMBR97) encontraron evidencia cinemática directa de la acción de este BRET. Se encontró que un flujo de material de alta velocidad ($\approx 320 \text{ km s}^{-1}$) con un ángulo de inclinación de $\simeq 30^\circ$ con respecto al plano del cielo, era el responsable de la formación de los grupos de condensaciones diametralmente opuestas que interactuaban con las paredes

internas de la gran estructura bipolar. El núcleo también ha sido listado como una NP enriquecida de helio por Kaler et al. (1996). LMBR97 encontraron, a partir de observaciones en radiocontinuo a $\lambda 3.6$ cm y $\lambda 6$ cm con el VLA, un índice espectral térmico en el núcleo, revelando además la presencia de condensaciones en su estructura interna. Posteriormente, Huggins et al. (1997) detectaron la presencia de CO alrededor del núcleo de KJPN 8, aparentemente originada por un disco en expansión cuyo eje está alineado con la que parece ser la eyección bipolar más reciente y cuyos perfiles de línea espectral son típicos de NPs jóvenes o estrellas AGB. Estos autores encuentran un valor para la masa ionizada que coincide en un factor de 2 con la estimación de la sección 2.3.4, suponiendo en ambos casos la misma distancia.

A este respecto, Meaburn (1997) hizo una estimación de la distancia en base a la medición de movimientos propios de las condensaciones A1 y A2, en los extremos de los lóbulos bipolares internos de KJPN 8. Combinando las imágenes de López et al. (1995) y las del Palomar Observatory Sky Survey (POSS) de 1954 y 1991, obtuvo un valor para $d = 1600 \pm 230$ pc, y una edad cinemática de 3400 ± 300 años. Por otra parte, Forveille et al. (1998) muestran observaciones de alta resolución ($2''.5$) en CO $J = 1 - 0$ que confirman la presencia de un disco molecular de $30''$ de diámetro alrededor de KJPN 8, ortogonal al eje de la eyección bipolar más reciente. El disco se expande a $\approx 7 \text{ km s}^{-1}$ y su región más interna se encuentra fotoionizada por la estrella central. Finalmente, la morfología de la gran envoltura bipolar de KJPN 8 ha sido reproducida exitosamente mediante simulaciones numéricas hidrodinámicas del llamado mecanismo de “nódulo de estancamiento libre”⁷ propuesto por Steffen y López (1998). Estos autores explican que en este mecanismo, el gas ambiental en la región de estancamiento del choque a proa, en un chorro supersónico, tiene suficiente tiempo para enfriarse en la vecindad del eje de simetría, formando un “nódulo” masivo de alta densidad que se mueve con el choque a proa. Cuando el flujo se detiene, la presión cae, y con ella la velocidad de expansión de la envoltura. Sin embargo, el “nódulo” denso aún tiene suficiente ímpetu para continuar su movimiento, abriendo un canal angosto a lo largo del eje. También en este trabajo se comenta que, a la luz de las nuevas observaciones realizadas por Foreveille et al. (1998), es posible que un BRET no sea el mecanismo más adecuado para explicar la fenomenología de KJPN 8, pudiendo tratarse tal vez de eyecciones recurrentes de envolturas, “destellos” térmicos o la evolución rápida de una componente secundaria. De ser así, el segundo eje de eyección a un ángulo diferente podría ser una consecuencia de perturbaciones dinámicas ocurridas en el núcleo.

⁷En inglés, *Free stagnation knot*.

2.5 Conclusiones

- Se descubrió una gran estructura bipolar asociada a la NP compacta KJPN 8, la cual muestra evidencias de la acción de un BRET.
- Se encontró que en algunas de sus condensaciones (“nódulos”) existen condiciones de gas chocado, lo que sustenta la emisión de un flujo colimado a alta velocidad.
- Se realizó la primera detección KJPN 8 en el radiocontinuo a $\lambda 36$.
- Se ha realizado un análisis espectrofotométrico del espectro óptico de líneas de emisión del núcleo de la NP KJPN 8. Se encuentra que el espectro es de baja excitación, con $T_e(\text{N II}) = 8000 \text{ K}$, y $N_e(\text{S II}) = 550 \text{ cm}^{-3}$. Un valor de $c(\text{H}\beta) = 0.71$ se obtiene a partir del cociente de las líneas $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$. Se han obtenido las abundancias elementales y se encuentra que corresponden a las de una NP Tipo I “*extrema*”, tal como He 2-111. Los datos disponibles sobre KJPN 8 objeto nos indican que se trata de una NP relativamente joven, con una estrella progenitora masiva, la cual evoluciona dentro de un ambiente anteriormente enriquecido en el plano Galáctico.
- También se obtuvieron espectros sobre regiones adicionales de la envoltura nebulosa, algunas de ellas apreciablemente débiles y para las cuales los flujos de línea no se han considerado confiables para realizar un análisis detallado. Para el caso de los “nódulos” relativamente más nítidos, como A1, el decremento de Balmer observado podría deberse a una combinación de excitación colisional y extinción local producto de polvo mezclado en el interior de las condensaciones. Se han estimado densidades electrónicas a partir del cociente de las líneas de $[\text{S II}]$ para la mayoría de estas condensaciones externas. Los valores correspondientes, suponiendo una $T_e = 8000 \text{ K}$, denotan bajas densidades, que van desde 100 hasta 300 cm^{-3} .

Capítulo 3

BRETs en NPs jóvenes

3.1 Estudios previos

De acuerdo a lo visto en el Capítulo 1, el estudio de NPs jóvenes resulta muy importante para establecer en qué momento se producen las eyecciones colimadas.

Sería de vital importancia para comprender sus causas el saber si éstas se suceden a lo largo de la existencia de la NP o si únicamente están relacionadas con las últimas fases de AGB. Por esta razón se ha decidido hacer el estudio de este capítulo, relativo a cuatro NPs jóvenes.

Cn 3-1 y M 3-27 son dos NPs jóvenes y compactas. Cn 3-1 es una NP de baja excitación, la cual tiene una morfología elíptica de $\simeq 8''$ de diámetro (Schwarz et al. 1992). Se han medido velocidades de expansión muy bajas de $\simeq 4 \text{ km s}^{-1}$ y $\leq 10 \text{ km s}^{-1}$ en líneas de emisión de [O III] por Gussie y Taylor (1990) y Sabbadin, Bianchini y Hamzaoglu (1983), respectivamente. También se han deducido una densidad electrónica de $N_e \simeq 4 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$ y una temperatura electrónica de $T_e \simeq 10^4 \text{ K}$ (Aller y Czyzak 1983; Kingsburgh y English 1992), y además, Gurzadyan, Egikyan y Terzian (1991) detectan líneas de absorción de Mg I, las cuales atribuyeron a una envoltura neutra alrededor de la nebulosa. La mayoría de los valores para la distancia a Cn 3-1 están concentrados entre 2 kpc y 3 kpc (Acker et al. 1992). Supondremos aquí un valor promedio de 2.7 kpc. M 3-27 aparece como una nebulosa de tipo "estelar" en imágenes directas en H α y [O III] (Schwarz et al. 1992). Es una NP de alta excitación con fuerte emisión de [O III] (Feibelman 1985). El objeto presenta una temperatura electrónica relativamente alta de $T_e \simeq 1.5 \times 10^4 \text{ K}$ (Ahren 1978), mientras que la densidad electrónica cuenta con estimaciones en un amplio intervalo de valores, desde $N_e \simeq 7.7 \times 10^5 \text{ cm}^{-3}$ ([O III]) hasta $N_e \simeq 3.7 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$ ([O II]) (Feibelman 1985 y referencias ahí). Sabbadin (1984) obtuvo una velocidad de expansión de $V_{\text{exp}} \simeq 13 \text{ km s}^{-1}$ a partir de las líneas de emisión de [O III]. Adams (1975) realizó fotometría de línea y continuo estimando una temperatura efectiva para la estrella central de $T_{\text{ef}} \leq 5.5 \times 10^4 \text{ K}$ y detectando autoabsorción de H α que emerge de una región compacta. La distan-

cia a M 3-27 se estima que sea del orden de $\simeq 3$ kpc (Cahn, Kaler y Stanghellini 1992). Aquí se presentan observaciones en radiocontinuo a $\lambda 3.6$ cm con el VLA de Cn 3-1 y M 3-27. Estos datos forman parte del trabajo realizado por Miranda et al. (1997), el cual incluye espectros de ópticos de alta resolución no mostrados en esta tesis.

IC 2149 es una NP muy singular. Su apariencia, según las imágenes con filtros de banda angosta de Balick (1987), es la de una forma alargada, en forma de chorro. Esta estructura alargada ya había sido observada en radiocontinuo por Sistla y Kaftan-Kassim (1977) con el interferómetro de tres antenas de NRAO. Estos autores muestran un mapa limpio a $\lambda 3.6$ cm con una resolución angular de $2''.8 \times 1''.8$ en el que se observa un máximo en el centro y otro en uno de los extremos de la estructura. A partir de espectros ultravioletas de alta y baja resolución, Perinotto, Benvenuti y Cerruti-Sola (1982) estimaron la velocidad del viento de la estrella central en $1440 \pm 100 \text{ km s}^{-1}$ con una tasa de pérdida de masa de $10^{-8} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$. Con espectros ópticos y UV, Feibelman, Hyung y Aller (1994) determinan una temperatura electrónica para este objeto de entre 9000 K y 10000 K, y una densidad electrónica de $\simeq 5600 \text{ cm}^{-3}$. Estos autores interpretan los datos disponibles de IC 2149 como consistentes con un modelo formado por un anillo ecuatorial y un cono polar, donde la emisión es dominada por el anillo. Tomaremos como distancia la estimada por Daub (1982) por métodos estadísticos, $d = 1.1$ kpc, coincidiendo casi con el promedio de otro tipo de estimaciones individuales (véase Acker et al. 1992).

M 1-16 es una NP compacta cuyo diámetro, tanto en óptico como en radio, es de $\simeq 3''$ (Acker et al. 1982; Kwok 1985). Su densidad electrónica es de $\simeq 1000 \text{ cm}^{-3}$ (Stanghellini y Kaler 1989). Mapas de radio en alta resolución a $\lambda 6$ cm con el VLA (Aaquist y Kwok 1990) muestran una forma circular y una estructura interna compleja formada por un par de máximos en la región SW separados por un mínimo, además de otras condensaciones hacia la mitad este. El flujo integrado en esta longitud de onda es de 31 mJy.

Schwarz (1992) realizó un estudio en multifrecuencias en la zona en que se encuentra este objeto (imágenes y espectros ópticos además de datos en infrarrojo y milimétricas), detectando evidencias de al menos tres eventos separados de eyección muy colimada de materia en forma bipolar centrados en M 1-16. La distancia angular entre los extremos de cada par de lóbulos es de $90''$, $50''$ y $20''$. El ángulo de eyección para cada evento es ligeramente diferente ($PA -24^{\circ}$, $PA -30^{\circ}$ y $PA -35^{\circ}$, respectivamente). En los extremos de los lóbulos detectó diferencias en velocidad radial de $\simeq 500 \text{ km s}^{-1}$ además de perfiles de línea similares a los predichos para "choques a proa"¹ en objetos HH (Hartigan, Raymond y Hartmann 1987). Schwarz (1992) también presenta un análisis de las distintas mediciones existentes para la distancia a este objeto, realizando una estadística y luego corrigiendo los valores para las nuevas dimensiones encontradas, supo-

¹En inglés, *bow shocks*.

niendo finalmente un valor de 1.8 kpc. Por otra parte, este autor supone que las diferencias en los ángulos de eyección son debidas a precesión de un disco en un sistema binario, el cual restringe las eyecciones episódicas de masa. Su conclusión en ese estudio es que M 1-16 es un sistema binario en transición hacia la fase de NP. Finalmente, Sahai et al. (1994) realizan un estudio en líneas moleculares, detectando gran cantidad de especies, además de la presencia de un disco de CO en expansión ($\approx 15.5 \text{ km s}^{-1}$) y dos vientos ($\simeq 19 \text{ km s}^{-1}$ y $> 34 \text{ km s}^{-1}$), el más rápido de ellos bipolar y en la misma dirección que la mayor de las estructuras bipolares ópticas.

3.2 Observaciones

Cn 3-1 y M 3-27

Se realizaron observaciones en continuo a $\lambda 3.6 \text{ cm}$ hacia Cn 3-1 y M 3-27 con el VLA durante el 8 de enero de 1996 en la configuración B. Se utilizó un ancho de banda de 100 MHz y dos polarizaciones circulares. El calibrador absoluto de flujo fue 3C 286 (densidad de flujo supuesta 5.27 Jy a $\lambda 3.6 \text{ cm}$), mientras que como calibrador de fase se usó a $1749 + 096$ (densidad de flujo observada 3.45 Jy a $\lambda 3.6 \text{ cm}$). Los centros de fase se establecieron en $\alpha(1950) = 18^{\text{h}}15^{\text{m}}10^{\text{s}}.7$, $\delta(1950) = 10^{\circ}08'02''$ (Cn 3-1) y $\alpha(1950) = 18^{\text{h}}25^{\text{m}}31^{\text{s}}.6$, $\delta(1950) = 14^{\circ}27'11''$ (M 3-27). El tiempo de integración sobre cada fuente fue de 40 minutos. Los datos se calibraron y procesaron de acuerdo a las técnicas habituales de AIPS. Se obtuvieron mapas limpios con pesado natural para Cn 3-1 (tamaño del haz $\simeq 0''.88 \times 0''.75$, PA -23°) y para M 3-27 (tamaño del haz $\simeq 0''.81 \times 0''.73$, PA -18°). El nivel del ruido de los mapas ($\simeq 30 \mu\text{Jy}$) es consistente con el ruido térmico. Se detectó emisión extendida hacia Cn 3-1, mientras que para el caso de M 3-27 la emisión resultó compacta, incluso usando un pesado uniforme de los datos uv (tamaño del haz de $\simeq 0''.6$). Los parámetros físicos de ambas fuentes de radiocontinuo se dan en la Tabla 3.1.

IC 2149 y M 1-16

Estas nebulosas se observaron con el VLA a $\lambda 3.6 \text{ cm}$ en la configuración A, durante el 23 de diciembre de 1996. Se utilizó un ancho de banda de 100 MHz y dos polarizaciones circulares. Como calibrador de flujo se usó a 3C 286 (densidad de flujo supuesta 5.18 Jy a $\lambda 3.6 \text{ cm}$), mientras que los calibradores de fase fueron $0555 + 398$ para IC 2149 (densidad de flujo observada 6.22 Jy a $\lambda 3.6 \text{ cm}$) y $0730 - 116$ para M 1-16 (densidad de flujo observada 2.81 Jy a $\lambda 3.6 \text{ cm}$). Los centros de fase se establecieron en $\alpha(2000) = 05^{\text{h}}56^{\text{m}}23^{\text{s}}.9$, $\delta(2000) = 46^{\circ}06'17''$ (IC 2149) y $\alpha(2000) = 07^{\text{h}}37^{\text{m}}18^{\text{s}}.9$, $\delta(2000) = -09^{\circ}38'48''$ (M 1-16), mientras que los tiempos de integración sobre cada fuente fueron de 100 y 80 minutos, res-

Tabla 3.1: Parámetros físicos de NPs jóvenes.

Parámetro	Cn 3-1	M 3-27	IC 2149	M 1-16
$\alpha(1950)$ (pico)	18 ^h 15 ^m 12 ^s .22	18 ^h 25 ^m 31 ^s .60	05 ^h 56 ^m 24 ^s .3	07 ^h 37 ^m 18 ^s .87
$\delta(1950)$ (pico)	10°07'51".8	14°27'09".8	46°06'18".80	-09°38'48".9
Tamaño	6" × 5"	≤ 0".6	10".0 × 1".5	3".5 × 3".5
Flujo (mJy)	63	0.9	57	27
N_e (cm ⁻³)	4000	9000	7600	4800
ME (pc cm ⁻⁶)	1.0 × 10 ⁶	1.0 × 10 ⁶	1.8 × 10 ⁶	1.0 × 10 ⁶
$M(\text{H II})$ (M _⊙)	4 × 10 ⁻²	3 × 10 ⁻⁴	3 × 10 ⁻³	7 × 10 ⁻³

pectivamente. Los datos se calibraron y procesaron mediante los procedimientos usuales de AIPS. Se obtuvieron mapas limpios con pesado natural para IC 2149 (tamaño del haz $\simeq 0''.6''.6$) y M 1-16 (tamaño del haz $\simeq 0''.4 \times 0''.4$). El nivel del ruido de los mapas ($\simeq 20 \mu\text{Jy}$) es consistente con el ruido térmico. Se detectó emisión extendida en ambas nebulosas. Los parámetros físicos obtenidos se muestran en la Tabla 3.1.

Adicionalmente, se tomaron dos espectros *echelle* de rendija larga centrados en IC 2149 para conocer su cinemática. Estas observaciones se realizaron el 2 de agosto de 1998 con el *Nordic Optical Telescope* (NOT)², utilizando el espectrógrafo IACUB (McKeith et al. 1993). Los ángulos de posición de la rendija fueron PA +67° y PA -23° y en ambos casos el tiempo de exposición fue de 900 segundos. Se utilizó un CCD Wright de 1024 × 1024 píxeles, y un ancho de rendija de 0".5. La escala espacial fue de 0".139 pixel⁻¹. El *seeing* fue de $\approx 1''.3$ durante las observaciones. La reducción de los datos se realizó con las técnicas habituales de IRAF. La calibración en longitud de onda se hizo con una lámpara de Th-Ar. La dispersión fue de 0.047 Å pixel⁻¹ y la resolución espectral de 0.17 Å (7.8 km s⁻¹).

3.3 Resultados

3.3.1 Cn 3-1

En la Fig. 3.1 se muestra un mapa de radio continuo de la emisión a $\lambda 3.6$ cm de Cn 3-1. La nebulosa aparece como una elipse con un tamaño angular de $\simeq 6'' \times 5''$

²El NOT es operado en la isla de La Palma por el Lund Observatory y el Observatorio del Roque de los Muchachos del Instituto de Astrofísica de Canarias.

a un nivel de 3σ , y con el eje mayor orientado a PA $+72^\circ$. A lo largo del eje menor de la elipse (PA -18°) se observan dos máximos separados por $\simeq 2''.6$. Un arco de emisión se extiende desde cada uno de los máximos hacia las regiones polares de la elipse. Los arcos exhiben una marcada SP con respecto al centro de la nebulosa (posición central dada en la Tabla 3.1). Aunque los arcos siguen la curvatura de la elipse, no conectan a los máximos uno con otro. Se observa una separación angular máxima entre los arcos de $\simeq 3''.8$, cerca del eje mayor de la nebulosa. El "espesor radial" de los arcos, medido a lo largo de la dirección radial del centro nebular (Tabla 3.1), no es resuelto (espesor radial $\leq 0''.75$). El flujo total medido a $\lambda 3.6$ cm es de 63 mJy. Considerando una $T_e \simeq 10^4$ K (Aller y Czyzak 1983), emisión ópticamente delgada, y siguiendo el formalismo de Mezger y Henderson (1967), se puede estimar una densidad electrónica media de $N_e \simeq 4 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$, una medida de emisión de $ME \simeq 10^6 \text{ pc cm}^{-6}$ y una masa ionizada de $M(\text{H II}) \simeq 0.04 M_\odot$ en una región de $6''$.

3.3.2 M 3-27

Esta nebulosa aparece como una fuente compacta en radiocontinuo, a la resolución observada, por lo que su diámetro debe ser $\leq 0''.6$. La densidad de flujo es de 0.9 mJy a $\lambda 3.6$ cm. Para estos valores, y utilizando el mismo procedimiento descrito para Cn 3-1, se estimó una densidad electrónica para este objeto de $N_e \simeq 9 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$, una medida de emisión de $EM \simeq 10^6 \text{ pc cm}^{-6}$ y una masa de gas ionizado de $M(\text{H II}) \simeq 3 \times 10^{-4} M_\odot$.

3.3.3 IC 2149

En la Fig. 3.2 se muestra el mapa de contornos y escala de grises de la emisión en radiocontinuo a $\lambda 3.6$ cm de IC 2149. Su apariencia es alargada, mostrando un máximo brillante en el extremo NE y una estructura con varias condensaciones. La emisión decrece hacia el SW. El tamaño de la estructura es de $\approx 10''.0 \times 1''.5$. La Fig. 3.3 corresponde a la línea $\text{H}\alpha$ de los espectros tomados a lo largo de la nebulosa (PA $+67^\circ$) y perpendicular a ella (PA -23°). Estos espectros muestran una distribución elipsoidal de la emisión, siendo ligeramente mayor a lo largo del eje de PA $+67^\circ$ ($\approx 20'' \times 16''$). La anchura de la línea en ambos casos es de $\approx 23 \text{ km s}^{-1}$. Hacia el extremo NE se observa un alargamiento en forma de emisión más tenue, de $\approx 4''$. El máximo de la emisión se encuentra prácticamente alineado con la estrella central. El espectro a PA -23° presenta evidencias de una componente de velocidad negativa adicional.

En la Fig. 3.4 se muestran los espectros correspondientes a la línea de $[\text{N II}] \lambda 6584$. El espectro a PA -23° muestra la emisión concentrada en los $8''$ centrales, con dos máximos separados por $\approx 0''.75$ en distancia angular y 50 km s^{-1} en velocidad. La componente azul domina la emisión, mientras que la roja es más débil. Adicionalmente existe una emisión a velocidad cero que cubre los $8''$. En el espectro

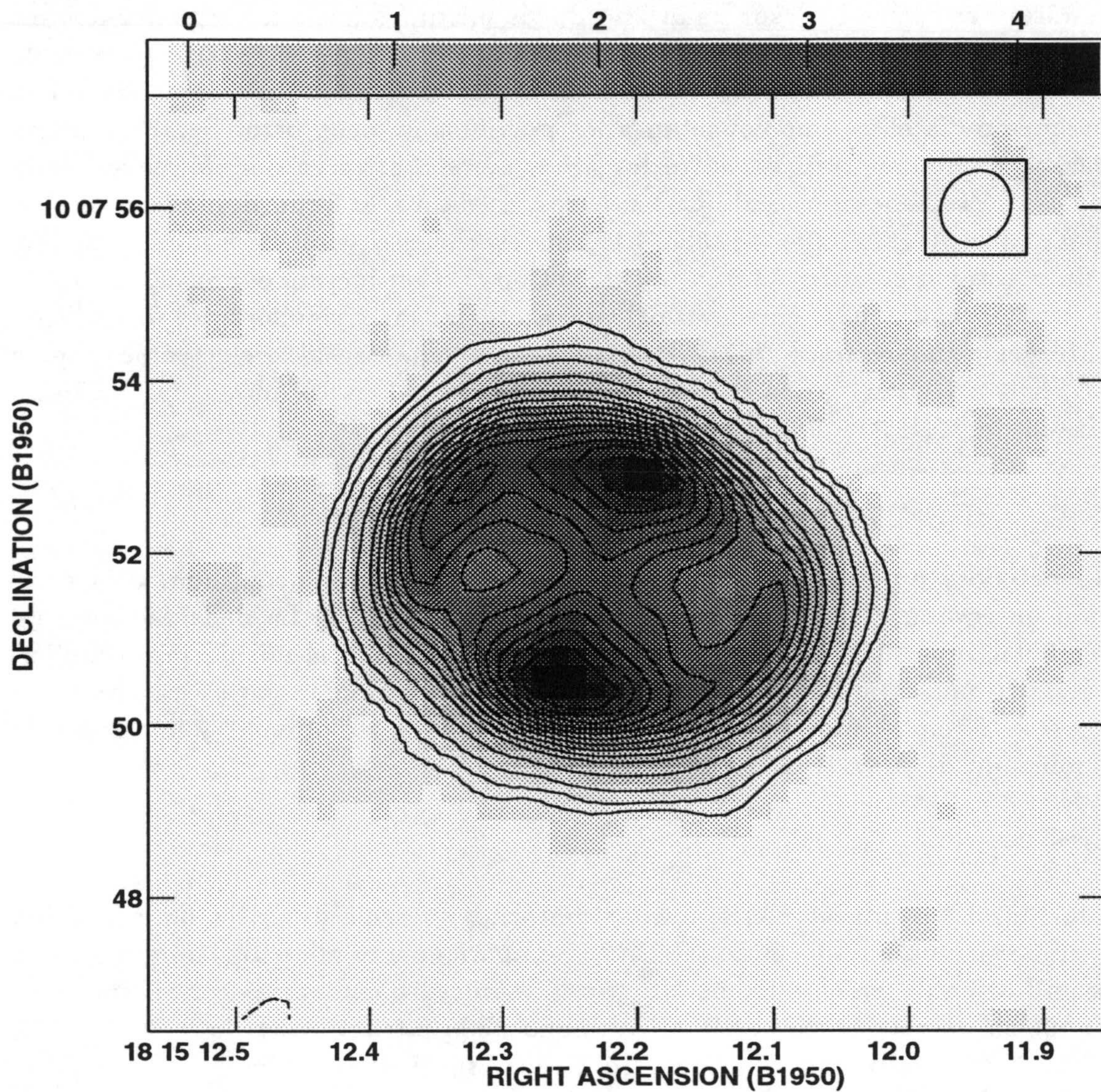


Figura 3.1: Mapa de contornos y escala de grises de la emisión en radiocnontinuo a $\lambda 3.6$ cm de Cn 3-1. La escala en grises superior está indicada en mJy haz^{-1} . Los niveles de contorno son -3, 6, 12, 24, 40, 50, 60, 70, 80, 90, 100, 110, 120 y 130 veces $30 \mu\text{Jy haz}^{-1}$, la *rms* del ruido en el mapa. El tamaño y orientación del haz está indicado en la esquina superior derecha ($0''.88 \times 0''.75$, PA -23°).

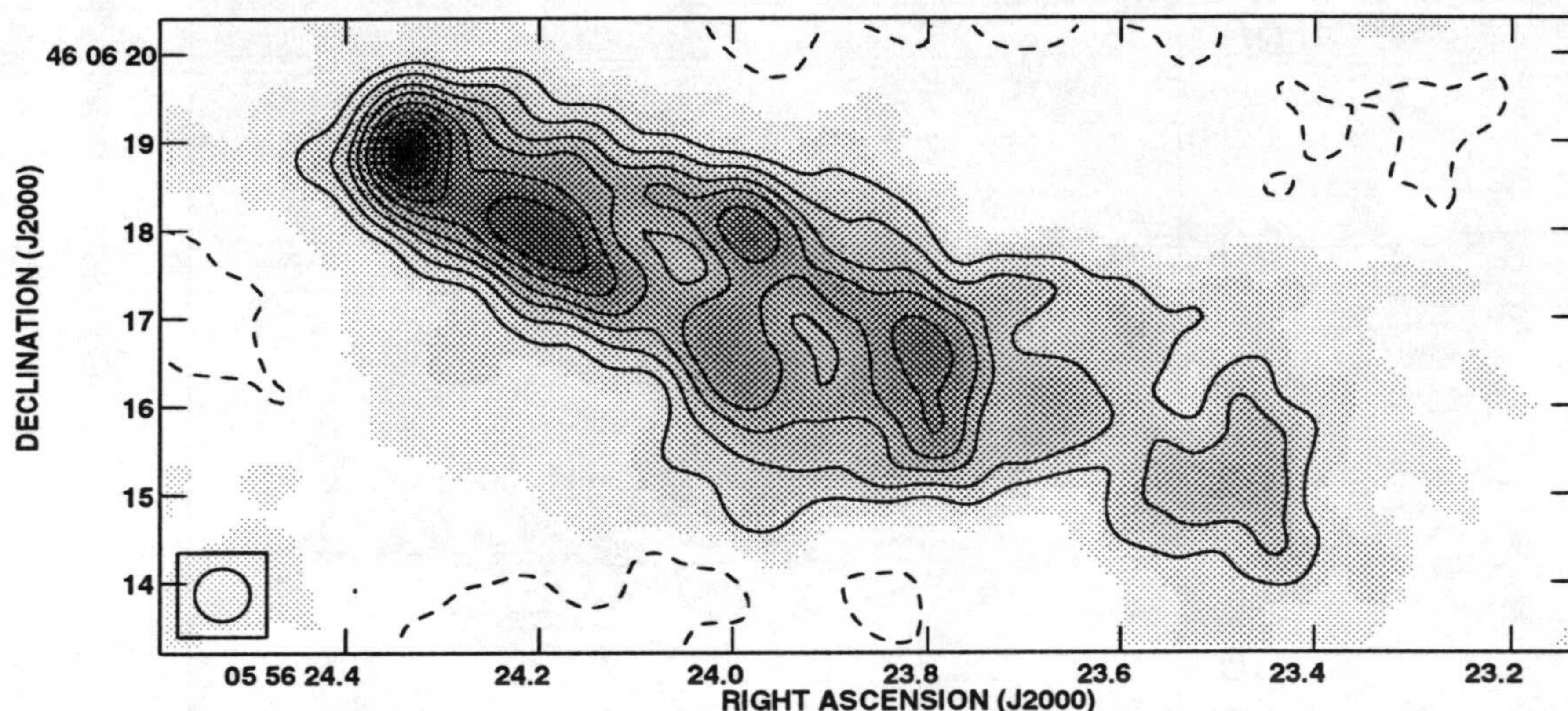


Figura 3.2: Mapa de contornos y escala de grises de la emisión en radiocontinuo a $\lambda 3.6$ cm de IC 2149. Los niveles de contorno son -8, 8, 16, 27, 38, 53, 68, 83, 98 y 110 veces $25 \mu\text{Jy haz}^{-1}$, la *rms* del ruido en el mapa. El tamaño del haz está indicado en la esquina inferior izquierda (0.6×0.6).

a PA -23° aparece una especie de anillo elipsoidal cuya máxima expansión se encuentra en el centro. La parte azul muestra mayor emisión que la parte roja, la cual sólo se aprecia marginalmente. El máximo de la emisión se encuentra en el extremo NE y con velocidad nula. Existe una distancia de $\approx 5''$ entre el máximo y el continuo de la estrella central. No existe un máximo correspondiente en el extremo SW, pero la simetría sugiere su presencia también a $\approx 5''$. La expansión máxima coincide con la posición de la estrella central y es de $\approx 20 \text{ km s}^{-1}$. Existe también una emisión de unos $4''$ que se extiende hacia el extremo NE, similar a la mostrada en $\text{H}\alpha$ y a velocidad cero.

3.3.4 M 1-16

La Fig. 3.5 muestra el mapa de alta resolución en radiocontinuo de M 1-16 a $\lambda 3.6$ cm. La estructura es similar, aunque no igual, a la observada en el mapa de Aaquist y Kwok (1990) a $\lambda 6$ cm. Igual que en ese caso, se observa una estructura exterior de forma circular de $\approx 4''$ de diámetro, aunque más internamente se vuelve elíptica, con el eje mayor a PA $+44^\circ$. Los dos máximos en el extremo SW se siguen observando, también separados por un mínimo, sólo que el máximo menos intenso parece haber cambiado un poco su posición. También se pueden trazar otras condensaciones en la mitad NE del objeto, al igual que en el mapa a $\lambda 6$ cm, sólo que en este caso, además puede verse una banda de emisión que cruza la nebulosa por el eje menor.

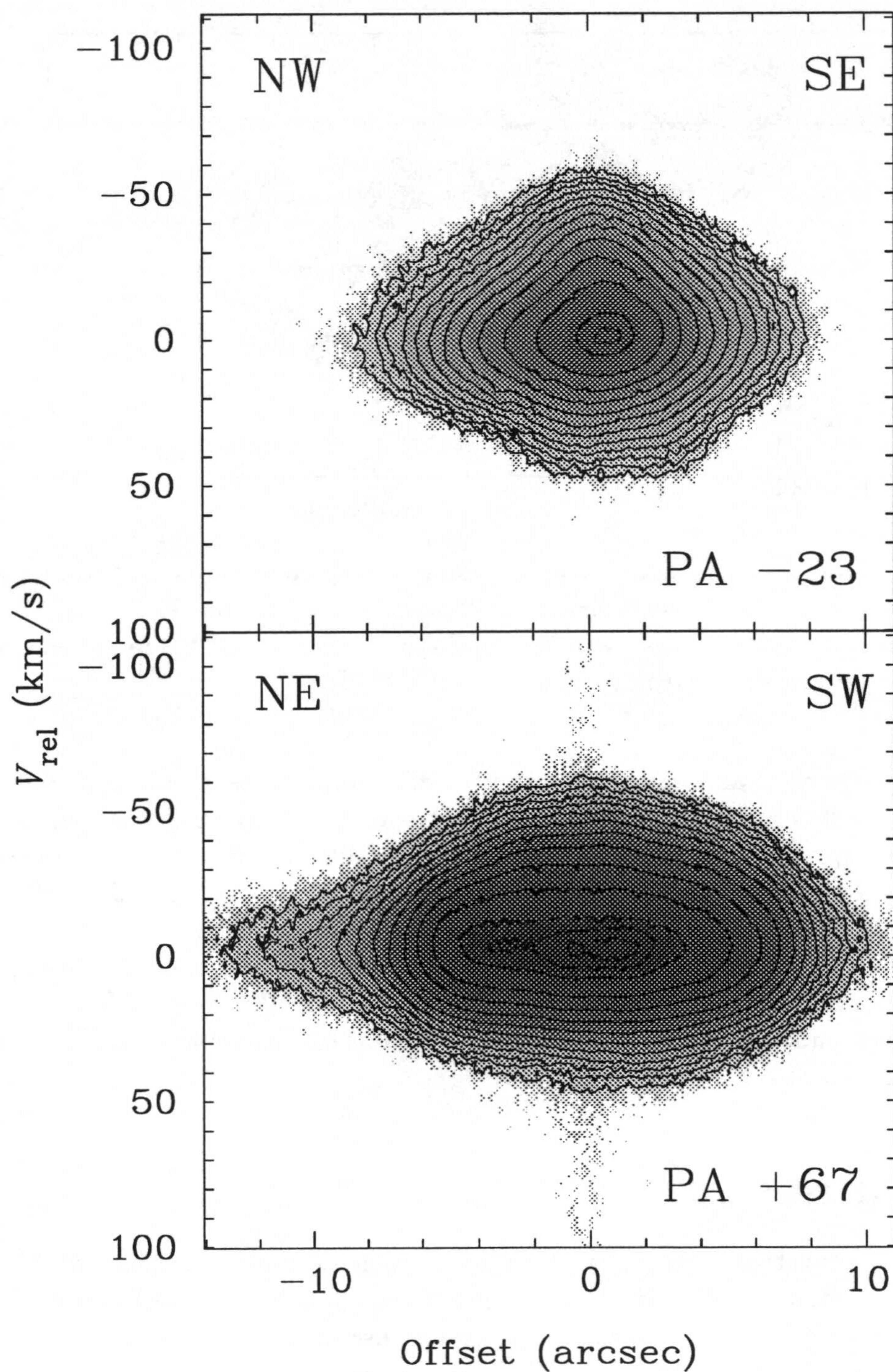


Figura 3.3: Espectros de IC 2149 en la región de $H\alpha$ correspondientes a las rendijas a $PA -23^\circ$ (arriba) y a $PA +67^\circ$ (abajo). La velocidad relativa se tomó con respecto a la del sistema. El eje espacial da las coordenadas relativas a la posición de estrella central. El este está a la izquierda para todos los espectros mostrados en este capítulo.

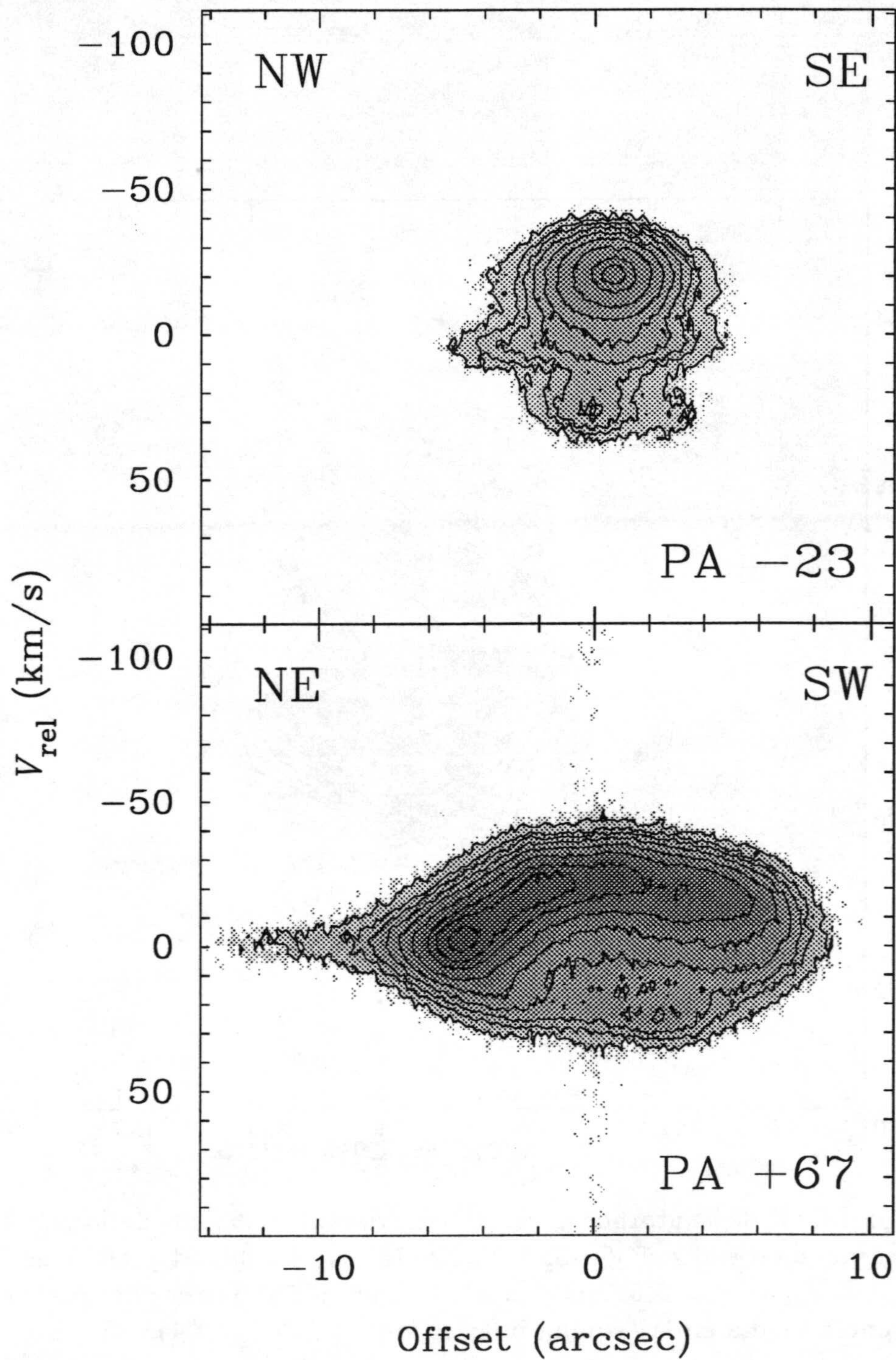


Figura 3.4: Espectros de IC 2149 en la región de [NII] correspondientes a las rendijas a $\text{PA } -23^\circ$ (arriba) y a $\text{PA } +67^\circ$ (abajo). La velocidad relativa se tomó con respecto a la del sistema. El eje espacial da las coordenadas relativas a la posición de estrella central.

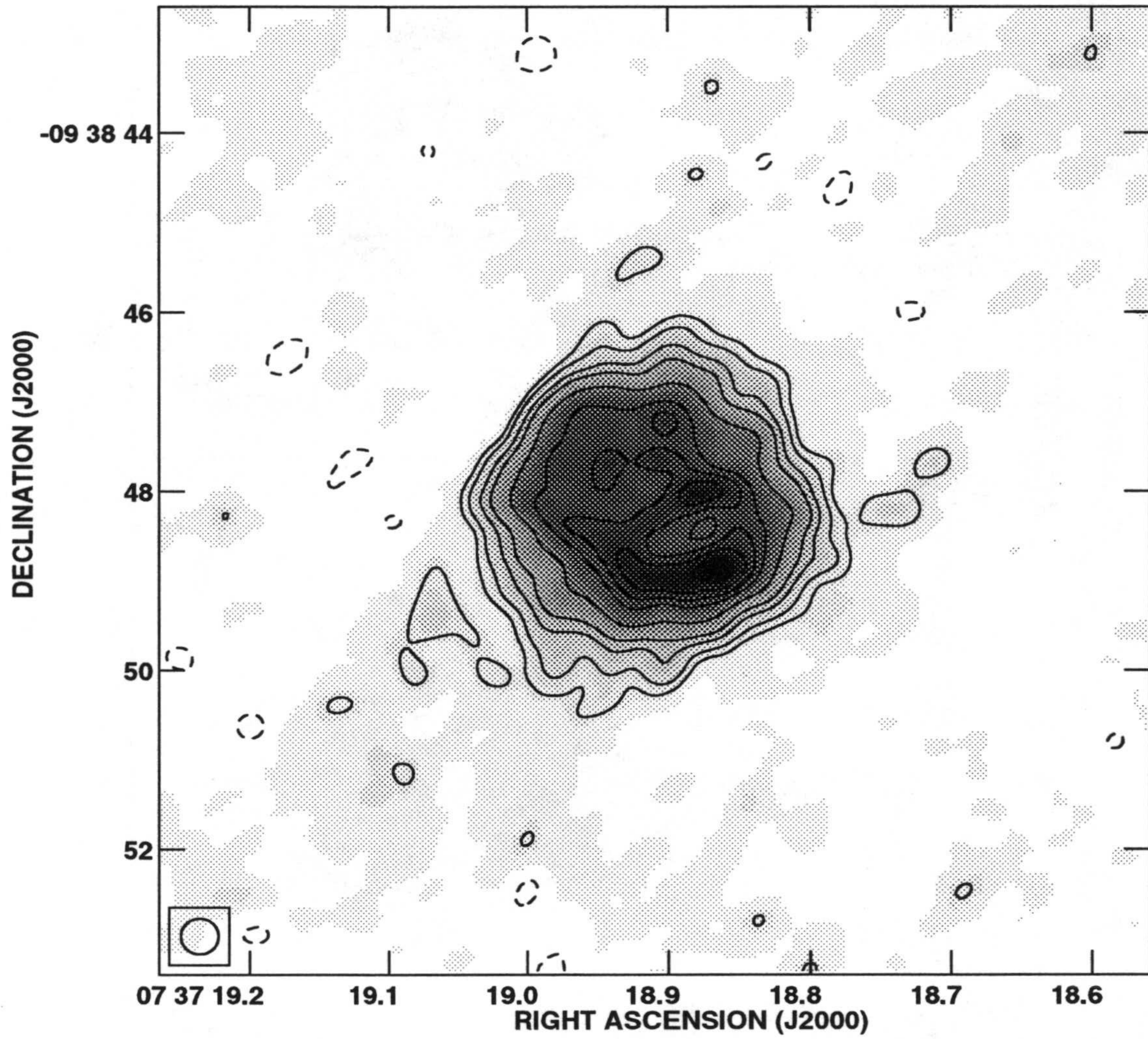


Figura 3.5: Mapa de contornos y escala de grises a $\lambda 3.6$ cm de la NP M1-16. Los niveles de contorno son -6, -3, 3, 6, 12, 18, 30, 42, 48, 54 y 60 veces la *rms* del ruido del mapa ($\sigma = 146$ mJy haz $^{-1}$). También se muestra el contorno del haz a potencia media en la esquina inferior izquierda ($\theta = 0''.4$).

3.4 Discusión

3.4.1 Cn 3-1 y M 3-27

Los datos arrojados por estas observaciones para este par de nebulosas fueron interpretados por Miranda et al. (1997) en conjunto con los espectros ópticos presentados por ellos. Sólo por complementariedad, las conclusiones obtenidas para estos objetos por estos autores, se incluyen en la §3.5, pero debe resaltarse el hecho de que dichos espectros no son parte de esta tesis.

3.4.2 IC 2149

Los espectros mostrados en las Figs. 3.3 y 3.4 pueden interpretarse como un anillo de [N II] en expansión, visto de perfil. El eje del anillo es PA -23° , perpendicular al cuerpo principal de la nebulosa. La velocidad de expansión del anillo es de 25 km s^{-1} y su eje se encuentra orientado a $\approx 86^\circ$ con respecto a la línea de visión, en donde la mitad NW del anillo se mueve al azul y la mitad SE al rojo. La emisión a velocidad nula que se observa a lo largo de toda la rendija en el espectro a PA -23° de la Fig. 3.4 puede deberse a la eyección de un chorro que se mueve prácticamente sobre el plano del cielo, ya que además de poseer una velocidad nula, es muy angosto. La emisión que se extiende hacia el NE en el espectro a PA $+67^\circ$ aún quedaría por explicarse.

Esta interpretación se ve apoyada mediante el siguiente ejercicio. Utilizando las imágenes de Balick (1987) a través de la base de datos de NPs Galácticas de la Universidad de Innsbruck (<http://ast2.uibk.ac.at>). En la Fig. 3.6 se muestra un mosaico con estas imágenes. Los paneles de la izquierda corresponden a $H\alpha$ y los de la derecha a [N II]. Los paneles superiores muestran las imágenes saturadas en escala lineal para ver los detalles más débiles, mientras que los inferiores presentan las imágenes en escala logarítmica para resaltar el centro. Resulta evidente que la emisión en $H\alpha$ se distribuye más uniformemente, como en forma de envoltura elipsoidal, mientras que la emisión en [N II] está más alargada hacia el eje de PA $+67^\circ$. La Fig. 3.7 muestra un cociente [N II]/ $H\alpha$ realizado entre las imágenes de la Fig. 3.6 (en escala lineal). El resultado pone de manifiesto la presencia de una banda de [N II], muy bien definida, a lo largo del eje a PA $+67^\circ$. La banda se encuentra dentro de una envoltura elíptica dominada por emisión en $H\alpha$, y sus extremos se ensanchan hacia el exterior. La emisión que se observa en los espectros extendiéndose hacia el extremo NE también es visible en el cociente, siendo predominante en [N II] y llegando un poco más allá de los límites de la envoltura elíptica de $H\alpha$.

UNIVERSIDAD DE GHANADA

19 OCT. 1998

COMISION DE DOCTORADO

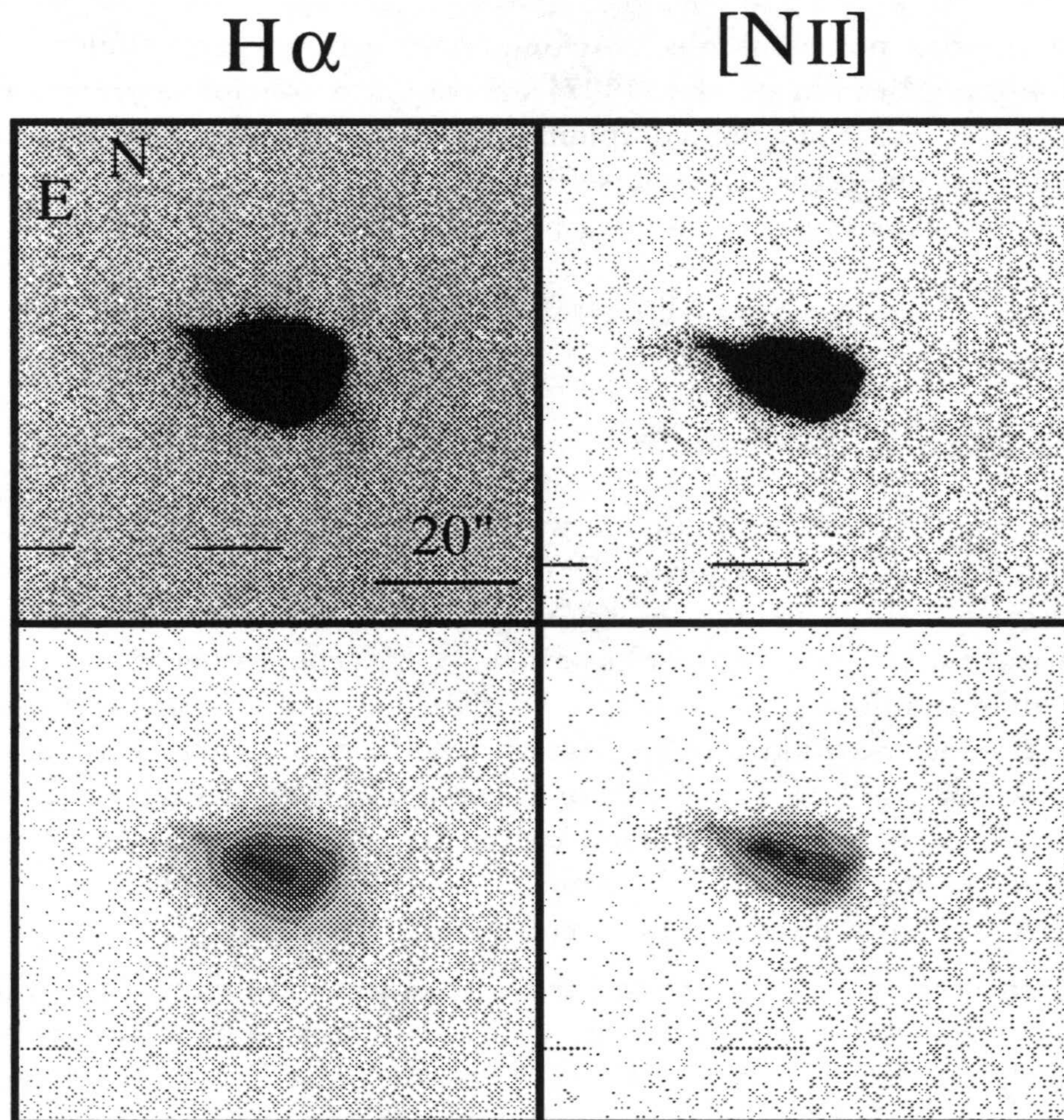


Figura 3.6: Mosaico de imágenes CCD en $H\alpha$ (izquierda) y en $[N II] \lambda 6583$ (derecha) de IC 2149 de Balick (1987). Los niveles de escala de grises se escogieron arbitrariamente para mostrar las distintas componentes morfológicas. Las imágenes de los paneles superiores están presentadas en escala lineal y las de los paneles inferiores en escala logarítmica. El norte está hacia arriba y el este hacia la izquierda.

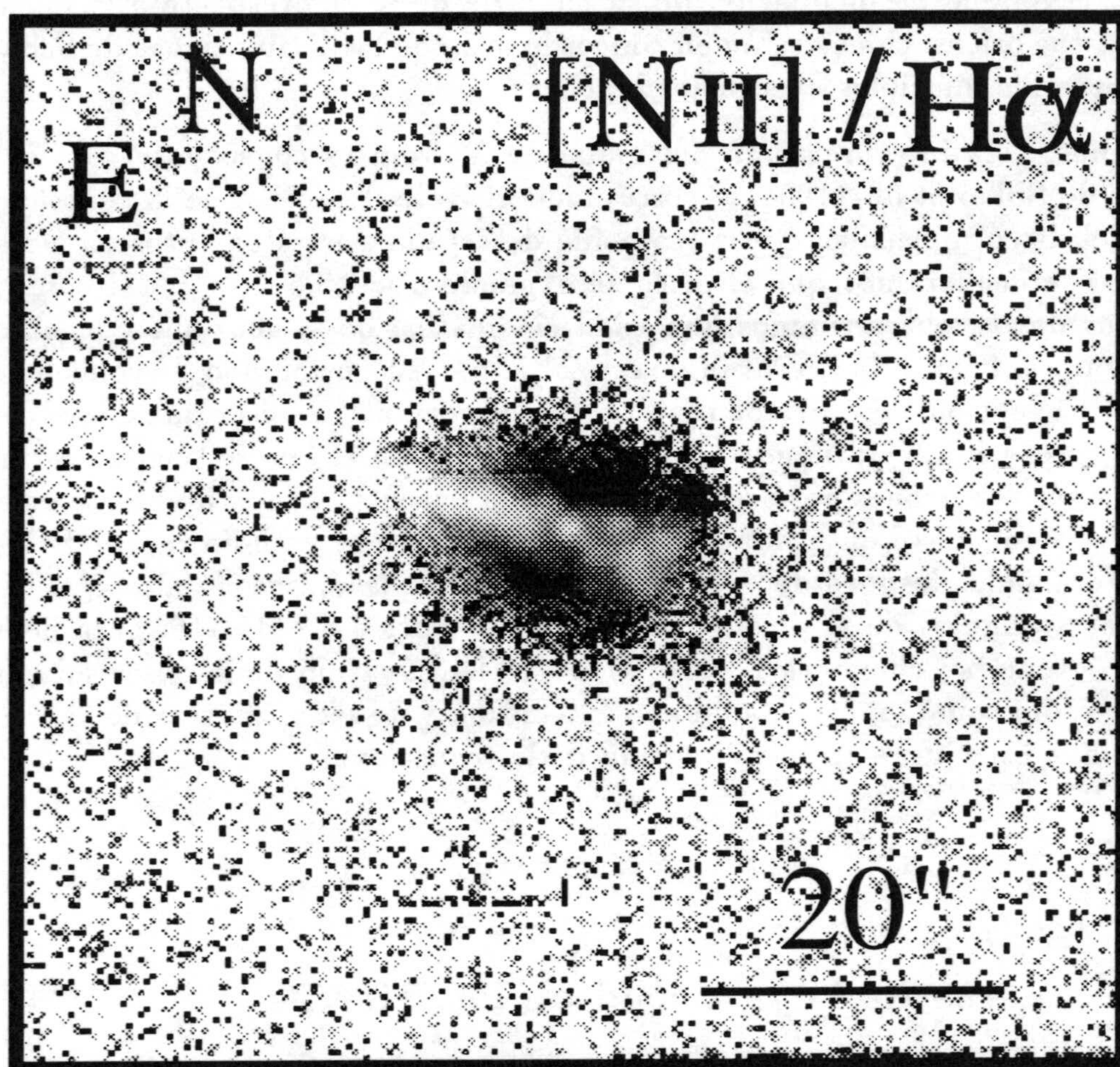


Figura 3.7: Cociente de las imágenes $[N II]/H\alpha$ mostradas en la Fig. 3.6. La escala y orientación son las mismas que en aquella figura. Nótese la banda de $[N II]$ que domina la emisión central, sobre la distribución elipsoidal de $H\alpha$.

3.4.3 M1-16

Siguiendo las zonas de mayor emisión en el lado SW del mapa de radio (Fig. 3.5) y considerando que la región NE le es simétrica, se puede trazar un anillo cuyo eje mayor mide $2''.2$ (PA $+44^\circ$) y su eje menor $1''.9$ (PA -46°). Si se considera que el anillo es circular, y su apariencia elíptica es sólo un efecto de proyección, entonces el ángulo de inclinación de su eje sería de $\approx 30^\circ$ respecto a la línea de visión. Estas orientaciones están en concordancia con las estimaciones de Schwarz (1992) para las múltiples eyecciones bipolares.

Además, esta interpretación del mapa de $\lambda 3.6$ cm es consistente con los resultados de Sahai et al. (1994) y correspondería a la detección de la contraparte óptica del disco molecular cuyas traza fue detectada por estos autores. De esta manera, si consideramos que el disco se expande a $\approx 15.5 \text{ km s}^{-1}$, tal como sugieren sus datos, obtendríamos una edad cinemática de ≈ 600 años, lo que sin duda alguna reflejaría la juventud de este objeto, y su posibilidad de continuar su proceso de eyección episódica de materia. Es importante resaltar que de ser cierta esta interpretación, estaríamos ante un único caso en el que se pueden estudiar el disco y sus eyecciones por separado ya que la ausencia de gas ambiente en esta nebulosa la convierte en el laboratorio perfecto para el estudio de los BRETs. El paso obligado después de esto es la espectroscopía óptica de alta resolución a diferentes ángulos de posición centrados en el núcleo de M⁻1-16, para de esta manera obtener su cinemática, corroborar la identificación de lo observado en el mapa de radio como un disco/anillo en expansión, y de ser así, tratar de averiguar el papel que éste juega en la colimación de las eyecciones.

3.4.4 Acerca de la juventud de los BRETs

El análisis realizado sobre estos objetos demuestra que, Cn⁻3-1 tiene un BRET, M⁻1-16 (basado además en las observaciones de Schwarz 1992) también tiene un BRET, posiblemente más energético y con probabilidades de estar aún activo. Los resultados sobre M⁻3-27 y sobre IC⁻2149 no son concluyentes, pero se encuentran evidencias de que la posibilidad de encontrar BRETs en ellas sea plausible.

Estos resultados, aunados a otros estudios llevados a cabo en objetos aún más jóvenes (proto-NPs) tales como He⁻3-1475 (Riera et al. 1995; Bobrowsky et al. 1995; Borkowski et al. 1997) o He⁻3-1357 (Bobrowsky et al. 1998), nos indican que los BRETs se forman en las fase final de la etapa AGB de las estrellas progenitoras de NPs.

3.5 Conclusiones

Cn 3-1 y M 3-27³

- Cn 3-1 es una NP elipsoidal con una velocidad de expansión ecuatorial baja ($\simeq 14 \text{ km s}^{-1}$). Una zona brillante en forma de “anillo” visto casi de perfil caracteriza el ecuador del elipsoide. Dos arcos con SP han sido detectados en la nebulosa. Los arcos aparecen como estructuras filamentarias. Su origen podría estar relacionado con eyecciones bipolares colimadas a lo largo del eje de rotación. La edad cinemática deducida a partir de espectros de alta resolución ($\simeq 1300$ años) y la masa ionizada ($\simeq 4 \times 10^{-2} M_{\odot}$) son compatibles con los de una NP joven.
- La emisión de las líneas de [N II] y [S II] detectadas en M 3-27 provienen de una región compacta ($\leq 0''.6$), probablemente no esférica, la cual se identifica con la envoltura de gas ionizado de esta nebulosa. La emisión de H α está dominada por una fuerte emisión estelar y exhibe perfiles PCyg tipo III con alas muy extendidas ($\approx 3000 \text{ km s}^{-1}$). La edad cinemática (≤ 530 años) y la masa ionizada ($\simeq 3 \times 10^{-4} M_{\odot}$) estimadas para la envoltura de M 3-27 indican que se trata de una NP muy joven.
- Se han detectado halos extendidos en ambos objetos ($\approx 36''$, Cn 3-1; $\approx 24''$, M 3-27) a través de su emisión en H α y/o [N II]. Un análisis de la cinemática y propiedades de emisión de los halos sugiere que son nebulosidades de reflexión y contienen grandes cantidades de material neutro, cuya distribución es altamente isotrópica.

IC 2149 y M 1-16

- IC 2149 está compuesto por un anillo de [N II] visto de perfil que se expande a una velocidad de 25 km s^{-1} y una envoltura elipsoidal de hidrógeno. Se encontró una posible evidencia de la emisión de un chorro en las proximidades de la estrella central, saliendo por el centro del anillo, hacia ambos lados y a lo largo de su eje (es decir, sobre el plano del cielo).
- El mapa de radio obtenido de M 1-16 posiblemente es la contraparte óptica del disco molecular detectado por Sahai et al. (1994). Su morfología ajusta con la de un anillo o disco de $2''.2 \times 1''.8$ de tamaño angular, con el eje mayor orientado a PA +44°. La orientación espacial de esta estructura coincide con la esperada para un elemento colimador de los choques a proa bipolares

³En las conclusiones sobre este par de objetos se utilizaron datos no expuestos en esta tesis (espectroscopía óptica) sin los cuales, los datos de radio no habrían podido ser interpretados. Las conclusiones completas aparecen aquí sólo por complementariedad (véase Miranda et al. 1997).

detectados por Schwarz (1992). Tomando las mediciones de Sahai et al. (1994) para la velocidad del disco molecular y aplicándolas en la estructura observada en radio, se obtiene una edad cinemática de 600 años.

Generales

- La formación de BRETs aparece en NPs muy jóvenes, lo que sugiere que ya desde la fase final de la etapa AGB de las estrellas progenitoras, los flujos colimados, e incluso su precesión, son una actividad existente en estas estrellas.

Capítulo 4

NGC 4361: Un BRET de alta excitación

4.1 Estudios previos

Existe una aparente sobreabundancia de [N II] en las condensaciones de la mayoría de los BRETs. Esta es una característica común a la mayoría de los flujos colimados en NPs, ya sean FLIERs, chorros simples o solamente objetos con SP. Las posibles causas de este particular se estudiarán en la §???. Sin embargo, existe un caso que resulta ser el antiejempleo de esta situación. Se trata de NGC 4361, una NP con apariencia elíptica, dos protuberancias con SP, pero de muy alta excitación, con un espectro que no presenta ninguna evidencia de líneas de emisión de [N II]. Es por ello que resulta muy interesante estudiar este objeto, ya que de confirmarse la presencia de un BRET, sería un caso único hasta ahora y seguramente esto cambiaría algunos de los criterios para buscar este tipo de objetos. Asimismo, incrementaría aún más la amplia variedad de NPs donde este fenómeno se presenta.

La morfología de NGC 4361 puede ser parcialmente apreciada en el catálogo de NPs de Schwarz et al. (1992). Estos autores indican la posibilidad de la existencia de un halo rodeando a la nebulosa, dando además un tamaño de $\simeq 115''$ al cuerpo nebuloso principal, como se ve de sus imágenes CCD en $H\alpha$ y [O III].

La naturaleza de alta excitación de NGC 4361 ya había sido notada por Aller et al. (1979), quien hizo un análisis de abundancias iónicas usando un modelo de estructura de ionización. Ellos describieron las condiciones físicas de NGC 4361 y concluyeron que es una NP pobre en metales. Este objeto fue clasificado por Gurzadyan y Egikyan (1991) como uno de las NPs de más alta excitación (clase 12^+ , tan sólo por debajo de Abell 36). Otro modelo de estructura de ionización para NGC 4361 fue realizado por Adam y Köppen (1985). Este modelo usa los resultados de Méndez et al. (1981), quien estima el flujo de fotones ionizantes que salen de la atmósfera de la estrella central de la nebulosa.

El espectro teórico, obtenido de esta manera, está razonablemente de acuerdo con las observaciones. Torres-Peimbert, Peimbert y Peña (1990, en adelante TPPP) presentan espectros del IUE¹ además de nuevos espectros ópticos. Ellos obtienen nuevos parámetros físicos y abundancias iónicas, y de sus resultados concluyen la presencia de inhomogeneidades químicas a lo largo de la nebulosa, además de que su estrella progenitora fue de población II. En un análisis de abundancias más reciente, Liu (1998) encuentra variaciones de temperatura a lo largo de la superficie de la nebulosa, probablemente debidas a calentamiento por gas chocado.

En este estudio se presentan imágenes CCD de NGC 4361 en filtros de banda angosta y mapas de radiocontinuo a $\lambda 3.6$ cm para analizar su morfología y parámetros físicos globales. Además se muestran espectros *echelle* de rendija larga centrados en las líneas de $H\alpha$ y $[O III] \lambda 5007$ para varias posiciones con el fin de obtener la cinemática interna de esta nebulosa.

4.2 Observaciones

4.2.1 Imágenes CCD de banda angosta

Se obtuvieron imágenes CCD de banda angosta de NGC 4361 en $H\alpha$ (10\AA HPBW²) y $[O III] \lambda 5007$ (60\AA HPBW) el 3 de mayo de 1997 con el telescopio de 2.1 m del OAN-UNAM. Como detector se usó un dispositivo CCD Tektronix de 1024×1024 pixeles y $24 \mu\text{m}$ por pixel ($\equiv 0''.257$). El *seeing* fue de $\simeq 2''$ durante las observaciones. Las imágenes fueron reducidas con las técnicas habituales de IRAF. Las imágenes no fueron calibradas en flujo. La Fig. 4.1 muestra estas imágenes en escala de grises, a diferentes escalas de profundidad, con el fin de resaltar sus estructuras principales .

4.2.2 Espectroscopía *echelle* de rendija larga

Las observaciones espectrales de rendija larga se obtuvieron con el MES³ (Meaburn et al. 1984) combinado con el foco $f/7.9$ del telescopio de 2.1 m del OAN-UNAM durante los días 14 a 17 de abril de 1996. Este espectrógrafo no tiene dispersión cruzada. Se utilizó un detector CCD Tektronix de las mismas características que el mencionado en la sección anterior. Se realizó una reducción de escala sobre el detector (*binning*) de 2×2 , para aumentar la relación "señal a ruido", resultando en 512 incrementos de $0''.60$ cada uno, dando un total de la longitud proyectada de la rendija de $5'.12$ sobre el cielo. El *seeing* varió entre $1''$ y $2''$ durante estas observaciones. La reducción de los datos y la calibración

¹Telescopio espacial *International Ultraviolet Explorer*.

²HPBW: *Half Power Beamwidth*, ancho de banda a potencia media.

³MES: *Manchester Echelle Spectrograph* .

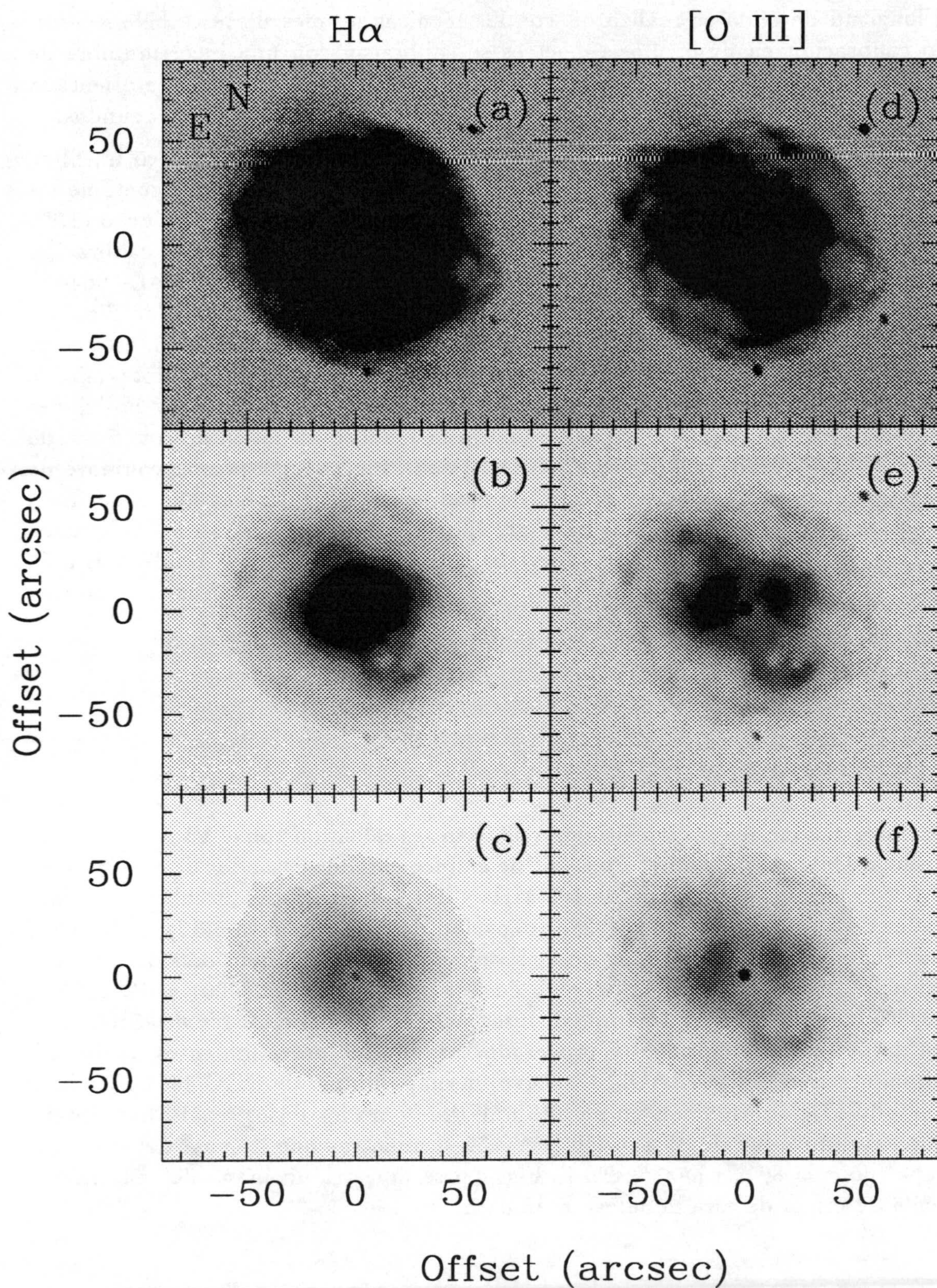


Figura 4.1: Mosaico de imágenes CCD en H α (a, b, c) y [O III] λ 5007 (d, e, f) de NGC 4361. Los niveles de escala de grises se escogieron arbitrariamente para mostrar las distintas componentes morfológicas. El norte está hacia arriba y el este hacia la izquierda, conservando esta convención en todas las imágenes y mapas de este capítulo.

en longitud de onda se realizaron con las técnicas usuales de IRAF. No se efectuó calibración en flujo. Los espectros se calibraron con una incertidumbre de $\pm 1 \text{ km s}^{-1}$ usando una lámpara de Th-Ar. La rendija estuvo siempre orientada en el eje E-W, y se usaron tiempos de exposición entre 1200 y 1800 segundos.

Se obtuvieron dos conjuntos de espectros. En el primero se utilizó un filtro con un ancho de banda de 90 \AA con el fin de aislar el orden 87, que contiene las líneas de $\text{H}\alpha$ y $[\text{N II}] \lambda 6584$. En este caso, la rendija tenía $150 \mu\text{m}$ de ancho ($1''.9$). La resolución espectral, tomada del ancho de las líneas del espectro de calibración (Th-Ar) fue de 0.27 \AA ($\simeq 12.5 \text{ km s}^{-1}$), cubriendo el intervalo de $\lambda\lambda 6541 - 6644 \text{ \AA}$. Para el segundo conjunto de espectros se usó la misma rendija con un filtro de 70 \AA de ancho para aislar la línea de $[\text{O III}] \lambda 5007$ en el orden 114. En este caso, la resolución espectral resultante fue de 0.22 \AA ($\simeq 13.4 \text{ km s}^{-1}$) y el intervalo de cubrimiento fue de $\lambda\lambda 4992 - 5066 \text{ \AA}$. En la Fig. 4.2 se muestran las posiciones de rendija etiquetadas con letras de la A a la F sobre un mapa de contornos de la nebulosa, basado en la imagen de $[\text{O III}]$ de la Fig. 4.1. El primer conjunto de espectros sólo incluye las posiciones de rendija D y F, mientras que el segundo cubre las posiciones A a E. En las Figs. 4.3, 4.4 y 4.5 se muestran los diagramas posición-velocidad (PV) de los espectros correspondientes a las rendijas B a F. Los espectros de la posición A no se consideraron en este análisis debido a su relación "señal a ruido" tan baja.

4.2.3 Radiocontinuo a $\lambda 3.6 \text{ cm}$

Las observaciones en radiocontinuo a $\lambda 3.6 \text{ cm}$ se realizaron con el VLA en la configuración DnC el 16 de mayo de 1996. Se empleó el modo estándar de continuo del VLA con un ancho de banda de 100 MHz y dos polarizaciones circulares. El calibrador de flujo absoluto fue 3C 286 (densidad de flujo supuesta 5.3 Jy a $\lambda 3.6 \text{ cm}$), mientras que como calibrador de fase se usó 1239 - 103 (densidad de flujo observada 1.2 Jy a $\lambda 3.6 \text{ cm}$). El centro de fase se colocó en $\alpha(2000) = 12^{\text{h}}24^{\text{m}}31^{\text{s}}$, $\delta(2000) = -18^{\circ}47'09''$. El tiempo de integración sobre la fuente fue de 28 minutos. Los datos fueron calibrados y procesados usando los procedimientos habituales del paquete AIPS⁴ de NRAO. Se obtuvo un mapa limpio de NGC 4361 usando el comando MX de AIPS con un pesado uniforme para los datos *uv*. El haz sintetizado resultante fue de $21''.1 \times 7''.0$ (PA -54°), mientras que la *rms*⁵ del ruido del mapa fue $\sigma = 80 \mu\text{Jy haz}^{-1}$. En la Fig. 4.6 se muestra un mapa de contornos y escala de grises de esta nebulosa a $\lambda 3.6 \text{ cm}$.

⁴AIPS: *Astronomical Image Processing System*.

⁵Media cuadrática (*Root Mean Square*).

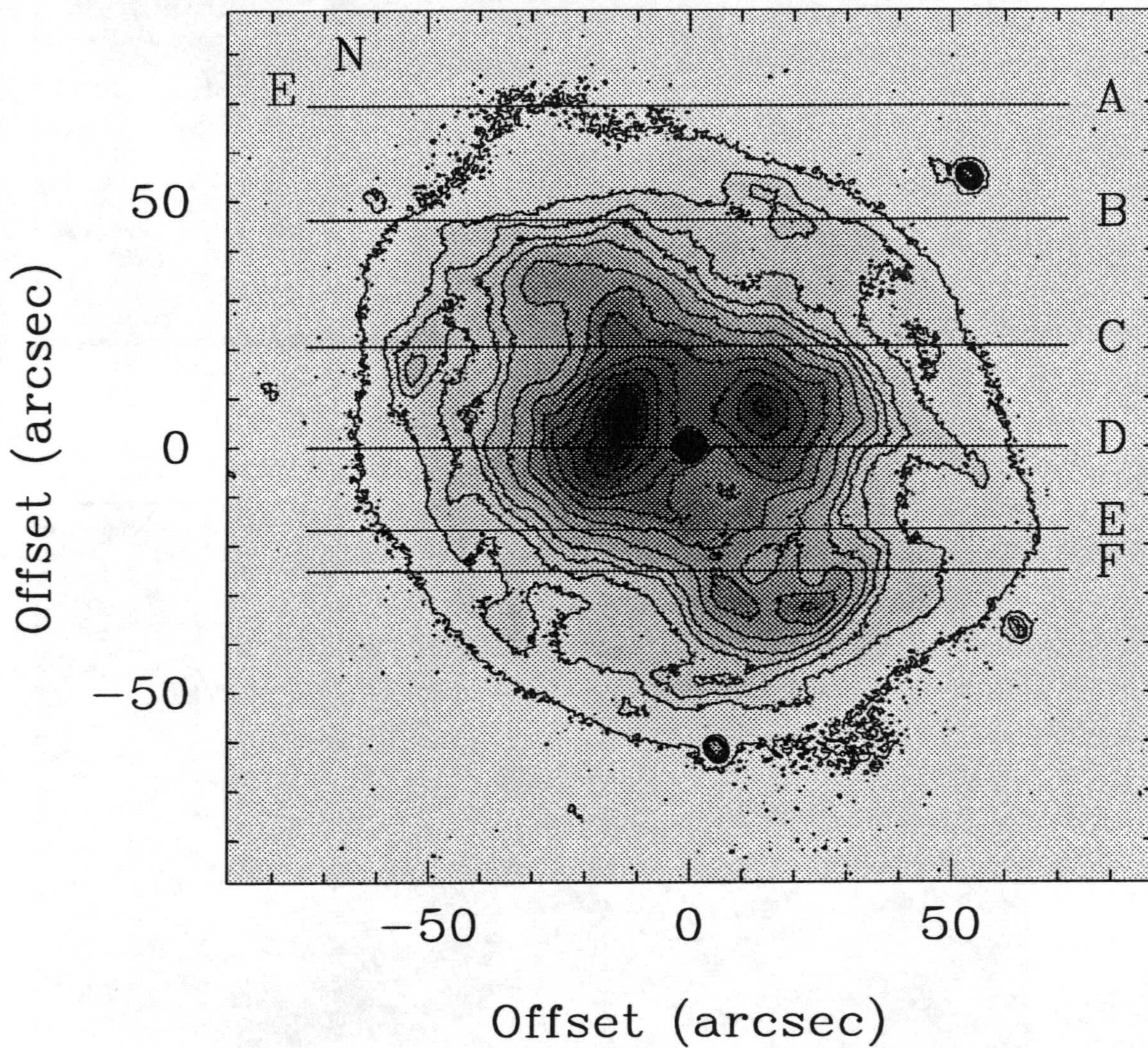


Figura 4.2: Mapa de contornos y escala de grises basado en la imagen de [O III]. Los pasos de la rendija se encuentran marcados y señalados con letras de la A a la F.

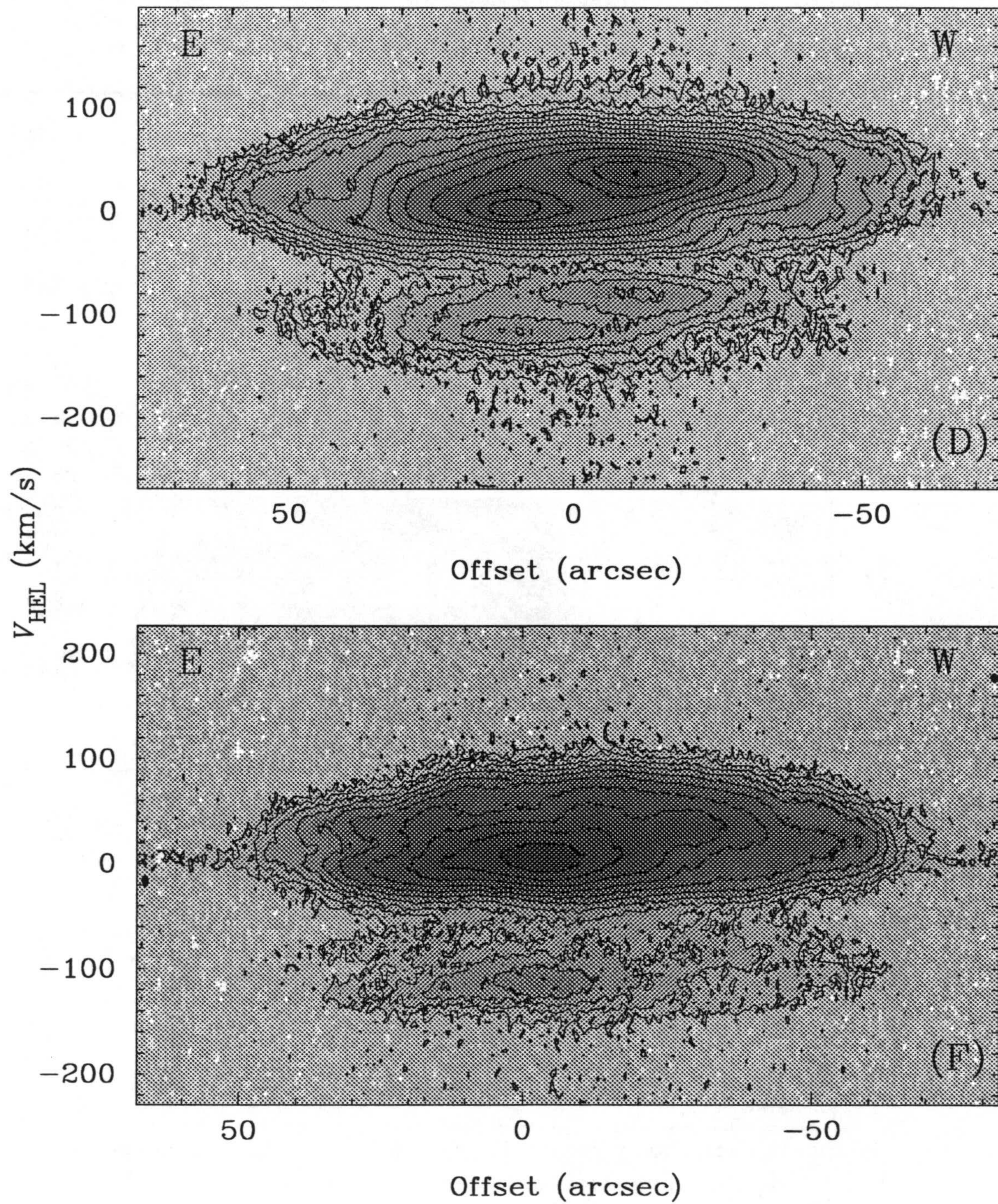


Figura 4.3: Espectros de la región de las líneas de emisión $H\alpha + He II \lambda 4560$ correspondientes a las rendijas D (arriba) y F (abajo). La velocidad heliocéntrica se estableció con respecto a $H\alpha$. El eje espacial da las coordenadas relativas a la declinación de la estrella central. El este está a la izquierda para todos los espectros mostrados en este capítulo.

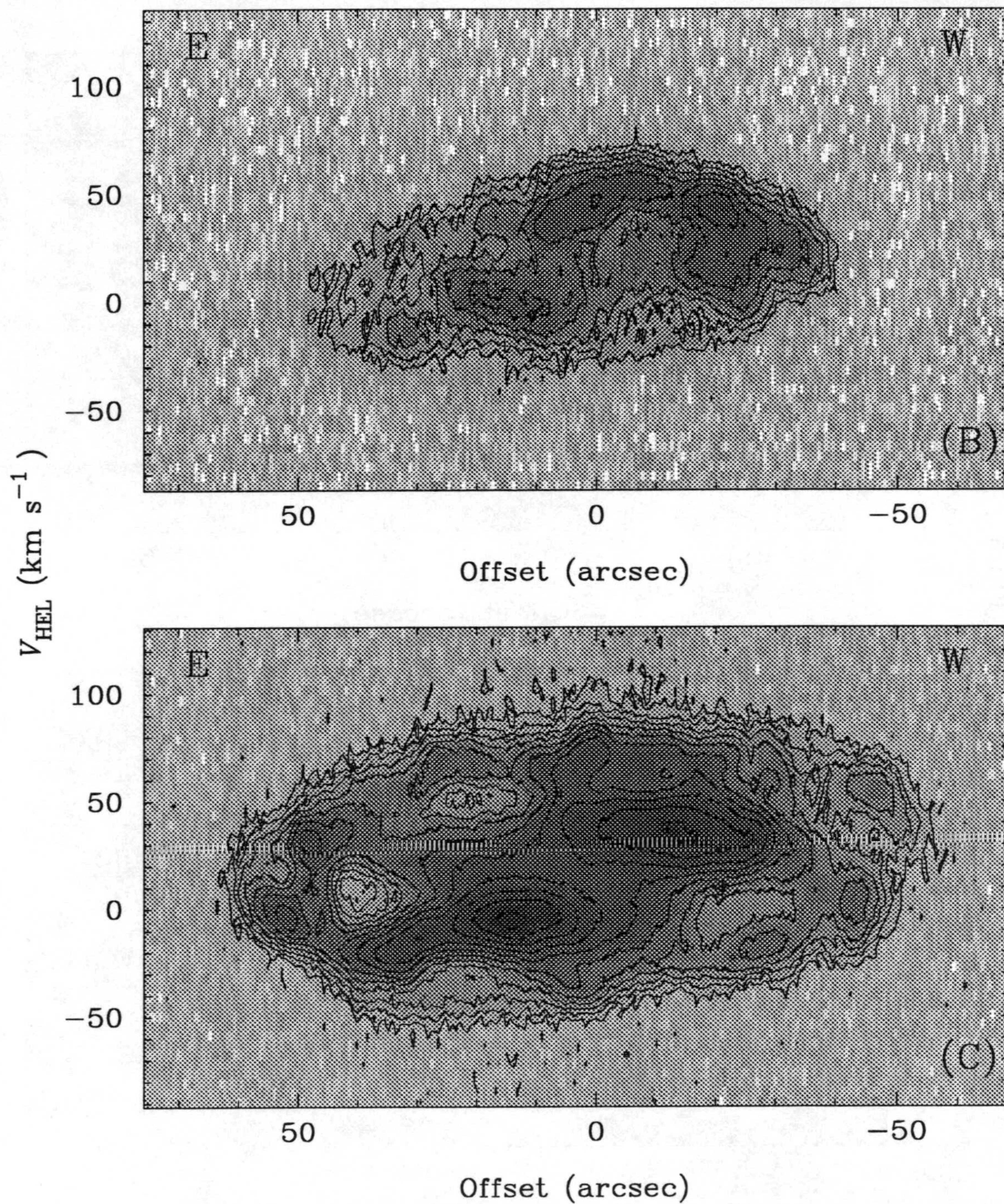


Figura 4.4: Espectros de la región de la línea de emisión $[\text{O III}] \lambda 5007$. La velocidad heliocéntrica se estableció con respecto a esa misma línea. El eje espacial da las coordenadas relativas a la declinación de la estrella. Rendijas B (arriba) y C (abajo).

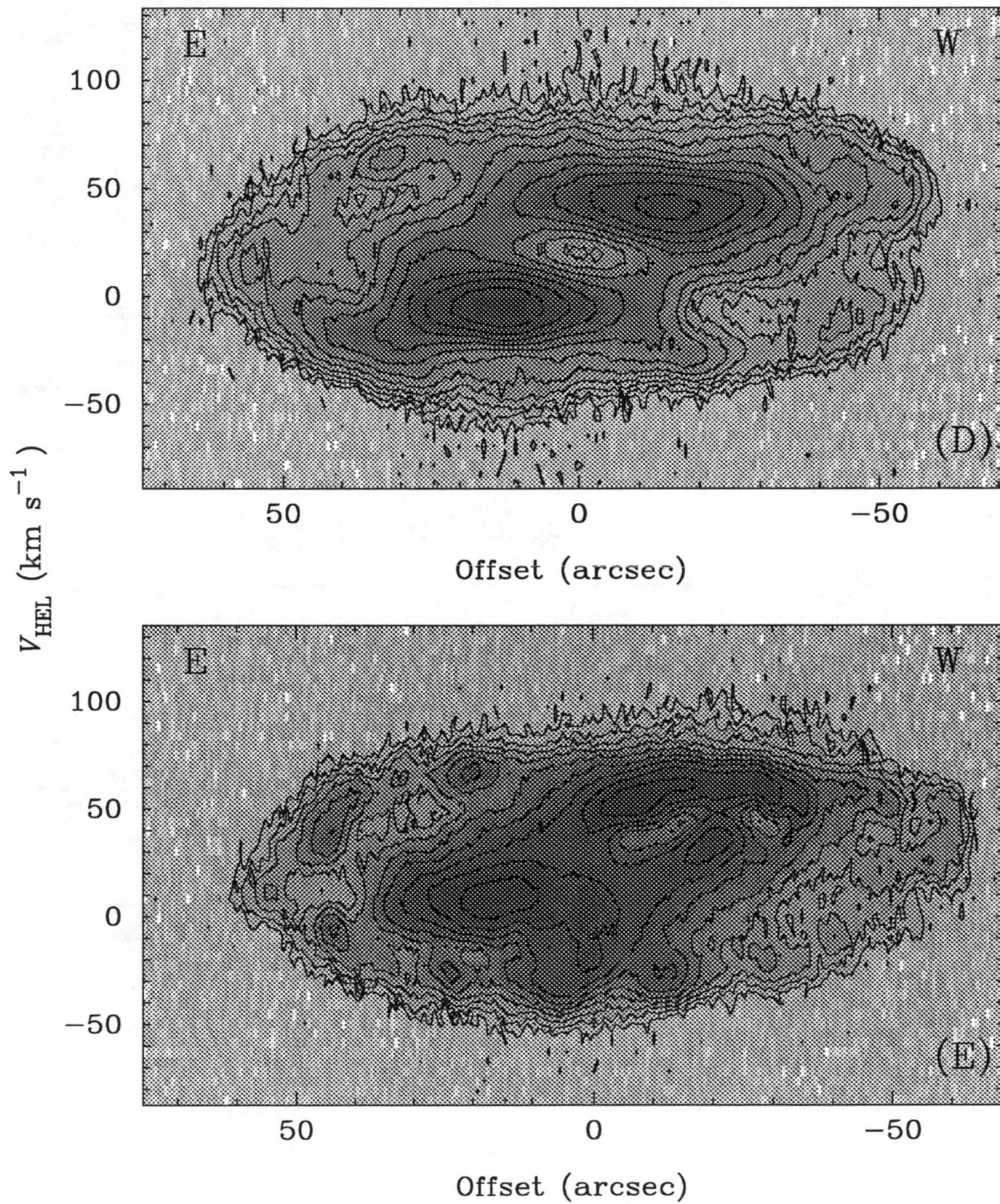


Figura 4.5: Igual que en la Fig. 4.4, pero para las rendijas D (arriba) y E (abajo).

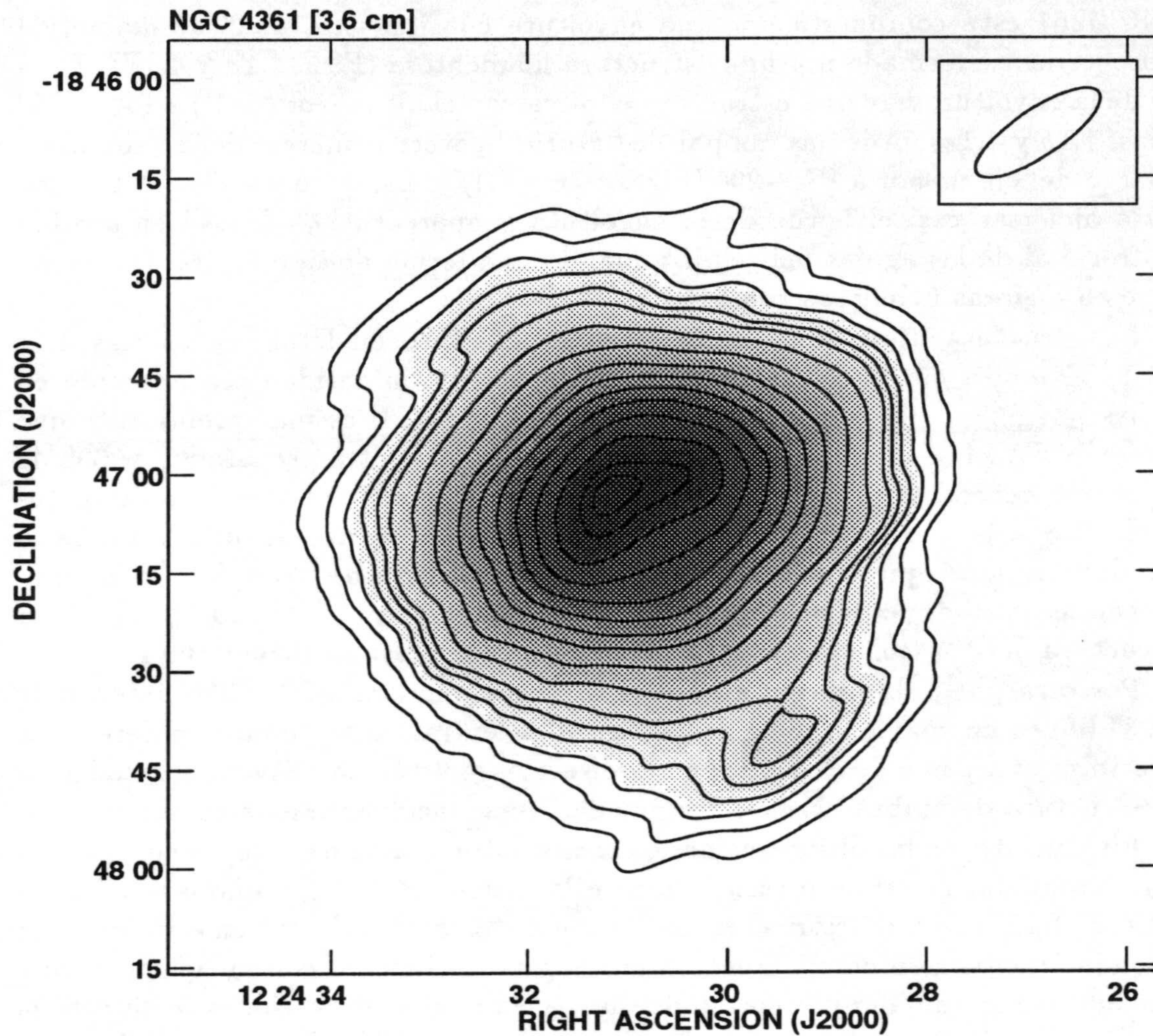


Figura 4.6: Mapa de contornos y escala de grises de NGC 4361 en radiocontinuo a $\lambda 3.6$ cm. Los niveles de contorno son 6, 9, 12, 15, 18, 21, 28, 38, 50, 60, 70, 80, 90, 100, 108 y 110 veces $80 \mu\text{Jy haz}^{-1}$, la *rms* del ruido del mapa. El tamaño del haz a potencia media se muestra en el recuadro superior derecho ($21''.1 \times 7''.0$, $PA -54^\circ$).

4.3 Resultados

4.3.1 Morfología

NGC 4361 está compuesta por una envoltura cuasiesférica ($\simeq 2'$ de diámetro) aparentemente formado por una estructura filamentosa (Figs. 4.1a y 4.1d). Dentro de la envoltura hay una estructura elíptica con el eje mayor ($\simeq 1'$) a PA $+105^\circ$ (Figs. 4.1b y 4.1e). Además, un par de “brazos” parecen emerger de la nebulosa a lo largo del eje menor a PA -20° (Figs. 4.1c y 4.1f). Estos “brazos” se extienden hasta alcanzar casi el borde de la envoltura y aparecen “doblados” en sentido contrario al de las agujas del reloj, tomando una forma de tipo espiral (tal como se ve en algunas nebulosas con SP).

La estructura interna dentro de la elipse puede verse en detalle en las Figs. 4.1c y 4.1f. Resulta muy notable que la distribución de intensidad sea diferente en ambas imágenes. La región NE en la imagen de [O III] es más prominente que la región SW. Los máximos de estas regiones se encuentran separados $\simeq 30''$ de la estrella central y no se encuentran alineados con el eje mayor de la estructura elíptica a la que aparentemente pertenecen. El “brazo” SE está compuesto por dos “ramas” que convergen formando una especie de “gancho”. Un complicado sistema de “nódulos” podría estar formando ambos “brazos”, aunque la estructura del “brazo” NW es más débil, por lo que resulta menos clara.

Por otra parte, la imagen en $H\alpha$ (Fig. 4.1c) muestra un “anillo” interno de $\simeq 23''$ (en su eje mayor) rodeando a la estrella central. Este “anillo” parece estar abierto, o una parte de él oculto, en la dirección del “brazo” SW. Los detalles en la estructura de ambos “brazos” no pueden verse fácilmente en esta imagen.

Finalmente, en las observaciones en radiocontinuo a $\lambda 3.6$ cm se encuentra emisión extendida, mostrando esencialmente la misma morfología que las imágenes ópticas. La Fig. 4.6 muestra el mapa de contornos de NGC 4361 en esta longitud de onda, el cual se asemeja mucho a la imagen en $H\alpha$ pero con menos detalles y afectado por el tamaño y la forma del haz. Con estas observaciones se detectó la parte central brillante trazando además los filamentos externos más débiles.

4.3.2 Cinemática

La Fig. 4.3 muestra los mapas PV en contornos y escala de grises de los espectros en la región de las líneas $H\alpha + He II \lambda 6560$, correspondiendo a las rendijas D y F. Los espectros fueron recortados para mostrar en forma detallada ambas líneas de emisión. Las líneas de [N II] $\lambda 6548$ y $\lambda 6583$ no fueron detectadas. Dos componentes de velocidad, separados por $\simeq 34 \text{ km s}^{-1}$ y $21''$ resultan evidentes en el espectro de la rendija D. Estas componentes coinciden espacialmente con la intersección entre la rendija D y el “anillo”. La velocidad sistémica heliocéntrica obtenida del desdoblamiento de la línea de $H\alpha$ es $V_{\text{sis}}(\text{HEL}) \simeq 10 \text{ km s}^{-1}$ lo cual coincide con las estimaciones de Schneider et al. (1983). La emisión en $H\alpha$ se

extiende a lo largo de la rendija cubriendo la extensión total de la nebulosa. La emisión de la línea He II $\lambda 6560$ también muestra las mismas características cinemáticas, pero cubre sólo una región central de $\theta \approx 1'$. Además, el máximo observado en la rendija F corresponde con la base del "brazo" SW, teniendo una $V_{\text{HEL}} \simeq -2 \text{ km s}^{-1}$. La velocidad de la parte superior de este "brazo" también fue medida, obteniendo $V_{\text{HEL}} \simeq 27 \text{ km s}^{-1}$.

Por otra parte, en las Figs. 4.4 y 4.5 se muestran los mapas PV de los espectros de la región de la línea [O III] $\lambda 5007$ correspondientes a las rendijas B, C, D y E. Básicamente, los mapas PV de las rendijas C, D y E pueden describirse como compuestos por dos máximos y un estructura elíptica que los rodea. La estructura elíptica está formada por múltiples condensaciones, extendiéndose hasta $\simeq 2'$ de distancia angular y separándose hasta $\simeq 100 \text{ km s}^{-1}$ en velocidad. Los dos máximos son internos a esta estructura, estando separados por $28''$ y $\simeq 90 \text{ km s}^{-1}$ en distancia angular y velocidad, respectivamente (véase rendija D). Los dos máximos en los espectros de C, D y posiblemente E, muestran la cinemática de los dos máximos centrales observados en las imágenes de [O III] (Figs. 3.1e y 3.1f). La rendija E también muestra parcialmente la cinemática del "brazo" SW, cuya base se mueve a una velocidad de $V_{\text{HEL}} \simeq 43 \text{ km s}^{-1}$ y su parte superior a $V_{\text{HEL}} \simeq 33 \text{ km s}^{-1}$.

4.3.3 Condiciones físicas globales

Los parámetros físicos obtenidos para NGC 4361 a partir de su emisión en radiocontinuo a $\lambda 3.6 \text{ cm}$ se muestran en la Tabla 4.1. Se supuso una distancia de 1.2 kpc a la nebulosa (Méndez et al. 1988). Los valores de la densidad electrónica media, la medida de emisión media y la masa ionizada se obtuvieron considerando una temperatura electrónica de $T_e = 20,000 \text{ K}$ (TPPP; Liu 1988) y siguiendo la formulación de Mezger y Henderson (1967) para emisión libre-libre ópticamente delgada. La extinción hacia esta nebulosa se calculó comparando el flujo en $H\beta$ esperado según los datos de radiocontinuo (Ec. 4.1, $S_{3.6 \text{ cm}}$ está dado en mJy y $F_{H\beta}$ en $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$), con el valor del flujo observado tomado de la literatura (Acker et al. 1992).

$$F_{H\beta} = \frac{S_{3.6 \text{ cm}}}{2.6768 \times 10^{12}} \quad (4.1)$$

4.4 Discusión

4.4.1 Consideraciones generales

Se calcularon valores bajos para la extinción en el visual ($A_V = 0.4 \text{ mag}$) y la densidad electrónica media ($N_e = 90 \text{ cm}^{-3}$) de este objeto, mientras que el valor para la masa ionizada es relativamente alto ($M(\text{H II}) = 0.9 M_\odot$). Los valores para

Tabla 4.1: Parámetros físicos de NGC 4361.

Parámetro	Símbolo	Valor
Tamaño de la fuente	θ_{fuente}	100''
Pico de densidad de flujo	S_{pico}	$8.9 \pm 0.1 \text{ mJy haz}^{-1}$
Densidad de flujo total	S_{total}	$120 \pm 5 \text{ mJy}$
Densidad electrónica promedio	N_e	$90 \pm 2 \text{ cm}^{-3}$
Medida de emisión media	EM	$7000 \pm 300 \text{ pc cm}^{-6}$
Masa ionizada	$M(\text{H II})$	$0.90 \pm 0.02 M_{\odot}$
Extinción visual	A_V	$0.40 \pm 0.4 \text{ mag}$

la densidad electrónica y la masa ionizada coinciden, dentro de factores 3 y 2, respectivamente, con los obtenidos por TPPP. El valor de N_e calculado aquí, es posiblemente un límite inferior considerando el gran tamaño sobre el que se obtuvo.

Por otra parte, los espectros indican que NGC 4361 está formado por dos estructuras principales: un cascarón esférico, grumoso y filamentososo más un “anillo” en expansión. La envoltura filamentososa se deduce a partir de los espectros en [O III] (rendijas C y D), los cuales indican que la velocidad de expansión de este cascarón es de 50 km s^{-1} y su velocidad sistémica es $V_{\text{HEL}} \simeq 10 \text{ km s}^{-1}$. Por lo tanto, se puede estimar una edad cinemática de 14,000 años para esta estructura, considerando la distancia de 1.2 kpc. Los espectros en $\text{H}\alpha$ también muestran señales de la presencia de la envoltura en la extensión de su emisión a lo largo de la rendija. La composición grumosa de esta envoltura podría estar relacionada con las fluctuaciones de temperatura a lo largo de la superficie de la nebulosa deducidas por Liu (1998).

Además, la morfología de la región central de la imagen de $\text{H}\alpha$ parece un “anillo” abierto u oculto en su zona SW. Los dos máximos mostrados en el espectro de $\text{H}\alpha$, a lo largo de la rendija D, coinciden en el espacio con el “anillo”, y sus velocidades corresponden con la cinemática de una estructura toroidal cuyo eje se encuentra inclinado $\simeq 30^\circ$ con respecto a la línea de visión, y rotado a $\text{PA} + 15^\circ$ sobre el plano del cielo. La región NE del “anillo” muestra un corrimiento al azul, mientras que la SW un corrimiento al rojo. La posible naturaleza de BRET para los “brazos” de NGC 4361 permanece siendo una incógnita, ya que la cinemática obtenida con estos espectros no es concluyente. Sin embargo, la posibilidad es plausible, dada la orientación espacial de los “brazos” respecto al “anillo”. Tomando en cuenta los efectos de proyección, la velocidad de expansión del “anillo”

es de $V_{\text{exp}} \simeq 20 \text{ km s}^{-1}$ por lo que su edad cinemática es de $\simeq 7000$ años.

Finalmente, las zonas de emisión de alta intensidad de [O III], las cuales se están expandiendo a la misma velocidad que el “anillo”, podrían ser condensaciones enriquecidas embebidas en él. Este no es el único caso que se conoce de este tipo. IC 1295 es otro ejemplo de NP que muestra zonas brillantes de [O III] localizadas en el borde de un cascarón anular (véanse imágenes en Manchado et al. 1996b). Es posible, dada su cinemática y edades estimadas anteriormente, que las condensaciones de [O III] en NGC 4361 hayan estado ahí antes de la eyección del “anillo”, siendo posteriormente barridas por él, por lo que ahora se expanden juntos a la misma velocidad.

4.4.2 ¿Qué tipo de progenitor?

La edad cinemática obtenida para las principales componentes morfológicas de NGC 4361 está de acuerdo con la edad evolutiva obtenida por Górny, Stasińska y Tylanda (1997), y con la obtenida a partir de la comparación de la temperatura efectiva y luminosidad de la estrella central (deducida por Stanghellini, et al. 1993) y las trazas evolutivas de los modelos de Wood y Faulkner (1985).

Estos tiempos no son característicos de NPs “viejas”, sin embargo, como NGC 4361 es una de las NPs de más alta excitación, ha sido incluida como de una clase “muy evolucionada” según Gurzadyan y Egikyan (1991). Un simple razonamiento nos llevaría a pensar que esta nebulosa proviene de una estrella progenitora moderadamente masiva. Esto contrasta con el estudio previo realizado por TPPP, en donde ellos encuentran que la estrella progenitora de NGC 4361 era un objeto de población II. Las razones principales que los motivaron para alcanzar estas conclusiones son (1) la ausencia de metales pesados en el espectro, (2) la poca masa del cascarón nebuloso, y (3) la altura de la nebulosa sobre el plano Galáctico.

Como ya fue anteriormente señalado por Aller et al. (1979), es posible que, dado el avanzado estado evolutivo de esta NP, el campo de radiación ionizante haya penetrado las nubes más densas y ionizado las especies de baja ionización que en ellas se encontraban. Es muy notable que la línea [N II] $\lambda 6583$ no se detecte en los espectros, lo que hasta ahora parece ser un caso único entre las NPs con SP. Por lo tanto, no resulta improbable que la radiación haya elevado al N^+ a estados más altos de ionización. Los modelos parecen apoyar este argumento. Aunque las líneas UV [N III], [N IV] y NV no pudieron ser detectadas por TPPP, sus modelos y los de Adam y Köppen (1985), hicieron predicciones acerca de la tendencia a tener mayor emisión en estados más altos de ionización del nitrógeno (e.g., $F(\text{N III } \lambda 1747) = 0.07 \times 10^{-15} \text{ W m}^{-2}$, $F(\text{N IV } \lambda 1487) = 1.1 \times 10^{-15} \text{ W m}^{-2}$ y $F(\text{N V } \lambda 1240) = 3.6 \times 10^{-15} \text{ W m}^{-2}$, en los modelos A y B de Adam y Köppen 1985). De esta manera, la ausencia total de las líneas de [N II] en los espectros aquí mostrados, parece apoyar el estado de NP altamente evolucionada para NGC 4361.

4.5 Conclusiones

- Se obtuvieron observaciones de NGC 4361 en radiocontinuo a $\lambda 3.6$ cm con el VLA en su configuración DnC. Se detectó emisión en este objeto, resolviendo parcialmente su estructura interna. Se obtuvieron parámetros físicos globales a partir del flujo en radio.
- Las imágenes y espectros ópticos de alta resolución, permitieron obtener una descripción morfológica y cinemática del objeto. Existe un cascarón filamentoso, presumiblemente esférico, de $\simeq 2'$ de diámetro, con una edad cinemática estimada en 14,000 años. Además, un “anillo” en expansión de $\simeq 23''$ ($V_{\text{exp}} = 20 \text{ km s}^{-1}$) se encontró rodeando a la estrella central. El “anillo” está inclinado $\simeq 30^\circ$ con respecto a la línea de visión, y $\simeq 15^\circ$ sobre el plano del cielo. Dada la distribución espacial de las estructuras bipolares vistas al NE y SW (llamadas “brazos”) respecto al “anillo”, es posible que éstas hayan sido producidas por la acción de un BRET, donde el eje de eyección estaría coincidiendo con el eje de expansión del “anillo”. Además, la ausencia de emisión de [N II] (una especie química que aparece muy intensa en otras NPs con BRETs) podría ser atribuída a transiciones del N^+ a estados más altos de ionización, dado el inusual elevado grado de excitación de este objeto.
- La presencia de condensaciones de [O III] expandiéndose con el “anillo”, es probablemente consecuencia de que algunos grumos enriquecidos, previamente eyectados, hayan sido sopladados por el “anillo” y ahora se expandan con él.

Capítulo 5

Estudio en radiocontinuo y H92 α de NGC 2440

5.1 Estudios previos

A pesar de la riqueza de información física que puede obtenerse de los estudios en RRLs en NPs, su intensidad es generalmente muy débil, por lo que sólo existe un número limitado de trabajos que han hecho un uso exitoso de esta técnica en el pasado (e.g., Garay, Gathier y Rodríguez 1989, Gómez et al. 1989, Ershov y Berulis 1989, Roelfsema et al. 1991, Miranda, Torrelles y Eiroa 1995). La NP NGC 2440 representa una buena oportunidad para los estudios en este campo, dada su densidad de flujo de radiocontinuo, relativamente alto (Rodríguez, García-Barreto y Gómez 1985).

NGC 2440 es una NP bipolar que ha sido estudiada extensamente en el pasado. Ha sido clasificada como una NP de Tipo I (Peimbert y Torres-Peimbert 1983) dados sus altos cocientes de He/H y N/O. De un estudio de abundancias más reciente, Hyung y Aller (1998), también han concluido que NGC 2440 debe haber evolucionado de una estrella progenitora más masiva que el Sol. La temperatura efectiva de la estrella central de NGC 2440 es una de las más altas presentadas en la literatura, $T_{ef} \simeq 2 \times 10^5$ K (Heap y Hintzen 1990). La distancia a esta NP ha sido estimada entre 500 pc (Bässgen, Diesch y Grewing 1995) y 1.1 kpc (Hajian y Terzian 1996). Richer, McCall y Martin (1991) hicieron espectroscopía de rendija larga de baja dispersión e imágenes con banda angosta de esta nebulosa, encontrando un intervalo de temperaturas electrónicas entre 1.0×10^4 K y 1.4×10^4 K, por medio de diferentes cocientes de líneas e imágenes ([O I], [N II], [O III]). Estos autores también sugieren la presencia de muchos grumos pequeños, densos y ópticamente gruesos embebidos en un medio difuso ópticamente delgado. Estos grumos estarían produciendo variaciones en la profundidad óptica a lo largo de diferentes líneas de visión. Un estudio de la línea H₂ $v = 1 \rightarrow 0$ S(1) ($\lambda 2.12\mu\text{m}$) fue realizado por Reay, Walton y Ather-

ton (1988), quienes detectaron la región central de NGC 2440 y concluyeron que la excitación de esta línea podría ser producida por un choque inducido por el viento estelar, cuya tasa de pérdida de masa sería de $3 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{año}^{-1}$ (considerando una velocidad del viento de 2000 km s^{-1}). Recientemente Latter y Hora (1997) han obtenido imágenes profundas en H₂ de NGC 2440, en donde puede apreciarse claramente la extraordinaria extensión de la emisión de hidrógeno molecular, la distribución grumosa del toroide central y una serie de condensaciones (“nódulos”) y filamentos adicionales. También se ha detectado emisión en radiocontinuo a $\lambda 2 \text{ cm}$, $\lambda 6 \text{ cm}$ y $\lambda 20 \text{ cm}$, con un cubrimiento espacial similar al que se traza en longitudes de onda ópticas (Rodríguez, García-Barreto y Gómez 1985; Zijlstra, Pottasch y Bignell 1989).

La estructura morfológica y cinemática de NGC 2440 ha sido estudiada en el óptico por medio de imágenes CCD y espectroscopía de alta resolución (e.g., Louise y Pascoli 1985, Heathcote y Weller 1987, Icke, Preston y Balick 1989, López et al. 1998, en adelante LMBH98, y referencias citadas ahí). LMBH98 describe a esta NP como formada por tres estructuras bipolares con sus correspondientes ejes mostrando diferentes ángulos de posición. La estructura bipolar más brillante tiene un tamaño de $\simeq 50''$ (PA +35°) y su eje de eyección parece estar en el plano del cielo. Un límite superior para la velocidad del flujo de $\simeq 135 \text{ km s}^{-1}$ se ha estimado para esta estructura. Existe un “nódulo” en cada uno de los extremos de los lóbulos de este flujo bipolar, ambos localizados a $\simeq 25''$ del centro. Estos “nódulos”, llamados por LMBH98 “nódulo norte” (*North Knot*, NK) y “nódulo sur” (*South Knot*, SK), tienen velocidades cercanas a la sistémica. Además, ambos “nódulos” muestran una emisión débil con velocidades radiales corridas al rojo por $\simeq 150 \text{ km s}^{-1}$ con respecto a la velocidad sistémica. Para explicar estas velocidades “atípicas” en los “nódulos” NK y SK, LMBH98 proponen que las líneas ópticas en estos “nódulos” tienen origen en la reflexión, tal como se predice en los modelos de Henney (1994). La segunda estructura bipolar está formada por un par de lóbulos, más débiles y más extendidos, orientados a PA +85°. La velocidad de su flujo es de $\simeq 150 \text{ km s}^{-1}$, mientras que el ángulo de inclinación de su eje de eyección con respecto al plano del cielo, se ha estimado en $\simeq 40^\circ$. El flujo bipolar a PA +35° queda totalmente contenido dentro de los lóbulos del flujo a PA +85°. Finalmente, la tercera y más pequeña estructura bipolar tiene un tamaño de $\simeq 23''$ (PA +60°), pero no hay estimaciones de la velocidad de su flujo. A la vista de todas estas características morfológicas y cinemáticas, LMBH98 calificaron a esta NP como “polipolar”.

LMBH98 también observan un toroide central (8'' de diámetro) expandiéndose radialmente ($V_{\text{exp}} \simeq 22 \text{ km s}^{-1}$) con el eje mayor orientado a PA -22°. Estos autores concluyen que la presencia de los tres flujos en la región, con diferentes orientaciones, es probablemente una manifestación de un tipo de BRET.

En este capítulo, presentamos observaciones en radiocontinuo a $\lambda 3.6 \text{ cm}$ y líneas de recombinación H₂ y He₂, realizadas hacia NGC 2440 con el VLA. El objetivo de estas observaciones era promover nuestro entendimiento de la ci-

nemática y excitación de la región central de esta NP.

5.2 Observaciones

Las observaciones en línea de recombinación a $\lambda 3.6$ cm fueron llevadas a cabo con el VLA en la configuración DnC durante los días 7 y 10 de junio de 1996. Se usaron dos anchos de banda, el primero de 12.5 MHz, separado en 15 canales de 781.25 kHz (28.2 km s^{-1}) cada uno, más un "canal de continuo" (también llamado "canal 0") el cual contiene el 75% de la emisión central de la banda completa. El segundo ancho de banda fue de 6.25 MHz, separado en 31 canales de 195.313 kHz (7.1 km s^{-1}) cada uno, más el "canal 0". En ambos anchos de banda se muestrearon las polarizaciones derecha e izquierda. Igualmente, ambas polarizaciones fueron centradas en la frecuencia $\nu = 8309.383$ MHz (frecuencia de reposo de la RRL H92 α), pero a diferentes velocidades, $V_{\text{LSR}} = +60 \text{ km s}^{-1}$ (banda ancha) y $V_{\text{LSR}} = +36 \text{ km s}^{-1}$ (banda angosta). La velocidad central en la banda ancha se escogió para cubrir elementos de alta velocidad, mientras que la banda angosta fue usada para cartografiar la región central de la nebulosa con una resolución espectral mayor. Se usó 3C286 como el calibrador de densidad de flujo (5.2 Jy a $\lambda 3.6$ cm), mientras que 0727 – 115 fue usado como calibrador de fase (con una densidad de flujo medida de 2.5 Jy a $\lambda 3.6$ cm). NGC 2440 fue observada en dos sesiones de seis horas cada una. La calibración y el procesamiento posterior de los datos fueron realizados con AIPS. Se estimaron correcciones de paso de banda usando la fuente 0727 – 115. Se efectuó la autocalibración de los datos de NGC 2440, utilizando el canal de continuo de la banda ancha. Se aplicaron correcciones de fase y amplitud como función del tiempo, a intervalos de 10 segundos, a los datos de banda ancha y angosta, removiendo errores atmosféricos e instrumentales.

Se obtuvo un mapa limpio y autocalibrado del continuo de NGC 2440 a $\lambda 3.6$ cm, a partir del canal 0 de los datos de banda ancha, usando el comando IMAGR de AIPS. Para esto, los datos uv fueron pesados con el parámetro de ROBUST=0, para optimizar el compromiso entre el ruido y la resolución angular (véase Briggs 1995, para más detalles). El tamaño del haz sintetizado resultante fue de $6''.8 \times 4''.2$ (PA $+74^\circ$), mientras que la rms del ruido en el mapa fue de $\sigma = 47 \mu\text{Jy beam}^{-1}$. La emisión de continuo se detectó sobre una región de $\sim 1'$ de tamaño.

Se obtuvieron mapas de RRLs sustrayendo primero la emisión de continuo de los datos uv originales (llamados "visibilidades") usando el comando UVLIN (véase Cornwell, Uson y Haddad 1992) y luego usando el comando IMAGR de AIPS (ROBUST=0). Puesto que el cubrimiento del plano vu y el pesado fueron los mismos que para el mapa de continuo, el tamaño del haz resultante es idéntico en ambos casos. El promedio del nivel de ruido rms en los canales individuales fue de $\bar{\sigma} \simeq 0.1 \text{ mJy beam}^{-1}$ (banda ancha), lo cual es consistente con el ruido

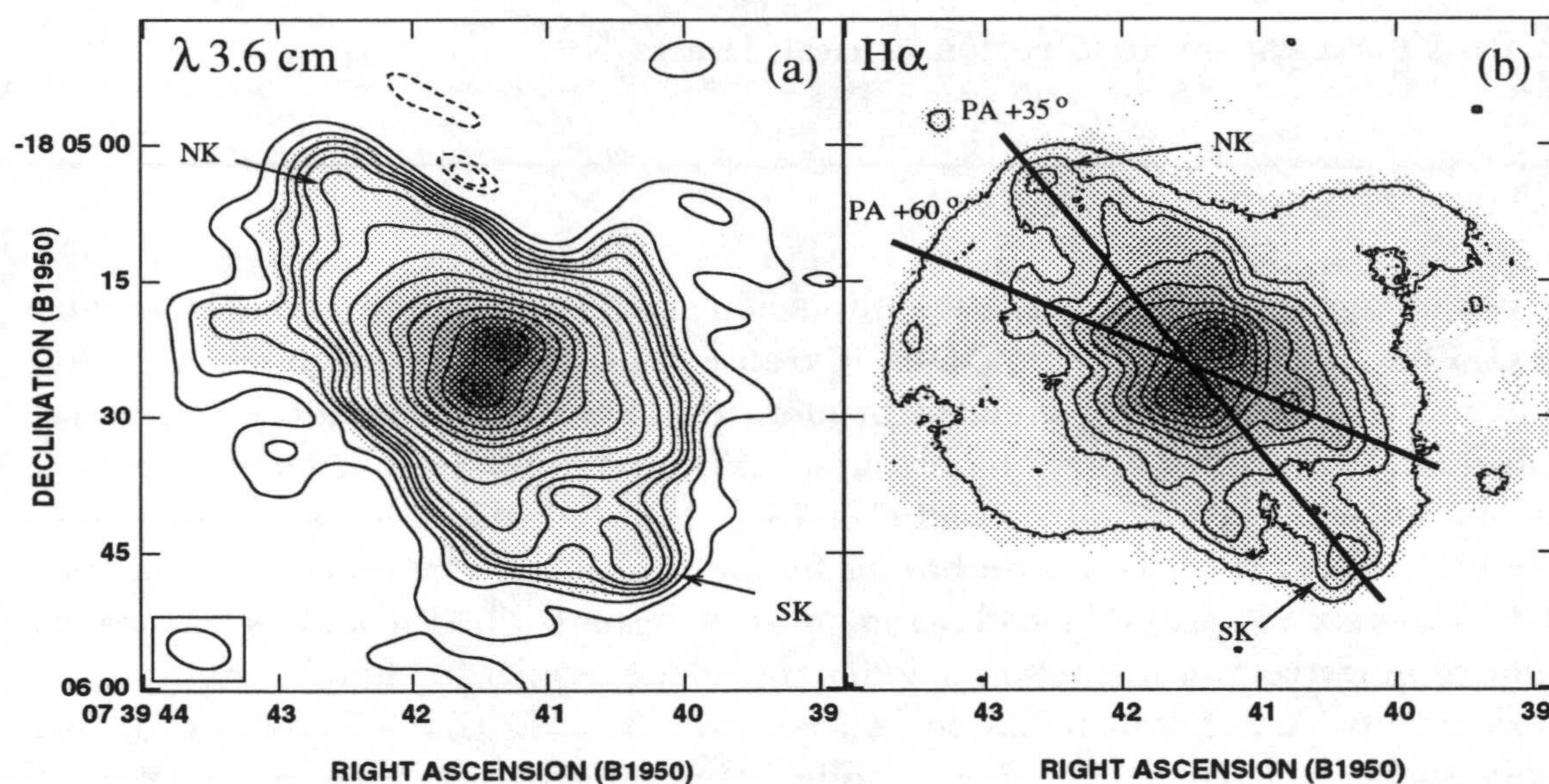


Figura 5.1: (a) Izquierda. Mapa de contornos y escala de grises de la emisión en radiocontinuo ($\lambda 3.6$ cm) de NGC 2440, Los contornos son -4, -3, 3, 6, 9, 12, 15, 20, 30, 50, 100, 200, 300, 500, 800, 1200, 1400 y 1590 veces $47 \mu\text{Jy haz}^{-1}$, la *rms* del ruido del mapa. El tamaño del haz es de $6''.8 \times 4''.2$ ($\text{PA} +74^\circ$) y se muestra en la esquina inferior izquierda. (b) Derecha. Mapa de contornos y escala de grises logarítmico de la emisión en $H\alpha$ mostrada aquí con propósitos comparativos (no calibrada en flujo; 10 \AA HPBW; obtenida en el OAN-UNAM bajo las condiciones descritas en LMBH98). Los niveles fueron escogidos arbitrariamente, arriba de un σ , para enfatizar los ejes de simetría.

térmico esperado, dado el tiempo de integración sobre la fuente. La emisión en línea sólo se detectó en los datos de banda ancha, mientras que no se detectó significativamente, por arriba de 3σ ($\simeq 1 \text{ mJy beam}^{-1}$), en los datos de banda angosta, menos sensibles que los primeros. Consecuentemente, de aquí en adelante, el análisis de los datos de RRL se referirá exclusivamente a las observaciones en la banda ancha.

5.3 Resultados y discusión

5.3.1 Radiocontinuo

La emisión en continuo a $\lambda 3.6$ cm (Fig. 5.1a) cubre una región similar en extensión a la de la emisión óptica. En la Fig. 5.1b se muestra, por comparación, una imagen en $H\alpha$ con 10 \AA HPBW, obtenida con el telescopio de 2.1 m del OAN-UNAM, bajo las mismas condiciones que se describen en LMBH98.

Se observan dos máximos separados por $\simeq 6''$ en la región central del mapa de radiocontinuo (Fig. 1a). Además, también pueden distinguirse dos de los aparentes ejes de simetría señalados por LMBH98. El eje de simetría de la región de los $30''$ centrales puede trazarse, casi perpendicular a la línea que une los máximos noroeste (NW) y sureste (SE) del continuo, por medio de la emisión que se extiende $\simeq 23''$ a lo largo de un eje con PA $+60^\circ$ pasando por el centro de la nebulosa. El centro geométrico de la nebulosa lo definimos como el punto intermedio entre los máximos NW y SE de la emisión de continuo a $\lambda 3.6$ cm, correspondiendo con las coordenadas $\alpha(1950) = 07^{\text{h}}39^{\text{m}}41^{\text{s}}.44$, $\delta(1950) = -18^\circ 05' 24''.2$. Por otro lado, en la Fig. 5.1a también pueden distinguirse los "nódulos" NK, SK y el eje trazado por ellos (PA $+35^\circ$). Otras estructuras visibles en la imagen de H α , como el débil filamento del NW en forma de un gran "brazo", también tienen su contraparte en el mapa de continuo. Sin embargo, la emisión extendida de los lóbulos bipolares más débiles a PA $+85^\circ$, no es detectada en el mapa a $\lambda 3.6$ cm, a un nivel por encima de 3σ ($\simeq 0.14$ mJy).

5.3.2 Líneas de recombinación

Se detectó por primera vez emisión de la línea H92 α en NGC 2440, dentro de una región de $\theta \simeq 14''$ alrededor del centro geométrico de la nebulosa, coincidiendo con las regiones más brillantes de la emisión de continuo. La Fig. 5.2 muestra un mosaico compuesto por cuatro mapas de contorno de los canales individuales donde se detectó la emisión. Un espectro integrado de la emisión de la RRL se muestra en la Fig. 5.3. Este espectro se obtuvo integrando la emisión alrededor de una caja de $\simeq 10'' \times 11''$ y midiendo la densidad de flujo en los canales individuales. Se aplicó un ajuste gaussiano a este espectro, encontrando dos picos de emisión a $V_{\text{LSR}} \simeq +40 \text{ km s}^{-1}$ ($S_{\text{pico}} \simeq 2.6$ mJy, $\Delta V(\text{FWHM}) \simeq 70 \text{ km s}^{-1}$) y $V_{\text{LSR}} \simeq -90 \text{ km s}^{-1}$ ($S_{\text{pico}} \simeq 0.6$ mJy, $\Delta V(\text{FWHM}) \simeq 42 \text{ km s}^{-1}$). El primero corresponde a la línea H92 α , mientras que el segundo se identificó con la línea He92 α , dada su separación en frecuencia del máximo de H92 α $\simeq 3.6 \pm 0.6$ MHz ($130 \pm 20 \text{ km s}^{-1}$, en concordancia con el valor esperado de 122 km s^{-1}).

En la Fig. 5.4 se muestra un mapa de contornos de la intensidad integrada de la línea H92 α (momento de orden 0). El intervalo de integración en velocidad va desde -25 km s^{-1} hasta $+145 \text{ km s}^{-1}$, excluyendo con esto la emisión de la línea He92 α . Se encuentran dos máximos cuya posición es prácticamente la misma que la de los máximos del mapa de continuo. La emisión de la RRL está contenida totalmente dentro de la zona de alta excitación de He II detectada por Balick (1987).

¹LSR: *Local Standard of Rest*, Sistema Local de Reposo.

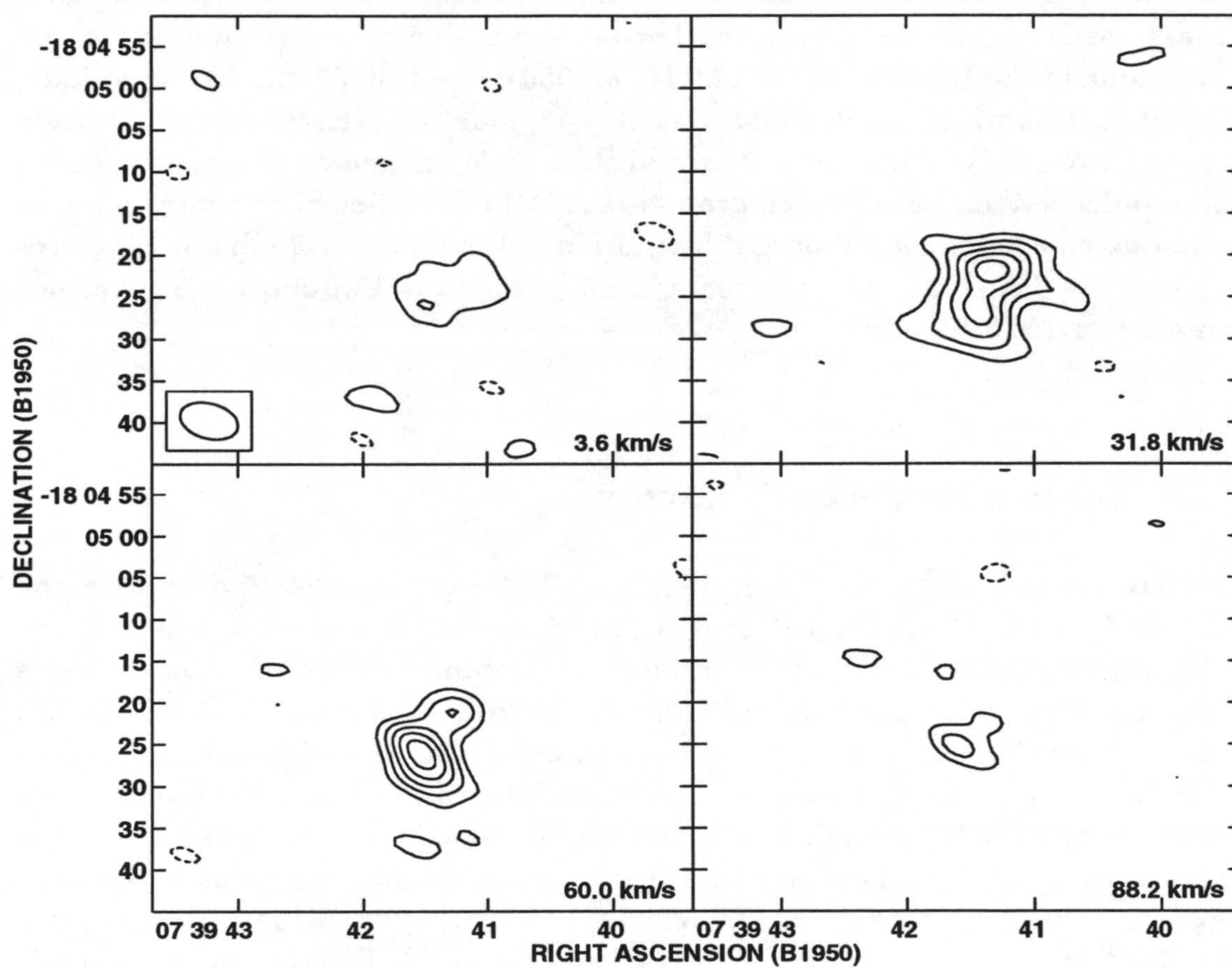


Figura 5.2: Mapas de contornos de canales individuales del cubo de datos de la línea H 92α . Los niveles son -5, -3, 3, 5, 7, 9 y 11 veces 0.1 mJy haz^{-1} , la *rms* del ruido del mapa. El tamaño del haz es de $6''.8 \times 4''.2$ (PA $+74^\circ$) y se muestra en la esquina inferior izquierda del primer cuadro. La velocidad V_{LSR} (km s^{-1}) se indica en la esquina inferior derecha de cada cuadro.

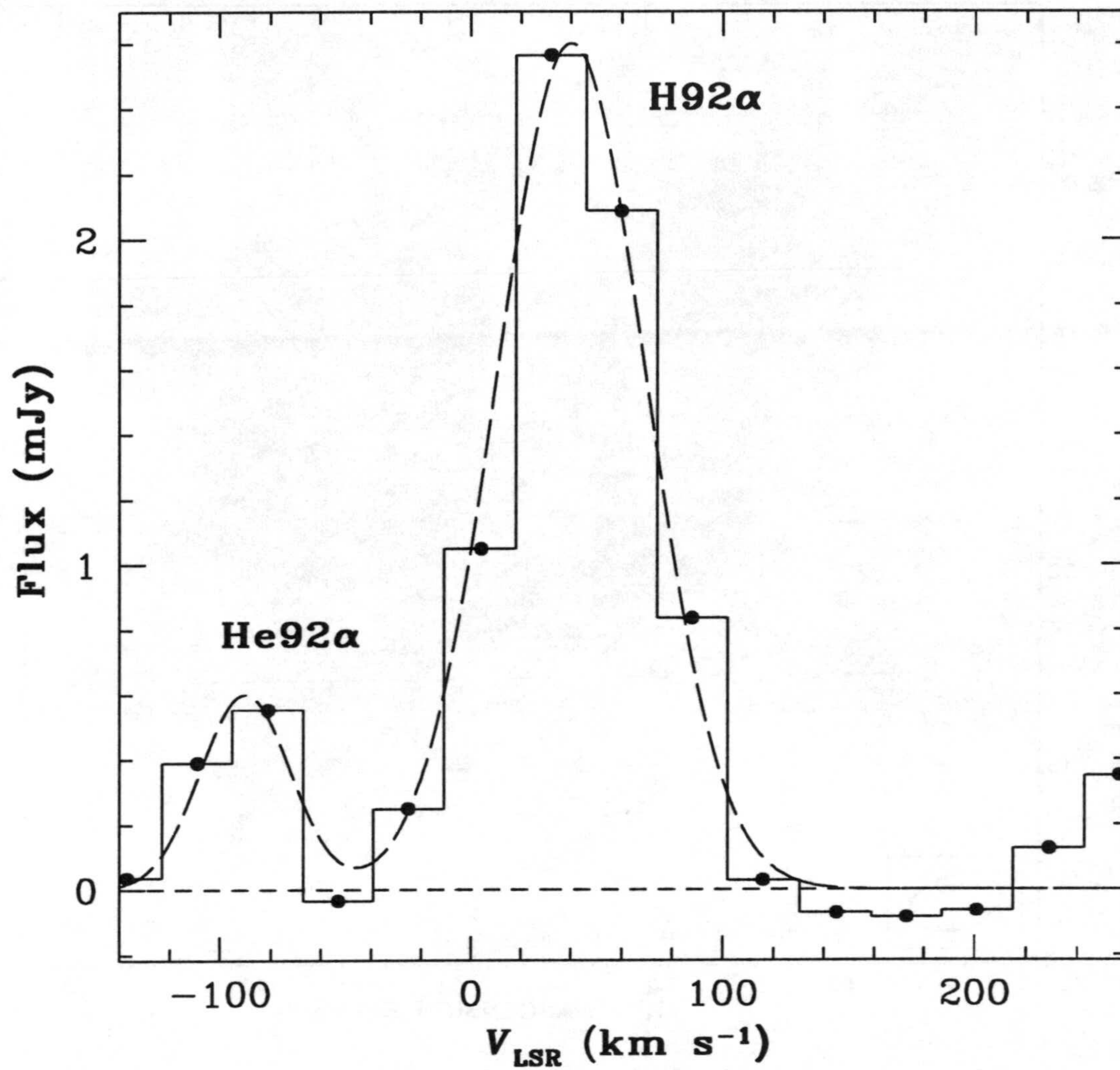


Figura 5.3: Espectro integrado centrado en el máximo de la emisión de la línea H92 α . La línea curva discontinua representa un ajuste gaussiano (ver el texto). La componente a $V_{\text{LSR}} = -90 \text{ km s}^{-1}$ se identificó como He92 α , mientras que la de $V_{\text{LSR}} = +40 \text{ km s}^{-1}$ corresponde a la línea H92 α .

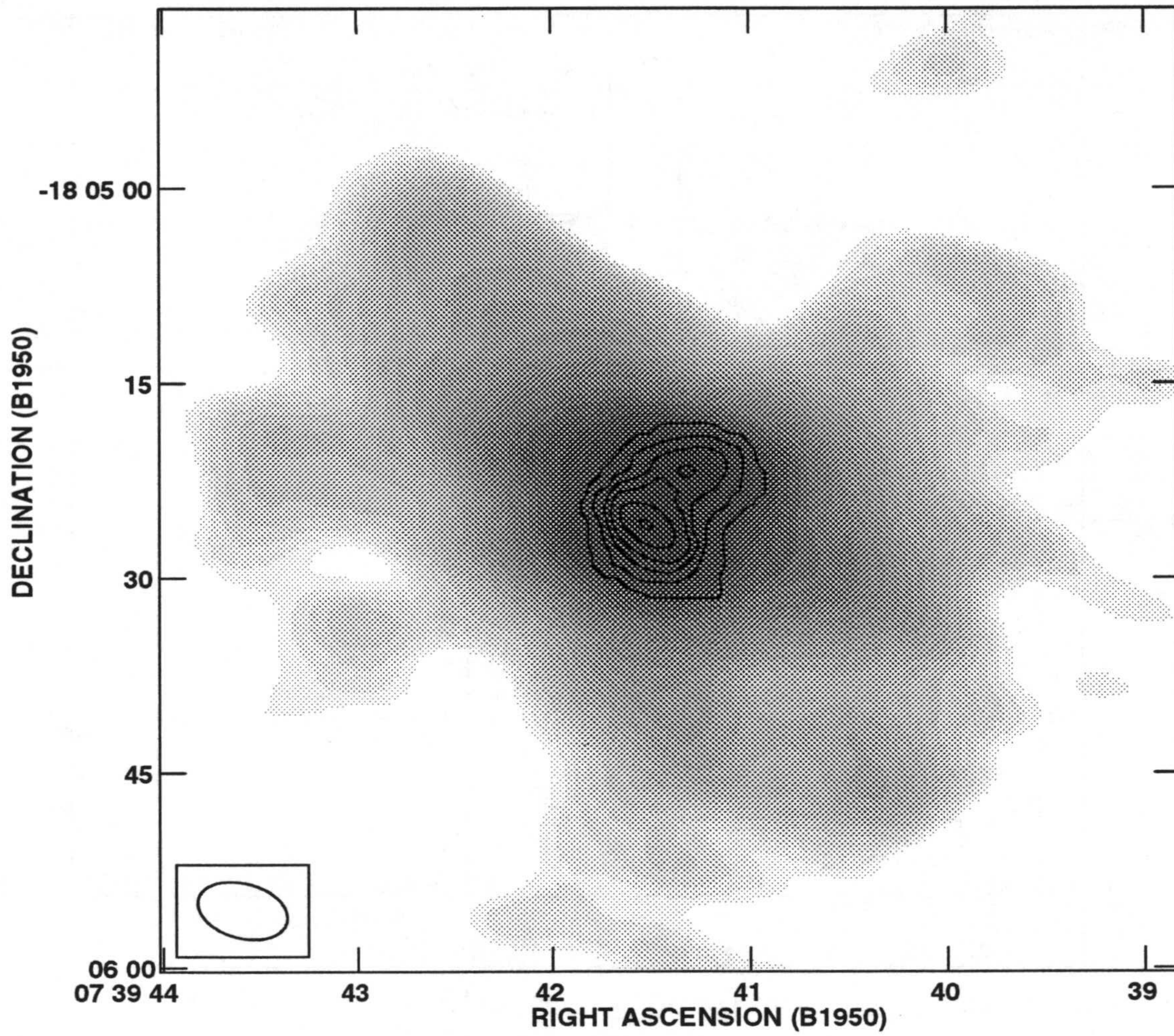


Figura 5.4: Mapa de contornos de la intensidad integrada de la línea H 92α (momento de orden 0) sobreimpuesto en la emisión de continuo a $\lambda 3.6$ cm (escala de grises). Los contornos son 10, 40, 55, 68, 85 y 99% del valor pico ($93 \text{ mJy haz}^{-1} \text{ km s}^{-1}$).

5.3.3 Parámetros físicos medios

Se han calculado los parámetros físicos de la región donde se detectó la línea de emisión H92 α . Los resultados se muestran en la Tabla 6.1. La abundancia relativa del helio ionizado se obtuvo del cociente de flujos de He92 α a H92 α , obteniéndose un valor de $Y^+ = 0.14 \pm 0.07$. La temperatura electrónica se obtuvo usando (Roelfsema y Goss 1992):

$$T_e = \left[6943 \nu^{1.1} \frac{S_c}{S_l} \frac{1}{\Delta V_l} \frac{1}{1 + Y^+} \right]^{0.87} \quad (5.1)$$

donde ν es la frecuencia de la RRL en GHz, y las demás variables son las que se describen en la Tabla 1. De acuerdo al formalismo de Roelfsema y Goss (1992), se encontró que las correcciones por efectos fuera del equilibrio termodinámico local (*Non-LTE*) son despreciables. El valor calculado de la temperatura ($\simeq 14000 \pm 3000$ K) está de acuerdo a las estimaciones de Richer et al. (1991) y Hyung y Aller (1998) para iones de alta excitación.

Se obtuvo un mapa logarítmico del cociente de $\lambda 3.6$ cm a H α para estimar la distribución espacial punto a punto de la extinción relativa a través de la nebulosa (Fig. 5.6). Para producir este mapa, se convolucionó la imagen de H α de la Fig. 5.1b (sin calibrar en flujo) con el haz del mapa de radiocontinuo ($6''.8 \times 4''.2$, PA $+74^\circ$) y el mapa de radiocontinuo con el tamaño del *seeing*, que para este caso era de $2''.6$. Las imágenes finales (con un haz de $7''.3 \times 4''.9$, PA $+74^\circ$) se normalizaron a su valor máximo antes de obtener el cociente. Posteriormente, se aplicó la función logaritmo y luego un factor multiplicativo de 2.2 para calibrar el mapa en magnitudes. Los valores de la extinción diferencial del mapa obtenido se dan con respecto al máximo. El mapa de extinción final muestra dos máximos que coinciden toscamente con los de las imágenes originales a $\lambda 3.6$ cm y H α . La extinción decrece hacia afuera de la nebulosa, diferenciando hasta ~ 0.4 mag (columna de densidad de hidrógeno equivalente de $N_H = 7 \times 10^{21}$ cm $^{-2}$; Spitzer 1978) entre las regiones centrales y las zonas más alejadas a lo largo del eje a PA $+60^\circ$. Este resultado indica que la extinción más alta traza el ambiente más denso y con más polvo de un toroide interno. El mapa de H $_2$ de Latter y Hora (1997) apoya esta interpretación.

Sin embargo, debe notarse que debería conocerse una ley de enrojecimiento particular para NGC 2440, si se quiere obtener una distribución más precisa de la extinción en esta región, por medio del cociente de mapas de emisión de radiocontinuo $\lambda 3.6$ cm a H α (véase Bryce et al. 1997). No obstante, este resultado sirve como un buen indicador cualitativo de la distribución espacial de la extinción en esta NP.

5.3.4 Cinemática

Se obtuvieron un conjunto de mapas de contorno posición *vs* velocidad (PV) sobre el cubo de datos de la línea, a lo largo de diferentes PAs, para analizar la cinemática de la región central de NGC 2440.

La Fig. 5.5 muestra dos mapas de contorno PV hechos a lo largo de (PA +68°; Fig. 5.5a) y perpendicular a (PA -22°; Fig. 5.5b) el eje de simetría de la región central de la nebulosa, pasando por su centro geométrico. La Fig. 5.5a presenta dos componentes separadas por 1".5 y 28 km s⁻¹, mientras que la Fig. 5.5b también muestra dos componentes, separadas por 4" y 28 km s⁻¹. La emisión de la línea, cubriendo un intervalo de $\simeq 120$ km s⁻¹, resulta evidente en estos mapas y ya había sido anticipada de las observaciones ópticas de LMBH98.

La velocidad sistémica resulta ser $V_{\text{sis}}(\text{LSR}) \simeq +46 \pm 10$ km s⁻¹ ($V_{\text{sis}}(\text{HEL}) \simeq +64 \pm 10$ km s⁻¹), lo cual es consistente con el valor obtenido por LMBH98. La separación de las líneas espectrales, asociada con la expansión del toroide central, es de $\simeq 28 \pm 20$ km s⁻¹, en concordancia con el valor obtenido por LMBH98 de 44 km s⁻¹, tomando en cuenta la resolución espectral de los datos de RRL. A partir de las separaciones angulares de los máximos en las Figs. 5.4, 5.5a y 5.5b, se puede estimar un ángulo de inclinación del eje del toroide de $\simeq 18^\circ \pm 9^\circ$, con respecto al plano del cielo.

Los datos cinemáticos de este estudio pueden ser interpretados como una estructura toroidal expandiéndose a $\simeq 15 \pm 10$ km s⁻¹ y cuyo eje se encuentra inclinado $\simeq 18^\circ \pm 9^\circ$, con respecto al plano del cielo. Suponiendo una distancia a esta NP de 1.1 kpc (Hajian y Terzian 1996), el diámetro del toroide resulta ser de $\approx 0.03 \pm 0.002$ pc y su edad cinemática de $\approx 1000 \pm 600$ años.

5.4 Consideraciones generales

NGC 2440 es una NP excepcional. La presencia de tres diferentes sistemas de flujos bipolares localizados a diferentes ángulos de posición con características distintas, tales como las velocidades de los flujos y el grado y las condiciones de colimación descartan, por el momento, cualquier interpretación dinámica simple.

Es interesante notar que la orientación del plano del toroide central parece perpendicular al subsistema bipolar localizado a lo largo del PA +60°, estando presumiblemente asociado con el más joven de estos eventos. Sin embargo, en su condición actual, está algo fuera de eje con respecto a los otros dos subsistemas bipolares a PA +85° y PA +35°, y es difícil prever cómo esta estructura toroidal estuvo relacionada con sus mecanismos de colimación. El concepto tradicional de acumulamiento ecuatorial localizado perpendicularmente a los flujos bipolares parece requerir interpretaciones adicionales en el caso de esta NP cuyo núcleo es masivo y evoluciona rápidamente.

Dentro del esquema más simple de un flujo bipolar, rotatorio y episódico, se

esperaría que el agente colimador permaneciera moderadamente constante, ya que la dirección del eje de simetría principal es inducido a variar con el tiempo por algún tipo de mecanismo de rotación o precesión actuando en el origen del flujo (e.g., López et al. 1993). Aquí, la forma de NGC 2440 parece haber sido influenciada fuertemente por flujos bipolares episódicos en diferentes orientaciones, donde el agente colimador y las regiones ecuatoriales más cercanas a él también han sufrido transformaciones sustanciales con el tiempo. Esta situación peculiar también ha sido notada en el caso de la NP KJPn 8 por Steffen y López (1998), donde el plano de un toroide de CO en expansión encontrado por Forveille et al. (1998) se encuentra orientado perpendicular a los chorros de alta velocidad más recientes, pero bastante fuera de eje con respecto a la gran envoltura bipolar. Se espera que existan más casos similares en este "subgrupo" de NP "polipolares". Los modelos de formación y evolución de este tipo de nebulosas tendrán que dirigirse y buscar explicaciones para el desarrollo de estas configuraciones, las cuales denotan un estado fundamental en la evolución de NPs con flujos colimados múltiples y que hasta ahora ha carecido de un estudio a profundidad. La información actual de los datos ópticos (LMBH98) y de las RRLs constituyen un importante conjunto de datos cinemáticos para NGC 2440 que serán de relevancia en la prueba de futuros modelos de este problema. Se espera que un cartografiado cinemático adicional, en el cercano infrarrojo (línea H₂) ayude a proporcionar un esquema de comprensión de las actuales condiciones de expansión en las regiones centrales de NGC 2440.

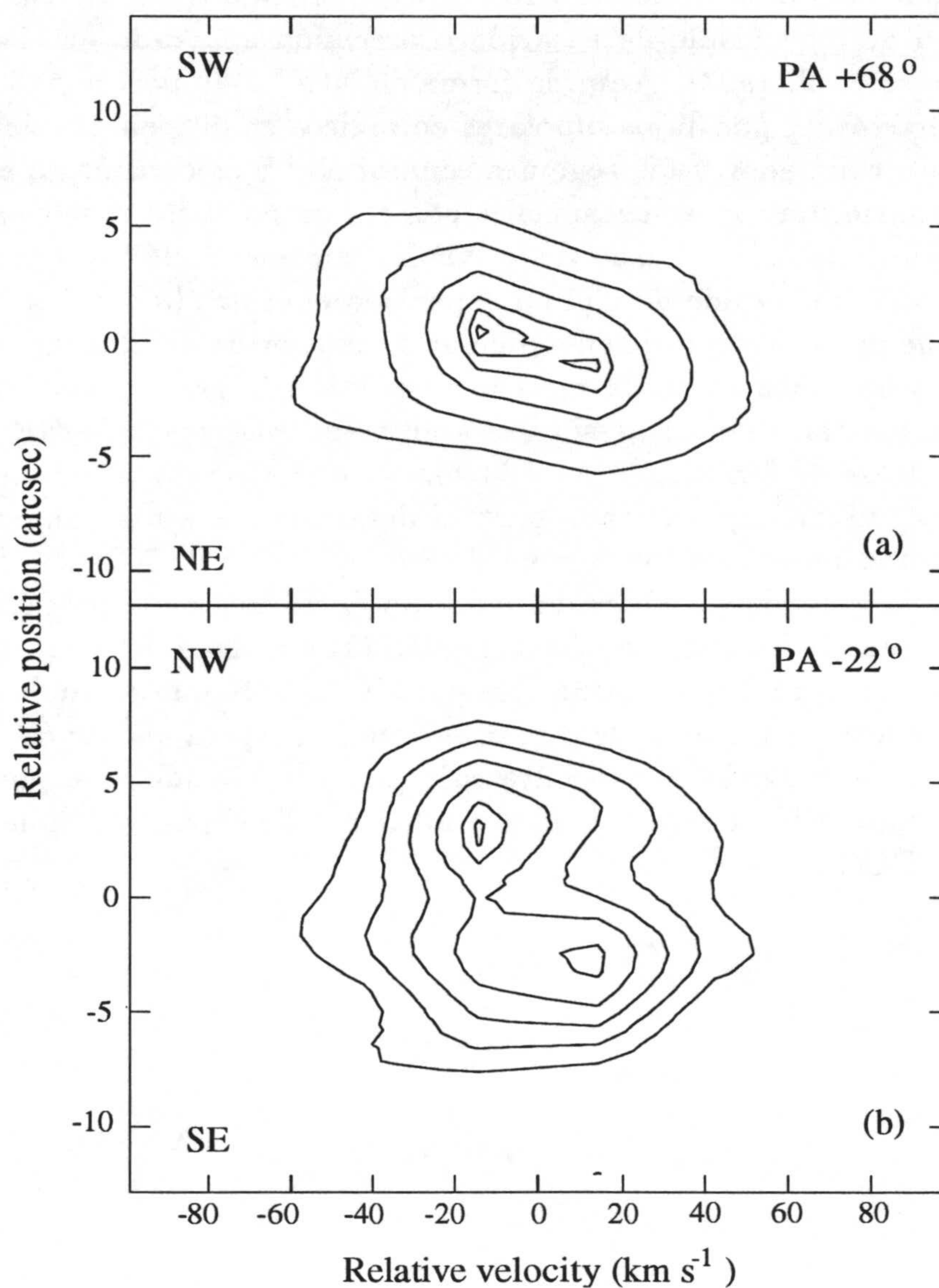


Figura 5.5: Mapas de contorno PV de dos cortes en el cubo de datos de la línea H 92α , que pasan por el centro geométrico de la nebulosa. Los niveles de contorno corresponden a varias veces el nivel de la *rms* del ruido de la línea de emisión (0.1 mJy haz^{-1} , con un tamaño del haz de $6''.8 \times 4''.2$ a $\text{PA} +74^\circ$). (a) Corte a lo largo del eje de simetría de la región central ($\text{PA} +68^\circ$). Los niveles corresponden a -5, -3, 3, 5, 7, 9, 11 y 12 veces la *rms* del ruido de la línea. (b) Corte perpendicular al eje de simetría de la región central ($\text{PA} -22^\circ$). Los niveles corresponden a -5, -3, 3, 5, 7, 8.5, 9 y 9.5 veces la *rms* del ruido de la línea.

Tabla 5.1. Parámetros físicos promedio

Parámetro (unidades)	Símbolo	Valor
Tamaño de la región analizada	$\theta_{\min} \times \theta_{\max}$	$10'' \times 11''$
Distancia (kpc) ^a	d	1.1
Densidad de flujo en el continuo a $\lambda 3.6$ cm (mJy)	S_c	170 ± 0.1
Pico de la densidad de flujo en H92 α (mJy)	S_l	2.6 ± 0.2
Ancho de la línea H92 α (FWHM) (km s^{-1})	ΔV_l	70 ± 14
Abundancia relativa por número del He ionizado	Y^+	0.14 ± 0.07
Temperatura electrónica (K)	T_e	14000 ± 3000
Densidad electrónica (cm^{-3}) ^b	N_e	3000 ± 100
Medida de emisión (10^6 pc cm^{-6}) ^b	EM	0.8 ± 0.05
Velocidad sistémica (km s^{-1})	$V_{\text{sis}}(\text{LSR})$	46 ± 10

^aTomada de Hajian y Terzian (1996).

^bSiguiendo el formalismo descrito por Mezger y Henderson (1967).

5.5 Conclusiones

- La NP NGC 2440 ha sido observada con el VLA a través del continuo a $\lambda 3.6$ cm y las RRLs H92 α y He92 α . Ambas RRLs han sido detectadas por primera vez en esta NP. La emisión de continuo a $\lambda 3.6$ cm se observa sobre una región de $\simeq 65'' \times 40''$. La emisión de H92 α se detecta concentrada en una región interna de un tamaño $\theta \simeq 14''$, de donde se han obtenido los parámetros físicos promedio, incluyendo la abundancia de helio ionizado ($Y^+ \simeq 0.14 \pm 0.07$).
- También se ha obtenido un mapa de extinción relativa a partir del logaritmo del cociente de las imágenes de $\lambda 3.6$ cm y H α . Se observan diferencias del orden de ~ 0.4 mag entre el toroide y las zonas más alejadas a lo largo del eje a PA +60°. Los valores más altos de la extinción, en la región nuclear, trazan la presencia de un ambiente más denso y con más polvo, correspondiente al toroide central.
- La cinemática observada en la región interna es consistente con la presencia de un toroide en expansión ($V_{\text{exp}} \simeq 15 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$), razonablemente de acuerdo con los resultados de LMBH98 en longitudes de onda ópticas.

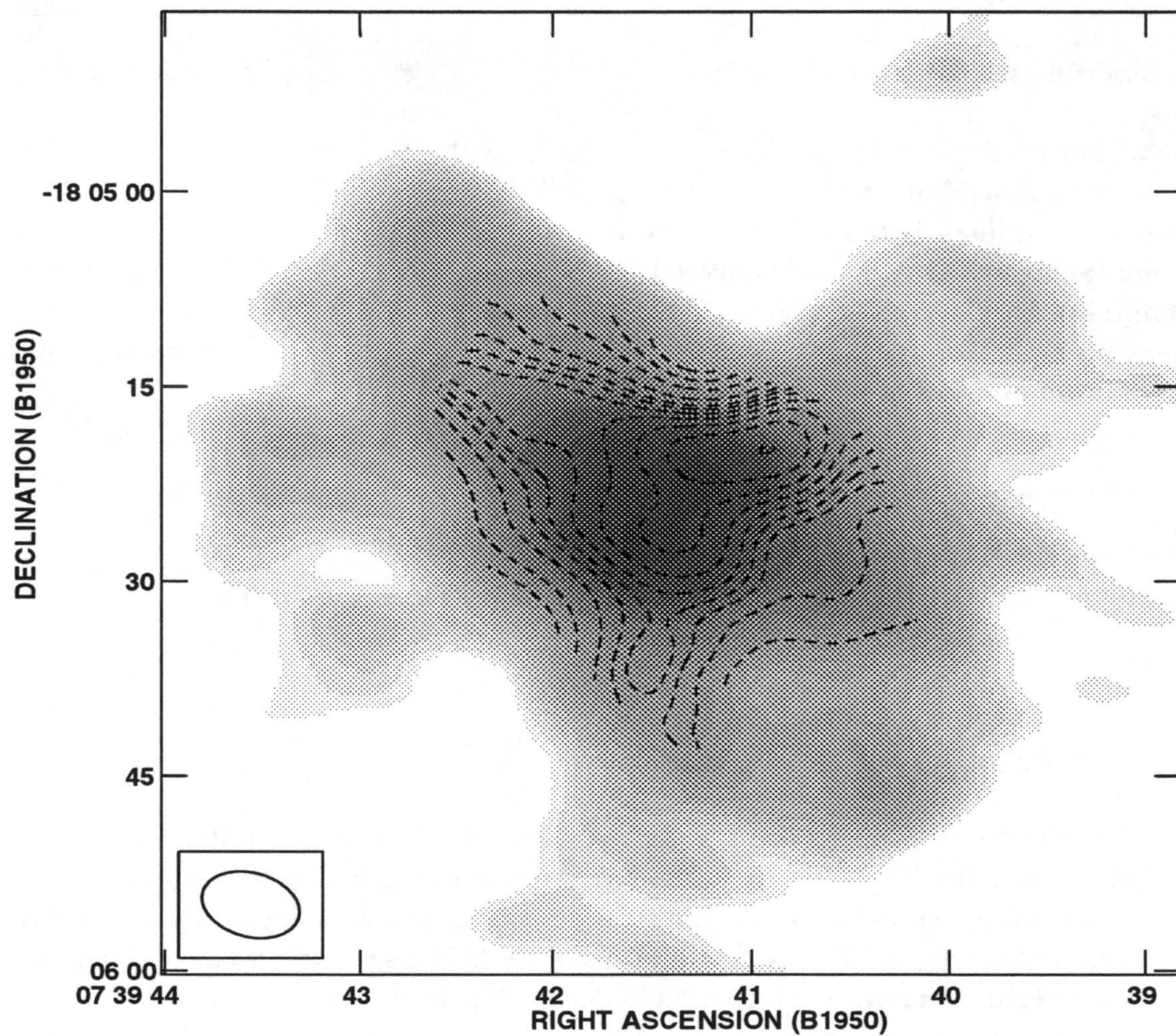


Figura 5.6: Mapa de contornos logarítmico del cociente de la emisión en radiocontinuo ($\lambda 3.6$ cm) y en $H\alpha$, superpuesto en la emisión de continuo a $\lambda 3.6$ cm (escala de grises). Los niveles de contorno representan valores de extinción diferencial (en magnitudes) con respecto al valor máximo (arbitrariamente establecido en cero), y son -1, -0.8, -0.6, -0.4, -0.3, -0.25, -0.2, -0.15, -0.1, -0.05 y 0 (ver el texto).

Suponiendo una distancia de 1.1 kpc, el toroide tendría un diámetro de $\approx 0.03 \pm 0.002$ pc y una edad cinemática de $\approx 1000 \pm 600$ años.

Capítulo 6

Búsqueda de BRETs en radiocontinuo

Estimando los alcances de las RRLs

6.1 Antecedentes

En el presente capítulo se muestran observaciones de ocho NPs hechas con el VLA en radiocontinuo a $\lambda 3.6$ cm, escogidas entre una variedad de tipos de esta clase de objetos. En particular, seis de los objetos en la presente muestra están contenidos en la lista de BRETs compilada por López (1997), a saber, J 320, M 1-16, NGC 6210, NGC 6309, NGC 6543 y KJPn 8. Los otros dos objetos fueron escogidos porque algunas de sus características morfológicas son muy similares a aquellas presentes en BRETs: NGC 6445 parece pertenecer a la clase denominada “*cuadrupolar*” (Manchado et al. 1996a), un subgrupo de NPs que posiblemente tienen un origen similar al de los BRETs (López 1997); y NGC 7354 que tiene dos aparentes chorros bipolares, visibles en líneas espectrales de baja ionización, y con diferentes ángulos de orientación (Balick 1987).

Los principales objetivos del presente trabajo son cartografiar la distribución de densidad en las estructuras nebulares de una manera libre de efectos de extinción, mediante emisión de radiocontinuo térmico, calcular sus parámetros físicos y estimar las densidades del flujo esperadas en la línea de recombinación en radio $H92\alpha$ ($\lambda 3.6$ cm) para futuros estudios cinemáticos de aquellas NPs con un alta extinción óptica en sus regiones nucleares.

6.2 Observaciones y resultados

Las observaciones en radiocontinuo a $\lambda 3.6$ cm fueron hechas con el VLA en su modo continuo estándar, con un ancho de banda de 100 Mhz y dos polarizaciones circulares. En la Tabla 5.1 se listan las NPs observadas, así como los parámetros

observacionales utilizados (centros de fase, calibradores de densidad de flujo y de fase, fechas de las observaciones y configuración del VLA utilizada). Las integraciones típicas sobre la fuente fueron de 20 a 30 minutos. Los datos fueron calibrados y procesados usando los procedimientos habituales de AIPS.

Se detectó emisión extendida con estructura interna en tres de los objetos observados: NGC 6445, NGC 6543 y NGC 7354. Los mapas de contornos de estas tres nebulosas se muestran en las Figs. 6.1 a 6.3. Por otra parte, se encontró emisión de radio compacta en J 320, M 1-16, NGC 6210, NGC 6309 y KJPn 8 (no se muestran los mapas). En la Tabla 5.2 se resumen los resultados de las observaciones y los parámetros físicos obtenidos para cada fuente, éstos son presentados como sigue: columna 1, nombre común; columnas 2 y 3, coordenadas ecuatoriales para la posición de cada fuente en época 2000; columna 4, valor pico de la densidad de flujo; columna 5, densidad de flujo total; columna 6, *rms* del ruido del mapa; columna 7, tamaño del haz sintetizado; columna 8, tamaño de la fuente en segundos de arco; columna 9, distancia considerada. Las columnas 10, 11 y 12 listan los valores promedio de la densidad electrónica, la medida de emisión y la masa ionizada, respectivamente. Estos valores han sido obtenidos para el tamaño indicado en la columna 8, considerando una temperatura electrónica de 10^4 K y siguiendo el formalismo de Mezger y Henderson (1967) para emisión libre-libre y ópticamente delgada. Finalmente, en la columna 13 se presenta la extinción visual a lo largo de la línea de visión. La extinción para cada nebulosa se obtuvo según el procedimiento descrito en la §4.3.3.

TABLA 5.1. Observaciones con el VLA a $\lambda 3.6$ cm

Fuente Nombre	PN G	Centro de fase $\alpha(2000)$ $\delta(2000)$		^a Calibrador de flujo	^a Calibrador de fase	Fecha	Configuración del VLA
J 320	190.3-17.7	05 ^h 05 ^m 34 ^s .30	+10°42'21"0	3C286 (5.3)	0530+135 (9.2)	16/05/1996	C/D
M 1-16	226.7+05.6	07 37 18.90	-09 38 48.0	3C286 (5.3)	0730-116 (2.8)	16/05/1996	C/D
NGC 4361	294.1+43.6	12 24 31.00	-18 47 09.0	3C286 (5.3)	1239-103 (1.2)	16/05/1996	C/D
NGC 6210	043.1+37.7	16 44 29.40	+23 47 48.0	3C286 (5.3)	1613+342 (4.0)	08/08/1996	D
NGC 6309	009.6+14.8	17 14 03.60	-12 54 37.0	3C286 (5.3)	1733-130 (10.7)	08/08/1996	D
NGC 6445	008.0+03.9	17 49 15.30	-20 00 34.0	3C286 (5.3)	1733-130 (10.7)	08/08/1996	D
NGC 6543	096.4+29.9	17 58 33.40	+66 37 59.0	3C48 (3.3)	1642+689 (1.0)	31/05/1996	C/D
NGC 7354	107.8+02.3	22 40 20.10	+61 17 06.0	3C48 (3.3)	0019+734 (1.0)	31/05/1996	C/D
KJPn 8	112.5-00.1	23 24 10.45	+60 57 30.9	3C48 (3.3)	0019+734 (1.0)	31/05/1996	C/D

^aLos números entre paréntesis son las densidades de flujo adoptadas (calibradores de flujo) y observadas (calibradores de fase) dadas en mJy.

TABLA 5.2. Resultados y parámetros físicos

Objeto	Posición del pico		Pico	Ruido rms	Densidad de flujo	Tamaño del haz	Tamaño	Distancia	N_e	EM	$M(H II)$	A_v
	$\alpha(2000)$	$\delta(2000)$	(mJy/haz)	(μJy)	(mJy)		($''$)	(kpc)	(cm^{-3})	($pc cm^{-6}$)	(M_{\odot})	(mag)
J 320	05 ^h 05 ^m 34 ^s .32	+10°42'22''3	18	36	27±1	8''7 × 5''8 (+64°)	7	4.2 ⁽¹⁾	1100	2 × 10 ⁵	0.2	1
M 1-16	07 37 18.94	-09 38 48.3	28	26	31±1	8''3 × 5''6 (+67°)	≤ 7	3.5 ⁽¹⁾	1300	3 × 10 ⁵	0.1	2
NGC 4361	12 24 30.88	-18 47 04.8	6	58	122±3	21''0 × 4''3 (-54°)	100	1.2 ⁽²⁾	80	6 × 10 ³	0.8	0.4
NGC 6210	16 44 29.48	+23 48 00.4	181	383	280±2	9''8 × 9''4 (-88°)	12	1.5 ⁽³⁾	2700	9 × 10 ⁵	0.1	0.2
NGC 6309	17 14 04.28	-12 54 37.1	65	65	117±2	14''2 × 9''4 (-17°)	16	2.0 ⁽³⁾	1000	2 × 10 ⁵	0.2	2
NGC 6445	17 49 14.62	-20 00 26.4	90	120	256±4	15''8 × 8''4 (-20°)	70	1.0 ⁽⁴⁾	200	3 × 10 ⁴	0.4	2
NGC 6543	17 58 33.30	+66 38 01.5	200	394	788±8	10''5 × 5''9 (+39°)	33	0.9 ⁽⁵⁾	1300	3 × 10 ⁵	0.2	0.2
NGC 7354	22 40 20.44	+61 17 06.8	72	144	502±4	8''0 × 6''5 (-86°)	42	1.7 ⁽⁶⁾	500	1 × 10 ⁵	1.0	4
KjPn 8	23 24 10.50	+60 57 30.5	0.75	18	0.75±0.03	7''8 × 6''4 (-84°)	≤ 7	1.0 ⁽⁷⁾	400	7 × 10 ³	8 × 10 ⁻⁴	2

^aValores obtenidos siguiendo el procedimiento explicado en la § 5.2. Tanto las densidades electrónicas como las medidas de emisión son valores promedio sobre la región indicada en la columna 8. Dados los errores en la densidad de flujo, los errores formales para estos parámetros son menores del 4% de los correspondientes valores tabulados.

^bExtinción visual estimada de la densidad de flujo indicada en la columna 5 de esta tabla y de las intensidades observadas en H β y compilada por Acker et al. (1992) (véase además la § 5.2).

Referencias para la Tabla 5.2.

(1) Daub 1982; (2) Méndez et al. 1988; (3) Acker et al. 1992; (4) Maciel 1984; (5) Kaler et al. 1985; (6) Sabbadin 1986; (7) López et al. 1995.

6.3 Discusión sobre fuentes individuales

6.3.1 Fuentes de radio extendidas

NGC 6445 (NP G 008.0+03.9)

Phillips & Mampaso (1988) obtuvieron mapas en radiocontinuo a $\lambda 2$ cm (tamaño del haz $\simeq 9''$) y $\lambda 20$ cm (tamaño del haz $\simeq 4''$) con el VLA. Dichos mapas muestran una estructura elíptica con el eje mayor orientado a PA -35° . Nuestro mapa a $\lambda 3.6$ cm se muestra en la Fig. 6.1. La estructura central en el mapa traza una zona ecuatorial de alta densidad, donde resultan evidentes dos máximos. Estos puntos se encuentran separados por $\simeq 27''$, trazando el eje menor de la nebulosa a PA -37° . Adicionalmente, el mapa revela un par de condensaciones simétricas a $\sim 1''$ al NE y al SW del centro. El eje definido por estos "nódulos" está orientado a \simeq PA $+46^\circ$, casi perpendicular al eje menor del objeto. Comparando la densidad de flujo medida a $\lambda 3.6$ cm con aquella medida a $\lambda 2$ cm y $\lambda 20$ cm por Phillips y Mampaso (1988), se puede concluir que estos valores son consistentes con emisión libre-libre proveniente de una fuente ópticamente delgada en el intervalo de $\lambda 2$ cm a $\lambda 20$ cm. Adicionalmente se ha calculado una extinción de $A_V = 2$ mag para este objeto.

NGC 6543 (NP G 096.4+29.9)

Esta nebulosa tiene una estructura muy compleja, con características evidentes de la acción de un BRET. Miranda y Solf (1992) hicieron un exhaustivo análisis espacial y cinemático de esta nebulosa. Sus estimaciones para las velocidades del chorro caen en el intervalo de 130 km s^{-1} a 225 km s^{-1} . Estos autores también propusieron un mecanismo para producir estas características, consistiendo en un disco de acrecimiento precesante que se encuentra colimando un flujo bipolar en un sistema binario de intercambio de masa.

El mapa a $\lambda 3.6$ cm de la Fig. 6.2 muestra una estructura elíptica con el eje mayor de $\simeq 45''$ de tamaño, orientado a PA $+45^\circ$. El mapa muestra dos máximos en la región central orientada a PA -26° , cercanamente perpendicular a el eje mayor. La morfología observada en el mapa de radio se asemeja ligeramente a la SP de esta nebulosa a longitudes de onda ópticas. Las densidades de flujo medidas a $\lambda 3.6$ cm (este trabajo) y $\lambda 2$ cm (Garay, Gathier y Rodríguez 1989) son consistentes con emisión libre-libre ópticamente delgada.

NGC 7354 (NP G 107.8+02.3)

La imagen en banda angosta de [N II] de esta nebulosa (e. g. Balick 1987) muestra una morfología de tipo "barril" rodeada por un halo débil y con fragmentos simétricos tipo "chorro" aparentemente saliendo de la burbuja nebulosa central. La velocidad de expansión de estos elementos ha sido estimada como del orden de

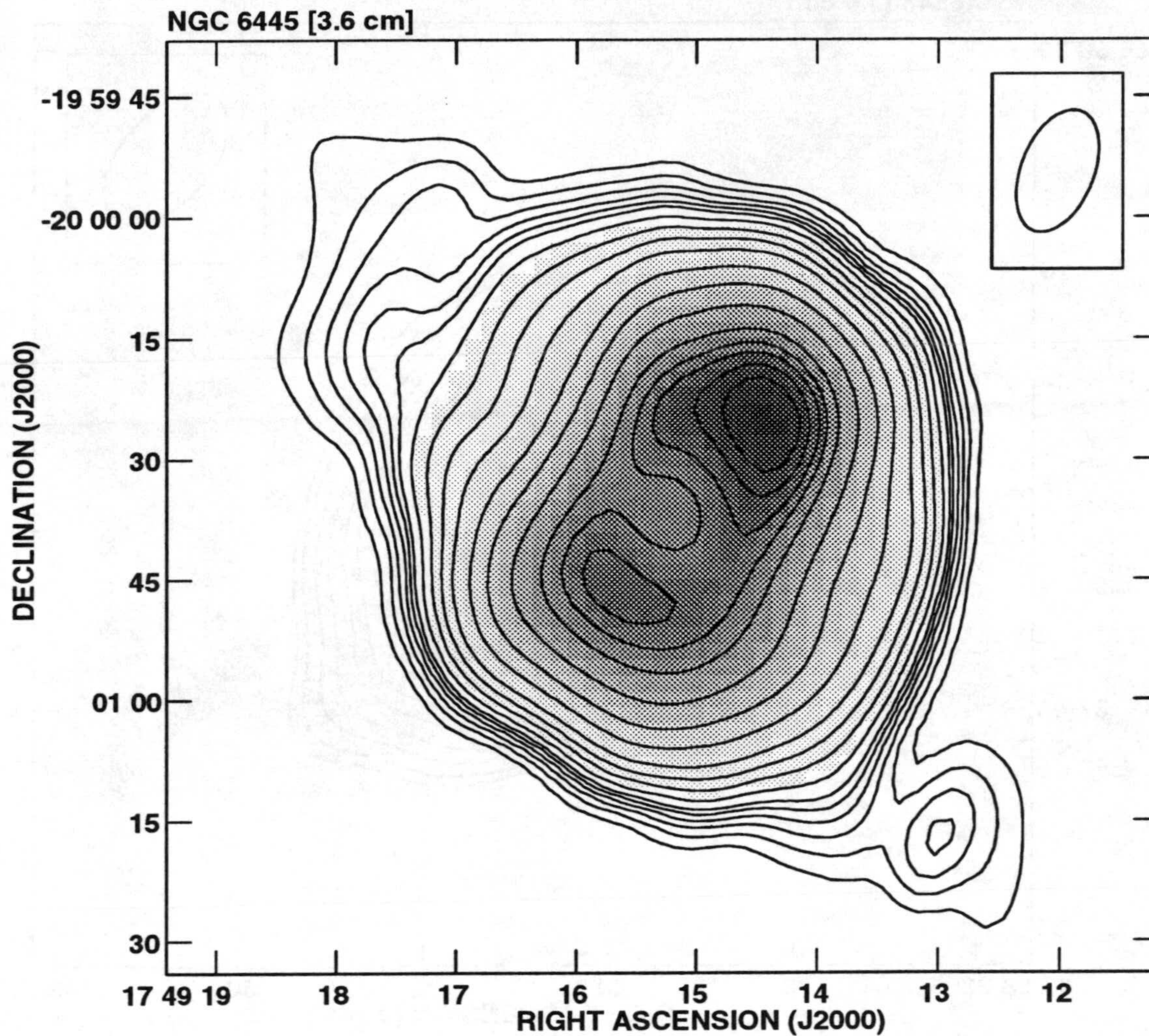


Figura 6.1: Mapa de contornos y escala de grises a $\lambda 3.6$ cm de NGC 6445. Los niveles de contorno son 2, 3, 4, 5, 6, 7, 9, 12, 16, 22, 35, 55, 90, 140, 175, 200, 230 y 260 veces la *rms* del ruido del mapa ($120 \mu\text{Jy haz}^{-1}$). También se muestra el contorno del haz a potencia media ($15''.8 \times 8''.0$, PA -20°).

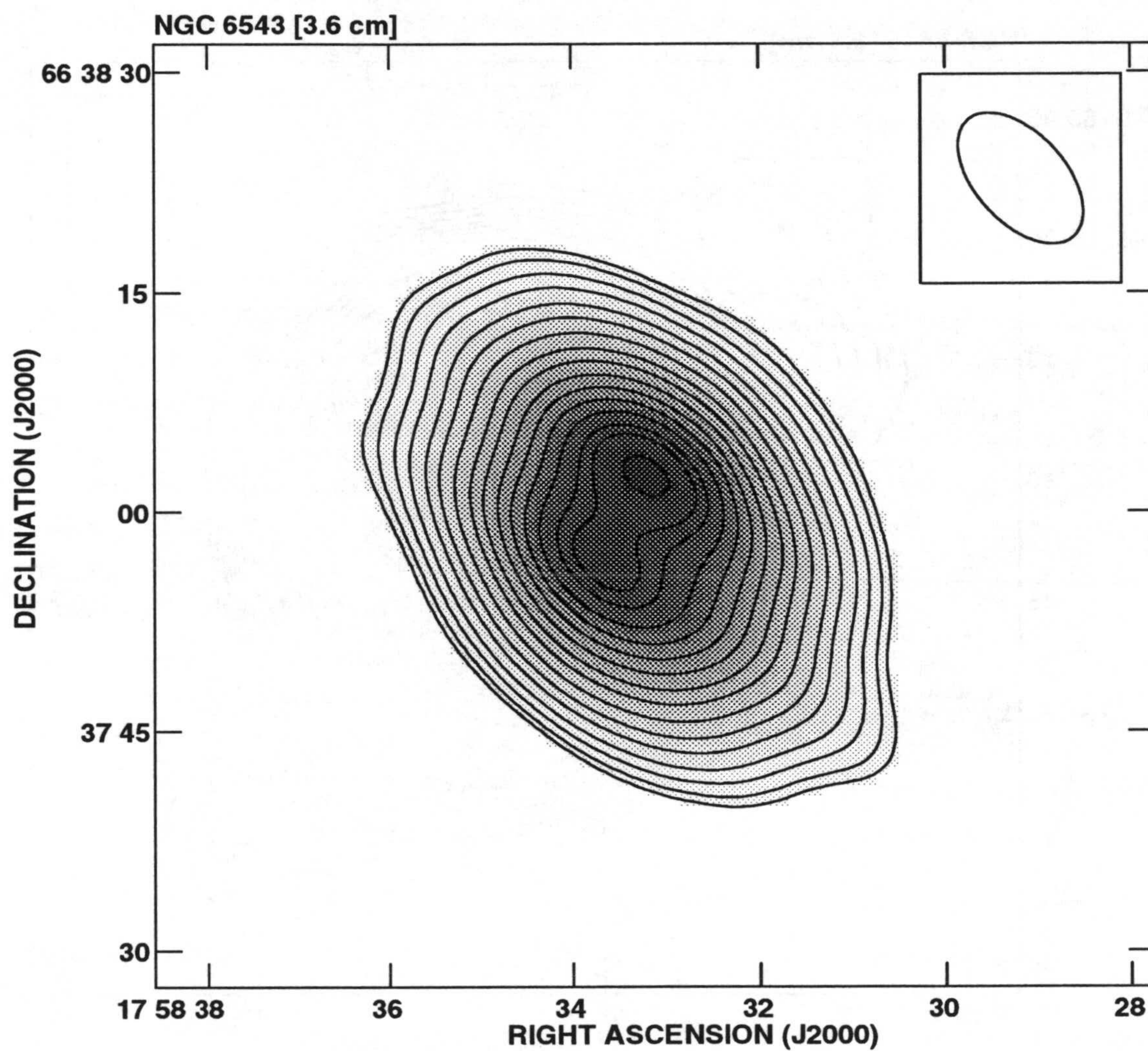


Figura 6.2: Igual que en la Fig. 6.1 pero para NGC 6543. Los niveles de contorno son 6, 9, 15, 24, 40, 60, 90, 130, 170, 220, 270, 320, 370, 420 y 470 veces la *rms* del ruido del mapa ($394 \mu\text{Jy haz}^{-1}$). También se muestra el contorno del haz a potencia media ($10''.5 \times 5''.9$, PA -39°).

$\simeq 60 \text{ km s}^{-1}$ a 100 km s^{-1} (Miranda 1990) lo cual parece apoyar su interpretación como flujos colimados de alta velocidad.

En el mapa de la Fig. 6.3, la nebulosa aparece como circular con $\simeq 42''$ de diámetro y dos máximos de emisión separados por $\simeq 10''$ y orientados a $\sim \text{PA} + 100^\circ$. Resulta notable que esta estructura sea muy similar en tamaño y morfología a la imagen óptica en [N II] de Balick (1987), mientras que es muy diferente a sus imágenes en $\text{H}\alpha$, [O III], y He II. Ambos, tanto este mapa de radio como la imagen en [N II], sugieren la existencia de una estructura ecuatorial perpendicular al eje principal de este objeto definido por la emisión en $\text{H}\alpha$, [O III] y He II. Además, el mapa de radio es similar a aquellos de Terzian, Balick, y Bignell (1974) a $\lambda 11 \text{ cm}$ y $\lambda 3.6 \text{ cm}$, siendo los valores de densidad de flujo obtenidos en ambos trabajos consistentes con emisión térmica ópticamente delgada. La extinción visual obtenida para esta nebulosa es importante, la mayor en nuestra muestra con $A_V = 4 \text{ mag}$. También la masa de la envoltura ionizada es extremadamente alta, con $M(\text{H II}) = 1.0 M_\odot$, lo cual es indicativo de un progenitor masivo.

6.3.2 Fuentes compactas de radio.

J 320 (NP G 190.3-17.7)

Nuestros datos de continuo a $\lambda 3.6 \text{ cm}$ muestran una región compacta de emisión ($\simeq 7''$), cuyo pico se encuentra casi en la misma posición que el del mapa obtenido por Aaquist y Kwok (1990) a $\lambda 6 \text{ cm}$ con $\simeq 0''.3$ de resolución angular. La densidad de flujo a $\lambda 3.6 \text{ cm}$ también es similar a aquella obtenida por dichos autores, lo cual es consistente con emisión libre-libre ópticamente delgada en el intervalo de longitudes de onda de $\lambda 6 \text{ cm}$ a $\lambda 3.6 \text{ cm}$.

M 1-16 (NP G 226.7+05.6)

Se ha observado con el VLA (configuración A) una estructura circular de $\approx 4''$ de diámetro hacia esta nebulosa, tanto a $\lambda 6 \text{ cm}$ (Aaquist y Kwok 1990) como a $\lambda 3.6 \text{ cm}$ (véase §3.3.4). Dada la baja resolución de la presente observación, la emisión observada aparece como una fuente no resuelta ($\theta \leq 7''$). Se pudo medir su densidad de flujo, siendo de 28 mJy lo cual es consistente con emisión térmica ópticamente delgada en el intervalo de longitudes de onda de $\lambda 3.6 \text{ cm}$ a $\lambda 6 \text{ cm}$. La extinción calculada para este objeto fue de $A_V \simeq 2 \text{ mag}$. A pesar de tener un cubrimiento espacial mayor, no se detectó señal referente a los choques a proa vistos por Schwarz (1992) en el óptico.

NGC 6210 (NP G 043.1+37.7), NGC 6309 (NP G 009.6+14.8)

Nuestras observaciones en radio continuo muestran una fuente no resuelta hacia el núcleo de cada una de estas nebulosas.

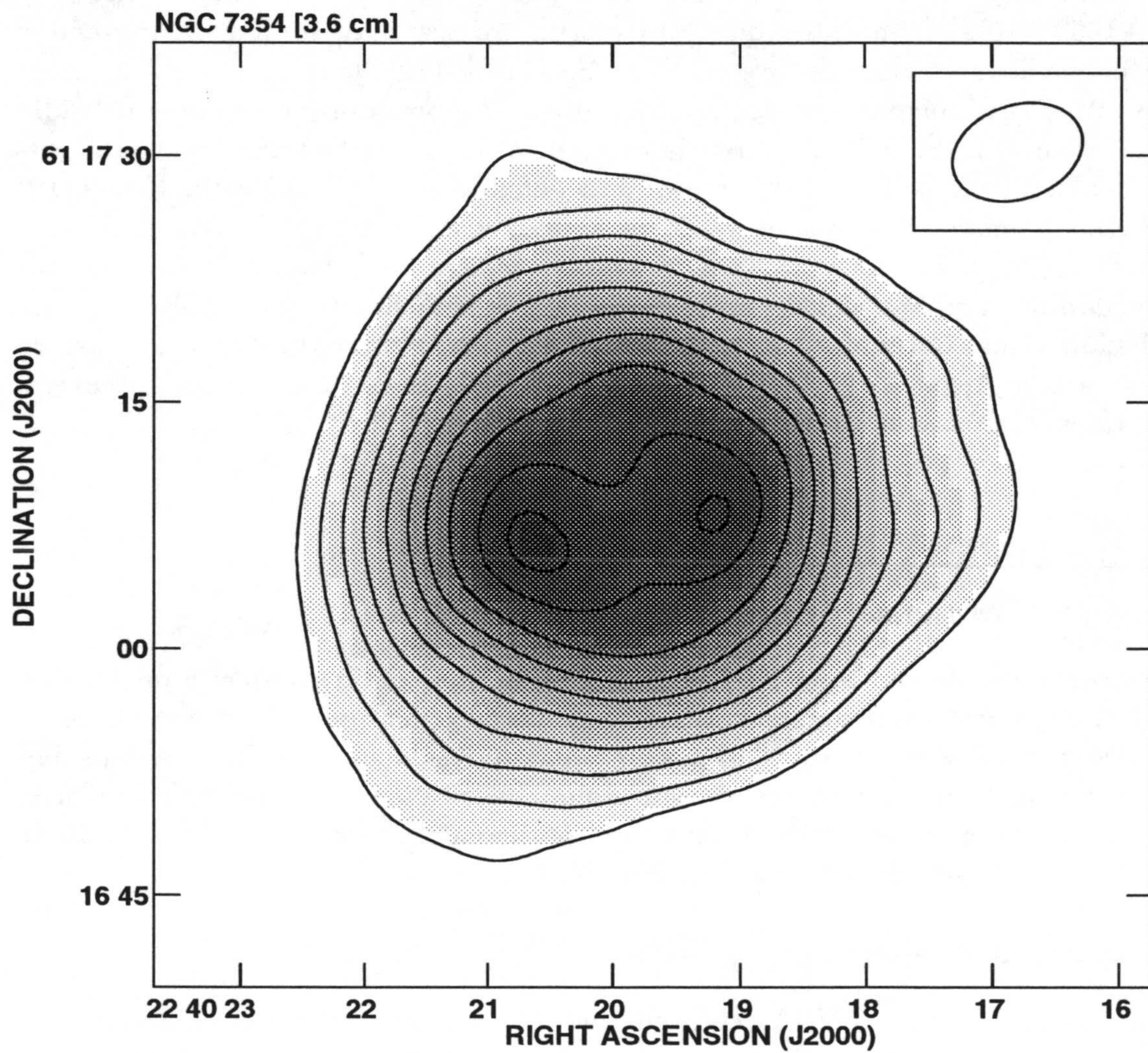


Figura 6.3: Igual que en la Fig. 6.1 pero para NGC 7354. Los niveles de contorno son 8, 18, 35, 60, 100, 150, 200, 270, 350 y 400 veces la *rms* del ruido del mapa ($144 \mu\text{Jy haz}^{-1}$). También se muestra el contorno del haz a potencia media ($8''.0 \times 6''.5$, PA -86°).

KjPn 8 (NP G 112.5-00.1)

Se ha detectado previamente emisión en radiocontinuo de esta nebulosa, tanto a $\lambda 3.6$ cm como a $\lambda 6$ cm (con resoluciones angulares de $\simeq 1''$ a $3''$) proveniente de una fuente compacta y con índice espectral térmico (López et al. 1997). Con nuestras observaciones de continuo a $\lambda 3.6$ cm de menor resolución angular, detectamos una fuente compacta con una densidad de flujo similar a aquella encontrada por LVR95. No se detectó emisión de la estructura filamentosa que envuelve los alrededores de KjPn 8, a un nivel de 3σ ($54 \mu\text{Jy}$). Se obtuvo una extinción en el visual de ~ 2 mag.

6.4 Comentarios generales

Se ha detectado emisión de radio en todos los objetos de la muestra, resolviendo estructuras internas en tres de ellos, NGC 6445, NGC 6543 y NGC 7354. En todos los casos donde pudieron ser calculados los índices espectrales encontramos que éstos son consistentes con procesos térmicos libre-libre. Para el caso de los flujos de alta velocidad, que se sabe que existen en algunos de estos objetos, éste es un punto relevante, puesto que la ionización por choques produce, en algunos casos, espectros no térmicos (e.g., Garay et al. 1996). Los parámetros físicos que se presentan en la Tabla 5.2 muestran los siguientes intervalos: densidades electrónicas de 200 a 2700 cm^{-3} ; medidas de emisión de 7×10^3 a $9 \times 10^5 \text{ pc cm}^{-6}$; masas ionizadas de las envolturas de 8×10^{-4} a $1.0 M_{\odot}$; extinciones visuales de 0.2 a 4 mag. Las densidades electrónicas calculadas aquí son generalmente más bajas que aquellas presentadas en estudios ópticos (e.g. Pottasch 1984, Stanghellini y Kaler 1989), ya que las aquí estimadas son densidades electrónicas medias promediadas sobre regiones mayores.

De la Tabla 5.2 se aprecia que NGC 7345 parece descender de una estrella progenitora masiva, dada la masa ionizada tan alta de su envoltura, de $1.0 M_{\odot}$. Se trata de una NP evolucionada de alta excitación de modo que las componentes originalmente neutra y molecular de su envoltura ahora ha sido ionizada y disociada. Un caso similar sucede con la NP bipolar NGC 6445, pues este objeto presenta una masa ionizada modesta comparada con los casos anteriores. Huggins et al. (1995) encuentran que parte de su envoltura todavía contiene una cantidad importante de material molecular. Por lo tanto, NGC 6445 puede ser considerada como una NP bipolar joven. Por otra parte, la también muy joven NP, M 1-16, en donde se ha detectado una componente molecular (ver además Huggins et al. 1996 y referencias ahí) presenta una masa ionizada de $0.006 M_{\odot}$. Finalmente, el núcleo de KjPn 8 presenta la envoltura ionizada más baja de todos los miembros en la muestra. Huggins et al. (1997) encuentra también un valor bajo similar en $M(\text{H II})$ y emisión molecular importante que apunta hacia un estado evolutivo temprano para este objeto.

Los objetos cubren un amplio intervalo de tamaños angulares, distancias, y estadios evolutivos, y fuera de las peculiaridades mencionadas arriba, no existen correlaciones relevantes aparentes entre los diferentes tipos de objetos y parámetros físicos. En particular nuestros mapas de radio y los datos de la Tabla 5.2 no revelan ningún elemento significativo que pueda ir en contra de diferencias físicas particulares entre los objetos de la muestra y en típicas, más allá de las similitudes morfológicas entre las imágenes de radio y otras en el caso de NGC 6445 y NGC 6543, las dos NPs con indicaciones más evidentes de flujos colimados a partir de datos ópticos.

6.5 Emisión esperada en la RRL $H92\alpha$

Las observaciones en continuo y línea de recombinación con el VLA han probado ser un método poderoso para estudiar la estructura espacial y cinemática y condiciones físicas de NP (e.g., Garay et al. 1989; Miranda, Torrelles y Eiroa 1995). De hecho combinando ambos tipos de observaciones en radio (línea y continuo) es posible obtener los parámetros físicos de la nebulosas (e. g., densidad electrónica, temperatura, cinemática, etc.). Sin embargo, las líneas de recombinación en radio en NPs son en general muy débiles (del orden de unos cuantos mJy) y por lo tanto difíciles de detectar (véase, e.g., Roelfsema y Goss 1992). A pesar de ello, la riqueza de datos libres de extinción que pueden ser obtenidos de estas observaciones hacen que el esfuerzo valga la pena en los casos dónde la detección es posible. Por esta razón es importante identificar cuáles NPs se esperan detectar en líneas de recombinación en radio, basados en sus densidades de flujo en radio continuo.

Los resultados de las observaciones en continuo obtenidas para la muestra de NP listadas en la Tabla 5.2 permiten una estimación del valor del pico de densidad de flujo esperado de la línea $H92\alpha$ ($\lambda 3.6$ cm) para un tamaño del haz de $8''$. Se seleccionó esta línea porque está localizada en la frecuencia de más alta sensibilidad del VLA. Las estimaciones siguen la formulación de Mezger y Henderson (1967) para emisión ópticamente delgada y considerando una temperatura electrónica constante de 10^4 K y anchos de línea de 40, lo cual es muy típico para NP. Los resultados se presentan en la columna 2 de la Tabla 5.3. En la tercera columna de esta tabla están también listados las relaciones “*señal a ruido*” esperadas que pueden alcanzarse con el VLA después de un tiempo del observación de 10 horas y con una resolución espectral de 7 km s^{-1} . Nuestros resultados indican que, con la excepción de KJPn 8, las otras seis NP son buenos candidatos para estudios en la línea de recombinación de $H92\alpha$ con el VLA.

TABLA 3. Densidades de flujo esperadas en H92 α .

Objeto	^a Flujo en H92 α (mJy/haz)	^b S/N
J 320	1	7
M 1-16	2	11
NGC 4361	≤ 0.2	1
NGC 6210	5	37
NGC 6309	1	9
NGC 6445	2	13
NGC 6543	9	61
NGC 7354	4	26
KjPn 8	< 0.1	0

^aValores esperados para la línea H92 α (haz = 8'') obtenidos a partir de las medidas en el continuo a $\lambda 3.6$ cm (véase la § 5.4).

^bCociente señal a ruido (S/N, *signal to noise*) esperado después de 10 horas de observación con el VLA (véase la sección § 5.4).

6.6 Conclusiones

- Se han obtenido observaciones en radio continuo a $\lambda 3.6$ cm con el VLA para una muestra de ocho NPs con BRETs confirmados o posibles. La emisión se detectó en todos los objetos, resolviendo estructuras internas en tres de ellos. Los parámetros físicos estimados para todos los objetos son similares a los que se esperan en NPs típicas. Aunque la muestra es limitada, cubre un amplio intervalo de condiciones en NPs y se puede esperar que estos resultados se sostendrían, en general, para una muestra más amplia.
- Análisis y observaciones sistemáticas adicionales y a multifrecuencia para los miembros del grupo de NPs con flujos colimados, incluyendo a los de esta muestra, deberían permitir un mayor entendimiento del origen y evolución de estos procesos. Se ha calculado el máximo de la densidad de flujo esperado de la línea H92 α hacia estas NPs, estimando las relaciones "señal a ruido" esperadas en la detección de esta línea, después de 10 horas de observación con el VLA. Se encuentra que siete de las ocho NPs estudiadas aquí son susceptibles de ser detectadas a través de observaciones en H92 α . Las observaciones en esta línea de recombinación serían muy útiles para determinar la cinemática de las regiones centrales de estos objetos evitando posibles efectos de extinción.

Capítulo 7

Cinemática de NPs con SP

7.1 Estudios previos

El *Catálogo Morfológico del IAC¹ de Nebulosas Planetarias Galácticas del Hemisferio Norte* (Manchado et al. 1996b) ha revelado un número de casos de NPs con morfología de SP previamente desconocidos. Existe un número creciente de objetos pertenecientes a casi todos los grupos morfológicos y estados evolutivos de NPs, donde las estructuras con SP son evidentes. Sin embargo, aquellas que han sido clasificadas formalmente como con SP, se incluyen en el catálogo original de Schwarz et al. (1992) y el catálogo del IAC (Manchado et al. 1996b). Estas fuentes listan cuatro y ocho objetos, respectivamente. Sorprendentemente, fuera de esos doce objetos, sólo a dos, IC 4634 y He 2-186 (Schwarz 1993), se les ha estudiado su cinemática. Así, existe, obviamente, una apremiante necesidad para caracterizarlos desde una perspectiva cinemática.

El objetivo de este trabajo es iniciar el análisis detallado de los objetos de la muestra, para ser utilizados en estudios comparativos y estadísticos posteriores. En este artículo se analizan los siguientes objetos, clasificados como con SP en el catálogo del IAC: Pe 1-17, PC 19, He 1-1 y He 2-429. El último de estos objetos, es clasificado como una NP elíptica con *ansae*, pero señalado como que contiene extensiones con SP. Todos los objetos de la muestra tienen tamaños angulares pequeños, $< 20''$, y es debido sólo a la alta calidad de las imágenes, producto de la combinación de un excelente telescopio y unas condiciones atmosféricas muy favorables, que es posible distinguir algunas de las regiones densas y pequeñas ($< 1''$) de las estructuras con SP dentro del volumen de las nebulosas. La resolución espacial de los espectros de rendija larga, aunque es más limitada, resulta ser adecuada para distinguir los componentes más relevantes para un estudio detallado de las características espaciales y cinemáticas de estos objetos.

¹Instituto de Astrofísica de Canarias.

7.2 Observaciones y resultados

Las imágenes presentadas en este artículo fueron obtenidas con el NOT bajo el programa para el catálogo del IAC. La cámara empleó un CCD Thomson de 1024×1024 pixeles. El tamaño angular de la escala del pixel proyectado en el cielo, fue de $0.139 \text{ arcsec pixel}^{-1}$. El tamaño del *seeing*, tomado del FWHM de las imágenes estelares en estos cuadros, es de $0''.5$ para Pe 1-17, $0''.6$ para PC 19 y He 1-1 y $0''.7$ para He 2-429. La Fig. 7.1 contiene un mosaico de imágenes logarítmicas en escala de grises de los objetos estudiados obtenidas a través de un filtro centrado en $[\text{N II}] \lambda 6584$ (10 \AA HPBW). Los recuadros interiores en las esquinas muestran el cuerpo principal de cada nebulosa en niveles de baja intensidad y escala lineal. La Fig. 7.2 es una imagen a color compuesta (rojo-verde-azul) de Pe 1-17, un caso particularmente complejo de morfología con SP. Los códigos de color son: rojo= $[\text{N II}] \lambda 6584$ (9 \AA HPBW), verde= $[\text{O III}] \lambda 5007$ (30 \AA HPBW) y azul= $\text{H}\alpha$ (8 \AA HPBW). Se ha hecho balance de color, considerando los tiempos de exposición y la transmisión de los filtros.

La espectroscopía *echelle* de rendija larga fue obtenida también en el NOT con el espectrógrafo IACUB (McKeith et al. 1993) y el mismo detector CCD Thomson durante las noches del 22 y 23 de julio de 1997. Se utilizó un filtro de interferencia ancho para aislar el orden *echelle* que contenía las líneas de $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$. La longitud de la rendija fue de $40''$ excediendo en todos los casos el tamaño angular de los objetos. Se realizó una reducción en la escala de 2×2 sobre el detector (*binning*), la cual produjo una resolución espacial a lo largo de la rendija de $0''.268 \text{ pixel}^{-1}$, y una dispersión espectral de $0.094 \text{ \AA pixel}^{-1} \equiv 4.3 \text{ km s}^{-1} \text{ pixel}^{-1}$. La resolución espectral tal como se midió de las líneas espectrales del arco de calibración es $\simeq 9 \text{ km s}^{-1} - 10 \text{ km s}^{-1}$. Los espectros fueron tratados siguiendo los procedimientos habituales de reducción para espectroscopía de rendija larga de IRAF. Se obtuvieron varios espectros para cartografiar las principales estructuras de velocidad de las nebulosas, colocando la rendija a diferentes ángulos de posición. En la Fig. 7.3 se indican las posiciones de rendija para cada objeto sobreimpuestas en mapas de contorno. El ancho de la rendija se fijó en $0''.64$ en todos los casos. Sin embargo, el tamaño del *seeing* varió entre $1''$ y $1''.2$. Los espectros resultantes para cada objeto se muestran en las Figs. 7.4 a 7.7. Las escalas de tamaño angular son iguales en todas las figuras, tanto imágenes como espectros.

7.3 Discusión sobre fuentes individuales

7.3.1 He 1-1

Este objeto contiene una estrella central caliente, $T_{\text{ef}} = 1.65 \times 10^5 \text{ K}$ (Samland et al. 1992) y una estructura nebular compleja. En la región interna es evidente

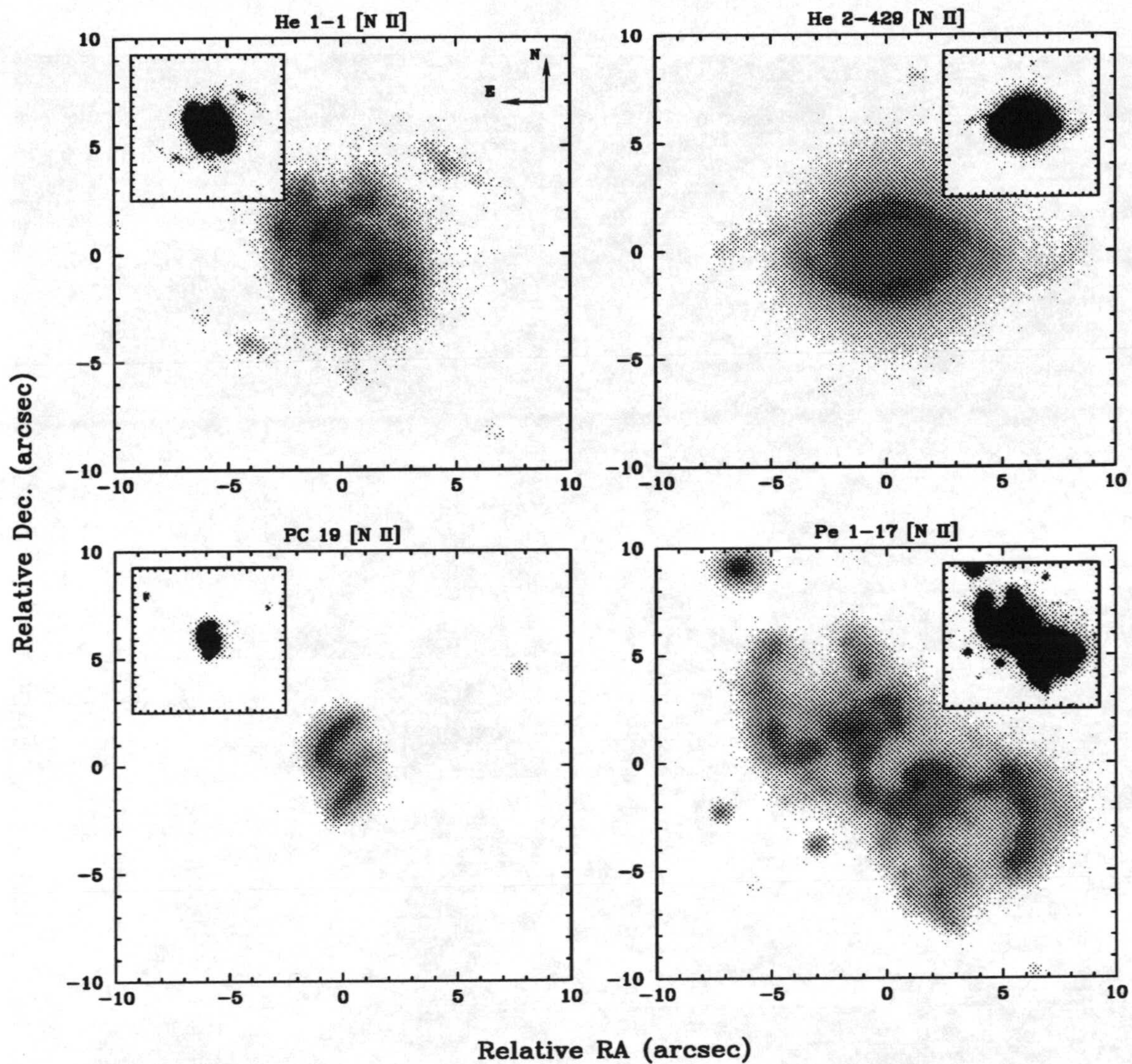


Figura 7.1: Imagen a escala de grises logarítmica en $[\text{N II}]$ de He 1-1 (arriba izquierda), He 2-429 (arriba derecha), PC 19 (abajo izquierda), y Pe 1-17 (abajo derecha). Los recuadros en las esquinas se muestran a bajos niveles de intensidad en escala lineal, para enfatizar la estructura global de cada nebulosa. El norte está hacia arriba y el este a la izquierda, conservando esta convención en todas las figuras de imágenes de este capítulo.



Figura 7.2: Imagen compuesta a tres colores de Pe 1-17. El verde representa la emisión de $[O III] \lambda 5007$, el rojo la de $[N II] \lambda 6584$ y el azul la de $H\alpha$. La escala es lineal. Nótese la relevancia de $[N II] \lambda 6584$ en los filamentos doblados en forma de "brazo".

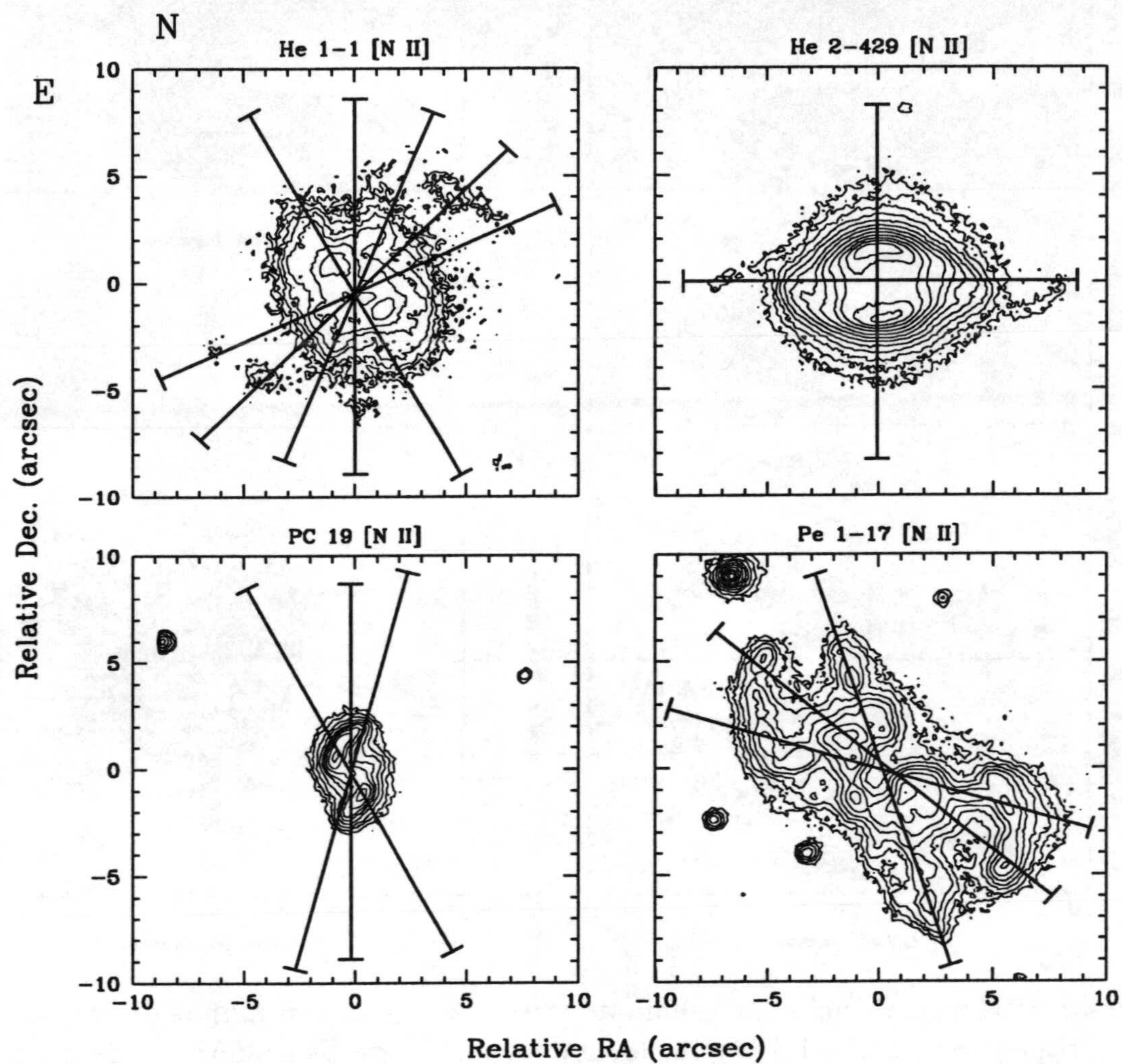


Figura 7.3: Las posiciones de rendija, sobre las cuales se obtuvo información espectral, se indican en mapas de contornos de las imágenes en [N II] de He 1-1 (arriba izquierda), He 2-429 (arriba derecha), PC 19 (abajo izquierda), y Pe 1-17 (abajo derecha). Los contornos están separados por un factor de 1.7 en intensidad, con el primer contorno a un nivel de 3σ . El ancho de la rendija, convolucionado con el *seeing*, se representa con el ancho de los extremos de las líneas.

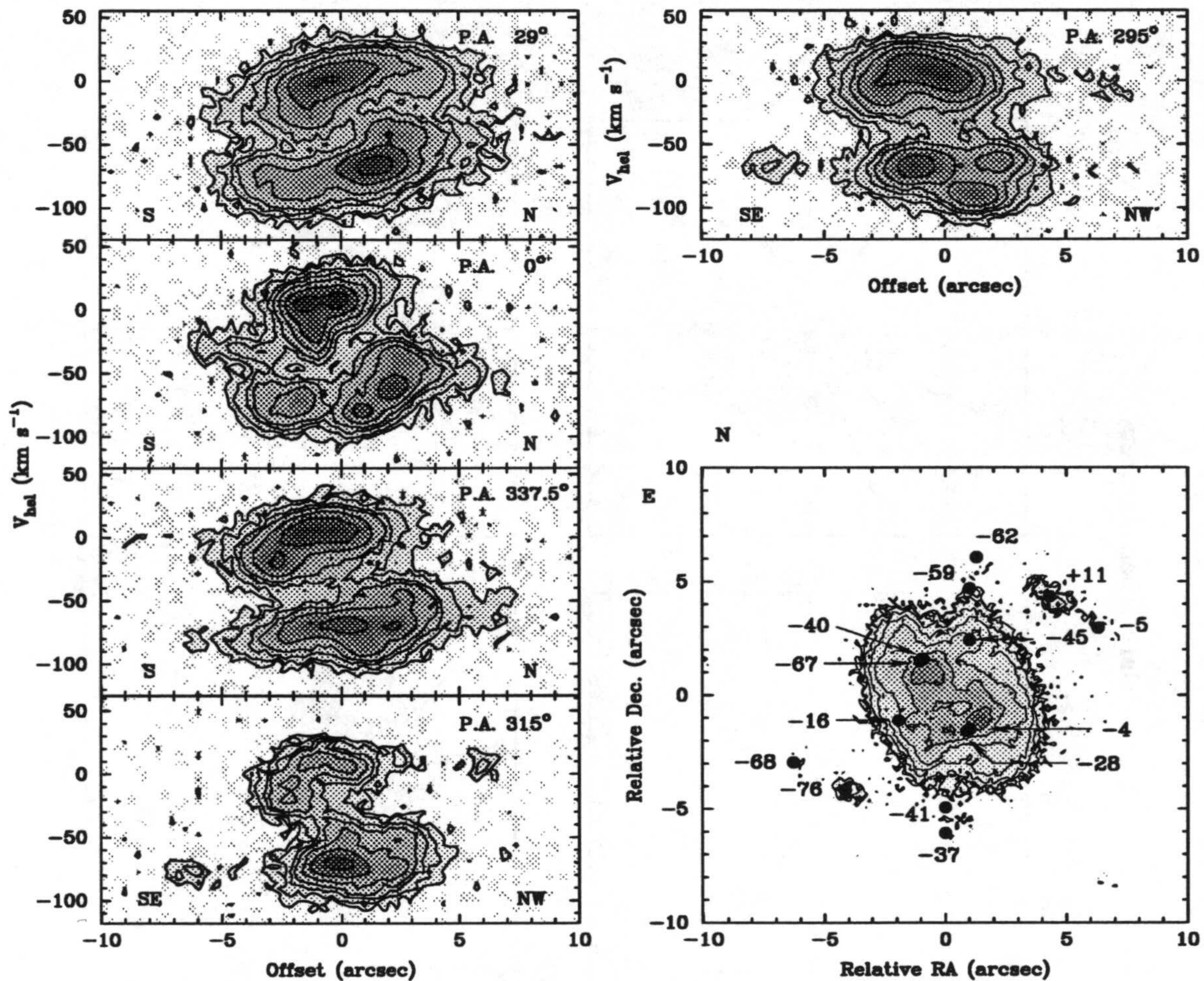


Figura 7.4: Representación en escala de grises negativa, con mapas de contornos, de los espectros de He 1-1 en la línea de emisión de $[\text{N II}]\lambda 6584$ y de su imagen correspondiente. Tanto la imagen directa como los espectros se muestran a la misma escala espacial. Los perfiles de línea se muestran como mapas de posición-velocidad usando una transformación de raíz cuadrada en los niveles de grises. Los contornos están separados por un factor de 2.0 en intensidad, con el primer contorno a un nivel de 4.5σ para mayor claridad, Las velocidades radiales observadas han sido convertidas al sistema heliocéntrico. Se indican las orientaciones de rendija correspondientes. Algunos puntos representativos de la velocidad heliocéntrica se indican sobre el mapa de contornos de la nebulosa.

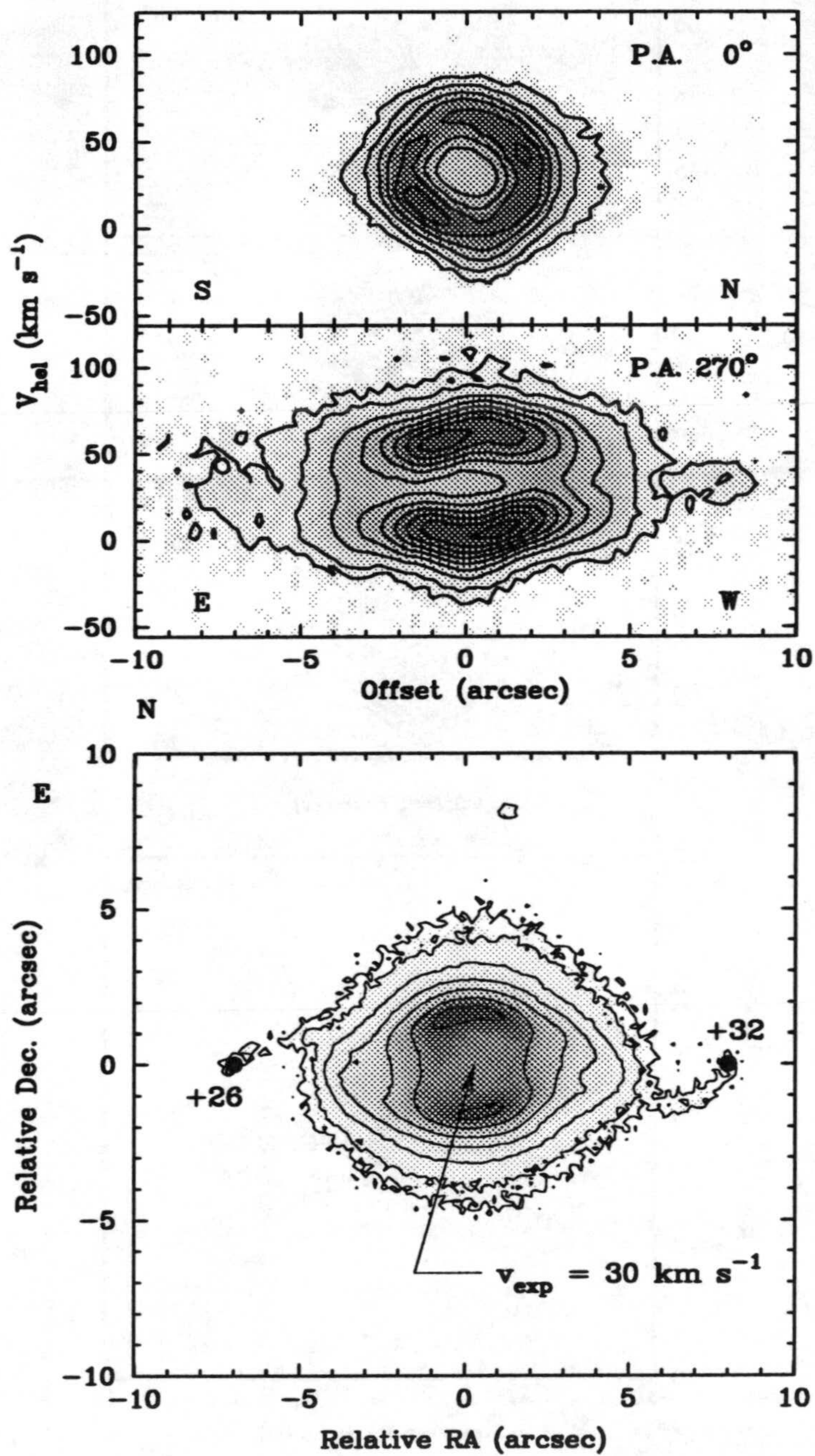


Figura 7.5: Igual que la Fig. 7.4, pero para He 2-429.

19 OCT. 1998

COMISION DE DOCTORADO

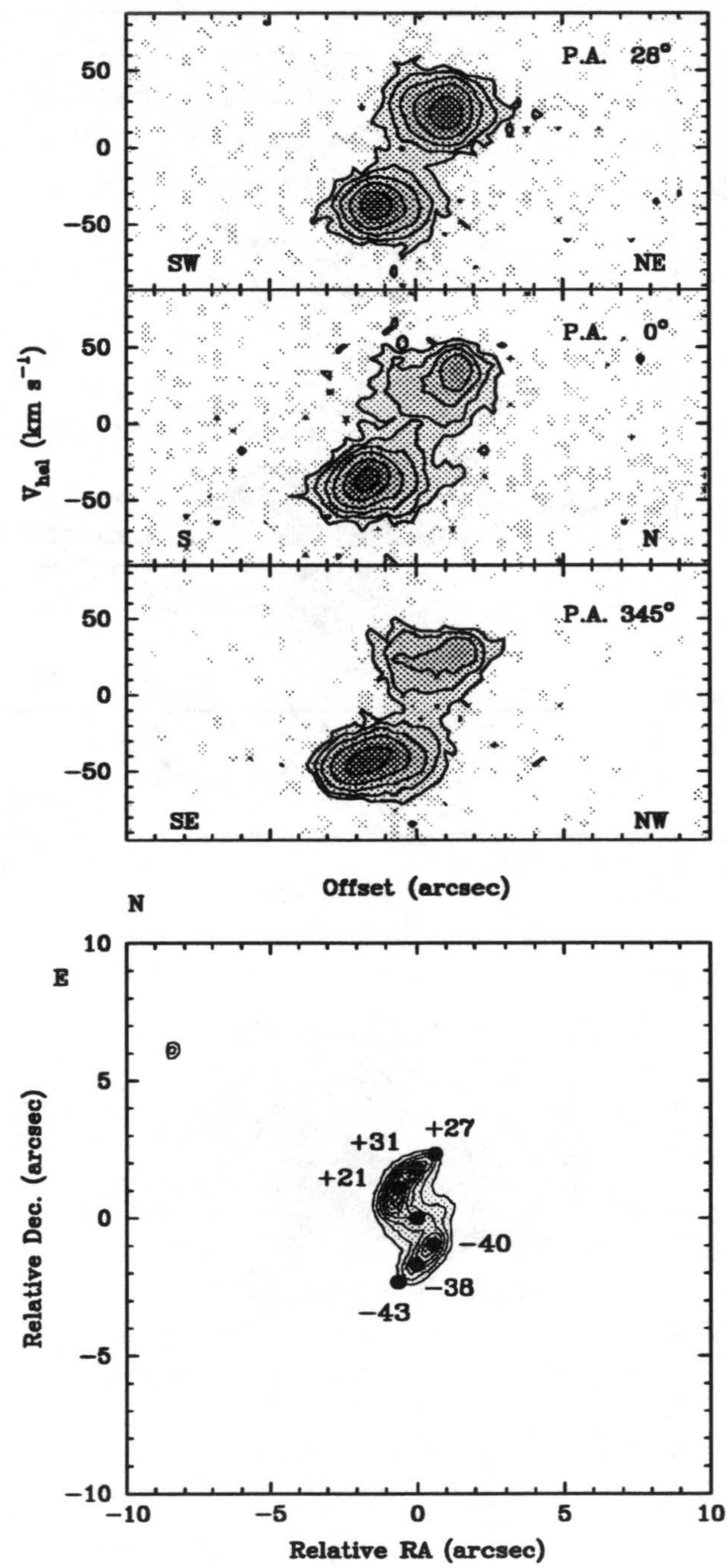


Figura 7.6: Igual que la Fig. 7.4, pero para PC 19.

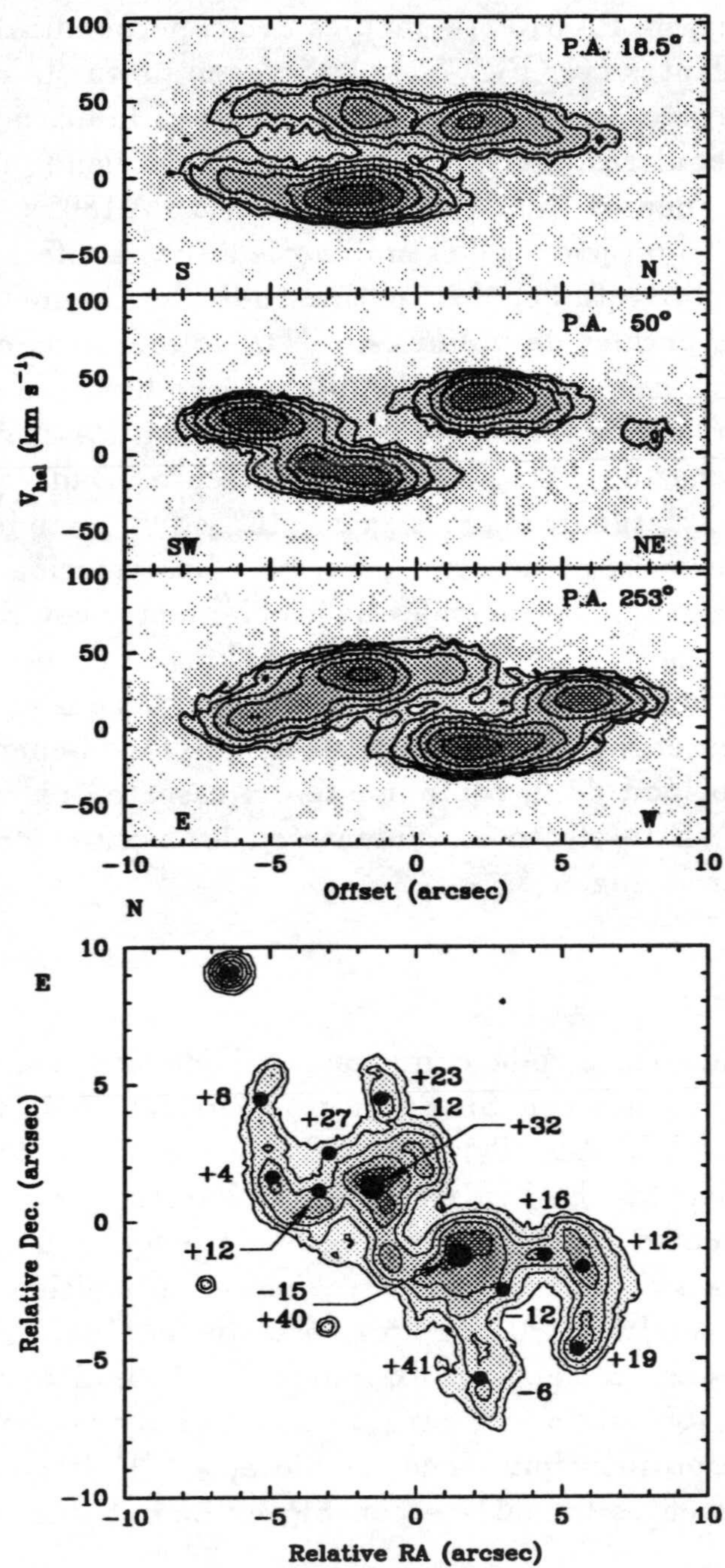


Figura 7.7: Igual que la Fig. 7.4, pero para Pe 1-17.

la presencia de un anillo o toroide central, conteniendo dos manchas brillantes opuestas, orientadas a lo largo del eje mayor del cascarón elíptico principal. Además, varios pares de filamentos gruesos con estructura de SP se extiende hacia afuera a lo largo de PA 315° (-45°), es decir, perpendicular al eje definido por las manchas brillantes (ver Fig. 7.1). La imagen profunda en el recuadro del panel de la Fig. 7.1 correspondiente a He 1-1, muestra indicaciones de la presencia de extensiones nebulares, incluso mas débiles, emergiendo desde las regiones internas hacia los filamentos con SP más externos a PA 180° y PA 350° .

Se observaron cinco posiciones de rendija orientadas a diferentes PAs (29° , 0° , 337.5° , 315° y 295°) sobre esta nebulosa para estudiar su cinemática (ver Fig. 7.3). Los correspondientes perfiles de la línea de [N II] se muestran en la Fig. 7.4. La velocidad heliocéntrica de expansión del anillo interno brillante se incrementa con el ángulo de posición, siendo menor a PA 29° y menor a PA 295° , con valores que van desde 33 km s^{-1} hasta 47 km s^{-1} , respectivamente. Dado que los filamentos con SP se orientan a lo largo de los PAs entre 315° y 295° , esto indica la presencia de un flujo bipolar a lo largo de esta dirección. Las velocidades heliocéntricas observadas en los dos grupos principales de los filamentos con SP son $+11 \text{ km s}^{-1}$ y -5 km s^{-1} en el noroeste y -76 km s^{-1} y -68 km s^{-1} en el suroeste (véase el mapa de contornos con velocidades representativas indicadas en la Fig. 7.4). Una propiedad sobresaliente de este flujo bipolar es que los filamentos externos con SP conservan la velocidad de la componente del cascarón externo en expansión de la cual emergen. Este efecto es evidente en los perfiles de las rendijas con PA 315° y PA 295° en la Fig. 7.4.

7.3.2 He 2-429

Esta nebulosa ha sido clasificada como una NP elíptica con un par de *ansae* indicados como extensiones con SP en el catálogo del IAC (ver Fig. 7.1). La estrella central es una WC 4-5 (Tylenda, Acker y Stenholm 1993). El eje mayor del elipsoide está orientado E-W. Existen dos máximos de emisión localizados a lados opuestos del centro geométrico de la nebulosa sobre el eje N-S, separados por $\simeq 3''$. Estas zonas coinciden con las regiones con emisión intensificada que se espera encontrar en los bordes de un cascarón elíptico visto de lado. Sin embargo, la emisión decrece hacia los extremos E y W, indicando que el cascarón se encuentra abierto, formando una estructura en forma de barril con dimensiones $\simeq 9'' \times 7''$. Del cuerpo principal de la nebulosa, y a lo largo de su eje mayor, sobresalen unos filamentos llamativos con SP, extendiéndose $\sim 2''$ hacia afuera en ambos lados.

Dos posiciones de rendija a PA 0° y PA 270° se observaron en He 2-429. Para estudiar su cinemática (Fig. 7.3). La rendija a PA 0° muestra el espectro de un cascarón elipsoidal (ver Fig. 7.5, arriba) con una $V_{\text{exp}} = 30 \text{ km s}^{-1}$. La separación de las componentes de velocidad decrece hacia afuera desde el centro, convergiendo en una velocidad sistémica de $+30 \text{ km s}^{-1}$.

La rendija a PA 270° muestra el comportamiento cinemático esperado a lo largo del eje mayor del elipsoide, pero como se señaló anteriormente, la emisión a lo largo de los bordes decrece hacia las zonas externas. Los filamentos con SP son débiles pero distinguibles a lo largo de esta rendija. Muestran una ligera curvatura en el espacio de velocidades, particularmente el filamento del lado E, con velocidades positivas que se incrementan hacia afuera, y apenas una traza del comportamiento opuesto en el lado W. Las velocidades medias en las puntas de las extensiones con SP son cercanas a la velocidad sistémica, con valores de $+26 \text{ km s}^{-1}$ (E) y $+32 \text{ km s}^{-1}$ (W). La morfología y cinemática de He 2-429 indica que el eje mayor del elipsoide está inclinado $\approx 3^\circ$ con respecto al plano del cielo.

7.3.3 PC 19

Esta es una nebulosa muy compacta, $6'' \times 3''$, originalmente clasificada como semi-estelar por Peimbert y Costero (1961). Su densidad electrónica y su clase de excitación calculadas por Cuisinier, Acker y Köpen (1996) son $9.5 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$ y 5, respectivamente. La excelente calidad de las imágenes tomadas por el NOT, permite ofrecer en detalle los filamentos internos con forma de "arco" con estructura de SP que emergen del núcleo. Estos "arcos" no se extienden más allá del cuerpo elíptico principal de la nebulosa, similarmente a los casos de Cn 3-1 (Miranda et al. 1997; véase el Cap. 3) y K 3-35 (Miranda et al. 1998).

Tres diferentes posiciones de rendija se obtuvieron sobre PC 19 (Fig. 7.3). Los perfiles de la línea de $[\text{N II}] \lambda 6584$ correspondientes se muestran en la Fig. 7.6; el mapa de contornos con velocidades heliocéntricas representativas mostrado en esta misma figura, claramente indica que las velocidades de expansión se incrementan hacia las regiones externas de los filamentos con forma de arco. En este sentido, las diferencias de velocidad van desde $+61 \text{ km s}^{-1}$ a $+70 \text{ km s}^{-1}$ o sus valores medios en términos de expansión. La velocidad sistémica heliocéntrica es $V_{\text{HEL}} = -10 \text{ km s}^{-1}$. Así, con respecto al marco de referencia del objeto, las velocidades de flujo son del orden de 20 km s^{-1} a 25 km s^{-1} .

7.3.4 Pe 1-17

Este objeto es el caso más impresionante de SP conocido hasta ahora (ver Figs. 7.1 y 7.2). Su morfología es desconcertante, y en resumen hace imposible cualquier interpretación sencilla que se pretenda hacer sobre ella. Consiste de dos condensaciones centrales relativamente brillantes, dispuestas simétricamente con respecto al centro geométrico de la nebulosa. Con pares adicionales de "nódulos" y filamentos en forma de brazo que se extienden y doblan a ángulos cercanos a 90° y en direcciones opuestas de las condensaciones centrales. No existen trazas evidentes de la posición de la estrella central en ninguna de las imágenes CCD de banda angosta ni en los espectros de rendija larga. Así, su posición hasta ahora sólo puede especularse de que está en algún lugar cercano al centro de la estructura

completa. Pe 1 17 ha sido definida como un objeto de alta excitación, Clase 7, por Köppen, Acker y Stenholm (1991). Notablemente, la envoltura nebular o macroestructura de este objeto tiene una apariencia “bipolar”, incluso con una cintura, como se puede ver en el recuadro de la Fig. 7.1. Pe 1-17 puede describirse, verdaderamente como un caso único entre las NPs.

La cinemática de Pe 1-17 (ver Fig. 7.7) es tan inusual como su morfología. Se observaron rendijas a PAs $+18^{\circ}5$, $+50^{\circ}$ y $+253^{\circ}$ ($+73^{\circ}$). Las dos condensaciones centrales se expanden a una tasa de $+24 \text{ km s}^{-1}$ con respecto una de otra. El “nódulo” brillante en el NE del centro geométrico tiene una velocidad heliocéntrica de $V_{\text{HEL}} = 32 \text{ km s}^{-1}$, y el del SW una componente dominante a una $V_{\text{HEL}} = -16 \text{ km s}^{-1}$. Este último también se separa en dos componentes de velocidad bien definidas en la rendija a PA $+18^{\circ}5$ con la componente positiva a $V_{\text{HEL}} = 40 \text{ km s}^{-1}$. La separación de velocidad (*splitting*) se traza a lo largo de este PA, extendiéndose hacia el lado S de la rendija, donde se observan componentes con velocidades de $V_{\text{HEL}} = 41 \text{ km s}^{-1}$ y $V_{\text{HEL}} = -6 \text{ km s}^{-1}$. En el lado N de esta rendija, las componente de V_{HEL} positiva, tiende a un valor de 23 km s^{-1} . La correspondiente componente negativa (-2 km s^{-1}) es mucho más débil en esta región. Una interpretación simplista de la cinemática global a lo largo de esta rendija a PA $+18^{\circ}5$ es el de un cascarón elongado expandiéndose con máximos de intensidad marcados por las condensaciones brillantes, también en expansión.

Las rendijas a PAs $+50^{\circ}$ y $+253^{\circ}$ también cruzan sobre los “nódulos” brillantes centrales. También se detecta una separación de velocidades sobre la región central, pero ésta ya es evidente a lo largo de las otras regiones cubiertas por otras rendijas, lo cual indica que el cascarón elongado en expansión tiene una posición bien definida a lo largo de la rendija a PA $+18^{\circ}5$.

Las rendijas a PA $+50^{\circ}$ y $+253^{\circ}$ cartografían diferentes segmentos de las extensiones nebulares dobladas en forma de brazo. En la rendija a PA $+50^{\circ}$, las puntas NE y SW de los filamentos muestran $V_{\text{HEL}} = 8 \text{ km s}^{-1}$ y $+19 \text{ km s}^{-1}$, respectivamente. En los codos de estos filamentos en forma de brazo, cubiertos por la rendija a PA $+253^{\circ}$, se encuentran contrastes de velocidad importantes, los cuales van en sentidos opuestos a la velocidad de expansión del “nódulo” central brillante correspondiente al cual parecen estar conectados. La Fig. 7.2 revela que la emisión en [N II] (rojo) es llamativa en todos ellos. El comportamiento cinemático general no cabe dentro de una perspectiva sencilla. La escenario global revela dos condensaciones brillantes en expansión y flujos altamente colimados compuestos por eyecciones aparentemente episódicas, seguidas de cambios en la dirección del eje de simetría, de una naturaleza muy compleja.

7.4 Discusión general

Resulta de gran interés en este campo, discutir las propiedades globales de estas nebulosas. Todas son de un tamaño angular pequeño, sus distancias han

sido deducidas en varios estudios estadísticos, e.g. Zhang (1995), Samland et al. (1992), Cahn, Kaler y Stanghellini (1992). Las distancias de la última referencia, las cuales no son los más grandes, dan valores de 3.4 kpc (He 2-429), 5.71 kpc (PC 19), 6.17 kpc (He 1-1) y 7.92 (Pe 1-17), las cuales consideran parcialmente los pequeños tamaños angulares observados en esta muestra. Sus alturas resultantes, por encima del plano Galáctico, son de 110 pc para He 2-429, 290 pc para He 1-1, 450 pc para Pe 1-17 y 700 pc para PC 19. Todas parecen ser NPs bien evolucionadas, exceptuando quizás a PC 19, dada su alta densidad electrónica y su estructura tan compacta. Algunas de ellas, como Pe 1-17, son de una clase de excitación bastante alta. Existen estudios de abundancias iónicas nebulares para He 1-1, Pe 1-17 (Samland et al. 1992) y PC 19 (Cuisiner et al. 1996). Según se vio en la §2.3.5.3, Peimbert y Torres-Peimbert (1983) definen a las NPs de Tipo I como aquellas cuyas abundancias iónicas satisfacen las condiciones $\log N/O \geq -0.3$ y $He/H \geq 0.125$. He 1-1 y Pe 1-17 presentan valores de $\log N/O = -0.41$ y -0.36 , y $He/H = 0.145$ y 0.138 , respectivamente. Así, aunque ambas muestran altos cocientes de He/H, no satisfacen las dos condiciones (aunque Pe 1-17 está más cerca de hacerlo), por lo que no califican como NPs de Tipo I. PC 19 no presenta ningún exceso iónico en sus abundancias, siendo consistente con su posición en la Galaxia.

Un mosaico de espectros integrados, para cada una de los cuatro objetos de la muestra, se presenta en la Fig. 7.8, donde se pueden apreciar las relaciones entre $H\alpha$ y $[N II]$ para la región central y para una zona representativa más externa. El dominio del $[N II] \lambda 6584$ sobre $H\alpha$ es evidente en todos los objetos, excepto en PC 19. Aún es más relevante el hecho de que todos los cocientes $[N II]/H\alpha$ son mayores en los "nódulos", comparados con sus regiones centrales (por un factor de 1.12 en el caso de He 1-1; 11.23 para PC 19; 1.35 para He 2-429 y 1.21 para Pe 1-17). En el caso de PC 19, el cociente $[N II]/H\alpha$ es extremadamente bajo en el centro, y muestra el mayor incremento proporcional en sus regiones externas. Dado el pequeño tamaño angular de este objeto, la alta densidad electrónica ($\sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$) calculada por Cuisiner, Acker y Köppen (1996), debe representar un valor medio sobre su extensión total. Entonces es probable que el centro sea extremadamente denso ($\gtrsim 10^5 \text{ cm}^{-3}$) y una desexcitación colisional considerable sea la responsable de la baja emisión de $[N II]$ en este caso.

Las abundancias altas de nitrógeno no parecen ser las responsables de los cocientes de líneas observados, por lo menos no para los tres objetos mencionados anteriormente donde existen datos disponibles. Además, la presencia de choques muy fuertes que puedan contribuir significativamente a la excitación colisional, sobre los procesos de ionización en el ambiente de las NPs, son improbables, dadas las velocidades de flujo tan moderadas que se han estimado aquí (e.g., Dopita 1997). estas características son similares a las encontradas en los FLIERs (Balick et al. 1998).

Las macroestructuras de He 1-1, He 2-429 y PC 19 (ver los recuadros pequeños en la Fig. 7.1) son principalmente elípticas, sin embargo, sus características de-

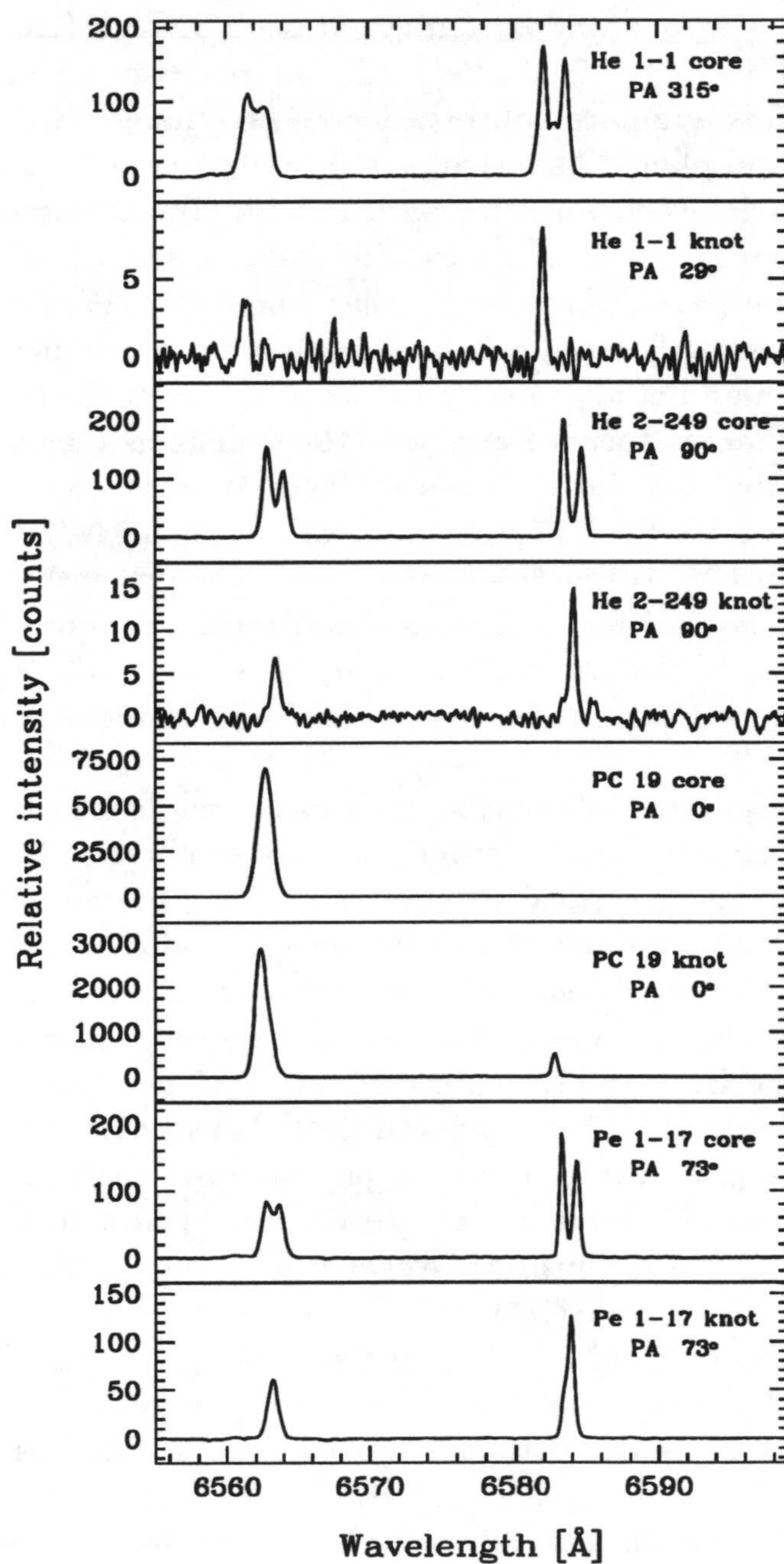


Figura 7.8: Espectros integrados representativos en el intervalo de $H\alpha$ y $[N II]$ sobre las regiones centrales y componentes seleccionadas con SP (“nódulos”) para las cuatro NPs de este estudio.

talladas individuales son notoriamente diferentes, como se muestra en las representaciones logarítmicas de los cuadros principales en la Fig. 7.1. A continuación se resumen brevemente. He 1-1 es dominada por un anillo interno en expansión, alineado perpendicularmente al eje trazado por los filamentos con SP, lo que recuerda el caso de la NP Fleming 1 (López et al. 1993; Palmer et al. 1996). He 2-429 es un cascarón elíptico en expansión, abierto por sus extremos, de los cuales emergen, casi perfectamente, unos filamentos con SP. Resulta sorprendente la similitud morfológica de este objeto con los modelos magnetohidrodinámicos (MHD) en tres dimensiones de García-Segura (1997). Contrario a los dos casos anteriores, en donde los filamentos con SP se extienden más allá del cuerpo principal de la nebulosa, en el caso de PC 19, los arcos con SP están contenidos dentro del cascarón elíptico, y no se detecta ningún cascarón o anillo interno en expansión. Por otra parte, Pe 1-17 representa un caso altamente peculiar, con una macroestructura claramente bipolar, incluso con indicios de una "cintura", resultando una excepción a la descripción de NPs con SP dada por Schwarz (1993). Su estructura interna grumosa ha revelado ser el caso más extremo y complejo de SP conocido hasta ahora.

En todos los casos, las velocidades de los flujos son supersónicas, pero no se consideran altas, sino moderadas, con valores típicos de $\sim 30 \text{ km s}^{-1}$, con la excepción de He 1-1, que muestra las velocidades de expansión más altas, alcanzando valores de $\simeq 50 \text{ km s}^{-1}$. En todos los casos, la morfología de tipo SP se refleja también en el espacio de velocidades, uniendo filamentos con formas particulares de flujos bipolares dentro del volumen nebuloso. Sin embargo, las diversas condiciones bajo las cuales estas características morfológicas parecen haber sido generadas impiden, por el momento, la interpretación de su formación dentro de un modelo dinámico unificado.

Los modelos de vientos estelares interactuantes (ISW²), aunque son sólidos en lo que respecta a la descripción de las características generales de las NPs, han enfrentado dificultades severas para producir un esquema consistente en la producción de FLIERs (véase Balick et al. 1998) o *ansae* en NPs elípticas. Por otra parte, los modelos MHD son muy promisorios (e.g., García-Segura 1997), pero aún se espera que se desarrollen para proveer de información más detallada que pueda ser probada con datos observacionales. Finalmente, los discos de acrecimiento en núcleos binarios son igualmente interesantes (e.g., Livio & Pringle 1996) pero también carecen, hasta ahora, de herramientas de diagnóstico para probar su posible influencia en la evolución de NPs. Actualmente, la incertidumbre de por qué estas estructuras tienen una ocurrencia mayor que lo que se podría esperar, apareciendo en un amplia gama de condiciones, está directamente relacionada a nuestro entendimiento limitado del mecanismo que las produce.

²ISW: *Interacting Stellar Winds*.

7.5 La SP como una clase

Finalmente, resulta importante hacer una breve discusión sobre la SP como una clase morfológica, considerando la acumulación de datos nuevos durante los últimos cinco años. Schwarz (1993) describió las NPs con SP como aquellos objetos, de su muestra, con una apariencia simétrica respecto al punto central, lo que provee evidencia de eventos de pérdida de masa múltiples. Puesto que no presentaban una "cintura", no se consideraron como bipolares. Stanghellini, et al. (1993), definieron a las NPs con SP como nebulosas principalmente elípticas, con estructuras externas presentes en pares. Estas descripciones fueron adecuados en aquel momento, considerando los objetos que entonces habían sido estudiados, y promovieron el reconocimiento de su peculiaridad. Sin embargo, las características con SP ahora se encuentran en una amplia gama de NPs, desde bipolares con grandes extensiones, como KJPn 8 (López et al. 1995) hasta compactas muy jóvenes, como He 3-1475 (Borkowski, Blondin y Harrington 1997). Algunas NPs elípticas con *ansae* típicas también han sido incluídas en listas como NPs con SP, como es el caso de NGC 7009 (Stanghellini et al. 1993) y casos peculiares con halos extendidos como NGC 6543 (Miranda y Solf 1992), también pueden ciertamente ser llamadas como con SP, a partir de las características de sus regiones internas. Las bipolares M 2-9, NGC 6537 y Hb 5 también contienen estructuras con SP prominentes en sus lóbulos. La nebulosa MyCn 18. también muestra estructuras con SP en el campo de velocidades de sus regiones externas (Bryce et al. 1997). Schwarz et al. (1992) incluyó originalmente a IC 4634, J 320, He 2-186 y He 2-1312. NGC 6309, NGC 7009 y M 3-1 se adhirieron posteriormente en el trabajo de Stanghellini et al. (1993). Los objetos listados con características de SP en el catálogo del IAC (Manchado et al. 1996b) son: Pe 1-17, PC 19, M 1-66, K 3-1, K 3-36, Me 1-1, He 1-1, A 14 y He 2-429. La galería de imágenes de NPs del telescopio espacial (HST³) muestra ejemplos adicionales de objetos con características de SP (<http://www.stsci.edu/pubinfo/PR/97/pn/>).

Dentro de todo este conjunto de objetos, se pueden encontrar NPs de Tipo I y sobre el plano Galáctico (Hb 5); no de Tipo I y muy por encima del plano (PC 19); de relativamente baja excitación en un estado temprano de evolución (He 3-1475), y de alta excitación en un estado avanzado de evolución (NGC 4361); con flujos de alta velocidad (He 2-186) y otros con velocidades más modestas (IC 4634). Así, la pregunta inevitable es: ¿qué características dominan la clasificación de NPs como con SP? o, además, ¿define actualmente la SP una clase morfológica principal de NPs?

Górny, Stasińska y Tylanda (1997) han sugerido que las NPs con SP "*constituyen una excelente clase*" puesto que encuentran un correlación precisa de la masa de las estrellas centrales *vs* la velocidad de expansión, agrupadas dentro de un estado evolutivo corto y con una escala de alturas mayor que la de las

³HST: *Hubble Space Telescope*.

bipolares. Sin embargo, ellos no restringen su análisis a los objetos clasificados como con SP, sino que consideran una muestra mezclada. IC 4634, NGC 6309, NGC 7009, J 320, NGC 6826, NGC 6891, NGC 2022, NGC 3242, NGC 3918 y NGC 5882. Sólo los primeros cuatro objetos de esta lista de diez habían sido clasificados previamente como con SP. Para los casos restantes, algunos objetos son difíciles de describir como poseedores de esta simetría, como NGC 2022 y NGC 3918, mientras que otros definitivamente no la tienen, como NGC 5882 (Guerrero 1995). La ausencia de una definición adecuada de la clase de NPs con SP junto con la pequeña y mezclada muestra de Górný et al. (1997) parecen dar resultados prematuros.

La “*tasa de descubrimientos*” de flujos colimados y características con SP en NPs ha proliferado durante los últimos años, sin duda debido a la disponibilidad de datos de mayor calidad. Los resultados, datos y discusión dada anteriormente refuerza la idea de que la SP refleja la presencia de flujos bipolares colimados que indican eyecciones de masa episódicas; aunque, en proporciones mayores que lo esperado previamente. Dentro de la actual definición imprecisa de SP, su ocurrencia no parece estar restringida a una clase morfológica particular. Un sustento adicional en este sentido viene dado recientemente de las imágenes del HST obtenidas por Sahai y Trauger (1998) de NPs jóvenes de muy baja excitación, donde la SP destaca dentro de una diversidad de formas esféricas.

7.6 Conclusiones

- Cuatro NPs con SP son estudiadas en este capítulo mediante imágenes y espectros de rendija larga de alta resolución. Tres de ellos muestran macroestructuras principalmente elípticas, mientras que el cuarto es básicamente bipolar. Sus características detalladas o microestructuras son notoriamente diferentes entre ellas, haciendo difícil inferir un mecanismo común en la producción de sus flujos colimados a partir únicamente de su morfología en este estado. He 1-1 está dominada por un anillo interno en expansión, alineado perpendicularmente al eje del flujo de los filamentos con SP. En He 2-429 emergen filamentos con SP a lo largo del eje mayor de un suave cascarón elíptico abierto por los extremos. En cuanto a PC 19, de su centro emergen un par de arcos con SP, y están contenidos dentro de una envoltura elíptica compacta. Finalmente, Pe 1-17 destaca como el caso más extraordinario de SP en NPs conocido hasta ahora, con pares de “*nódulos*” y filamentos en el interior de una macroestructura bipolar.
- La cinemática obtenida de los espectros de rendija larga muestra que la morfología se refleja en el espacio de velocidades, indicando que las características de SP están realmente relacionadas a formas particulares de flujos bipolares colimados. Las velocidades de expansión se encuentran en

el intervalo de 30 km s^{-1} a 50 km s^{-1} ; siendo velocidades moderadas, comparadas con otros casos de BRETs, tales como los de Fleming 1, KJpn 8 o MyCn 18, pero indican un fenómeno similar, donde se piensa que son flujos bipolares colimados involucrando una eyección episódica de masa y un desplazamiento o rotación del eje de simetría, los que originan este tipo de estructuras.

- Los valores de los cocientes de intensidad de $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ en los filamentos y “nódulos” con SP resultan ser altos comparados con los de las regiones centrales. Considerando sus moderadas velocidades de expansión, esta característica física recuerda a las que corresponden a los FLIERs.
- Una breve revisión sobre las nebulosas con SP como una clase morfológica, indica que este tipo de microestructuras no parecen estar correlacionadas con una clase morfológica en particular. Por lo tanto, se sugiere que en la actualidad resultaría conveniente hacer una reevaluación de la definición de la clase de NPs con SP.

Capítulo 8

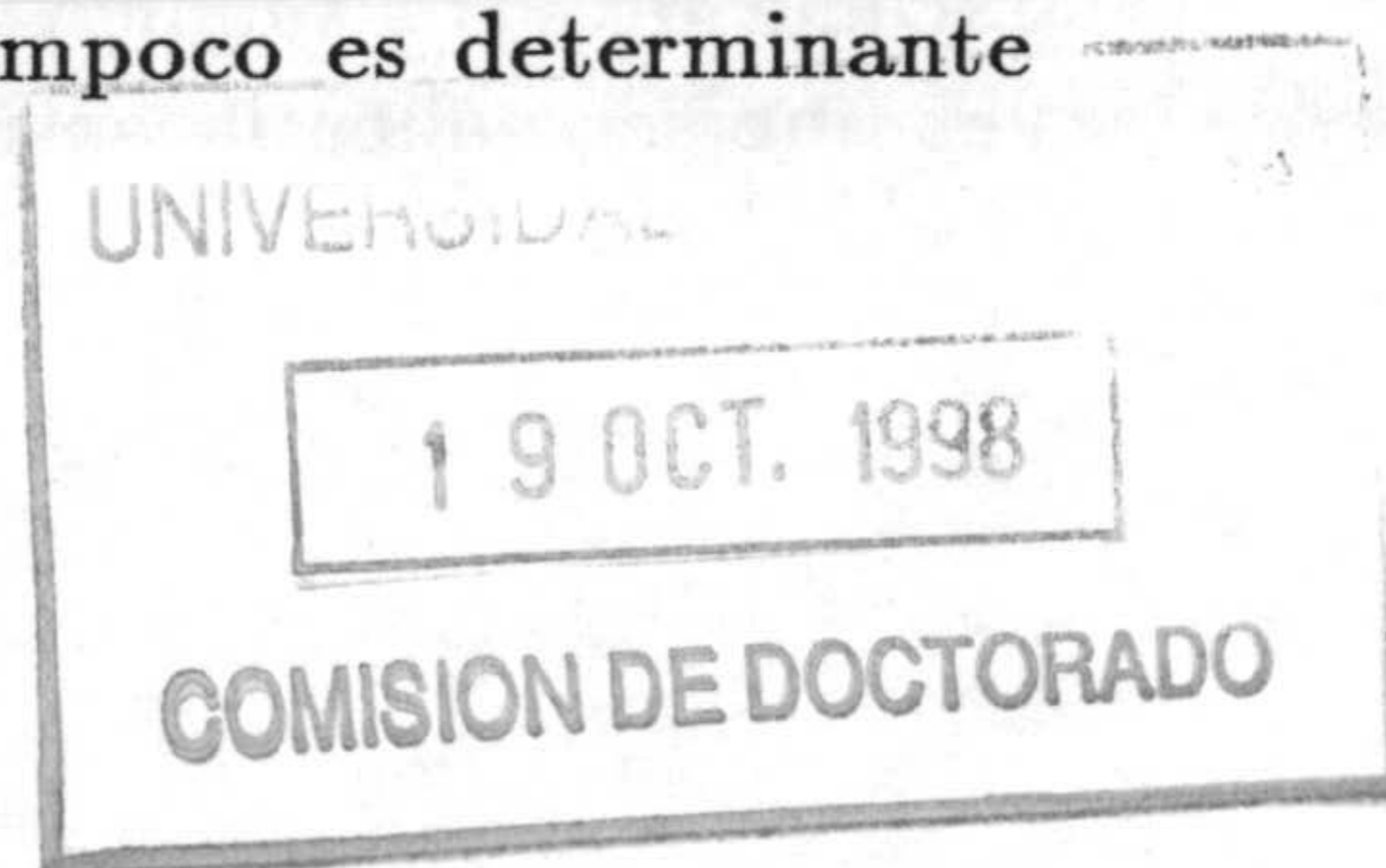
Discusión general

8.1 Colimación y precesión

De acuerdo a los dos modelos estudiados en la § 1.2, los chorros en NPs, eyectados en ángulos diferentes, se pueden producir ya sea mediante un proceso de evolución de un sistema de estrellas binarias cercanas (envoltura común) o mediante un viento estelar magnetizado, pero en ambos casos es necesaria la participación de una compañera binaria si se requiere que el chorro precese o se “*tambalee*”.

De cualquier modo, esto restringiría la búsqueda del origen de los BRETs a sistemas binarios. Sin embargo, de acuerdo a Soker (1996) durante el proceso de la formación de un disco bajo el esquema de la envoltura común, la compañera binaria es destruida, por lo que una vez que el disco se establece, no quedan vestigios de binariedad. Un ejemplo que apoyaría a este modelo podría ser NGC 6543, en donde las imágenes de alta resolución obtenidas con el HST no revelan compañera alguna. Esto no es predicho por el modelo de viento magnetizado, en donde no hay razón para que se destruyan dichas compañeras. Sin embargo, los mismos modelos de envoltura común afirman que la compañera podría incluso tratarse de una enana marrón, la cual no se esperaría que fuera visible en las imágenes del HST obtenidas para NGC 6543. Por lo tanto, este elemento quedaría descartado como una prueba observacional de apoyo o refutación a los modelos, al menos por el momento.

La formación de un disco de acrecimiento, predicha por el modelo de envoltura común también pudiera ser otro observable interesante para probar los modelos. Aunque en algunos casos se han encontrado evidencias de sobreacumulamientos ecuatoriales, es muy difícil hablar de discos de acrecimiento, los cuales deben tener dimensiones muy reducidas (del orden de unidades astronómicas) si se les quiere asociar con la colimación de los chorros, tomando como comparación el caso de objetos jóvenes (Anglada 1995). Por lo tanto, la presencia o no de sobreacumulamientos ecuatoriales en NPs con BRETs, tampoco es determinante en la actualidad para la elección del mejor modelo.



Lo anterior nos lleva a concluir que por el momento el origen de los BRETs resulta incierto, aunque es muy probable que el proceso de su formación requiera forzosamente la participación de un sistema binario, tal como lo predicen los modelos.

Con respecto a la evolución de los BRETs, en los casos en que se distinguen las condensaciones individuales, éstas parecen ser un número más bien pequeño, con dos o hasta tres pares de condensaciones. Al parecer, la energía que pierde el sistema en cada evento limita la posibilidad de tener un número infinito de eyecciones, lo que posiblemente vaya en contra del modelo de disco de acrecimiento. Esta idea no ha sido explorada aún y merece estudiarse con detenimiento.

8.2 Técnicas observacionales y trabajo futuro

A partir de los estudios presentados en esta tesis, se desprende que la manera más completa de encontrar y caracterizar BRETs en NPs es mediante la combinación de técnicas de imagen y de espectroscopía. En el primer tipo, destacan las observaciones ópticas de imagen directa CCD, usando filtros de banda angosta, ya que sirven para ver la morfología e incluso descubrir nuevas condensaciones mediante el cociente de imágenes. El problema en estos casos es la falta de resolución cuando se quieren observar objetos compactos o condensaciones de tamaño angular pequeño. La ausencia de una resolución espacial alta, ha sido aliviada en parte con las observaciones del HST ($0''.1$ de *seeing* contra $1''.0$ como valor típico en telescopios de tierra), aunque se espera que los nuevos telescopios que se están construyendo actualmente mejoren sensiblemente la observación desde tierra.

También el cartografiado de NPs compactas mediante la observación en radiocontinuo con el VLA nos ha dado excelentes resultados. La resolución máxima que actualmente se puede obtener con el VLA, en su banda más sensible, es de $0''.24$, pero existen planes para una actualización en el número de antenas, el correlador del sistema y los detectores. Esto incrementará el ancho de banda, lo cual a su vez aumentará la sensibilidad, y la resolución. Por ejemplo, se espera que después de la actualización, la sensibilidad en la banda de 6 cm aumente en un 500%, mientras que la resolución será unas 8 veces mayor utilizando la nueva configuración A+. Con estas mejoras se podrán observar, con una resolución de $0''.05$, discos protoplanetarios dentro de un radio de 200 pc con densidades de flujo de 1 mJy haz^{-1} y cuyas señales podrían alcanzar relaciones "señal a ruido" de 20 en tan sólo un tiempo de 12 Hrs.

Estas mejoras en el VLA, también se traducirán en una mayor capacidad para cartografiar objetos en línea de recombinación. Como se vio en el Cap. 5, actualmente este no es un buen método para estudiar BRETs en objetos de gran tamaño angular, ya que requiere de una sensibilidad muy alta para poderlos detectar. La eficacia de esta técnica para la observación de BRETs debería reevaluarse una vez que se realice la actualización del VLA.

Con nuestro estudio encontramos que la espectroscopía de rendija larga de alta dispersión es la técnica más adecuada para obtener la estructura cinemática de una NP, ya sea que se haga con un espectrógrafo *echelle* sin dispersión cruzada (Caps. 4 y 7) o con un coudé (Cap. 3).

Una vez detectada la presencia de acumulamientos ecuatoriales en algunas NPs con BRETs, podemos tratar de cuantificar la absorción producida por polvo inmerso en éstos, o la presencia de gas molecular, el cual nos daría señales acerca de la edad de la actual configuración morfológica del objeto. Aunque en esta tesis no se realizaron estudios de este tipo, las observaciones infrarrojas, parecen un paso obligado si queremos entender el origen y desarrollo de estas formaciones, y su influencia real en la colimación de los chorros.

Por último, la detección, cartografiado de alta resolución y observaciones de línea espectral de alta resolución espectral, podrán hacerse para gas molecular que emita en longitudes de onda milimétricas y submilimétricas, una vez que esté en operación el Millimeter Array de NRAO. Este conjunto de telescopios milimétricos podrá alcanzar resoluciones espectrales de 7 kHz a $\lambda 3$ mm (0.01 km s^{-1}), utilizar hasta ocho ventanas espectrales para observar varias líneas simultáneamente y cartografiar regiones con resoluciones espaciales de $0''.01$ a $\lambda 1$ mm. Todo esto le permitirá ser capaz de observar la estructura de discos circunestelares del orden de 100 UA^1 , resolver sistemas binarios de $\approx 30 \text{ UA}$ de separación, cartografiar campos magnéticos mediante la polarización (se espera poder detectar 0.06 mG en 8 Hrs. de observación), seguir la evolución de envolturas moleculares (CO) de estrellas evolucionadas, etc.

Como se puede ver, las repercusiones de todos estos nuevos instrumentos en el campo de las NPs serán muy favorables para lograr un entendimiento más completo del fenómeno BRET en estos objetos.

¹UA: Unidad Astronómica ($1.5 \times 10^8 \text{ km}$, $4.8 \times 10^{-3} \text{ kpc}$).

Capítulo 9

Conclusiones generales

- Se realizaron diversos estudios observacionales para una muestra de NPs con BRETs, o cuya presencia de un BRET era sugerida por la morfología. Esto representa el primer conjunto de estudios sobre una muestra heterogénea de NPs. La información física obtenida en cada estudio y sus conclusiones se presentan al final de cada capítulo.
- Por el momento el origen de los BRETs resulta incierto, aunque es muy probable que el proceso de su formación requiera de la participación de un sistema binario, tal como lo predicen los modelos.
- Comparando los modelos existentes con nuestras observaciones, se encuentra que no existe un único proceso para la formación de BRETs.
- Es posible que los BRETs se formen en un amplio intervalo de edades en las NPs.
- Con nuestros datos no se puede determinar si la estrella progenitora de las NPs con BRETs es un sistema binario. Esto incluso en algunos casos podría ser imposible, si el proceso de destrucción de compañeras binarias en la producción de chorros fuera un fenómeno común (Soker 1996).
- Las observaciones más adecuadas para la identificación de BRETs en NPs deben incluir tanto un estudio de la morfología como de la cinemática. Las técnicas de imagen directa (óptico) y radiocontinuo, combinadas con espectroscopía óptica de alta dispersión, son las que han dado mejores resultados, hasta ahora.

Apéndice A

Trabajos y artículos producidos

A.1 Cuadro de participaciones.

La siguiente tabla muestra las partes de cada capítulo en las que se involucró directamente el autor.

Capítulo (técnica)	Observación	Reducción	Análisis
Cap. 2 (imágenes CCD)	✓		✓
Cap. 2 (espectroscopía)		✓	✓
Cap. 3 (radiocontinuo)	✓	✓	✓
Cap. 3 (espectroscopía)		✓	✓
Cap. 4 (imágenes CCD)	✓	✓	✓
Cap. 4 (espectroscopía)		✓	✓
Cap. 4 (radiocontinuo)	✓	✓	✓
Cap. 5 (RRL H92 α)	✓	✓	✓
Cap. 6 (radiocontinuo)	✓	✓	✓
Cap. 7 (imágenes CCD)			✓
Cap. 7 (espectroscopía)	✓	✓	✓

A.2 Publicaciones.

1. "The discovery of the Bipolar Rotating Episodic Jet (BRET) in the planetary nebula KJPn 8", López, J. A., Vázquez, R., & Rodríguez, 1995, ApJ, 455, L63 [Cap. 2]
2. "Radio continuum and long-slit optical spectroscopy of the Planetary Nebulae Cn 3-1 and M 3-27", Vázquez, R., Miranda, L. F., Torrelles, J. M., Eiroa, C., López, J. A. 1997, en *Planetary Nebulae*, IAU Symposium No. 180, eds. H. J. Habing & H. J. G. L. M. Lamers (Kluwer: Dordrecht), 283 [Cap. 3]
3. "The structure of the compact planetary nebulae Cn 3-1 and M 3-27 and their extended halos", Miranda, L. F., Vázquez, R., Torrelles, J. M., Eiroa, C., López, J. A., 1997, MNRAS, 288, 777 [Cap. 3]
4. "Spectrophotometry of the planetary nebula KJPn 8", Vázquez, R., Kingsburgh, R. L., López, J. A., 1998, MNRAS, 296, 564 [Cap. 2]
5. "The kinematics of point-symmetric planetary nebulae", Guerrero, M. A., Vázquez, R., López, J. A., 1999, AJ, en prensa (aparecerá en febrero de 1999). [Cap. 7]
6. "Radio continuum and recombination line observations of the polypolar planetary nebula NGC 2440", Vázquez, R., Torrelles, J. M., Rodríguez, L. F., Gómez, Y., López, J. A., Miranda, L. F., 1998, ApJ, enviado. [Cap. 5]
7. "Bipolarity and point-symmetry in the planetary nebula NGC 4361", Vázquez, R., López, J. A., Torrelles, J. M., Miranda, L. F., & Meaburn, J. 1998, en preparación. [Cap. 4]
8. "Morphology and kinematics of the planetary nebulae IC 2149 and M 1-16", Vázquez, R., Miranda, L. F., López, J. A., Rodríguez, L. F., & Torrelles, J. M. 1998, en preparación. [Cap. 3]

Apéndice B

Recursos utilizados.

B.1 Centros de investigación

Durante el transcurso de este trabajo, se utilizaron las bibliotecas, centros de cálculo y demás recursos de las siguientes instituciones:

- *Instituto de Astrofísica de Andalucía, CSIC*: Como becario asociado al Dep- to. de Radioastronomía y Estructura Galáctica (3 años).
- *Instituto de Astronomía, UNAM* (subsede Endenada, B. C.): Como estu- diante invitado del Dr. José Alberto López (tres estancias de un mes cada una).

B.2 Observatorios

Observatorio Astronómico Nacional, UNAM (San Pedro Mártir, México)

1. Telescopio de 2.1 m
 - (a) Espectrógrafo de mediana dispersión Boller & Chivens (UNAM)
 - (b) Espectrógrafo MES (Universidad de Manchester)
2. Telescopio de 1.5 m
 - (a) Rueda de filtros RUCA (UNAM)

National Radio Astronomy Observatory (Socorro, Estados Unidos)

1. Very Larg Array (conjunto de 27 radiotelescopios)

Observatorio del Roque de los Muchachos, IAC (La Palma, España)

1. Nordic Optical Telescope (2.5 m)
 - (a) Espectrógrafo IACUB (IAC + Universidad de Belfast)
 - (b) Espectrógrafo ALFOSC (IAA)

Centro Astronómico Hispano-Alemán (Calar Alto, España)

1. Telescopio de 2.1 m
 - (a) Espectrógrafo Coudé (CAHA)
 - (b) Cámara FOCES (CAHA)

Referencias

- Aaquist, O. B., & Kwok, S. 1990, *A&AS*, 84, 229
- Acker A., Ochsenbein F., Stenholm B., Tylanda R., Marcout J., & Schohn C. 1992, *Strasbourg-ESO Catalogue of Galactic Planetary Nebulae* (Munich: ESO)
- Acker A., Stenholm B., Tylanda R., & Raytchev B. 1991, *A&AS*, 90, 89
- Adam, J., & Köppen, J. 1985, *A&A*, 142, 461
- Aller, L. H., & Czyzak, S. J. 1983, *ApJS*, 51, 211
- Aller, L. H., Ross, J. E., Keyes, C. D., & Czyzak, S. J. 1979, *Ap&SS*, 64, 347
- Anglada, G. 1996 in *Radio Emission from the Stars and the Sun*, eds A. R. Taylor & J. M. Paredes, *ASPSC*, 93, 3
- Baker J. G., Menzel D. H., 1938, *ApJ*, 88, 52
- Balick, B. 1987, *AJ*, 94, 671
- Balick, B., Bignell, C. R., Hjellming, R. M., & Owen R. 1987b, *AJ*, 94, 948
- Balick, B., González, G., Frank, A., & Jacoby, G. 1992, *ApJ*, 392, 582
- Balick, B., Hajian, A. R., Terzian, Y., Perinotto, M., & Patriarchi, P. 1998, *AJ*, in press
- Balick, B., Perinotto, M., Maccioni, A., Terzian, Y., & Hajian, A. 1994, *ApJ*, 424, 800
- Balick, B., & Preston, H. L. 1987, *AJ*, 94, 958
- Balick, B., Preston, H. L., & Icke, V. 1987a, *AJ*, 94, 1641
- Balick, B., Rugers, M., Terzian, Y., & Chengalur, J. N. 1993, *ApJ*, 411, 778
- Bässgen, M., Diesch, C., & Grewing, M. 1995, *A&A*, 297, 828
- Biro, S., & Raga, A. C. 1994, *ApJ*, 434, 221
- Blondin, J. M., Königl, A., & Fryxell, B. A. 1989, *ApJ*, 337, L37
- Bohigas, J., López, J. A., & Aguilar, L. A. 19ZZ, *A&A*, XXX, YYY

- Bond, H. E., Schaefer, K. G., Fullton, L. K., & Ciardullo, R. 1995, BAAS, 27, 1401
- Borkowski, K. J., Blondin, J. M., & Harrington, J. P. 1997, ApJ, 482, L97
- Bobrowsky, M., Zijlstra, A. A., Grebel, E. K., Tinney, C. G., te Lintel Hekkert, P., Van de Steene, G. C., Likkell, L., & Bedding, T. R. 1995, ApJ, 446, L89
- Briggs, D. 1995, PhD Thesis, New Mexico Inst. of Mining and Technology
- Brocklehurst M., 1971, MNRAS, 153, 471
- Bryce, M., López, J. A., Holloway, A. J., & Meaburn, J. 1997, ApJ, 487, L161
- Bryce, M., Pedlar, A., Muxlow, T., Thomasson, P., & Mellema, G. 1997, MNRAS, 284, 815
- Cahn, J. H., Kaler, J. B., & Stanghellini, L. 1992, A&AS, 94, 399
- Clegg, R. E. S. 1987, MNRAS, 229, 31p
- Cliffe, J. A., Frank, A., Livio, M., & Jones, T. W. 1995, ApJ, 447, L49
- Cornwell, T. J., Uson, J., & Haddad, N. 1992, A&A, 258, 583
- Corradi, R. L. M., & Schwarz, H. E. 1993 in IAU Symp. 155, Planetary Nebulae, eds. R. Weinberger & A. Acker (Dordrecht: Kluwer), 216
- Corradi, R. L. M., Manso, R., Mampaso, A., & Schwarz, H. E. 1996, A&A, 313, 913
- Cuisinier, F., Acker, A., & Köppen, J. 1996, A&A, 307, 215
- Daub, C. T. 1982, ApJ, 260, 612
- Dopita, M. A. 1997, ApJ, 485, L41
- Dopita, M. A., & Sutherland, R. S., 1995, ApJ, 455, 468
- Dufour R. J.,
- Ershov, A. A., & Berulis, I. I. 1989, Soviet Astronomy Letters, 15, 178
- Forveille, T., Huggins, P. J., Bachiller, R., & Cox, P. 1998, ApJ, 495, 111
- Garay, G., Gathier, R., & Rodríguez, L. F. 1989, A&A, 215, 101
- García-Segura, G. 1997, ApJ, 489, L189
- Gómez, J. L. et al. 1998, in preparation.
- Gómez, Y., Rodríguez, L. F., Moran, J. M., & Garay, G. 1989, ApJ, 345, 862
- Górny, S. K., Stasińska, G., & Tylenda, R. 1997, A&A, 318, 256
- Guerrero, M. A. 1995, Tesis Doctoral, Universidad de la Laguna, Tenerife

- Guerrero, M. A., Vázquez, R., López, J. A. 1999, AJ, en prensa (aparecerá en febrero)
- Gurzadyan, G. A. 1969, Planetary Nebulae (New York: Gordon and Breach)
- Gurzadyan, G. A., & Egikyan, A. G. 1991, Ap&SS, 181, 73
- Hajian, A. R., & Terzian, Y. 1996, PASP, 108, 419
- Hajian, A. R., Balick, B., Terzian, Y., & Perinotto, M. 1997, ApJ, 487, 304
- Harrington, J. P., & Borkowski, K. J., 1994, BAAS, 26, 1469
- Hartigan, P. 1989, ApJ, 339, 987
- Hartigan, P., Raymond, J., & Hartmann, L. 1987, ApJ, 316, 323 (HRH87)
- Heap, S. R., & Hintzen, P. 1990 ApJ, 353, 200
- Heathcote, S. R., & Weller, W. G. 1987, en Late Stages of Stellar Evolution, eds. S. Kwok & S. R. Pottasch (Dordrecht: Reidel), p. 411
- Henney, W. J. 1994, ApJ, 427, 288
- Huggins, P. J., Bachiller, R., Cox, P., & Forveille, T. 1997, ApJ, 483, L57
- Huggins, P. J., Bachiller, R., Cox, P., & Forveille, T. 1996, A&A, 315, 284
- Hyung, S., & Aller, L. H. 1998, PASP, 110, 466
- Icke, V., Preston, H. L., & Balick, B. 1989, AJ, 97, 462
- Isaacman, R. 1984, MNRAS, 208, 399
- Kaler, J. B. 1979, ApJ, 228, 163
- Kaler, J. B., Mo, J.-E., & Pottasch, S. R. 1985, ApJ, 288, 305
- Kingsburgh, R. L., & Barlow, M. J. 1994, MNRAS, 271, 257 (KB94)
- Köppen, J., Acker, A., & Stenholm, B. 1991, A&A, 248, 197
- Kwok, S., Purton, C. R., & FitzGerald, P. M., 1978, ApJ, 219, L125
- Laing, R. A., & Bridle, A. H. 1987, MNRAS, 228, 557
- Latter, W. B., & Hora, J. L. 1997, en H. J. Habing & H. J. G. L. M. Lamers, eds, Proc. IAU Symp. 180, Planetary Nebulae, Kluwer, Dordrecht, p. 254
- Liu, X. -W. 1998, MNRAS, 295, 699
- Livio, M., & Pringle, J. E. 1996, ApJ, 465, L55
- Livio, M., & Pringle, J. E. 1997, ApJ, 486, 835

- López, J. A. 1997, en IAU Symp. 180, Planetary Nebulae, eds. H. J. Habing & H. J. G. L. M. Lamers (Dordrecht: Kluwer), 197
- López, J. A., et al. 1997a, in preparation
- López, J. A., et al. 1998, in preparation
- López, J. A., Meaburn, J., Bryce, M., & Holloway, A. J. 1998, ApJ, 493, 803 (LMBH98)
- López, J. A., Meaburn, J., Bryce, M., & Rodríguez, L. F. 1997b, ApJ, 475, 705
- López, J. A., Meaburn, J., & Palmer, J. 1993b, ApJ, 415, L135
- López, J. A., Roth, M., & Tapia, M. 1993a, A&A, 267, 194
- López, J. A., Vázquez, R., & Rodríguez, L. F. 1995, ApJ, 455, L63
- Louise, R., & Pascoli, G. 1985, A&A, 150, 285
- Maciel, W. J. 1984, A&AS, 55, 253
- Manchado, A., Guerrero, M. A., Stanghellini, L., & Serra-Ricart, M. 1996b, The IAC Morphological Catalog of Northern Galactic Planetary Nebulae (La Laguna: IAC)
- Manchado, A., Stanghellini, L., & Guerrero, M. A. 1996a, ApJ, 466, L95
- Martí, J., Rodríguez, L. F., & Reipurth, B. 1993, ApJ, 416, 208
- McKeith, C. D., García-López, R., Rebolo, R., Barnett, E. W., Beckman, J. E., Martín, E. L., & Traperó, J. 1993, A&A, 273, 331
- Meaburn, J. 1997, MNRAS, 292, L11
- Meaburn, J., Blundell, B., Carling, R., Gregory, D. E., Keir, D. F., & Wynne, C. G. 1984, MNRAS, 210, 463
- Méndez, R. H., Kudritzki, R. P., Gruschinske, J., & Simon, K. P. 1981, A&A, 101, 323
- Méndez, R. H., Kudritzki, R. P., Herrero, A., Husfeld, D., & Groth, H. G. 1988, A&A, 190, 113
- Mezger, P. G., & Henderson, A. P. 1967, ApJ, 147, 471
- Miranda, L. F. 1990, Tesis Doctoral, Universidad Complutense de Madrid, Madrid
- Miranda, L. F. 1995, A&A, 304, 531
- Miranda, L. F. 1997, unpublished data
- Miranda, L. F., & Solf, J. 1992, A&A, 260, 397
- Miranda, L. F., & Torrelles, J. M. 1998, 496, 274
- Miranda, L. F., Torrelles, J. M., & Eiroa, C. 1995, ApJ, 446, L39

- Miranda, L. F., Torrelles, J. M., & Eiroa, C. 1996, *ApJ*, 461, L111
- Miranda, L. F., Torrelles, J. M., Guerrero, M. A., Aaquist, O. B., & Eiroa, C. 1998, *MNRAS*, in press
- Miranda, L. F., Vázquez, R., Torrelles, J. M., Eiroa, C., & López, J. A. 1997, *MNRAS*, 288, 777
- Morris, M., & Reipurth, B. 1990, *PASP*, 102, 446
- Palmer, J. W., López, J. A., Meaburn, J., & Lloyd, H. M. 1996, *A&A*, 307, 225
- Peimbert, M., & Costero, R. 1961, *Bol. Obs. Tonantz. Tacub.*, 3, 33
- Peimbert, M., & Serrano, A. 1980, *RevMexAA*, 5, 9
- Peimbert, M., & Torres-Peimbert, S. 1983 en *IAU Symp. 103, Planetary Nebulae*, ed. D. R. Flower, (Dordrecht: Reidel), 233
- Perinotto, M., Benvenuti, P., & Cerruti-Sola, M. 1982, *A&A*, 108, 314
- Phillips, J. P., & Cuesta, L. 1996, *AJ*, 111, 1227
- Phillips, J. P., & Mampaso, A. 1988, *A&A*, 190, 237
- Pottasch, S. R. 1984, *Planetary Nebulae, AASL 107* (Dordrecht: Reidel)
- Pringle, J. E. 1996, *MNRAS*, 281, 357
- Raga, A. C., & Biró, S. 1993, *MNRAS*, 264, 758
- Reay, N. K., Walton, N. A., & Atherton, P. D. 1988, *MNRAS*, 232, 615
- Richer, M. G., McCall, M. L., & Martin, P. G. 1991, *ApJ*, 377, 210
- Riera, A., García-Lario, P., Manchado, A., Pottasch, S. R., & Raga, A. C. 1995, *A&A*, 302, 137
- Roddier, F., Roddier, C., Graves, J. E., Northcott, M. 1995, *ApJ*, 443, 249249
- Rodríguez, L. F., García-Barreto, J. A., & Gómez, Y. 1985, *RevMexAA*, 11, 109
- Roelfsema, P. R., Goss, W. M., Zijlstra, A. A., & Pottasch, S. R. 1991, *A&A*, 251, 611
- Roelfsema, P. R., & Goss, W. M. 1992, *A&A Rev.*, 4, 161
- Sabbadin, F. 1986, *A&AS*, 65, 301
- Sahai, R., & Trauger, J. T. 1998, *AJ*, in press
- Samland, M., Köppen, J., Acker, A., & Stenholm, B. 1992, *A&A*, 264, 184
- Scarrott, S. M., Draper, P. W., & Tadhunter, C. N. 1993, *MNRAS*, 262, 306

- Schwarz, H. E. 1992, *A&A*, 264, L1
- Schwarz, H. E. 1993, en *Mass Loss on the AGB and beyond*, Second ESO/CTIO Workshop, ed. H. E. Schwarz (Garching: ESO), 223
- Schwarz, H. E., Corradi, R. L. M., & Melnick, J. 1992, *A&AS*, 96, 23
- Soker, N. 1996, *ApJ*, 468, 774
- Spitzer, L. 1978, *Physical Processes in the Interstellar Medium* (New York: John Wiley & Sons)
- Stanghellini, L., Corradi, R. L. M., & Schwarz, H. E. 1993, *A&A*, 279, 521
- Stanghellini, L., & Kaler, J. B. 1989, *ApJ*, 343, 811
- Terzian, Y., Balick, B., & Bignell, C. 1974, *ApJ*, 188, 257
- Torres-Peimbert, S., Peimbert, M., & Daltabuit, E. 1980, *ApJ*, 238, 133
- Torres-Peimbert, S., Peimbert, M., & Peña, M. 1990, *A&A*, 233, 540
- Trammell, S. R., & Goodrich, R. W. 1996, *ApJ*, 468, L107
- Tylenda, R., Acker, A., & Stenholm, B. 1993, *A&AS*, 102, 595
- Vázquez, R. 1995, Tesis de Maestría, UNAM, México
- Vázquez, R., Miranda, L. F., López, J. A., Rodríguez, L. F., & Torrelles, J. M. 1998a, en preparación (IC 2149, M 1-16)
- Vázquez, R., López, J. A., Torrelles, J. M., Miranda, L. F., & Meaburn, J. 1998b, en preparación (NGC 4361)
- Vázquez, R., Torrelles, J. M., Rodríguez, L. F., Gómez, Y., López, J. A., Miranda, L. F., 1998c, *ApJ*, enviado
- Vázquez, R., Kingsburgh, R. L., & López, J. A., 1998, *MNRS*
- Vermeulen, R. 1993, in *Astrophysical Jets*, ed. D. Burgarella, M. Livio, & C. P. O'Dea (Cambridge; Cambridge Univ. Press), 241
- Weinberger, R. 1989, *A&AS*, 78, 301
- Wood, P. R., & Faulkner, D. J. 1985, *ApJ*, 307, 659
- Zhang, C. Y. 1995, *ApJS*, 98, 659
- Zijlstra, A. A., Pottasch, S. R., & Bignell, C. 1989, *A&AS*, 79, 329