



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO
PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

**ESTUDIO FÍSICO DE LA NEBULOSA
PLANETARIA IC 972**

PARA OPTAR EL GRADO DE
MAESTRO EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

PRESENTA
FEDERICO SOTO BADILLA

DIRECTOR DE TESIS:
Dr. Roberto Vázquez Meza, Instituto de Astronomía, UNAM

CODIRECTOR DE TESIS:
**Dr. Luis Felipe Miranda Palacios, Instituto de Astrofísica de
Andalucía, CSIC (España)**

Ensenada, B.C. febrero 2023



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

RESUMEN

Estudio Físico de la Nebulosa Planetaria IC 972

Se realizó un estudio físico de la Nebulosa Planetaria IC 972. Fueron utilizadas observaciones de alta y baja dispersión obtenidas en el Observatorio Astronómico Nacional de la Sierra de San Pedro Mártir. Para llevar a cabo la reducción, procesamiento e interpretación de los datos, se utilizaron rutinas de IRAF (calibración de los espectros), MEZTOOLS (obtención de diagramas PV), SHAPEX (realizar el modelo 3D) y ANNEB (cálculo de los parámetros físicos). Se realizó un modelo morfocinemático al cual se le extrajeron espectros sintéticos que se compararon con observaciones de alta resolución. Como resultado, se encontró que IC 972 posee un cascarón externo de baja excitación con forma esférica deformada por distintos protuberancias y valles, mientras que en el centro se encuentra un cascarón de alta excitación. En este estudio se estimó que IC 972 posee una velocidad de expansión máxima para el cascarón externo de [N II] de $v_{\text{exp}} = 26 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$ y para el cascarón interno de [O III] de $v_{\text{exp}} = 15 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$. También se obtuvo una velocidad sistémica para ambos cascarones de $v_{\text{sys}}^{\text{LSR}} = -18 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ ($v_{\text{sys}}^{\text{HEL}} = -23 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$). Para la edad cinemática se tiene un valor de $\tau_k = 9,900 \pm 2,400$ años para el cascarón externo y $\tau_k = 4,200 \pm 1,700$ años para el cascarón interno. Se calculó también las abundancias iónicas, temperaturas electrónicas y densidades electrónicas de nueve regiones de IC 972. De acuerdo con nuestro análisis, el origen de la morfología y las estructuras presentes en IC 972 podría estar ligado a la evolución de un sistema estelar binario, tal como en muchos otros casos de morfologías con cierto grado de complejidad.

Agradecimientos

A los Drs. Roberto Vázquez Meza y Luis Felipe Miranda Palacios por su apoyo, paciencia, buena actitud y disposición en todo momento. Gracias por aportar a este trabajo con sus comentarios y sugerencias.

Al Dr. Lorenzo Olgún Ruiz por ayudarme a realizar una parte importante de esta tesis.

Al Dr. Marco Antonio Gómez Muñoz por hacer uso de MEZTOOLS en este trabajo.

A mi familia y amigos que estuvieron conmigo en este proceso.

Al Dr. Michael Gerard Richer, Laurence Sabin, Ma. Teresa García Díaz, Gerardo Ramos Larios y Jeasús Alberto Toalá Sanz por aceptar ser sinodales de esta tesis y apoyarme con sus comentarios y sugerencias. Al Instituto de Astronomía de la Universidad Nacional Autóno-

ma de México (UNAM) por permitirme el uso de sus recursos e infraestructura durante el desarrollo de la tesis.

A CONACyT por la beca concedida a través del programa de posgrado.

Investigación realizada gracias al Programa UNAM-PAPIIT IN106720.

Índice

1. Introducción	1
1.1. Nebulosas Planetarias	1
1.2. Clasificaciones	3
1.2.1. Clasificación morfológica	3
1.2.2. Clasificación por composición química	6
1.2.3. Clasificación por clase de excitación	7
2. Marco Teórico	9
2.1. Evolución de las estrellas de masa baja e intermedia	9
2.2. Rama Asintótica Gigante (AGB)	11
2.3. Fundamentos de la espectroscopía	12
2.4. Cinemática de Nebulosas Planetarias	14
2.4.1. Efecto doppler	14
2.4.2. Velocidad Sistémica	15
2.4.3. Edad Cinemática	15
2.5. Parámetros físicos	16
2.5.1. Corrección de flujos por extinción	16
2.5.2. Temperatura electrónica	16
2.5.3. Densidad electrónica	17
2.5.4. Abundancias iónicas	18
3. Observaciones	21
3.1. La Nebulosa Planetaria IC 972	21
3.2. Observatorio e instrumentación	23
3.2.1. Telescopio de 2.1 m	23
3.2.2. Telescopio de 1.5 m	24
3.2.3. Manchester Echelle Spectrograph (MES)	24
3.2.4. Espectrógrafo Boller & Chivens (B&Ch)	25
3.2.5. Detectores	27
3.3. Imágenes Directas	28
3.4. Procesamiento de datos espectroscópicos	28
3.4.1. Especificaciones técnicas	29
3.4.2. Espectroscopía de alta dispersión	32
3.4.3. Espectroscopía de baja dispersión	33

4. Resultados	36
4.1. Imágenes directas	36
4.2. Diagramas Posición-Velocidad (PV)	37
4.2.1. Temporada abril de 2001	38
4.2.2. Temporada junio de 2004	39
4.2.3. Temporada julio de 2008	40
4.2.4. Temporada junio de 2010	40
4.2.5. Temporada abril de 2015	41
4.3. Parámetros cinemáticos	43
4.4. Parámetros físicos	43
4.5. Abundancias químicas	44
5. Discusión	50
5.1. Modelo morfocinemático	50
5.2. Origen de IC 972	56
6. Conclusiones	58

Índice de tablas

3.1. Especificaciones técnicas utilizadas durante las seis temporadas de observación de este estudio.	29
3.2. Especificaciones técnicas utilizadas durante las seis temporadas de observación de este estudio.	29
4.1. Parámetros físicos de IC 972 obtenidos con las zonas de extracción correspondientes a la rendija 1 de las observaciones de baja dispersión.	43
4.2. Parámetros físicos de IC 972 obtenidos con las zonas de extracción correspondientes a la rendija 2, 3, 4 y 5 de las observaciones de baja dispersión.	44
4.3. Flujos de referencia de $H\beta$ para las distintas regiones de la NP.	46
4.4. Intensidades intrínsecas en unidades de $F_{H\beta}$ para cada línea de emisión en las diferentes regiones extraídas de la rendija 1. f_λ corresponde a la ley de extinción de Cardelli et al. (1989). Los errores fueron obtenidos con el límite superior mencionado previamente en esta sección.	47
4.5. Intensidades intrínsecas en unidades de $F_{H\beta}$ para cada línea de emisión en las diferentes regiones extraídas de las rendijas 2, 3, 4 y 5. f_λ corresponde a la ley de extinción de Cardelli et al. (1989). Los errores fueron obtenidos con el límite superior mencionado previamente en esta sección.	48
4.6. Abundancias de distintos iones comparadas con la abundancia de H^+ en las regiones de la rendija 1.	49
4.7. Abundancias de distintos iones comparadas con la abundancia de H^+ en las regiones de las rendijas 2, 3, 4 y 5.	49

Capítulo 1

Introducción

1.1. Nebulosas Planetarias

Una nebulosa planetaria (NP) es una envoltente gaseosa en expansión que está siendo ionizada por una estrella central con una temperatura efectiva en el rango de $30,000 < T_{\text{eff}} < 300,000 \text{ K}$ y cuya masa inicial se encuentra entre $0.8 < M < 8 M_{\odot}$. El origen de las NPs está relacionado con las variaciones que suceden durante la permanencia de la estrella central en la rama asintótica gigante (AGB, por sus siglas en inglés *asymptotic giant branch*) en las cuales el núcleo se contrae y las capas externas se expanden haciéndolas inestables, ocasionando que parte del material pueda escapar debido al viento estelar. Una vez perdidas las capas externas sólo queda un núcleo de C y O con masa aproximada entre 0.3 y $1.4 M_{\odot}$ (Kepler et al. 2016). Este valor dependerá de la masa inicial de la estrella. Dicho material eyectado será ionizado por la estrella central, dando origen a una NP. En ocasiones el máximo de la distribución espectral de energía de una estrella central de NP (CSPN, por sus siglas en inglés *central star of planetary nebula*) se encuentra en el ultravioleta lejano, por lo que es posible que llegue a ser un objeto muy débil en el visible e incluso a no poder verse. Este cascarón formado alrededor continuará en expansión con una velocidad típica de $\sim 25 \text{ km s}^{-1}$ (Osterbrock y Ferland 2006). Eventualmente la densidad del gas caerá haciendo que la NP lentamente vaya desapareciendo dejando atrás a una enana blanca (WD, por sus siglas en inglés *white dwarf*).

Una NP típica tiene un radio de 1 año luz (0.3 pc ; Mathis 2022), una densidad electrónica de 10^2 a 10^4 cm^{-3} (Osterbrock y Ferland 2006) y una temperatura electrónica aproximada de $10,000 \text{ K}$ (LeBlanc 2010). Los espectros de estos objetos astronómicos poseen líneas de recombinación de H y He, así como líneas colisionalmente excitadas de C, N, O, Ne, Mg, Si, S, Cl, Ar, entre otros. Se estima que, en promedio, la duración de la fase NP puede ir de $16,000$ años a $26,000$ años (Jabob et al. 2013) antes de que el gas se difumine en el medio interestelar (ISM, por sus siglas en inglés *interstellar medium*). Las morfologías que presentan dependerán de distintos factores como la presencia de campo magnético, interacciones con el ISM, rotación de la estrella, la naturaleza binaria de la estrella central, entre otros, por lo que conocer y estudiar la morfología de NPs nos da información de la evolución de la estrella central así como del medio circundante a ésta (e.g. García-Segura et al. 2020, Villaver et al. 2012, Vlemmings et al. 2018, Bermúdez-Bustamante et al. 2020).

La primera NP fue observada en 1764 por Charles Messier mientras miraba la constelación Vulpecula en la cual vio un objeto nebuloso “sin estrella” y de apariencia ovalada (Messier y Bevis 1771) que posteriormente formaría parte de su catálogo de objetos no estelares como el objeto número 27 (M27) y que hoy es conocido como la *Dumbbell Nebula*. El nombre “nebulosa planetaria” fue acuñado por Herschel (1784) al encontrar que la apariencia verdosa de NGC 7009 era similar a los planetas externos del sistema solar y fue también él quien en 1791 propuso que la energía de estos objetos provenía de una estrella cercana. A principios del siglo XX se creía que, dadas las altas temperaturas, las NPs eran de objetos estelares jóvenes, sin embargo, Curtis (1918) encontró con estudios de velocidades que eran más similares a objetos estelares tardíos. Hoy en día el nombre es meramente histórico ya que sabemos que no tiene una relación directa con los planetas pues mejores métodos de observación permitieron conocer su verdadera naturaleza. Un ejemplo de esto es la espectroscopía que nos permitió por primera vez, por Huggins y Miller (1864), observar que el espectro de una NP está constituido por líneas de emisión y no por un continuo como es el caso de las estrellas y las nebulosas de reflexión.

El primer catálogo exclusivo para NPs fue hecho por Curtis (1918), donde se incluyeron 78 objetos. Posteriormente Vorontsov-Velyaminov (1959) elevó la cifra hasta 134 NPs. El número llegó a más de 1000 objetos en el catálogo de Perek y Kohoutek (1967). Conforme las observaciones ampliaban la capacidad de detectar más líneas espectrales, los catálogos se han hecho cada vez más robustos. En 1992 el catálogo *Strasbourg-ESO Catalogue of Galactic Planetary Nebulae* (Acker et al. 1991) ya contaba con 1,143 objetos confirmados, 347 candidatos y 330 objetos clasificados erróneamente como NPs. Hoy día este número es mayor, teniendo 2,696 confirmados, 458 objetos similares y 703 posibles NP (Parker et al. 2016). Frew et al. (2016) realizaron una estimación a partir de la cual se encuentra que el número de NPs descubiertas hasta ahora representan del 15 al 30 % del total de NPs en nuestra galaxia, lo que da como resultado $\simeq 9,000$ a $\simeq 18,000$ NPs (utilizando solamente los objetos confirmados).

Por otra parte, las primeras cinco NPs observadas en otra galaxia fueron detectadas por Baade (1955) al estudiar la galaxia de Andrómeda (M31). De igual forma el número de estos objetos en M31 siguió aumentando con el tiempo y hoy día se conocen más de 4000 NPs en ella (Bhattacharya et al. 2019).

Las NPs juegan un papel sumamente importante en el enriquecimiento químico del ISM, una vez que los elementos creados por reacciones nucleares a lo largo de la existencia de la estrella son expulsados al medio circundante durante su estadía como estrella AGB. Algunos elementos esenciales para la vida (C, O, N, etc.) forman parte de este enriquecimiento, por lo que las NPs son objetos merecedores de estudio e imprescindibles para nuestra existencia, en el contexto astrobiológico.

1.2. Clasificaciones

1.2.1. Clasificación morfológica

Si bien la idea inicial es que en general las NPs provienen principalmente de una pérdida de masa con simetría esférica durante su permanencia en la etapa AGB (S. Kwok et al. 1978), las observaciones indican que la mayoría de las NPs no son esféricas y presentan distintas formas donde dominan estructuras bipolares y multipolares (e.g. Schwarz et al. 1992, Manchado et al. 1996, Sahai et al. 2011). Tener una clasificación en base a la morfología es una herramienta importante que permite proponer mecanismos de pérdida de masa, o que influyen en ella, para explicar la formación de este tipo de estructuras (Sahai et al. 2011). Existen distintos artículos donde se presentan clasificaciones morfológicas simples (e.g., Zuckerman y Aller 1986), sin embargo, éstas son previas a observaciones espaciales, lo que provoca que la resolución esté limitada por el efecto de la atmósfera y haya detalles, sobre todo en NPs jóvenes, que no fueron tomadas en cuenta. Un ejemplo de esto es la clasificación propuesta por Balick (1987) realizada con observaciones terrestres con el telescopio de 2.1 m en el observatorio nacional de Kitt Peak (KPNO, por sus siglas en inglés *Kitt Peak National Observatory*) en la cual se catalogaron cuatro clases: redondas, elípticas, bipolares (*Butterfly*) e irregulares, que a su vez dependen de la etapa evolutiva en la cual se encuentra la NP (temprana, media y tardía), como se muestra en la Fig. 1.1.

También existe la clasificación morfológica utilizada en el catálogo HASH (Hong Kong/ AAO/ Strasbourg H α planetary nebula database; Parker et al. 2016), en el cual se toman en cuenta una mayor cantidad de objetos de distintas procedencias. Sin embargo, la clasificación que se presentará a continuación comparte clases morfológicas y cuenta con una gran cantidad de características secundarias que permiten clasificar de manera más detallada los objetos. Por estas razones se utiliza en este estudio la clasificación propuesta en Sahai et al. (2011), donde se estudian 199 NPs jóvenes, con observaciones espaciales obtenidas con el Hubble Space Telescope y con alta resolución espacial, para poder crear un esquema más completo. Aquí se contemplan las clases primarias, es decir, la forma general de la NP, y se pueden agregar características secundarias que nos hablan de las diferentes estructuras que podemos encontrar en ellas.

Clase primaria

A continuación se presentan las clases primarias para la morfología de las NPs, las cuales son denotadas con una letra mayúscula.

- **Bipolar (B):** son objetos que tienen dos lóbulos principales diametralmente opuestos respecto a la estrella central. Estos objetos generalmente poseen una zona angosta alrededor del centro.
- **Multipolar (M):** se trata de objetos que tienen dos o más lóbulos primarios cuyos ejes no están alineados.

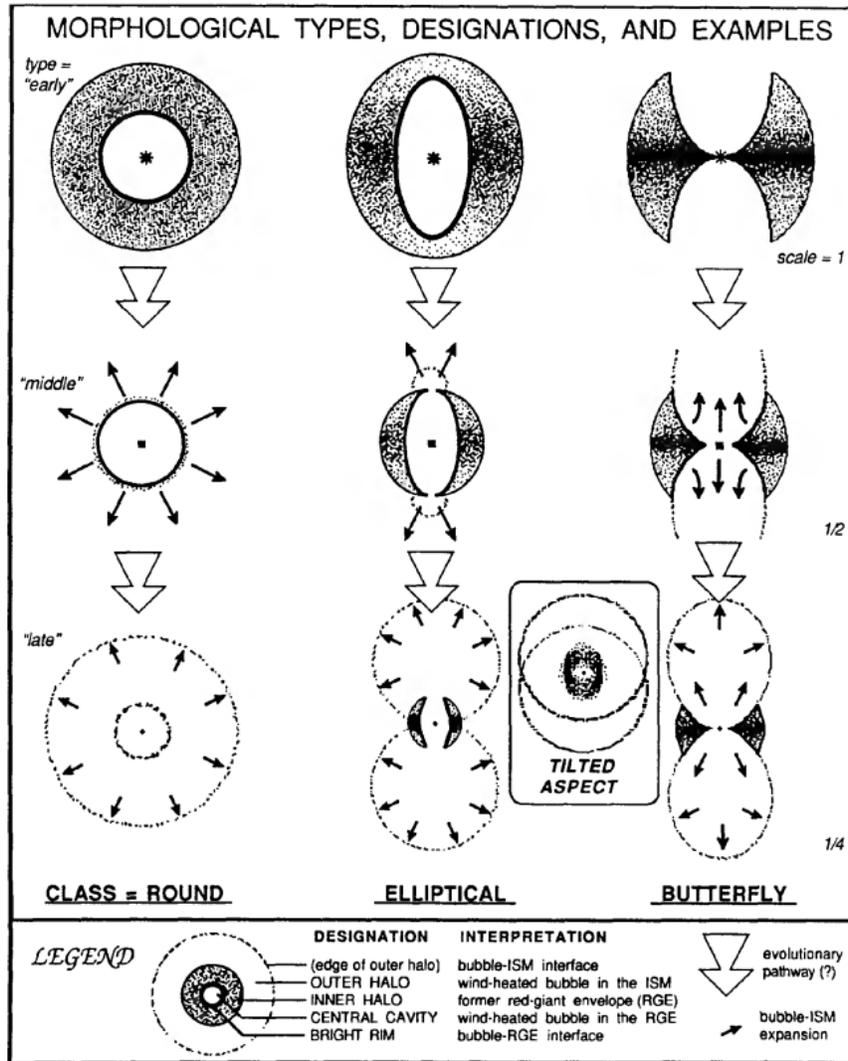


Figura 1.1: Clasificación morfológica presentada en Balick (1987).

- **Elongada (E):** aquí tenemos objetos que están elongados respecto un eje específico. Su proyección en el cielo asemeja a una elipse, en la cual tenemos un semieje menor y uno mayor.
- **Irregular (I):** hablamos de objetos de los cuales no podemos observar lóbulos o estructuras en forma de cascarones de manera obvia. No presentan alguna simetría axial o puntual.
- **Redonda (R):** hace referencia a los objetos esféricos, es decir, que tiene una alta simetría esférica. Si bien es la clase primaria más sencilla, son objetos raros de encontrar debido a su bajo brillo superficial. Sin embargo, estudios recientes han encontrado un mayor cantidad de NPs con esta morfología (e.g. Sabin et al. 2014).

- **Par de lóbulos colimados (L):** estos objetos, a diferencia de los bipolares, poseen lóbulos colimados que no tienen una zona angosta alrededor de su centro.
- **Espiral (S):** en esta clase encontramos objetos cuya proyección en el cielo de su estructura nebulosa más prominente cuenta con la forma de dos brazos espirales.

Algunos ejemplos de las distintas clases primarias se presentan en la Fig. 1.2.

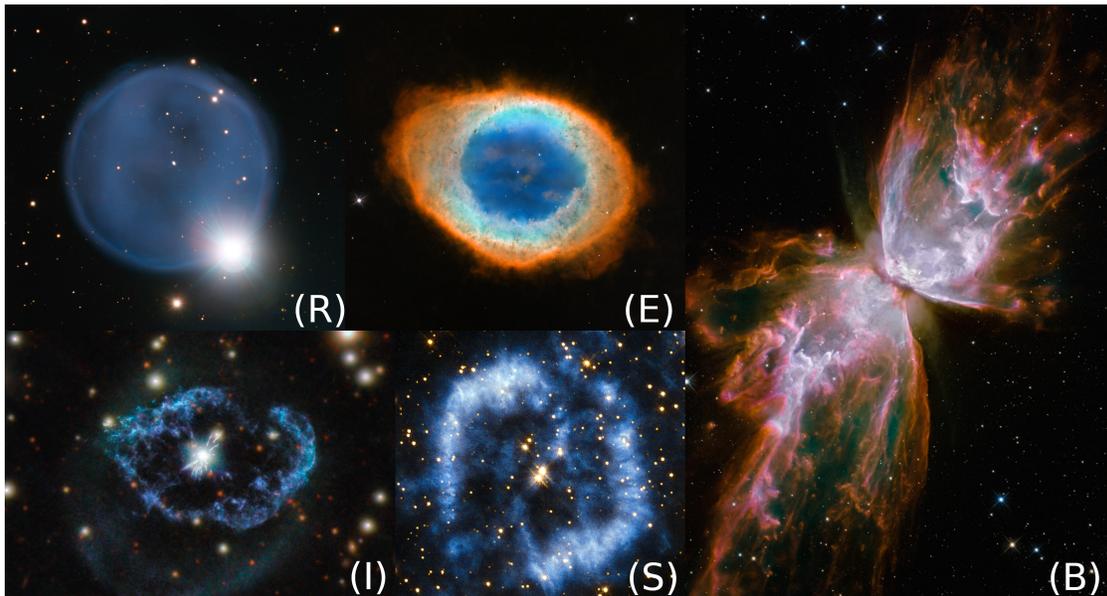


Figura 1.2: Imágenes de NPs de cinco clases primarias de la clasificación de Sahai et al. (2011). Imágenes obtenidas de: <https://www.eso.org/public/> y <https://www.esa.int/>

Características secundarias

A diferencia de las clases primarias, éstas son denotadas por letras minúsculas que acompañan a la letra principal (mayúscula). Las letras minúsculas hacen referencia a las características de distintas regiones de la NP, así como de las estructuras presentes (Fig. 1.3), entre las que se encuentran: lóbulos abiertos (o) o cerrados (c), apariencia de la región central de la NP, localización de la estrella central, morfología de la simetría puntual (si es que existe), características del halo (si es que posee), entre otras, que ayudan a caracterizar de manera minuciosa a cada NP de una muestra.

Existen otras clasificaciones morfológicas (e.g. Parker et al. 2016) las cuales coinciden en buena manera en las características primarias, sin embargo, se opta por la clasificación previamente presentada debido a que toma en cuenta más aspectos, pudiendo así clasificar NPs de manera más precisa.

Lobes	
o	Lobes open at ends
c	Lobes closed at ends
Central Region	
w	Central region is (relatively) dark and shows an obscuring waist
t	Central region is bright and has a toroidal structure
bcr	Central region is bright and barrel shaped
bcr(c)	Barrel has closed ends
bcr(o)	Barrel has open ends
bcr(i)	Irregular structure present in barrel interior
Central Star	
*	Central star evident in optical images
*(nnn)	Star is offset from the center of symmetry of one or more nebular structures, <i>nnn</i> is maximum offset in milliarcsec
Other Nebular Characteristics	
an	Ansaes
ml	Minor lobes
sk	A skirt-like structure around the primary lobes
ib	An inner bubble inside the primary nebular structure
wv	A patterned structure, such as a weave or a mottling
rg	Rings projected on lobes
rr	Radial rays
pr	One or more pairs of diametrically opposed protrusions on the primary geometrical shape
ir	Additional unclassified nebular structure lacking symmetry, not covered by the primary or secondary classifications
Point Symmetry	
ps(m)	Due to the presence of two or more pairs of diametrically opposed lobes
ps(an)	Due to diametrically opposed ansae
ps(s)	Overall geometric shape of lobes is point symmetric
ps(t)	Waist has point-symmetric structure
ps(bcr)	Barrel-shaped central region has point-symmetric structure
ps(ib)	Inner bubble has point-symmetric structure
Halo	
h	Halo (relatively low-surface brightness diffuse region around primary nebular structure) is present
h(e)	Halo has elongated shape
h(i)	Halo has indeterminate shape
h(a)	Halo has centro-symmetric arc-like features
h(sb)	Halo shows searchlight beams
h(d)	Halo has a sharp outer edge, or shows a discontinuity in its interior

Figura 1.3: Características secundarias de la clasificación de Sahai et al. (2011).

1.2.2. Clasificación por composición química

Esta clasificación se llevó a cabo revisando distintas observaciones en el rango espectral visible de NP galácticas y considerando las abundancias de H, He, C, N, O y Ne (Peimbert 1978). Estudiar las abundancias químicas de NPs ayuda a entender distintos problemas relacionados con éstas, el ISM, y la formación de estrellas, que forman parte de la motivación de esta clasificación.

Tipo I: Ricas en He y N

Las nebulosas de este tipo cumplen dos criterios. El primer criterio nos dice que estos objetos deben tener $N(\text{He})/N(\text{H}) \geq 0.125$ (donde N corresponde a la densidad numérica del elemento correspondiente) ó $\log(N/\text{O}) \geq 0.5$, que representa a objetos ricos en He y N (Peimbert y Torres-Peimbert 1983). El segundo criterio es una estructura filamentosa (bipolares) y que presenta líneas prohibidas de [O I], [N I], [S II] incluso [N V] (Peimbert y Torres-Peimbert 1983), lo que nos habla sobre la naturaleza de la estrella progenitora, siendo éstas las más

masivas, y el enriquecimiento químico del ISM en la que se creó (Peimbert 1978). Entre el 10 – 30 % de las NPs son de este tipo (Peimbert y Torres-Peimbert 1983).

Tipo II: Población I intermedia

La mayoría de las NPs son tipo II al ser creadas por estrellas de masa intermedia ($1.5 M_{\odot}$) en promedio, por tanto, la función inicial de masa provee una gran cantidad de este tipo de objetos comparada con los de masa grande (Peimbert 1978). Estos objetos cumplen con los siguientes valores: $N(\text{He})/N(\text{H}) < 0.125$, $\log(N/\text{O}) \leq -0.3$, $\log(\text{C}) \simeq 9$, $\log(\text{O}) \simeq 8.9$, $\log(\text{N}) \simeq 8.3$ y $\log(\text{Ne}) \simeq 8.3$. El espectro de la estrella central para estas NPs indica que no se cuenta con una sobreabundancia de C en su fotosfera (Peimbert 1978). Estas estrellas no son ricas en He ni en N, y poseen una altitud galáctica $|z| < 1$ kpc (Peimbert 1990).

Tipo III: Alta velocidad

Se define esta población como aquellas NPs que posean $|\Delta v| \geq 60 \text{ km s}^{-1}$ (donde $|\Delta v|$ es la velocidad radial peculiar relativa a la rotación galáctica) y que no formen parte del halo galáctico. También son pobres en Fe. En este tipo tenemos los siguientes valores: $N(\text{He})/N(\text{H}) \simeq 0.11$, $\log(\text{O}) \simeq 8.8$, $\log(\text{N}) \simeq 8.2$ y $\log(\text{Ne}) \simeq 8.2$ (Peimbert 1978).

Tipo IV: Población del halo

Aquí tenemos las NPs que pertenecen a la población del halo galáctico y que tienen $|\Delta v| \geq 60 \text{ km s}^{-1}$. Esta población proviene de estrellas progenitoras de baja masa. Tienen valores de abundancias químicas como: $N(\text{He})/N(\text{H}) \simeq 0.10$, $\log(\text{O}) \simeq 7.7$, $\log(\text{N}) \simeq 7.4$ y $\log(\text{Ne}) \simeq 7.0$. No presentan exceso de He y parece que tiene una deficiencia de este elemento (Peimbert 1978).

1.2.3. Clasificación por clase de excitación

A pesar de que la estructura del espectro es común para todas las NPs, la intensidad que posee cada línea puede cambiar notablemente de un objeto a otro (Gurzadyan 1997). Así, ciertas líneas que no son visibles en algunas NPs, son fácilmente reconocibles en otras.

Para determinar la clase de excitación se podría pensar que solamente es necesario conocer la temperatura de la estrella central, por lo que tendríamos que para NPs de baja excitación la temperatura de su núcleo será baja comparada con el de una NP de alta excitación. Sin embargo, no es posible que un sólo parámetro físico de la estrella central o del gas (temperatura, luminosidad, masa, etc.) determine la clase de excitación. Por este motivo, ésta es considerada por sí misma como un parámetro de las NPs.

El sistema descrito por Gurzadyan (1997) se basa en utilizar el cociente de líneas espectrales $I(N_1 + N_2)/I(\text{HeII } 4686)$ para determinar la clase de excitación de una NP (N_1 y N_2 corresponden a las líneas de $[\text{O III}] \lambda(4959 + 5007)$). Este cociente puede variar desde algunas unidades hasta 500 o más (Gurzadyan 1997), por lo que el intervalo se divide en 12 segmentos que denotan la clase de excitación, p .

p	$\frac{N_1 + N_2}{H_\beta}$	p	$\log \frac{N_1 + N_2}{4686}$	p	$\log \frac{N_1 + N_2}{4686}$
Low		Middle		High	
1	0– 5	4	2.6	9	1.7
2	5–10	5	2.5	10	1.5
3	10–15	6	2.3	11	1.2
4	>15	7	2.1	12	0.9
		8	1.9	12 ⁺	0.6

Figura 1.4: Clases de excitación p (Gurzadyan 1997).

Como podemos observar en la Fig. 1.4, la primera columna (baja excitación) se hace directamente con un cociente, mientras que las otras dos (media y alta excitación) son con un logaritmo de un cociente. En el primer caso se utiliza la línea de $H\beta$, en lugar de $He II$, debido a que para objetos de baja excitación esta línea no está presente o es difícilmente apreciable. Dado que las líneas de emisión utilizadas en este sistema están en un rango espectral relativamente pequeño, los cocientes pueden ser utilizados sin necesidad de recurrir a una corrección por extinción interestelar (Gurzadyan 1997).

Capítulo 2

Marco Teórico

2.1. Evolución de las estrellas de masa baja e intermedia

El nacimiento de una estrella se da en nubes moleculares interestelares, formadas principalmente por H ($\sim 75\%$) y He ($\sim 25\%$), con masas de miles (o millones) de veces la solar. Inicialmente esta nube molecular se encuentra en equilibrio, la gravedad y la presión térmica del gas están igualadas. Sin embargo, para que una estrella se empiece a formar, es necesario que este equilibrio se rompa y comience un colapso. Pequeñas inhomogeneidades en la densidad pueden provocar la fragmentación de la nube molecular, en donde un proceso cíclico de enfriamiento-calentamiento llevará al fragmento a colapsarse. Por otra parte también es posible que este fenómeno pueda ser promovido por agentes externos, tal como la presión ejercida por una supernova circundante (Wada y Norman 2001). Durante las primeras etapas, tenemos un colapso isotérmico debido a que la nube molecular es ópticamente delgada a la radiación generada al transformar la energía gravitacional en energía térmica, y ésta puede escapar libremente. Una vez que tengamos gas lo suficientemente compacto, la radiación no podrá escapar (se vuelve ópticamente gruesa), la temperatura empieza a incrementarse y llegamos a un colapso adiabático con el cual alcanzaremos nuevamente un estado de equilibrio. Con el tiempo, al no ser el gas totalmente oscuro a la radiación, parte de la radiación empezará a escapar haciendo que nuevamente se rompa el equilibrio, con la diferencia de que ahora el colapso se llevará a cabo en un estado cuasi-estático que aumentará la temperatura hasta que se tengan las condiciones idóneas para comenzar las reacciones nucleares en el núcleo protoestelar. Para que esto suceda es necesario que la masa del cuerpo en colapso tenga como mínimo aproximadamente $0.08 M_{\odot}$. Durante este periodo la estrella sigue las llamadas trazas de Hayashi en el diagrama Hertzsprung-Russell (H-R), en las cuales se mueve de manera casi vertical como se puede apreciar en la Fig. 2.1. Esto continúa hasta llegar a la secuencia principal (MS, por sus siglas en inglés *main sequence*) en donde empieza la quema de H en el núcleo, su acreción de masa habrá terminado y será ópticamente visible. Llegado a este punto, la energía creada en el núcleo por reacciones nucleares compensa totalmente la energía perdida por la luminosidad de la estrella (Schulz 2005).

Las estrellas pasan la mayor parte de su vida en la MS y dicho tiempo depende de su

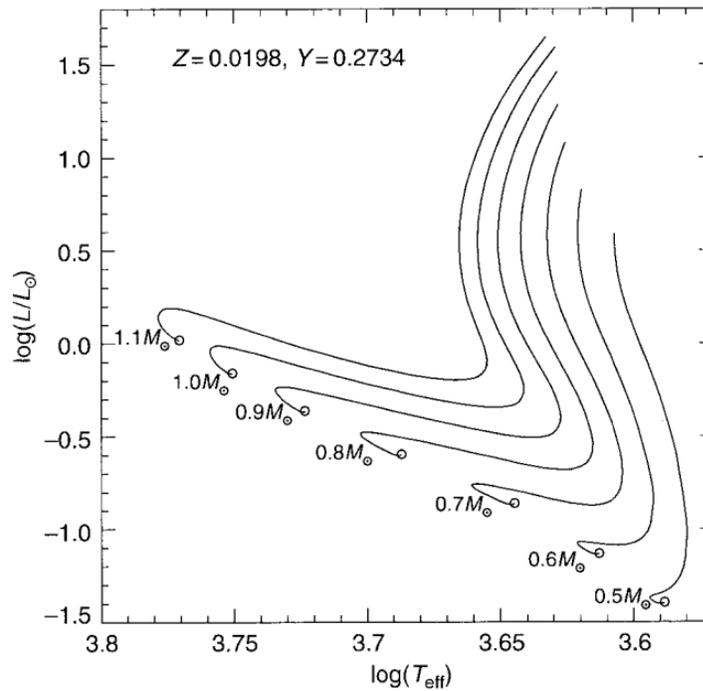


Figura 2.1: Trazas de Hayashi para distintas masas iniciales. Imagen obtenida de *Introduction to Stellar Astrophysics*, LeBlanc (2010)

masa inicial (10^{10} años para estrellas de $1 M_{\odot}$ y $\sim 10^7$ para estrellas de $16 M_{\odot}$). Las estrellas masivas tienen un tiempo de vida menor al que corresponde a estrellas menos masivas. Durante su permanencia en la MS la estrella, en su núcleo, convierte H en He a través de dos mecanismos: la cadena p-p y ciclo CNO. La cadena p-p es una serie de reacciones termonucleares en la cuales el H es transformado en He (LeBlanc 2010). Dichas cadenas tienen un inicio con dos protones (o núcleos de ^1H), de ahí el nombre. Estas reacciones son las que más aportan a la energía total producida por estrellas de baja masa ($M < 2 M_{\odot}$). Por otro lado, los ciclos de CNO están conformados por reacciones en la cuales los protones son fusionados con núcleos de C, N y O para producir He (LeBlanc 2010). Estos necesitan una mayor temperatura para llevarse a cabo, por lo que son la fuente de energía principal en estrellas mayores a $1.5 M_{\odot}$ (LeBlanc 2010). Aquí los núcleos de CNO cumplen una función de catalizador, y no son producidos ni destruidos durante los ciclos completos (se conservan las cantidades al final del ciclo). La energía que se produce en estas reacciones es la misma que la producida en las cadenas p-p, excepto con la porción de energía que es liberada por neutrinos (LeBlanc 2010). En una estrella de $1 M_{\odot}$ dos terceras partes de la energía nuclear producida proviene de la cadena p-p, mientras que una tercera parte de su energía es gracias a los ciclos CNO (LeBlanc 2010).

Conforme las estrellas transforman elementos en otros, la presión en su interior disminuye al estar relacionada con la densidad numérica de partículas, esto ocasiona que el núcleo se contraiga por falta de presión que genere el equilibrio hidrostático y que las capas externas

se expandan. Cuando esta contracción ocurre, se genera un aumento en la temperatura, la densidad y la luminosidad de la estrella. El núcleo es la primera zona de la estrella en la cual se agota el H, llevando su quema a capas externas a él debido al aumento en la temperatura ocasionado por las contracciones que se presentan. Cuando la quema de H se empieza a dar en estas capas, la estrella habrá salido de la secuencia principal y se dirigirá a la rama de las gigantes rojas (RGB, por sus siglas en inglés *red giant branch*).

El núcleo seguirá contrayéndose y aumentando su temperatura hasta que la estrella empiece a tener una quema controlada de He en su interior, debido al proceso triple α en el cual dos partículas alfas se fusionan para dar paso a un núcleo de berilio que a su vez se fusiona con otra partícula alfa para resultar en un núcleo de C, posteriormente abandonará la RGB para pasar por la rama horizontal (HB, por sus siglas en inglés *horizontal branch*) hasta agotar el He. Esta etapa dura cerca de 10 veces menos que la quema de H en el núcleo (Herwig 2005). Una vez agotado el He, semejante al caso del H, la estrella contraerá nuevamente su núcleo y expandirá sus capas externas, moviéndose hacia arriba a la derecha en el diagrama HR. Ahí la quema de He y de H estarán ocurriendo en capas alrededor del núcleo compuesto por C y O. Es en ese momento en que la estrella pasa a estar en la rama asintótica gigante (AGB, por sus siglas en inglés *asymptotic giant branch*).

Al terminar sus recursos de H la estrella forma un núcleo de He degenerado de acuerdo a modelos detallados de la ecuación de estado (LeBlanc 2010), lo que produce un destello (*flash de He*). Por otro lado, las estrellas que tengan masa intermedia ($2 M_{\odot} \leq M < 8 M_{\odot}$) iniciarán su quema de He sin un *flash*. Sin embargo, ambos tipos de estrellas, al agotar el He en su centro, forman un núcleo degenerado de C y O.

2.2. Rama Asintótica Gigante (AGB)

Esta es la última etapa evolutiva de estrellas con masa baja e intermedia que es impulsada por reacciones nucleares (Herwig 2005). Las estrellas en este punto poseen un núcleo degenerado de C y O (O, Mg y Ne para las más masivas), y la quema de H y He se da en capas más externas a éste. En la etapa temprana de AGB (E-AGB) se tienen pérdidas de masa típica de $\sim 10^{-6} M_{\odot} \text{ años}^{-1}$ en forma de un viento lento con velocidades de $10 \text{ km s}^{-1} - 30 \text{ km s}^{-1}$ (Höfner y Olofsson 2018) y su duración es de aproximadamente $\sim 10^6$ años (Vassiliadis y Wood 1993). Durante esta fase la mayor parte de la energía producida se genera en la capa de H. Dicha capa será la que domine, produciendo más He que se acumulará en la capa inferior hasta que las condiciones sean las adecuadas para generar reacciones nucleares en la envoltura de He. Conforme la capa de He se vuelva más delgada (por compresión), ésta se hará inestable y ocasionará un pulso térmico (*flash*) al encontrarse en un ambiente semidegenerado. Cuando ocurre el pulso en la capa de He, la mayor parte de la energía de la estrella se generará en él. Este evento hace que la capa de H se expanda y enfríe, provocando que las reacciones cesen temporalmente hasta que el cascarón de He libere la energía suficiente para reactivar la quema de H. Dicho pulso se repite en el tiempo por lo que este proceso se da en distintas ocasiones (Becker y Iben 1980) a lo largo de aproximadamente 10^5 años (Hansen et al. 2004). Llegado al punto de tener el primer pulso térmico, se deja atrás la E-AGB para

pasar a la etapa AGB térmicamente pulsante (TP-AGB) que durará un periodo $\sim 10^6$ años (Höfner y Olofsson 2018).

Durante esta etapa cada pulso creará un proceso convectivo que llevará elementos más pesados a las capas superiores. Estos pulsos ocasionarán que la estrella sufra una pérdida de masa mayor ($\gtrsim 10^{-5} M_{\odot}$ años $^{-1}$) en forma de un superviento con una duración de hasta 3,000 años (Höfner y Olofsson 2018). El viento es impulsado por la presión de radiación que ejerce la estrella y depende de su temperatura. Es aquí cuando, después de perder gran parte de sus capas externas, llegamos a la etapa post-AGB donde tenemos una proto NP. Aquí la temperatura de la estrella será de aproximadamente $\simeq 3,000$ K (Sun Kwok 2008) lo que no es suficiente para ionizar todo el material antes eyectado, sin embargo, esta temperatura va en aumento. Conforme la estrella alcanza temperaturas mayores a 30,000 K (Sun Kwok 2008) la radiación será capaz de ionizar el material y se convertirá en la CSPN. La presión de radiación será lo suficientemente grande para hacer que el viento logre velocidades $\simeq 1,000$ km s $^{-1}$ (Sun Kwok 2008) y alcance las capas eyectadas durante su etapa AGB, que posiblemente han interactuado con material del ISM, haciendo que se cree un cascarón de alta densidad (S. Kwok et al. 1978) con una región de choque interna y otra externa.

El diagrama H-R con la evolución de una estrella de $1 M_{\odot}$ se presenta en la Fig. 2.2.

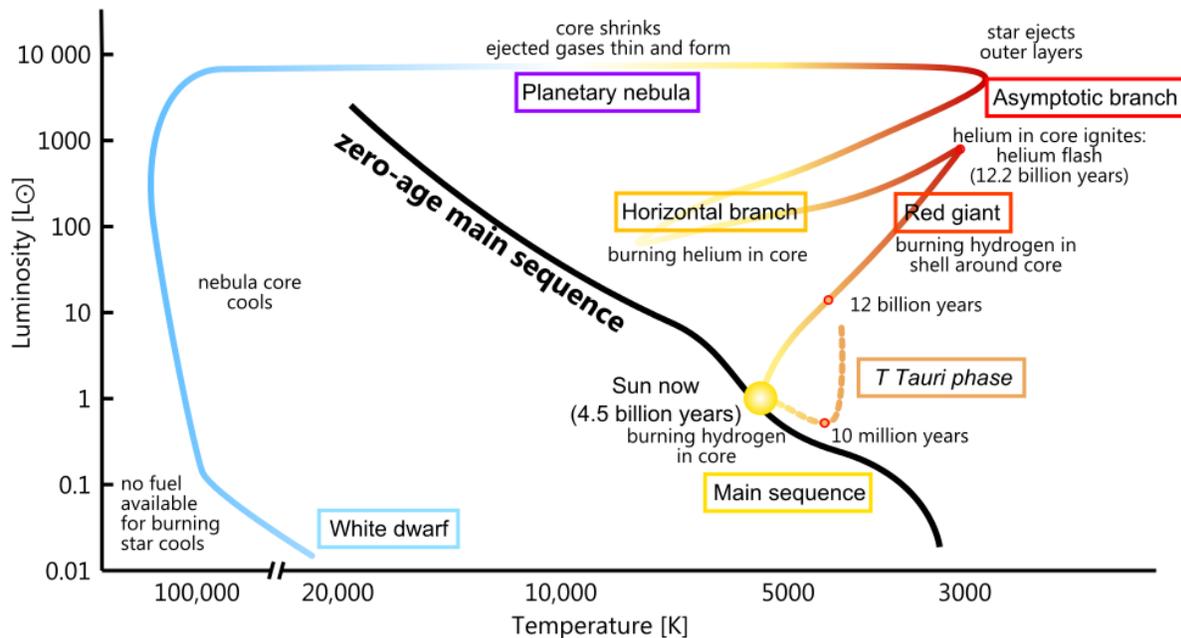


Figura 2.2: Recorrido en el diagrama H-R para una estrella de $1 M_{\odot}$. Imagen obtenida de: https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Evolution_of_the_Sun_2_EN.svg.

2.3. Fundamentos de la espectroscopía

El término espectroscopía fue utilizado por primera vez en 1870 por William Huggins. La espectroscopía estudia el espectro resultante de la emisión o absorción de la luz por la

materia. Para esto es necesario descomponer la luz incidente en las longitudes de onda que la componen con la finalidad de obtener información de la interacción entre la luz y la materia involucrada. Un espectro se puede considerar como una imagen unidimensional en la cual se observa la intensidad de la luz en función de la longitud de onda, la cual varía a lo largo de la imagen. En el espectro podemos encontrar tres casos principales (y combinaciones de estos) que nos pueden dar información acerca del objeto que produce la emisión y del camino que recorre: espectro continuo, líneas de emisión y líneas de absorción, lo que es mencionado a grandes rasgos en la Leyes de Kirchhoff que se presentan a continuación.

1. Un objeto caliente que se encuentre bajo el efecto de alta presión emite un espectro continuo, emitiendo radiación electromagnética descrita por la función de Planck.
2. Un gas caliente y poco denso emite líneas discretas que dependen de su composición química.
3. Al observar una fuente de emisión continua rodeada de gas con temperatura menor, se obtienen un continuo con líneas de absorción que dependerán de la composición química del gas.

Los átomos y sus iones son capaces de emitir y absorber radiación en longitudes de ondas específicas. Si bien es posible que alguna longitud de onda coincida aparentemente entre átomos diferentes, el conjunto de todas las líneas es único para cada átomo y para cada estado de ionización de cada átomo (Tennyson 2005). Estos fenómenos están caracterizados por la longitud de onda correspondiente y por la probabilidad de que estos eventos sucedan. Una línea de emisión se obtiene de la transición electrónica de un nivel energético mayor a uno menor (ver Fig. 2.3), en la cual la longitud de onda corresponderá a la diferencia de energía entre dichos niveles. En el caso de la emisión espontánea se necesita tener un átomo en un nivel excitado para que pueda emitir un fotón. La intensidad de la emisión generada de un nivel j a un nivel i está dada por la siguiente ecuación:

$$I_E = N_j h \nu_{ji} A_{ji} \quad (2.1)$$

donde N_j es la densidad numérica de átomos en el estado j , $h \nu_{ji}$ es la energía entre ambos niveles energéticos y A_{ji} es el coeficiente de Einstein de emisión espontánea, el cual corresponde a la probabilidad de transiciones por segundo del nivel j al i .

En el caso de una línea de absorción ésta se produce cuando un átomo absorbe un fotón con la energía correcta para generar la transición a un nivel energético mayor como se muestra en la siguiente ecuación (ver Fig. 2.3):

$$I_A = N_i h \nu_{ji} B_{ij} \rho_\nu \quad (2.2)$$

aquí N_i es la densidad numérica de átomos en el estado i , ρ_ν es la densidad de radiación a la frecuencia ν y B_{ij} es el coeficiente de Einstein de absorción que representa la probabilidad

de una transición al absorber un fotón. Este último factor está relacionado a la emisión espontánea dada la siguiente relación de los coeficientes de Einstein:

$$B_{ij} = \frac{c^3}{8\pi h\nu_{ji}^3} \frac{g_j}{g_i} A_{ji} \quad (2.3)$$

donde g_i y g_j son los pesos estadísticos de los estados correspondientes.

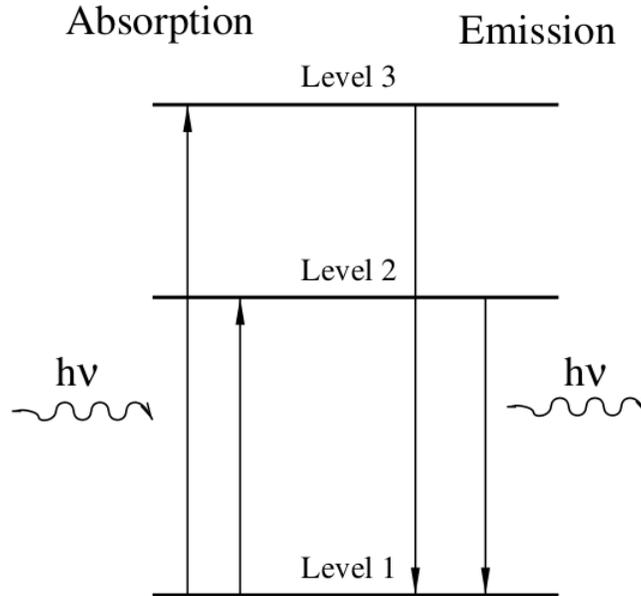


Figura 2.3: Representación gráfica de la absorción y emisión de un fotón en un sistema de tres niveles energéticos. Imagen obtenida de Tennyson (2005)

2.4. Cinemática de Nebulosas Planetarias

2.4.1. Efecto doppler

El efecto Doppler es el cambio aparente en la frecuencia (o longitud de onda) de una onda debido al movimiento que existe entre la fuente de emisión y el observador. La expresión que representa este cambio, para un observador en reposo, es la siguiente:

$$\frac{v_f}{c} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} \quad (2.4)$$

donde v_f es la velocidad de la fuente, c la velocidad de la luz, $\Delta\lambda$ es cambio en la longitud de onda ($\lambda_{\text{obs}} - \lambda_0$) y λ_0 es la longitud de onda que se observaría si la fuente estuviese en reposo.

Este fenómeno está presente en las líneas de emisión de las NPs, lo que nos permite conocer

la cinemática del objeto.

Para el caso de un cascarón gaseoso en expansión nos encontramos con que tenemos una parte que se mueve hacia nosotros y otra que se aleja (tomando como referencia su velocidad sistémica), lo que provoca que tengamos dos corrimientos en la longitud de onda. La parte que se acerca tendrá un $\Delta\lambda$ negativo (longitudes de onda menores), dando como resultado un corrimiento al azul. En el caso contrario, la parte que se aleja muestra un $\Delta\lambda$ positivo y obtenemos un corrimiento al rojo.

Observar este efecto en las líneas de emisión de una NP nos ayuda a entender cómo es que se expande el objeto al recabar información de las partes que vienen hacia nosotros y las que se alejan, pudiendo entender de manera más completa la cinemática de la envolvente y su estrella central. También permite proponer modelos 3D sobre la estructura de la NP como se mencionará más adelante en esta tesis.

2.4.2. Velocidad Sistémica

La velocidad sistémica es la velocidad que posee un objeto astronómico vista como un todo y no como componentes que se mueven independientemente. Para una NP esta velocidad generalmente hace referencia a la velocidad a la cual se mueve su estrella central. Dado que generalmente las estrellas centrales son débiles, su velocidad no se puede obtener con espectros de alta resolución. En este caso utilizamos el gas de la NP que se encuentra justo en la dirección de la estrella. En concreto, la velocidad sistémica se obtiene a partir de la longitud de onda promedio de los espectros nebulares que pasen por la estrella central, de acuerdo a la fórmula:

$$\bar{\lambda} = \frac{\lambda_1 + \lambda_2}{2} \quad (2.5)$$

donde λ_1 y λ_2 son las longitudes de onda de las componentes del desdoblamiento Doppler (la componente que se acerca hacia nosotros y la que se aleja). Una vez obtenida la longitud de onda promedio podemos encontrar la velocidad sistémica haciendo uso de la ecuación 2.4. Despejando llegamos a:

$$v_{\text{sys}} = c \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = c \frac{\bar{\lambda} - \lambda_0}{\lambda_0}. \quad (2.6)$$

De esta manera es posible conocer esta velocidad y, dependiendo del signo, saber si el objeto se acerca o se aleja de nosotros.

2.4.3. Edad Cinemática

Para calcular el tiempo que una NP ha estado expandiéndose, lo que se conoce como edad cinemática (τ_k), es necesario conocer tres parámetros de ella: distancia, velocidad de expansión y tamaño angular. Dichos parámetros tienen la siguiente relación.

$$\tau_k[\text{años}] = \beta \frac{\theta[\text{arcsec}] d[\text{kpc}]}{v[\text{km s}^{-1}]} \quad (2.7)$$

donde d es la distancia al objeto, v la velocidad de expansión, θ el tamaño angular y β es una constante de conversión de unidad cuyo valor es 4744 (Guillén et al. 2013). Tanto la velocidad como el tamaño deben ser valores deproyectados.

2.5. Parámetros físicos

Es posible calcular parámetros físicos de una NP utilizando el cociente de pares de líneas de emisión. En esta sección se presentará una manera en la cual se puede obtener la densidad y temperatura electrónica en dichos objetos a partir de observaciones en el óptico. Para llevar a cabo estos cálculos es necesario corregir por extinción los espectros observados para obtener las intensidades intrínsecas de las líneas espectrales ya que se ven afectadas por la extinción interestelar.

2.5.1. Corrección de flujos por extinción

Para realizar esta corrección es necesario obtener el coeficiente de extinción logarítmica $c(\text{H}\beta)$, el cual podemos calcular utilizando la siguiente relación:

$$\left| \frac{F(\text{H}\alpha)}{F(\text{H}\beta)} \right|_{\text{Teo}} = \left| \frac{F(\text{H}\alpha)}{F(\text{H}\beta)} \right|_{\text{Obs}} 10^{f_{\text{H}\alpha} c(\text{H}\beta)} \quad (2.8)$$

Despejando llegamos a que dicho coeficiente es

$$c(\text{H}\beta) = \frac{1}{f_{\text{H}\alpha}} \log \left(\frac{\left| \frac{F(\text{H}\alpha)}{F(\text{H}\beta)} \right|_{\text{Teo}}}{\left| \frac{F(\text{H}\alpha)}{F(\text{H}\beta)} \right|_{\text{Obs}}} \right) \quad (2.9)$$

donde $f_{\text{H}\alpha}$ es un valor que depende de la ley de extinción que se usa para el procedimiento. En nuestro análisis usaremos la ley de extinción de Cardelli et al. (1989) en la cual $f_{\text{H}\alpha}$ tiene un valor de -0.298 .

Teniendo calculado el coeficiente de extinción se necesita corregir cada una de las líneas de emisión que se desean estudiar. A este proceso se le denomina “desenrojecimiento”. Para eso se utiliza la siguiente relación:

$$I(\lambda) = F(\lambda) \exp(-f_{\lambda} c(\text{H}\beta)) \quad (2.10)$$

aquí $I(\lambda)$ es el flujo corregido por extinción, $F(\lambda)$ es el flujo observado en esa longitud de onda y f_{λ} es el factor de Cardelli et al. (1989) correspondiente a esa longitud de onda.

Este procedimiento se realiza para todas las líneas en el espectro.

2.5.2. Temperatura electrónica

En el caso de la temperatura electrónica, ésta puede ser calculada por el cociente de intensidad de pares de líneas de emisión emitidas por un sólo ion que tenga dos niveles electrónicos cuyas energías de excitación sean considerablemente diferentes. Los mejores ejemplos para esto son los iones de $[\text{O III}]$ y $[\text{N II}]$ ya que cumplen con esta descripción y las longitudes de onda involucradas se encuentran en el rango visible (Fig. 2.4). Al ser estas líneas sensibles a

la temperatura, las intensidades de las líneas de emisión involucradas nos darán una medida de dicho parámetro. Las ecuaciones presentadas a continuación fueron consultadas en Osterbrock (1974).

Una expresión analítica aproximada que relaciona las intensidades de las línea de [O III] con la temperatura es la siguiente:

$$\frac{j_{\lambda 4959} + j_{\lambda 5007}}{j_{\lambda 4363}} = \frac{8.32 \exp\left(\frac{3.29 \times 10^4}{T}\right)}{1 + 4.5 \times 10^{-4} \frac{N_e}{T^{1/2}}} \quad (2.11)$$

donde cada j representa la intensidad en la respectiva longitud de onda, N_e es la densidad electrónica y T la temperatura.

De igual forma, es posible encontrar una expresión para el cociente de las líneas de emisión de [N II]:

$$\frac{j_{\lambda 6548} + j_{\lambda 6583}}{j_{\lambda 5755}} = \frac{7.53 \exp\left(\frac{2.50 \times 10^4}{T}\right)}{1 + 2.7 \times 10^{-3} \frac{N_e}{T^{1/2}}}. \quad (2.12)$$

Las expresiones presentadas funcionan asumiendo el límite de baja densidad electrónica (desexcitación colisional despreciable).

2.5.3. Densidad electrónica

La densidad electrónica puede ser determinada por el cociente de intensidad de pares de líneas de emisión emitidas por un sólo ion que tengan dos niveles electrónicos cuyas energías de excitación sean muy similares, pero su probabilidad de emisión radiativa sea diferente. Dadas estas condiciones, la población de estos dos niveles dependerá de las desexcitaciones colisionales que se presenten, y por tanto, la intensidad de estas líneas dependerá de la densidad. Las líneas de emisión más comúnmente utilizadas para realizar el cálculo de la densidad electrónica son [O II] $\lambda 3729/\lambda 3726$ y [S II] $\lambda 6716/\lambda 6731$ (Fig. 2.5).

Las expresiones analíticas aproximadas que relacionan la intensidad de las líneas de [O II] y [S II] con la densidad son las siguientes:

$$\frac{j_{\lambda 3729}}{j_{\lambda 3726}} = 1.5 \frac{1 + 3.26 N_e}{11.42 + 4 \exp(-1.95 \times 10^4 T_e^{-1})} \quad (2.13)$$

$$\frac{j_{\lambda 6716}}{j_{\lambda 6731}} = \frac{1.48 \times (1 + 3.77 N_e T_e^{-1/2})}{1 + 12.8 N_e T_e^{1/2}}. \quad (2.14)$$

Las ecuaciones previamente presentadas fueron consultadas en Osterbrock (1989). Así bien, conociendo la temperatura electrónica y el cociente de intensidad de las líneas de emisión antes mencionadas, es posible conocer la densidad electrónica utilizando un gráfico de diagnóstico como el presentado en la Figura 2.6.

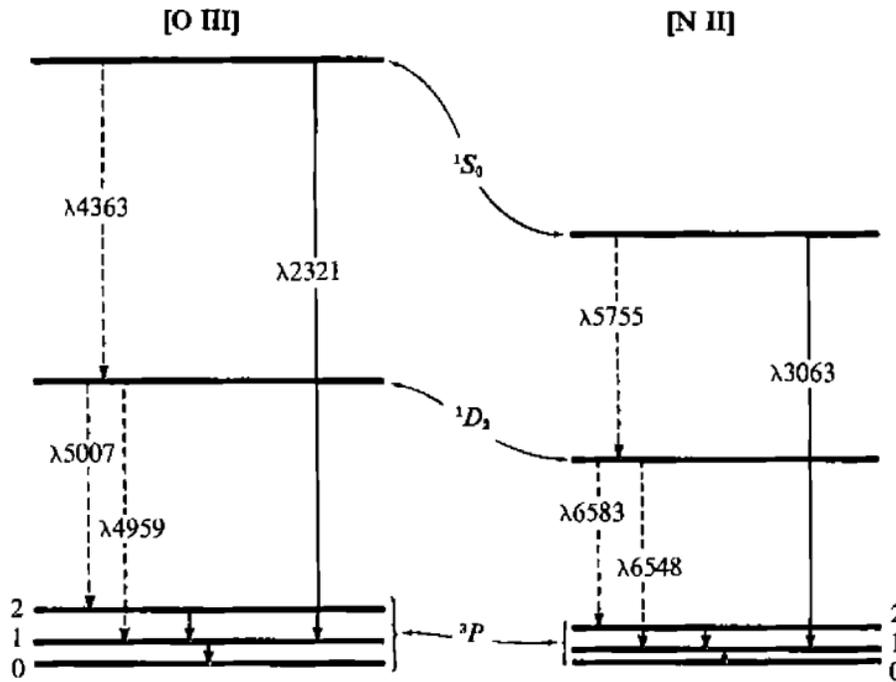


Figura 2.4: Diagrama de energía de cada nivel de los términos más bajos para [O III] y [N II]. Emisiones en el óptico están representadas con líneas punteadas, mientras que las líneas sólidas son para emisión en el infrarrojo y ultravioleta. Imagen obtenida de Osterbrock (1974).

2.5.4. Abundancias iónicas

Las abundancias iónicas en una NP se obtienen utilizando el cociente de intensidades de la línea de emisión respecto a H:

$$\frac{I(X^{i+})}{I(H)} = \frac{\int \alpha(X^{i+}) n(X^{i+}) n_e dl}{\int \alpha(H) n(H) n_e dl} \quad (2.15)$$

donde $I(X^{i+})$ es la intensidad del ion, $I(H^+)$ es la intensidad de H^+ , α es el coeficiente de recombinación correspondiente (para el ión y para H^+), $n(X^{i+})$ es la densidad del ion, $n(H^+)$ la densidad de H^+ y n_e la densidad electrónica.

Para el caso de las abundancias totales tenemos que se obtienen sumando cada abundancia iónica del elemento de interés:

$$\frac{N(X)}{N(H^+)} = \sum_i \frac{N(X^{i+})}{N(H^+)} \quad (2.16)$$

No siempre se pueden calcular todas las abundancias iónicas de un elemento, por lo que realizar la suma anterior no es posible. En estos casos es necesario hacer uso de los factores de corrección por ionización (ICFs, por sus siglas en inglés *ionization correction factor*) los

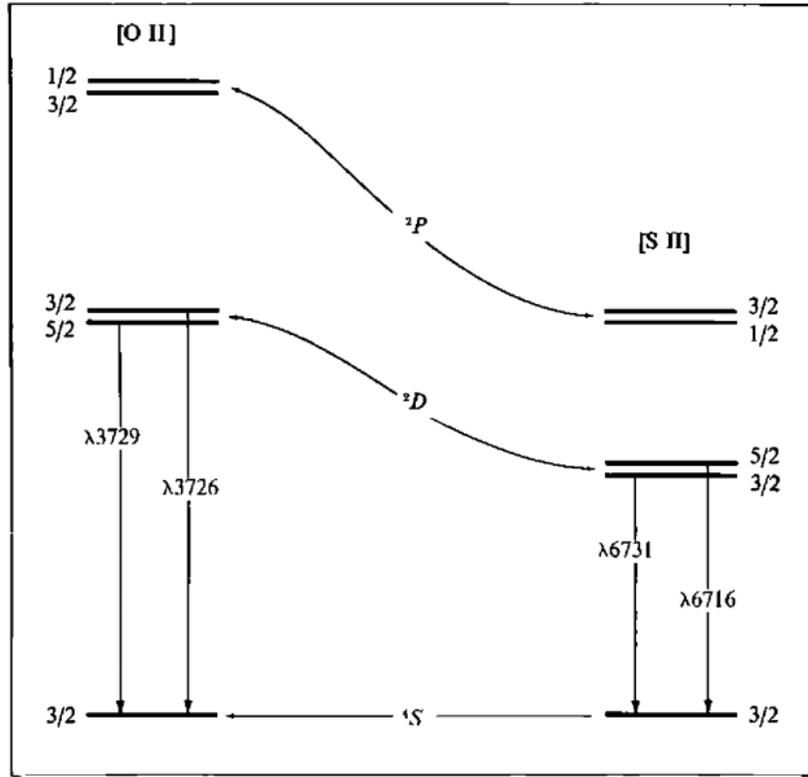


Figura 2.5: Diagrama de energía de cada nivel para los iones [O II] y [S II]. Imagen obtenida de Osterbrock (1974).

cuales son factores que se utilizan en la suma de abundancias iónicas para corregir por la falta de observación de los estados de ionización no medidos. Estos son obtenidos de modelos de fotoionización y son distintos dependiendo del elemento que se busca corregir.

$$\frac{N(X)}{N(H^+)} = \text{ICF}(X_{\text{obs}}) \sum_i \frac{N(X_{\text{obs}}^{i+})}{N(H^+)}. \quad (2.17)$$

Por ejemplo, de Kingsburgh y Barlow (1994), tenemos los siguientes ICFs para C y N:

$$\text{ICF}(C) = \frac{O^+ + O^{2+}}{O^{2+}}, \quad (2.18)$$

$$\text{ICF}(N) = \frac{O}{O^+} \quad (2.19)$$

donde cada O representa la abundancia iónica correspondiente.

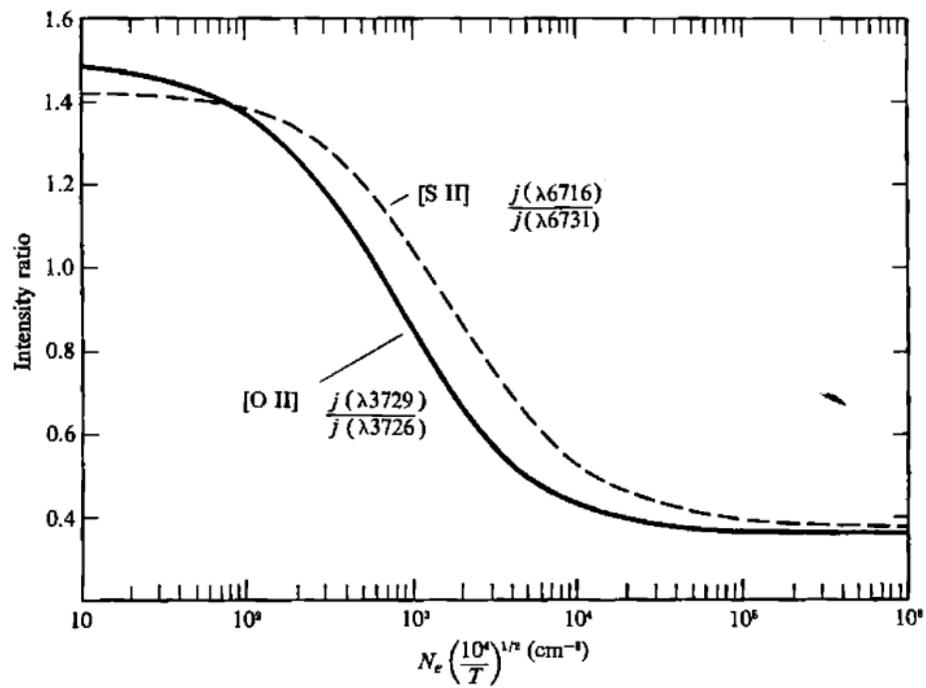


Figura 2.6: Variación de la intensidad del cociente de [O II] (sólido) y [S II] (punteado) en función de $N_e (10^4/T)^{1/2}$. Imagen obtenida de Osterbrock (1974).

Capítulo 3

Observaciones

3.1. La Nebulosa Planetaria IC 972

IC 972 (PN G326.7+42.2) es una Nebulosa Planetaria de alta excitación ($p = 10$; Gurzadyan 1997), considerada altamente evolucionada (por poseer bajo brillo superficial y aparentemente no poseer estructura interna; Pereyra et al. 2013) ubicada en la constelación de Virgo ($\alpha_{2000} = 14^{\text{h}}04^{\text{m}}25^{\text{s}}.92$, $\delta_{2000} = -17^{\circ}13'40''.58$; Fig. 3.1) a 2.2 ± 0.5 kpc de distancia (Gaia et al. 2021 GEDR3), posee un diámetro angular de $47''$ (Bohuski y Smith 1974, Phillips 2002, Santander-García et al. 2022), lo que corresponde un radio nebuloso de 0.25 pc, así como una estrella central con magnitud visual de $M_v = 17.4 \pm 0.1$ (Douchin et al. 2015). Su morfología no ha sido del todo entendida por lo que ha tenido distintas clasificaciones morfológicas a lo largo del tiempo: redonda (Phillips 2003), redonda amorfa (Balick 1987), redonda con estructura dominante de anillo (Douchin et al. 2015), elíptica (Gorny et al. 1997) e irregular (Stanghellini et al. 1993). También se sabe que esta NP cuenta con un halo circundante (Jewitt et al. 1986). En lo que respecta a la clasificación de Peimbert, este objeto es del Tipo II/III debido a que tiene un 50% de probabilidad de pertenecer al Tipo II y 50% de probabilidad de pertenecer al Tipo III dado el análisis bayesiano realizado en Quireza et al. (2007).

En su cinemática podemos encontrar velocidades de expansión en [O III] de $V_{\text{exp}} = 16 \text{ km s}^{-1}$ (Robinson et al. 1982, Pereyra et al. 2013) y una velocidad sistémica referida al *Local Standard of Rest* (LSR) de $V_{\text{LSR}} = -21.3 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$ que corresponde a una velocidad sistémica Heliocéntrica de $V_{\text{HEL}} = -26.6 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$ (Schneider et al. 1983). Como se mencionó, es una NP altamente evolucionada cuya edad de evolución, ajustando modelos evolutivos, es $\tau_{\text{ev}} = 21.5 \times 10^3$ años (Gorny et al. 1997).

Abordando sus parámetros físicos encontramos que se tiene una densidad electrónica de $n_e = 1,300 \text{ cm}^{-3}$ (Perinotto et al. 1994) y una temperatura electrónica de $T_e = 10,900 \text{ K}$ (Cahn et al. 1992). También se encontró una masa ionizada para este objeto de $M_{\text{ion}} = 0.004_{-0.0019}^{+0.004} M_{\odot}$ y una masa molecular de $M_{\text{mol}} < 0.13 M_{\odot}$ (Santander-García et al. 2022). Para la temperatura obtenida con el método desarrollado por Zanstra (1931) tenemos $T_z(\text{H}) = 57 \pm 8 \times 10^3 \text{ K}$ y $T_z(\text{He II}) = 89 \pm 11 \times 10^3 \text{ K}$ (Kaler 1983). Se conocen algunos cocientes de abundancias para este objeto: $\text{N/O} = 0.28 \pm 0.06$ (Kaler 1983), $\text{He}^{2+}/\text{He} = 0.153$ y

$\text{He}/\text{H} = 0.11$ (Cahn et al. 1992). La estrella central es una enana blanca con una masa estimada $M_* = 0.572 M_\odot$ (Gorny et al. 1997).

Este objeto resulta interesante porque a pesar de su aparentemente simple morfología, la imagen revela claras desviaciones respecto a una NP redonda o elíptica, así como a su posible formación involucrando a un sistema estelar binario (Douchin et al. 2015, Gómez-Muñoz 2021, Santander-García et al. 2022). También esta NP no cuenta hasta la fecha con un estudio morfocinemático completo, ni un modelo que la describa, a pesar de que su morfología es muy particular. Tampoco cuenta con un artículo dedicado íntegramente a su estudio detallado, lo que hace aún más llamativo realizar su análisis.

Este estudio consiste en analizar espectros de alta y baja dispersión con la finalidad de encontrar los parámetros cinemáticos y físicos de IC 972, así como obtener un modelo 3D de su morfología para poder entender más a profundidad este objeto y su formación, lo que abre camino al entendimiento de otros objetos que tengan propiedades similares a éste.



Figura 3.1: Imagen directa con orientación astronómica en el filtro $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$. Imagen obtenida de www.ing.iac.es/~rcorradi/HALOES.

3.2. Observatorio e instrumentación

Los datos utilizados para la realización de este estudio fueron obtenidos en el Observatorio Astronómico Nacional San Pedro Mártir (OAN-SPM; $115^{\circ} 27' 49''$ W, $31^{\circ} 02' 39''$ N, altura de 2,800 m sobre el nivel del mar), localizado en Baja California, al noroeste de México. Los instrumentos utilizados para la obtención de éstos, se mencionan a continuación.

3.2.1. Telescopio de 2.1 m

Se utilizó un telescopio del tipo Ritchey-Chrétien con montura ecuatorial cuyo espejo primario es de 2.1 m de diámetro (Fig. 3.2). Para el espejo secundario se cuenta con tres razones focales: $f/7.5$, $f/13.5$ y $f/30$. En el caso de las observaciones realizadas, tanto *MEZCAL* como Boller & Chivens, fueron hechas con el secundario $f/7.5$. Este telescopio se encuentra en la última planta de un edificio de cuatro niveles (Fig. 3.3) y con él es posible realizar espectroscopía óptica, observaciones infrarrojas, así como tomar imágenes directas en el óptico.

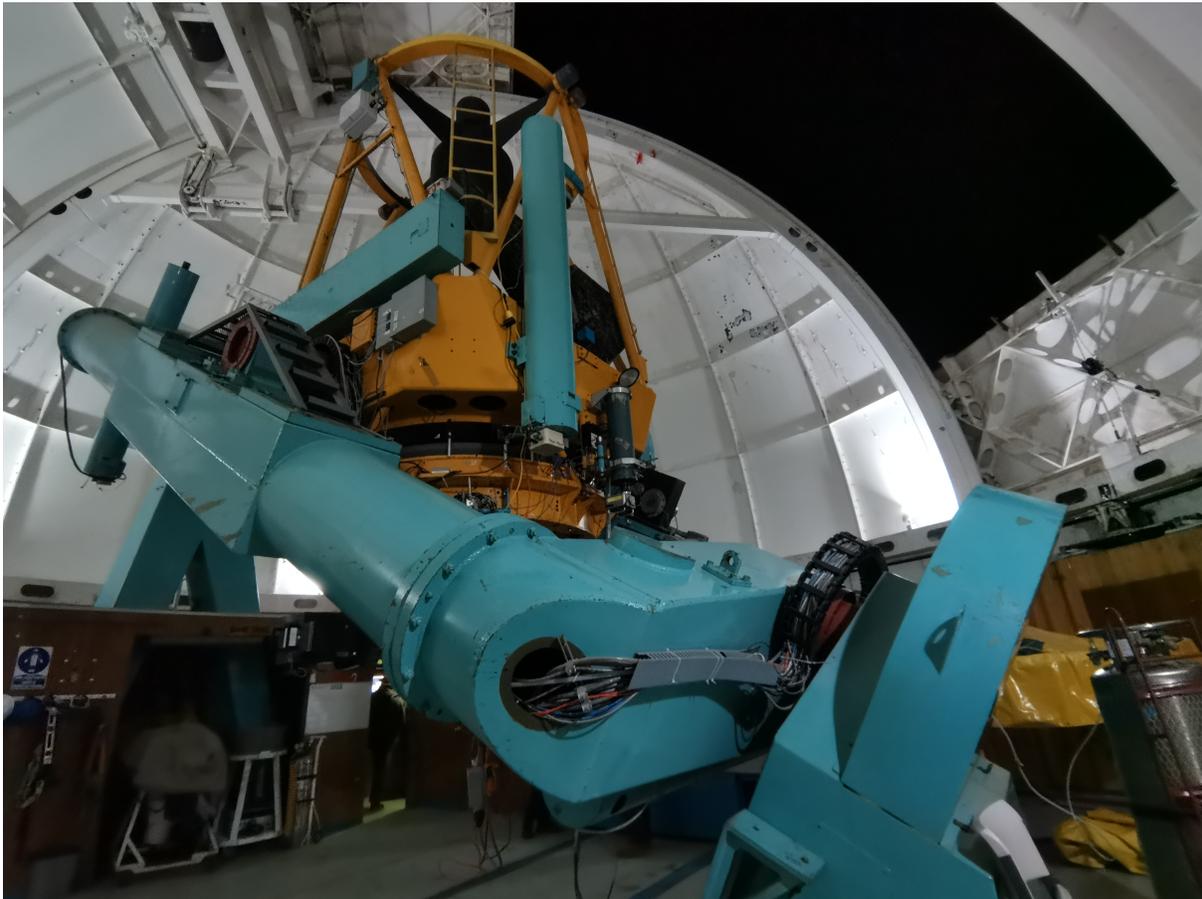


Figura 3.2: Telescopio de 2.1 m del OAN-SPM.



Figura 3.3: Edificio del telescopio de 2.1 m ubicado en el OAN-SPM.

3.2.2. Telescopio de 1.5 m

Es un telescopio tipo Ritchey-Chretien que cuenta con un espejo primario de 1.5 m de diámetro ubicado en un edificio de una planta (Fig. 3.4). La razón focal del espejo secundario es de $f/13.5$. Este telescopio cuenta con operación robótica haciendo uso del instrumento RATIR para la observación de imágenes directas en el rango visible e infrarrojo. En las fechas de las observaciones que aquí se presentan este telescopio utilizaba la rueda de filtros RUCA para obtener imágenes directas.

3.2.3. Manchester Echelle Spectrograph (MES)

MES (Manchester Echelle Spectrograph; Meaburn et al. 2003), también conocido como *MEZCAL*, es un espectrógrafo *echelle* de rendija larga que permite observar fuentes extendidas y débiles con una alta resolución espectral ($\lambda/\delta\lambda \leq 10^5$, Meaburn et al. 2003; Fig. 3.5). Este instrumento fue diseñado para estudiar líneas de emisión, con alta resolución espectral y espacial, que son de gran utilidad para reconstruir la estructura tridimensional y la cinemática de las NPs. La observación de una rendija completa genera un espectro bidimensional del cual se generan los diagramas Posición-Velocidad (PV). Para aislar el intervalo espectral deseado, el espectrógrafo cuenta con distintos filtros de interferencia como lo son $H\alpha+[N II]$,



Figura 3.4: Edificio del telescopio de 1.5 m ubicado en el OAN-SPM. Imagen obtenida de: <https://www.astrossp.unam.mx/es/usuarios/telescopios/tel15m>.

[O III] $\lambda 5007 \text{ \AA}$ y [S II] $\lambda 6724 \text{ \AA}$ (Fig. 3.5).

3.2.4. Espectrógrafo Boller & Chivens (B&Ch)

El espectrógrafo B&Ch es un espectrógrafo de resolución baja e intermedia de uso exclusivo en el telescopio de 2.1 m del OAN-SPM (Fig. 3.6). En este instrumento se utilizaron rejillas de difracción de 400 l/mm para obtener un intervalo espectral de $\Delta\lambda = 4,240 - 7,330 \text{ \AA}$ en el cual estarán presentes líneas de emisión importantes para el análisis químico y físico de una NP. Al observar se genera un espectro bidimensional que será posteriormente calibrado en longitud de onda y en flujo para el correcto estudio del objeto de interés.

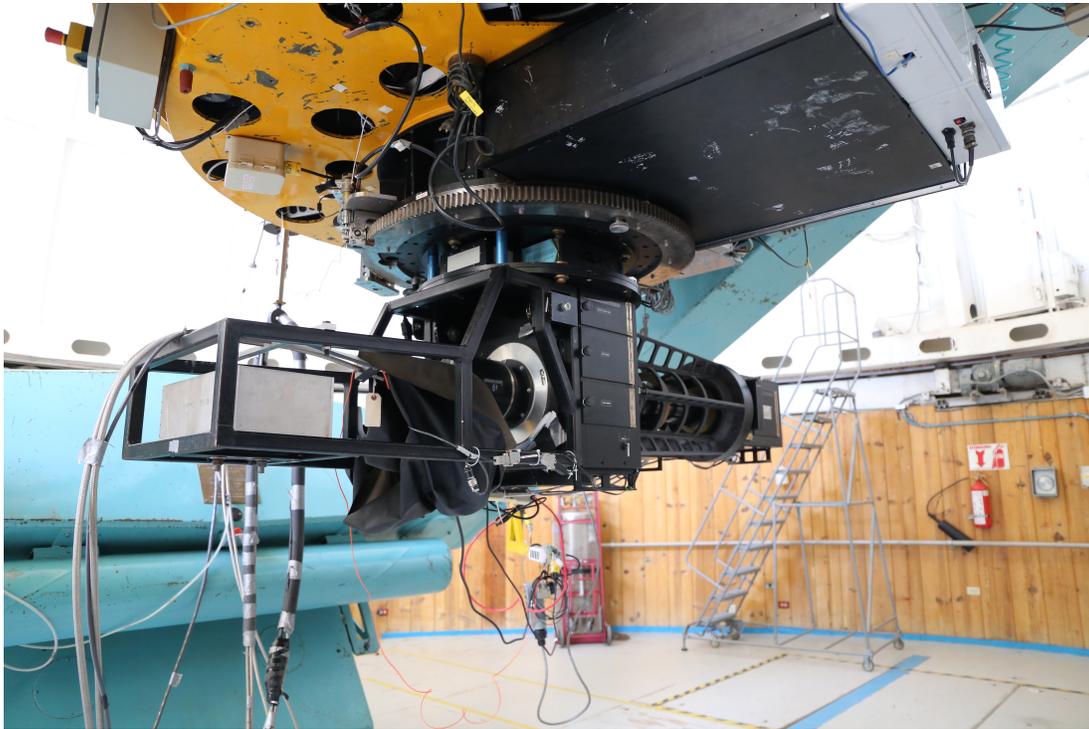


Figura 3.5: Espectrógrafo *MEZCAL* montado.

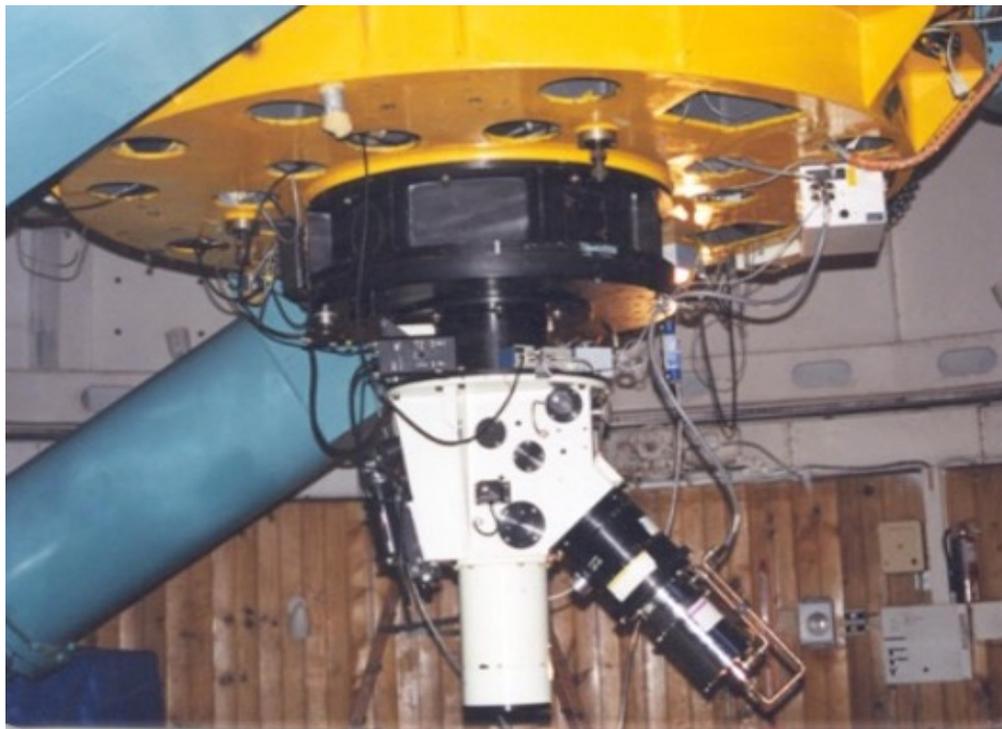


Figura 3.6: Espectrógrafo Boller & Chivens montado. Foto cortesía del Dr. Roberto Vázquez Meza.

3.2.5. Detectores

En este estudio se utilizaron detectores CCDs (por sus siglas en inglés *Charge Coupled Device*) para registrar las observaciones. Un CCD es circuito integrado hecho de semiconductores que es capaz de detectar la luz mediante el efecto fotoeléctrico (Fig. 3.7). El circuito integrado captura los electrones arrancados por los fotones para su posterior lectura, la cual se lleva a cabo columna por columna a lo largo del detector. Éstos son sumamente sensibles por lo que pueden detectar desde radiación infrarroja hasta ultravioleta cercano. Qué tan sensible es un CCD dependerá de la eficiencia cuántica que posea en la longitud de onda a observar. Por otro lado, su resolución dependerá del número de píxeles que tenga. Estos dispositivos tienen una respuesta mayormente lineal a los fotones incidentes, gracias a lo cual son los detectores más ampliamente usados en Astronomía.

Para este estudio se hizo uso de los siguientes CCDs: EV2-4240 (observaciones de alta dispersión), Thomson2k (observaciones de alta dispersión), SITE3 (observaciones de baja y alta dispersión) y SITE1 (imágenes directas).

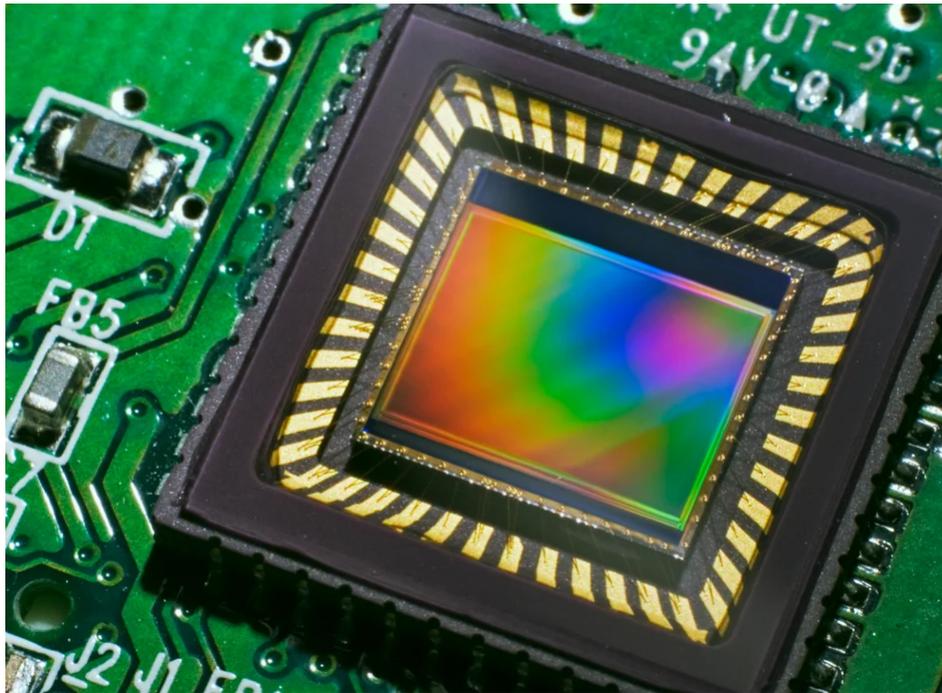


Figura 3.7: Ejemplo de un detector CCD. Imagen obtenida de: <https://www.azom.com/article.aspx?ArticleID=18880>

3.3. Imágenes Directas

Durante la temporada de observación realizada del 14 al 20 de julio del 2007 se obtuvieron imágenes directas de IC 972 en tres filtros distintos: $[\text{N II}] \lambda 6587 \text{ \AA}$ (FWHM=11 \AA), $\text{H}\alpha \lambda 6564 \text{ \AA}$ (FWHM=10 \AA) y $[\text{O III}] \lambda 5010 \text{ \AA}$ (FWHM=62 \AA), utilizando el telescopio de 1.5 m y el filtro de series II OAN-SPM con 2700 s de exposición por cada una y el CCD SITe1 de 1024×1024 píxeles ($24 \mu\text{m pix}^{-1}$). A dichas imágenes (Fig. 4.1) se les hizo un proceso de reducción estándar para imagen directa que consistió en restar el *bias* promedio de la noche de observación, dividir entre el *flat* promedio y remover los rayos cósmicos haciendo uso de rutinas de IRAF (por sus siglas en inglés *Image Reduction and Analysis Facility*; Tody 1986). Estas observaciones se obtuvieron con el objetivo de conocer la morfología de este objeto, por lo cual no se hizo calibración fotométrica. Como resultado se obtuvo la imagen RGB presentada en la Fig. 4.1.

3.4. Procesamiento de datos espectroscópicos

Para obtener la estructura morfocinemática de IC 972 utilizamos espectroscopía de rendija larga de alta dispersión ya que nos permite observar las principales líneas de emisión a lo largo de la rendija con una alta resolución espectral y espacial, para obtener así la velocidad del gas a partir del efecto Doppler. Por otro lado, si lo que nos interesa conocer son parámetros físicos como la temperatura o la densidad, es necesario tener espectros que cubran toda la emisión del espectro visible, o gran parte de él, para tener las líneas de emisión necesarias y hacer los cálculos correspondientes. En nuestro caso usamos espectroscopía de rendija larga de baja dispersión. Tanto en espectroscopía de alta como en la de baja dispersión tenemos que realizar un proceso de reducción de los espectros observados. La reducción hecha en este trabajo se realizó utilizando rutinas de rendija larga en IRAF.

Para cada caso se tienen imágenes de la posición de la rendija sobre el objeto, *bias*, arcos de comparación y los espectros correspondientes. En el caso particular de los espectros de baja dispersión, se cuenta también con halógenos, campo plano del cielo y espectros de la estrella estándar utilizada para la calibración en flujo.

3.4.1. Especificaciones técnicas

Las observaciones utilizadas en este estudio fueron realizadas con los siguientes valores técnicos que se mencionan a continuación:

Temporada	CCD	<i>binning</i>	PA	Filtro	Exposición
Abril 2001 (MES)	SITe3	2×2	90°	H α + [N II]	1200 s
Mayo 2004 (B&Ch)	SITe3	1×1	90° y 40°	-	900 s
Junio 2004 (MES)	SITe3	2×2	40°	H α + [N II]	900 s
Julio 2008 (MES)	SITe3	2×2	-50°	H α + [N II]	1800 s
Junio 2010 (MES)	Thomson2k	4×4	-61°	H α + [N II] y [O III]	1800 s
Abril 2015 (MES)	E2V-4240	2×2	0°	H α + [N II] y [O III]	1800 s

Tabla 3.1: Especificaciones técnicas utilizadas durante las seis temporadas de observación de este estudio.

Temporada	Escala espacial	Escala espectral	No. de rendija
Abril 2001	$0.6'' \text{pix}^{-1}$	$0.1 \text{ \AA} \text{pix}^{-1}$	2, 3 y 4 (Fig. 3.8)
Mayo 2004	$1.05'' \text{pix}^{-1}$	$3 \text{ \AA} \text{pix}^{-1}$	1, 2, 3, 4 y 5 (Fig. 3.9)
Junio 2004	$0.6'' \text{pix}^{-1}$	$0.1 \text{ \AA} \text{pix}^{-1}$	5, 6 y 7 (Fig. 3.8)
Julio 2008	$0.6'' \text{pix}^{-1}$	$0.1 \text{ \AA} \text{pix}^{-1}$	8 (Fig. 3.8)
Junio 2010	$0.78'' \text{pix}^{-1}$	$0.125 \text{ \AA} \text{pix}^{-1}$ y $0.0945 \text{ \AA} \text{pix}^{-1}$	9 (Figs. 3.8)
Abril 2015	$0.351'' \text{pix}^{-1}$	$0.0562 \text{ \AA} \text{pix}^{-1}$ y $0.0427 \text{ \AA} \text{pix}^{-1}$	1 (Figs. 3.8)

Tabla 3.2: Especificaciones técnicas utilizadas durante las seis temporadas de observación de este estudio.

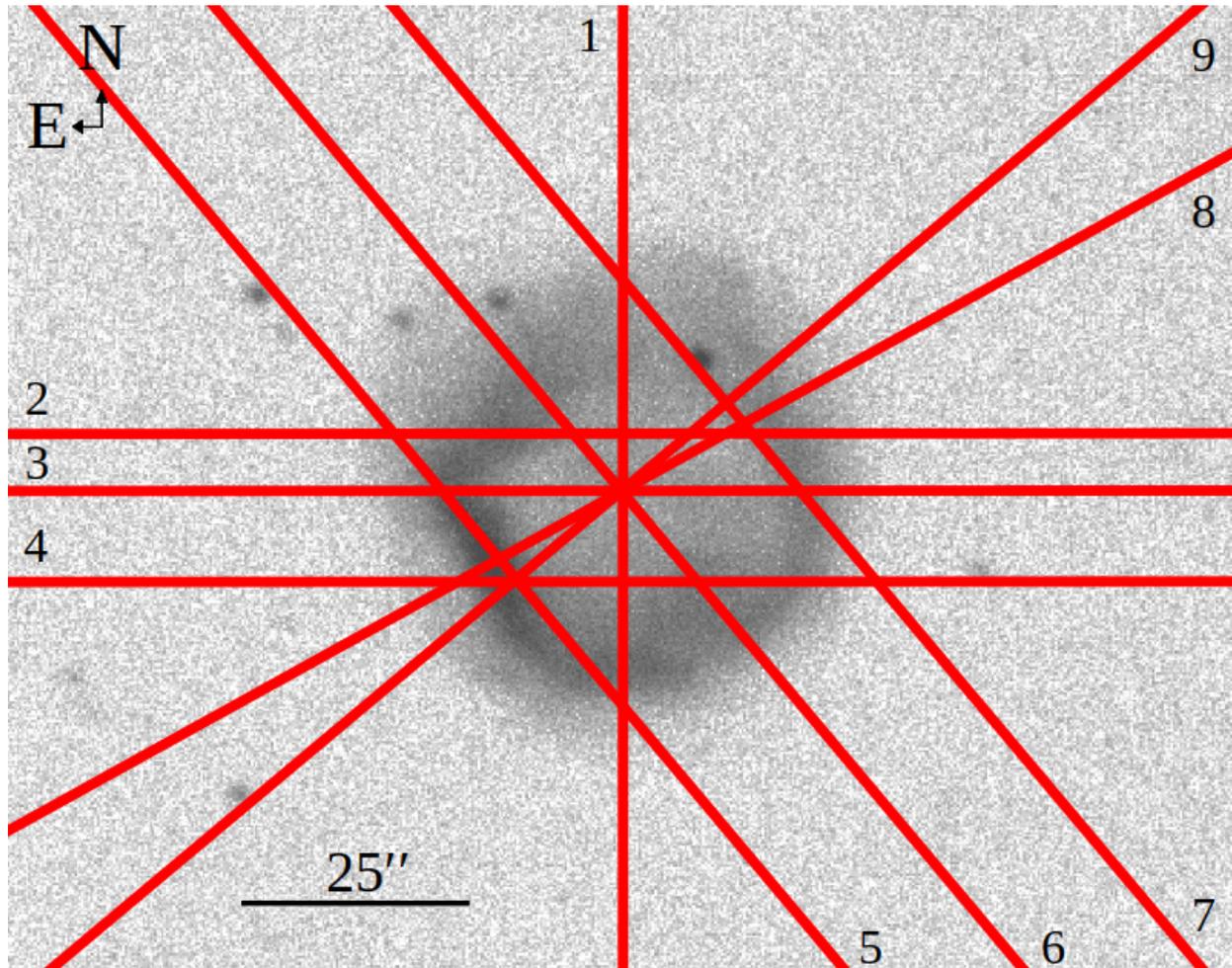


Figura 3.8: Imagen directa de $[\text{N II}]$ con las posiciones de la rendija utilizadas en las observaciones de alta dispersión de $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$, y $[\text{O III}]$, obtenidas utilizando el telescopio de 2.1 m y el espectrógrafo MES en el OAN-SPM durante las temporadas de abril 2001, junio 2004, julio 2008, junio 2010 y abril 2015.

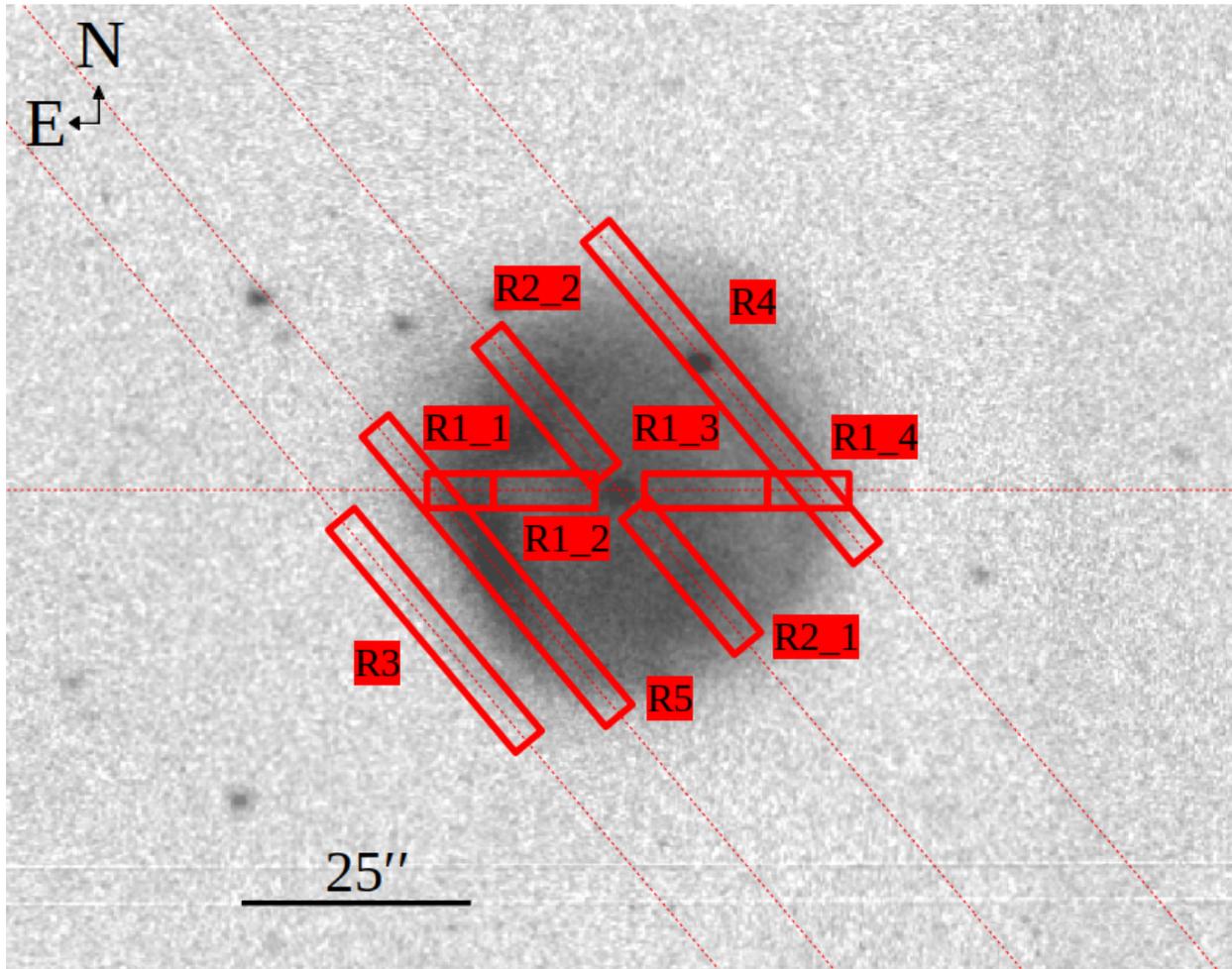


Figura 3.9: Imagen directa de $H\alpha$ con las posiciones de la rendija utilizadas en las observaciones de baja dispersión de obtenidas utilizando el telescopio de 2.1 m y el espectrógrafo B&Ch en el OAN-SPM durante la temporada de mayo 2004 (líneas punteadas). Las regiones solidas corresponden a las distintas zonas de extracción en cada posición.

3.4.2. Espectroscopía de alta dispersión

Se obtuvieron 11 espectros de alta dispersión repartidos en las 5 temporadas de observación (abril de 2001, junio de 2004, julio de 2008, junio de 2010 y abril de 2015). Los espectros fueron obtenidos utilizando el telescopio de 2.1 m ($f/7.5$) y el espectrógrafo MES en el OAN-SPM. De estos espectros, 9 fueron tomados utilizando el filtro de $H\alpha+[N II]$ y 2 fueron con el filtro de $[O III] \lambda 5007 \text{ \AA}$.

El primer paso en la reducción de los datos consiste en combinar los *bias*, imágenes con una exposición de tiempo cero que muestran las cuentas intrínsecas del CCD, de cada noche de observación para hacer un *bias* promedio y sustraerlo a los espectros (Figura 3.10). Esto permite quitar el pedestal de carga inicial.

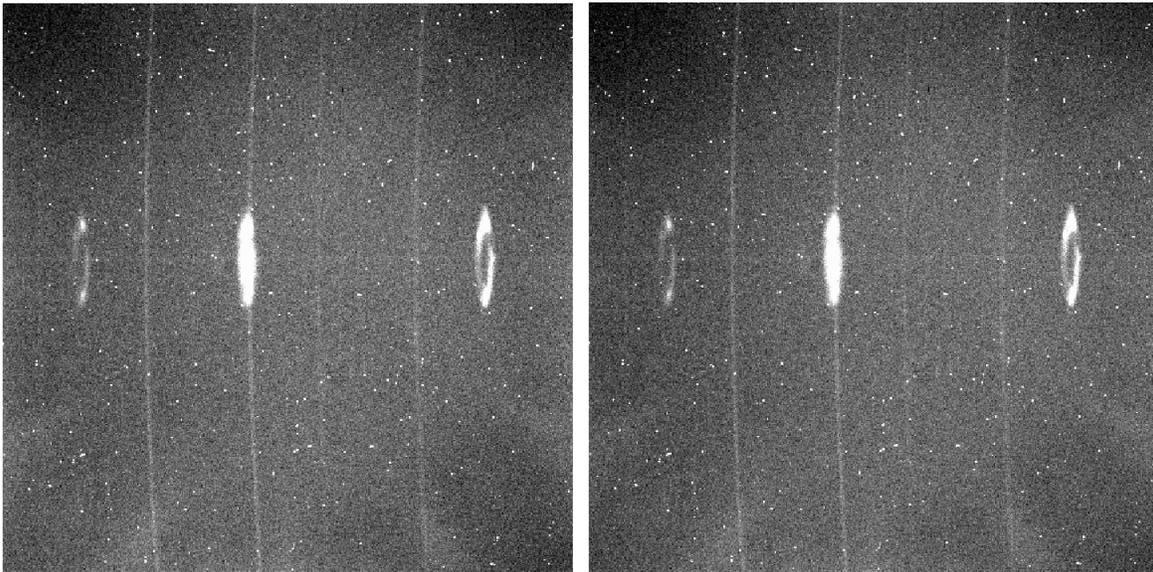


Figura 3.10: Espectro de la rendija 3 de IC 972 obtenido con el filtro $H\alpha+[N II]$ (Izquierda). Mismo espectro de IC 972 con sustracción de *bias* realizada (Derecha).

Los rayos cósmicos fueron eliminados con el método de la mediana (en el caso de contar con tres espectros de la misma posición) y uno a uno con la tarea *imedit* de IRAF en los casos en los que sólo contábamos con un espectro (Figura 3.11).

Se identificaron las líneas de emisión de los arcos de comparación de Th-Ar correspondientes al filtro de $H\alpha+[N II]$ en el rango espectral de 6,528-6,600 \AA y los arcos correspondientes al filtro $[O III]$ en el rango espectral de 4,990-5,030 \AA para poder realizar la calibración en longitud de onda. La calibración se realiza primero en los arcos y posteriormente, una vez que han sido calibrados correctamente, ésta se aplica a los espectros de interés, en los cuales también son afectadas las líneas del cielo (Figura 3.12).

Para tener un mejor análisis en los espectros fue necesario restar las líneas del cielo (Figura 3.13) utilizando la tarea *background* de IRAF.

Por último se realizó la corrección de velocidad respecto al *Local Standard of Rest* (LSR) que corresponde a la velocidad media de las estrellas en la vecindad solar. Esta corrección se hace para compensar los movimientos de la Tierra respecto a la Luna, el Sol y el LSR.

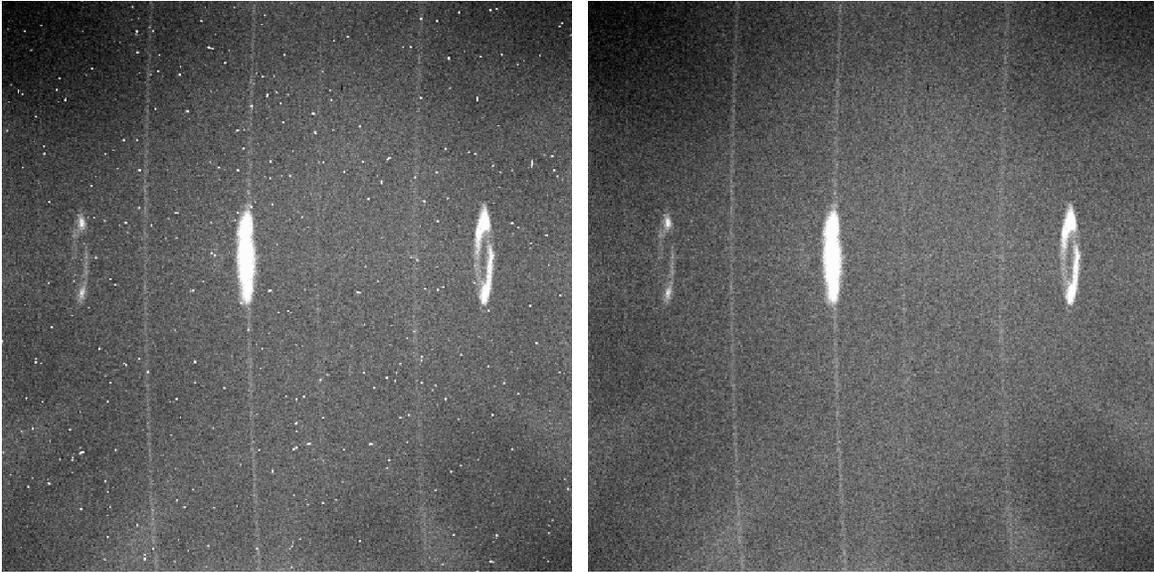


Figura 3.11: Espectro de la rendija 3 de IC 972 antes de quitar los rayos cósmicos (Izquierda). Espectro de IC 972 después de quitar los rayos cósmicos (Derecha).

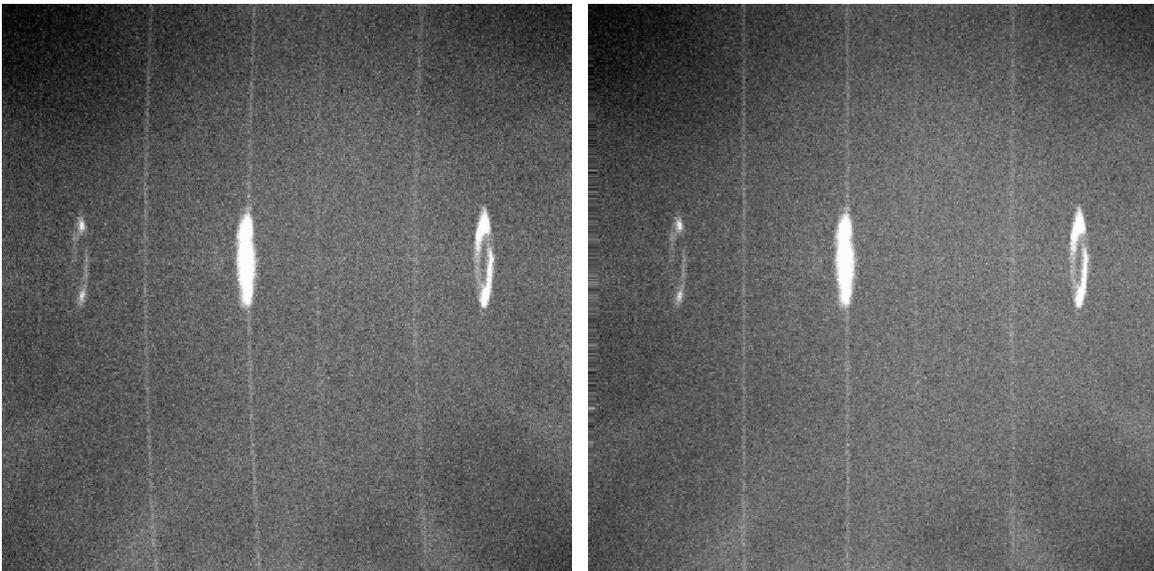


Figura 3.12: Espectro de la rendija 3 de IC 972 sin calibrar en longitud de onda (Izquierda). Espectro de IC 972 calibrado en longitud de onda y rectificado (Derecha).

3.4.3. Espectroscopía de baja dispersión

Se obtuvieron cinco espectros de baja dispersión en una temporada de observación (mayo de 2004). Los espectros fueron obtenidos utilizando el telescopio de 2.1 m ($f/7.5$) y el espectrógrafo B&Ch en el OAN-SPM. Para estos espectros, se tiene de igual manera el procedimiento antes mencionado para los espectros de alta dispersión, sin embargo, también se tienen pasos adicionales que se explican a continuación.

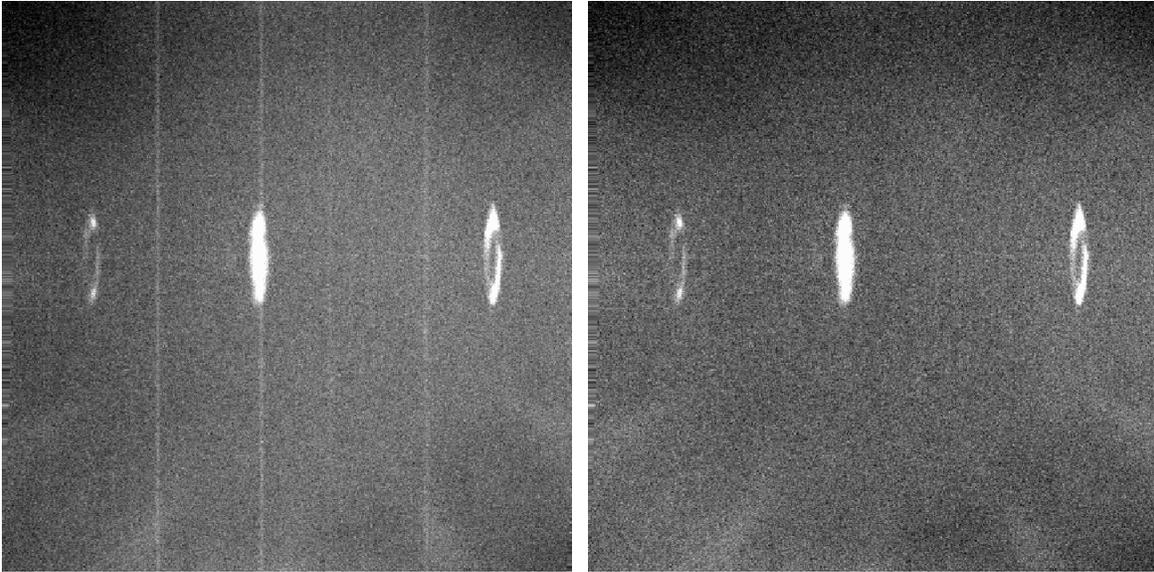


Figura 3.13: Espectro de la rendija 3 de IC 972 con líneas de cielo (Izquierda). Espectro de IC 972 sin líneas de cielo (Derecha).

Aquí es necesario hacer uso de tres tipos de espectros complementarios: dos para campo plano (halógenos y campo plano del cielo) y la estrella Kopff 27 como estrella estándar para la calibración espectrofotométrica. En los dos primeros casos se obtiene un espectro promedio para cada tipo de campo plano. A estos promedios se les ajusta un polinomio con la tarea de IRAF *response* (para el caso del halógeno) e *illumination* (para el campo plano del cielo). La función combinada de ambos polinomios se utiliza para corregir las observaciones por la respuesta espectral del detector y la iluminación sobre la rendija. Después de ser sometida al procedimiento previamente descrito, a la estrella estándar se le extrae un espectro unidimensional para poder realizar la conversión de cuentas por píxel a flujo obteniendo una función de sensibilidad. Una vez calibrados los espectros de la estrella estándar de cada noche, se calibra en flujo cada espectro correspondiente, en unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Å}^{-1}$. En la Fig. 3.14 podemos apreciar los cinco espectros de baja dispersión totalmente reducidos.

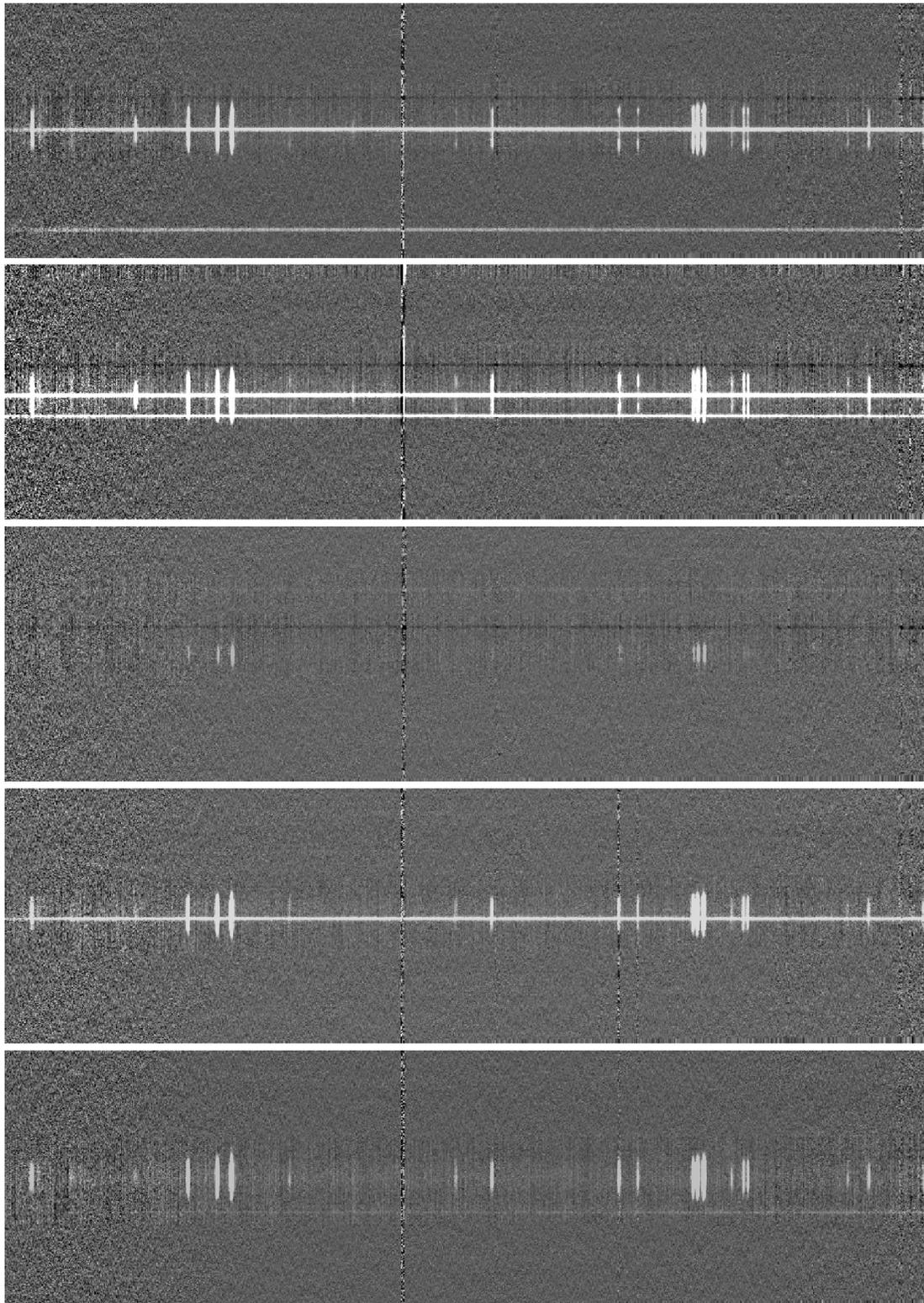


Figura 3.14: Espectros totalmente reducidos de IC 972 obtenidos con el espectrógrafo B&Ch. El orden descendente corresponde al respectivo número de rendija (ver Fig. 3.9).

Capítulo 4

Resultados

4.1. Imágenes directas

En la Fig. 4.1 se muestra la imagen obtenida con el filtro de [N II]. En ella podemos ver un “codo” en el este (marcado con un cuadrado), con una emisión mayor a las demás regiones de la NP, esta zona posee una forma aplanada. En el norte podemos observar que parece ser que la emisión perimetral (cascarón externo) deja de ser continuo y tenemos una apertura que aparenta una protuberancia de $\simeq 7.5''$. En el SW contamos con emisión que se adentra hacia el centro aproximadamente $8.25''$ (marcada con un círculo).

En el caso de la imagen obtenida con el filtro $H\alpha$ (Fig. 4.1) la emisión más externa es parecida a la de [N II]. Tenemos una zona N en la cual la emisión parece difuminarse, una zona E con una mayor emisión y una forma aplanada, así como una zona O redonda. En la región central se aprecia que existe emisión, tanto hacia el N como hacia el S de esa zona, parte de la emisión en el SW se puede empatar con un pequeño aumento de emisión en la misma región en el filtro de [N II] (marcada con un círculo). Sin embargo, hacia el E y O de la NP notamos que hay dos regiones con baja emisión entre el cascarón externo y la zona del centro (A y A'). Estas regiones miden aproximadamente $8.25''$ (E) y $14''$ (O) de largo.

Para el filtro de [O III] (Fig. 4.1) tenemos emisión en la parte interna del cascarón externo en la zona N y S. De manera similar al caso de $H\alpha$ tenemos zonas en la cuales la emisión es menor en el E y O (A y A') con una tercera zona en el centro la cual forma un anillo de aproximadamente $6''$ de radio con la estrella central en la región interna del mismo (marcado con una elipse). Conforme nos alejamos del centro de la NP, la emisión empieza a ser cada vez más difusa. En este filtro es donde encontramos que IC 972 posee una mayor emisión.

Vemos que la imagen en $H\alpha$ y [O III] poseen zonas y estructuras similares, no así la imagen en [N II] en la cual la emisión en la zona central es marginal. También se hace notar que podemos observar la presencia de emisión difusa que acompaña a la NP y es visible a través de los tres filtros (señalada con la letra H), así como una zona de alta emisión en lado E (marcado con un rombo). Las tres imágenes directas antes descritas fueron utilizadas para generar la imagen a color (RGB) presente en la Fig. 4.1. Por lo antes mencionado concluimos que IC 972 es una nebulosa R,*_{ib},ir,h, lo cual corresponde, respectivamente, a una NP redonda, con estrella central visible, con una burbuja interna al cascarón principal, que tiene características que no son comprendidas en las demás clasificaciones principales

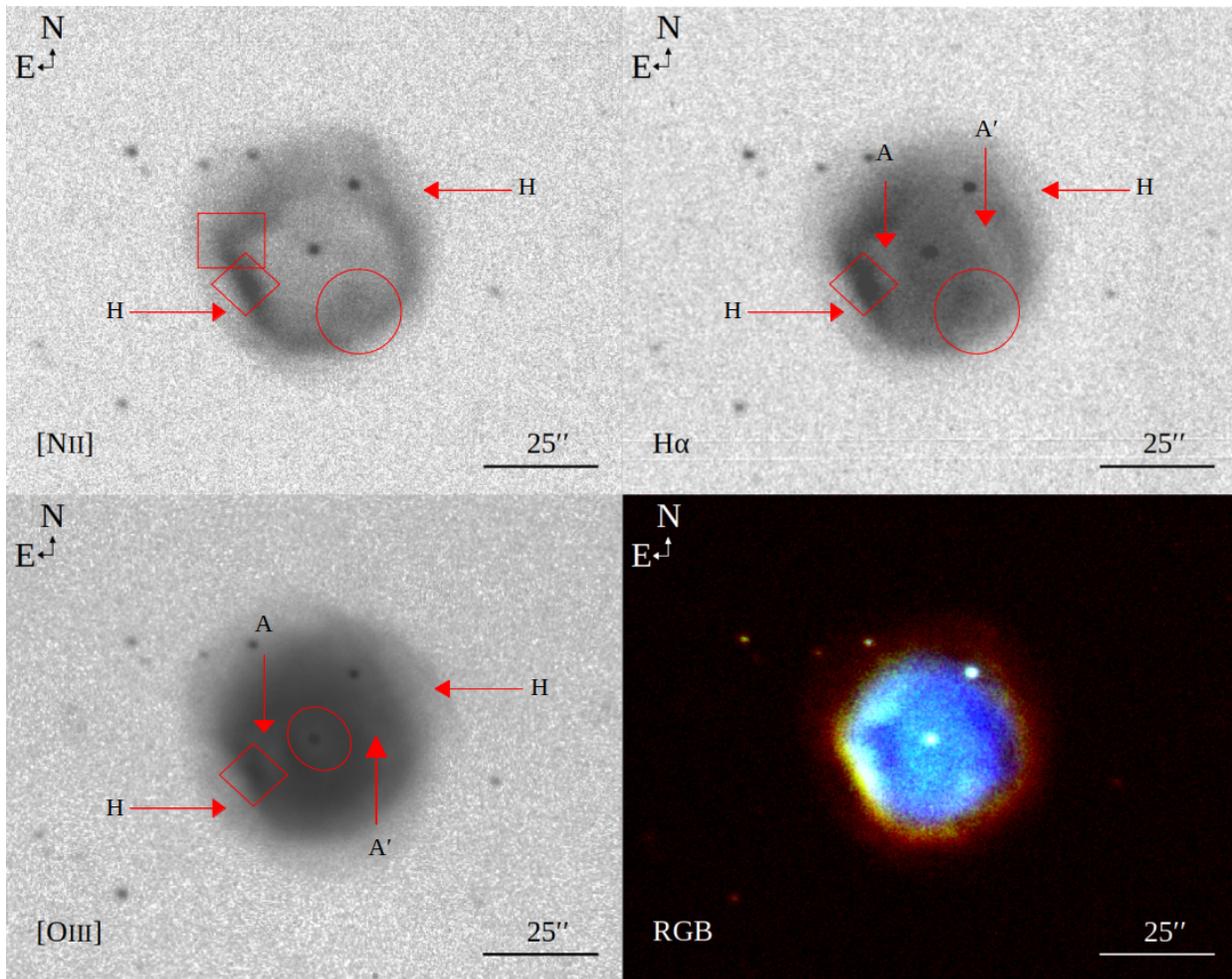


Figura 4.1: Imágenes directas de IC 972 tomadas con el telescopio de 1.5 m en el OAN-SPM durante la temporada de julio del 2007 utilizando los filtros de $[N II]$ (superior izquierda), $H\alpha$ (superior derecha), $[O III]$ (inferior izquierda). En la imagen RGB (inferior derecha) rojo corresponde a $H\alpha$, verde a $[N II]$ y azul a $[O III]$.

o secundarias, la cuál posee un halo circundante (utilizando la clasificación de Sahai et al. (2011))

4.2. Diagramas Posición-Velocidad (PV)

Se utilizaron las rutinas de Python MEZTOOLS (Gómez-Muñoz 2022) para la realización de los diagramas Posición-Velocidad obtenidos para cada espectro previamente reducido. Estas rutinas acceden al *header* de la observación para generar la posición relativa del objeto utilizando la escala espacial del detector (eje vertical), también utiliza la escala espectral de la observación, la longitud de onda central del filtro, la corrección LSR de la velocidad, y la velocidad sistémica del objeto, para transformar los píxeles en velocidad relativa (eje horizontal), dando como resultado un diagrama PV como los que se presentan a continuación.

4.2.1. Temporada abril de 2001

Diagrama 2 (Fig. 4.2)

Podemos apreciar un desdoblamiento espectral máximo de aproximadamente $\pm 23 \text{ km s}^{-1}$. Tenemos la emisión desde $-28''$ hasta $+28''$, abarcando un tamaño total de $56''$.

Vemos que en la parte superior, de $+8''$ a $+16''$, en ambas zonas, azul y roja, la emisión es claramente visible. Sin embargo, observamos que en la zona azul sigue hasta $+28''$, teniendo una protuberancia en esa área.

En la región central e inferior, la emisión de la zona azul es marginal. Por otro lado, la emisión del lado rojo es en todo momento visible, bajando hasta $-28''$.

La parte superior del diagrama puede empatarse con el lado E de la imagen directa de [N II] (Fig. 4.1) donde se encuentra la zona aplanada.

Diagrama 3 (Fig. 4.2)

Observamos que el desdoblamiento espectral máximo es de $\pm 25 \text{ km s}^{-1}$. La emisión se extiende a lo largo de $56''$, de $-28''$ hasta $+28''$.

Observamos que en la región media superior, de $+4''$ a $+25''$, la emisión de la zona azul es visible, mientras que de $+4''$ a $+12''$, la emisión de la parte roja no lo es.

Al igual que en el diagrama anterior, en la parte azul del diagrama la emisión no es muy apreciable en la zona central e inferior de $+4''$ hasta $-20''$. En zona roja, por su parte, la emisión es visible desde $+6''$ hasta $-28''$ donde ese lado de la elipse se cierra. La emisión en la parte roja se vuelve marginal de $+6''$ a $+14''$. Notamos que es en ambos extremos del diagrama donde encontramos emisión más intensa.

La zona superior de este diagrama corresponde con la zona aplanada que vemos en el E de la imagen directa de [N II] (4.1)

Diagrama 4 (Fig. 4.2)

Su desdoblamiento espectral máximo es de aproximadamente $\pm 17 \text{ km s}^{-1}$. Aquí la emisión se extiende entre $\pm 24''$, alcanzando un tamaño total de $48''$.

Podemos apreciar que el lado azul es en todo momento visible, con una pequeña atenuación entre $-2''$ y $+6''$.

En la región roja la emisión solamente es visible de buena manera desde $-6''$ hasta $-24''$. Por otro lado, el lado azul la emisión es marginal de $-6''$ hasta $+12''$. También podemos observar que en la parte superior del lado azul se cuenta con una pequeña protuberancia de $+18''$ a $+24''$.

La emisión observable en la parte superior del diagrama corresponde a la emisión difusa que se aprecia en la zona E en la imagen directa de [N II] en la Fig. 4.1, mientras que la emisión de la zona superior corresponde a la región con mayor intensidad marcada con un rombo en la imagen directa.

4.2.2. Temporada junio de 2004

Diagrama 5 (Fig. 4.2)

Encontramos que el desdoblamiento espectral máximo de la emisión corrida al azul es de -7 km s^{-1} con una extensión desde $-22''$ hasta $+24''$, dando un tamaño total de $46''$.

Podemos apreciar que no contamos con emisión corrida al rojo en este diagrama y que solamente es apreciable la emisión corrida al azul. Esta emisión es más intensa de $-18''$ a $+14''$. Después de estos dos extremos se logra observar que existe emisión, pero con menor intensidad.

La emisión observada en los extremos del diagrama es debida a la emisión difusa que podemos ver en la imagen directa de [N II] en la Fig. 4.1.

Diagrama 6 (Fig. 4.2)

Apreciamos desdoblamiento espectral máximo de $\pm 25 \text{ km s}^{-1}$. La extensión presente de la emisión es desde $-26''$ hasta $+28''$, para un total de $+54''$.

Observamos que en la parte superior ambas zonas (azul y roja) la emisión es visible, teniendo más intensidad en la zona roja y una estructura recta en ésta.

Sin embargo, ambas emisiones se atenúan considerablemente, desde $+12''$ hasta $-10''$ en la parte azul y de $+10''$ a $-8''$ en la parte roja, donde a partir de esos puntos empiezan nuevamente a ser visibles ambas zonas.

Por un lado la emisión en la parte azul es la más intensa aquí y se puede apreciar una forma elipsoidal, mientras que la parte roja se cuenta con menos emisión y una forma más recta.

La zona inferior de este diagrama se puede empatar con la emisión que se adentra hacia el centro en la imagen directa, mientras que la zona superior podemos apreciar la emisión difusa que vemos de igual forma al NE de la imagen directa de [N II] (Fig. 4.1)

Diagrama 7 (Fig. 4.2)

Contamos con un desdoblamiento espectral máximo en la zona roja de ± 15 , extendiéndose la emisión $50''$, desde $-24''$ hasta $+26''$.

Notamos claramente que la emisión en la zona azul es marginal de $-14''$ hasta $+12''$.

En lo que respecta a la parte roja, apreciamos que la emisión es visible en todo momento (siendo más intensa en la zona inferior) y que tiene una atenuación hacia arriba a partir de $+10''$.

En la parte inferior podemos observar que se tiene una emisión débil. También cuenta con una protuberancia que se extiende desde $+14''$ hasta $+26''$.

La protuberancia que se aprecia en la zona superior del diagrama corresponde a la protuberancia mencionada en la imagen de [N II] de la Fig. 4.1.

4.2.3. Temporada julio de 2008

Diagrama 8 (Fig. 4.2)

Tenemos un desdoblamiento espectral máximo de $\pm 25 \text{ km s}^{-1}$. La emisión se encuentra desde $-28''$ hasta $+32''$, dando una longitud total de $60''$.

En la zona azul la emisión no es apreciable desde $0''$ hasta $+20''$, lugar donde se cierra de la elipse. Por otra parte, si es visible tenuemente desde $-2''$ hasta $-14''$ y de $-14''$ a $-22''$ encontramos una región ancha de gran emisión.

Para la zona roja tenemos un comportamiento similar, pero en direcciones opuestas. La emisión es visible de $-4''$ a $+12''$ de una forma tenue y de $+12''$ a $+24''$ presenta una mayor intensidad, y la emisión es marginal de $-4''$ a $-14''$.

Tanto en el extremo superior como en el inferior, podemos apreciar que se tiene una terminación en punta con una emisión baja.

La zona inferior con alta intensidad en el diagrama se puede empatar con la zona de mayor emisión señalada en la imagen directa de $[\text{N II}]$ (Fig. 4.1), mientras que la emisión débil en ambos extremos corresponde a la emisión difusa que se observa en dicha imagen directa.

4.2.4. Temporada junio de 2010

Diagrama 9 ($[\text{N II}]$; Fig. 4.2)

Contamos con un desdoblamiento espectral máximo de $\pm 22 \text{ km s}^{-1}$ y una emisión que se extiende en la región de $-30''$ hasta $+32''$, con un tamaño total de $62''$.

Este diagrama es bastante similar al diagrama número 8 debido a que tienen PA similares (-61° y -50° respectivamente), así como una posición sobre la NP parecida. La diferencia se encuentra en la intensidad en todas las zonas del diagrama es mayor. También se puede apreciar una pequeña protuberancia en la zona roja en $+4''$.

Diagrama 9 ($[\text{O III}]$; Fig. 4.2)

Vemos un desdoblamiento espectral máximo de $\pm 13 \text{ km s}^{-1}$. En este caso la emisión es visible desde $-28''$ hasta $+30''$, lo que da como resultado un total de $58''$.

En la parte superior podemos observar que la emisión se encuentra ligeramente recargada hacia el lado rojo. Podemos ver que de $+10''$ hasta $+14''$ se tiene una atenuación en la emisión de la parte roja.

En lo que respecta a la parte central, apreciamos un desdoblamiento similar a la cáscara externa que se extiende en la región de $\pm 4''$, lo que indica la presencia de una estructura interna al cascarón principal.

Para la parte inferior, de $-10''$ a $-18''$, tenemos que la zona azul presenta una emisión intensa, mientras que la zona roja presenta una emisión más tenue.

La emisión más intensa es acompañada en todo el contorno, e interior del anillo, por otra más tenue que se extiende hasta de ambos extremos.

La región central en la cual tenemos una disminución en la emisión concuerda con el anillo observado en la imagen directa de $[\text{O III}]$ (Fig. 4.1). Por otro lado, la zona en la parte superior e inferior en la cual de igual forma hay menos emisión corresponden a las zonas con baja (A

y A' en la imagen directa), mientras que la emisión débil en ambos extremos del diagrama es debida a la emisión marginal que se tienen en la imagen directa.

4.2.5. Temporada abril de 2015

Diagrama 1 ([N II]; Fig. 4.2)

Se observa un desdoblamiento espectral máximo de $\pm 25 \text{ km s}^{-1}$. La emisión se extiende de $-32''$ hasta $+28''$, dando un total de $60''$.

En el lado azul la emisión no es apreciable de $+2''$ hasta $+20''$ donde notamos que se presenta una protuberancia. De $+2''$ hasta $-12''$ la emisión aquí es visible en una región estrecha, a partir de los $-12''$ hasta los $-24''$ tenemos que la emisión aumenta y se ensancha la zona.

Para el lado rojo tenemos que de $-2''$ a $+20''$ la emisión es observable en una región delgada. Por otra parte, desde $-2''$ hasta $-18''$, la emisión es bastante tenue.

Vemos que tiene una protuberancia de $+20''$ a $+28''$, lo que corresponde a la protuberancia en la zona N antes mencionadas en la Fig. 4.1. El aumento en la intensidad de la parte S puede relacionarse con la emisión que se adentra a la región central (Fig. 4.1).

Diagrama 1 ([O III]; Fig. 4.2)

Apreciamos un desdoblamiento espectral máximo de $\pm 15 \text{ km s}^{-1}$ cuya emisión se extiende desde $-26''$ hasta $+26''$, teniendo así un tamaño de $52''$.

Podemos observar que a partir de $+6''$ en ambas zonas del diagrama la emisión se junta y tiene una terminación en punta en la parte superior. Lo mismo pasa desde $-8''$ hasta el extremo inferior donde, de igual manera, termina en punta. Sin embargo, en esta última vemos que se tiene una mayor emisión, lo que concuerda con la emisión en la zona S de la imagen directa en [O III] (Fig. 4.1). Dichas emisiones en punta se mueven cercanas a la velocidad sistémica de la NP.

En la zona central observamos un anillo que abarca desde $-8''$ hasta $+4''$, el cual corresponde al anillo central observado en la Fig. 4.1.

También es notable que toda la emisión intensa está rodeada por un halo de emisión más tenue, incluso estando presente dentro del anillo antes mencionado.

Cabe resaltar que los diagramas 1, 3, 8 y 9 poseen una simetría puntual.

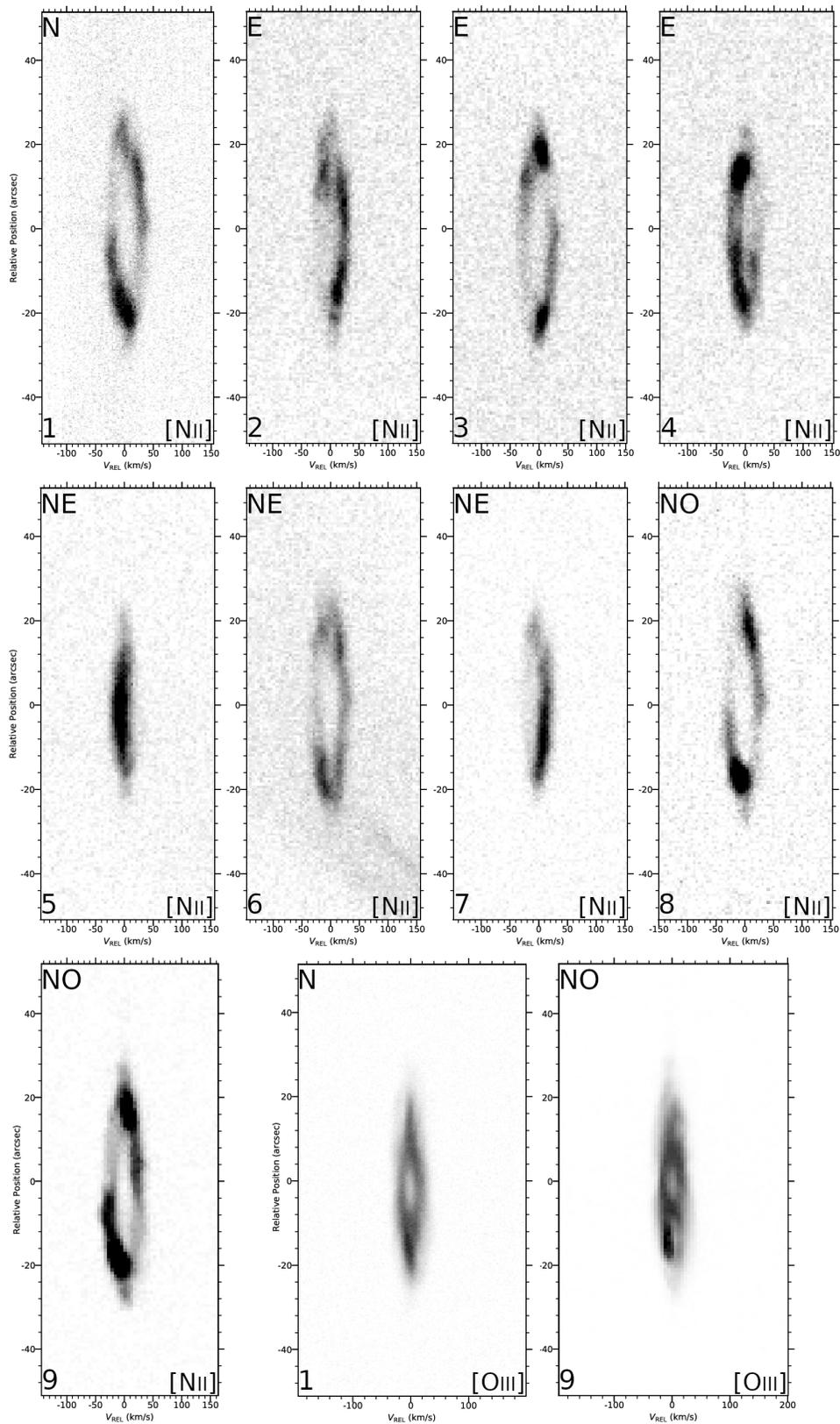


Figura 4.2: Diagramas PV de las líneas $[\text{N II}]\lambda 6583$ y $[\text{O III}]\lambda 5007$ de todas las temporadas de observación.

4.3. Parámetros cinemáticos

Encontramos que la velocidad sistémica para IC 972 corresponde a $V_{\text{sys}}^{\text{LSR}} = -18 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ ($V_{\text{sys}}^{\text{HEL}} = -23 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$) utilizando las rendijas que pasan sobre la estrella central y el procedimiento descrito en la sección 2.4.2. En el caso de la velocidad de expansión máxima tenemos una para la emisión de [N II] y otra para [O III], las cuales son $V_{\text{exp}}([\text{N II}]) = 26 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$ y $V_{\text{exp}}([\text{O III}]) = 15 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$. Estas velocidades fueron obtenidas de igual forma con los espectros sobre la estrella central, se midió la longitud de onda del desdoblamiento espectral en cada uno de ellos con la tarea *splot* de IRAF y utilizando la ecuación 2.4 fue posible calcular la velocidad.

4.4. Parámetros físicos

Las intensidades de las líneas utilizadas fueron obtenidas ajustando una función gaussiana a cada líneas de interés con la tarea *splot* de IRAF, los espectros de cada zona de extracción de las observaciones de baja dispersión se presentan en las Fig. 4.3 y 4.4. Dado que en ningún espectro fue posible identificar la línea [O III] λ 4363, necesaria para el cálculo de la temperatura electrónica, solamente se pudo obtener la temperatura electrónica utilizando las líneas de [N II] λ 5755, 6548, 6583 en las nueve regiones extraídas. Los valores que se presentan a continuación para la línea [O III] λ 4363 son límites superiores para el valor de la intensidad correspondiente, por lo que la temperatura obtenida utilizando las líneas de este ion es un límite superior también, no es confiable y se necesitan mejores observaciones para calcular un valor preciso. Por otra parte, las densidades electrónicas fueron obtenidas con el cociente de las líneas de azufre [S II] λ 6717, 6731.

Las temperaturas y densidades electrónicas encontradas se muestran en las tablas 4.1 y 4.2. Dadas las densidades electrónicas obtenidas y los valores de $c(\text{H}\beta)$ obtenidos con la ecuación 2.9, (presentados a continuación en las Tablas 4.4, 4.5), no se logra ver una relación directa entre la densidad y la extinción presente en la NP. Sin embargo, la mayoría de las regiones de la NP se encuentran en el régimen de baja densidad, lo que nos puede decir que se trata de un objeto evolucionado, como se menciona en Pereyra et al. (2013). En el caso de la temperatura electrónica tenemos valores $\sim 10,000 \text{ K}$, los cuales concuerdan con Cahn et al. (1992) y Medina (2021), con una variación aproximada de 2,000 K entre la región con menor y mayor temperatura.

	R1_1	R1_2	R1_3	R1_4
$T_e([\text{N II}])(\text{K})$	$9,670 \pm 11,604$	$10,044 \pm 8,638$	$10,194 \pm 6,626$	$10,014 \pm 11,416$
$T_e([\text{O III}])(\text{K})$	$< 8,726$	-	$< 8,987$	-
$n_e(\text{cm}^{-3})$	< 100	< 100	< 100	< 100
$c(\text{H}\beta)$	0.463	0.257	0.183	0.195

Tabla 4.1: Parámetros físicos de IC 972 obtenidos con las zonas de extracción correspondientes a la rendija 1 de las observaciones de baja dispersión.

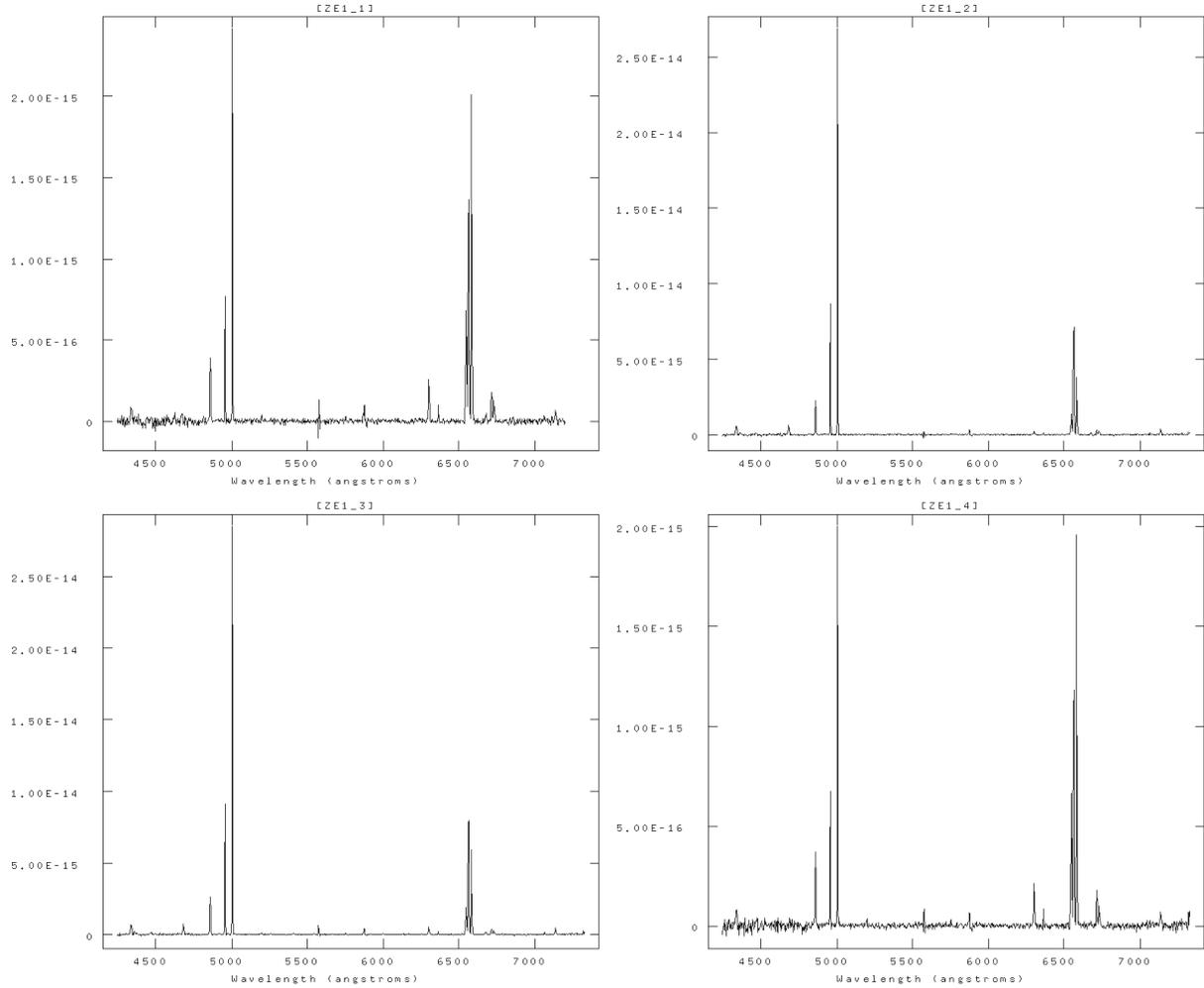


Figura 4.3: Espectros de las zonas de extracción R1.1, R1.2, R1.3 y R1.4.

	R2.1	R2.2	R3	R4	R5
$T_e([\text{N II}])(\text{K})$	$10,377 \pm 15,566$	$9,825 \pm 18,668$	$11,295 \pm 11,978$	$10,446 \pm 3,239$	$11,758 \pm 3,058$
$T_e([\text{O III}])(\text{K})$	$< 7,678$	$< 9,663$	-	$< 10,245$	-
$n_e(\text{cm}^{-3})$	~ 250	< 100	~ 500	< 100	< 100
$c(\text{H}\beta)$	0.136	0.126	0.420	0.171	0.215

Tabla 4.2: Parámetros físicos de IC 972 obtenidos con las zonas de extracción correspondientes a la rendija 2, 3, 4 y 5 de las observaciones de baja dispersión.

4.5. Abundancias químicas

Se presentan en las Tablas 4.4 y 4.5 las intensidades intrínsecas de las líneas identificadas en cada una de las regiones seleccionadas, en unidades de $\text{H}\beta = 100$. Los flujos correspondientes al valor de referencia se presentan en la tabla 4.3. Los errores fueron calculados sumando el

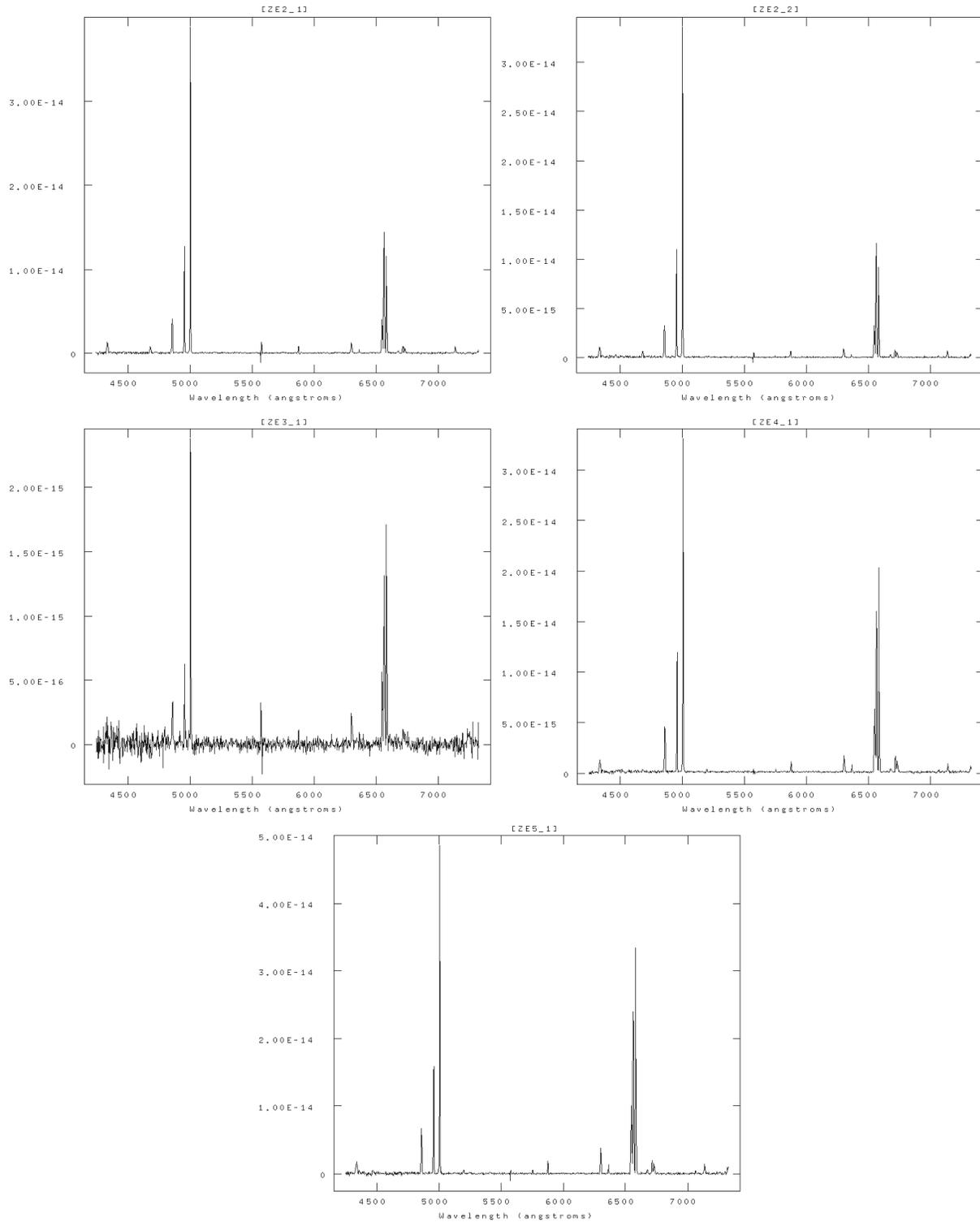


Figura 4.4: Espectros de las zonas de extracción R2_1, R2_2, R3, R4 y R5.

valor cuadrático medio y el ruido de los fotones en cada una de las líneas medidas. También

se muestran las abundancias iónicas encontradas para distintos elementos en las regiones estudiadas (Tab.4.6 y Tab.4.7). Las abundancias totales no pudieron ser calculadas debido a que eran necesarias la abundancia iónica de O^+ que es obtenida utilizando las líneas de emisión [O II] 3726, 3729 Å (Pérez-Montero 2017) que se encuentran fuera del intervalo espectral del espectrógrafo B&Ch. El valor promedio encontrado para $\log(F_{H\beta})$ es de -14.01 dadas nuestras regiones de extracción. Debido la presencia de la línea de He II 4686 Å, se encuentra que existe una zona central de alta excitación ($p=9$), dominada por las líneas de emisión de [O III]. En el cascarón externo no contamos con la presencia de dicha línea de He II, por lo que tenemos una zona de baja excitación ($p=2$) en la cual dominan las líneas de emisión de [N II].

	Región								
Flujo	R1_1	R1_2	R1_3	R1_4	R2_1	R2_2	R3	R4	R5
$\times 10^{-15} \text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$	2.65	15.7	18.5	2.46	3.37	2.69	2.25	37.9	57.2
$c(H\beta)$	0.463	0.257	0.183	0.195	0.136	0.126	0.420	0.171	0.215

Tabla 4.3: Flujos de referencia de $H\beta$ para las distintas regiones de la NP.

Ion	$\lambda(\text{\AA})$	f_λ	R1.1	R1.2	R1.3	R1.4
H γ	4340	0.157	41.7 \pm 17	38.1 \pm 6.7	35.6 \pm 6.1	29.4 \pm 16
[O III]	4363	0.149	<2.30	<2.90	<4.21	<7.39
He I	4471	0.115	-	-	4.52 \pm 2.3	-
He II	4686	0.05	-	27.3 \pm 5.7	26.9 \pm 5.2	-
H β	4861	0	100 \pm 27	100 \pm 11	100 \pm 10	100 \pm 28
[O III]	4959	-0.026	201 \pm 37	353 \pm 20	323 \pm 18	183 \pm 37
[O III]	5007	-0.038	593 \pm 63	1048 \pm 34	977 \pm 31	519 \pm 62
[N I]	5199	-0.082	7.87 \pm 7.5	-	2.31 \pm 1.5	7.42 \pm 7.4
He II	5411	-0.126	-	3.24 \pm 1.9	2.05 \pm 1.5	-
[O I]	5577	-0.156	-	-	12.1 \pm 3.4	15.5 \pm 11
[N II]	5755	-0.185	5.31 \pm 6.2	1.99 \pm 1.6	2.69 \pm 1.7	6.22 \pm 6.9
He I	5876	-0.203	18.2 \pm 11	11.7 \pm 3.7	14.7 \pm 3.8	16.9 \pm 11
[O I]	6300	-0.263	49.2 \pm 18	7.04 \pm 2.8	16.4 \pm 3.9	47.2 \pm 18
[O I]	6363	-0.271	18.9 \pm 12	2.31 \pm 1.7	6.33 \pm 2.5	22.0 \pm 13
[N II]	6548	-0.296	137 \pm 30	45.9 \pm 7.1	50.7 \pm 6.8	146 \pm 32
H α	6563	-0.298	288 \pm 43	286 \pm 18	286 \pm 17	286 \pm 45
[N II]	6583	-0.300	439 \pm 53	150 \pm 13	196 \pm 14	471 \pm 57
He I	6678	-0.313	6.37 \pm 6.5	4.33 \pm 2.3	3.74 \pm 1.9	-
[S II]	6716	-0.318	31.5 \pm 15	11.1 \pm 3.6	10.9 \pm 3.2	35.7 \pm 16
[S II]	6731	-0.320	21.5 \pm 12	7.15 \pm 2.9	7.12 \pm 2.6	21.2 \pm 13
He I	7065	-0.364	3.72 \pm 5.2	3.51 \pm 2.1	3.70 \pm 1.9	-
[Ar III]	7136	-0.374	12.0 \pm 8.9	14.5 \pm 3.9	15.4 \pm 3.8	14.1 \pm 11
He II	7178	-0.379	-	-	-	-
He I	7281	-0.393	-	2.96 \pm 1.9	-	-
[O II]	7320	-0.398	-	-	6.81 \pm 2.5	12.1 \pm 9.5
$c(\text{H}\beta)$	-	-	0.463	0.257	0.183	0.195
$\log(F_{\text{H}\beta})$	-	-	-15.1	-14.1	-13.9	-14.8

Tabla 4.4: Intensidades intrínsecas en unidades de $F_{\text{H}\beta}$ para cada línea de emisión en las diferentes regiones extraídas de la rendija 1. f_λ corresponde a la ley de extinción de Cardelli et al. (1989). Los errores fueron obtenidos con el límite superior mencionado previamente en esta sección.

Ion	$\lambda(\text{\AA})$	f_λ	R2.1	R2.2	R3	R4	R5
H γ	4340	0.157	36.4 \pm 17	-	-	31.9 \pm 4.1	32.3 \pm 4.1
[O III]	4363	0.149	<1.99	<1	<5.12	<4.72	<4.71
He I	4471	0.115	-	-	-	-	7.25 \pm 2.1
He II	4686	0.05	19.9 \pm 13	-	-	-	-
H β	4861	0	100 \pm 25	100 \pm 29	100 \pm 32	100 \pm 7.1	100 \pm 6.9
[O III]	4959	-0.026	286 \pm 41	300 \pm 47	204 \pm 44	231 \pm 11	211 \pm 10
[O III]	5007	-0.038	866 \pm 70	920 \pm 80	771 \pm 81	696 \pm 18	660 \pm 18
[N I]	5199	-0.082	2.29 \pm 2.3	-	-	5.40 \pm 1.7	7.01 \pm 1.9
He II	5411	-0.126	2.02 \pm 2.1	2.05 \pm 2.9	-	-	2.19 \pm 1.1
[O I]	5577	-0.156	16.2 \pm 10	-	61.3 \pm 24	3.92 \pm 1.4	-
[N II]	5755	-0.185	3.45 \pm 5.1	2.99 \pm 5.7	6.43 \pm 6.5	5.29 \pm 1.6	7.36 \pm 1.9
He I	5876	-0.203	19.7 \pm 11	16.8 \pm 12	30.3 \pm 17	19.6 \pm 3.1	22.0 \pm 3.2
[O I]	6300	-0.263	25.4 \pm 12	21.1 \pm 13	53.6 \pm 22	29.9 \pm 3.7	43.2 \pm 4.3
[O I]	6363	-0.271	7.54 \pm 6.9	5.40 \pm 7.1	16.5 \pm 13	10.7 \pm 2.3	13.3 \pm 2.5
[N II]	6548	-0.296	73.3 \pm 20	73.7 \pm 23	114 \pm 31	112 \pm 7.1	120 \pm 7.3
H α	6563	-0.298	286 \pm 39	286 \pm 44	286 \pm 48	286 \pm 12	284 \pm 12
[N II]	6583	-0.300	239 \pm 36	236 \pm 40	366 \pm 54	363 \pm 13	339 \pm 13
He I	6678	-0.313	5.72 \pm 6.6	3.82 \pm 6.3	-	5.13 \pm 1.6	4.54 \pm 1.6
[S II]	6716	-0.318	16.9 \pm 11	16.2 \pm 12	22.9 \pm 15	26.1 \pm 3.5	19.4 \pm 3.1
[S II]	6731	-0.320	12.9 \pm 11	11.2 \pm 12	19.2 \pm 15	17.7 \pm 2.9	13.4 \pm 2.6
He I	7065	-0.364	3.11 \pm 5.2	3.65 \pm 6.2	-	4.51 \pm 1.5	3.95 \pm 1.5
[Ar III]	7136	-0.374	14.9 \pm 10	15.7 \pm 12	-	11.4 \pm 2.3	13.4 \pm 2.5
He II	7178	-0.379	-	-	-	0.48 \pm 0.56	-
He I	7281	-0.393	-	-	-	-	-
[O II]	7320	-0.398	-	-	-	-	-
$c(\text{H}\beta)$	-	-	0.136	0.126	0.420	0.171	0.215
$\log(F_{\text{H}\beta})$	-	-	-13.5	-13.6	-14.9	-13.6	-13.5

Tabla 4.5: Intensidades intrínsecas en unidades de $F_{\text{H}\beta}$ para cada línea de emisión en las diferentes regiones extraídas de las rendijas 2, 3, 4 y 5. f_λ corresponde a la ley de extinción de Cardelli et al. (1989). Los errores fueron obtenidos con el límite superior mencionado previamente en esta sección.

Ion	$N(X)/N(H^+)$			
	R1.1	R1.2	R1.3	R1.4
He ⁺	1.44×10^{-1}	9.62×10^{-2}	9.66×10^{-2}	1.20×10^{-1}
He ²⁺	-	2.21×10^{-2}	2.17×10^{-2}	-
N ⁰	8.20×10^{-6}	-	1.94×10^{-6}	6.29×10^{-6}
N ⁺	9.62×10^{-5}	2.83×10^{-5}	3.70×10^{-5}	8.91×10^{-5}
O ⁰	1.27×10^{-4}	1.38×10^{-5}	3.48×10^{-5}	1.12×10^{-4}
O ⁺	-	-	1.50×10^{-4}	2.69×10^{-4}
O ²⁺	2.50×10^{-4}	3.64×10^{-4}	3.34×10^{-4}	1.84×10^{-4}
S ⁺	1.67×10^{-6}	5.10×10^{-7}	5.00×10^{-7}	1.59×10^{-6}
Ar ²⁺	1.25×10^{-6}	1.34×10^{-6}	1.41×10^{-6}	1.30×10^{-6}

Tabla 4.6: Abundancias de distintos iones comparadas con la abundancia de H⁺ en las regiones de la rendija 1.

Ion	$N(X)/N(H^+)$				
	R2.1	R2.2	R3	R4	R5
He ⁺	1.63×10^{-1}	1.16×10^{-1}	2.21×10^{-1}	1.35×10^{-1}	1.40×10^{-1}
He ²⁺	-	-	-	-	-
N ⁰	1.53×10^{-6}	-	-	4.13×10^{-6}	3.46×10^{-6}
N ⁺	4.91×10^{-5}	5.62×10^{-5}	6.89×10^{-5}	6.44×10^{-5}	5.14×10^{-5}
O ⁰	5.14×10^{-5}	4.78×10^{-4}	1.02×10^{-4}	5.56×10^{-5}	4.87×10^{-5}
O ⁺	-	-	-	-	-
O ²⁺	3.04×10^{-4}	3.76×10^{-4}	2.42×10^{-4}	2.20×10^{-4}	1.40×10^{-4}
S ⁺	7.61×10^{-7}	9.41×10^{-7}	1.01×10^{-6}	1.14×10^{-6}	6.51×10^{-7}
Ar ²⁺	1.54×10^{-6}	1.81×10^{-6}	-	9.91×10^{-7}	8.97×10^{-7}

Tabla 4.7: Abundancias de distintos iones comparadas con la abundancia de H⁺ en las regiones de las rendijas 2, 3, 4 y 5.

Capítulo 5

Discusión

5.1. Modelo morfocinemático

Para poder realizar un análisis más profundo de la estructura cinemática de IC 972 usamos el software SHAPEX (Steffen et al. 2011). Esta herramienta permite reconstruir la geometría 3D de nebulosas gaseosas con apoyo de los diagramas PV obtenidos previamente (ver capítulo 4) y de las imágenes directas. Este procedimiento inicia con cuerpos geométricos simples (esferas, toroides, etc.) a los cuales se les puede modificar parámetros físicos como la densidad, inclinación, velocidad de expansión, así como también es posible modificar su geometría utilizando protuberancias y hundimientos para moldearla de manera que los diagramas PV de los datos observados y la imagen directa correspondiente sean recreados de forma satisfactoria con los diagramas PV e imágenes sintéticas que se obtienen con SHAPEX, en este modelo se utilizó el modificador *bump* para deformar la esfera inicial. El modelado que se realiza es de manera interactiva e iterativa, simultáneamente para cada uno de los espectros, por lo que la modificación a unos de ellos puede repercutir en los demás.

Se contemplaron distintas posibilidades para poder realizar este modelo. En el caso de la estructura externa de IC 972 los diagramas PVs muestran solamente una elipse de velocidad, lo que nos indican una estructura esferoidal debido a que no se observan compatibilidades con observaciones de objetos bipolares o multipolares (e.g. Dobrinčić et al. 2008, López et al. 2012, Clark et al. 2013). En lo que respecta a la estructura interna no podemos descartar completamente una morfología de barril visto de polo (e.g. Monteiro et al. 2004), sin embargo, con nuestras observaciones una estructura esferoidal es lo mejor que se puede proponer.

En el caso de IC 972 tenemos un modelo de las observaciones de [N II] que consta de un solo cascarón esferoidal, 24.3'' de radio inicial, deformada con distintas protuberancias y hundimientos con una ley de velocidad para el modelo de $V(r) = 1.07 r$. Podemos observar en la Fig. 5.1 que la mayor deformación se tiene al SE en el cual vemos un aplanamiento en la geometría de la esfera, sin embargo, también se cuenta con un aplanamiento en la zona NW. La Fig. 5.1 muestra el modelo obtenido en este estudio.

Podemos comparar la imagen directa con el modelo superponiendo a ambos. En la Fig. 5.2 podemos observar la comparación del modelo SHAPEX obtenido con la imagen directa en [N II]. Vemos que ambos cascarones son similares en morfología. La mayor discrepancia podría considerarse el “codo” que se tiene en el este, sin embargo, en el diagrama PV número 3 podemos observar que sí se tiene un protuberancia en esa zona y la discontinuidad que se

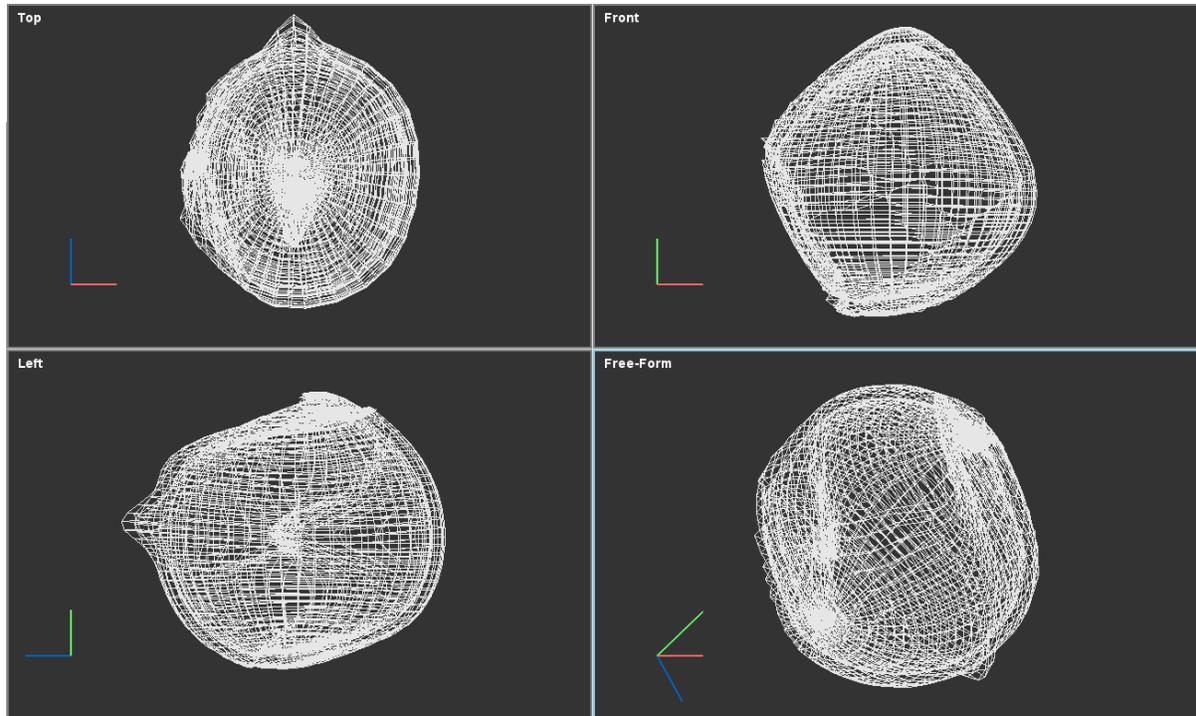


Figura 5.1: Vista del modelo SHAPEX desde diferentes ángulos: aérea (Top), frontal (Front), lado izquierdo (Left) y una posición aleatoria (Free-Form).

aprecia es debido a cómo es desplegado el cascarón en SHAPEX. En la zona norte del modelo se tiene un cascarón continuo mientras que en la imagen directa parece no tener continuidad en esa región. En esta zona se colocó una protuberancia que se expande aproximadamente a 32 km s^{-1} y es necesaria para poder recrear satisfactoriamente los diagramas PV, por lo que, aunque no se observa en la imagen directa, debe estar presente una estructura similar en IC 972.

Por otro lado, en la Fig. 5.3 se tiene la comparación del modelo SHAPEX, realizado únicamente con las rendijas en [O III], con la imagen directa en [O III]. Aquí notamos que la discrepancia entre ambos es mayor. Esto se debe a que solamente se tienen dos rendijas en ese filtro, por lo que no se cuenta con la información suficiente para poder recrear toda la estructura de IC 972 en este ion.

En la Fig. 5.4 y 5.5 podemos apreciar todos los diagramas PV de los espectros sintéticos sobrepuestos con los diagrama PV obtenidos con las observaciones. De manera general tenemos solamente una elipse de velocidad en las observaciones de [N II], lo que nos permite inferir que hay únicamente un cascarón de material en expansión conformando a IC 972. Sin embargo, las observaciones de [O III] indican la existencia de un segundo cascarón en el interior del cascarón principal. Ninguno de los diagramas posee la elipse completa, en cada uno encontramos zonas de ausencia o muy poca emisión lo que se interpreta como posibles regiones de baja densidad. Otro punto a resaltar es que los diagramas 1, 3, 8 y 9 poseen una simetría puntual de sus zonas de alta intensidad, con lo cual cabe la posibilidad de que un evento de eyección de material con precesión tuvo lugar durante la evolución de esta NP. Como se mencionó anteriormente, podemos apreciar emisión difusa alrededor de todos los

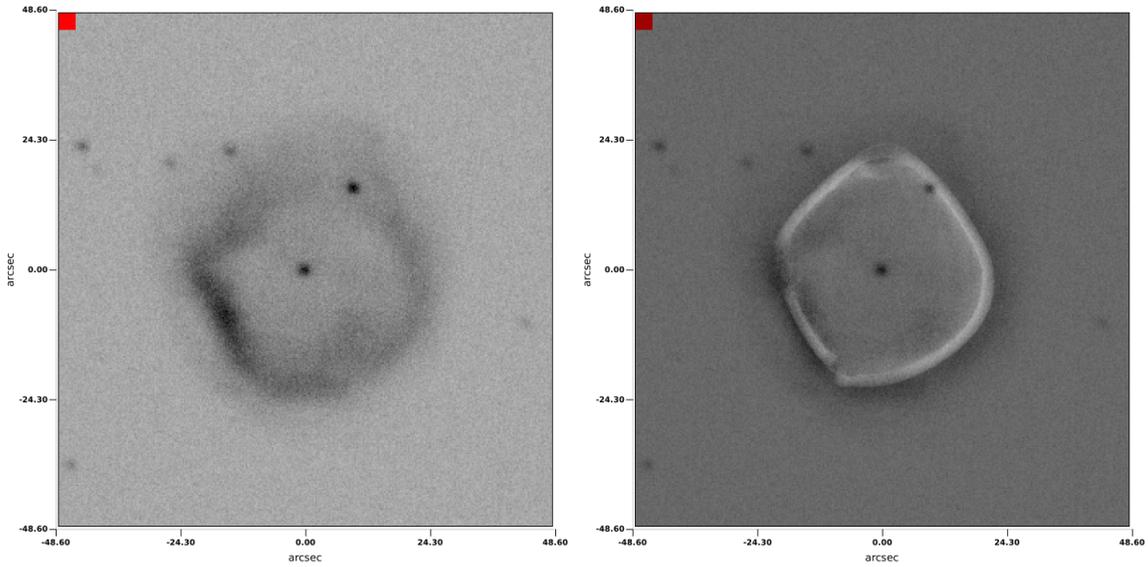


Figura 5.2: Modelo SHAPEX sobrepuesto en la imagen directa de [N II]

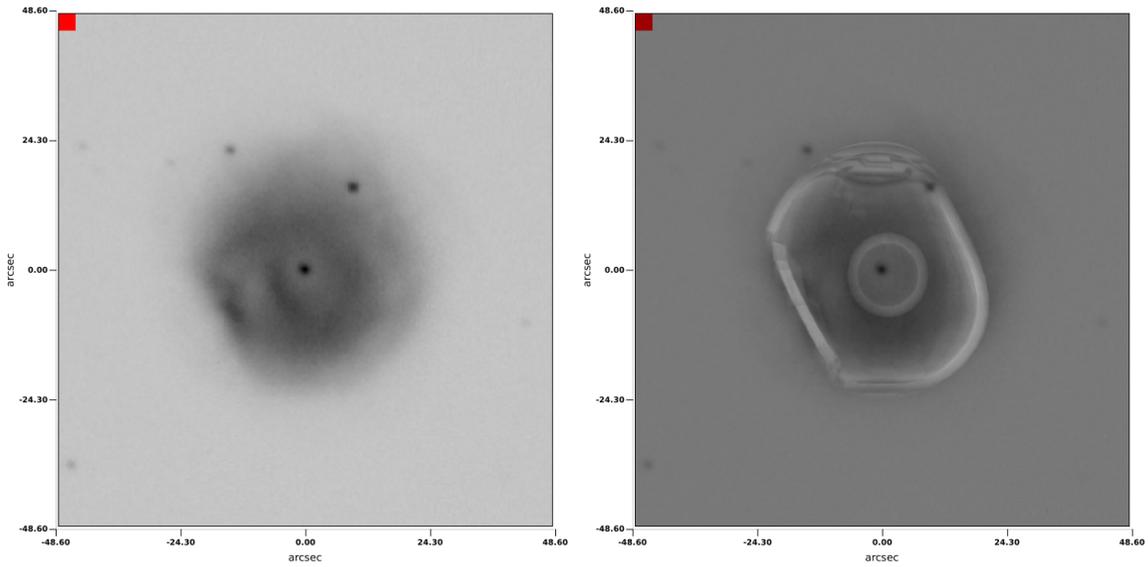


Figura 5.3: Modelo SHAPEX sobrepuesto en la imagen directa de [O III].

diagramas obtenidos. Una explicación para esta emisión difusa alrededor de IC 972 podría ser la presencia de un halo nebuloso el cual ya se ha reportado en la literatura (Jewitt et al. 1986). Esta emisión se ve claramente en los diagramas 2, 3, 4, 5, 8 y 9.

Se obtuvo un tamaño angular para el cascarón externo de 24 ± 2 arcsec que es congruente con la literatura (Bohuski y Smith 1974, Phillips 2002, Santander-García et al. 2022) y que corresponde a un diámetro nebuloso $D = 0.52 \pm 0.24$ pc, similar a Jewitt et al. (1986). En el

caso del cascarón interno se obtuvo un radio angular de 6 ± 2 arcsec, $D = 0.13 \pm 0.05$ pc. Utilizando la ecuación 2.7, una distancia de 2.2 ± 0.5 kpc (Gaia et al. 2021 GEDR3), y los tamaños angulares previamente mencionados, se obtuvieron las edades cinemáticas para cada cascarón. La edad cinemática para el cascarón externo (cascarón utilizado en el modelo para [N II]) de esta Nebulosa es $\tau_k = 9,900 \pm 2,400$ años, mientras que para el cascarón interno (cascarón interno utilizado en el modelo para [O III]) dicho valor es $\tau_k = 4,200 \pm 1,700$ años. La edad del cascarón de [N II] difiere considerablemente con la edad evolutiva de este objeto de $\tau_{ev} = 21.5 \times 10^3$ años presentada en Gorny et al. (1997), dicha edad fue encontrada ajustando trazas evolutivas, no realizando un cálculo con observaciones como las presentadas en este trabajo.

Si bien el modelo ajusta de manera general cada uno de los diagramas y no recrea cada detalle, como zonas discontinuas, es un modelo satisfactorio para el análisis morfocinemático de IC 972 ya que nos provee la información necesaria para poder obtener los parámetros deseados de este objeto. En estudios cinemáticos el desdoblamiento espectral de las líneas de emisión es el fenómeno más importante, por lo que reproducir, o no, cada detalle de los diagramas PV no afecta de manera significativa al entendimiento de la cinemática del objeto. Sin embargo, como se mencionó anteriormente, estos detalles son tomados en cuenta a la hora de describir a la NP ya que nos brindan información sobre las posibles causas que los provocaron.

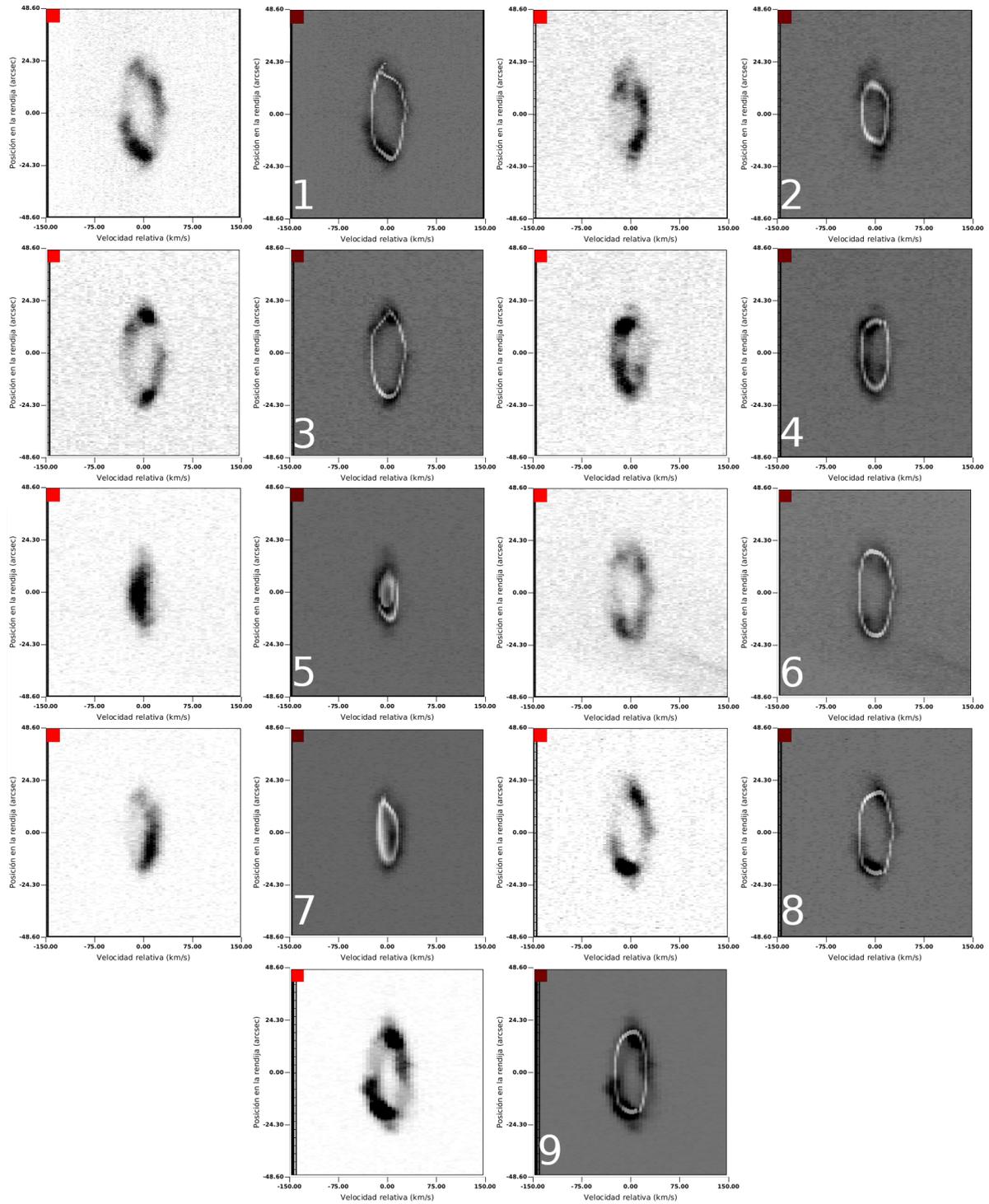


Figura 5.4: Espectros sintéticos sobrepuestos en los diagramas PV obtenidos con las observaciones en $[\text{N II}]$. El orden numérico corresponde a las posiciones de rendija previamente presentadas.

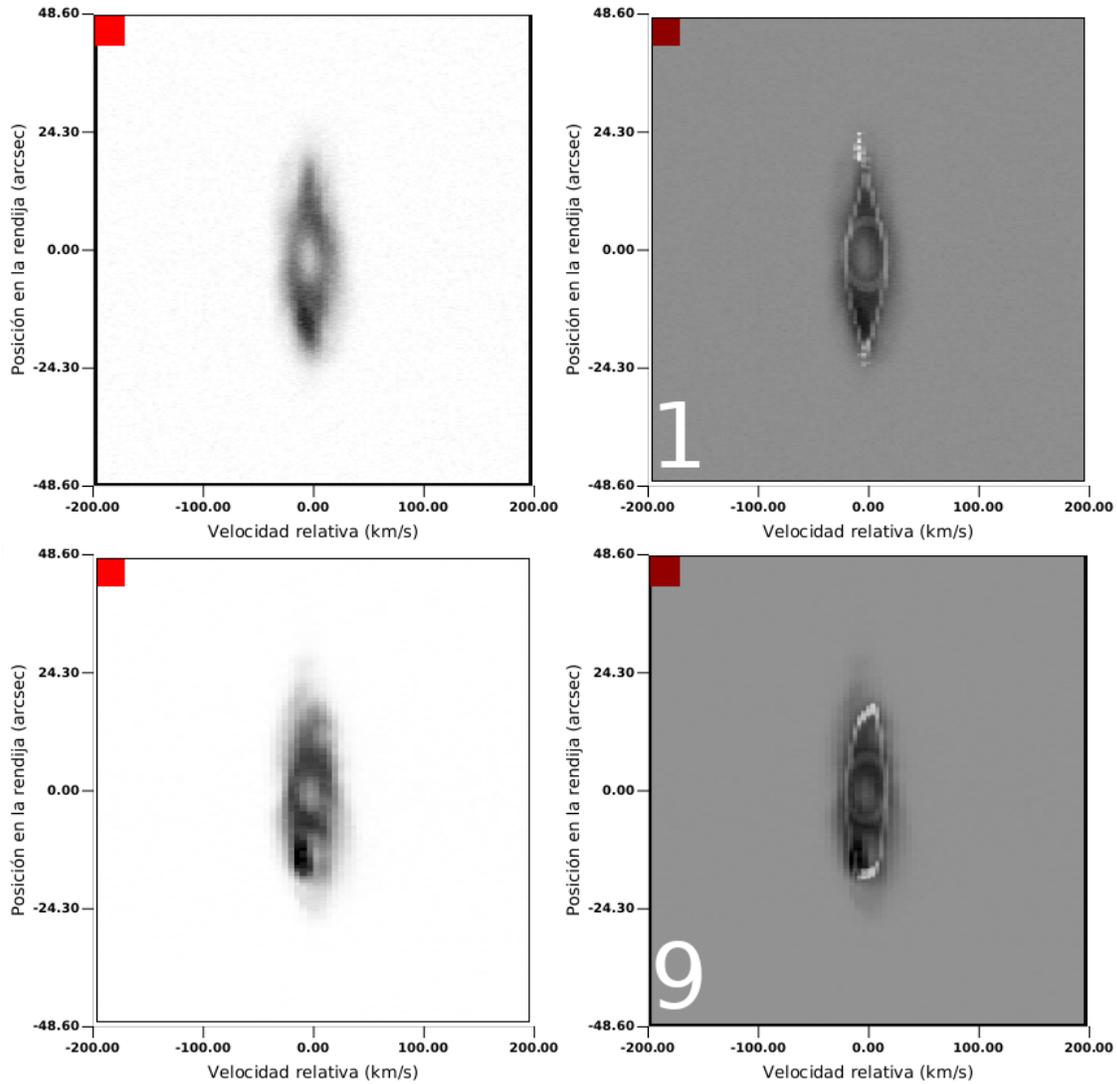


Figura 5.5: Espectros sintéticos superpuestos en los diagramas PV obtenidos con las observaciones en [O III]. El orden numérico corresponde a las posiciones de rendija previamente presentadas.

5.2. Origen de IC 972

Si bien IC 972 posee una morfología simple en primera instancia, su origen podría estar ligado a distintos fenómenos y circunstancias más complejas de lo esperado.

Contamos con una masa de estrella central de $M_* = 0.572 M_\odot$ (Gorny et al. 1997) y una temperatura media de $T_z(\text{H}) = 57 \pm 8 \times 10^3 \text{ K}$, $T_z(\text{He II}) = 89 \pm 11 \times 10^3 \text{ K}$ (Kaler 1983), lo que nos indica que se trata de una estrella progenitora con baja masa (consistente con lo esperado para una morfología esférica), además con los espectros de baja dispersión se obtuvo una baja densidad en gran parte de la NP, lo que podría deberse a un alto grado de evolución de la NP (e.g. Miranda et al. 2017). Observando la Fig. 4.1 podemos notar que se tiene una mayor intensidad en la región este, en los tres filtros (con un eje de simetría aproximadamente a $\text{PA} = -15^\circ$). Esta asimetría en la emisión podría deberse a la interacción del cascarón en expansión con el ISM que lo rodea. En este caso el lado más denso ve reducida su expansión provocando ese cambio en la morfología que se aprecia, mientras que en el lado menos intenso (oeste) la morfología se mantiene redonda gracias a que el material no ve mermado su avance. Por otra parte, no vemos simetría puntual en las imágenes directas, sin embargo, en los diagramas PV podemos observar como las regiones de mayor intensidad poseen una simetría puntual, esto podría estar ligado a la naturaleza binaria de la estrella central (Douchin et al. 2015, Gómez-Muñoz 2021, Santander-García et al. 2022). Al evolucionar la estrella central, convertirse en estrella AGB y eyectar sus capas externas, se pudo llenar el lóbulo de Roche de la estrella haciendo que parte del material fuera acretado por su compañera. La primera etapa de evolución corresponde a un escenario similar al modelo de vientos interactuantes (S. Kwok et al. 1978) y conforme el material es recolectado por la compañera, se empieza a formar un disco relativamente denso, lo que con el tiempo culmina en la eyección de flujos de manera perpendicular al mismo. Dichos flujos se producirían en repetidas ocasiones, y a lo largo de diferentes ángulos, debido a una posible precesión en el sistema binario, dando como resultado la simetría puntual que se puede apreciar en los diagramas PV (Bermúdez-Bustamante et al. 2020). Al ser material no muy denso, o no muy rápido, solamente la zona superior de la NP se ve afectada al ser menos densa (comparada con el lado este), mientras que otras zonas al ser más densas solamente poseen una mayor emisión debido a la captura de este material. Esta discrepancia en las densidades (menor en el norte y mayor en el sur) se puede apreciar en Medina (2021). La masa de la de la estrella central concuerda con el promedio de la masa de estrellas en NPs con simetría puntual (Gorny et al. 1997). Se esperaría entonces que el lado oeste de la NP tuviera un mayor densidad, sin embargo, las observaciones aquí presentadas no nos permiten estimar de manera confiable las densidades en las distintas regiones, por lo que son necesarias mejores observaciones para poder realizar correctamente el análisis de densidades correspondiente.

En el caso de la imagen, y diagramas PV, de [O III] podemos observar una estructura interna a la NP con una edad cinemática de $\tau_k = 4,200 \pm 1,700$ años. Esto nos permite intuir que hubo una segunda eyección de material durante la evolución de la NP, la cual tendría una diferencia de aproximadamente 5,600 años respecto a la eyección del primer cascarón. Se tomó en cuenta para el origen de este segundo cascarón un escenario similar a un proceso *born again* con una pulso térmico final (Iben et al. 1983, Schonberner 1979), sin embargo, en este tipo de procesos se tienen estructuras internas pobres en H rodeadas por una envoltente rica en H. También se consideró, dada el posible sistema binario de la estrellas central, una

evolución de estrellas simbióticas con envoltente común, no obstante, este tipo de sistemas dan como resultado morfologías más complejas (e.g. García-Segura et al. 2022), por lo que no es compatible con las observaciones obtenidas. Por lo antes mencionado no es posible decir con certeza el fenómeno que dio origen a la segunda eyección de masa que vemos con los datos presentados. Se requieren más observaciones de alta dispersión en [O III], así como un análisis químico más profundo, para poder entender la naturaleza y el origen de esta estructura. El halo circundante podría ser producto del viento lento eyectado durante la etapa AGB de la estrella central.

Capítulo 6

Conclusiones

En esta tesis se presenta por primera vez un estudio morfocinemático completo de la NP IC 972. La morfología de esta NP resulta interesante ya que encontramos que se trata de un cascarón único en expansión (en [N II]), mientras que en [O III] da indicios de tener una estructura adicional más pequeña en la zona central que no había sido reportado en la literatura, la cual podría estar ligada a una segunda eyección de material. Los diagramas PV muestran un comportamiento de simetría puntual en el cascarón externo. Se midió que IC 972 posee una velocidad de expansión máxima de $v_{\text{exp}} = 26 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$ ([N II]) y $v_{\text{exp}} = 15 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$ ([O III]). También se midió una velocidad sistémica de $v_{\text{sys}}^{\text{LSR}} = -18 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ ($v_{\text{sys}}^{\text{HEL}} = -23 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$). Se obtuvo una edad cinemática de $\tau_k = 9,900 \pm 2,400$ años para el cascarón externo y $\tau_k = 4,200 \pm 1,700$ años para el interno, lo que nos indica que IC 972 es un objeto medianamente evolucionado cuya estructura cuenta en su mayoría con una densidad electrónica baja. Gracias al análisis físico realizado se obtiene que tenemos un cascarón interno de alta excitación rodeada por un cascarón de baja excitación, concordante con las imágenes directas que se tienen.

Así mismo, el modelo morfocinemático presentado ajusta satisfactoriamente las observaciones, por lo que dicho modelo es una buena opción para describir a IC 972.

Bibliografía

- Acker, A., Stenholm, B., Tytenda, R. & Raytchev, B. (1991). The absolute H-beta fluxes for galactic planetary nebulae. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 90, 89.
- Baade, W. (1955). Planetary nebulae in M 31. *The Astronomical Journal*, 60, 151.
- Balick, B. (1987). The Evolution of Planetary Nebulae. I. Structures, Ionizations, and Morphological Sequences. *The Astronomical Journal*, 94, 671.
- Becker, S. A. & Iben, I. J. (1980). The Asymptotic Giant Branch Evolution of Intermediate-Mass Stars as a Function of Mass and Composition. II. Through the First Major Thermal Pulse and the Consequences of Convective Dredge-Up. *The Astrophysical Journal*, 111-129.
- Bermúdez-Bustamante, L. C., García-Segura, G., Steffen, W. & Sabin, L. (2020). AGB winds in interacting binary stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 493, 2606-2617.
- Bhattacharya, S., Arnaboldi, M., Hartke, J., Gerhard, O., Comte, V., McConnachie, A. & Caldwell, N. (2019). The survey of planetary nebulae in Andromeda (M 31). I. Imaging the disc and halo with MegaCam at the CFHT. *Astronomy and Astrophysics*, 624, A132.
- Bohuski, T. J. & Smith, M. G. (1974). Old planetary nebulae and the relation between size and expansion velocity. [ADS Bibcode: 1974ApJ...193..197B]. *The Astrophysical Journal*, 193, 197-203.
- Cahn, J. H., Kaler, J. B. & Stanghellini, L. (1992). A catalogue of absolute fluxes and distances of planetary nebulae. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 94, 399-452.
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C. & Mathis, J. S. (1989). The Relationship between Infrared, Optical, and Ultraviolet Extinction. *The Astrophysical Journal*, 345, 245.
- Clark, D. M., López, J. A., Steffen, W. & Richer, M. G. (2013). A DETAILED SPATIO-KINEMATIC MODEL OF THE CONICAL OUTFLOW OF THE MULTIPOLAR PLANETARY NEBULA NGC 7026. *The Astrophysical Journal*, 145, 6 pp.
- Curtis, H. D. (1918). The Planetary Nebulae. *Publications of Lick Observatory*, 13, 55-74.
- Dobrinčić, M., Villaver, E., Guerrero, M. A. & Machado, A. (2008). TKINEMATICAL ANALYSIS OF A SAMPLE OF BIPOLAR PLANETARY NEBULAE. *The Astronomical Journal*, 135, 2199-2211.
- Douchin, D., Marco, O. D., Frew, D. J., Jacoby, G. H., Jasiewicz, G., Fitzgerald, M., Passy, J.-C., Harmer, D., Hillwig, T. & Moe, M. (2015). The binary fraction of planetary nebula central stars - II. A larger sample and improved technique for the infrared excess search. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 448, 3132-3155.

- Frew, D. J., Parker, Q. A. & Bojičić, I. S. (2016). The H α surface brightness-radius relation: a robust statistical distance indicator for planetary nebulae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 455, 1459-1488.
- Gaia, Brown, A. G. A., Vallenari, A., Prusti, T., Bruijne, J. H. J. d., Babusiaux, C., Biermann, M., Creevey, O. L., Evans, D. W., Eyer, L., Hutton, A., Jansen, F., Jordi, C., Klioner, S. A., Lammers, U., Lindegren, L., Luri, X., Mignard, F., Panem, C., ... Zwitter, T. (2021). Gaia Early Data Release 3. Summary of the contents and survey properties. *Astronomy and Astrophysics*, 649, A1.
- García-Segura, G., Taam, R. E. & Ricker, P. M. (2020). Common Envelope Shaping of Planetary Nebulae. II. Magnetic Solutions and Self-collimated Outflows. *The Astrophysical Journal*, 11 pp.
- García-Segura, G., Taam, R. E. & Ricker, P. M. (2022). Common Envelope Shaping of Planetary Nebulae. IV. From Proto-planetary to Planetary Nebula. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 12 pp.
- Gómez-Muñoz, M. A. (2021). *Study of binary central stars of planetary nebulae with GALEX and corollary optical surveys* (Tesis doctoral). Universidad de la Laguna.
- Gómez-Muñoz, M. A. (2022). *MEZTools* (Ver. 1.1.0b). <https://github.com/mgomezAstro/MEZTools>
- Gorny, S. K., Stasińska, G. & Tylenda, R. (1997). Planetary nebulae morphologies, central star masses and nebular properties. *Astronomy and Astrophysics*, 318, 256-268.
- Guillén, P. F., Vázquez, R., Miranda, L. F., Zavala, S., Contreras, M. E., Ayala, S. & Ortiz-Ambriz, A. (2013). Multiple outflows in the planetary nebula NGC 6058. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 432, 2676-2684.
- Gurzadyan, G. A. (1997). *The Physics and Dynamics of Planetary Nebulae*. Springer.
- Hansen, C. J., Kawaler, S. D. & Trimble, V. (2004). *Stellar Interiors Physical Principle, Structure, and Evolution*. Springer.
- Herschel, W. (1784). Account of Some Observations Tending to Investigate the Construction of the Heavens. by William Herschel, Esq. F. R. S. *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I*, 74, 437-451.
- Herwig, F. (2005). Evolution of Asymptotic Giant Branch Stars. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 43(1), 435-479.
- Höfner, S. & Olofsson, H. (2018). Mass loss of stars on the asymptotic giant branch: Mechanisms, models and measurements. *The Astronomy and Astrophysics Review*, 26, 92 pp.
- Huggins, W. & Miller, W. A. (1864). On the Spectra of Some of the Nebulae. By William Huggins, F.R.A.S. A Supplement to the Paper "On the Spectra of Some of the Fixed Stars William Huggins F.R.A.S., and W. A. Miller, M.D., LL.D., Treas. and V.P.P.S." *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I*, 154, 437-444.
- Iben, I. J., Kaler, J. B. & Truran, J. W. (1983). On evolution of those nuclei of Planetary Nebulae that experience a final helium shell flash. *The Astrophysical Journal*, 264, 605-612.
- Jacob, R., D., S. & Steffen, M. (2013). The evolution of planetary nebulae. *Astronomy & Astrophysics*, 558, 21.
- Jewitt, D. C., Danielson, G. E. & Kupferman, P. N. (1986). Halos around Planetary Nebulae. *The Astrophysical Journal*, 302, 727.

- Kaler, J. B. (1983). The evolution of large planetary nebulae and their central stars. (NB : PK 13+2 1=131+2 1, 214+14 1=217+14 1). *The Astrophysical Journal*, 271, 188-220.
- Kepler, S. O., Pelisoli, I., Koester, D., Ourique, G., Romero, A. D., Reindl, N., Kleinman, S. J., Eisenstein, D. J., Valois, A. D. M. & Amaral, L. A. (2016). New white dwarf and subdwarf stars in the Sloan Digital Sky Survey Data Release 12. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 455, 3413-3423.
- Kingsburgh, R. L. & Barlow, M. J. (1994). Elemental abundances for a sample of southern galactic planetary nebulae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 271, 257-299.
- Kwok, S. [S.], Purton, C. R. & Fitzgerald, P. M. (1978). On the origin of planetary nebulae. *The Astrophysical Journal*, 219, L125-L127.
- Kwok, S. [Sun]. (2008). *The Origin and Evolution of Planetary Nebulae*. Cambridge University Press.
- LeBlanc, F. (2010). *An Introduction to Stellar Astrophysics*. Wiley.
- López, J. A., García-Díaz, M. T., Steffen, W., Riesgo, H. & Richer, M. G. (2012). MORPHOKINEMATIC ANALYSIS OF THE POINT-SYMMETRIC, BIPOLAR PLANETARY NEBULAE H β 5 AND K 3-17, A PATHWAY TO POLY-POLARITY. *The Astrophysical Journal*, 750, 8 pp.
- Manchado, A., Martín A., G., Stanghellini, L. & Serra-Ricart, M. (1996). *The IAC morphological catalog of northern Galactic planetary nebulae*. Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC).
- Mathis, J. (2022). *Planetary Nebula*. <https://www.britannica.com/science/planetary-nebula>
- Meaburn, J., López, J. A., Gutiérrez, L., Quiróz, F., Murillo, J. M., Valdéz, J. & Pedrañez, M. (2003). THE MANCHESTER ECHELLE SPECTROMETER AT THE SAN PEDRO MÁRTIR OBSERVATORY (MES-SPM). *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 39, 185-195.
- Medina, C. A. (2021). *Estudio de las Propiedades Físicas y Químicas de la Nebulosa Planetaria IC 972* (Tesis de Licenciatura). Universidad de Sonora.
- Messier, M. & Bevis, D. (1771). Extract of Two Letters from M. Messier, of the Royal Academy of Sciences, and F. R. S. to M. de Magalhaens, on a New Comet: Translated by Dr. Bevis, F. R. S. *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I*, 61, 104-106.
- Miranda, L. F., Guillén, P. F., Olgún, L. & Vázquez, R. (2017). History of the mass ejection in K4-37: from the AGB to the evolved planetary nebula phase. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 466, 2151-2160.
- Monteiro, H., Schwarz, H. E., Gruenwald, R. & Heathcote, S. (2004). THREE-DIMENSIONAL PHOTOIONIZATION STRUCTURE AND DISTANCES OF PLANETARY NEBULAE. I. NGC 6369. *The Astrophysical Journal*, 609, 194-202.
- Osterbrock, D. E. (1974). *Astrophysics of gaseous nebulae*. W. H. Freeman; Company.
- Osterbrock, D. E. (1989). *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*. University Science Books.
- Osterbrock, D. E. & Ferland, G. J. (2006). *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*. University Science Books.
- Parker, Q. A., Bojčić, I. S. & Frew, D. J. (2016). HASH: the Hong Kong/AAO/Strasbourg H α planetary nebula database. *Journal of Physics: Conference Series*, 728.

- Peimbert, M. (1978). Chemical abundances in planetary nebulae. *76*, 215-224.
- Peimbert, M. (1990). Planetary nebulae. *Reports on Progress in Physics*, *53*, 1559-1619.
- Peimbert, M. & Torres-Peimbert, S. (1983). Type I planetary nebulae. *103*, 233-242.
- Perek, L. & Kohoutek, L. (1967). Errata: Catalogue of Galactic Planetary Nebulae. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, *18*, 252.
- Pereyra, M., Richer, M. G. & López, J. A. (2013). The Deceleration of Nebular Shells in Evolved Planetary Nebulae. *The Astrophysical Journal*, *771*, 114.
- Pérez-Montero, E. (2017). Ionized Gaseous Nebulae Abundance Determination from the Direct Method. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, *129*, 043001.
- Perinotto, M., Purgathofer, A., Pasquali, A. & Patriarchi, P. (1994). Spectrophotometry of southern planetary nebulae. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, *107*, 481-495.
- Phillips, J. P. (2002). The Distances of Planetary Nebulae: A Scale Based upon Nearby Sources. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, *139*, 199-217.
- Phillips, J. P. (2003). The relation between Zanstra temperature and morphology in planetary nebulae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, *344*, 501-520.
- Quireza, C., Rocha-Pinto, H. J. & Maciel, W. J. (2007). Bayesian posterior classification of planetary nebulae according to the Peimbert types. *Astronomy and Astrophysics*, *475*(1), 217-231.
- Robinson, G. J., Reay, N. K. & Atherton, P. D. (1982). Measurements of expansion velocities in planetary nebulae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, *199*, 649-657.
- Sabin, L., Parker, Q. A., Corradi, R. L. M., Guzman-Ramirez, L., Morris, R. A. H., Zijlstra, A. A., Bojičić, I. S., Frew, D. J., Guerrero, M., Stupar, M., Barlow, M. J., Cortés Mora, F., Drew, J. E., Greimel, R., Groot, P., Irwin, J. M., Irwin, M. J., Mampaso, A., Miszalski, B., ... J., W. N. (2014). First release of the IPHAS catalogue of new extended planetary nebulae [ADS Bibcode: 2011AJ...141..134S]. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, *443*, 3388-3401.
- Sahai, R., Morris, M. R. & Villar, G. G. (2011). Young Planetary Nebulae: Hubble Space Telescope Imaging and a New Morphological Classification System [ADS Bibcode: 2011AJ...141..134S]. *The Astronomical Journal*, *141*, 134.
- Santander-García, M., Jones, D., Alcolea, J., Bujarrabal, V. & Wesson, R. (2022). The ionised and molecular mass of post-common-envelope planetary nebulae. The missing mass problem. *Astronomy and Astrophysics*, *658*, A17.
- Schneider, S. E., Terzian, Y., Purgathofer, A. & Perinotto, M. (1983). Radial velocities of planetary nebulae. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, *52*, 399-423.
- Schonberner, D. (1979). Asymptotic Giant Branch Evolution with Steady Mass Loss. *Astronomy and Astrophysics*, *79*, 108-114.
- Schulz, N. S. (2005). *From Dust To Stars Studies of the Formation and Early Evolution of Stars*. Springer.
- Schwarz, H. E., Corradi, R. L. M. & Melnick, J. (1992). A catalogue of narrow band images of planetary nebulae. *Astronomy & Astrophysics Supplement Series*, *96*, 23-113.
- Stanghellini, L., Corradi, R. L. M. & Schwarz, H. E. (1993). The Correlations Between Planetary Nebula Morphology and Central Star Evolution. *Astronomy and Astrophysics*, *521*-528.

- Steffen, W., Koning, N., Wenger, S., Morisset, C. & Magnor, M. (2011). Shape: A 3D Modeling Tool for Astrophysics. *IEEE Transactions on Visualization and Computer Graphics*, 17, 454-465.
- Tennyson, J. (2005). *Astronomical spectroscopy : an introduction to the atomic and molecular physics of astronomical spectra* (Vol. 2). Imperial College Press.
- Tody, D. (1986). The IRAF Data Reduction and Analysis System. *IN: Instrumentation in astronomy VI; Proceedings of the Meeting, Tucson, AZ, 627, 733.*
- Vassiliadis, E. & Wood, P. R. (1993). Evolution of Low- and Intermediate-Mass Stars to the End of the Asymptotic Giant Branch with Mass Loss. *The Astrophysical Journal*, 413, 641-657.
- Villaver, E., Manchado, A. & García-Segura, G. (2012). THE INTERACTION OF ASYMPTOTIC GIANT BRANCH STARS WITH THE INTERSTELLAR MEDIUM. *The Astrophysical Journal*, 748(94), 16pp.
- Vlemmings, W. H. T., Khouri, T., De Beck, E., Olofsson, H., García-Segura, G., Villaver, E., Baudry, A., Humphreys, E. M. L., Mearcker, M. & Ramstedt, S. (2018). Rotation of the asymptotic giant branch star R Doradus. *Astronomy and Astrophysics*, 613, 11pp.
- Vorontsov-Velyaminov, B. A. (1959). Atlas i Katalog Vzaimodejstvujûših Galaktik I. Atlas i Katalog Vzaimodejstvujûših Galaktik I. Atlas and catalog of interacting galaxies. 1959, Sternberg Institute, Moscow State University. *Atlas and Catalog of Interacting Galaxies.*
- Wada, K. & Norman, C. A. (2001). NUMERICAL MODELS OF THE MULTIPHASE INTERSTELLAR MATTER WITH STELLAR ENERGY FEEDBACK ON A GALACTIC SCALE. *The Astrophysical Journal*, 547, 172-186.
- Zuckerman, B. & Aller, L. H. (1986). Origin of Planetary Nebulae: Morphology, Carbon-to-Oxygen Abundance Ratios, and Central Star Multiplicity. *The Astrophysical Journal*, 772-789.