

00372



**UNIVERSIDAD NACIONAL  
AUTONOMA DE MEXICO**

**FACULTAD DE CIENCIAS  
DIVISION DE ESTUDIOS DE POSGRADO**

**“EYECCIONES COLIMADAS Y EPISODICAS  
EN NEBULOSAS PLANETARIAS”**

**T E S I S**

Que para obtener el grado Académico de

**MAESTRO EN CIENCIAS**

**(ASTRONOMIA)**

**p r e s e n t a**

**ROBERTO VAZQUEZ MEZA**

**México, D. F.**

**1995**

**FALLA DE ORIGEN**



Universidad Nacional  
Autónoma de México



## **UNAM – Dirección General de Bibliotecas Tesis Digitales Restricciones de uso**

### **DERECHOS RESERVADOS © PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

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

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

*A la Gloria del Gran Arquitecto del Universo*

*A Patty, con todo mi Amor*

*A la memoria de mi tío Jesús (Wanna)*

*A la memoria de mi tata Román*

# Agradecimientos

El presente trabajo no habría sido posible sin la valiosa participación de toda la gente que desinteresadamente me ha brindado su apoyo. Primeramente quiero agradecer a las personas que estuvieron directamente relacionadas con este trabajo:

Al Dr. José Alberto López García, por haberme dirigido esta tesis y sugerir el tema de la misma. Sus indicaciones, ideas y discusiones, enriquecieron el trabajo con su experiencia en el campo. Asimismo, por haber fungido como mi asesor desde la licenciatura y a lo largo de la maestría, apoyando mis decisiones bajo cualquier circunstancia.

A la Dra. Robin Louise Kingsburgh, por su paciencia para mostrarme los detalles de la espectroscopía; por su apoyo, su disposición para ayudarme, sus sugerencias a este trabajo y por sus English classes!

Al Dr. Jorge Cantó Illa, por haber sido para mí, un ejemplo de excelencia y haberme ofrecido su amistad y apoyo en todo momento.

A los investigadores del IA-UNAM, que entusiastamente aceptaron fungir como sinodales: Dra. Silvia Torres-Peimbert, Dr. Luis Felipe Rodríguez, Dr. Alejandro Raga, Dra. Yolanda Gómez y M. C. Rafael Costero.

A los investigadores que forman el grupo con el que colaboré, en particular al Dr. Miguel Roth y Dr. Mauricio Tapia por su participación en la toma de imágenes y espectros de NGC 5139, así como la reducción de las imágenes: a la Dra. Robin Kingsburgh por tomar los espectros de K<sub>j</sub>Pn 8 y auxiliarme en su reducción, y al Dr. Luis Felipe Rodríguez, por la observación en radio de K<sub>j</sub>Pn 8 y su reducción.

Al Instituto de Astronomía de la UNAM, sus autoridades y personal, por haberme proporcionado todo lo necesario para realizar mis estudios de posgrado, desde espacio físico hasta acceso a material y equipo de alta tecnología, así como apoyo económico para viajes de estudio. Todo en beneficio de mi superación profesional.

A todos mis maestros del posgrado en Astronomía de la UNAM, quienes se esfuerzan en la formación de recursos humanos de alta calidad en México.

A mi compadre Marcos Paulo González Otero, por ayudarme con mis problemas de cómputo, en especial por el tratamiento de imágenes y bosquejos.

Al Consejo Nacional de Ciencia y Tecnología, por otorgarme la beca para la realización de los cursos de maestría (1993-1994); y a las Direcciones Generales de Intercambio Académico de la UNAM y de Asuntos Académicos de la UABC, dependencias que me otorgaron la beca-tesis de maestría (1994-1995), así como a la Directora de la Facultad de Ciencias de la UABC, M. C. Irma Rivera Garibaldi, por haberme postulado.

Al pueblo de México, quien con sus impuestos ha pagado toda mi educación hasta el momento, y a quien estoy eternamente agradecido.

A TODO el personal del Observatorio Astronómico Nacional, mi hogar académico desde 1985. En especial a las siguientes personas: Tec. Ma. Elena Jiménez y Sra. Georgina Puig, por encontrar siempre esa bibliografía escurridiza, y perdonar la existencia de una sucursal de la Biblioteca: Sra. Renée Graef, por las  $N$ -mil molestias administrativas para llenar formas, enviar FAXes, hacer llamadas telefónicas, enviar paquetes, encuadernar tesis y ¡hasta hacer traducciones!; Ing. Benjamín Hernández y Dr. Steve Levine, por resolver SIEMPRE exitosamente mis "torpezas" de cómputo; Dr. Luis Aguilar, por permitirme el abuso de sonatina% y por sus comentarios académicos; M. C. Joaquín Bohigas y Dr. Luis Salas, por el apoyo a mi trabajo, y finalmente al Dr. William Schuster, por haberme facilitado espacio en su oficina y el uso de su computadora para culminar esta tesis.

A mis queridos ex-alumnos: Berenice Venegas y Mauricio Carrillo, por ayudarme en mejorar el programa de simulación de burbujas de viento estelar, aportando resultados interesantes para este trabajo.

También quiero agradecerle a las personas que apoyaron mi trabajo de una manera indirecta, pero no menos importante, en aspectos paralelos al desarrollo de este trabajo:

A TODO el personal del Instituto de Astronomía en Ciudad Universitaria, quienes hicieron que mi estancia de cinco meses en la Ciudad de México fuera de lo más agradable y productiva.

Al personal académico y administrativo de la Facultad de Ciencias de la UABC, por darme la oportunidad de seguir colaborando como docente, y seguir aprendiendo al intentar enseñar: a mi nina Gloria, a mis secres consentidas Blanquita, Berthilla, Lulú, Mayra y Noemí, y a mis niños y niñas de la carrera de Física, por aguantarme como su profe (Generaciones XI a XIV).

A todas las personas que amablemente me atendieron para realizar todos los trámites de inscripción y becas: Sally Ramírez, Ivonne Coka, Andrea y las chicas de la DEP.

Asimismo, debo reconocer que el esfuerzo académico no resulta tan productivo sin la presencia y participación de toda esa gente que a uno lo rodea y le sirve de apoyo, inspiración, y hasta desahogo:

A la RAZA, por su desinteresada amistad y apoyo incondicional: M. C. Anabel Arrieta, L. M. A. Mónica Moreno, P. Fis. Leopoldo Pineda, Fis. Cuauhtémoc Samaniego, Fis. Alfonso Paredes, Fis. Ramón Michel y Est. Fis. Eduardo Pérez. Con mención Honorífica para la M. C. Sandra Ayala, la M. C. María Eugenia Contreras, el M. C. Lorenzo Olguin y el Fis. Octavio Valenzuela, quienes me apoyaron en muchas *Misiones Imposibles* para la realización de trámites a distancia.

A mi amigo el Dr. Mauricio Reyes, guía espiritual de generaciones de físicos cimarrones, quien con sus discusiones académico-políticas, siempre me daba material para pensar, ya fuera en los campos magnéticos estelares o en el EZLN.

A mis amigos extranjeros (ahorita tan mexicanos como el que más) por su hospitalidad y sincera amistad: Fis. Mayra Lebrón, Dra. Matilde Fernández, Dr. Cesar Esteban y Dr. Stan Kurtz.

A mis padres, Profr. Irineo Vázquez y Sra. Ma. Guadalupe Meza de Vázquez, por darme todo lo necesario para mi desarrollo y formación; por sus cariño, su amistad y su ejemplo en todos los ámbitos, MUCHAS GRACIAS.

A mi hermana Ana María y mi cuñado Saúl Alonso, por motivarme siempre a la superación; a mi hermano Juan Jesús y mi sobrino Sergio Román, por distraerme de mi trabajo y hacer siempre la vida más divertida; a mi tía Mary y mi supernana Josefina, por su cariño y apoyo. Con un afecto muy especial agradezco a mi tata Román y mi tío Jesús, dondequiera que se encuentren, el haberme tratado siempre con mucho cariño y comprensión, y por interesarse siempre en el quehacer científico y el desarrollo humano, sirviendo sin saberlo para alimentar así mi deseo de SABER. Lamento mucho que no hayan podido compartir conmigo el gusto por terminar mi maestría, la cual empecé cuando ustedes aún estaba entre nosotros, pero confío en que su recuerdo me acompañará siempre, manifestando la realidad de su presencia.

A TODOS mis AMIGOS. tan sólo por el hecho de serlo.

Finalmente, quiero agradecerle, de manera muy especial, a la mujer que ha llenado mi vida de las más hermosas emociones: quien a compartido conmigo las experiencias más trascendentales, me ha dado su apoyo incondicional y siempre me ha motivado para la realización de mis metas. A quien es, ha sido y será mi fuente de inspiración. A mi esposa, Patricia Guadalupe, con todo el AMOR del Universo, GRACIAS ♡.

## Resumen

En la presente tesis se estudian dos Nebulosas Planetarias (NPs) que muestran evidencias morfológicas de eyecciones colimadas, episódicas y precesantes: NGC 5189 y KjPn 8. Para cada una de ellas se presenta un análisis morfológico y espectroscópico. Se resalta su relación con otros objetos, presentando una colección de NPs con características similares. Se discuten las relaciones entre esta clase de objetos y se proponen algunas líneas de investigación para continuar su estudio. La estructura bipolar que envuelve a KjPn 8 fue descubierta dentro del programa de investigación al que pertenece este trabajo. El descubrimiento se realizó en septiembre de 1994, utilizando el telescopio de 2.1 m del Observatorio Astronómico Nacional, en la Sierra de San Pedro Mártir, Baja California.

## Abstract

In this thesis, two Planetary Nebulae (PNe) with morphological evidences of collimated, episodic and precessing ejections are studied: NGC 5189 and KjPn 8. A morphological and spectroscopic analysis is presented for both objects. Their similarities with other objects is pointed out, the possible relationships between these objects are discussed. Further research lines are proposed in order to continue their study. The bipolar structure surrounding KjPn 8 was discovered within the current research program that this work belongs to. This discovery was made in September, 1994, using the 2.1 m telescope of Observatorio Astronómico Nacional in Sierra de San Pedro Mártir, Baja California.

# INDICE

---

Introducción .....	1
I.- Antecedentes .....	5
I.1.- Flujos colimados .....	6
I.2.- Eyecciones episódicas y precesantes .....	10
II.- Modelos .....	12
II.1.- Bipolaridad .....	13
II.2.- Chorros precesantes en NPs .....	15
III.- NGC 5189: el prototipo de una doble estructura bipolar .....	18
III.1.- Introducción .....	19
III.2.- Observaciones y resultados .....	22
III.3.- Discusión .....	28
III.4.- Conclusiones .....	38
IV.- K <sub>j</sub> P <sub>n</sub> 8: El descubrimiento de una compleja estructura bipolar .....	39
IV.1.- Antecedentes .....	40
IV.2.- Análisis morfológico .....	40
IV.3.- Análisis espectroscópico general .....	45
IV.4.- Análisis espectroscópico del centro .....	50
IV.5.- Análisis en radiocontinuo (3.5-cm) .....	59
IV.6.- Dimensiones .....	61
V.- Discusión y Conclusiones Finales .....	62
V.1.- BRETs y candidatos a BRETs .....	63
V.2.- Discusión .....	70
V.3.- Conclusiones finales .....	73
Bibliografía .....	75

# INTRODUCCION

El entendimiento de la morfología de Nebulosas Planetarias (NPs) es útil para tener un conocimiento más detallado de la evolución de estrellas de 1 a 8  $M_{\odot}$ . El modelo más aceptado que explica la dinámica de una Nebulosa Planetaria (NP) fue propuesto por Kwok, Purton y FitzGerald (1978), y se le conoce como el *Modelo de Vientos Estelares Interactuantes*. En él se considera que la masa que una estrella pierde mediante el viento estelar, durante su etapa AGB<sup>1</sup>, puede continuar hasta que el núcleo quede totalmente expuesto. De esta manera, el cascarón nebuloso se forma por la interacción del gas remanente de este viento estelar, con uno nuevo, el cual es más rápido y menos denso. Se necesita invocar la presencia de un segundo viento para explicar por qué se comprime el material circunestelar remanente, en un cascarón denso y caliente, y para explicar su aceleración desde una velocidad del viento de 3-20  $\text{km s}^{-1}$ , hasta la velocidad típica de expansión de una NP (20-50  $\text{km s}^{-1}$ ). Este modelo se aplica sólo al caso de un cascarón con geometría esférica. Aunque estos casos existen (Fig. 1), tan sólo constituyen un 30% del total de las NPs, cuya morfología abarca objetos elípticos, bipolares, con ansae, con chorros, etc (Balick, 1987; Schwarz, Corradi y Melnick, 1992).

El interés por el estudio morfológico de las NPs ha resurgido recientemente debido a la existencia de estas estructuras, constatada a raíz de observaciones con detectores modernos (CCDs<sup>2</sup>). Aún no existe una teoría completa sobre el origen de estas formaciones, pero todo señala que de cualquier manera, los núcleos de NPs siguen teniendo pérdidas de masa importantes, imposibles de explicar con los modelos que predicen una evolución relajada posterior a la formación original de la nebulosa.

---

<sup>1</sup> Asymptotic Giant Branch (rama asintótica de las gigantes, en el diagrama Hertzsprung-Russell).

<sup>2</sup> Charged Coupled Devices (dispositivos de carga acoplada)

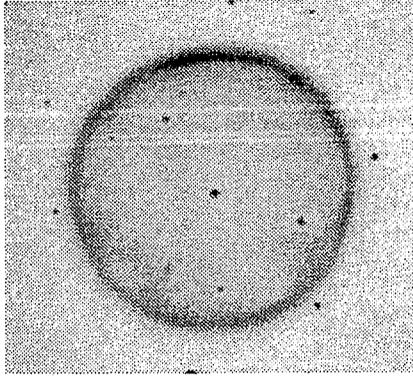


Fig. 1.- A 39. Cortesía de G. Jacoby/NOAO.

Con esta tesis pretendemos señalar la importancia de las eyecciones colimadas y episódicas en NPs, las cuales muestran evidencias de un movimiento de precesión de la fuente de eyección. Dos clases de objetos surgen a partir de esta selección: los que muestran doble estructura bipolar y los que manifiestan chorros múltiples.

En el Capítulo I presentamos los antecedentes de nuestra investigación, citando los trabajos más relevantes en el tema y dirigiendo la atención del lector hacia nuestro problema.

Se continúa en el Capítulo II con la descripción de algunos modelos que existen para explicar la bipolaridad en NPs, así como la formación y evolución de chorros. Cabe mencionar que las estructuras con más de un cascarón bipolar no han sido aún explicadas, aunque se pueden hacer algunas conjeturas en base a los modelos para chorros precesantes.

NGC 5189 es un objeto que, simultáneamente con NGC 2440, parece ser el prototipo de la NP con doble estructura bipolar. Su morfología y espectroscopía de baja dispersión es presentada por Vázquez, López y Roth (1995, por ser remitido) y se incluye como el Capítulo III.

Por otra parte, K<sub>j</sub>Pn S es una NP que muestra un complejo sistema de eyecciones bipolares. Este objeto fue descubierto como parte del programa de observaciones en el cual estaba incluida esta tesis, por lo que el artículo producido ha servido como base para constituir el Capítulo IV (López, Vázquez y Rodríguez, 1995).

Finalmente, en el Capítulo V hacemos una discusión global acerca de este fenómeno, seleccionando un grupo de objetos que presentan indicios morfológicos de su presencia. Discutimos su apariencia y presentamos las conclusiones finales del trabajo, en donde además señalamos algunas líneas a seguir para continuar esta investigación.

En cuanto al formato de la tesis, se ha optado por identificar las figuras, ecuaciones y tablas, con números arábigos cuya secuencia comienza en cada capítulo. En los casos que se necesita citar alguno de estos elementos en un capítulo diferente al que corresponde, se especifican el capítulo (en números romanos) y la secuencia (en arábigos).

Cabe mencionar que los artículos en los que se basan los capítulos III y IV, han sido producidos por el grupo de investigación al cual estoy asociado, y en cuya línea de investigación se enmarca esta tesis; por lo que su inclusión en la misma, tiene como intención mostrar los logros de las investigaciones en las que colaboré, sin menoscabo de la participación de los otros coautores.



# ANTECEDENTES

*Igne Natura*  
*Renovatur Integra*

## I.1.- FLUJOS COLIMADOS

Los flujos colimados en NPs pueden clasificarse básicamente en: eyecciones bipolares, ansae y chorros. La hipótesis más aceptada para explicar la bipolaridad, es que la estrella progenitora de la nebulosa, eyecta material de manera isotrópica en un medio con densidad no uniforme. Esta característica del medio circundante se explica si la estrella tiene una pérdida de masa previa, preferentemente sobre el plano ecuatorial, formando así un contraste de densidad a su alrededor. Una vez que la estrella pierde todo el material envolvente y deja su núcleo al descubierto, se enciende un viento rápido simultáneamente con una emisión de fotones UV. Este viento es capaz de barrer el remanente del viento estelar de AGB y producir una cavidad bipolar, como las observadas en algunas NPs (*e.g.*, Schwarz, *et al.*, 1992; Fig. 1). Icke, Balick y Frank (1992) analizan este modelo, reproduciendo muchas de las formas bipolares observadas, aunque no discuten las causas que originan el contraste de densidad en el medio circundante.

Otras estructuras que recientemente han despertado el interés de los investigadores, son los denominados *ansae*, condensaciones de material que regularmente aparecen formando pares en las imágenes de algunas NPs, en su mayoría elípticas, aunque también aparecen en bipolares. Se les encuentran alineadas con la estrella central, característica que ha sido denominada como del tipo de *simetría de punto* (*point-symmetry*, Schwarz *et al.*, 1992). Ejemplos de estas estructuras resultan claramente evidentes en NGC 6826 y NGC 7009 (véanse *e.g.*, Bohigas, López y Aguilar, 1994; Balick *et al.*, 1994). En la Fig. 2 mostramos una imagen de NGC 6826.

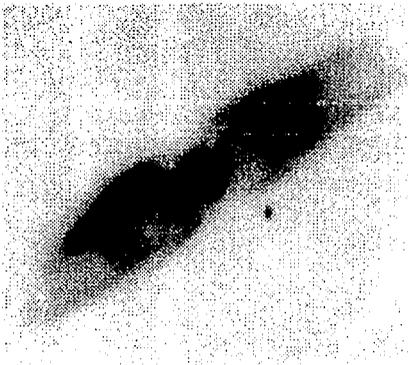


Fig. 1.- M 2-9. Tomada de Schwarz et al., 1992.



Fig. 2.- NGC 6826. Cortesía de G. Jacoby/NOAO.

Retomando el estudio de estas estructuras, Balick *et al.* (1993, 1994), realizan espectroscopía de alta resolución espacial de algunas NPs y colocan a los ansae y a los chorros que se observan en algunas NPs dentro de un grupo de estructuras que denominan FLIERs <sup>1</sup>, cuyas características principales son su bajo grado de ionización (respecto al del gas adyacente), su tamaño pequeño en relación a la NP ( $\sim 2''$ , o alrededor de 0.01 pc a una distancia de 1 kpc), su velocidad supersónica ( $\sim \pm 50 \text{ km s}^{-1}$  opuesta en dirección para cada componente del par), su edad cinemática (del orden de  $10^3$  años), su aumento aparente de nitrógeno relativo al hidrógeno (en factores de 2 a 5) y su masa típica ( $\sim 10^{-4}$  a  $10^{-5} M_{\odot}$ ).

Balick *et al.* (1993) encuentran que las edades dinámicas de los FLIERs son menores que las de otras estructuras en las NP (anillos, cascarones, halos, etc), concluyendo que es muy probable que la formación de los FLIERs puede ser el resultado de inestabilidades mayores en el mecanismo que produce los vientos estelares rápidos. Otro resultado intere-

<sup>1</sup> Fast Low-Ionization Emission Regions (regiones rápidas de emisión de baja excitación).

sante de estos autores es el hecho de que la temperatura y densidad obtenidas para los FLIERS, no varían mucho respecto al resto del gas, lo cual va en contra de un modelo que incluya emisión de gas chocado y fotoionización de la estrella central. Aún así, el espectro de los FLIERS es cualitativamente muy semejante a los predichos por modelos de ondas de choque a proa para objetos HH (e.g., Hartigan, Raymond y Hartmann, 1987), a excepción de una sobreabundancia de nitrógeno, la cual podría explicarse invocando un efecto de enriquecimiento del material antes de ser eyectado.

Balick *et al.* (1994) hacen una comparación muy interesante entre las características de los FLIERS y los objetos HH:

- a) Son pequeños por lo menos en una dirección.
- b) Tienen intensas líneas de emisión de iones de baja excitación ( $O^0$ ,  $S^+$ ,  $N^+$ , etc.)
- c) Tienen masas pequeñas y velocidades grandes.
- d) A partir de su distribución espacial, puede notarse que apuntan hacia una sistema estelar central, el cual ha eyectado un flujo muy colimado de material, a lo largo de una dirección preferencial.

Esto nos motiva a pensar en la posibilidad de hacer analogías en el fundamento físico de algunas de estas características y tratar de aplicar lo que se conoce sobre objetos HH a los FLIERS.

Un descubrimiento importante en una nebulosa protoplanetaria, fue la presencia de burbujas bipolares de gas chocado, expandiéndose supersónicamente a ángulos rectos respecto a un disco de polvo denso, alrededor de la estrella gigante roja OH321.8+4.2 (Reipurth, 1987). En este objeto se observa la presencia de objetos HH en el frente de las burbujas, mostrando una fase, hasta entonces desconocida, de la evolución de estrellas de baja masa.

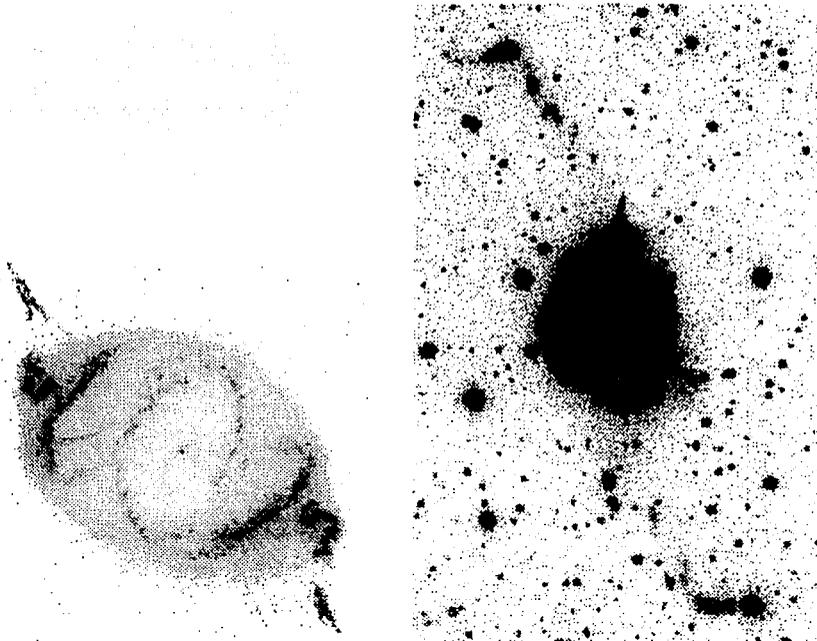


Fig. 3.- NGC 6543. Tomada de <http://www.stsci.edu> Fig. 4.- Fleming 1. Tomada de López et al., 1993a

Finalmente tenemos el fenómeno de los chorros (*jets*), el cual ha sido detectado en diversos objetos astrofísicos: chorros en radio y chorros ópticos en núcleos activos de galaxias (*e.g.*, Boksenberg et al. 1992; Biretta, Stern & Harris 1991) y chorros ópticos observados en objetos estelares jóvenes (*e.g.*, Reipurth & Heathcote 1993).

Los chorros también se presentan en NPs. Su evidencia observacional existe en un número considerable de objetos (Lutz y Lame, 1989; Bond y Livio, 1990; Schwarz *et al.*, 1992; Miranda y Solf, 1992, y más recientemente Bobrowsky *et al.*, 1995; Riera *et al.*; 1995). Quizás, el ejemplo más impresionante es la imagen de NGC 6543 tomada con el

HST<sup>2</sup> por Harrington y Borkowski (1995), quienes, gracias a la alta resolución espacial, obtienen una imagen que permite observar claramente algunos de los chorros emitidos por la estrella central (Fig. 3), además de mostrar fuerte evidencia de una fuente precesante (§1.2).

Existe la hipótesis de que los ansae y los chorros están dinámicamente relacionados, siendo los ansae las cabezas de los chorros, cuyas superficies de trabajo emiten en líneas de baja excitación como consecuencia del enfriamiento de un frente de choque radiativo (Balick *et al.*, 1987; Gieseking, Becker y Solf, 1985). Bajo este orden de ideas, Balick *et al.* (1987) incluyen a los chorros dentro de los FLIERs, y de hecho asumen que todos los FLIERs provienen de chorros eyectados del núcleo.

Esta hipótesis que relaciona ansae y chorros puede resultar muy interesante. La comparación de imágenes de NGC 6543 tomadas desde tierra, con la de la Fig. 3, nos sugieren que tal vez no vemos las *colas* de muchos de los chorros de las NPs, pero que efectivamente se encuentran presentes, y con mejores instrumentos (o mediante la observación desde el espacio) podremos distinguirlos en futuras observaciones.

## I.2.- EYECCIONES EPISODICAS Y PRECESANTES

Además de existir las eyecciones colimadas, algunas NPs, muestran indicios morfológicos de que han sufrido eyecciones múltiples. NPs con más de un cascarón han sido observadas desde hace tiempo (Kaler, 1974; Chu, Jacoby y Arendt, 1987).

Por otra parte, también existen NPs que muestran diversos pares de ansae (Balick, 1987; Reay, Atherthon y Taylor, 1984) en los que, en algunos casos, resulta evidente una

---

<sup>2</sup> HST (Hubble Space Telescope) Space Telescope Science Institute, Baltimore, E. U.

serie intermitente de eyecciones. Como no existe evidencia de que las eyecciones sean periódicas, en la literatura se les refiere como “episódicas”.

La evidencia observacional de eyecciones colimadas, episódicas y precesantes en NPs se encuentra en NGC 5189 (Vázquez *et al.*, 1995) y NGC 2440 para estructuras bipolares dobles, y Fleming 1 (López *et al.*, 1993a) y NGC 6543 (Harrington y Borkowski, 1995), para chorros precesantes. Cabe destacar el trabajo realizado sobre Fleming 1 (Fig. 4), el prototipo de NP con chorros precesantes. Este objeto ha sido estudiado mediante imagen directa y espectroscopía de rendija larga por López *et al.* (1993a) y espectroscopía *echelle* por López, Meaburn y Palmer (1993b), quienes, utilizando un modelo balístico encuentran que las condensaciones más alejadas fueron eyectadas a una velocidad de  $85 \text{ km s}^{-1}$ . La edad dinámica de estas condensaciones se estima en  $\sim 1.5 \times 10^4$  años. En un estudio más detallado de estos datos, Palmer, López y Meaburn (1995) analizan el interior de la nebulosa, encontrando una estructura toroidal y evidencia de morfología tipo *mariposa* en su diagrama posición-velocidad. También comparan con el modelo de ametralladora (*machine gun*) de Raga y Biro (1993), encontrando que es capaz de predecir tiempos de vida para las condensaciones, comparables con los calculados a partir de las observaciones. Por otra parte, Cliffe, Frank, Livio y Jones (1995) utilizan la información física obtenida de Fleming 1 para comparar su modelo de Nebulosas Planetarias con Simetría de Punto (*Point-Symmetric Planetary Nebulae*), en el cual utilizan simulaciones hidrodinámicas tridimensionales (§II.2.4). Su modelo reproduce razonablemente la morfología observada.

Este es el tipo de objetos que veremos en esta tesis: NPs que muestren evidencias de eyecciones colimadas, episódicas y precesantes. Encontrar características físicas que nos ayuden a entender su formación y evolución es el objetivo del presente trabajo.



## MODELLOS

*Le sphinx était assis sur son roc solitaire,  
Proposant une énigme à tout front prosterné...*

## II.1.- BIPOLARIDAD

Hasta ahora no ha habido modelos que traten de explicar la formación de estructuras bipolares dobles. Los trabajos del grupo de Soker y Livio (1979-95) han explicado tanto la formación de la morfología bipolar como la de chorros precesantes en sistemas binarios, invocando la presencia de un disco como elemento colimador de un flujo de material. A continuación hacemos una breve revisión de los modelos existentes para explicar la bipolaridad.

### *II.1.1 Modelo de Barral y Cantó (1981)*

Este modelo considera el caso de una estrella que eyecta un viento isotrópico estando dentro de un disco denso de material interestelar. El disco se considera infinito, isotérmico y autogravitante, mientras que el medio externo es tenue y con presión uniforme. El patrón de flujo formado corresponde a una cavidad bipolar. Dado que el choque del viento es oblicuo, el viento chocado es refractado a lo largo del choque, desplazándose sobre las paredes de las cavidades, hacia los extremos de las mismas. La velocidad de este material es comparable a la del viento, de modo que cuando este material llega a uno de los extremos, choca contra sí mismo, por lo que se espera encontrar un punto brillante en cada extremo. Además, estos extremos no terminan suavemente, sino en forma puntiaguda. Los autores proponen que esta forma de los extremos es la característica morfológica distintiva de nebulosas bipolares producidas de esta manera.

### *II.1.2 Modelo de Morris (1981)*

Morris modela la formación de NPs bipolares (NPB) a partir de la evolución de un sistema binario. Considera que la estrella primaria se encuentra en la fase de transición hacia la parte alta de la AGB, llegando al punto en el cual su radio crece hasta el radio de marea. Si esto ocurre antes de que la co-rotación de la primaria con la órbita de

la secundaria pueda ser alcanzada, entonces parte del material de la envoltura de la primaria puede ser eyectado gravitacionalmente desde el sistema por la secundaria, siendo concentrado hacia el plano ecuatorial. Esto producirá el contraste de densidad que requiere un viento estelar isotrópico, para formar el par de cavidades bipolares. En este modelo se considera que la separación de las binarias es del orden de 0.2 a 1.0 UA<sup>1</sup>

### *II.1.3 Modelos de Soker, Livio y colaboradores (1988-1990)*

En la evolución de sistemas binarios, existe una fase llamada de “*Envoltura Común*”, en la cual la estrella más masiva pasa a su fase de gigante roja, llenando su lóbulo de Roche y transfiriendo masa a su compañera. Esta transferencia de material no es suficientemente eficiente, de modo que la estrella primaria continúa su expansión, desarrollando eventualmente una sola envoltura para el sistema completo. Este modelo considera la interacción del núcleo de la estrella masiva con su compañera, mientras ambas permanecen bajo esta *Envoltura Común*. El movimiento de la estrella secundaria es frenado, produciendo así el decaimiento de su órbita y la deposición de su energía orbital en la envoltura. Simulaciones numéricas de Livio y Soker (1988) demuestran que este fenómeno puede ocasionar una pérdida de masa ecuatorial, lo suficientemente alta como para formar un contraste de densidad importante. Por su parte, Soker y Livio (1989) combinan estos contrastes de densidad con la *Teoría de Vientos Estelares Interactuantes* para reproducir las formas de las NPs. Por su parte, Bond y Livio (1990) completan el escenario de este modelo y realizan observaciones de algunas NPs con núcleos binarios.

### *II.1.4 Modelo de Pascoli (1992)*

Este modelo considera el flujo de material eyectado por una estrella en una etapa posterior a la AGB. Primero analiza la posibilidad del transporte por flotación de un tubo.

---

<sup>1</sup> Unidades Astronómicas. 1 AU =  $1.495979 \times 10^{13}$  cm

toroidal a través de la envolvente convectiva de la gigante roja, originado en sus capas más internas y compuesto por gas fuertemente magnetizado. Cuando esta estructura al fin sale a la superficie, no se encuentra ya confinada por la presión térmica del interior estelar y tiende a expandirse. La hipótesis de este modelo indica que el efecto conjunto de tubos magnéticos como éste, puede producir una estructura de disco circunestelar, el cual sería capaz de confinar el viento rápido de la NP. Estos tubos magnéticos provienen de campos cuadrupolares, que son los que podrían sobrevivir e incluso intensificarse, debido a la rotación diferencial. El caso contrario sucede con los campos dipolares, los cuales tienden a disiparse por el mismo fenómeno (Reyes, 1995).

#### *II.1.5 Modelo de Chevalier y Luo (1994)*

En este trabajo se estudia la interacción de vientos para NPs considerando el efecto de los campos magnéticos de las estrellas centrales, permeando el medio circundante. Incluso si el campo magnético es insignificante comparado con la energía cinética del viento estelar, su importancia puede crecer por la compresión del viento chocado en un cascarón. De esta manera, la morfología esférica, elíptica y bipolar puede explicarse tomando en cuenta los efectos de la tensión magnética en la dirección ecuatorial y la carencia de los mismos en la dirección polar.

## **II.2.- CHORROS PRECESANTES EN NPs**

#### *II.2.1 Modelo de Raga y Biro (1993)*

En este trabajo se modelan chorros cuya velocidad y dirección de eyección varían con el tiempo. Presentan una aproximación analítica para choques fuertes, densidades altas y flujos cuasi-balísticos, 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 como se pueden notar en Fleming 1 (López *et al.*, 1993b). Esto se debe a la formación de dos frentes de choque, uno sobre el chorro y el otro sobre el ambiente. Los autores de este modelo proponen su aplicación para chorros *pesados* (más densos que el medio circundante), haciendo énfasis especial en objetos Herbig-Haro, aunque comentan que sus aplicaciones pueden ser más generales y aún no han sido totalmente exploradas.

### II.2.2 Modelo de Soler (1992)

El escenario de este modelo lo forman la interacción de una *Envolvente Común* de un sistema binario, con la eyección de un viento colimado de la estrella evolucionada. La pérdida de masa colimada de la estrella ocurre en su transición de la fase de viento lento (AGB), a la de viento rápido. Aunque en esta fase intermedia de pérdida de masa, la materia se eyecta en todas direcciones, estos autores postulan que una cantidad considerable fluye a lo largo del eje de simetría (en ambas direcciones). Este flujo colimado puede formar chorros, siendo los ansae sus superficies de trabajo. Una consideración básica del escenario es que la pérdida de masa colimada se forma a través de la deformación de la superficie en rotación de la estrella evolucionada. Esta deformación es acentuada por la presencia de una compañera binaria. De acuerdo a sus experimentos numéricos, se pueden producir chorros lentos ( $\sim 50 \text{ km s}^{-1}$ , para  $r \gtrsim 1.5$ ) o chorros rápidos ( $\sim 200 \text{ km s}^{-1}$ , para  $r \lesssim 1.5$ ). En ambos casos  $r$  es el radio de la envolvente normalizado al radio orbital de la secundaria.

### II.2.3 Modelos de Soker y Livio (1994)

En este trabajo, Soker y Livio parten de la hipótesis de que se necesita la presencia de un disco de acreción para poder dar lugar a la eyección de chorros. Fundamentan esta afirmación en la evidencia observacional de otros objetos astrofísicos (núcleos activos, objetos HH, etc.) que han sido más estudiados. Los autores realizan un estudio detallado

del escenario de Morris (1987), el cual consistía en formar un disco en un sistema binario, mediante la acreción de masa de la AGB a la secundaria. También presentan dos hipótesis adicionales. La primera menciona la acreción del mismo material ya eyectado, hacia el núcleo de la NP. A este fenómeno le denomina "retroflujo" (*backflow*), y necesita una rotación lenta de la estrella AGB, la cual puede deberse a la presencia de la secundaria. Su otra hipótesis invoca a la *Envolvente Común* (EC). Puesto que la estrella secundaria está fuera de equilibrio térmico cuando sale de la EC, y pierde la mayoría de la masa que ha acretao en esa fase, entonces puede originar un disco de acreción alrededor del NNP. Esta es la hipótesis que los autores ven más plausible.

#### *II.2.4 Modelo de Cliffe et al. (1995)*

Se 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. Su finalidad es ilustrar la hidrodinámica básica de estos objetos y demostrar que puede explicar sus características observacionales básicas, aunque no considera cálculos de enfriamiento. Bajo estas condiciones y utilizando los parámetros correspondientes para Fleming 1 (tomados de López *et al.*, 1993a, 1993b), los autores pueden reproducir la cadena de condensaciones en forma de "S", característica de los chorros precesantes. Otro resultado muy interesante es que los choques a proa individuales se funden en una estructura gaseosa que engloba a la cadena de condensaciones en dos lóbulos. Los autores consideran que es muy probable que este fenómeno sea real ya que existen objetos con una morfología similar (*e.g.* Hb 5; Fig. V.15).



## NGC 5189: EL PROTOTIPO DE UNA DOBLE ESTRUCTURA BIPOLAR

*Tout l'Univers n'est qu'un temple sublime*

### III.1 INTRODUCCION

El objeto denominado NGC 5189 (PK 307 -03.1; He 2-94) es una NP de Tipo I<sup>1</sup> (de Freitas Pacheco *et al.*, 1991; Kingsburgh y Barlow, 1994). Se localiza en la constelación del Centauro ( $\alpha = 13^{\text{h}}33^{\text{m}}42^{\text{s}}$ ,  $\delta = -65^{\circ}58'30''$ , época 2000.0). De acuerdo a los datos de Kingsburgh y Barlow (1994), su clase de excitación es 12, correspondiendo a una de las más altas, según Gurzadyan (1991). Además, es una fuente IRAS no resuelta (Leene y Pottasch, 1988). Según la clasificación morfológica de Balick (1987), este objeto pertenece al tipo *Mariposa Tardía* (*Late Butterfly*).

El núcleo de esta NP es una estrella *Wolf-Rayet* de tipo espectral WC2 (Bianchi *et al.*, 1989) y de secuencia O VI (Smith y Aller, 1969). En la Tabla 1 compilamos algunos datos relevantes de NGC 5189 y su núcleo.

Tabla 1: Propiedades físicas de NGC 5189 y su estrella central

Propiedad	Valor	Método	Referencia
$c(\text{H}\beta)^{\text{Balmer}}$	0.65	$I(\text{H}\alpha)/I(\text{H}\beta)$	Kingsburgh y Barlow (1994)
$c(\text{H}\beta)^{\text{Radio}}$	0.56	$S_{\nu}(5\text{GHz})$	Kingsburgh y Barlow (1994)
$t(\text{O III})$	$1.31 \pm 0.05 (10^4 \text{K})$	$I(4959)/I(4363)$	Kingsburgh y Barlow (1994)
$n_e(\text{S II})$	$390 \pm 60 \text{ cm}^{-3}$	$I(6717)/I(6731)$	Kingsburgh y Barlow (1994)
$T_{ef}^*$	$5 \times 10^4 \text{ K}$	Modelos de atmósferas	Bianchi <i>et al.</i> (1989)
$\log(L_*/L_{\odot})$	$2.9 \pm 0.5$	Modelos de atmósferas	Bianchi <i>et al.</i> (1989)
$\dot{M}_*$	$6 \times 10^{-9} (M_{\odot} \text{ año}^{-1})$	Perfiles PCygni	Cerruti-Sola y Perinotto (1985)

<sup>1</sup> Para una definición sobre este tipo de NP, véase la §IV.4.5.

La distancia a esta NP ha sido estimada por diversos autores en un intervalo de 0.5 a 1.8 kpc (O'Dell, 1962; Cahn y Kaler, 1971; Milne y Aller, 1975; Cahn, 1976; Acker, 1978; Maciel y Pottasch, 1980; Daub, 1982; Gathier *et al.*, 1986). En este trabajo adoptaremos un valor de 1 kpc para los cálculos de edad cinemática.

La imagen más conocida de NGC 5189 ha sido la que se muestra en la Fig. 1 tomada del DSS<sup>2</sup>. Phillips y Reay (1983) presentan mapas de contorno de imágenes electrónicas de NGC 5189 en diferentes filtros, señalando su complicada morfología. Aparentemente, este objeto está formado por un anillo (o toroide) torcido, y múltiples pares de ansae orientados sobre diferentes ejes. Las observaciones de estos autores los llevan a sugerir que una serie de eyecciones episódicas de material, combinadas con una precesión de la estrella central, podrían ser la causa de las distintas orientaciones de estas estructuras. Para fundamentar esta hipótesis, calculan el período orbital ( $\tau_b$ ) de un sistema binario cuyo período de precesión es de  $\tau_p \lesssim 10^4$  años, ya que este es el orden de los tiempos de vida de las NPs. Los valores encontrados se sitúan alrededor de  $\tau_b \lesssim 5$  días, estimando un caso extremo en  $\tau_b \lesssim 32$  días. Dado que estos valores no están en contradicción con los períodos orbitales de sistemas binarios conocidos (Allen, 1973), Phillips y Reay (1983) concluyen que su explicación a este fenómeno es plausible.

---

<sup>2</sup> The Digitized Sky Survey, Space Telescope Science Institute.

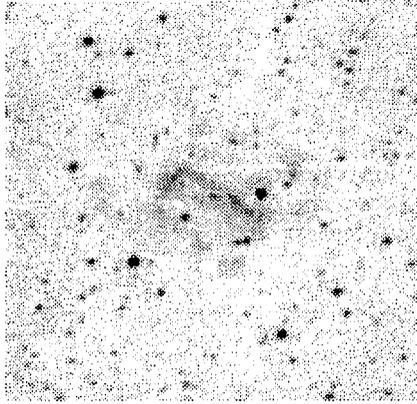


Fig. 1.- NGC 5189. Tomada del DSS.

Reay, Atherton y Taylor (1984) retoman el estudio de este objeto, encontrando que uno de los pares de ansae que habían identificado Phillips y Reay (1983), es parte de la estructura toroidal central. Ellos utilizaron un sistema Fabry-Perot de barrido en el telescopio de 1.9 m del SAAO<sup>3</sup>, obteniendo mapas de contorno de posición-velocidad para las líneas de  $H\alpha$  y  $[N II]\lambda 6583$ . Con esto pudieron determinar las velocidades de algunas estructuras, entre ellas la del toroide central, cuya expansión radial respecto al núcleo fue estimada en  $25 \text{ km s}^{-1}$ . Además, midieron las velocidades radiales de expansión de los ansae  $A_1$  y  $A_2$  (véase el bosquejo en la Fig. 2), estimándolas en  $+8$  y  $-8 \text{ km s}^{-1}$ , respectivamente.

Por otra parte, Kingsburgh y Barlow (1994), obtuvieron espectroscopía de rendija larga de una amplia muestra de NPs del hemisferio sur. En particular, en su tabla 12 presentan la estructura de velocidades radiales para NGC 5189, derivadas a partir de las líneas  $[O II]\lambda 3726, 3729 \text{ \AA}$  y  $[Ne III]\lambda 3868 \text{ \AA}$ . Para obtener esta estructura, tomaron once divisiones a lo largo de la rendija (de  $2.2 \mu\text{in}$  cada una), obteniendo para cada una su

<sup>3</sup> South African Astronomical Observatory.

velocidad en cada línea. En algunos casos, ambas componentes de la velocidad (azul y roja) estaban presentes y en otros sólo la azul. La orientación de la rendija fue de Norte-Sur, pasando por el núcleo. Sus resultados son consistentes con los ya mencionados de Reay *et al.*(1984).

Dadas las características tan singulares de NGC 5189 y la ausencia de un estudio detallado, J. A. López y colaboradores decidieron observar este objeto tanto en imagen directa como en espectroscopía de rendija larga.

## III.2 OBSERVACIONES Y RESULTADOS

### III.2.1 Imágenes CCD

Imágenes de NGC 5189 fueron tomadas en mayo de 1991 con el telescopio de 1.0 m de LCO<sup>4</sup>, utilizando un detector CCD TI#1 (800 × 800 pixeles)<sup>5</sup>. La escala efectiva fue de 0".435/pixel cubriendo un campo nominal de 5'.8. Se usaron filtros de interferencia centrados en H $\alpha$ , [O III]  $\lambda$ 5007 y [S II]  $\lambda$ 6724, con anchos de banda de 78, 70 y 76 Å, respectivamente. Los tiempos de exposición utilizados fueron de 600 seg (H $\alpha$  y [O III]) y 900 seg ([S II]). Las imágenes se procesaron mediante las rutinas correspondientes de IRAF<sup>6</sup>.

En la Fig. 2 se muestran las imágenes obtenidas y un bosquejo de la nebulosa que señala sus estructuras principales. La imagen centrada en H $\alpha$ <sup>7</sup> ocupa la posición superior izquierda (Fig. 2a), la de [O III] la superior derecha (Fig. 2b), la de [S II] la inferior izquierda (Fig. 2c) y el bosquejo la inferior derecha (Fig. 2d).

<sup>4</sup> Las Campanas Observatory, Carnegie Institution of Washington.

<sup>5</sup> Observadores: J. A. López y M. Roth.

<sup>6</sup> Image Reduction and Analysis Facilities, NOAO.

<sup>7</sup> La imagen centrada en H $\alpha$  incluye las líneas de [N II]  $\lambda$ 6548, 6584.

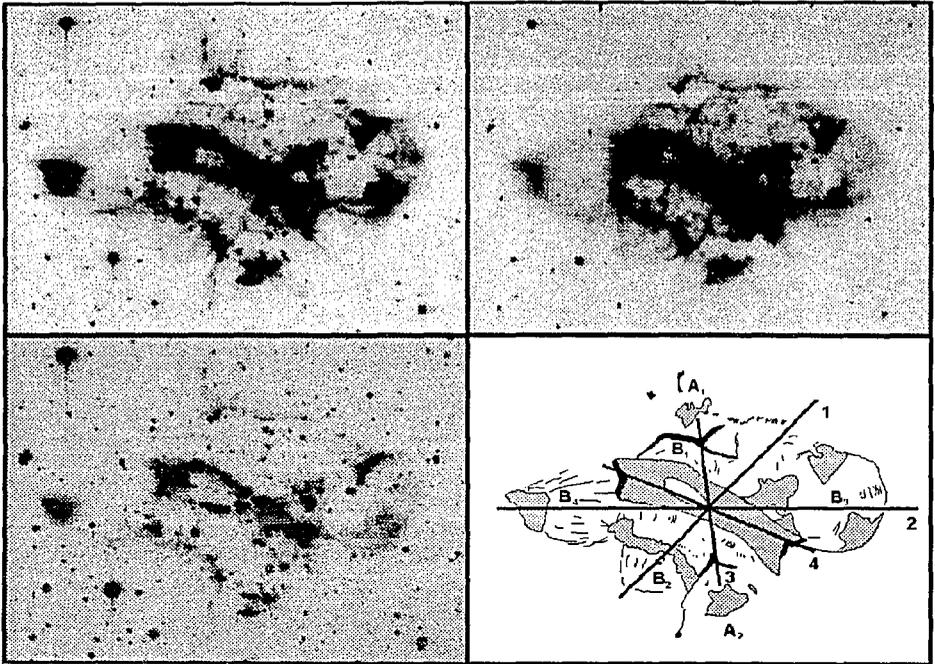


Fig. 2.- Imágenes de NGC 5189 en los filtros de (a)  $H\alpha$   $\lambda 6563 \text{ \AA}$ , (b)  $[O III] \lambda 5007$  y (c)  $[S II] \lambda 6724$ . (d) Bosquejo de las principales estructuras (la explicación de las etiquetas se encuentra en el texto). La escala de las imágenes es de 2.7 arcmin de largo y 3.54 arcmin de alto.

### III.2.2 Espectroscopía de rendija larga

Además de la obtención de imágenes, se realizaron observaciones con el espectrómetro modular en el telescopio de 2.5 m de LCO en junio de 1990, utilizándolo con su cámara de 200 mm, combinada con un detector CCD CRAF de  $1024 \times 1024$  pixeles<sup>8</sup>. El tamaño de los elementos del detector es de  $12 \mu\text{m}/\text{pixel}$ . Se utilizó una rejilla de difracción de 1200 líneas/mm para cubrir un intervalo espectral aproximado de 6290 a 6805 Å. La combinación instrumental produjo una resolución espectral de  $\sim 2 \text{Å}$  FWHM (dispersión lineal de  $0.479 \text{Å}/\text{pixel}$ ) y una resolución espacial a lo largo de la rendija de  $0''292/\text{pixel}$ . Se utilizó una rendija de  $1 \times 149''$ . Se obtuvieron dos exposiciones de  $\sim 1000$  y  $1200$  segundos cada una. El ángulo de posición para ambas fue de  $31^\circ$ , separadas por  $\sim 37''$ . Los espectros fueron corregidos por sesgo, campo plano y calibrados en longitud de onda según las técnicas usuales de IRAF. No se realizó la calibración en flujo, pues no se tomaron espectros de estrellas estándar para este arreglo instrumental.

En la Fig. 3 se muestran los dos espectros bidimensionales obtenidos. En estos se pueden apreciar las diferentes características de las líneas espectrales a lo largo de la rendija. Se sumaron las intensidades de cada 10 columnas de los espectros bidimensionales para incrementar el cociente señal a ruido, obteniendo así una resolución espacial de  $\sim 3''$  entre espectros sucesivos. A cada uno de ellos se le asignó un número progresivo como identificación. En la Fig. 4 se muestra la primera posición de la rendija, sobre un mapa de contornos del objeto. En él se proyectan los espectros de las estructuras más sobresalientes, cada uno de los cuales muestra su número de identificación en la parte superior derecha del recuadro. Lo mismo se muestra en la Fig. 5, para la segunda posición de la rendija.

---

<sup>8</sup> Observadores: J. A. López y M. Roth.

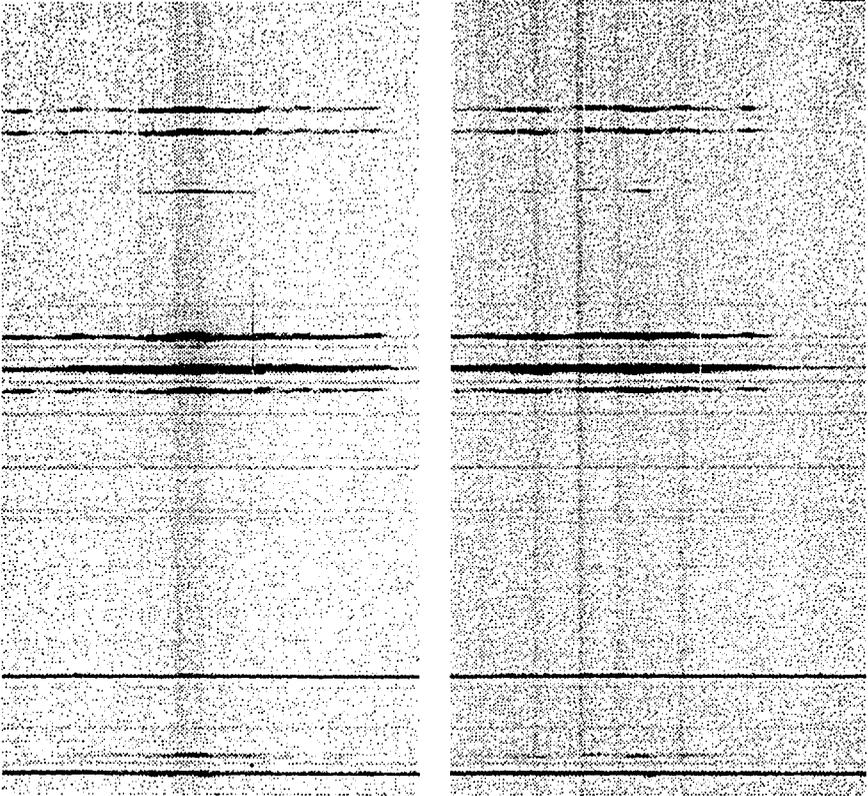


Fig. 3.- Espectros bidimensionales de NGC 5189. Izquierda: espectro oeste; derecha: espectro este. En la parte superior sobresalen, en orden descendente, las líneas de [S II] $\lambda\lambda$ 6731, 6717 y la de He I  $\lambda$ 6678; en la parte central las de [N II] $\lambda$ 6584, H $\alpha$  y [N II] $\lambda$ 6548, y en la parte inferior, las de [O I] $\lambda$ 6364, [S III] $\lambda$ 6312 y [O I] $\lambda$ 6300.

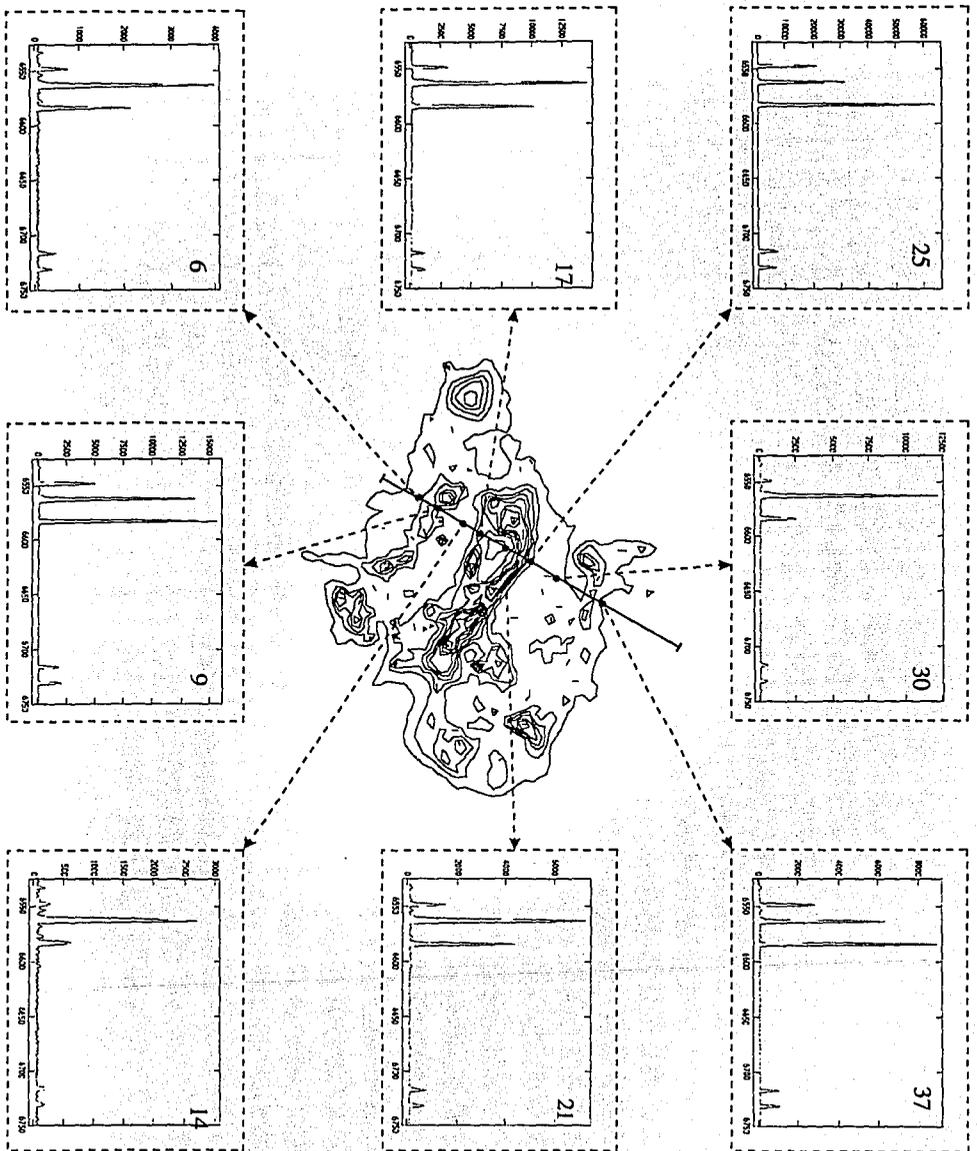


Fig. 4.- Mapa de contornos mostrando la posición de la rendija oeste y los espectros de algunas estructuras.

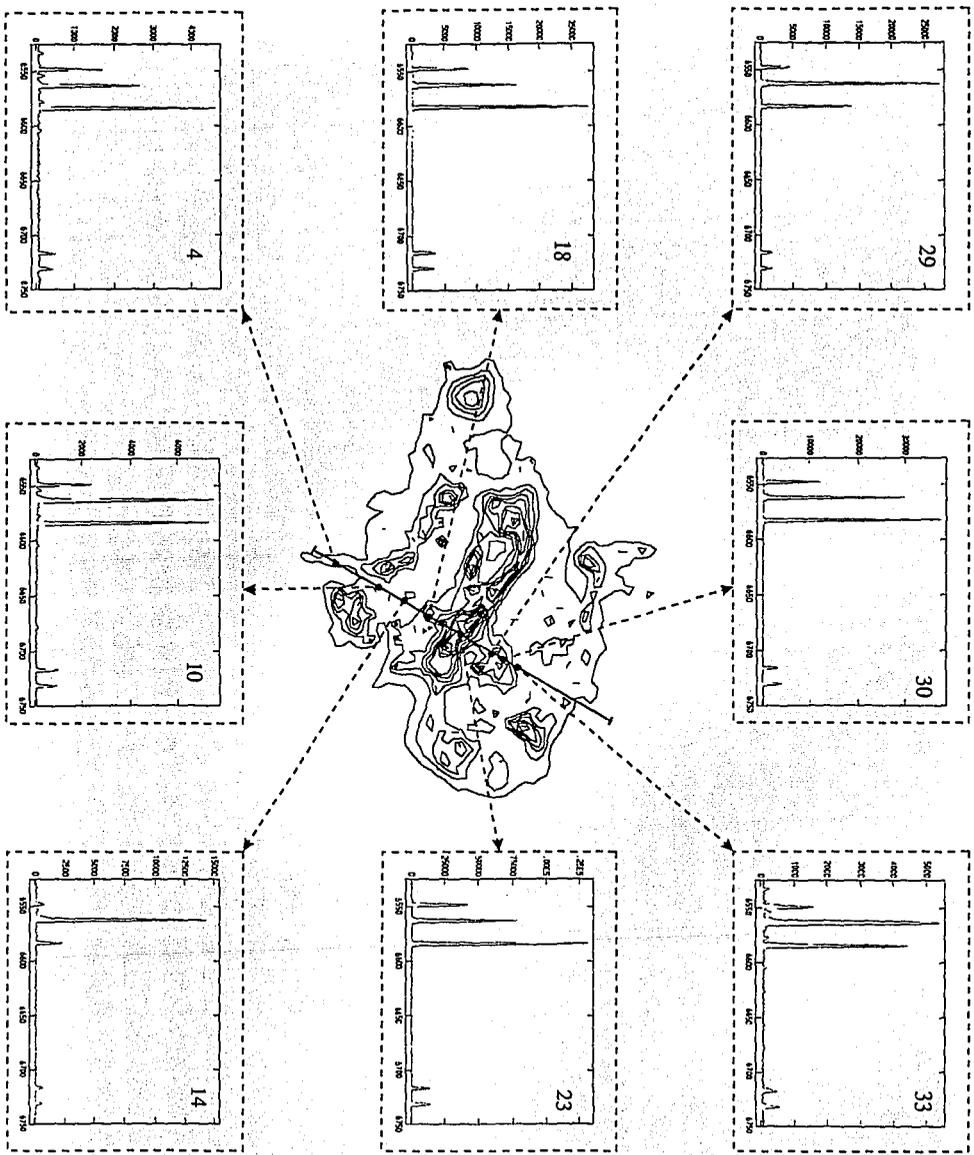


Fig. 5.- Mapa de contornos mostrando la posición de la rendija este y los espectros de algunas estructuras.

### III.3 DISCUSION

En la imagen de [S II] (Fig. 2c) resalta la presencia de una estructura toroidal y una serie de condensaciones. Mientras que en las imágenes de  $H\alpha$  y [O III] (Figs. 2a y 2b) sobresale además un complicado sistema de burbujas.

En el bosquejo (Fig. 2d) se han señalado cuatro ejes principales sobre estructuras simétricas respecto al núcleo. Los ejes 1 y 4 corresponden a los ejes mayor y menor de la simetría observada en la Fig. 2c. En ella, el toroide central parece ser una estructura que impide la libre eyección de material en su plano. Por otra parte, el eje 2 muestra la simetría entre las burbujas  $B_3$  y  $B_4$ , la cual puede apreciarse de manera más evidente en la Fig. 2b.

La presencia de la condensación asociada a  $B_4$ , en la imagen de [O III], nos indica su naturaleza de alta excitación, pero por otra parte, también se le encuentra en la imagen de [S II], que corresponde a baja excitación. Dada su situación tan alejada del núcleo, es difícil pensar que la radiación UV es el mecanismo de excitación de esta estructura. Su morfología, sugiere una formación semejante al mecanismo de Barral y Cantó (1980; §II.1.1), en el cual un flujo de material es enfocado de tal manera que choca sobre sí mismo. Si así fuera, el mecanismo de producción de su radiación sería el enfriamiento del gas chocado.

La simetría de los ansae  $A_1$  y  $A_2$ , visibles en las tres imágenes, queda indicada por el eje 3. Este último es casi ortogonal al eje 2, y además coincide con dos estructuras de pico invertidas (*cusps*), características de la unión de burbujas o lóbulos simétricos (*e.g.* NGC 2899, López *et al.*, 1991). Tales estructuras dan la apariencia de una "cintura" en el flujo bipolar. La posición de los ansae no concuerda con lo observado en otras NP Bipolares

(NPBs), las cuales presentan chorros o ansae alineados con su eje mayor (e.g. NGC 2440, He 2-104). Esta aparente contradicción puede ser otro indicador de un movimiento de precesión entre las eyecciones.

En resumen, los ejes 2 y 3 parecen denotar un segundo sistema bipolar, adicional al mostrado por los ejes 1 y 4. Esto lo indicamos gráficamente al presentar un bosquejo del primer sistema en la Fig. 6a y otro del segundo en la Fig. 6b. La unión de ambos recupera el bosquejo mostrado inicialmente (Fig. 2d).

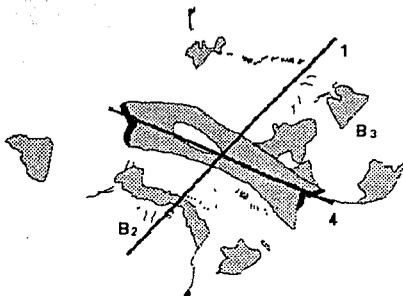


Fig. 6a.- Primer eje de simetría bipolar.

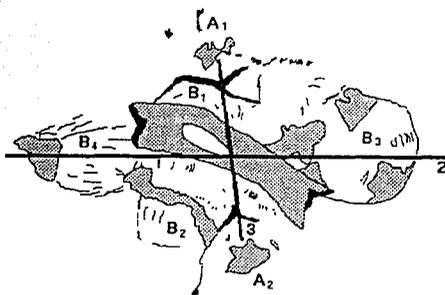


Fig. 6b.- Segundo eje de simetría bipolar.

De acuerdo a la figura 1 del trabajo de Reay *et al.* (1984), y suponiendo que B<sub>3</sub> y B<sub>4</sub> están dinámicamente relacionadas, la velocidad radial de estas estructuras, a lo largo de la línea de visión, puede estimarse en  $-25$  y  $+25$  km s<sup>-1</sup>, respectivamente.

A partir de estas velocidades y del análisis morfológico, realizamos una representación tridimensional de las posibles eyecciones (Fig. 7). Las orientaciones corresponden a las observadas, las cuales realmente son proyecciones en el plano del cielo. La aparente elevación de las estructuras sobre este plano, representa sólo la dirección de sus componentes de velocidad radial. Los ejes de eyección se encuentran indicados, así como la simetría del toroide central (líneas punteadas).

Además, si adoptamos una distancia de 1 kpc a esta nebulosa (§III.1), la edad cinemática del toroide central, con estas velocidades, sería de  $0.8 \times 10^4$  años y la de los ansae tendría una cota inferior de  $< 2.8 \times 10^4$  años.

Por otra parte, se obtuvieron los cocientes de flujos de las líneas H $\alpha$ , [N II] y [S II], a partir de los espectros de las Figs. 4 y 5. Los valores correspondientes se muestran en la Tabla 2 y en los diagramas de diagnóstico nebulares (Sabbadin, Milnello y Bianchini, 1977) de las Figs. 8, 9 y 10. En estos diagramas, los valores correspondientes a la posición oeste de la rendija, se representan con una figura de tres puntas y los de la posición este con una de cinco puntas. Su localización corresponde a la región de nebulosas excitadas predominantemente por fotoionización.

En la misma Tabla 2 se muestran las abundancias iónica de He<sup>+</sup>/H<sup>+</sup> y N<sup>+</sup>/H<sup>+</sup> para los espectros de las Figs. 6a y 6b. La variación de este valor puede ocurrir debido a (1) una abundancia total de nitrógeno, dependiente de la posición dentro de la nebulosa; (2) varia-

ciones en la estructura de ionización debidas a la presencia de gradientes de temperatura, y (3) la presencia de regiones chocadas en las condensaciones y estructuras filamentarias.

La segunda de estas explicaciones parece verse apoyada por los valores de la columna 5 en la Tabla 3, y por las Figs. 11a y 11b, las cuales muestran las variaciones del cociente de líneas de [S II]  $\lambda\lambda 6717, 6731$ , relacionadas directamente con la densidad electrónica. Puede observarse que ocurre un aumento en la densidad (valores bajos del cociente) justo cuando las rendijas cruzan las diferentes condensaciones y estructuras.

**Tabla 2:** Cocientes de líneas espectrales,  $n_e$  y abundancias iónicas

Espectro	$H\alpha/[N II]$	$H\alpha/[S II]$	$[S II]\lambda 6717/\lambda 6731$	$^a n_e$	$^b He^+/H^+$	$^c N^+/H^+$	$^d N^+/H^+$
6/oeste	-0.32421	0.51291	1.29093	150	—	1.96	2.04
9/oeste	-0.00818	0.71386	1.09755	400	—	3.88	4.22
14/oeste	0.77061	1.16109	1.17920	280	—	0.54	0.56
17/oeste	-0.28137	0.42501	1.07441	430	0.068	7.41	8.17
21/oeste	-0.31217	0.48579	0.96695	650	0.066	4.82	5.23
25/oeste	0.19065	0.91263	1.09946	400	0.078	9.15	9.66
30/oeste	-0.15441	0.65745	0.84841	1000	—	4.24	4.67
37/oeste	0.14150	0.87277	1.01157	550	—	2.65	2.91
4/este	0.26476	0.84487	1.25751	200	—	1.02	1.18
10/este	-0.12164	0.60789	0.97312	650	0.039	5.02	5.48
14/este	0.54767	1.01770	1.09414	400	—	0.67	1.07
18/este	0.11509	0.86977	1.02648	530	—	1.75	1.77
23/este	0.25196	0.85551	1.17497	280	0.072	4.74	5.32
29/este	-0.39820	0.38305	1.04895	500	—	1.01	1.06
30/este	0.58969	1.11507	1.15763	300	—	0.88	0.95
33/este	-0.23261	0.51725	1.01400	550	—	0.70	0.89

<sup>a</sup> Unidades en  $cm^{-3}$ . Temperatura adoptada:  $10^4$  K.

<sup>b</sup> Calculada a partir de la línea  $\lambda 6678$ .

<sup>c</sup> Calculada a partir de la línea  $\lambda 6548$ .

<sup>d</sup> Calculada a partir de la línea  $\lambda 6584$ .

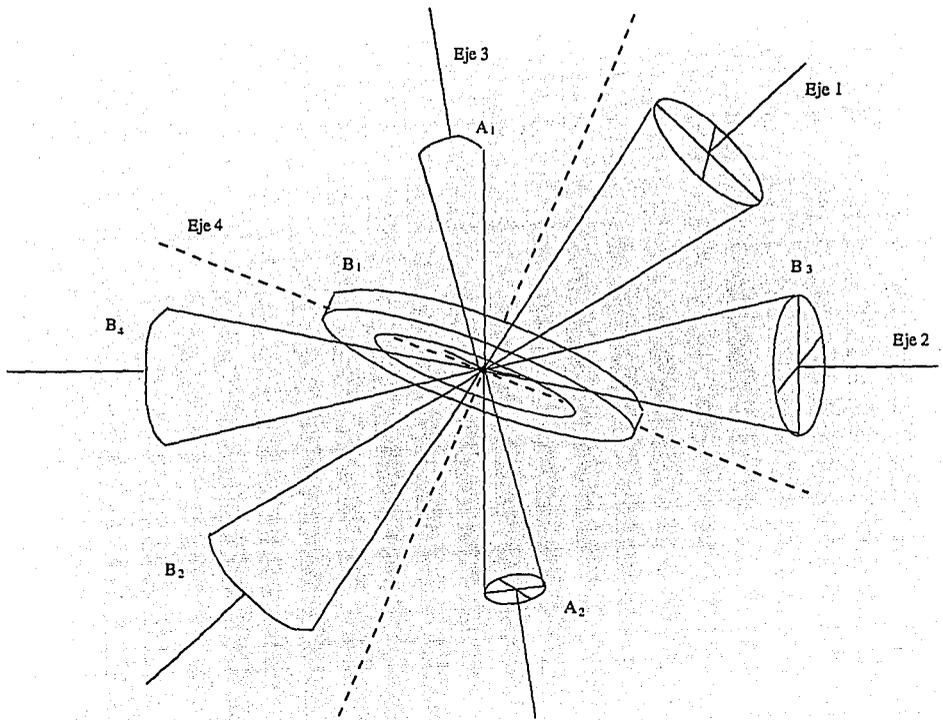


Fig. 7.- Representación de posibles eyecciones.

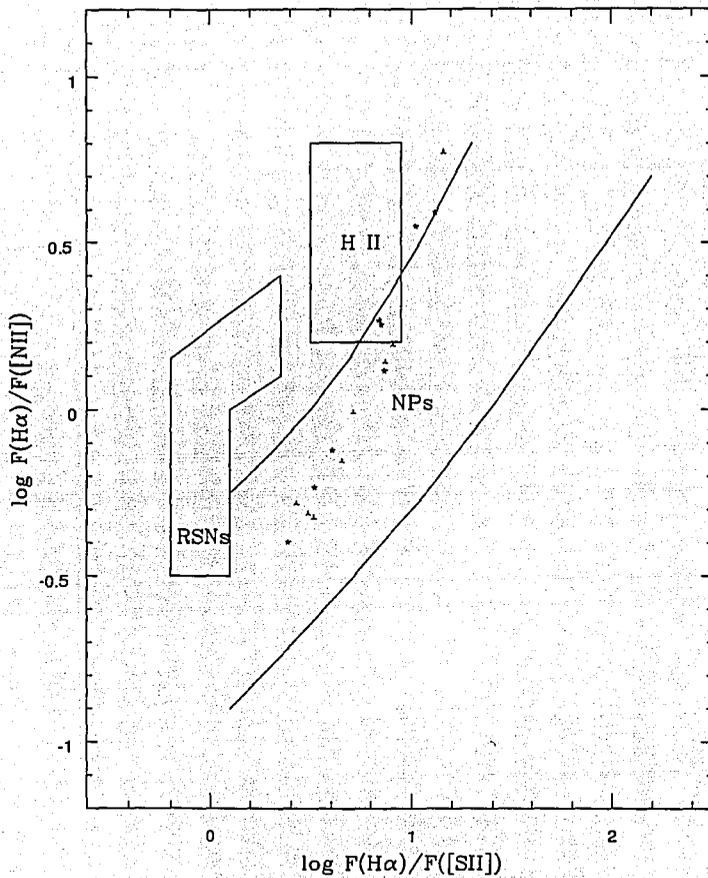


Fig. 8.- Primer diagrama de diagnóstico.

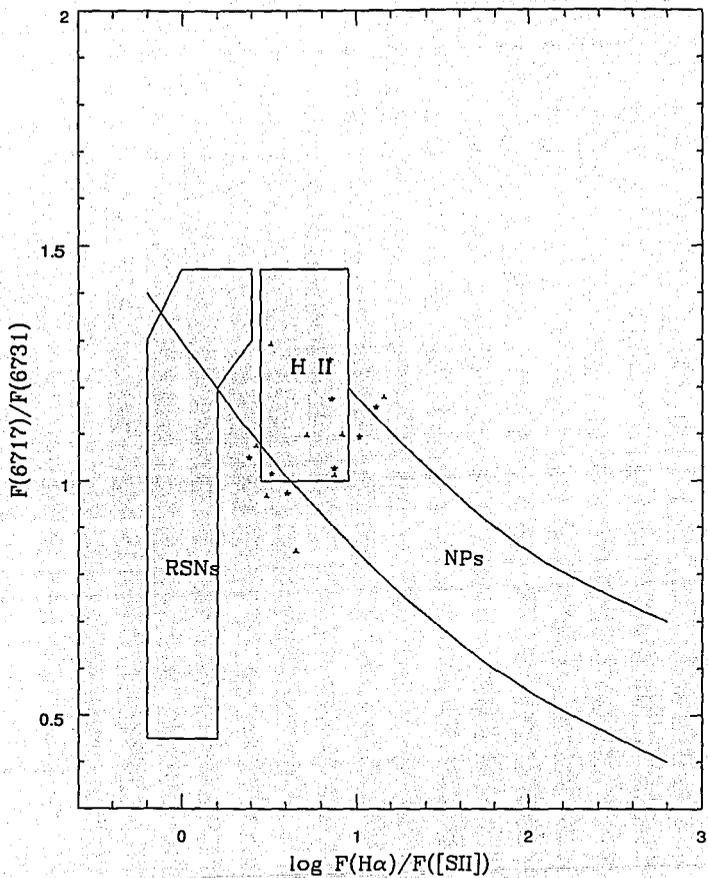


Fig. 9.- Segundo diagrama de diagnóstico.

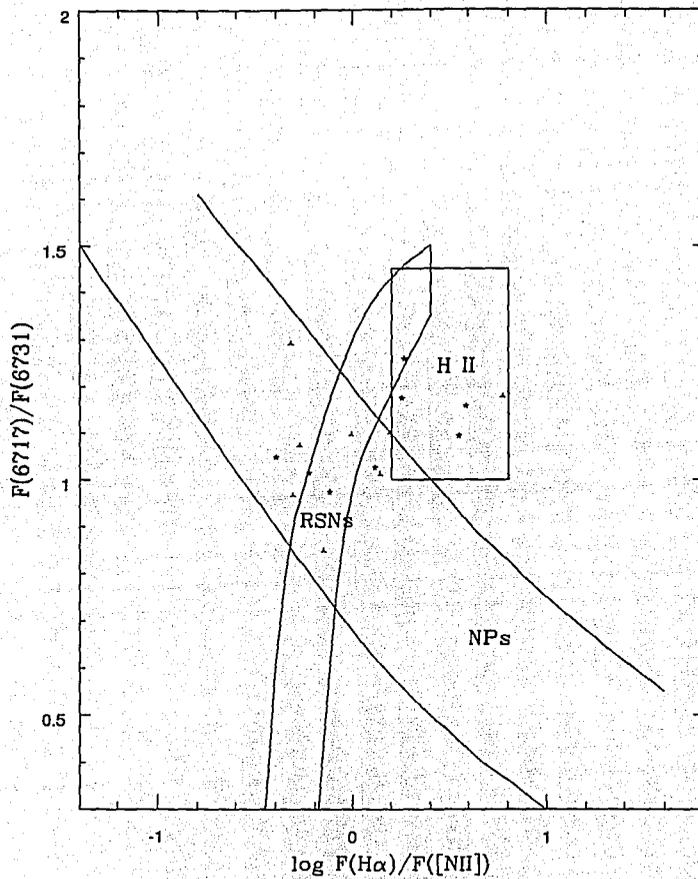


Fig. 10.- Tercer diagrama de diagnóstico.

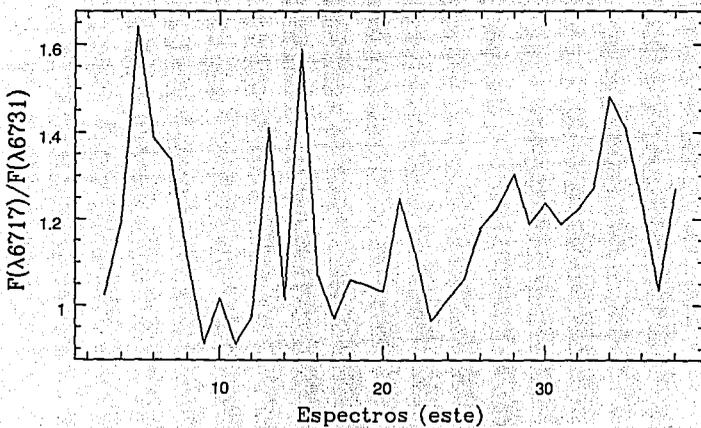
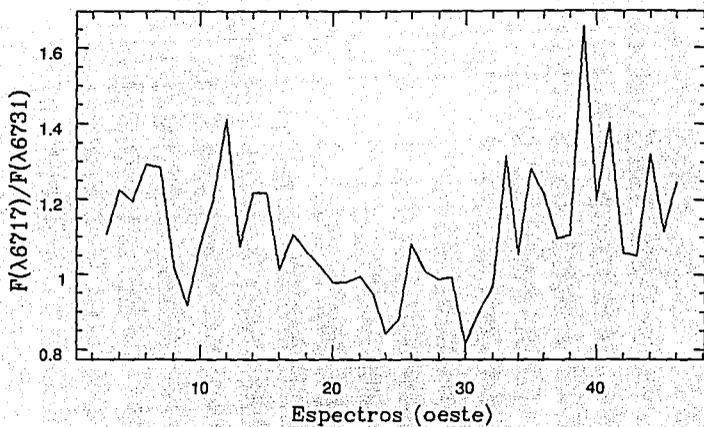


Fig. 11.- La figura superior (a) muestra la variación del cociente de las líneas de [S II] a lo largo de la rendija (espectro oeste), demostrando la existencia de variaciones en la densidad electrónica.

La figura inferior (b) muestra lo mismo que la anterior para el espectro este.

### III.4 CONCLUSIONES

NGC 5189 posee una complicada morfología caracterizada por una estructura toroidal, varias condensaciones simétricas, y un sistema de burbujas o lóbulos que indican una doble estructura bipolar. Se sugiere que esta morfología tuvo su origen en al menos dos eyecciones de masa independientes, acompañadas de un cambio de orientación en el eje de simetría del sistema, debido probablemente a efectos de precesión.

En la información espectroscópica no se encuentra evidencia de excitación colisional, sin embargo, nuestras observaciones dejan fuera varias regiones interesantes donde la presencia de material chocado no puede ser descartada aún ( $A_1$ ,  $A_2$ ,  $B_4$ ). Se encuentra que el cociente de las líneas de  $[S II]\lambda 6717+6731$  disminuye al cruzar las diferentes estructuras, en relación a la emisión difusa de la nebulosa. Dado que no se encuentran condiciones de choque en estas zonas, este resultado sugiere que existe un aumento de densidad en estas zonas, lo cual contribuye a un enfriamiento más eficiente, que puede dar origen a variaciones en la estructura de ionización, explicando así, las variaciones en la abundancia iónica del nitrógeno.

Es muy difícil explicar la formación de esta NP sin invocar la presencia de dos o más eyecciones de material producidas en etapas diferentes de la evolución del núcleo. La apariencia de al menos dos ejes de simetría bipolar, nos sugieren que la eyección de estos flujos se efectuó después de un cambio de orientación en el eje bipolar. Estas características colocan a NGC 5189 como parte de los objetos denominados BRETs<sup>9</sup> (López *et al.*, 1995; §V.1), sólo que en este caso, los flujos colimados de esta NP, no pueden clasificarse como chorros.

---

<sup>9</sup> Bipolar Rotating Episodic Jets (chorros bipolares, rotantes y episódicos)

# IV

## KjPn 8: EL DESCUBRIMIENTO DE UNA COMPLEJA ESTRUCTURA BIPOLAR

*Kavútl amo panó.*

*Tojuantij kena as. ouij tipantoj.*

## IV.1 ANTECEDENTES

KjPn 8 (PK 112-00 1; PN G 112.5-00.1) fue identificada como NP por Kazarian y Parsamian (1971) y listada como el octavo objeto de su muestra. Posteriormente, Kohoutek (1972, 1977) también la encuentra al realizar un reconocimiento en busca de nuevas NPs, catalogándola como K 3-S9. Sabbadin (1986) la reafirma como una verdadera NP mediante placas I/IR y argumentos espectroscópicos. Zijlstra, Pottasch y Bignell (1989) incluyen este objeto en su reconocimiento de NPs en 5 GHz, pero sólo son capaces de encontrar una cota superior para el flujo de  $\sim 1$  mJy. Ningún estudio exclusivo acerca de este objeto había sido publicado hasta 1995.

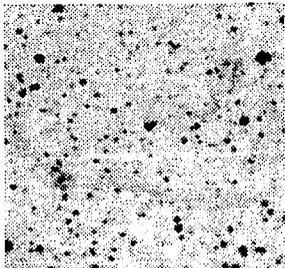
## IV.2 ANALISIS MORFOLOGICO

La nebulosa que rodea al objeto identificado como KjPn 8, fue descubierta la noche del 14 de septiembre de 1994<sup>1</sup>, con el telescopio de 2.1 m f/7.9 del OAN<sup>2</sup>. Se utilizó un detector CCD Tektronix de  $1024 \times 1024$  pixeles (López *et al.*, 1995a) y la rueda de filtros MEXMAN (López *et al.*, 1995b). El campo nominal del detector es de  $5'.12 \times 5'.12$ , los pixeles son de  $24 \mu\text{m}$  por lado, y comprenden una región de  $0''.3 \times 0''.3$ . Se obtuvieron imágenes centradas en KjPn 8 utilizando los filtros de  $\text{H}\alpha$ , [N II]  $\lambda 6548$ , [S II]  $\lambda 6717 + 6731$ , [O II]  $\lambda 3727 + 3729$  y [O III]  $\lambda 5007 \text{ \AA}$ , con anchos de banda de 11, 10, 54, 46 y 52  $\text{\AA}$ , respectivamente. Todas las imágenes tuvieron 1800 segundos de integración. La calidad de la imagen (*seeing*) variaba entre  $1''.2$  y  $2''$ . En la Fig. 1 se muestra un mosaico con la imagen de la región de estudio obtenida del DSS y las imágenes en cada uno de los filtros.

---

<sup>1</sup> Observadores: J. A. López, R. Vázquez y M. Moreno-Rocha.

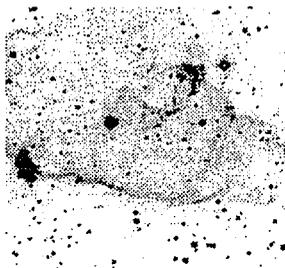
<sup>2</sup> Observatorio Astronómico Nacional, San Pedro-Mártir, Baja California, México.



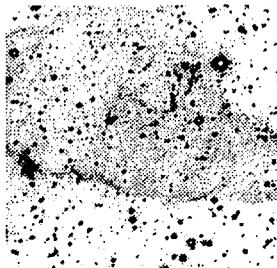
a) KJPh 8 tomada del DSS.



b) Imagen en H $\alpha$ .



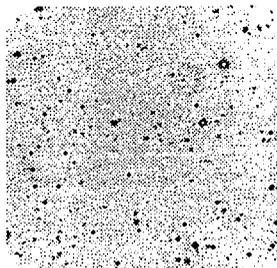
c) Imagen en [N II] $\lambda$ 6548.



d) Imagen en [S II] $\lambda$ 6729.



e) Imagen en [O II] $\lambda$ 3728.



f) Imagen en [O II] $\lambda$ 5007.

Fig. 1.- Imágenes de KJPh 8 (a) del DSS (5 arcmin por lado), (b), (c), (d), (e), (f) de la noche de su descubrimiento (5.12 arcmin por lado). La orientación de las imágenes es con el Norte hacia arriba y el Este a la izquierda.

Además de las imágenes mencionadas, se realizó un mapeo de la región alrededor de KJpN 8, obteniendo un mosaico de nueve imágenes que muestra una gran estructura bipolar (Fig. 2). Esta nebulosa bipolar es la de mayor tamaño angular, asociada con una NP, que se conoce hasta ahora ( $\sim 14' \times 4'$ ). La Fig. 3 muestra un bosquejo de la nebulosa, resaltando sus características principales y señalando sus componentes más importantes.

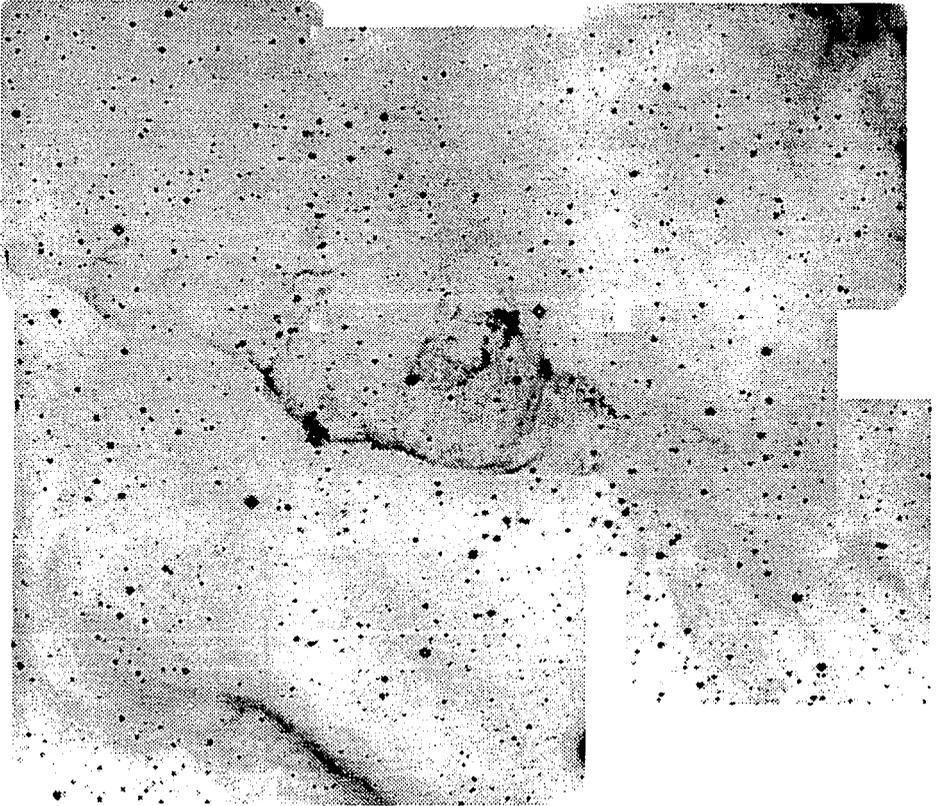


Fig. 2.- Estructura nebulosa alrededor de KJpN8 en Ho.

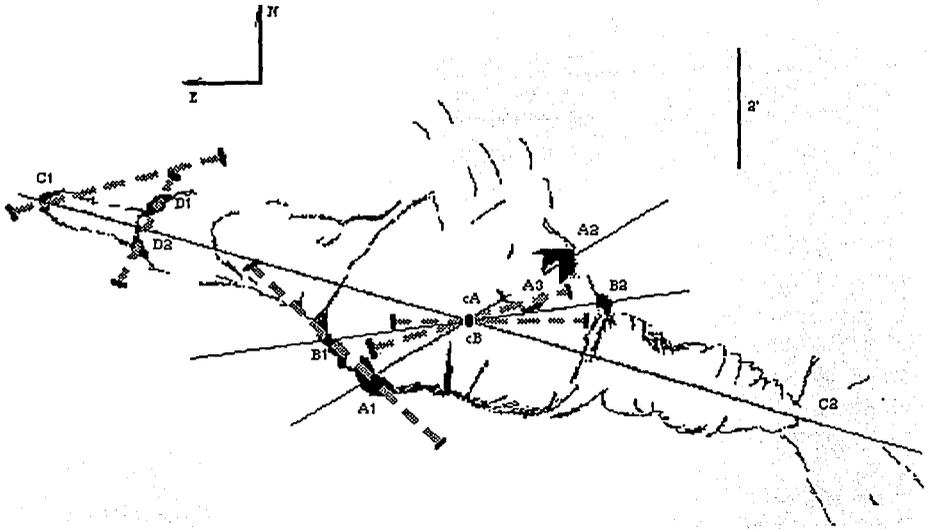


Fig. 3.- Bosquejo de la estructura nebular.

La gran envolvente nebular de KJpN 8 se asemeja a una doble tobera simétrica con regiones bipolares internas adicionales, rotadas con respecto a la estructura mayor. El bosquejo de la Fig. 3 muestra regiones brillantes, etiquetadas con las letras A a D. Adicionalmente se han dibujado líneas que unen los componentes que se encuentran simétricamente colocadas respecto al centro. Estas líneas definen tres ejes de eyección aparentes. El eje mayor, definido por los componentes C1-C2, tiene un ángulo de posición de  $\sim 71^\circ$ . Los ejes A1-A2 y B1-B2 están rotados, respecto a C1-C2, con ángulos de  $\sim 50^\circ$  y  $20^\circ$ , respectivamente, lo cual sugiere ser el producto de eyecciones episódicas, marcadamente colimadas, o chorros (*jets*).

La componente C2 pareciera estarse impactando y dispersando sobre una nube interestelar externa, aunque esta aparente interacción pudiera ser sólo 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 (ver 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 las múltiples eyecciones.

De acuerdo a las imágenes de la región central (Fig. 1), 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  $100 \text{ km s}^{-1}$  (ver Hartigan, Raymond y Hartmann, 1987). De la imagen correspondiente en la Fig. 1, 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. Aparentemente, este par de estructuras son los extremos de unos lóbulos bipolares, semejantes a los producidos por un viento estelar fuertemente colimado (§II.1.1; Barral y Cantó, 1983).

### IV.3 ANALISIS ESPECTROSCOPICO GENERAL

Además del trabajo de imagen directa, se obtuvo espectroscopía de baja dispersión usando el espectrógrafo Boller & Chivens en el telescopio de 2.1 m del OAN, y el detector CCD Tektronix de  $1024 \times 1024$  pixeles. Las observaciones se realizaron las noches del 30 de noviembre y 1o. de diciembre de 1994<sup>3</sup>. Se usó una rejilla de difracción de 300 l/mm y una rendija de 220  $\mu\text{m}$  de ancho (equivalente a  $2''9$ ) cubriendo un intervalo de 3400 a 7500 Å, a una resolución de 9 Å. Los tiempos de integración variaron entre 300 y 1800 segundos. En la Fig. 3 se muestra un esquema de las posiciones de la rendija, señaladas con líneas punteadas. La reducción de los datos espectroscópicos, sustracción del cielo y calibraciones en flujo y longitud de onda se realizaron con las rutinas correspondientes de IRAF, así como la medición de los flujos de líneas aisladas, mediante un ajuste gaussiano. Además se utilizó la rutina ELF del paquete DIPSO<sup>4</sup>, para medir los flujos de las líneas superpuestas en longitud de onda. La Tabla 1 muestra los flujos observados de las líneas para algunos de los componentes más importantes de la nebulosa. Las letras A a D corresponden a las estructuras señaladas en la Fig. 3. cA y cB corresponden a la región central, cuyos espectros diferentes difieren en el ángulo de posición ( $90^\circ$  y  $114^\circ$ , respectivamente). Las incertidumbres en los flujos de esta tabla son del 10% para cA y cB, y en las demás regiones del 10% para valores  $> 50$  y del 20% para valores  $< 50$ . Además las líneas con longitudes de onda menores a H $\gamma$  tienen menor cociente señal a ruido (*signal-to-noise: S/N*), dado que la sensibilidad instrumental disminuye abruptamente por debajo de esa longitud de onda. En la Fig. 4 se muestran dos de los espectros de la Tabla 1, a manera de ejemplo: (a) espectro de cA, (b) mismo espectro en una escala diferente para apreciar las líneas débiles y (c) espectro de la condensación B1.

---

<sup>3</sup> Observadores: R. L. Kingsburgh y M. McCall.

<sup>4</sup> Elaborado por Howarth y Murray, 1988, UCL.

Tabla 1: Flujos observados relativos a  $F(H\beta) = 100$

$\lambda_0$ (Å)	Línea	cA	cB	A1	A3	B1	C1	D1	D2
3727	[O II]	248	263	471:	==	363::	==	—	==
3868	[Ne III]	38.2	27.9	—	==	==	—	—	—
3969	[Ne III]	26.4	27.5	==	—	—	—	—	—
4101	H $\delta$	25.9	32.4	==	—	==	==	—	—
4340	H $\gamma$	42.4	44.1	43.3	—	==	==	==	==
4363	[O III]	0.58::	1.20:	==	==	—	—	—	==
4471	He I	9.83	10.7	==	==	—	—	—	—
4861	H $\beta$	100	100	100	100:	100	100:	100::	100::
4925	He I	3.62	4.30	—	==	—	==	==	—
4959	[O III]	98.7	75.2	29.9:	—	—	==	—	==
5007	[O III]	311	234	80.6	—	—	==	==	==
5198	[N I]	12.6	17.1	68.7	44.0:	27.4:	==	==	==
5755	[N II]	9.88	9.82	21.0:	—	—	—	50.2::	==
5876	He I	44.7	39.2	15.7:	—	101	—	—	==
6300	[O I]	18.2	21.6	104	231	217	==	92.2:	78.5:
6364	[O I]	5.70	7.79	40.4	76.5:	58.6	—	==	—
6548	[N II]	430	428	420	135	87.2	58.3	93.4	99.8
6563	H $\alpha$	446	384	665	583	477	827	647	801
6583	[N II]	1361	1342	1286	324	247	203	310	267
6678	He I	15.0	13.3	13.4:	28.2::	—	—	—	—
6716	[S II]	114	121	398	556	235	207	293	==
6731	[S II]	114	119	293	457	175	188	231	==
7065	He I	11.9	8.97	—	—	—	—	==	==
7135	[Ar III]	33.7	25.0	==	—	—	—	==	==
7324	[O II]	11.4	==	78.9:	==	==	—	==	==
Longitud de la rendija		2"9	3"4	5"2	2"0	14"0	2"9	1"9	6"6
log F(H $\beta$ )		-13.43	-13.68	-14.24	-15.38	-14.34	-15.42	-15.61	-15.11
c(H $\beta$ )		0.61	0.41	1.15	0.97	0.70	1.45	1.11	1.40

: Incertidumbre ~ 50%

:: Incertidumbre > 50%

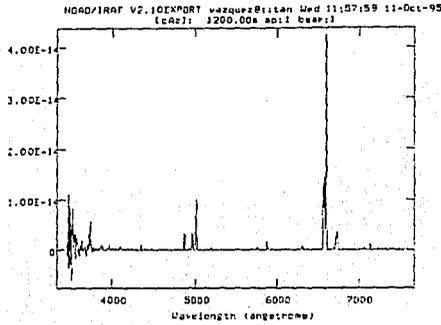


Fig. 4a.- Espectro de cA en escala completa.

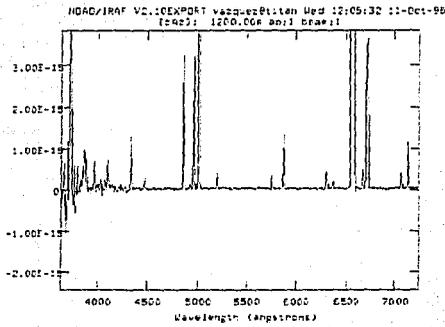


Fig. 4b.- Espectro de cA en escala para apreciar líneas débiles.

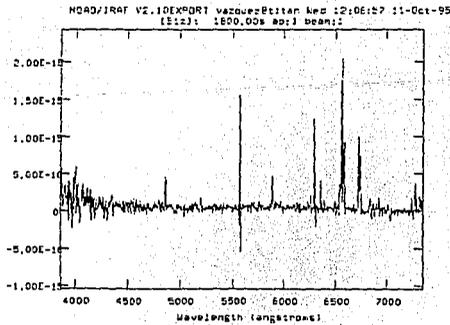


Fig. 4c.- Espectro de B1.

FALLA DE ORIGEN

En algunos casos especiales, las incertidumbres son mayores, lo cual se indica en la tabla. Las rayas significan la ausencia de la línea, y las rayas dobles que son detectables pero demasiado débiles para medirse confiablemente. También se indica la sección de la rendija sobre la cual se extrajeron los flujos, el logaritmo del flujo en  $H\beta$  y el coeficiente de extinción  $c(H\beta)$ .

El coeficiente de extinción nebuloso  $c(H\beta)$ , fue derivado de la comparación con el cociente  $H\alpha/H\beta$  predicho para el caso B de recombinación radiativa (ver §4.1), con  $T_e = 10^4$  K y  $n_e = 10^4$  cm<sup>-3</sup>.

Estos valores difieren mucho en cada una de las estructuras, incluso en las dos del centro (cA y cB). Es posible que la extinción interestelar hacia los diferentes puntos, sea distinta, dado el tamaño angular de la nebulosa y su localización en plano de la Galaxia. Otra posible explicación a estas diferencias podría ser la presencia de polvo en algunas de estas estructuras, lo que cambiaría la ley de enrojecimiento localmente. Por otra parte, el cociente  $H\alpha/H\beta$  también puede ser diferente al valor esperado, si el mecanismo de excitación proviene del enfriamiento de gas chocado en vez de recombinación radiativa.

Una evidencia adicional a este argumento se encuentra en el diagrama de diagnóstico del tipo de Sabbadin, *et al.* (1977) de la Fig. 5. Sobre este diagrama se encierran las zonas correspondientes a regiones H II, NPs y remanentes de supernova (RSNs). Esto nos permite hacer una apreciación directa de los mecanismos de excitación dominantes en los diferentes componentes. Nuestro espectro confirma que aparentemente existen condiciones de choque presentes en todas las regiones externas observadas, lo que nos lleva a pensar que éstas pudieran ser las superficies de trabajo de flujos colimados de alta velocidad. Los puntos correspondientes al centro muestran un cociente  $H\alpha/[N II]$  muy bajo, colocándolo

en la región de NPs grandes del diagrama. Esto sugiere que probablemente sea material excitado radiativamente, que se encuentra enriquecido con nitrógeno debido a efectos de dragado, aunque también es posible que exista una contribución importante de emisión proveniente de gas chocado, dado por el cociente  $H\alpha/[S II]$ .

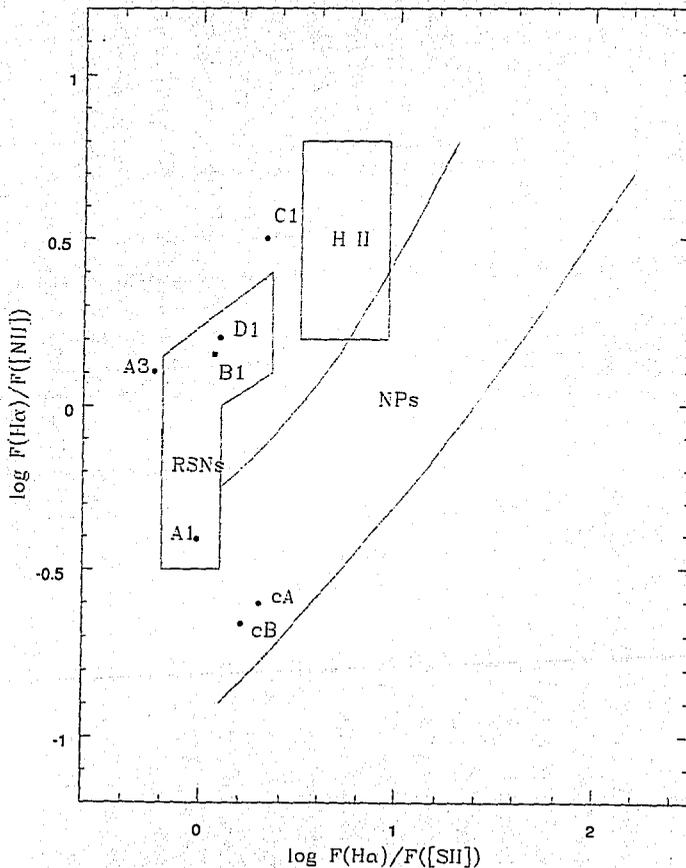


Fig. 5.- Diagrama de diagnóstico para KJpn 8.

## IV.4 ANALISIS ESPECTROSCOPICO DEL CENTRO

### IV.4.1 Desenrojecimiento

Se derivó el coeficiente de extinción nebular logarítmico  $c(H\beta)$ , mediante la comparación del cociente  $H\alpha/H\beta$  observado y el predicho para el caso B de Baker y Menzel (1938) de recombinación radiativa ( $H\alpha/H\beta = 2.85$ , para  $T_e = 10^4$  K y  $n_e = 10^4$  cm<sup>-3</sup>; Hummer y Storey, 1987).

$$c(H\beta) = \frac{\log(F(H\alpha)/F(H\beta)) - \log 2.85}{f(H\beta) - f(H\alpha)} \quad (1)$$

donde  $F(H\alpha)$  es el flujo observado en  $H\alpha$  y  $f(x)$  es la función que da la dependencia de la extinción con la longitud de onda (ley de desenrojecimiento de Seaton, 1978)

Posteriormente se procedió a desenrojecer cada espectro utilizando la ecuación 2. Los resultados se presentan en la Tabla 2.

$$\frac{I(\lambda)}{I(H\beta)} = \frac{F(\lambda)}{F(H\beta)} 10^{c(H\beta)[f(\lambda) - f(H\beta)]} \quad (2)$$

Un resultado interesante es la alta diferencia entre los coeficientes  $c(H\beta)$  obtenidos para el centro ( $\sim 0.2$ ). Es difícil de explicar esta diferencia con los errores en la observación. Una posible explicación podría ser una extinción interna muy alta para el núcleo. Por otra parte, una compleja estructura interna también podría producir diferencias sustanciales en los flujos de las líneas. Hasta el momento, no tenemos información suficiente para una explicación definitiva.

Tabla 2: Flujos desenojeados relativos a  $I(H\beta) = 100$

$\lambda_0$ (Å)	Línea	$f(x)$	cA	cB
3727	[O II]	0.257	356	335
3868	[Ne III]	0.231	52.7	34.6
3969	[Ne III]	0.211	35.4	33.5
4101	H $\delta$	0.182	33.4	38.4
4340	H $\gamma$	0.127	50.6	49.6
4363	[O III]	0.121	—	1.34::
4471	He I	0.096	11.2	11.7
4861	H $\beta$	0.000	100	100
4925	He I	-0.016	3.54	4.24
4959	[O III]	-0.024	95.4	73.5
5007	[O III]	-0.036	295	226
5198	[N I]	-0.083	11.2	15.8
5755	[N II]	-0.195	7.52	8.18
5876	He I	-0.215	33.1	32.0
6300	[O I]	-0.282	12.3	16.6
6364	[O I]	-0.291	3.79	5.93
6548	[N II]	-0.318	275	317
6563	H $\alpha$	-0.320	285	285
6583	[N II]	-0.323	865	992
6678	He I	-0.336	9.36	9.70
6716	[S II]	-0.342	71.1	88.3
6781	[S II]	-0.344	70.5	86.4
7065	He I	-0.387	6.93	6.24
7135	[Ar III]	-0.396	19.4	17.3
7324	[O II]	-0.419	6.34	—
$c(H\beta)$			0.61	0.41
T (K)	[O II]		8400	—
T (K)	[O III]		—	9800::
T (K)	[N II]		8000	7900
$n_e$ (cm $^{-3}$ )	[S II]		510	480

#### IV.4.2 Diagnósticos de Temperatura y Densidad

La temperatura electrónica de una nebulosa gaseosa puede ser medida a partir del cociente de dos líneas espectrales de un mismo ion, cuyos niveles de excitación correspondan a energías muy diferentes. Este es el caso de los cocientes

$$[\text{OII}] : \frac{I(\lambda 3727)}{I(\lambda 7325)} \quad [\text{OIII}] : \frac{I(\lambda 4959) + I(\lambda 5007)}{I(\lambda 4363)} \quad [\text{NII}] : \frac{I(\lambda 6548) + I(\lambda 6584)}{I(\lambda 5755)}$$

Estos cocientes son la base para la determinación óptica de la temperatura en nebulosas gaseosas. En particular, las líneas [O III] $\lambda$ 4363 y [N II] $\lambda$ 5755 son muy débiles, por lo que resultan difícil de medirse de manera precisa. Aunque  $\lambda$ 4959 y  $\lambda$ 5007 son líneas fuertes en la mayoría de las nebulosas gaseosas,  $\lambda$ 4363 es relativamente débil, y además se encuentra en este caso, muy cerca de Hg I  $\lambda$ 4358. Esta línea de mercurio se encuentra presente en la luz artificial de las lámparas de alumbrado público, las cuales "contaminan" el cielo con su brillo. Su presencia introduce incertidumbre en la estimación de la temperatura con [O III], como en la estimación para cB, aunque para este caso el valor estimado es del orden del obtenido con [N II]. En el caso de cA la intensidad de  $\lambda$ 4363 fue muy difícil de establecer con precisión, por lo que se optó por estimar la temperatura con [O II] y [N II]. Tanto para cA como para cB, se adoptó la temperatura estimada con [N II] para los análisis de abundancias, ya que el alto cociente señal a ruido de  $\lambda$ 5755 aseguró una medición más precisa.

Para la estimación de la densidad electrónica se utilizan líneas espectrales provenientes de un mismo ion, y cuyos potenciales de excitación son muy semejantes. De esta manera, las tasas de excitación relativas en los dos niveles, sólo dependen de la razón de las fuerzas de colisión. Si los dos niveles tienen diferentes probabilidades de transición radiativas o diferentes tasas de desexcitación colisional, las poblaciones relativas de los dos

niveles, y por lo tanto su cociente de intensidades de línea, dependerá de la densidad. Los cocientes de líneas de emisión ópticas comúnmente utilizados para calcular la densidad electrónica son

$$[\text{S II}] : \frac{I(\lambda 6717)}{I(\lambda 6731)} \quad [\text{O II}] : \frac{I(\lambda 3729)}{I(\lambda 3726)}$$

En nuestro caso utilizamos el cociente de las líneas de [S II]. En la Tabla 2 se incluyen la temperatura y densidad electrónicas, obtenidas a partir de los cocientes mencionados, utilizando el código equib de I. D. Howarth y S. Adams (*University College London*, 1981-1984). Este código resuelve las ecuaciones de equilibrio estadístico para obtener  $n_e$  como función de  $T_e$  para cada cociente, pudiendo así determinar, de manera iterativa, la temperatura y densidad electrónicas. Las incertidumbres en el cálculo de temperaturas fueron de  $\sim \pm 3\%$ , a excepción de la derivada a partir de [O III] que fue de  $\sim \pm 10\%$ . Para el caso de la densidad electrónica fueron de  $\sim \pm 3\%$ .

#### IV.4.3 Abundancia del helio

Se derivó la abundancia del  $\text{He}^+$  respecto a  $\text{H}^+$  suponiendo de nuevo el caso B de recombinación radiativa con

$$\frac{n(\text{He}^+)}{n(\text{H}^+)} = \frac{I_\lambda}{I_{\text{H}\beta}} \frac{\alpha_{ef}^{\text{H}\beta}}{\alpha_{ef}^{\text{H}^+}} \frac{\lambda}{4861} (1 + CR_\lambda)^{-1} \quad (3)$$

donde los coeficientes de recombinación efectiva  $\alpha_{ef}$  son funciones de la temperatura y densidad electrónicas, y fueron tomadas de Hummer y Storey (1987, H $\beta$ ) y de Brocklehurst (1971, He $^+$ ), y el factor  $(1 + CR_\lambda)^{-1}$  corresponde a la corrección por efectos colisionales, tomada de Clegg (1987). La forma de  $CR_\lambda$  depende de la longitud de onda utilizada. En nuestro caso usamos  $\lambda\lambda 4471$ , 5876 y 6678, cuyos factores están dados como

$$CR_{\lambda 4471} = \frac{6.11 t^{0.02} e^{-4.544/t}}{(1.0 + 3110t^{-0.51})/N_e} \quad (4)$$

$$CR_{\lambda 5876} = \frac{7.12 t^{0.14} e^{-3.776/t} + 1.47 t^{-0.28} e^{-4.544/t}}{(1.0 + 3110t^{-0.51})/N_e} \quad (5)$$

$$CR_{\lambda 6678} = \frac{3.27 t^{-0.41} e^{-3.777/t} + 0.49 t^{-0.52} e^{-4.544/t}}{(1.0 + 3110t^{-0.51})/N_e} \quad (6)$$

No se detectó la presencia de He II  $\lambda 4686$ . Las abundancias calculadas mediante las tres líneas concuerdan bastante bien entre sí (diferencias con el valor medio de  $\sim \pm 3\%$ ). Los valores obtenidos se muestran en la Tabla 3.

#### *IV.4.4 Otras abundancias iónicas*

Se derivaron abundancias iónicas para las especies no neutras, utilizando la temperatura electrónica derivada de [N II] y la densidad electrónica derivada de [S II] (§4.2). Dado que no se consideraron átomos neutros, las abundancias derivadas constituyen una cota mínima. Las relaciones utilizadas para el cálculo de abundancias ( $A(x)$ ) y el del factor de corrección por ionización (FCI( $x$ )) fueron tomadas de Kingsburgh y Barlow (1994) y son las siguientes (los resultados aparecen en la Tabla 3)

a) Nitrógeno

$$FCI(N) = \frac{O}{O^+} \quad (7a)$$

$$A(N) = FCI \frac{N^+}{H^+} \quad (7b)$$

b) Oxígeno

$$A(O) = \frac{O^+}{H^+} + \frac{O^{+2}}{H^+} \quad (8)$$

c) Neón

$$A(Ne) = \frac{Ne^{+2}}{H^+} \quad (9)$$

d) Argón

$$FCI(Ar) = 1.87 \quad (10a)$$

$$A(Ar) = FCI \frac{Ar^{+2}}{H^+} \quad (10b)$$

e) Azufre

$$FCI(S) = \left[ 1 - \left( 1 - \frac{O^+}{O} \right)^3 \right]^{-1/3} \quad (11a)$$

$$A(S) = FCI \frac{S^+ + S^{+2}}{H^+} \quad (11b)$$

Tabla 3: Abundancias iónicas por número

Ion	$\lambda_0$ (Å)	cA	cB
He <sup>+</sup> /H <sup>+</sup>	4471	0.222	0.231
	5876	0.230	0.222
	6678	0.228	0.235
O <sup>+</sup> /H <sup>+</sup>	3726+29	$4.24 \times 10^{-4}$	$4.24 \times 10^{-4}$
	7324	$4.69 \times 10^{-4}$	—
O <sup>+2</sup> /H <sup>+</sup>	4959	$2.33 \times 10^{-4}$	$1.89 \times 10^{-4}$
	5007	$2.50 \times 10^{-4}$	$2.02 \times 10^{-4}$
N <sup>+</sup> /H <sup>+</sup>	6548	$2.95 \times 10^{-4}$	$3.54 \times 10^{-4}$
	6583	$3.15 \times 10^{-4}$	$3.76 \times 10^{-4}$
S <sup>+</sup> /H <sup>+</sup>	6716+31	$6.57 \times 10^{-6}$	$8.38 \times 10^{-6}$
Ne <sup>+2</sup> /H <sup>+</sup>	3868	$1.45 \times 10^{-4}$	$1.02 \times 10^{-4}$
Ar <sup>+2</sup> /H <sup>+</sup>	7135	$2.87 \times 10^{-6}$	$2.65 \times 10^{-6}$
O <sup>+</sup> + O <sup>+2</sup> /H <sup>+</sup>		$6.65 \times 10^{-4}$	$6.19 \times 10^{-4}$
N <sup>+</sup> /O <sup>+</sup>		0.72	0.86
S <sup>+</sup> /O <sup>+</sup>		$1.55 \times 10^{-2}$	$1.98 \times 10^{-2}$
Ne <sup>+2</sup> /O <sup>+2</sup>		$6.03 \times 10^{-2}$	$5.21 \times 10^{-2}$

#### IV.4.5 Discusión

La Tabla 4 presenta las cotas inferiores para las abundancias elementales derivadas para KJpN 8. Estas fueron calculadas a partir del promedio de las abundancias iónicas obtenidas para cA y cB. Para comparar estos valores, la tabla también presenta las abundancias elementales para la NP de tipo I, He 2-111, la cual representa un caso extremo en cuanto a sus abundancias. Finalmente, se presentan los valores promedio para una amplia muestra de NP y para NP Tipo I, encontrados por Kingsburgh y Barlow (1994), así como el promedio para regiones HII galácticas de Dufour (1984).

Las NPs de Tipo I se definen como aquellas cuyas abundancias satisfacen las condiciones  $N/O \geq 0.5$  y  $He/H \geq 0.125$ , según el criterio de Peimbert y Torres-Peimbert (1983). Generalmente tienen morfología bipolar y una estructura de filamentos muy pronunciada, presentando además, un amplio intervalo de estados de ionización. Se cree que provienen de estrellas cuya masa en la secuencia principal de edad cero (ZAMS) es  $M \geq 2.4 M_{\odot}$  (Peimbert y Serrano, 1980). Por otra parte, Kingsburgh y Barlow (1994) las definen como aquellos objetos que han experimentado, en una envoltura de quemado, la conversión de carbono (del tercer dragado) a nitrógeno. Tales nebulosas tienen una abundancia de nitrógeno que excede la abundancia total de  $C + N$  de las regiones HII en la misma galaxia. Para el caso de la Vía Láctea, este criterio corresponde a  $N/O > 0.8$ .

De la tabla 4, puede notarse que el objeto está enriquecido en He hasta por un factor de 2, si se compara con las NPs y regiones HII; pero su abundancia de He es muy similar a la de He 2-111. La abundancia de oxígeno es ligeramente alta, pero se encuentra dentro de los valores medios para NPs. Esto se debe, probablemente a que se utilizó la temperatura derivada del [N II] para derivar la abundancia iónica del  $O^{+2}$ . Dado que la temperatura de [O III] es por lo general mayor que la de [N II], y que la abundancia que se deriva de líneas prohibidas es menor a mayor temperatura, esta combinación de factores podría explicar la sobreabundancia obtenida.

El azufre también resulta sobreabundante. Este elemento no se produce por la evolución de estrellas de masa baja o intermedia, por lo que esperaríamos que de ser KJPN S una NP, su abundancia de azufre debería coincidir con las de NPs promedio, regiones HII o con la solar. El alto cociente  $[S II]/H\alpha$  sugiere un enfriamiento de gas chocado, pero resulta extraño encontrar una baja intensidad de  $[O III]\lambda 4363$ , la cual debería ser alta si este mecanismo estuviese presente (Peimbert, Sarmiento y Fierro, 1991). De ser así, el cociente  $S^+/H^+$  carecería de significado, pues fue deducido considerando sólo fotoionización.

La hipótesis de los choques no puede ser negada sólo por este argumento. Creemos que se debe hacer espectroscopía de alta resolución sobre esta región con el fin de obtener un mapeo cinemático y poder analizar esta posibilidad en detalle.

El objeto en su conjunto resulta muy interesante: el centro es químicamente similar a una NP de Tipo I, pero morfológicamente diferente. Se puede comparar el centro de KJpN 8 con He 2-111, una NP de Tipo I. Ambos tienen una abundancia de He muy alta pero sus diferencias morfológicas son importantes, ya que mientras el centro de KJpN 8 es una nebulosa que apenas se puede resolver, He 2-111 es una NP con estructura bipolar bien definida. Por otra parte, el cociente  $[S II]/H\alpha$  del centro de KJpN 8 es muy alto para una región fotoionizada. Además, los espectros de las componentes de la estructura exterior (§3) sugieren radiación producida por enfriamiento de gas chocado (Fig. 5), lo que también las coloca como candidatos a un análisis espectroscópico de alta resolución, con el fin de determinar sus velocidades.

En resumen, este estudio espectroscópico nos sugiere que las características de KJpN 8 difieren ligeramente de las de una NP promedio, por lo que debe continuar su investigación para conocer más a fondo su naturaleza.

Tabla 4: Comparación de abundancias elementales por número

Ion	<sup>a</sup> FCI	KJpN 8	<sup>b,c</sup> He 2-111	<sup>b</sup> Promedio de NPs	<sup>b</sup> Promedio NPs Tipo I	<sup>d</sup> Promedio regiones HII	<sup>e</sup> Solar
He/H	—	>0.228	0.219	0.112	0.129	0.100	0.098
O/H	—	8.81	8.45	8.69	8.65	8.70	8.93
N/H	1.48	8.69	8.85	8.14	8.72	7.57	8.00
Ne/H	—	8.56	8.15	8.10	8.09	7.90	8.09
Ar/H	1.87	6.71	6.63	6.38	6.42	6.42	—
S/H	1.01	7.69	7.20	6.91	6.91	7.06	7.24

NOTA: Todos los valores están dados en escala logarítmica con  $H=12$ , excepto He/H. <sup>a</sup>Factor de Corrección por Ionización (calculados según Kingsburgh y Barlow, 1994). <sup>b</sup>Kingsburgh y Barlow (1994). <sup>c</sup>PA = 60°, rendija: 1"0. <sup>d</sup>Dufour (1984). <sup>e</sup>Grevesse y Anders (1989). <sup>f</sup>Grevesse et al. (1990). <sup>g</sup>Grevesse et al. (1991).

## IV.5 ANALISIS EN RADIOCONTINUO (3.5-cm)

Se realizaron observaciones en radiocontinuo a 3.5-cm, el 21 de octubre de 1994<sup>5</sup>, utilizando el arreglo de radiotelescopios VLA<sup>6</sup>, bajo la configuración C. El calibrador de amplitud absoluta fue 0134+329, con una densidad de flujo adoptada de 3.30 Jy. El calibrador de fase fue 2229+695, para el cual se obtuvo una densidad de flujo autoelevada de  $0.369 \pm 0.001$  Jy. Las observaciones se hicieron en las dos polarizaciones circulares con un ancho de banda efectivo de 100 MHz. Los datos se editaron y calibraron siguiendo los procedimientos ordinarios para el VLA utilizando el paquete de cómputo AIPS<sup>7</sup>. El mapa de radio obtenido se muestra en la Fig. 6.

Se detectó una fuente de radio en el centro de KJPr S. Sus coordenadas ecuatoriales son:  $\alpha(1950.0) = 23^h 21^m 55^s.87 \pm 0^s.03$  y  $\delta(1950.0) = 60^\circ 41' 02'' \pm 0''.2$ . Su densidad de flujo total es de  $0.77 \pm 0.04$  mJy. Un ajuste gaussiano elipsoidal de mínimos cuadrados aplicado a la fuente da un tamaño angular deconvolucionado, a medio máximo de  $2''.8 \pm 0''.1 \times 1''.6 \pm 0''.1$ , con el eje mayor alineado a un ángulo de posición de  $45^\circ \pm 5^\circ$ .

Resulta de interés comparar el valor de  $H\beta$  esperado de las observaciones en radio, con el medido mediante espectroscopía. Considerando: (a) que la nube es ópticamente delgada en ambas longitudes de onda ( $H\beta$  y 3.5-cm), (b) una temperatura electrónica de  $T_e = 10^4$  K y (c) que la extinción es despreciable, entonces las densidades de flujo de estos dos procesos pueden relacionarse mediante la fórmula

$$S_{(3.5\text{-cm})} = 2.7 \times 10^{12} S_{(H\beta)} \quad (12)$$

---

<sup>5</sup> Observador: L. F. Rodríguez.

<sup>6</sup> Very Large Array, NRAO, Socorro, New Mexico, E.U.

<sup>7</sup> Astronomical Imaging Processing System, NRAO

donde  $S_{(3.5\text{-cm})}$  está en mJy y  $S_{(H\beta)}$  en  $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ . Dado que medimos  $S_{(3.5\text{-cm})} = 0.77$  mJy, esperamos que  $S_{(H\beta)} = 2.9 \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ , mientras que el flujo en  $H\beta$  obtenido espectroscópicamente nos da un valor de  $1.9 \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ . Por otra parte, del valor obtenido para  $C(H\beta)$ , encontramos un valor de  $E_{B-V} = 0.42$ . Estos valores nos indican que existe muy poca extinción a lo largo de la línea de visión.

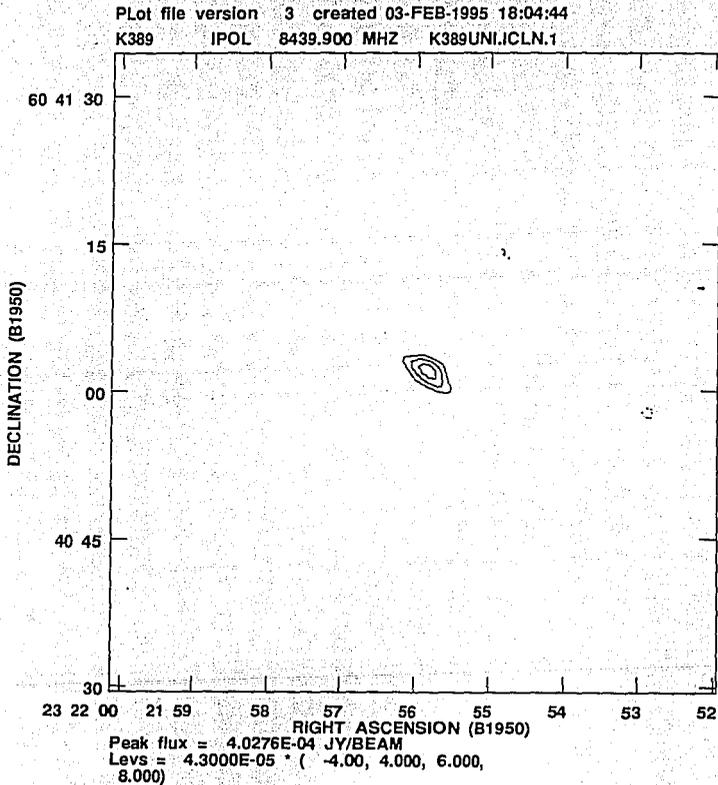


Fig. 6.- Mapa de radio a 3.5-cm de KJ Pn 8.

## IV.6 DIMENSIONES

De las imágenes en H $\alpha$  y [O III] se midió un tamaño para el centro de 3''6 y 2''8, respectivamente. El primero de éstos es muy similar a los 3''8 que presentan Acker *et al.* (1992), mientras que el segundo ajusta bastante bien con el derivado en nuestro mapa de radio, por lo que suponemos la presencia de alguna componente dispersora en H $\alpha$ . El flujo de H $\beta$  obtenido para el centro coincide bien con el valor derivado por Acker *et al.* (1991) de  $H\beta = -12.8 \pm 0.2 \text{ erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ . Sin embargo, ellos citan un tamaño angular para el centro de 13'', y corrigen sus valores medidos por esta extensión nebulosa, la cual es mayor que el tamaño de la entrada de su rendija. Debido a esto, pensamos que el diámetro de 13'' debe ser un error de impresión, ya que no vemos otra manera de explicar esas dimensiones para el centro. Por otra parte, KJPN 8 se encuentra en el plano galáctico, muy cerca de S162 cuyos filamentos del extremo sur son visibles en la esquina noroeste de la Fig. 2. S162 es un complejo H II que se encuentra localizado a 3.5 kpc (ver Christopolou, 1995 y referencias citadas ahí); dado el valor tan bajo para la extinción en KJPN 8, es muy improbable que exista una conexión física entre estos dos objetos. Considerando el valor de la extinción para KJPN 8 es de  $E_{B-V} = 0.42$  y que la extinción a selectiva promedio en el disco galáctico se escala con la distancia  $d$  al observador como  $\langle E_{B-V} \rangle / d = 0.61 \text{ mag/kpc}$  (Spitzer, 1978), preferimos adoptar la distancia al objeto de 1 kpc. De esta manera, el diámetro del centro resulta ser de  $1.4 \times 10^{-2}$  a  $1.7 \times 10^{-2}$  pc y las dimensiones de la nebulosa de  $4.1 \times 1.2 \text{ kpc}$ . La masa ionizada del centro de KJPN 8 puede estimarse en  $2.75 \times 10^{-4} M_{\odot}$ , obtenida a partir de la expresión

$$M = 11.06 F(H\beta) d^2 t^{0.88} n_e^{-1} \quad (13)$$

donde  $F(H\beta)$  es el flujo en H $\beta$  ( $10^{-11} \text{ erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ ),  $d$  la distancia al objeto (kpc),  $t$  la temperatura electrónica ( $10^4 K$ ), y  $n_e$  la densidad electrónica ( $\text{cm}^{-3}$ ) (Pottasch, 1984).



## DISCUSIONES Y CONCLUSIONES FINALES

*“A veces, la realidad parece increíble,  
y lo increíble se vuelve realidad.”*

## V.1.- BRETs Y CANDIDATOS A BRETs

En una cuidadosa revisión de la morfología aparente de las nebulosas planetarias en los catálogos de Acker *et al.* (1992), Schwarz *et al.* (1992) y la literatura reciente, seleccionamos aquellas NPs que tienen características morfológicas de eyecciones colimadas, episódicas y precesantes. Bajo estas condiciones encontramos objetos con apariencia de chorros precesantes y objetos con doble estructura bipolar. La existencia de estos últimos fue identificada por Pascoli (1990), quien en un intento de clasificación morfológica, señala dos objetos con esta característica.

Nuestra selección incluye algunas de las NPs clasificadas como *espirales* por Gurzadyan (1969), las de *simetría de punto* de Schwarz *et al.* (1992), entre otras. López *et al.* (1995c) han llamado BRETs<sup>1</sup> a los objetos que muestran esta morfología. Si bien es cierto que no todas las dobles estructuras bipolares muestran evidencias de estar formadas por chorros, es posible que la diferencia entre un flujo bipolar colimado y un chorro se deba sólo a la velocidad de eyección del material y al grado de colimación del flujo. Simulaciones numéricas para NPs, de Dwarkadas, Chevalier y Blondin (1995), reproducen ambas formas (chorros y lóbulos bipolares), cuando varían ambos parámetros. De acuerdo a su modelo, diferentes grados de colimación implican diferentes contrastes de densidad en el viento remanente de la etapa AGB.

Resultados similares se encuentran haciendo simulaciones numéricas con el *Modelo de Vientos Interactuantes*, variando también el contraste de densidad y la velocidad del viento rápido (Carrillo *et al.*, 1995).

---

<sup>1</sup> Chorros Bipolares, Rotantes y Episódicos (*Bipolar Rotating Episodic Jets*).

A continuación mostramos la lista de NPs con BRETs o posibles BRETs. Esta lista incluye el nombre más común del objeto, su número PN G, coordenadas ecuatoriales (época 2000.0) y una columna de comentarios. En esta última se escribe, por lo general, el tipo espectral (Acker *et al.*, 1992) o alguna otra característica de la estrella central. Al terminar la tabla presentamos las imágenes de cada objeto y un bosquejo donde se marcan sus características morfológicas más significativas.

Tabla 1: NPs con BRETs o candidatos a BRETs

Nombre	PN G	$\alpha$ (2000.0)	$\beta$ (2000.0)	Comentarios
IC 4634	000.3 + 12.2	17:01:33	-21:49:33	—
NGC 6445	008.0 + 03.9	17:49:15.3	-20:00:34	Espectro estelar continuo
NGC 6309	009.6 + 14.8	17:14:04	-12:54:37	—
NGC 7009	037.7 - 34.5	21:04:11	-11:21:57	O(H)
NGC 6543	096.4 + 29.9	17:58:33	+66:37:59	Of/WR(H)
KjPn 8	112.5 - 00.1	23:24:18.0	+60:57:00	Véase López <i>et al.</i> , 1995c
J 320	190.3 - 17.7	05:05:34	+10:42:21	WC
M 1-16	226.7 + 05.6	07:37:18.9	-09:38:48	Véase Schwarz, 1992b
NGC 2440	234.8 + 02.4	07:41:55.4	-18:12:33	—
M 3-1	242.6 - 11.6	07:02:50	-31:35:41	—
Fg 1	290.5 + 07.9	11:28:36	-52:56:00	Véase López <i>et al.</i> , 1993a,b
NGC 4361	294.1 + 43.6	12:24:31	-18:47:09	O(H)
NGC 5189	307.2 - 03.4	13:33:42.0	-65:58:30	OVI/WC2
He 2-123	323.9 + 02.4	15:22:20	-54:08:17	—
He 2-141	325.4 - 04.0	15:59:09	-58:23:51	—
He 2-186	336.3 - 05.6	16:59:36	-51:42:05	—
Hb 5	359.3 - 00.9	17:47:56.8	-29:59:53	Véase Cliffe <i>et al.</i> , 1995

**PAGINAS DUPLICADAS**

**64** a LA \_\_\_\_\_

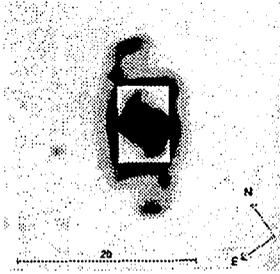


Fig. 1.- a) Imagen de IC 4634. Tomada de Schwarz et al. (1992). b) Bosquejo.

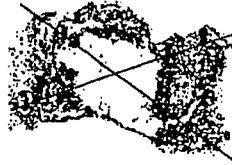
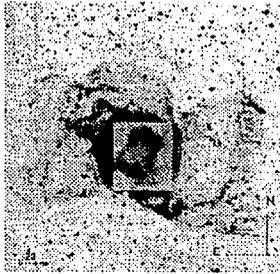


Fig. 2.- a) Imagen de NGC 6445. Tomada de Schwarz et al. (1992). b) Bosquejo.

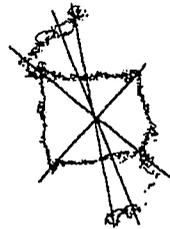
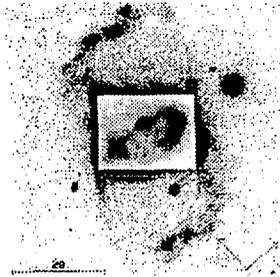


Fig. 3.- a) Imagen de NGC 6309. Tomada de Schwarz et al. (1992). b) Bosquejo.

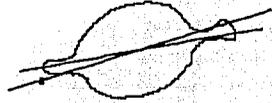
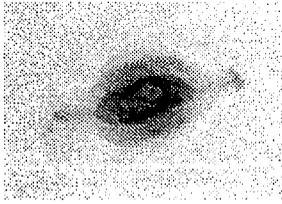


Fig. 4.- a) Imagen de NGC 7009. Cortesía de G. Jacoby/NOAO. b) Bosquejo.

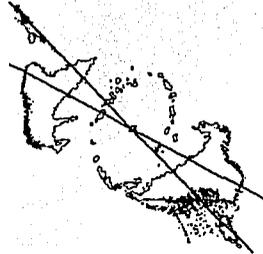
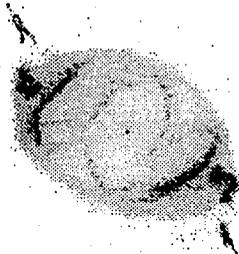


Fig. 5.- a) Imagen de NGC 6543. Tomada de <http://www.stsci.edu> b) Bosquejo.

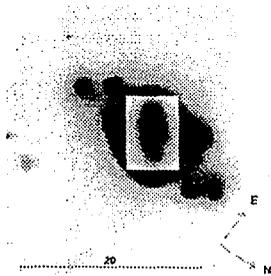


Fig. 6.- a) Imagen de J 320. Tomada de Schwarz et al. (1992). b) Bosquejo.



Fig. 7.- a) Imagen de M 1-16. Tomada de Schwarz (1992b). b) Bosquejo.

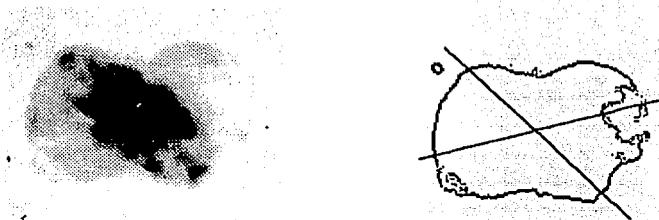


Fig. 8.- a) Imagen de NGC 2440. Cortesía de J. A. López/OAN. b) Bosquejo.

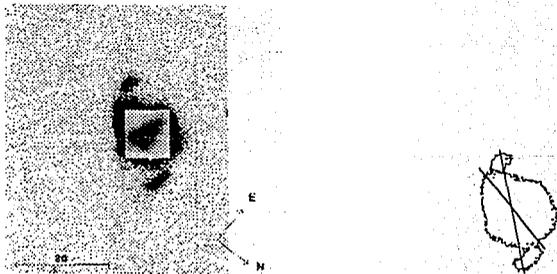


Fig. 9.- a) Imagen de M 3-1. Tomada de Schwarz et al. (1992). b) Bosquejo.

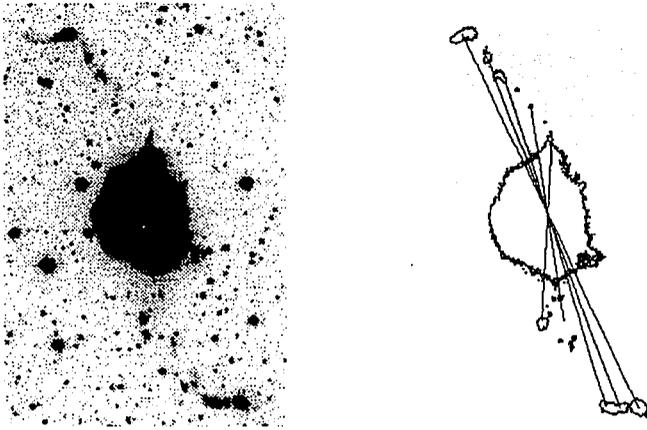


Fig. 10.- a) Imagen de Fg 1. Tomada de López et al. (1993a). b) Bosquejo.

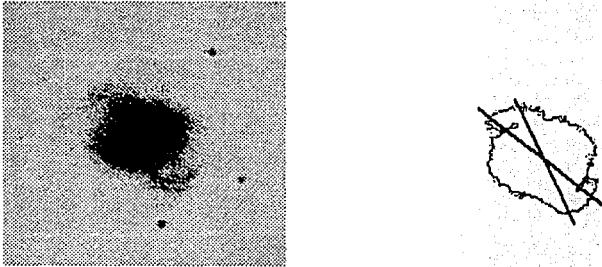


Fig. 11.- a) Imagen de NGC 4361. Tomada de Acker et al. (1992). b) Bosquejo.

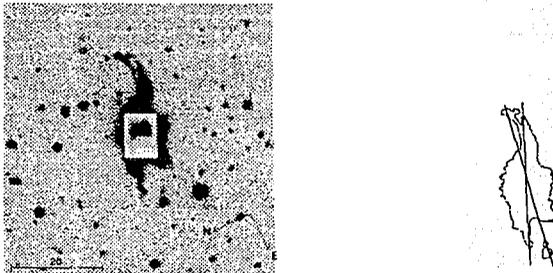


Fig. 12.- a) Imagen de He 2-123. Tomada de Schwarz et al. (1992). b) Bosquejo.

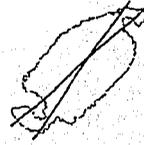
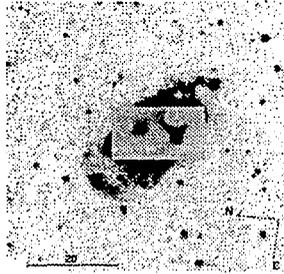


Fig. 13.- a) Imagen de He 2-141. Tomada de Schwarz et al. (1992). b) Bosquejo.

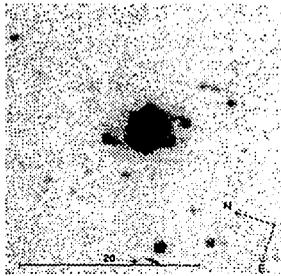


Fig. 14.- a) Imagen de He 2-186. Tomada de Schwarz et al. (1992). b) Bosquejo.

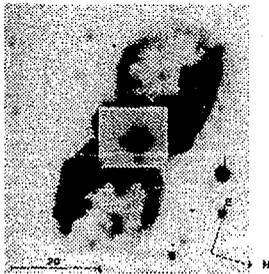


Fig. 15.- a) Imagen de Hb 5. Tomada de Schwarz et al. (1992). b) Bosquejo.

**FALTA PAGINA**

**169..a la.....**

## V.2.- DISCUSION

La presente selección de objetos no pretende ser una clasificación morfológica formal de las NPs, sino más bien, una lista de objetos cuya apariencia indica que posiblemente presentan el fenómeno BRET. Indiscutiblemente se requieren otro tipo de observaciones para poder hacer conclusiones respecto a su naturaleza. Un estudio espectroscópico detallado de las estructuras sobresalientes, con el fin de obtener un mapeo cinemático, podría decidir su inclusión definitiva en esta categoría.

En los capítulos III y IV presentamos estudios específicos sobre NGC 5189 y K<sub>j</sub>Pn 8, respectivamente. Comentarios individuales sobre algunos de los otros objetos son dados a continuación:

*IC 4634*: Este objeto es estudiado espectroscópicamente por Schwarz (1992a). Su resultado más importante es que las condensaciones que se encuentran en un mismo lado respecto a la estrella central, tienen corrimientos Doppler en direcciones contrarias. Esto se explica con los modelos que invocan la presencia de discos en el centro de este tipo de objetos (§II.2).

*NGC 6543*: Las imágenes tomadas con el HST<sup>2</sup> han sido muy reveladores para este objeto. Se puede observar claramente la presencia de chorros eyectados desde el centro de la nebulosa, además de una complicada estructura en forma helicoidal. Un detalle muy importante es que en las imágenes no se aprecia la presencia de una compañera binaria en el núcleo, a pesar de la alta resolución espacial de este instrumento.

---

<sup>2</sup> Hubble Space Telescope.

*M 1-16*: Este objeto fue estudiado por Schwarz (1992b) en el óptico, infrarrojo y milimétrico. Muestra evidencia de múltiples eyecciones de material en forma bipolar con un ligero cambio en la orientación. De su estudio concluye que se trata de una nebulosa protoplanetaria con núcleo binario. Es notable la semejanza morfológica de este objeto con K<sub>j</sub>Pn 8 (Capítulo IV).

*NGC 2440*: Este objeto muestra evidencia de dos eyecciones bipolares con ejes mayores diferentes. Sobre uno de estos sistemas bipolares se puede apreciar la presencia de dos chorros simétricos que rematan el extremo de los lóbulos. Aún no existe un estudio detallado al respecto.

*Fleming 1*: Este objeto parece ser el prototipo de los BRETs. Su descubrimiento en imagen directa y su posterior estudio cinemático no dejan lugar a dudas de que las eyecciones que se han producido en esta nebulosa, provienen de una fuente que se encuentra en un movimiento giratorio, arrojando chorros de material a muy alta velocidad (véanse López *et al.*, 1993a, 1993b, y Palmer *et al.*, 1995).

*He 2-123*: Schwarz (1992a) también realiza un estudio espectroscópico de esta nebulosa, clasificándola como de *velocidad media* ( $40 \text{ km s}^{-1} < 2V_{\text{exp}} \leq 100 \text{ km s}^{-1}$ ). Además menciona la presencia de estructuras con *simetría de punto* pero no discute en detalle este comentario. Una característica notable en He 2-123 es que sólo en uno de los lados se aprecia de manera evidente el filamento espiral característico de estos objetos. Incluso pareciera ser un filamento doble.

*Hb 5*: Schwarz (1992a) señala que este objeto, al mismo tiempo que puede considerarse como una NP Bipolar, también presenta *simetría de punto*, ya que uno de los lados de cada lóbulo, muestra un exceso de brillo comparado con el lado opuesto. Cliffe *et al.* (1995)

encuentran que ésto puede tener su origen en eyecciones del tipo de chorros precesantes. Sus experimentos numéricos indican que los diferentes *choques a proa* de la cabeza de cada chorro, pueden formar una estructura envolvente que llega a tomar la forma bipolar.

### V.3.- CONCLUSIONES FINALES

- 1) Se reporta la existencia de una doble estructura bipolar en NGC 5189, cuyos ejes de simetría tienen orientaciones diferentes. Su morfología se explica bajo el marco de los BRETs, considerando que éstos no necesariamente se originan por la eyección de chorros, sino también por la de flujos menos colimados. Se encuentra una aparente sobreabundancia de nitrógeno, respecto a hidrógeno, en las condensaciones y filamentos. Dado que sus espectros no corresponden con los esperados para el enfriamiento de una onda de choque, se sugiere que estas estructuras son eyecciones de material denso, arrojadas por la estrella central en etapas diferentes a la eyección de las burbujas, lo cual vendría a reafirmar la hipótesis de eyecciones episódicas en este objeto.
- 2) Se reporta el descubrimiento de una complicada estructura nebulosa asociada a la nebulosa planetaria KJPn 8. Este objeto fue descubierto dentro del programa observacional al que pertenece la presente tesis. Se presenta un mosaico de nueve imágenes en  $H\alpha$ , que cubren en su totalidad la estructura nebulosa, además de imágenes de la parte central en otros filtros de banda angosta. También se realiza un estudio espectroscópico, enfatizando las condiciones físicas del centro del objeto. Se estudian dos espectros del centro de la nebulosa. Se determina su temperatura y densidad electrónicas, suponiendo que satisface las condiciones del caso B de recombinación radiativa. Se obtienen también sus abundancias, encontrándose una sobreabundancia de He y S en la nebulosa. Los espectros de otras zonas brillantes no son analizados detalladamente, pero tienen apariencia de provenir del enfriamiento de gas chocado. Finalmente se muestran observaciones en radiocontinuo (3.6-cm) encontrando una emisión en la parte central del objeto, mostrando una forma elongada alineada con el

eje mayor de la contraparte visible. Se desconoce la naturaleza de este objeto, pero presenta la apariencia de al menos dos eyecciones bipolares colimadas y con diferente eje de simetría, por lo que también son consideradas como BRETs.

- 3) El fenómeno BRET aparece en diferentes objetos astrofísicos. El presente estudio trata de hacer una recopilación de las NPs que tienen BRETs, y las que morfológicamente muestran evidencia de ser candidatos a BRETs. Estos últimos requieren estudios adicionales para discernir su naturaleza. Las hipótesis más aceptadas involucran una colimación producida por efectos de binaridad en el núcleo de estos objetos, aunque otros mecanismos aún no han sido descartados como las fuentes o como coadyuvantes en la producción de este fenómeno.

## BIBLIOGRAFIA

- Acker A., Ochsenbein F., Stenholm B., Tylenda R., Marcout J., Schohn C., 1992, *Strasbourg-ESO Catalogue of Galactic Planetary Nebulae.*, (ESO:Munich)
- Allen C. W., 1976. *Astrophysical Quantities*, (The Athlone Press:London)
- Baker J. G. y Menzel D. H., 1938, *Ap. J.*, **88**, 52
- Balick B., 1987, *Astron. J.*, **94**, 671
- Balick B., Preston H. L. e Icke V., 1987, *Astron. J.*, **94**, 1641
- Balick B., Rugers M., Terzian Y. y Chengalur J. M., 1993, *Ap. J.*, **411**, 778
- Balick B., Perinotto M., Maccioni A., Terzian Y. y Hajian A., 1994, *Ap. J.*, **424**, 800
- Barral J. F. y Cantó J., 1981, *Rev. Mexicana Astr. Astrof.*, **5**, 101
- Bianchi L., Recillas E. y Grewing M., 1989, en *IAU Symp. 131*, ed. Torres-Peimbert S. (Reidel:Dordrecht), p.307
- Biretta J. A., Stern C. P. y Harris D. E., 1991, *Astron. J.*, **94**, 1641
- Bobrowsky M., Zijlstra A. A., Grebel E. K., Tinney C. G., te Lintel Hekkert P., Van de Steene G. C., Likkell L. y Bedding T. R., 1995, *Ap. J. (Lett.)*, **446**, L89
- Bohigas J., López J. A. y Aguilar L., 1994, *A&A*, **291**, 595
- Boksenberg, A., *et al.*, 1992, *A&A*, **261**, 393
- Bond H. y Livio M., 1990, *Ap. J.*, **355**, 568
- Brocklehurst M., 1971, *MNRAS*, **153**, 471
- Carrillo M., Venegas B., Vázquez R. y Ayala S., 1995, en preparación.
- Cerruti-Sola M. y Perinotto M., 1985, *Ap. J.*, **291**, 237
- Chevalier R. A. y Luo D., 1994, *Ap. J.*, **421**, 225
- Chu Y.-H., Jacoby G. H. y Arendt R., 1987, *Ap. J. Suppl.*, **64**, 529

- Clegg R. E. S., 1987, *MNRAS*, **229**, 31p
- Cliffe J. A., Frank A., Livio M. y Jones T. W., 1995, *Ap. J. (Lett.)*, **447**, L49
- de Freitas Pacheco J. A., Maciel W. J., Costa R., Barbuy B., 1991, *A&A*, **250**, 159
- Dufour R. J., 1984, en *IAU Symp. 108*, van der Bergh S. y de Boer K. S. eds. (Kluwer:Dordrecht), p.353
- Dwarkadas V. V., Chevalier R. A. y Blondin J. M., 1995, aceptado para publicación en *Astrophys. J.*
- Gieseeking F., Becker I. y Solf J., 1985, *Ap. J. (Lett.)*, **295**, L17
- Gravesse N. y Anders E., 1989, en *AIP Conf. Proc. 183*, ed. Waddington C. J. (Am. Inst. Phys.:New York), p.1
- Gravesse N., Lambert D. L., Sauval A. J., van Dishoeck E. F., Framer C. B. y Norton R. H., 1990, *A&A*, **232**, 225
- Gravesse N., Lambert D. L., Sauval A. J., van Dishoeck E. F., Framer C. B. y Norton R. H., 1991, *A&A*, **242**, 488
- Gurzadyan G. A., 1969, *Planetary Nebulae*, (Gordon & Breach, Sc. Pub., Inc.:New York)
- Gurzadyan G. A. y Egikyan A. G., 1991, *Astrophys. & Space Sci.* **181**, 73
- Harrington J. P. y Borkowski K. J., 1994, *Bull. Am. Astr. Soc.*, **26**, 1469
- Hartigan P., Raymond J. y Hartmann L., 1987, *Ap. J.*, **316**, 323
- Howarth I. D. y Murray J., 1988, SERC, Starlink User Note No. 50
- Hummer D. G. y Storey P. J., 1987, *MNRAS*, **224**, 801
- Icke V., Balick B. y Frank A., 1992, *A&A*, **253**, 224
- Kaler J., 1974, *Astron. J.*, **79**, 594
- Kazarian M. A. y Parsamian E. S. P., 1971, *Astron. Tsirk.*, **602**, 6

- Kingsburgh R. L. y Barlow M. J., 1994, *MNRAS*, **271**, 257
- Kohoutek L., 1972, *A&A*, **16**, 291
- Kohoutek L., 1977, en *IAU Symp. 76*, ed. Terzian Y. (Reidel:Dordrecht), p.47
- Kwok S., Purton C. R. y FitzGerald P. M., 1978, *Ap. J.*, **219**, L125
- Leene A. y Pottasch S. R., 1988, *A&A*, **202**, 203
- Livio M. y Soker N., 1988, *Ap. J.*, **329**, 764
- López J. A., Falcón L. H., Ruiz M. T. y Roth M., 1991, *A&A*, **241**, 526
- López J. A., Roth M. y Tapia M., 1993a, *A&A*, **267**, 194
- López J. A., Meaburn J. y Palmer J., 1993b, *Ap. J. (Lett.)*, **415**, L135
- López J. A., Gutiérrez L. y Valdez J., 1995a, *Ser. Rep. Téc.*, IA-UNAM, MU-95-01
- López J. A., Meaburn J., Carling D. y Murillo J.M., 1995b, *Ser. Rep. Téc.*, IA-UNAM, MU-95-02
- López J. A., Vázquez R. y Rodríguez L. F., 1995c, sometido a *Astrophys. J. (Lett.)*
- Lutz J. H. y Lane N. J., 1989, en *IAU Symp. 131*, ed. Torres-Peimbert S. (Reidel:Dordrecht), p.462
- Marziani P., 1995, *Ser. Rep. Téc.*, IA-UNAM, CI-95-04
- Miranda L. F. y Solf J., 1992, *A&A*, **260**, 397
- Morris M., 1987, *PASP*, **99**, 1115
- Osterbrock D. E., 1989, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*, (University Science Books:Mill Valley)
- Palmer J., López J. A., Meaburn J. y Lloyd H. M., 1995, *Astron. and Astrophys.* en prensa

- Pascoli G., 1990, *A&A*, **232**, 184
- Pascoli G., 1992, *PASP*, **104**, 350
- Peimbert M. y Serrano A., 1980, *Rev. Mexicana Astr. Astrof.*, **5**, 9
- Peimbert M. y Torres-Peimbert S., 1983, en *IAU Symp. 103*, ed. Flower D. R. (Reidel:Dordrecht), p.233
- Peimbert M., Sarmiento A. y Fierro J., 1991, *PASP*, **103**, 815
- Phillips J. P. y Reay N. K., 1983, *A&A*, **117**, 33
- Pottasch S. R., 1984, *Planetary Nebulae*. (Reidel:Dordrecht)
- Raga A. C. y Biro S., 1993, *MNRAS*, **264**, 758
- Reay N. K., Atherthon P. D. y Taylor K., 1984, *PASP*, **206**, 71
- Reipurth B., 1987, *Nature*, **325**, 787
- Reipurth B. y Heathcote S., 1993, en *Astrophysical Jets*, ed. Burgarella D., Livio M. y O'Dea C. (Cambridge:Cambridge Univ. Press), p. 35
- Reyes M., 1995. comunicación personal.
- Riera A., García-Lario P., Manchado A., Pottasch S. R. y Raga A. C., 1995, aceptado para publicación en *Astron. and Astrophys.*
- Sabbadin F., Minello S. y Bianchini A., 1977, *A&A*, **60**, 147
- Sabaddin F., 1986, *A&A Suppl. Ser.*, **65**, 301
- Schwarz H. E., 1992a, en *2nd ESO/CTIO Workshop on Mass Loss on the AGB and beyond*, p.223
- Schwarz H. E., 1992b, *A&A*, **264**, L1
- Schwarz H. E., Corradi R. L. M. y Melnick J., 1992, *A&A Suppl. Ser.*, **96**, 23

- Smith L. F. y Aller L. H., 1969, *Ap. J.*, 157, 1245
- Soker N. y Livio M., 1989, *Ap. J.*, 339, 268
- Soker N., 1992; en *2nd ESO/CTIO Workshop on Mass Loss on the AGB and beyond*, p.18
- Soker N. y Livio M., 1994, *Ap. J.*, 421, 219
- Vázquez R., López J. A. y Roth M., 1995, en preparación.
- Zijlstra A. A., Pottasch S. R. y Bignell C., 1989, *A&A Suppl. Ser.*, 79, 329