



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO**  
PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA

Instituto de Radioastronomía y Astrofísica

ESTUDIO MORFO-CINEMÁTICO DE LA NEBULOSA PLANETARIA “NACIDA DE  
NUEVO” NGC40

TESIS QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE  
MAESTRA EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

PRESENTA  
JANIS BERENICE RODRÍGUEZ GONZÁLEZ

TUTORES O TUTOR  
DR. JESÚS A. TOALÁ (IRYA)  
DRA. LAURENCE SABIN (IA-ENSENADA)

MORELIA, MICHOACÁN, ENERO DE 2021



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.

# Índice general

Resumen . . . . .	1
<b>1. Introducción</b>	<b>2</b>
1.1. Evolución de estrellas de masa baja e intermedia . . . . .	2
1.2. Formación de una nebulosa planetaria . . . . .	4
1.3. Nebulosas planetarias <i>nacidas de nuevo</i> . . . . .	9
1.4. La nebulosa planetaria NGC 40 . . . . .	12
1.5. Objetivos de esta tesis . . . . .	17
<b>2. Observaciones</b>	<b>19</b>
2.1. Imágenes ópticas . . . . .	19
2.1.1. Nordic Optical Telescope . . . . .	19
2.1.2. Canada-France-Hawaii Telescope . . . . .	23
2.2. Espectroscopía de alta resolución . . . . .	25
2.2.1. San Pedro Mártir MES . . . . .	25
2.2.2. William Herschel Telescope UES . . . . .	27
<b>3. Análisis y resultados</b>	<b>28</b>
3.1. Imágenes . . . . .	28
3.2. Extinción y densidad . . . . .	32
3.3. Espectros . . . . .	37
<b>4. Modelo morfo-cinemático de NGC 40</b>	<b>45</b>
4.1. Construcción del modelo . . . . .	45
4.2. Resultados del modelo . . . . .	46
<b>5. Discusión</b>	<b>51</b>
5.1. Imágenes . . . . .	51
5.2. Cinemática . . . . .	54
<b>6. Conclusiones</b>	<b>57</b>
<b>A. Observaciones de SPM-MES</b>	<b>59</b>

# Resumen

Las nebulosas planetarias (NPs) representan una de las etapas finales de la evolución del medio circunestelar de estrellas de baja masa e intermedia ( $1 \leq M_i/M_\odot \leq 8$ ). En casos muy excepcionales, sus estrellas centrales experimentan un llamado *último pulso térmico* durante su recorrido en la traza de enfriamiento. Como resultado, la estrella aumentará su tamaño lo que ocasionará que su temperatura efectiva disminuya, regresando a la traza post-AGB en el diagrama HR. En un sentido, la estrella *nace de nuevo*. Estos objetos son objetos raros y solo se conocen menos de 10 NPs nacidas de nuevo en la literatura. Recientemente, se ha sugerido que NGC 40 pertenece a esta clase de NPs, posicionando a esta NP dentro del selecto grupo de las NP nacidas de nuevo y sugiriendo que posee características aún no exploradas.

Para poder realizar un estudio completo de este objeto obtuvimos imágenes de alta resolución utilizando los observatorios Nordic Optical Telescope (NOT) y el Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT) usando diferentes filtros. También obtuvimos espectros de alta resolución tomados en distintas posiciones con el espectrografo Manchester Echelle Spectrograph (MES) montado en el telescopio de 2.12 m en el Observatorio Astronómico Nacional (OAN) de la sierra de San Pedro Mártir (SPM) usando los filtros  $H\alpha+[N II]$  y  $[S II]$  y con el espectrografo Utrecht Echelle Spectrograph (UES) montado en el William Herschel Telescope (WHT) usando los filtros  $H\alpha+[N II]$ ,  $[O I]$ ,  $[O II]$ ,  $[O III]$  y  $[S II]$ . Esto nos permite presentar un estudio morfo-cinemático de la estructura ionización y mapas de densidad de NGC 40.

Encontramos que NGC 40 presenta una morfología relativamente sencilla de explicar aunque ha experimentado diferentes episodios de eyección de masa hacia diferentes direcciones. Éstas han formado los 4 lóbulos, un par de eyecciones hacia el Este-Oeste que produjeron roturas evidentes y por lo menos un jet (jet 1S) hacia el Sur de la cavidad principal que se expande en el plano del cielo. El escenario de formación de NGC 40 solo puede ponerse en contexto suponiendo que su estrella progenitora es parte de un sistema múltiple, lo cual es consistente con la presencia de estructuras de anillos en el halo de NGC 40 que son explicadas por la pérdida de masa modulada por una compañera hacia finales de la etapa AGB.

# Capítulo 1

## Introducción

### 1.1. Evolución de estrellas de masa baja e intermedia

En esta sección discutiremos la evolución de estrellas de baja masa e intermedia ( $M_i \sim 0.8-8 M_\odot$ ) desde etapa post-secuencia principal hasta su muerte. La herramienta más utilizada en astronomía para describir los cambios que experimenta una estrella durante su evolución es el llamado diagrama Hertzsprung-Russell (HR). Este diagrama fue creado en 1911 por el astrónomo Ejnar Hertzsprung y, de manera independiente, en 1913 por Henry Norris Russell. El diagrama de Hertzsprung mostraba la luminosidad de las estrellas en función de su color, mientras que el diagrama inicial de Russell mostraba la luminosidad en función del tipo espectral. Sin embargo, ambos diagramas son equivalentes. Dado que el tipo espectral de una estrella está relacionado con su temperatura efectiva ( $T_{ef}$ ), es común encontrar diagramas HR que relacionan la luminosidad y la temperatura, como el que se muestra en la Fig. 1.1.

El diagrama HR nos ayuda a conocer el estado evolutivo de una estrella si conocemos su luminosidad, temperatura efectiva y tenemos una estimación de la masa inicial. En la Fig. 1.1 tenemos el ejemplo de una traza evolutiva para una estrella de baja masa. En particular, debido al objetivo de esta tesis nos enfocaremos en la evolución post-secuencia principal, es decir, cuando la estrella se encuentra quemando helio en su núcleo e hidrógeno en una capa.

Al encenderse el helio la estrella entra en la rama horizontal. Recibe este nombre porque estrellas con masas similares se encuentran a una luminosidad constante pero con diferentes temperaturas, de manera que se encuentran en una traza horizontal. La fusión de helio se lleva a cabo por la cadena triple- $\alpha$ , que consiste en fusionar 3 núcleos de helio en carbono.

La evolución que sigue a la quema de helio del núcleo depende en gran medida de la masa estelar. La masa determina qué tan alta puede llegar a ser la temperatura central y el grado de degeneración cuando se encienden combustibles nucleares más pesados. Cuando se agota el suministro central de helio, el helio continuará ardiendo en una capa, mientras que la capa de hidrógeno está casi inactiva en este punto. En el diagrama HR, la estrella se moverá hacia una temperatura efectiva más baja y una luminosidad más alta. Esta fase es bastante similar a la fase anterior gigante roja

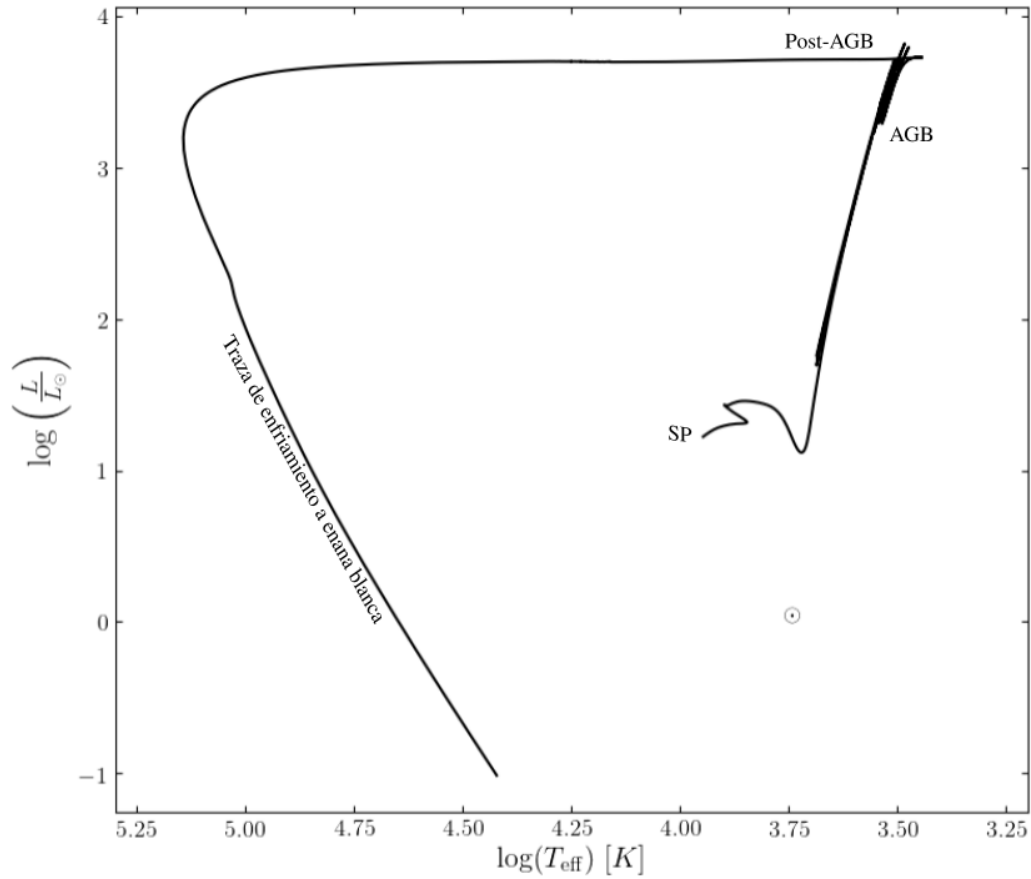


Figura 1.1: Traza para una estrella de  $2 M_{\odot}$ , con  $Z=0.02$ . Se señalan las diferentes etapas de vida de una estrella pasando por la secuencia principal (SP), la fase de gigante roja (RGB), la etapa de pulsos térmicos que experimenta la estrella en la fase AGB (TP-AGB) y terminando en la traza de enfriamiento a enana blanca. Por comparación se muestra la posición del Sol con el símbolo  $\odot$ . Este diagrama fue creado usando el código de evolución estelar *Modules for Experiments in Stellar Astrophysics* (MESA; Paxton et al., 2010).

de estrellas de baja masa, aunque las temperaturas son ligeramente más altas. Por esta razón se la conoce como rama asintótica de las gigantes (AGB por sus siglas en inglés). Cuando la capa de helio alcanza a la capa de hidrógeno extinguida, la estrella AGB entra en lo que se conoce como la fase de pulsación térmica, donde la combustión de la capa de helio e hidrógeno se alternan. Es decir, en algún punto la capa de hidrógeno se encenderá mientras la capa de helio permanecerá inactiva, después la capa de H alimentará a la capa de He y la capa de H pasará a estar inactiva. Estos pulsos duran relativamente poco tiempo pero son capaces de inducir una fuerte inestabilidad en la estructura interna de la estrella. Como consecuencia de esa inestabilidad, se produce un proceso llamado de dragado (o dredge-up en inglés) en el que material nuclear reprocesado es transportado a la superficie de la estrella. Una estrella puede perder gran parte de su masa durante la fase AGB con una tasa de pérdida de masa  $\lesssim 10^{-4} M_{\odot} \text{ a}^{-1}$  (e.g., Ramstedt et al., 2020) produciendo una envoltura densa. Como consecuencia, la opacidad aumenta y las estrellas AGBs producen grandes cantidades de polvo en sus atmósferas, que luego contribuyen al enriquecimiento del medio interestelar.

Como consecuencia de la pérdida de las capas externas, se forma una nube de material alrededor del ahora expuesto núcleo de la estrella. A medida que la atmósfera se desplaza alejándose de la estrella, se exponen cada vez capas más profundas y calientes del núcleo compuesto por helio, carbono y oxígeno. A este núcleo expuesto es lo que se conoce como una enana blanca (white dwarf, WD por sus siglas en inglés). Cuando el núcleo expuesto alcanza una temperatura mayor a  $\sim 3 \times 10^4$  K, se emiten suficientes fotones ultravioletas como para ionizar las capas eyectadas, haciéndola brillar. Este objeto es lo que se conoce como nebulosa planetaria (NP).

## 1.2. Formación de una nebulosa planetaria

Como consecuencia de la pérdida de masa de las estrellas de baja masa, éstas forman las llamadas NPs que presentan diferentes morfologías, desde esféricas a muy irregulares y/o complejas. Por lo general podemos encontrar nebulosas irregulares y complejas como la nebulosa *Espiral* (NGC 5189), bipolares como la nebulosa *Ojo de Gato* (NGC 6543) y la nebulosa de la *Hormiga* (Mz 3) y esferoidales como la Nebulosa del Anillo (NGC 6720) las cuales se muestran en la Figura 1.2. Curtis (1918) fue uno de los primeros autores que clasificó las NPs por su apariencia. Además realizó varios experimentos relacionados con el impacto de la profundidad de exposición y el rango dinámico limitado en la clasificación de la morfología de las NPs.

El escenario de formación más sencillo, es el llamado Modelo de Interacción de Vientos (ver Kwok et al., 1978) y establece que durante la fase AGB la estrella puede perder hasta la mitad de su masa a través de un viento lento ( $v_{\text{AGB}} = 10\text{--}30 \text{ km s}^{-1}$ ; producido por la presión de radiación sobre los granos de polvo) con alta tasa de pérdida de masa ( $\dot{M} \approx 10^{-5} M_{\odot} \text{ a}^{-1}$ ; Vassiliadis & Wood, 1993; Villaver et al., 2002). Como ya mencionamos, durante esta fase la estrella reduce su  $T_{\text{ef}}$  significativamente permitiendo la formación polvo y moléculas (Cox et al., 2012). Cuando la estrella se despoja de sus capas externas ricas en hidrógeno, la estrella post-AGB comienza

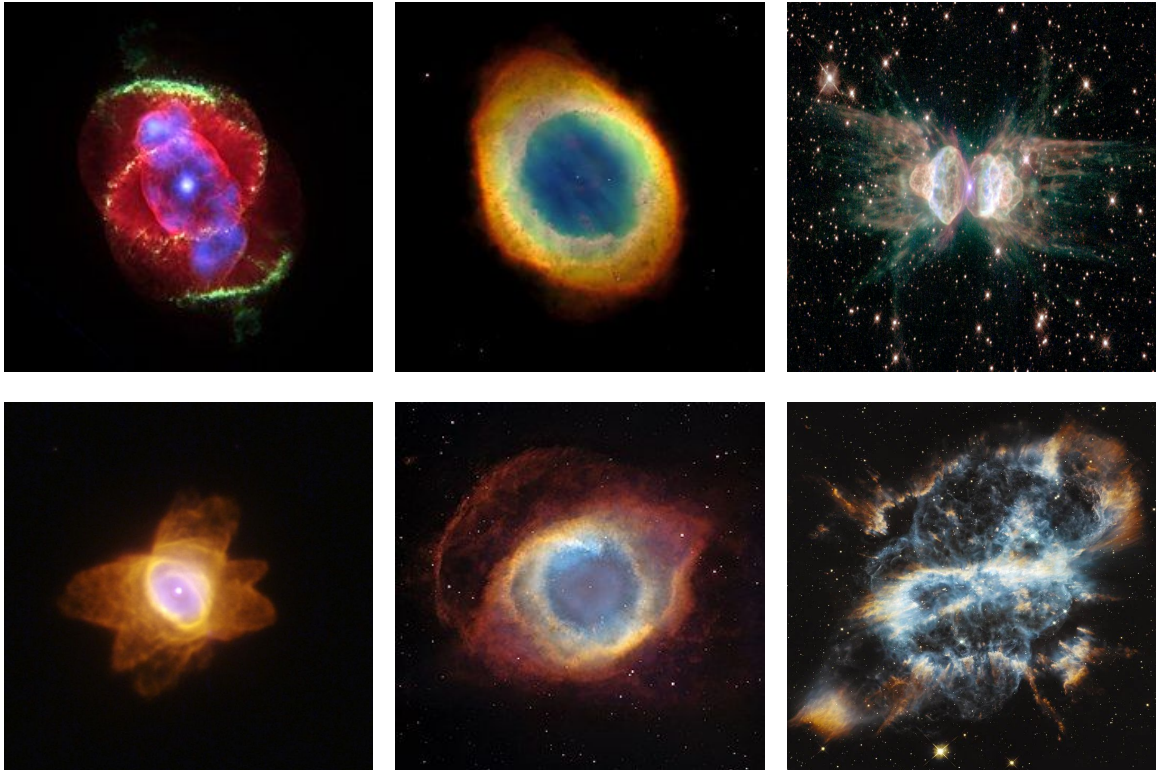


Figura 1.2: Imágenes de NPs obtenidas con telescopios ópticos. De izquierda a derecha y arriba a abajo, la figura muestra las imágenes de las NPs de El Ojo de Gato (NGC 6543), la Nebulosa del Anillo (NGC 6822), la Nebulosa de la hormiga (Mz 3), Henize 2-47, la Nebulosa de la Hélice (NGC 7293) y la Nebulosa del Espiral (NGC 5189).



a aumentar su temperatura. Como consecuencia, el pico de su emisividad se mueve hacia el UV produciendo un flujo de fotones que es capaz de acelerar radiativamente el material en la atmósfera de la estrella a través de líneas espectrales. Esto es, la estrella produce el llamado viento impulsado por líneas (ver Capítulo 8 de Lamers & Cassinelli, 1999) que puede alcanzar velocidades de  $v_\infty = 500\text{--}4000 \text{ km s}^{-1}$  (Guerrero & De Marco, 2013) y tasas de pérdida de masa que pueden reducirse dramáticamente a  $\dot{M} \lesssim 10^{-10}\text{--}10^{-7} M_\odot \text{ a}^{-1}$ . El viento rápido de post-AGB barre y comprime el material expulsado previamente en la fase AGB. Al mismo tiempo, mientras la estrella sigue aumentando su  $T_{\text{ef}}$  produce un fuerte flujo de fotones UV capaces de producir la fotoionización de los elementos en el material que la rodea. Esta combinación de efectos físicos producen las NPs.

Este escenario puede explicar de manera sencilla la formación de NPs redondas, pero necesita ciertas suposiciones para poder explicar aquellas que presentan morfologías más caprichosas (ver Fig. 1.2). Para ello, Balick (1987) propuso el Modelo de Interacción de Vientos Generalizado (*GISW*, *Generalized Interacting Stellar Winds*) en donde proponía que cuando la estrella se encuentra perdiendo masa durante la etapa AGB, está lo hace de manera no isotrópica. Además, un estudio subsecuente del mismo grupo proponía que el material expulsado durante la etapa de AGB tenía una dependencia con el ángulo azimutal. Esto es, que las NPs que tienen una apariencia bipolar se podían explicar porque el viento cerca del ecuador tenía una velocidad menor que el viento que se expande por los polos o que la densidad del viento es más alta en el ecuador tal que cuando comienza el viento rápido, este podría romper la NP por los polos (ver Fig. 1.3).

Durante años, se han buscado los procesos físicos que puedan producir estas morfologías en NPs. Para resolver este problema, se han propuesto diversos mecanismos tales como la presencia de fuertes campos magnéticos y eyecciones bipolares de material debido a la rotación de la estrella progenitora. García-Segura et al. (1999) presentaron simulaciones numéricas de la evolución y formación de NP siguiendo el escenario de interacción de dos vientos estelares consecutivos. Sus modelos tienen varios parámetros que varían pero resaltan en este trabajo que la formación de una nebulosa con morfología bipolar muy marcadas puede ser obtenida cuando la rotación estelar ( $v_{\text{rot}}$ ) se aproxima a la velocidad crítica de rotación ( $v_{\text{crit}}$ ) en la fase AGB. Otro parámetro que toman a consideración en sus modelos es el campo magnético. Encuentran que la combinación de estos dos parámetros reproduce una nebulosa con una morfología de una bipolar colimada muy fuerte. En el caso de tener un campo lo suficientemente fuerte se pueden reproducir jets en las regiones polares de la nebulosa. Mientras que campos débiles nos llevan al caso de una nebulosa elíptica. Recientemente, el mismo grupo ha publicado una extensión de su trabajo pero en 3D (García-Segura et al., 2020).

Zou et al. (2020) también presentaron simulaciones numéricas en 3D en donde modelan la eyección de la envoltura común (Common Envelope, CE en inglés) de un sistema binario que da lugar a la formación de una NP. Este modelo proporciona el entorno de contraste de alta densidad de polo a ecuador de manera natural para producir NP bipolares. Este grupo ha discutido el potencial que tiene el contraste de densidad debido a la pérdida de la envoltura común como punto de partida para

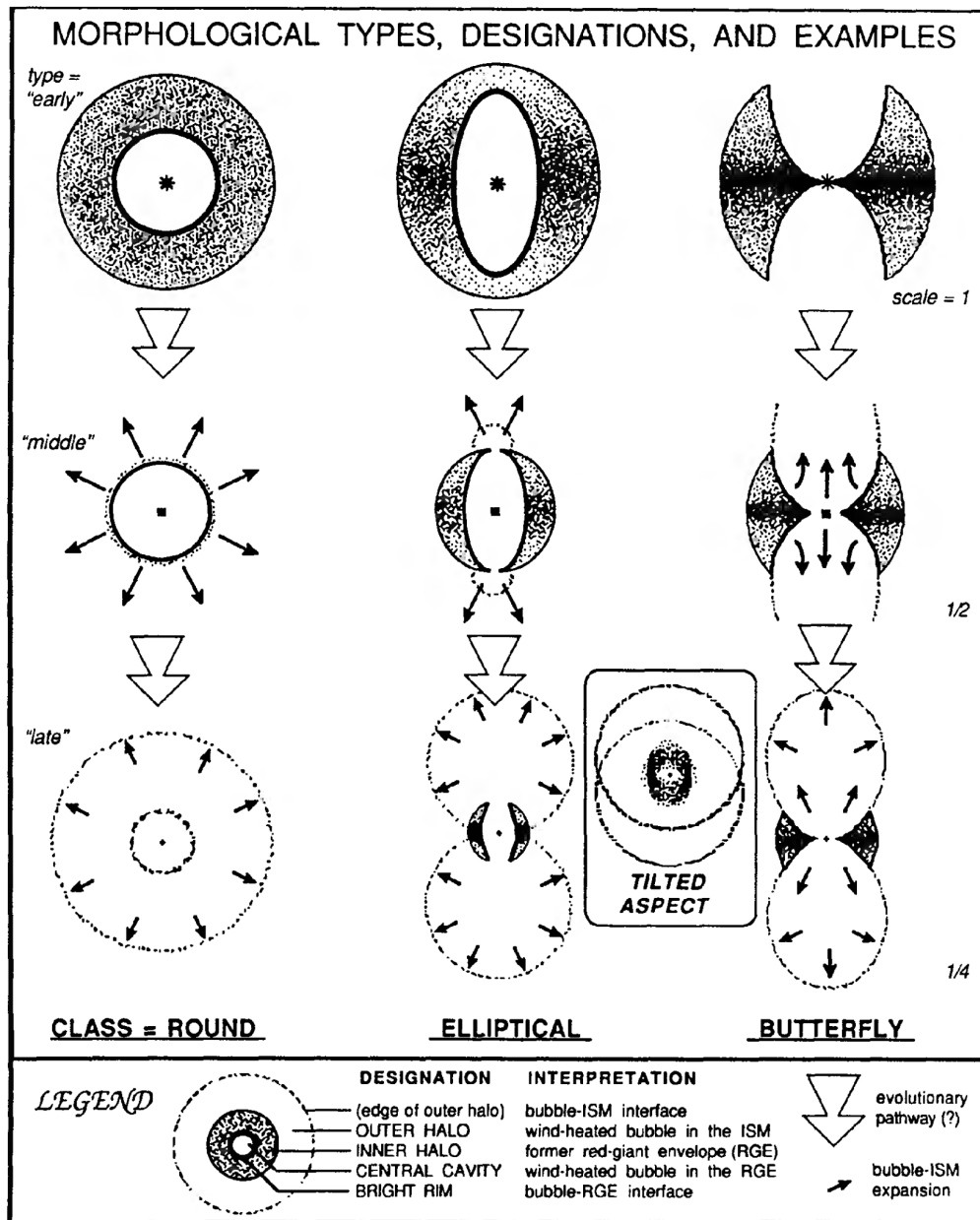


Figura 1.3: Esquema de la formación de NPs con diferentes morfologías propuesto por Balick (1987). El esquema muestra de manera sencilla como se forma y evoluciona una NP redonda, esférica y bipolar.

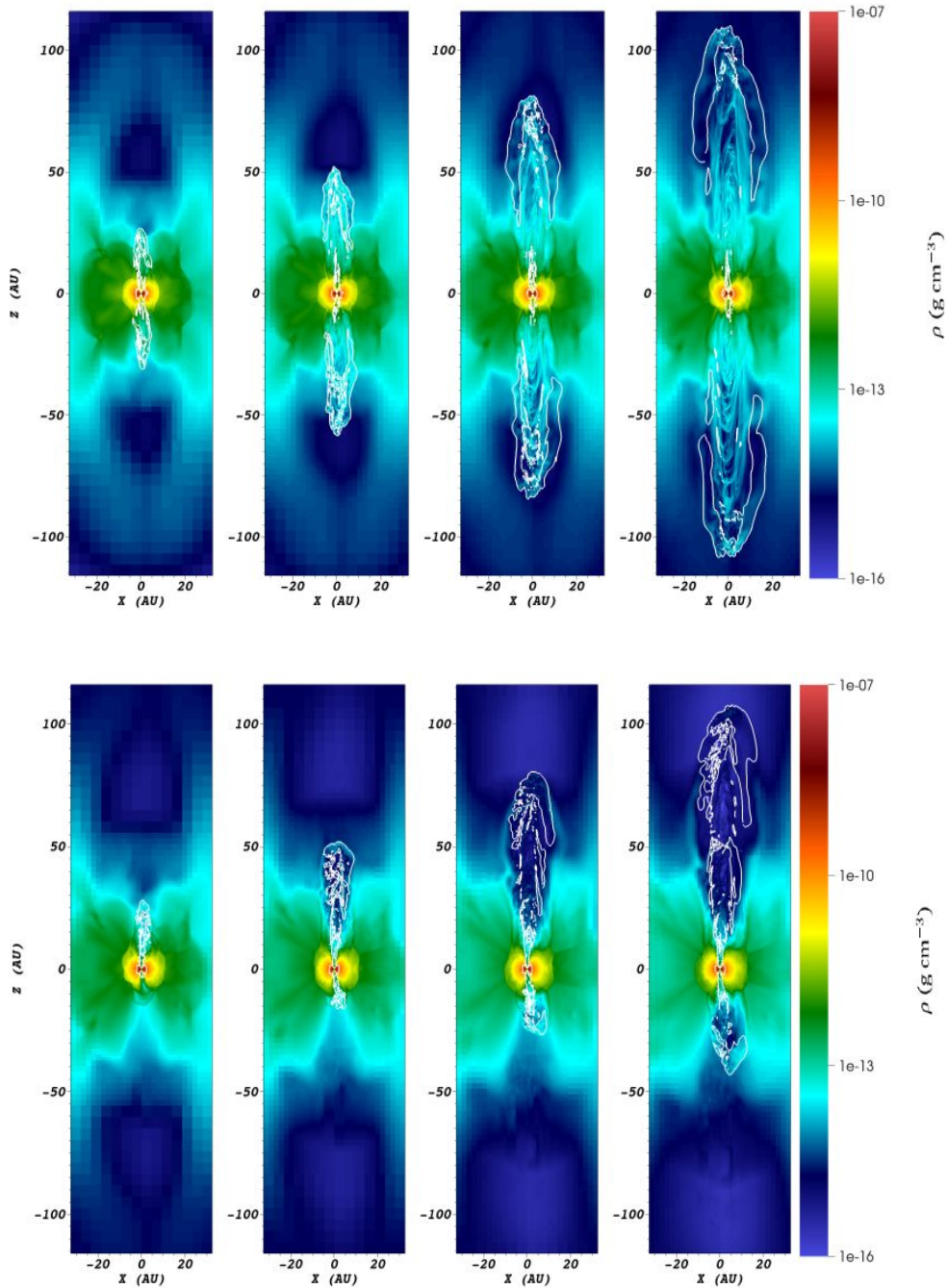


Figura 1.4: Simulaciones numéricas tomadas de Zou et al. (2020), en la parte superior tenemos su modelo de evolución de densidad del flujo de salida de alto momento con enfriamiento radiativo. Los paneles, de izquierda a derecha, se toman a los 3460, 3840, 4200, 4600 días (460, 840, 1200, 1600 días después de que se activara el viento rápido). En la parte inferior tenemos su modelo de evolución de la densidad del flujo de salida de bajo momento con enfriamiento radiativo. Los paneles, de izquierda a derecha, se toman a los 4760, 5580, 6400, 7000 días. Los contornos blancos marcan una temperatura constante de 10,000 K.

una variedad más amplia de modelos nebulares. Ellos obtienen modelos donde la simetría se rompe en las salidas bipolares impulsadas por modelos GISW (ver Fig. 1.4). Esto ocurre porque la morfología de los lóbulos bipolares está determinada por las asimetrías propias de la parte central (embudo) de la eyección del CE.

### 1.3. Nebulosas planetarias *nacidas de nuevo*

En las secciones pasadas se explicó que durante la evolución de una estrella de baja masa o intermedia, el proceso de pérdida de masa forma NPs. Independientemente de su morfología, las abundancias de las NPs son más o menos parecidas, siendo el H el elemento más abundante en el envolvente expulsado. Sin embargo, desde algunas décadas algunos autores han notado que existen unas NPs con material pobre en hidrógeno dentro de ellas y al mismo tiempo, sus estrellas centrales presentan abundancia marginal de hidrógeno o es inexistente en sus superficies. En particular, desde los 80s se conocían al menos dos NPs con estas características, las NPs A66 30 y 78, o simplemente A30 y A78 (ver Hazard et al., 1980). Las estrellas centrales de A30 y A78 tienen estrellas pobres en H clasificadas como del tipo [WR]-PG 1159 (Weidmann et al., 2020).

Los primeros en sugerir un mecanismo específico por el cual las estrellas centrales de A30 y A78 habían perdido toda su envolvente de hidrógeno fueron Iben et al. (1983). Estos autores sugirieron que en casos muy raros las estrellas centrales de NPs experimentaban lo que definieron como un *pulso termico muy tardío* o *very late thermal pulse* (VLTP) en inglés. Este VLTP ocurre cuando la combustión termonuclear de H en la envoltura estelar ha acumulado una capa de He con la masa crítica para encender su fusión en C y O (Lawlor & MacDonald, 2006; Bertolami, 2016). Como resultado del VLTP, la estrella aumentará su tamaño lo que ocasionará que su temperatura efectiva disminuya, es decir se enfría y, por lo tanto, regresa al lugar reservado de las estrellas AGB en el diagrama HR. Como resultado de la explosión, el material pobre en H se expande dentro de la NP vieja. A partir de ahí, la estrella repetirá su evolución hacia la traza post-AGB por una segunda ocasión. En cierto sentido, la estrella *nace de nuevo*.

En la Figura 1.5 presentamos una traza evolutiva producida por nosotros mismos utilizando el código MESA para una estrella de  $1.5 M_{\odot}$ , con metalicidad solar ( $Z = 0.02$ ) y una velocidad de rotación de  $3 \text{ km s}^{-1}$  que experimenta un VLTP. Se puede observar que justo después del VLTP la estrella reduce su temperatura a  $\log(T_{\text{ef}}/\text{K}) \approx 3.8$ , suficiente para que el material eyectado durante el VLTP produzca polvo pobre en H pero rico en C en el interior de la NP (Cohen & Barlow, 1974; Evans et al., 2006).

En la Figura 1.6 presentamos imágenes ópticas de la NP nacida de nuevo A 30 que muestran que los grumos eyectados durante el VLTP solo se pueden detectar en imágenes de [O III] y no en las imágenes de  $\text{H}\alpha$ . Esta figura muestra como el filtro de  $\text{H}\alpha$  muestra principalmente la NP vieja, muy posiblemente formada con el escenario de interacción de vientos como descrita en las sección anterior. La misma situación se puede observar para el caso de A78 (ver Toalá et al., 2015).

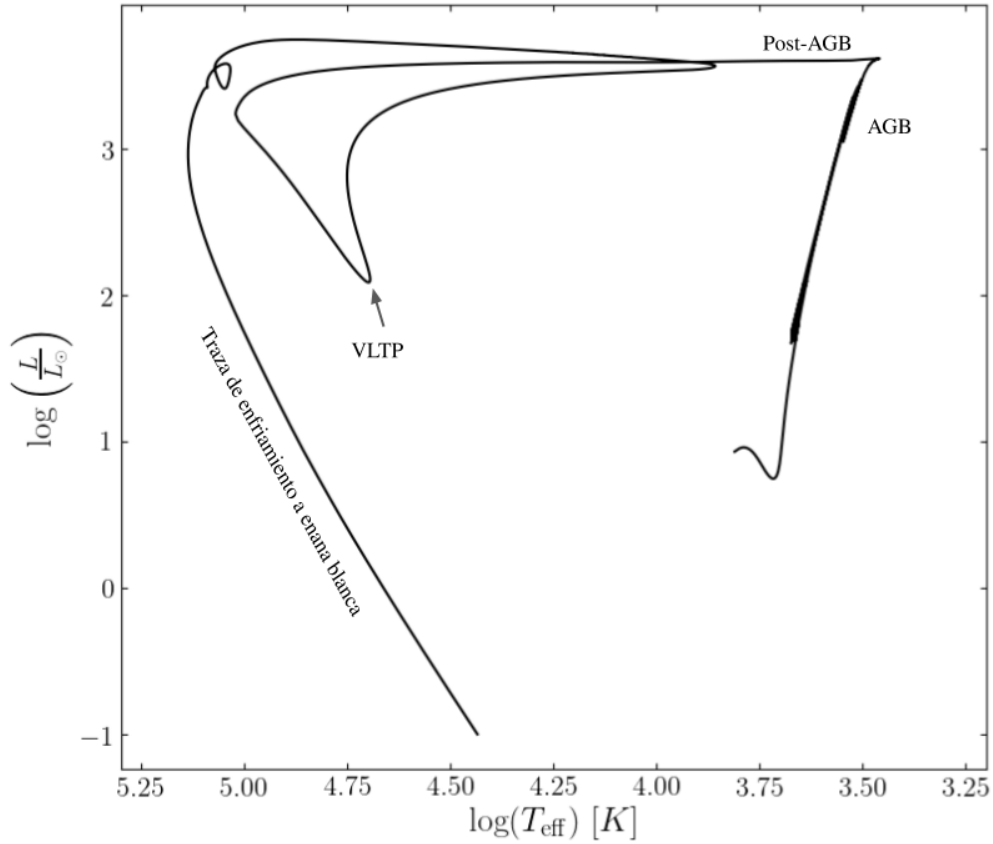


Figura 1.5: Traza evolutiva para una estrella con masa inicial de  $1.5 M_{\odot}$ , con metalicidad solar ( $Z=0.02$ ) y una velocidad de rotación inicial de  $v_{\text{rot}}=3 \text{ km s}^{-1}$ . AGB indica la rama asintótica de las gigantes, el pulso térmico muy tardío está señalado como VLTP por sus siglas en inglés. Este diagrama fue creado usando el código de evolución estelar *Modules for Experiments in Stellar Astrophysics* (MESA; Paxton et al., 2010).

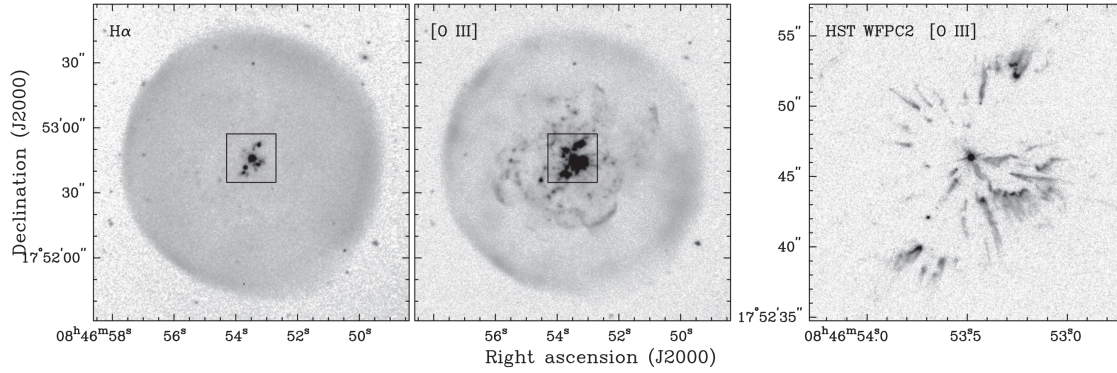


Figura 1.6: Imágenes ópticas de la nebulosa nacida de nuevo A30 tomadas de Guerrero et al. (2012). Las imágenes de los paneles izquierdo y central fueron tomadas con el telescopio de 4 m del Kitt Peak National Observatory. El panel de la derecha muestra la imagen de [O III] obtenida con el *HST* y corresponde a la sección marcada con un recuadro en los paneles derecho y central.

No fue hasta principios de los 90s cuando el modelo de NP nacida de nuevo tomó importancia, esto es, desde el descubrimiento de la fuente V\*V4334 Sgr. En 1996 el astrónomo amateur Y. Sakurai descubrió que una estrella cambiaba su brillo dramáticamente (Benetti et al., 1996). Duerbeck & Benetti (1996) reportaron que el ahora conocido como Objeto Sakurai cambió su magnitud en la banda  $J$  de 21 a 9.16 mag. Recientemente, Guerrero et al. (2018) reportaron que la estrella central de la NP HuBi 1 (Hu & Bibo, 1990) presentaba un comportamiento muy similar al Objeto Sakurai y utilizando observaciones multi-época y modelos de evolución estelar demostraron que efectivamente, su estrella central ha experimentado un VLTP.

A la fecha no se han descubierto más de 10 NPs que hayan sido clasificadas como parte de la secuencia de las NPs nacidas de nuevo. Hasta ahora se ha sugerido que las NPs A30, A58, A78, el Objeto Sakurai, HuBi 1, NGC 40<sup>1</sup>, NGC 5189 y la nebulosa alrededor de la estrella WR 72 (ver Guerrero et al., 2018; Gvaramadze et al., 2020; Kimeswenger et al., 1998; Toalá et al., 2015, 2019a, y referencias ahí citadas) pertenecen a este selecto grupo de NPs. El reducido número de NPs nacidas de nuevo sugiere que es un evento raro y de poca duración, que requiere de condiciones muy especiales para que ocurra el VLTP, o que no hemos puesto especial atención a identificar las características de una NP nacida de nuevo. Efectivamente, los modelos que intentan reproducir el evento VLTP en estrellas centrales de NPs predicen que esta fase evolutiva tiene duraciones de escalas de tiempo humanas, entre 20 y 100 años (e.g., Miller Bertolami et al., 2006).

Una característica que ha revelado el *Telescopio Espacial Hubble (HST)* es que usualmente el material pobre en H eyectado dentro de la NP vieja rica en H presenta una morfología bipolar. En particular, se aprecia la presencia de un disco y un par de jets. Como ejemplo, presentamos en el panel derecho de la Figura 1.6 una imagen

<sup>1</sup>El objeto de estudio de la presente tesis.

de la región central de A30 obtenida con el filtro de [O III], pero cabe destacar que morfologías similares se han reportado para A58, A78 y el Objeto Sakurai (ver Clayton et al., 2013; Hinkle & Joyce, 2014; Fang et al., 2014, y referencias ahí citadas).

Existen algunos trabajos que sugieren que el proceso de producción de estrellas nacidas de nuevo está relacionado con un sistema binario en el centro de estas NPs. Por ejemplo, Lau et al. (2011) hicieron un estudio de las abundancias de la NP nacida de nuevo A58 y encontraron que sus abundancias no podían explicarse del todo siguiendo modelos evolutivos de VLTP. Estos autores proponen que es muy posible que la producción y eyección de material dentro de la NP vieja podría tener lugar como resultado de un sistema binario. Lau et al. (2011) proponen que un sistema binario compuesto por una enana blanca (EB) principal de ONeMg y una estrella secundaria AGB evolucionarán, tal que, la principal acretará material de la AGB compañera. La subsecuente evolución de la estrella AGB creará la NP que vemos actualmente. Siguiendo su evolución, la estrella secundaria producirá un pulso térmico eyectando el material procesado pobre en H.

Aunque el escenario binario parece reforzarse por el hecho de que el material pobre en H tiene una morfología bipolar y por el hecho de que recientemente Jacoby et al. (2020) demostraron que la estrella central de A30 es una binaria. Sin embargo, tampoco el modelo evolutivo que incluye un sistema binario puede reproducir del todo las abundancias del material pobre en H (ver tabla 1 en Lau et al., 2011), demostrando que todavía queda camino por recorrer respecto a modelos que producen este tipo de estrellas y eventos.

## 1.4. La nebulosa planetaria NGC 40

Nuestro objeto de estudio es la NP NGC 40 descubierta por William Herschel el 25 de noviembre de 1788. Esta NP se encuentra ubicada en la constelación de Cefeo y de acuerdo a los resultados de paralaje obtenidos recientemente con *Gaia*, se encuentra ubicada a 1.9 kpc de distancia (Bailer-Jones et al., 2018). Según la base datos astronómica SIMBAD, las coordenadas de su estrella central (HD 826) son  $(\alpha, \delta) = (00\text{h}:13\text{m}:01.02\text{s}, +72^\circ:31':19.03'')$  J2000. Tiene una luminosidad y temperatura de  $\log(L/L_\odot) = 3.3$  y  $\log(T/\text{K}) = 4.8$ , respectivamente.

Las primeras imágenes de NGC 40 que uno puede encontrar en la literatura revelaron que esta NP presenta una cavidad interior en forma de barril con un radio angular de  $\sim 18$  arcsec. Esta componente se encuentra rodeada de un halo que presenta un filamento al norte de NGC 40 y que se extiende de Este a Oeste 1 arcmin (ver Figura 1.7; Louise et al., 1981; Chu et al., 1987; Sabbadin & Hamzaoglu, 1982). La imagen de  $\text{H}\alpha$  presentada por Chu et al. (1987) reveló que existen dos grumos, uno al NE y otro hacia el SO localizados a 25 y 30 arcsec de la estrella central, respectivamente. Estos se encuentran alineados con el aparente eje de simetría de NGC 40 el cual tiene un ángulo de posición (PA) de  $20^\circ$ .

Observaciones de más alta resolución presentadas por Meaburn et al. (1996) obtenidas con los filtros estrechos de  $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$  y [O III] mostraron que la emisión de [O III] tiene una morfología y distribución distinta a la presentada por la emisión de

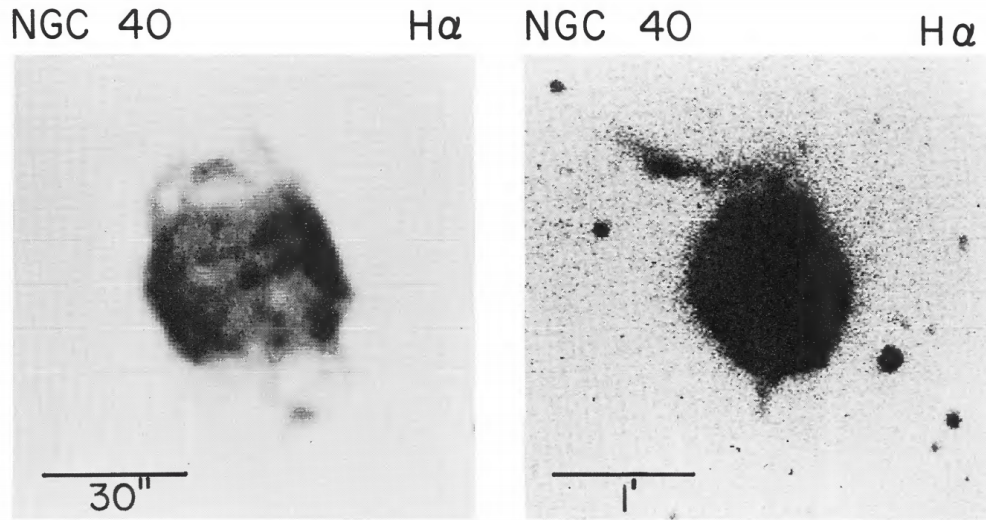


Figura 1.7: Imágenes ópticas de NGC 40 obtenidas con el filtro estrecho de  $H\alpha$  presentadas por Chu et al. (1987). La imagen de la derecha corresponde a la misma que la de la izquierda solo que la imagen se ha saturado para resaltar las características más débiles.

$H\alpha + [N II]$ . La emisión correspondiente a  $[O III]$  está envuelta por la capa detectada en la imagen de  $H\alpha$  y, aunque en ambas imágenes se aprecia una morfología grumosa, curiosamente es diferente de la que presenta la imagen de  $H\alpha + [N II]$ . De acuerdo a los resultados espectroscópicos presentados por Sabbadin & Hamzaoglu (1982) medidos en el eje menor del barril de NGC 40, la capa interna de  $[O III]$  se expande más rápido que las capas externas de  $H\alpha$  y  $[N II]$ ,  $29 \text{ km s}^{-1}$  contra  $23 \text{ km s}^{-1}$ , sugiriendo que tienen orígenes diferentes. En su discusión, estos autores sugieren que NGC 40 tiene una apariencia bipolar muy posiblemente debida a la acción de jets que se han expandido en dirección N-S con  $PA=20^\circ$ , y sugieren que los grumos densos que se aprecian las imágenes son jets.

Otra característica morfológica interesante en NGC 40 fue descubierta por Corradi et al. (2004). Estos autores presentaron observaciones profundas de una muestra de NPs para estudiar la presencia de anillos concéntricos en sus halos. Actualmente, se ha presentado evidencia observacional que ha sido reforzada por simulaciones numéricas en donde se sugiere fuertemente que estas estructuras solo pueden ser producidas por un sistema binario en el centro de estas nebulosas planetarias (ver Guerrero et al., 2020; Ramos-Larios et al., 2016; Kim et al., 2019, y referencias ahí citadas). En particular, los anillos en NGC 40 se observan en longitudes de onda ópticas e infrarrojas (IR) (Ramos-Larios et al., 2011).

En longitudes de onda ópticas, la imagen más completa que existe en la literatura es la presentada por Toalá et al. (2019b) (ver Fig. 1.8). Estos autores tomaron



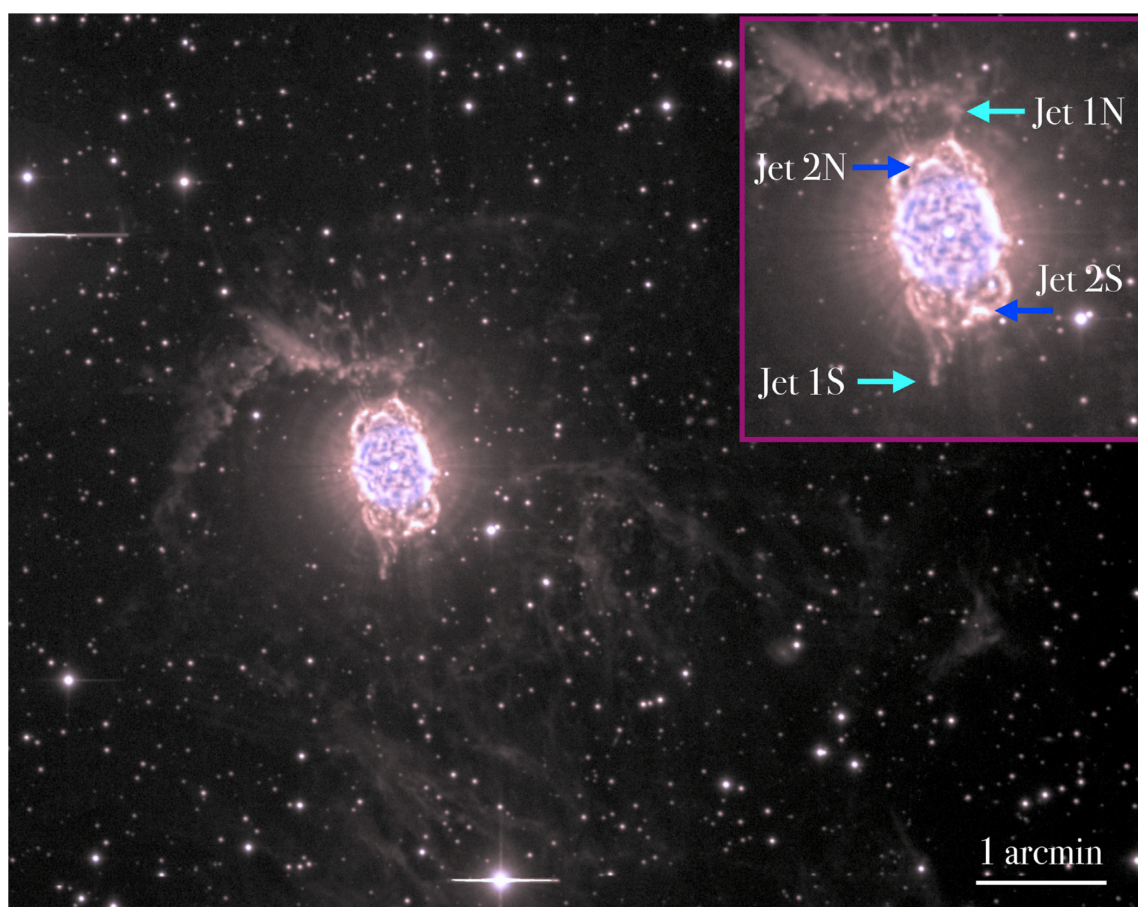


Figura 1.8: Imagen óptica presentada en Toalá et al. (2019b) obtenida con el Telescopio Isaac Newton. Azul corresponde a  $[\text{O III}]$  y rojo  $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$ . En el recuadro se pueden ver los detalles de los dos pares de grupos denominados jets en la literatura (ver Meaburn et al., 1996). Norte es hacia arriba y Este a la izquierda.

observaciones del Telescopio Isaac Newton localizado en La Palma, España, y combinaron imágenes de  $H\alpha$  y  $[O III]$  para producir la imagen más profunda a la fecha de NGC 40. La Figura 1.8 revela en gran detalle un halo externo de NGC 40 que muy seguramente está relacionado con la gran pérdida de masa experimentada por la estrella central durante la fase de AGB. Martin et al. (2002) sugirieron que el movimiento de la estrella central con respecto al medio podría explicar la morfología aparente de choque de proa que presenta el material alrededor de NGC 40. Estos autores usaron las mediciones reportadas por el satélite HIPPARCOS de  $(\mu_\alpha, \mu_\delta)_{HIP} = (-8.29 \pm 4.92 \text{ mas}, 4.36 \pm 4.36 \text{ mas})$  para sugerir que HD 826 se movía en dirección NE<sup>2</sup>. Sin embargo, las mediciones actuales obtenidas con el satélite *Gaia* parecen contradecir esta afirmación. *Gaia* reporta los movimientos propios para HD 826 de  $(\mu_\alpha, \mu_\delta)_{Gaia} = (-7.249 \text{ mas}, -1.811 \text{ mas})$  (Gaia collaboration, et al. 2018).

Las observaciones IR de esta nebulosa han revelado información contundente sobre los orígenes de NGC 40. Ramos-Larios et al. (2011) mostraron que el espectro IR de NGC 40 presenta líneas de emisión de hidrógeno molecular ( $H_2$ ; que son relativamente comunes en NPs; p.e., Fang et al., 2018) y está dominado por la presencia de polvo rico en carbono, en particular de hidrocarburos aromáticos policíclicos (PAHs por sus siglas en inglés). Usando imágenes obtenidas con las cámaras IRAC del *Telescopio Espacial Spitzer* también sugirieron el efecto de choques producidos por jets (ver arriba y Fig. 1.9). Recientemente, Toalá et al. (2019b) usaron mapas espectroscópicos obtenidos con observaciones del instrumento IRS a bordo de *Spitzer* y mostraron que los PAHs están distribuidos en un toro alrededor de la estrella central de NGC 40, HD 826. Dicho toro parece absorber la radiación de HD 826 y hace que NGC 40 presente una estructura de baja ionización. Este resultado es consistente con la presencia de líneas de absorción de C observadas en el espectro UV de HD 826 (Bianchi & Grewing, 1987).

La estructura toroidal que rodea a la estrella central de NGC 40 se encuentra ubicada dentro de la emisión nebulosa que se detecta en el óptico lo cual indica que es una estructura mucho más joven que la NP en sí. Además, estudios detallados de HD 826 han reportado que esta es una estrella tipo Wolf-Rayet con tipo espectral [WC8] muy parecida a las de las estrellas centrales de A30 y A78 (ver Smith & Aller, 1969; Walter, 1999). Estas características han llevado a Toalá et al. (2019b) a sugerir que NGC 40 también es uno de los miembros exclusivos de las NP nacidas de nuevo.

De igual manera que otras NPs nacidas de nuevo (e.g., A 30, A 78 y NGC 5189), observaciones de rayos X han detectado la presencia de una burbuja caliente ( $T = 10^6 \text{ K}$ ) que rellena la cavidad principal de NGC 40. Los potentes vientos de las NPs nacidas de nuevo se chocan produciendo material que emite en rayos X. En la Figura 1.10 presentamos una imagen que combina observaciones ópticas de  $H\alpha$  con la emisión detectada por el satélite de rayos X de la NASA *Chandra*.

---

<sup>2</sup>Aquí  $\mu_\alpha$  y  $\mu_\delta$  denotan al movimiento angular en mas en las coordenadas ecuatoriales (sección recta y declinación).

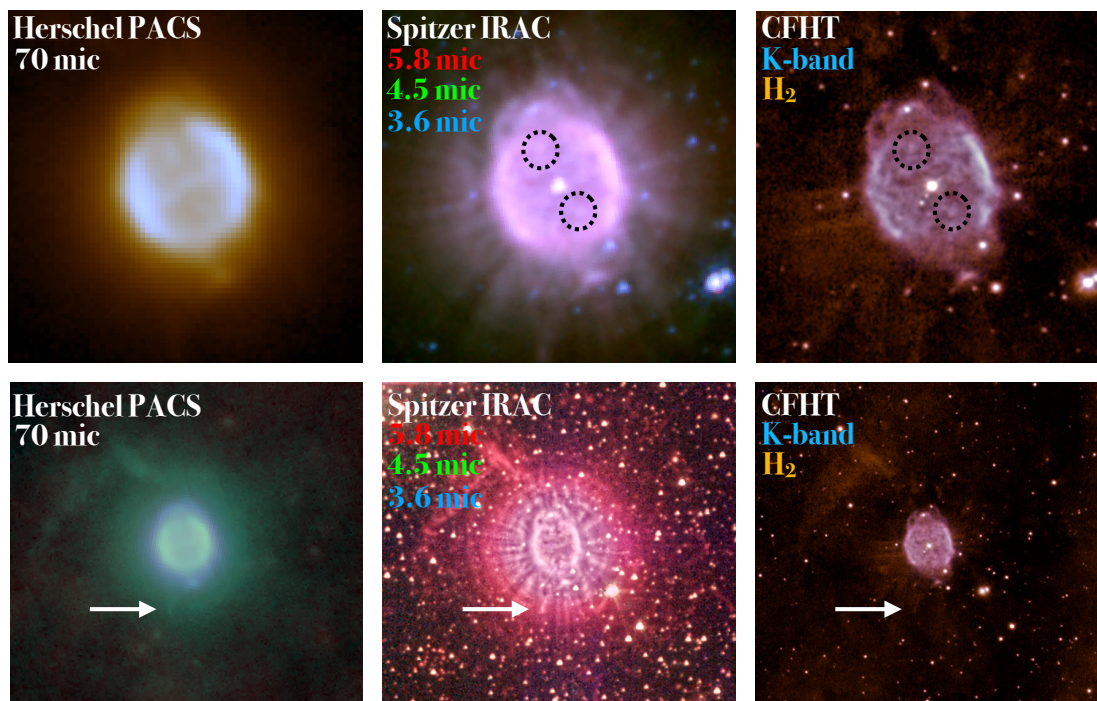


Figura 1.9: Imágenes IR de NGC 40. Las diferentes columnas muestran imágenes IR obtenidas con los telescopios *Herschel*, *Spitzer* y el Canada-France-Hawaii (CFHT) cubriendo el rango del cercano al mediano IR. Las regiones circulares muestran dos posibles jets internos en la NP. La flecha blanca muestra la posición del Jet 1S (ver Fig. 1.8) que se encuentra rodeado de una emisión con morfología cónica que muestra que este grumo se expande supersónicamente sobre el medio interestelar. Norte es hacia arriba y Este a la izquierda.

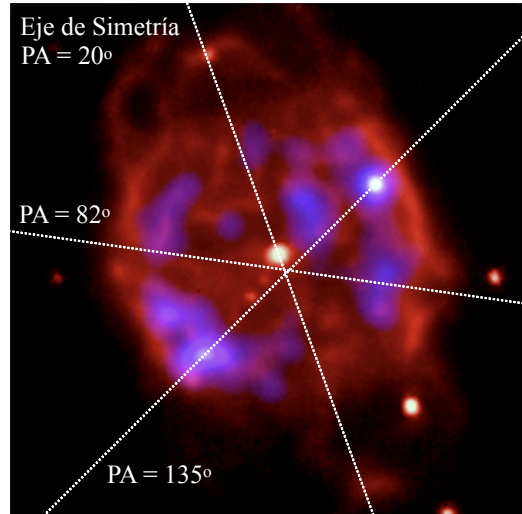


Figura 1.10: Imagen compuesta de NGC 40. En azul se muestra la emisión de rayos X detectada por el satélite *Chandra* y en rojo se muestra la emisión de  $H\alpha$ . Imagen fue tomada de la galería de imágenes de *Chandra* y fue adaptada de Montez et al. (2005). En la imagen se muestra diferentes líneas punteadas que corresponden al eje de simetría de NGC 40 con  $PA=20^\circ$ , una con  $PA=82^\circ$  que señala las roturas de la cavidad principal y otra con  $PA=135^\circ$  donde se encuentran los máximos en rayos X. Norte es hacia arriba y Este a la izquierda.

## 1.5. Objetivos de esta tesis

Las NPs nacidas de nuevo son objetos en etapas evolutivas casi únicas y transitorias comparadas con otras NPs. Se ha sugerido recientemente que NGC 40 pertenece a esta clase de objetos tomando en cuenta varias características morfológicas y espectrales de su estrella central. Primero, la presencia de un toroide rico en C que rodea HD 826 con un par de grumos detectados en imágenes IR (ver Fig. 1.9), muy similar a otras NPs nacidas de nuevo (ver secciones anteriores). Estas estructuras se encuentran dentro de NGC 40 indicando que son estructuras relativamente más jóvenes que la NP misma. Además, la estrella central comparte características espectrales a las estrellas de otras NPs nacidas de nuevo.

Los estudios recientes de NGC 40 han demostrado que sigue siendo un objeto interesante con características no exploradas. Por ejemplo, las propiedades cinemáticas de cada estructura (velocidades de expansión y edades) así como la confirmación de la presencia de flujos colimados o jets. Por lo tanto, en esta tesis presentamos un estudio morfo-cinemático de NGC 40. Hemos obtenido imágenes de filtro estrecho en diferentes longitudes de onda que nos ayudarán a estudiar su estructura de ionización así como producir mapas de densidad. Así mismo, hemos acumulado 5 años de observaciones espectroscópicas de alta resolución con el Manchester Echelle Spectrograph (MES) montado en el telescopio de 2.1 m en San Pedro Mártir que nos ayudarán a describir las propiedades cinemáticas de esta NP. Finalmente, presentaremos un

modelo cinemático de NGC 40 utilizando el software SHAPE.

Pretendemos conocer a profundidad la cinemática de esta nebulosa, así como otras características relevantes, para contribuir al estudio de las pocas NPs nacidas de nuevo que se conocen hasta el momento.

# Capítulo 2

## Observaciones

Hemos obtenido un conjunto de observaciones de NGC 40 que incluyen imágenes con filtros estrechos y anchos, así como observaciones espectroscópicas de alta resolución, que nos ayudarán a estudiar la morfología y cinemática de esta NP en detalle. En este capítulo presentamos las características de las observaciones obtenidas de diferentes telescopios e instrumentos.

### 2.1. Imágenes ópticas

#### 2.1.1. Nordic Optical Telescope

NGC 40 fue observada en el Nordic Optical Telescope (NOT; ver Fig. 2.1) localizado en el Observatorio de El Roque de los Muchachos (ORM) en La Palma (España) con el Alhambra Faint Object Spectrograph and Camera el 11 de Octubre del 2019 como parte de la propuesta 60-208 (PI: M.A. Guerrero). Las observaciones se obtuvieron utilizando los filtros de banda estrecha  $H\alpha$ ,  $H\beta$ , [O I], [O II], [O III], [N II] y dos filtros de [S II]. Además, hemos obtenido observaciones con filtros anchos en las bandas  $g'$  y  $r'$ . Los detalles de sus longitudes de onda centrales, FWHM y tiempo de exposición total por filtro se listan en la Tabla 2.1.

En la Figura 2.2 presentamos las imágenes de NGC 40 obtenidas con los filtros estrechos mientras que en la Figura 2.3 se muestran las imágenes obtenidas con los filtros anchos  $g'$  y  $r'$ . Las flechas en el panel correspondiente a la emisión en [N II] nos muestran que el barril de la nebulosa se encuentra roto hacia las direcciones E y O que serán discutidas más adelante. En esta figura los círculos que encierran la estructura principal y representan la extensión de la emisión de [O I], [O II] y [O III] varían de tamaño, lo cual se aprecia mejor en el panel derecho de la Figura 2.4, donde vemos que [O III] se encuentra en la parte más interna de la nebulosa. En los paneles de  $H\alpha$ ,  $H\beta$ , [N II] y [S II] de la Figura 2.1 se aprecia una estructura filamentaria orientada de E a O que, como se menciona en la Sección 1.4 algunos autores discuten que procede de material interestelar barrido. En el panel derecho de la Figura 2.4 presentamos una imagen color compuesta (RGB) realizado usando los filtros [N II],  $H\alpha$  y [O III] .



Figura 2.1: Telescopio Óptico Nórdico (NOT) se localiza en el Observatorio del Roque de los Muchachos en La Palma, Canarias, España. Cuenta con un espejo primario de 2.56 metros de diámetro.

Tabla 2.1: Filtros del NOT

Filtro	$\lambda_0$ [Å]	FWHM [Å]	Tiempo de exposición [s]
[O II]	3728	32	600
H $\beta$	4854	133	1200
[O III]	5007	30	1200
[O I]	6300	30	1200
H $\alpha$	6564	33	600
[N II]	6584	10	450
[S II]	6717	10	1200
[S II]	6731	10	1200
$g'$	4800	1450	30
$r'$	6250	1400	30

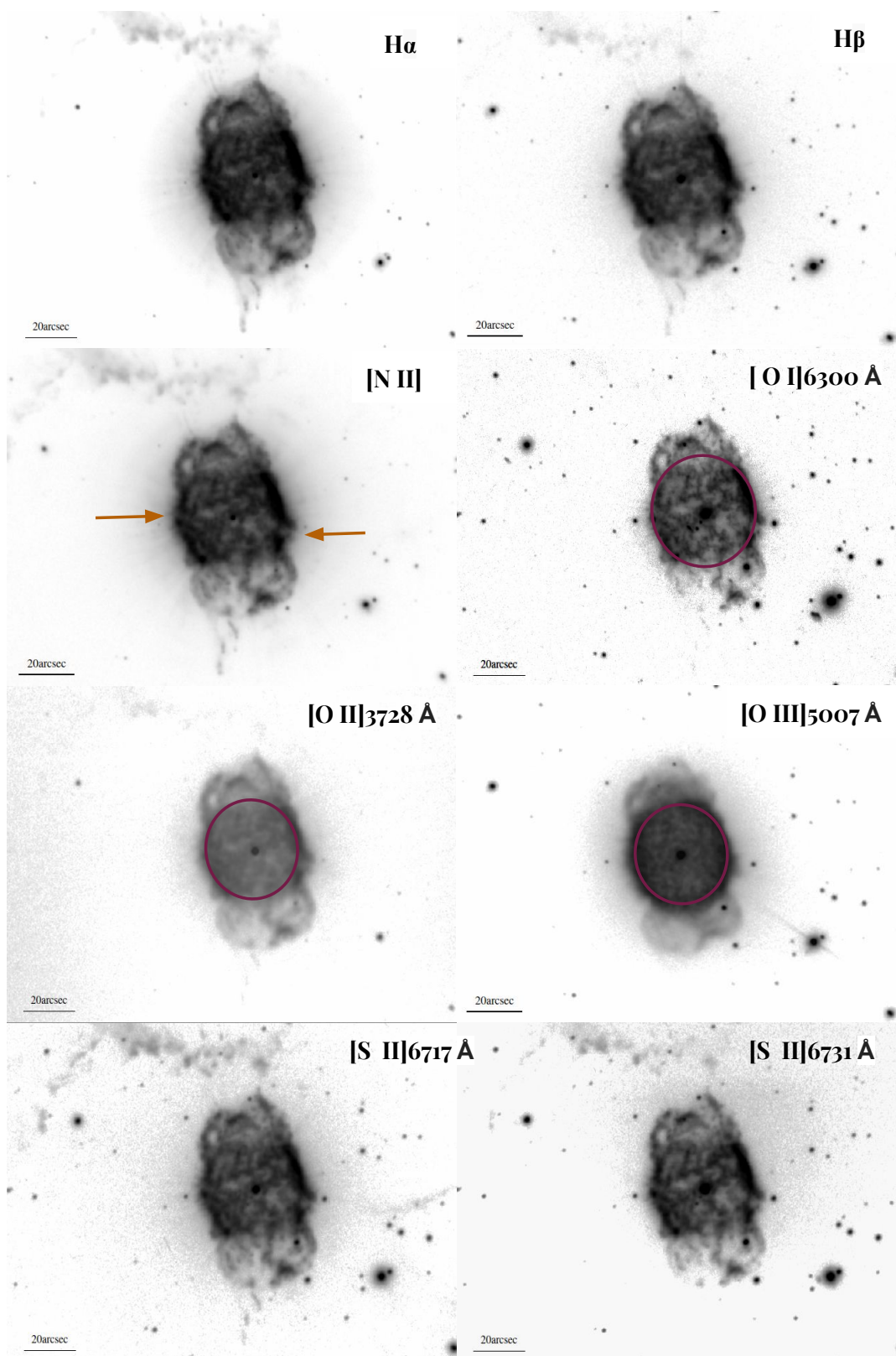


Figura 2.2: Imágenes ópticas de  $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $[N II]$ ,  $[O I]$ ,  $[O II]$ ,  $[O III]$ ,  $[S II] 6717 \text{ \AA}$ ,  $[S II] 6731 \text{ \AA}$  de NGC 40 obtenidas con el NOT. Las flechas y círculos rojos son descritos en §2.1.1. El norte se encuentra arriba y el este a la izquierda.



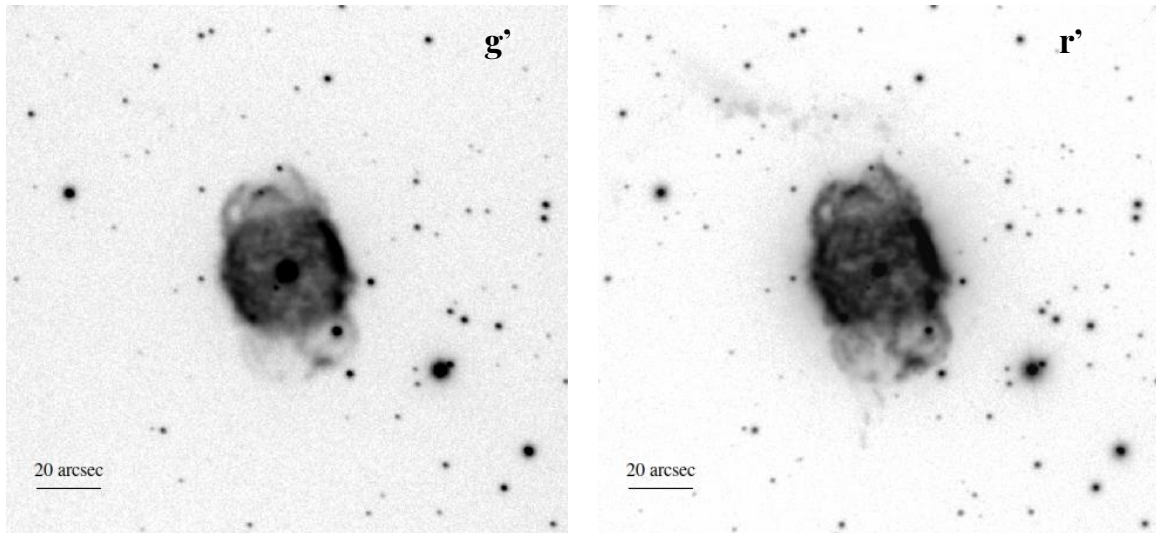


Figura 2.3: Imágenes ópticas de los filtros anchos  $r'$  y  $g'$ . El norte se encuentra arriba y el este a la izquierda.

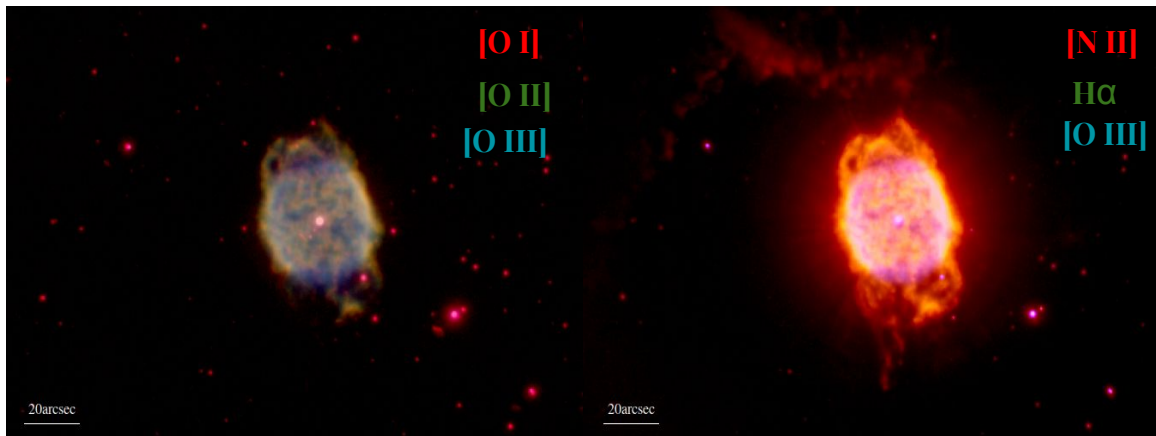


Figura 2.4: Imágenes RGB usando las imágenes de 2.2. En el panel izquierdo tenemos la imagen de color de [O I], [O II] y [O III] en rojo, azul y verde, respectivamente. Mientras que en panel derecho tenemos en azul [O III], en verde [N II] y en rojo  $H\alpha$ . El norte se encuentra arriba y el este a la izquierda.



Figura 2.5: Observatorio Canada-Francia-Hawaii (CFHT) ubicado en la cima del Mauna Kea en la isla de Hawaii. Cuenta con un espejo primario de 3.58 metros de diámetro.

### 2.1.2. Canada-France-Hawaii Telescope

Para complementar nuestras imágenes obtenidas con el NOT, hemos descargado las observaciones de filtro estrecho de NGC 40 obtenidas con el Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT; ver Fig. 2.5). NGC 40 fue observada usando el Multi-Object and Subarcsecond Imaging Spectrograph (MOS/SIS) el 16 de Diciembre de 2002 como parte del proyecto 02BC17 (PI: Edwards). El MOS/SIS provee una resolución espacial de  $0.28 \text{ arcsec pix}^{-1}$ .

Las imágenes de CFHT se obtuvieron con los filtros de  $H\alpha$  ( $\lambda_c=6562 \text{ \AA}$ ,  $\Delta\lambda=42 \text{ \AA}$ ),  $[N \text{ II}]$  ( $\lambda_c=6589 \text{ \AA}$ ,  $\Delta\lambda=10 \text{ \AA}$ ) y  $[O \text{ III}]$  ( $\lambda_c=5009 \text{ \AA}$ ,  $\Delta\lambda=9.4 \text{ \AA}$ ) con tiempos totales de exposición de 600 s para los dos primeros filtros y 3000 s para el filtro de oxígeno. En la Figura 2.6 presentamos las imágenes de  $H\alpha$ ,  $[N \text{ II}]$  y  $[O \text{ III}]$  obtenidas con el CFHT, así como una imagen en colores obtenida después de combinar las tres imágenes de filtro estrecho.

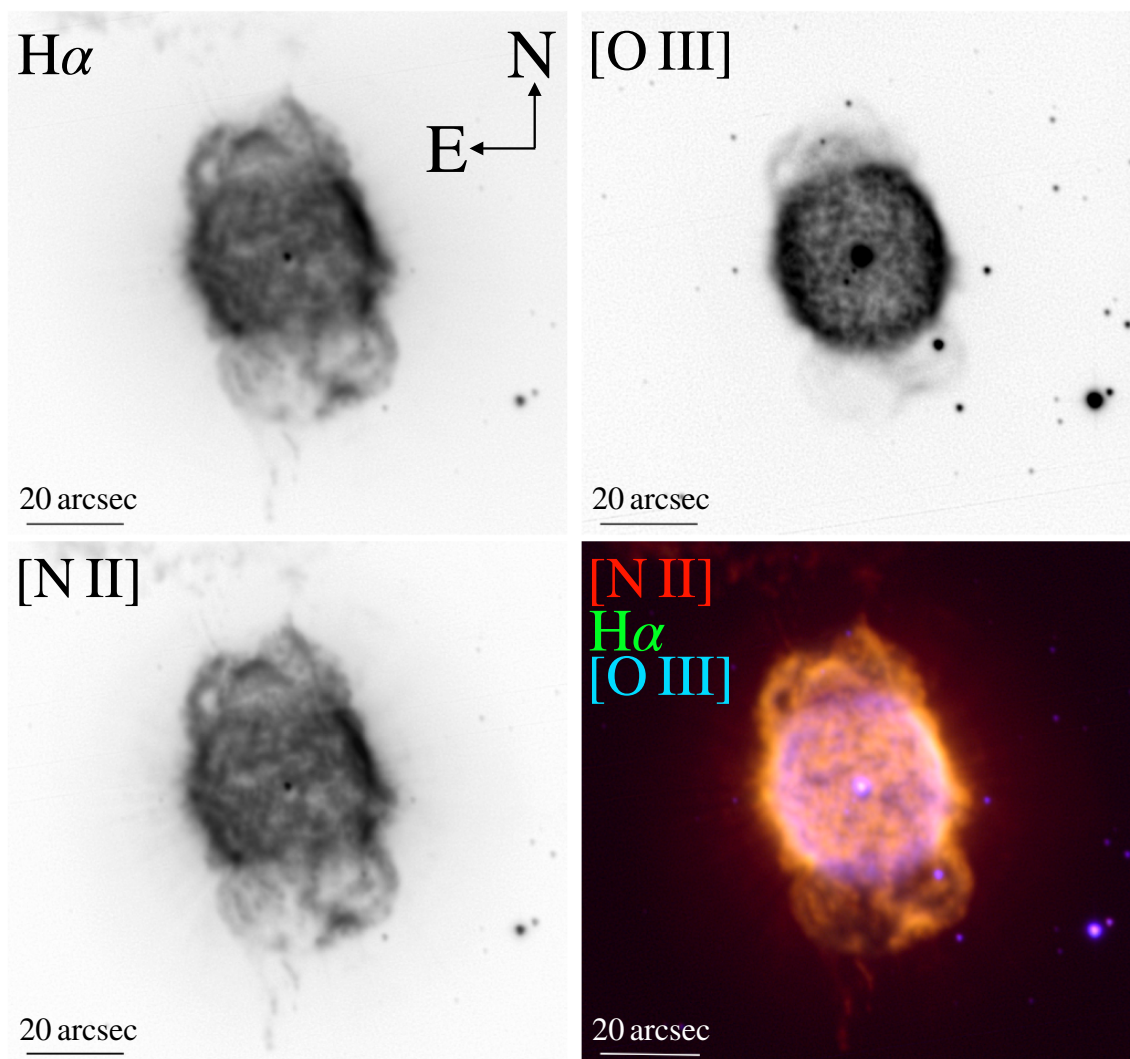


Figura 2.6: Imágenes ópticas en  $H\alpha$ ,  $[O III]$  y  $[N II]$  de NGC 40 obtenidas con el CFHT. El panel inferior derecho presenta una imagen compuesta con las imágenes de los otros paneles. Los cuatro paneles tienen el mismo campo y la misma orientación.



Figura 2.7: Imagen del telescopio de 2.1 m localizado en el Observatorio Astronómico Nacional en la Sierra de San Pedro Mártir en Baja California.

## 2.2. Espectroscopía de alta resolución

### 2.2.1. San Pedro Mártir MES

Se obtuvieron espectros ópticos de alta dispersión de rendija larga de NGC 40 con el Manchester Echelle Spectrograph (MES; Meaburn et al., 2003) montado en el telescopio de 2.12 m en el Observatorio Astronómico Nacional (OAN) de la sierra de San Pedro Mártir (SPM) en Baja California, México (ver Fig. 2.7). El MES es un espectrógrafo echelle. En su modo primario, un solo orden de su rejilla escalonada (nominalmente  $\delta = 63.43^\circ$  con  $31.6 \text{ ranuras mm}^{-1}$ ) está aislado por un filtro de interferencia amplio y eficiente de tres períodos, eliminando la necesidad de dispersión cruzada. En consecuencia, su uso principal, en los focos Cassegrain o Ritchey-Chrétien (RC), es obtener perfiles resueltos espacialmente de líneas de emisión individuales de fuentes extendidas débiles que emiten en el rango  $3900\text{-}9000\text{\AA}$  con un poder de resolución espectral de  $\lambda/\delta\lambda \leq 10^5$  y corresponde a una resolución en velocidad de  $10 \text{ km s}^{-1}$ .

Los datos se obtuvieron en varias temporadas desde el 2010 hasta el 2019 (PI: L. Sabin; ver Fig. 2.8). Para la temporada del 2010 se usó el CCD TH2K. Mientras que las temporadas del 2013, 2014 y 2019 se realizaron con el CCD E2V de  $2048 \times 2048$  píxeles con un tamaño de píxel de  $13.5 \mu\text{m pixel}^{-1}$ . Se utilizó una agrupación de píxeles

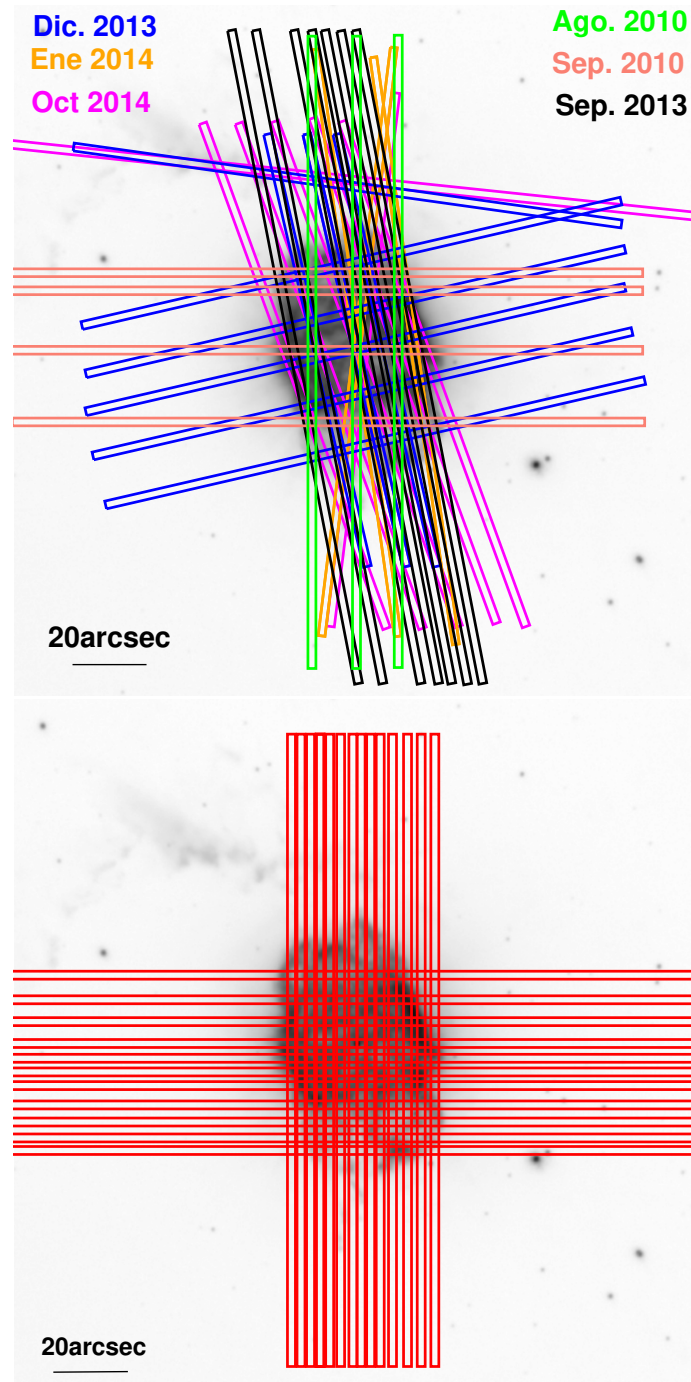


Figura 2.8: Imagen del filtro [N II] de NGC 40 obtenida con el NOT. El panel superior presenta las posiciones de las rendijas de MES usando el filtro H $\alpha$ + [N II], cada color representa una temporada de observación. En el panel inferior tenemos las posiciones de las rendijas de MES usando el filtro [S II]. El norte se encuentra arriba y el Este a la izquierda.

Tabla 2.2: Información de las observaciones tomadas con MES

Filtro	Temporada	# Espectros	Tiempo de exposición [s]
H $\alpha$	Agosto 2010	3	1,200;900
	Septiembre 2010	4	1,200;1,000
	Septiembre 2013	7	1,800
	Diciembre 2013	9	1,800
	Enero 2014	3	1,800
	Octubre 2014	7	1,800
[S II]	2019	18	1,800

(o *binning* por su termino en inglés) de  $2 \times 2$ , lo que dio lugar a la escala espacial de  $0.351'' \text{ pixel}^{-1}$ .

El tiempo total de exposición para la observaciones de la primer temporada fue de 1200 s por rendija y para el resto de 1800 s. Se tomaron los espectros con el filtro H $\alpha$  con  $\Delta\lambda = 90 \text{ \AA}$ . Las rendijas se dispusieron con diferentes ángulos de posición (PA) para cubrir las principales estructuras morfológicas del objeto. Las posiciones de las rendijas por temporada se muestran en la Figura 2.8, donde cada temporada está señalada de diferente color. El panel izquierdo de esta figura muestra las posiciones de un total de 51 rendijas obtenidas con el filtro H $\alpha$ + [N II]. En el 2019 se obtuvieron 19 rendijas usando el filtro [S II] con  $\Delta\lambda=99 \text{ \AA}$ . Las posiciones de las rendijas de [S II] se muestran en el panel derecho de la Figura 2.8.

### 2.2.2. William Herschel Telescope UES

Para discutir nuestros espectros hemos obtenido espectros de alta resolución con el instrumento Utrecht Echelle Spectrograph (UES)<sup>1</sup> montado en el William Herschel Telescope (WHT) también localizado en el Observatorio del Roque de los Muchachos en La Palma, España. Las observaciones se realizaron el 11 de Octubre de 1995 (PI: L. Cuesta) utilizando un detector Tek 5 que provee una resolución espectral de 49,000 y corresponde a una resolución en velocidad de  $\sim 6 \text{ km s}^{-1}$ .

Se obtuvieron espectros centrados en las longitudes de onda 3720  $\text{ \AA}$ , 5005  $\text{ \AA}$ , 6300  $\text{ \AA}$ , 6570  $\text{ \AA}$  y 6705  $\text{ \AA}$  que cubren las líneas de emisión correspondientes a H $\alpha$ + [N II], [O I], [O III] y los dobletes de [O II] 3726,3729  $\text{ \AA}$  y [S II] 6717,6730  $\text{ \AA}$ . Todos los espectros se obtuvieron con rendijas posicionadas en el eje de simetría de NGC 40 (PA=20°) que pasan por la estrella central.

<sup>1</sup>El instrumento UES ha sido decomisionado el 31 de Julio de 2002

# Capítulo 3

## Análisis y resultados

Todas las imágenes y espectros presentados en esta tesis fueron procesados usando el software *Image Reduction and Analysis Facility* (IRAF; Tody, 1993) ampliamente conocido y usando en astronomía. El procedimiento requiere corregir las observaciones por los *bias*, *flats* y rayos cósmicos. Además, los espectros se calibraron en longitud de onda usando observaciones de lámparas obtenidas durante las diferentes temporadas de observación. Sin embargo, queremos notar que nuestras imágenes no están calibradas en flujo. Esto es, sus escalas no representan flujo en unidades cgs ( $\text{erg cm}^2 \text{s}^{-1}$ ), sino cuentas  $\text{s}^{-1}$ . Aún así, las usaremos para describir de manera cuantitativa la estructura de ionización de NGC 40.

### 3.1. Imágenes

Para comenzar con el análisis de nuestras imágenes obtenidas con el instrumento ALFOSC primero se les sustrajo el continuo a todas las imágenes de filtro estrecho. A las imágenes obtenidas con filtros en el rojo ( $\text{H}\alpha$ , [O I], [N II] y los [S II]) les hemos sustraído la imagen obtenida con el filtro  $r'$  mientras que a las que tienen longitud de onda más azul (e.g.,  $\text{H}\beta$ , [O II] y [O III]) se les ha sustraído la imagen obtenida con el filtro  $g'$ . Todas las imágenes ya sustraídas de sus respectivos continuos se muestran en la Figura 3.1 y 3.2. En particular se puede apreciar como al sustraer el continuo se sustraen las estrellas en el campo de visión, además de la estrella central de NGC 40. Lamentablemente, no podemos hacer este mismo ejercicio a las imágenes obtenidas con el CFHT, porque no tenemos imágenes obtenidas a esa resolución que correspondan a filtros anchos.

La Figura 3.1 muestra que casi todas las imágenes de filtro estrecho presentan morfologías muy parecidas, a excepción de la imagen de [O III]. La imagen de [O III] presenta una estructura grumosa más ordenada que la de las demás imágenes de otros filtros. Esto es, los grumos en esta imagen están muy bien definidos y más o menos uniformemente espaciados. Además, la cavidad interna detectada en esta imagen tiene una extensión menor. Ésta se puede ajustar con una elipse con semi-ejes mayor y menor de 21 y 18 arcsec, mientras que por ejemplo la imagen de [N II] tiene un semi-eje menor de 20 arcsec (ver Sección 2.1 y Figura 2.2).

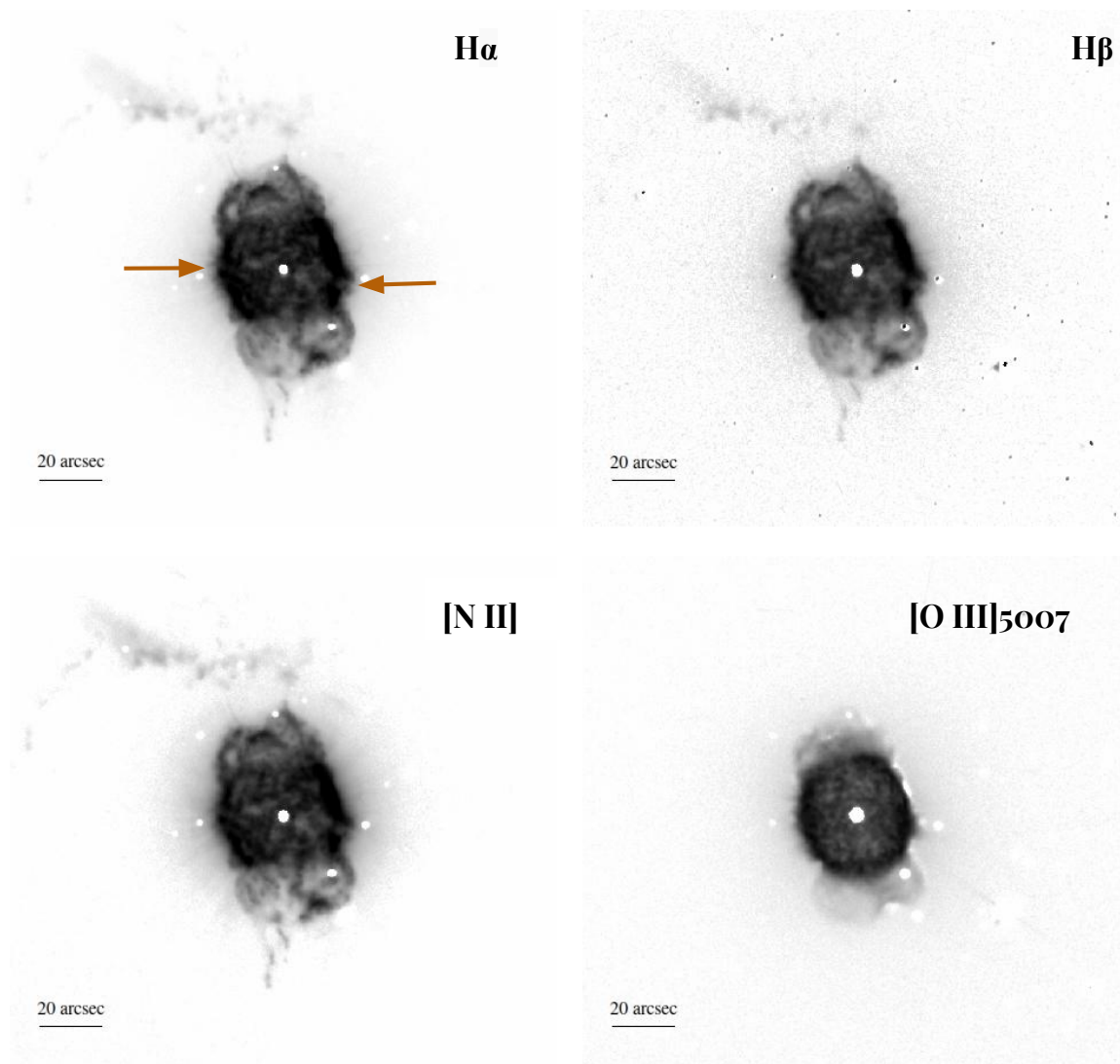


Figura 3.1: Imágenes ópticas de  $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $[N II]$ ,  $[O III]$  después de sustraer sus respectivos continuos. Flechas indican las roturas observadas en el barril. El norte se encuentra arriba y el Este a la izquierda.



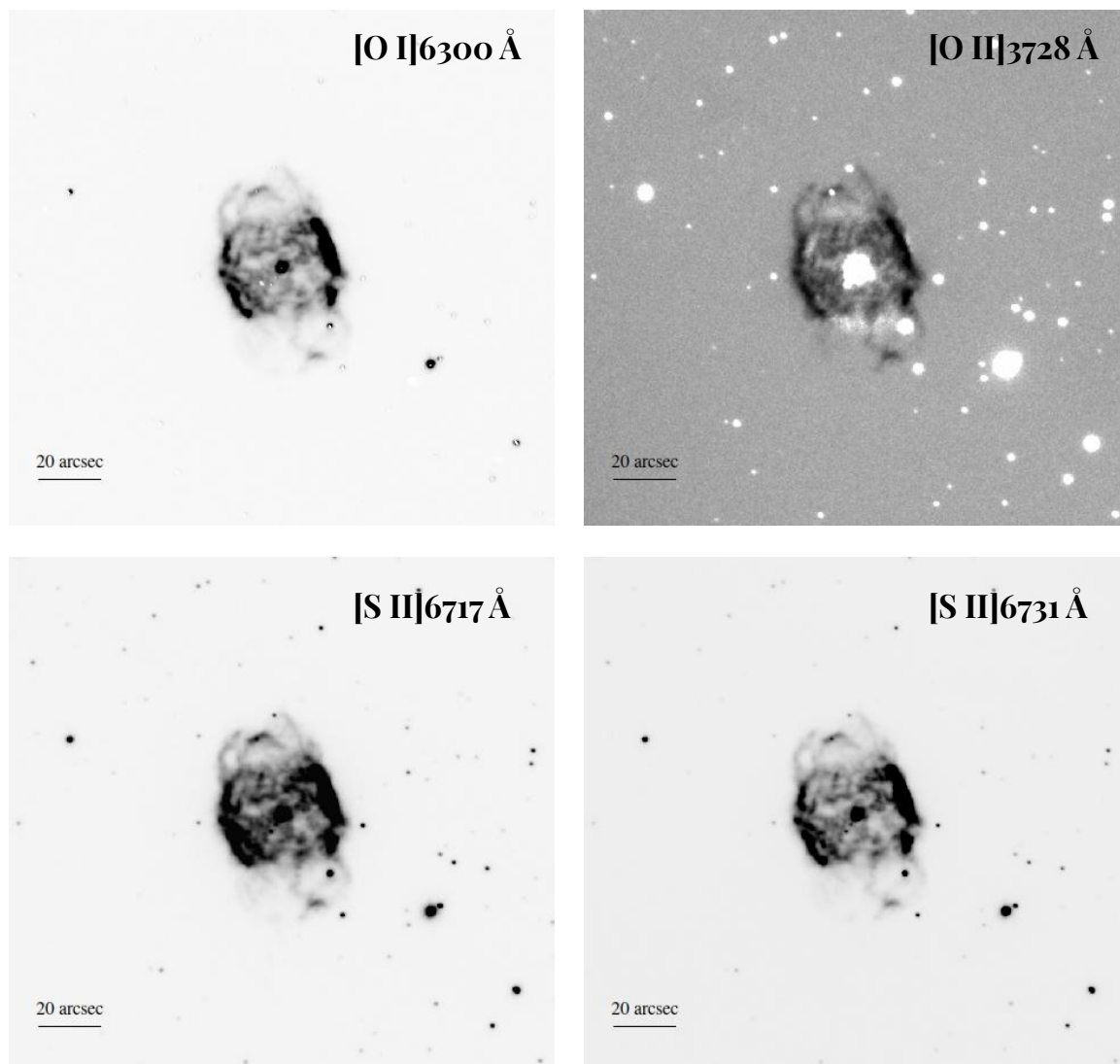


Figura 3.2: Imágenes ópticas de [O I], [O II], [S II]6717 y [S II]6731 después de sustraer sus respectivos continuos. El norte se encuentra arriba y el Este a la izquierda.

Una característica importante que sugieren las imágenes presentadas en las Figuras 3.1 y 3.2 es que parece que la cavidad principal de NGC 40 tiene dos roturas localizadas hacia el E y O. En el panel superior izquierdo de la Figura 3.1 las marcamos con flechas y hemos agregado una línea punteada para mostrar su inclinación en la Figura 1.10 que muestra la comparación con los rayos X. Estas roturas se encuentran con un PA de  $82^\circ$ , esto es,  $62^\circ$  con respecto al eje de simetría de NGC 40<sup>1</sup>. La más notoria y que se puede apreciar en todas las demás imágenes es la que se localiza hacia el O. Esta estructura se ve que la emisión se extiende más allá que la cavidad principal. Esta característica ya se podía apreciar en las imágenes sin sustraer continuo presentadas en el Capítulo 2 (ver Fig. 2.4 y 2.6). Por otro lado, como ya mencionamos en el Capítulo 1, las regiones más intensas detectadas en el óptico e IR de la cavidad central se localizan a un PA= $135^\circ$ , que es también donde se encuentran localizados los máximos observados en rayos X con *Chandra*. Para ilustrarlos, hemos agregado otra línea punteada a la Figura 1.10.

Para estudiar la variación relativa de la excitación en la nebulosa, hemos creado cocientes de diferentes imágenes. En el panel superior de la Figura 3.3 presentamos el cociente de  $[\text{O III}]/\text{H}\alpha$ . Este mapa exhibe varias estructuras que son interesantes y que vale la pena describir. Lo primero que hay que notar es que NGC 40 se encuentra delimitada por una estructura con valores de  $[\text{O III}]/\text{H}\alpha < 0.05$ . Se puede delinear casi toda la nebulosa con este cociente a excepción de la región sur por donde parece que ha perforado el jet 1S (ver Fig. 1.8). Dentro de la cavidad principal de NGC 40 se aprecian zonas con valores por arriba de  $\lesssim 0.2$ , dos correspondientes a las zonas N y S, además de una aparente estructura que se extiende hacia las regiones de la cascara en donde se localizan las roturas descritas anteriormente con PA= $82^\circ$  que hemos señalado en la Figura 3.1. Se puede ver el halo que rodea a la cavidad principal de NGC 40 con valores que varían de manera creciente con el radio de 0.4 a 1.0. Por último, se aprecia que el filamento localizado hacia el norte de NGC 40 y que se extiende de E a O tiene valores de  $[\text{O III}]/\text{H}\alpha < 0.2$ . Este último se puede explicar fácilmente debido a que el filamento no se detecta en las imágenes de  $[\text{O III}]$ . Sin embargo, es posible que las otras estructuras en este mapa sean una combinación entre efectos de ionización debido al campo de radiación de la estrella o a choques.

El hecho de que NGC 40 se encuentre rodeada por una capa de valores  $[\text{O III}]/\text{H}\alpha < 0.2$  solo muestra la estructura de ionización clásica de una región fotoionizada (en nuestro caso una NP) en donde las líneas de más alta excitación se encuentran más cercanas a la estrella (Osterbrock & Ferland, 2006). Sin embargo, en la región sur de NGC 40 esta estructura tiene valores de  $\gtrsim 0.25$  que podrían sugerir que el jet 1S ha perforado la cavidad produciendo un choque (Guerrero et al., 2013). Es muy posible que las estructuras con  $[\text{O III}]/\text{H}\alpha \sim 0.35$  localizadas en el N y S de la cavidad central sean debido a las diferencias en la estructura de ionización. De hecho, en los mapas espectrales obtenidos con *Spitzer* por Toalá et al. (2019b) se muestra que estas mismas regiones son brillantes en el continuo IR (ver figura 5 en ese trabajo).

Es importante señalar que en la literatura uno puede encontrar trabajos que estudian la relación de  $[\text{O III}]/\text{H}\alpha$  como trazador de choques. En particular queremos

<sup>1</sup>El eje mayor de NGC 40 tiene un PA= $20^\circ$ .

mencionar el trabajo de Guerrero et al. (2013) quienes tomaron todas las observaciones disponibles del *HST* de NPs obtenidas con los filtros F502N y F656N centrados en las líneas de [O III] y  $H\alpha$  para producir mapas de los cocientes. Su resultado es que los choques son detectados como estructuras delgadas en los mapas de [O III]/ $H\alpha$ , producido por el incremento de la temperatura electrónica debido al choque. Al parecer este no es el caso de NGC 40. Aunque parece que sí hay regiones donde parecen ser perforadas por la expansión de jets. Sin embargo, queremos resaltar aquí dos advertencias. Primero, la emisión de [O III] parece trazar material interior a la zona que emite en  $H\alpha$  así que es posible que un cociente no sea representativo de estructuras que se encuentran a diferentes distancias de la estrella central. Por otro lado, las imágenes no han sido calibradas, así que la imagen del cociente de [O III]/H no es representativo de los cocientes de los flujos para poder describir la presencia de choques adecuadamente.

Por otro lado, en el panel inferior de la Figura 3.3 podemos ver en la imagen obtenida con el cociente [N II]/ $H\alpha$ . Esta tiene algunos rasgos que son reconocibles en el panel superior de la Fig. 3.3. En esta figura se aprecia que la variación del cociente en la nebulosa es mínima siendo las partes más externas las que presentan un cociente  $\sim 3$ .

La estructura de ionización la podemos describir usando las tres imágenes de oxígeno. En la Figura 3.4 presentamos los cocientes de [O II]/[O I] y [O III]/[O II]. La imagen de [O II]/[O I] muestra con gran detalle la colección de grumos de alta ionización contra grumos de baja ionización. Aunque es muy posible que los grumos de baja ionización se encuentren en la zona externa de NGC 40 y los grumos que dominan la emisión de [O III] están en la parte interna de la cavidad (ver discusión), esta imagen nos muestra con gran detalle la estratificación de NGC 40. De igual manera, esta imagen muestra como el material de alta ionización ([O III]) se escapa de la rotura que se localiza hacia el O. El panel inferior de la Figura 3.4 que muestra el cociente de [O III]/[O II] es muy parecida a la imagen de [O III]/ $H\alpha$  y también resaltan las zonas de N y S de la cavidad de NGC 40 así como material que escapa por las roturas.

## 3.2. Extinción y densidad

Combinando las imágenes de  $H\alpha$  y  $H\beta$  usando PyNeb podemos crear un mapa de extinción de NGC 40. En el cual consideramos la ley de extinción de Cardelli et al. (1989).

La Figura 3.5 panel superior muestra que en general los valores de  $c(H\beta)$  en NGC 40 se encuentran alrededor de 0.2 a excepción de las orillas de la cavidad central. Las orillas E y O presentan  $c(H\beta)$  con valores de entre 0.25–0.35. Este valor puede explicarse fácilmente tomando en cuenta que hacia las orillas de un cascarón tenemos más material en la línea de emisión y por lo tanto, la extinción aumenta. Sin embargo, aparentemente las regiones de más alta extinción son aquellas que conectan los *blisters* que se expanden hacia el N y S con la cavidad central de NGC 40. Estas regiones presentan valores de  $c(H\beta)$ =0.4–0.6 que podría deberse a diferencias en la

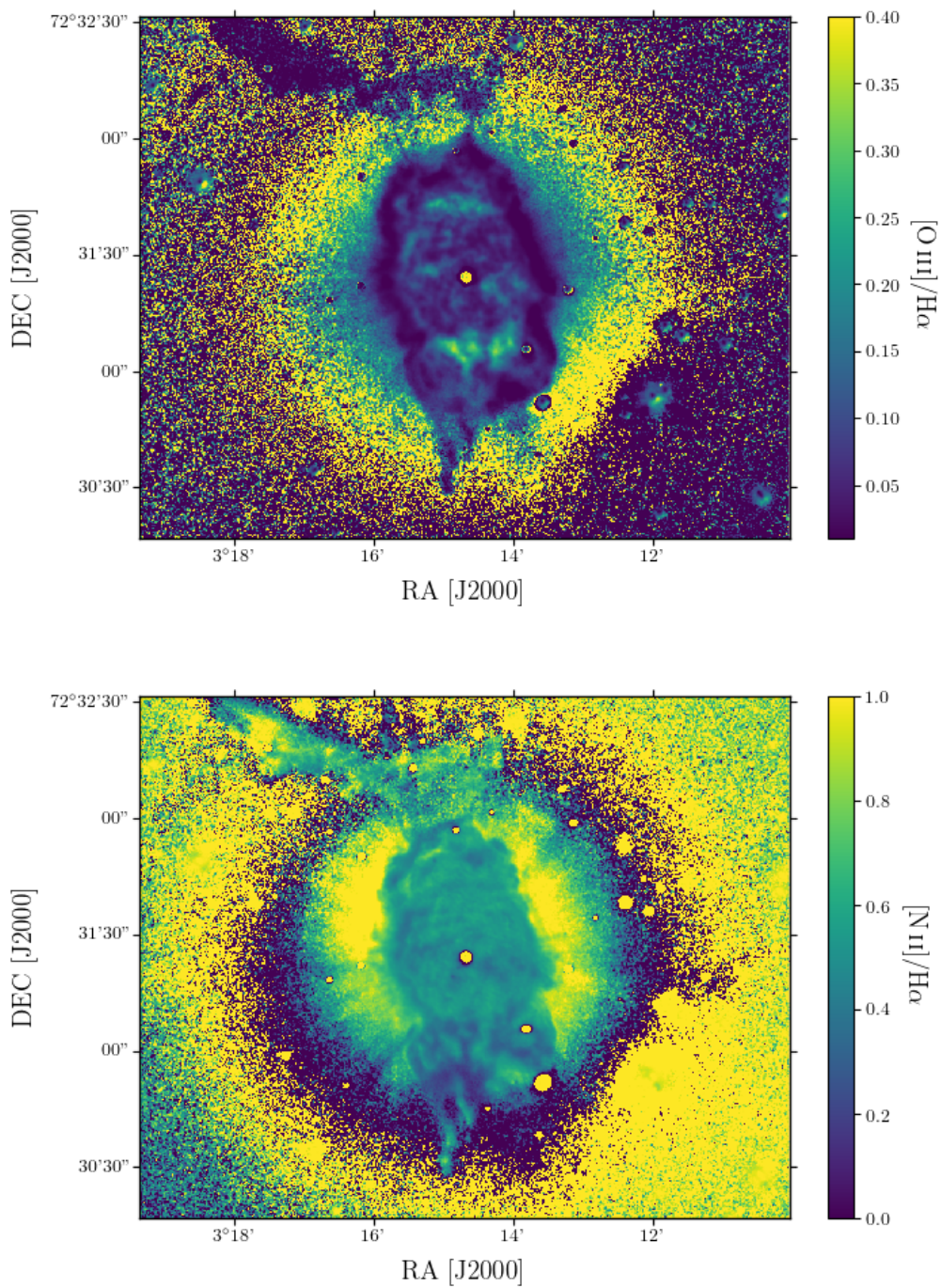


Figura 3.3: Panel superior: Cociente de  $[\text{O III}]/\text{H}\alpha$ . Panel inferior: cociente de las imágenes de  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ .

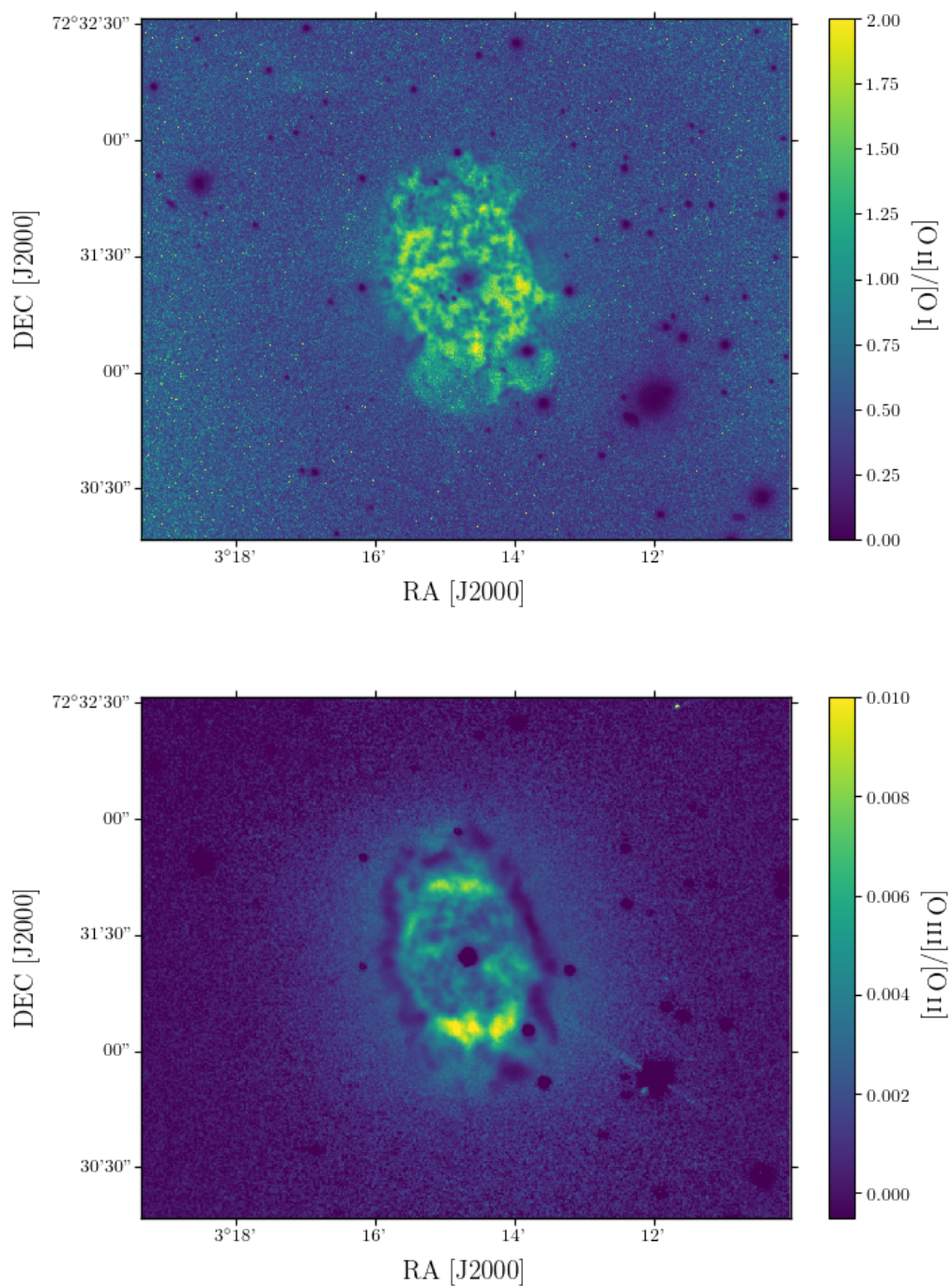


Figura 3.4: Panel superior: Cociente de  $[O II]/[O I]$ . Panel inferior: Cociente de  $[O III]/[O II]$

temperatura del material. Hay que recordar que el cálculo para crear el mapa de  $c(\text{H}\beta)$  asume que  $T_e$  es la misma para todos los píxeles. Por lo tanto, es posible que estas variaciones se deban a las altas temperaturas electrónicas observadas en esas regiones (ver mapa de  $T_e$  en Leal-Ferreira et al., 2011).

Dado que tenemos imágenes centradas en las líneas del doblete de azufre [S II] (6717 y 6730 Å), podemos calcular la densidad electrónica  $n_e$  usando la tarea *temden* en PyNeb (Luridiana, Morisset & Shaw, 2015). Para ello es necesario conocer la temperatura electrónica de NGC 40, la cual adoptamos  $T_e=8,200$  K como se estimó en Pottasch et al. (2003). Primero se creó un mapa de cocientes con las imágenes de azufre. Posteriormente, se escribió un programa en python que toma el valor del cociente de cada píxel y llama la rutina *temden* creando un mapa de  $n_e$ . El mapa resultante se muestra en el panel inferior de la Figura 3.5. Podemos ver en el mapa que  $n_e$  se encuentra entre 1,000 y 2,000  $\text{cm}^{-3}$  con algunas zonas con mayor  $n_e$  se encuentra en el SO y que presentan densidades electrónicas por encima de 3,000  $\text{cm}^{-3}$ . Los valores del mapa de  $n_e$  son consistentes con los reportados para diferentes líneas por Pottasch et al. (2003), con  $n_e=800-4500$   $\text{cm}^{-3}$ .

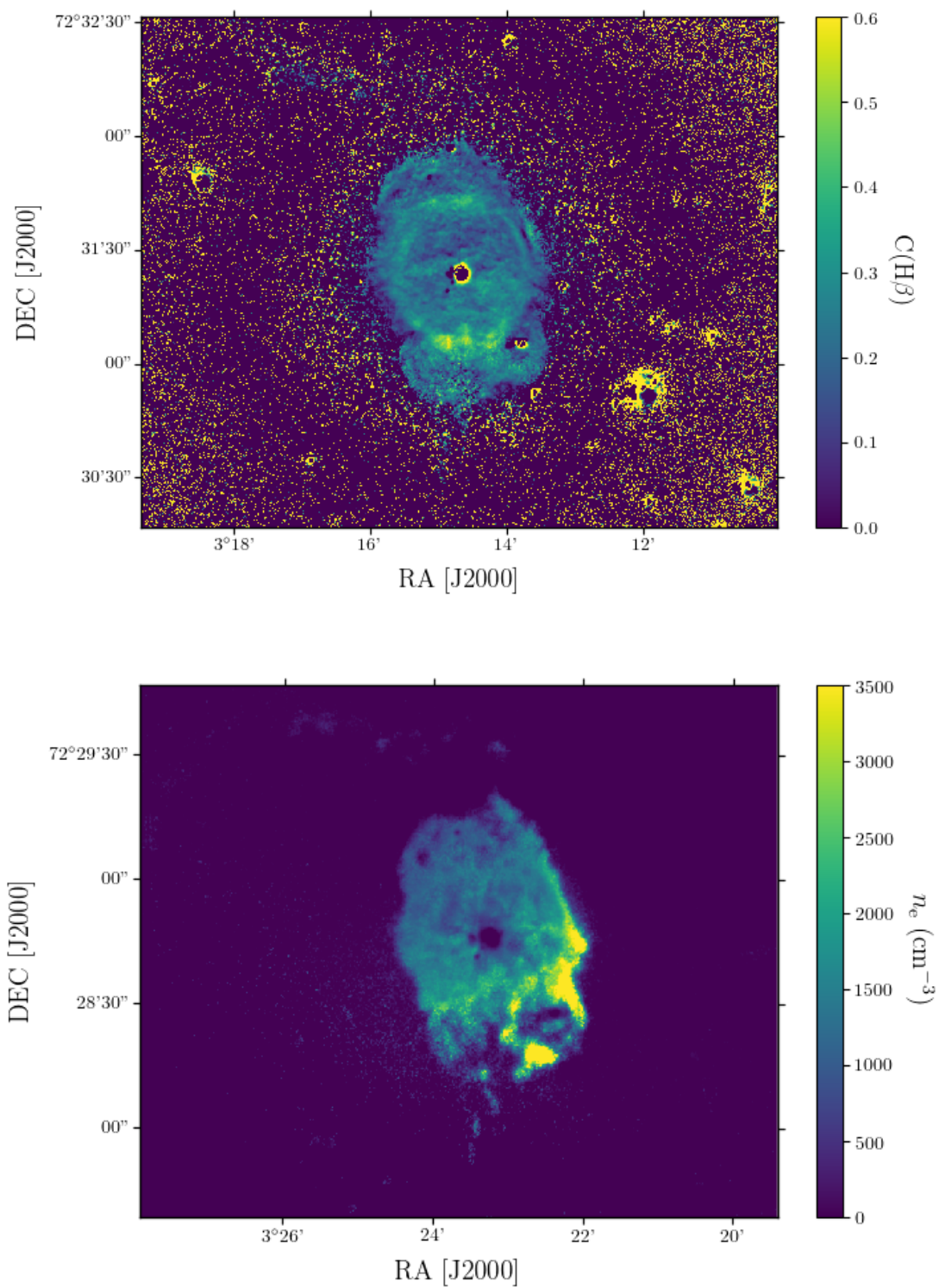


Figura 3.5: Panel superior: Mapa de extinción  $c(H\beta)$  de NGC 40. Panel inferior: Mapa de  $n_e$  obtenido con el cociente de las imágenes de [S II] del NOT.

### 3.3. Espectros

Con los espectros tomados del MES obtuvimos los diagramas Posición-Velocidad (PV) de cada rendija por temporada. Por simplicidad mostramos la temporada representativa de las observaciones correspondientes a la línea de [N II] 6584 Å de la temporada diciembre 2013 en la Fig. 3.6. En el apéndice A se encuentran los diagramas PVs correspondientes a la línea de [N II] 6584 Å para las temporadas de Agosto 2010, Septiembre 2010 y Septiembre 2013. En las Figuras 3.7 a 3.9 mostramos las posiciones y diagramas PV para los espectros obtenidos de la línea de [S II] 6717 Å de las temporadas Septiembre 2019 y Octubre 2019. Los diagramas de [S II] 6731 Å se presentan en el apéndice A. Todos los espectros fueron corregidos del *Local Standard Rest* (LSR) usando la tarea *rvcorrect* de IRAF y son representados con respecto a la velocidad sistémica, la cual fue determinada ser  $-25 \text{ km s}^{-1}$  usando las rendijas en  $\text{H}\alpha + [\text{NII}]$  que pasan por la estrella central.

Se puede observar que los espectros no son homogéneos ni simétricos, en todos los espectros vemos zonas con alta intensidad y otras donde la intensidad es muy baja o no existe emisión. Esto se puede ver claramente en las rendijas de Agosto de 2010 (ver Fig. A.1), además se pueden apreciar varios grupos que ensanchan el espectro en regiones específicas. Otro ejemplo es la rendija F de la temporada de Septiembre del 2013 (ver Fig. A.3), en la cual tenemos un anillo con mayor espesor hacia velocidades negativas y presenta una ausencia de emisión en la parte Sur, mientras que a velocidades positivas el anillo parece ser más delgado pero más completo. Por último, tenemos a la rendija E de la temporada de Diciembre del 2013 (ver Fig. 3.6), que tiene una forma de anillo roto con claras condensaciones más brillante que el resto de la estructura, además de variar el grosor del anillo a velocidades positivas.

Aunque en los mapas de cocientes de líneas presentados en la sección anterior sugieren la presencia de choques dentro de NGC 40, queremos resaltar que en ningún espectro obtenido con el MES hemos detectado firmas cinemáticas de alta velocidad (i.e.  $\sim 100 \text{ km s}^{-1}$ ), o sea, no detectamos jets. En particular, el denominado Jet 1S (ver Fig. 1.8) fue observado con varias rendijas (A y B Septiembre 2013, C Enero 2014, F Octubre 2014) y no tiene una velocidad radial que le haga sobresalir. Así mismo, queremos notar que en muchos espectros orientados N-S se detecta el filamento que se extiende E a O localizado al norte de NGC 40 (p.e., ver Fig. A.1). Todos los espectros presentados en esta sección se han inspeccionado para tener una idea de la estructura cinemática de NGC 40 que nos servirá para producir un modelo de la estructura de esta NP (ver siguiente capítulo).

En la Figura 3.10 presentamos los espectros obtenidos con el UES. Aunque todos los espectros UES fueron obtenidos en el mismo  $\text{PA}=20^\circ$ , nos dan la ventaja de estudiar la cinemática de NGC 40 tomando en cuenta la estructura de ionización. Se obtuvieron espectros de  $\text{H}\alpha$ , [N II], [O I], [O II], [O III]. Casi todos los espectros tienen la misma morfología a excepción del perfil de [O III] que, de igual manera que las imágenes de filtro estrecho, muestra que la emisión está contenida en una capa dentro de la cavidad principal de NGC 40.

Para calcular las velocidades de expansión ( $v_{\text{exp}}$ ) de las diferentes componentes, ajustamos elipses a los diferentes espectros. Para el espectro de [N II] C de Diciem-



bre de 2013 que pasa por el eje de simetría de NGC 40 obtuvimos  $v_{\text{exp}}=25 \text{ km s}^{-1}$ , mientras que para la rendija G de la misma temporada, que cubre el eje menor, encontramos una velocidad de expansión de  $v_{\text{exp}}=22 \text{ km s}^{-1}$ . Como se puede observar en las Figuras A.1–A.5 no se observan velocidades radiales para el barril más allá de  $27 \text{ km/s}$  para [N II]. De las rendijas que pasan de N-S por los lóbulos encontramos  $v_{\text{exp}} \sim 13\text{-}15 \text{ km s}^{-1}$  y  $v_{\text{exp}} \sim 11\text{-}13 \text{ km s}^{-1}$  para los lóbulos superiores e inferiores, respectivamente. Es decir, los lóbulos inferiores parecen expandirse ligeramente a menor velocidad que los lóbulos superiores. En todas las rendijas que pasan de E-O encontramos  $v_{\text{exp}}$  para los lóbulos superiores de  $13 \text{ km s}^{-1}$  y de  $10 \text{ km s}^{-1}$  para los inferiores. Por otro lado la estructura que se encuentra al N y que anteriormente se menciona es ISM barrido en la rendija I de diciembre del 2013 tiene una velocidad de  $5 \text{ km s}^{-1}$ .

Estos mismos cálculos se hicieron también para los espectros UES que pasan por el eje de simetría. Se obtuvo una velocidad  $v_{\text{exp}}=30 \text{ km s}^{-1}$  para el espectro de [O III], mientras que velocidades de expansión de  $24$  y  $26 \text{ km s}^{-1}$  se obtuvieron para los espectros de [N II] y [O II], respectivamente. La expansión más lenta se aprecia en el espectro de [O I] con  $17.7 \text{ km s}^{-1}$ .

Es interesante mencionar que en el espectro de [O III] se aprecian unas componentes de alta velocidad hacia el rojo localizadas dentro de la nebulosa (ver Fig. 3.10). Para ilustrar esto, en la Figura 3.11 mostramos un zoom de los perfiles de [O III] y [N II] con contornos sobrepuestos para resaltar las diferentes estructuras en los espectros. En la Figura 3.11 marcamos las dos componentes a alta velocidad que se expanden hacia el rojo, una localizada a  $16.5 \text{ arcsec}$  de la estrella central y tiene  $v_{\text{exp}}=66.4 \text{ km s}^{-1}$ , mientras que la otra está a  $-12.5 \text{ arcsec}$  de la estrella central con  $v_{\text{exp}}=75 \text{ km s}^{-1}$ . Sorpresivamente, estas estructuras corresponden a los grupos reportados por Toalá et al. (2019b) detectados en imágenes IR y que señalamos con círculos en los paneles superiores de la Figura 1.9.

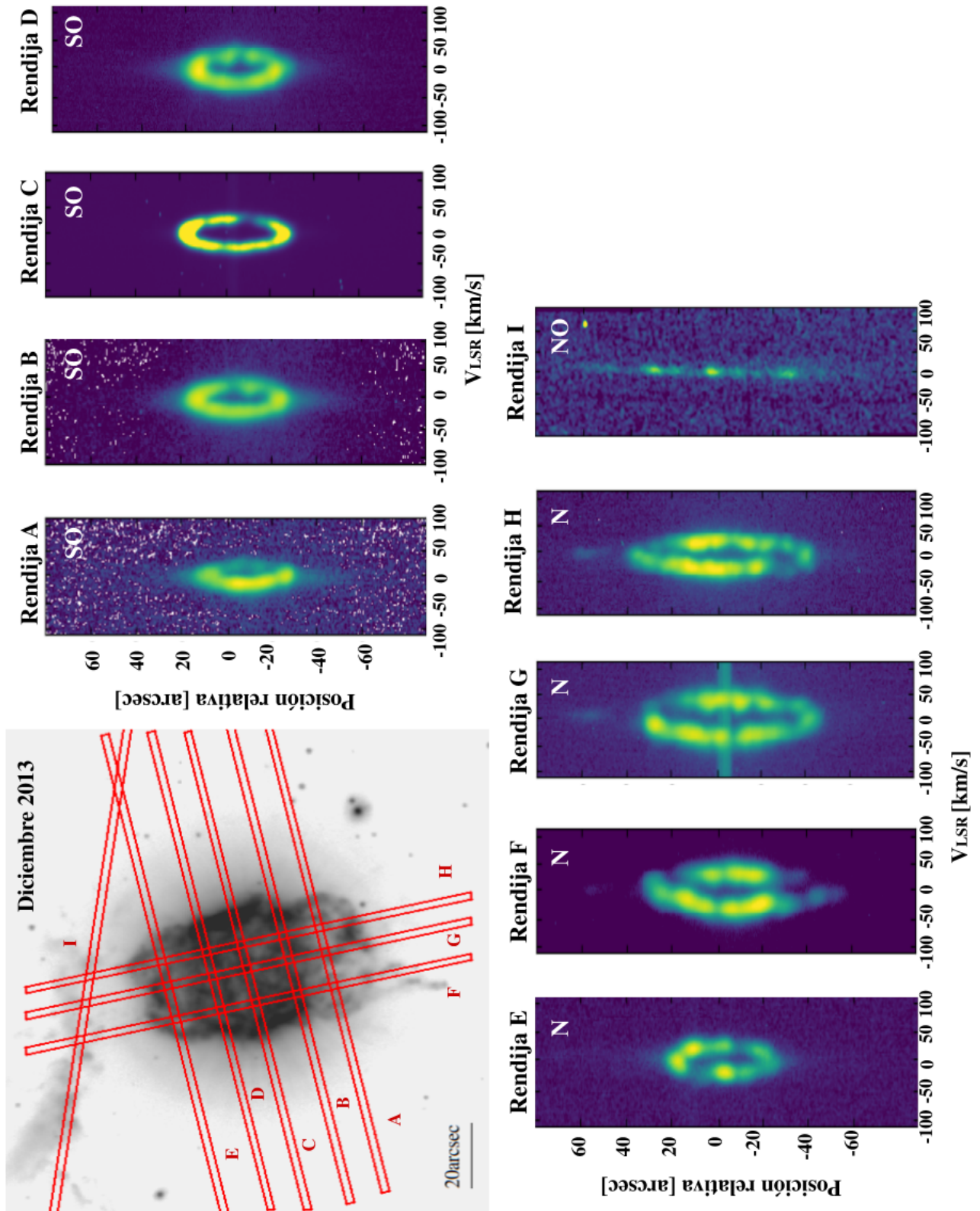


Figura 3.6: Panel derecho: Posición de las rendijas para la temporada diciembre 2013. El norte se encuentra arriba y el este a la izquierda. Panel izquierdo: Espectros obtenidos con Echelle para cada rendija, los píxeles blancos son píxeles saturados.

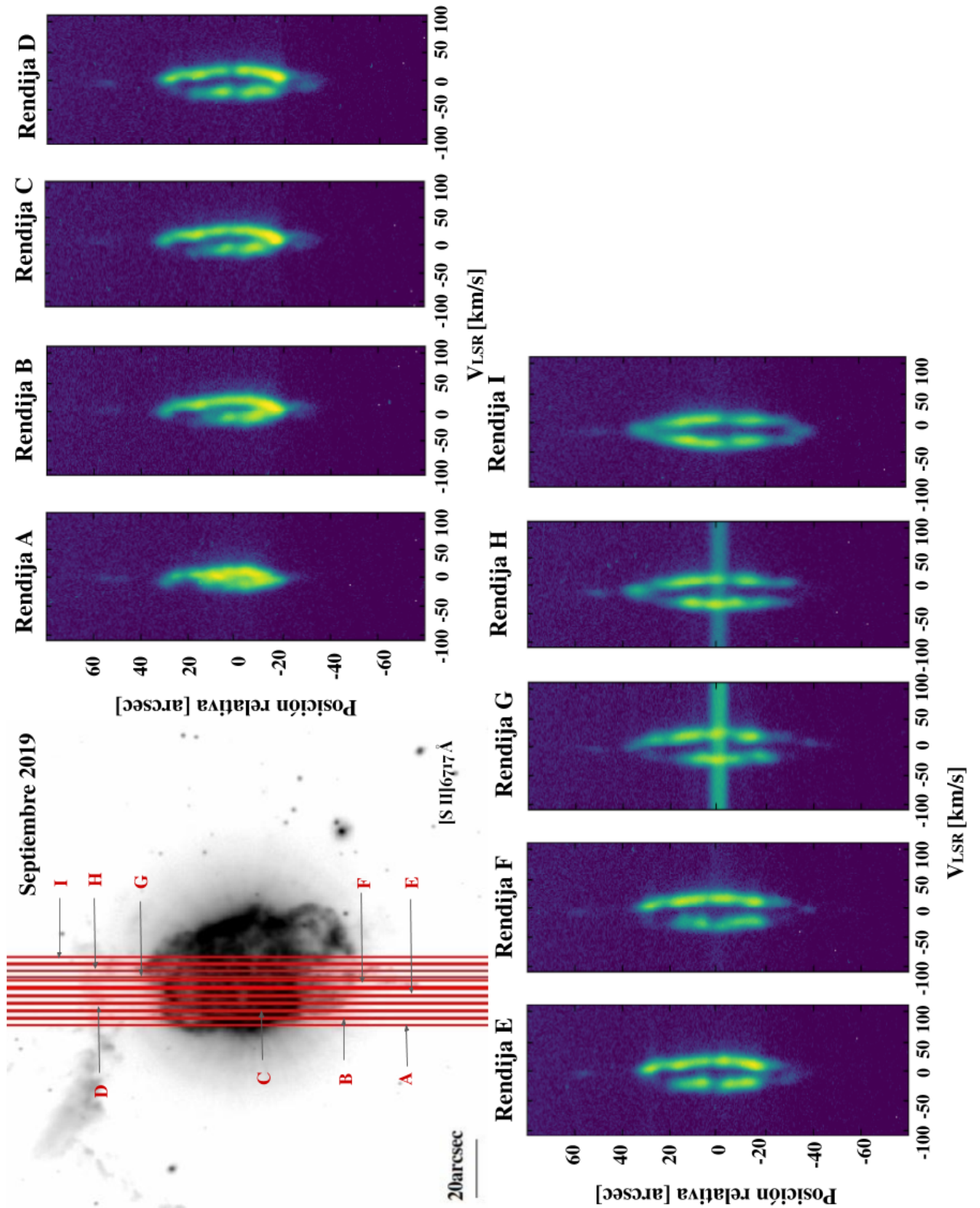


Figura 3.7: Panel izquierdo: Posición de las rendijas para la temporada septiembre 2019. El norte se encuentra arriba y el este a la izquierda. Panel derecho: Espectros obtenidos de la línea [S II]6717 con Echelle para cada rendija.

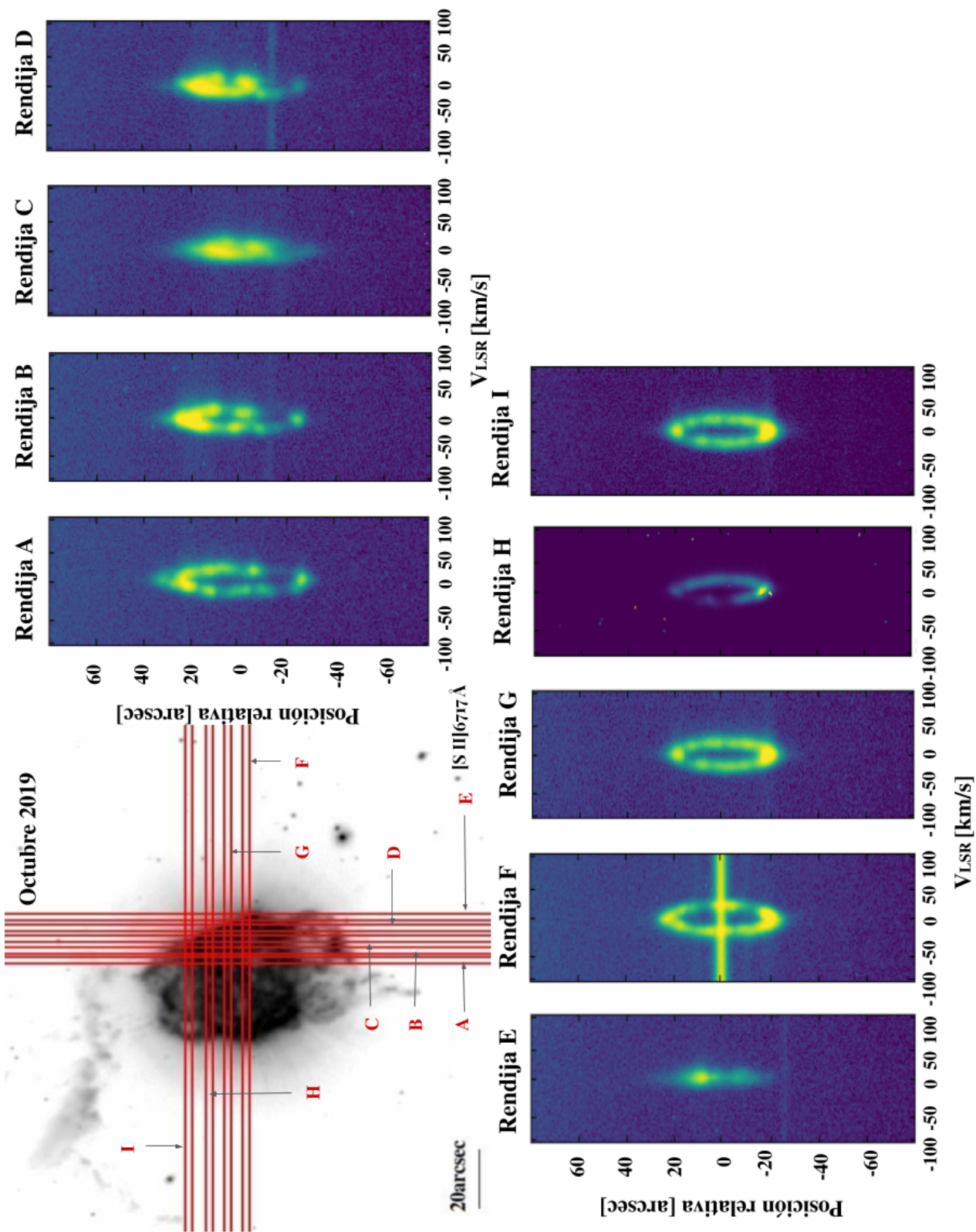


Figura 3.8: Panel izquierdo: Posición de las rendijas para la temporada octubre 2019. El norte se encuentra arriba y el este a la izquierda. Panel derecho: Espectros obtenidos de la línea [S II]6717 con Echelle para cada rendija.

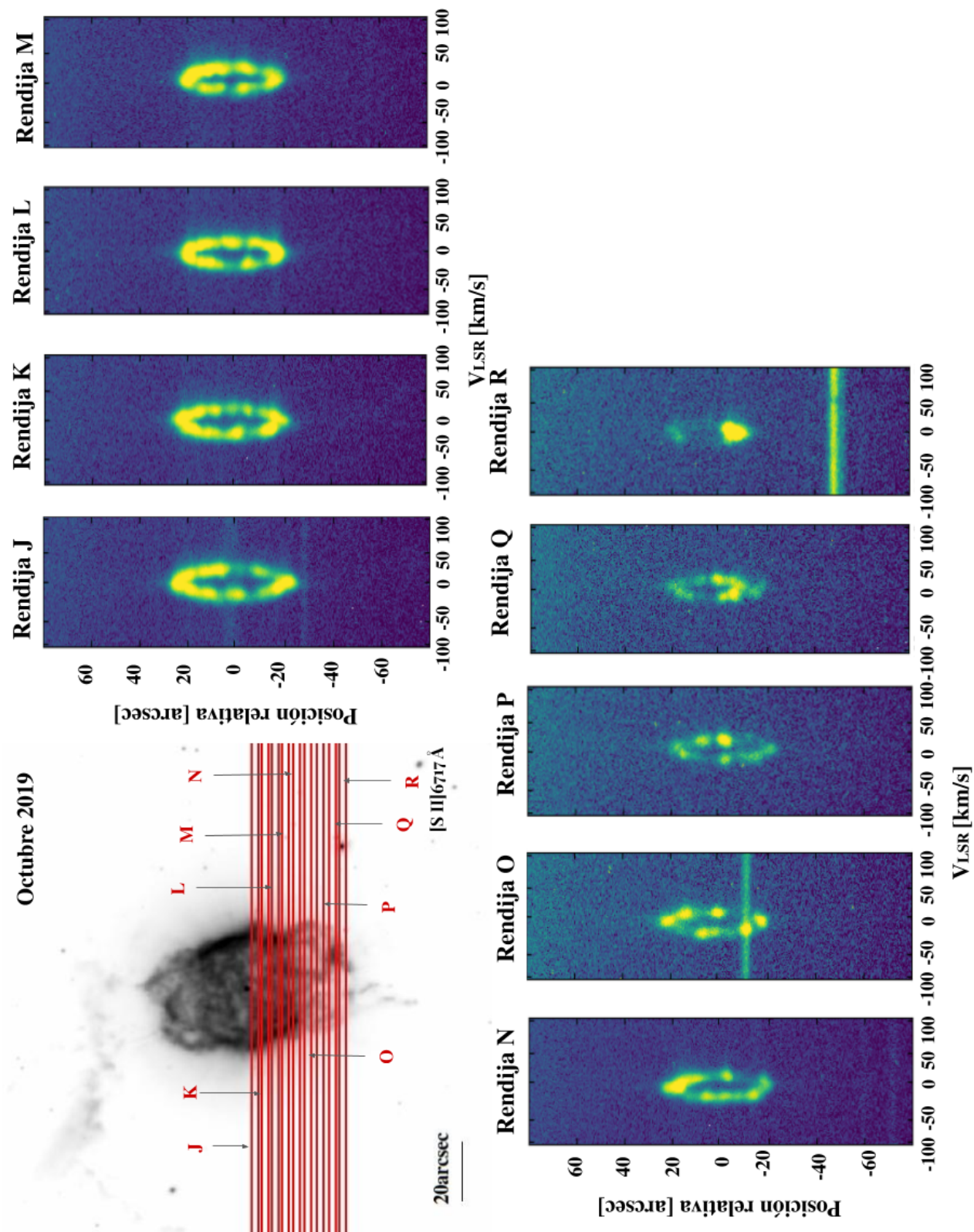


Figura 3.9: Panel izquierdo: Posición de las rendijas para la temporada octubre 2019. El norte se encuentra arriba y el este a la izquierda. Panel derecho: Espectros obtenidos de la línea [S II]6717Å con Echelle para cada rendija.

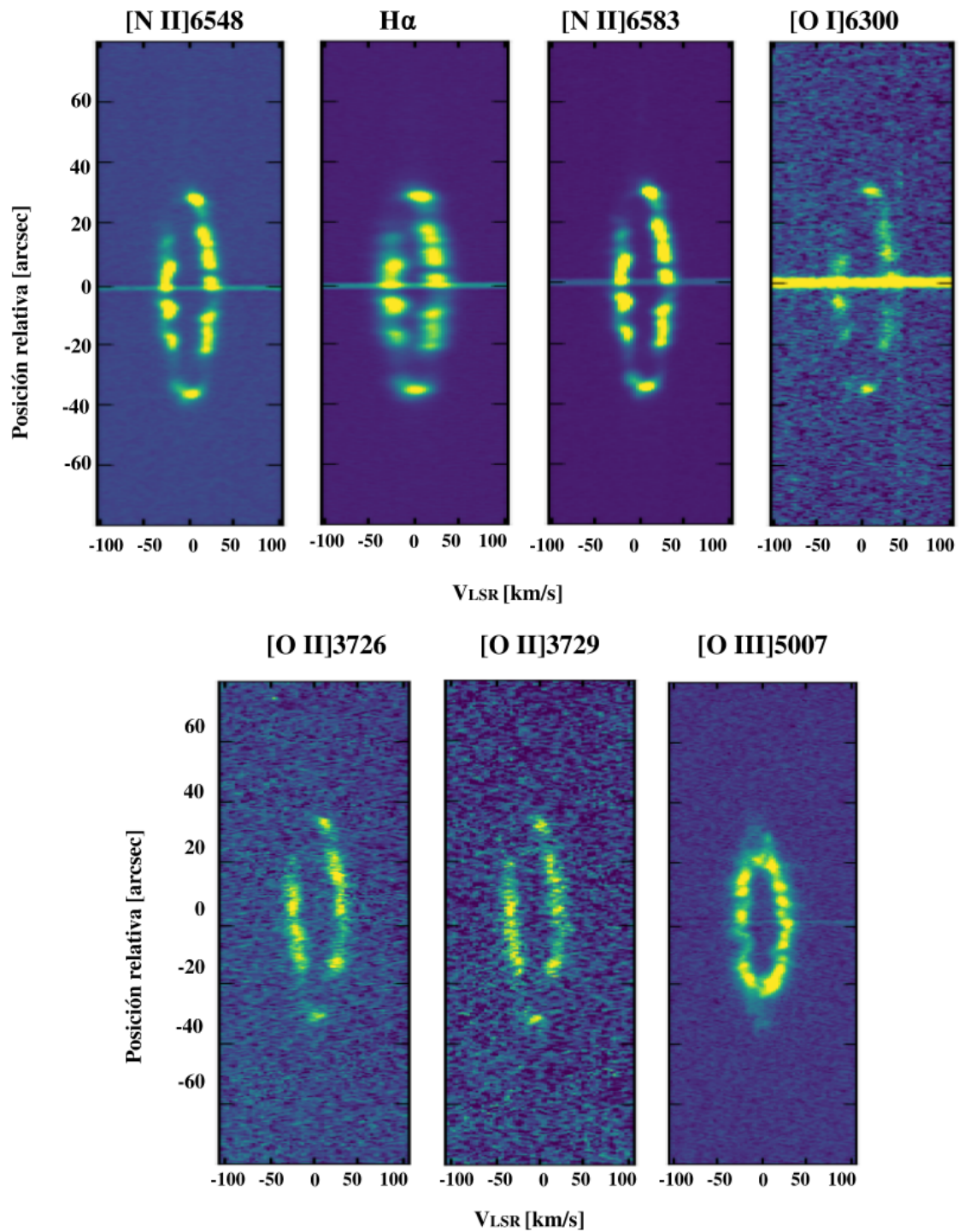


Figura 3.10: Diagramas PV obtenidos con el instrumento UES montado en el WHT. Todos los espectros se obtuvieron con un  $PA=20^\circ$ .

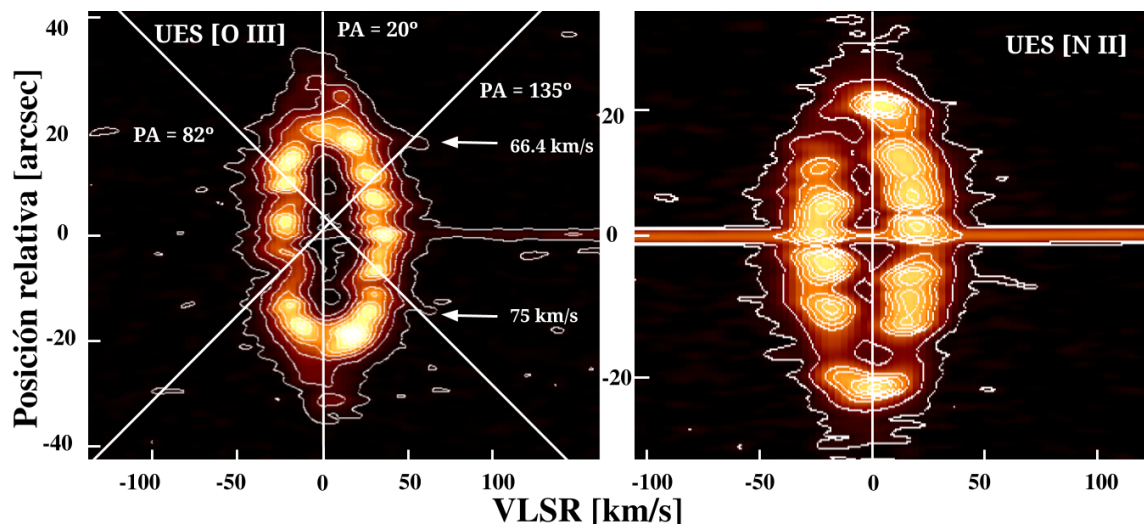


Figura 3.11: Detalles de los espectros de [O III] (izquierda) y [N II] (derecha) obtenidos con el UES. En el panel izquierdo se marcan con flechas diferentes componentes en velocidad que son claramente detectados en el espectro. El norte se encuentra arriba y el este a la derecha.

# Capítulo 4

## Modelo morfo-cinemático de NGC 40

Para interpretar las imágenes y espectros del MES y poder describir la estructura cinemática de NGC 40, hemos utilizado la herramienta de modelado morfo-cinemático SHAPE (Steffen et al., 2011). Este software nos permite construir estructuras de modelos 3D que nos permitirán obtener observaciones sintéticas, las cuales podrán ser comparadas con los datos observacionales.

### 4.1. Construcción del modelo

Dado que tenemos un gran número de espectros a reproducir con una variedad de posiciones y PAs, el procedimiento fue arduo. En efecto en el modelo global todos los componentes (representados por sus PVs respectivos) son interdependientes y cada adición y/o modificación en sus morfologías y/o velocidades implica un cambio no solamente en los componentes adyacentes pero también al modelo general final. Dicho de otra manera, al momento de reproducir una rendija con un PA dado y después pasar a otra rendija con un PA diferente era necesario hacer modificaciones al modelo general que a su vez afectaban a la visualización de la rendija anterior. El proceso es completamente iterativo. Por ello pasamos por varios modelos hasta llegar con el más próximo a reproducir todas las observaciones.

La primera rendija a reproducir fue la rendija G de la temporada de Diciembre del 2013. Se escogió esta rendija ya que atraviesa la nebulosa de norte a sur por su eje de simetría, lo que nos permite apreciar los lóbulos y pasa por la estrella central. Tomando en cuenta la morfología que presenta NGC 40 descrita en detalle por las imágenes presentadas en esta tesis, nuestro modelo consiste en una cavidad con morfología tipo barril con dos pares de lóbulos que se expanden hacia el N y el S de la cavidad principal. Inicialmente el barril se definió con un radio interno de 20 arcsec y un radio externo de 28 arcsec bastante estrecho. Los lóbulos se definieron con esferas achatadas con tamaños semejantes con un radio interno y externo de 26 y 32 arcsec, respectivamente. Sin embargo, este modelo no fue suficiente para reproducir satisfactoriamente el espectro de la rendija antes mencionada ya que la extensión de los lóbulos inferiores no era coherente con las observaciones. Se puede apreciar en las figuras presentadas en los capítulos anteriores que los lóbulos que se extienden hacia



el S de NGC 40 tienen una extensión mayor que los lóbulos del N.

Por lo tanto, nuestro modelo debe incluir lóbulos de diferentes tamaños. Para ellos se aumentó el tamaño de los lóbulos inferiores a 38 arcsec de radio externo y 30 arcsec de radio interno. Mientras que el radio del barril se aumentó a 32 arcsec y le dimos una forma más redondeada. Pero esto no era suficiente para que los espectros sintéticos alcanzaran las extensiones de los observados, además los espectros sintéticos eran más estrechos que los observados.

Por lo cual pasamos a otro intento, en esta ocasión ninguno de los 4 lóbulos tendrían el mismo tamaño. Empezamos aumentando el tamaño del lóbulo que se encuentra al NO, el cual tendría un radio 32 arcsec con un radio interno de 25 arcsec, mientras que el lóbulo NO tendría un tamaño ligeramente menor con un radio externo de 30 arcsec. Los lóbulos SO y SE son bastante más grandes que los superiores, con un radio externo de 42 y 40 e interno de 35 y 33 arcsec, respectivamente. Además el lóbulo SO necesita ser más redondo que el lóbulo del SE. Mientras que el barril central mantendría el mismo radio externo pero el radio interno disminuiría a 14 arcsec. Además, el modelo requiere que el eje de simetría de NGC 40 se encuentre totalmente en el plano del cielo. Esto es, que su ángulo entre el eje de simetría y el plano del cielo sea cero.

En la Figura 4.1 mostramos las estructuras básicas con visualizaciones tomadas de SHAPE. Mostramos las mallas correspondientes a las diferentes estructuras necesarias para producir el modelo cinemático de NGC 40 (el barril central, los 4 lóbulos y el modelo completo) vistos de tres diferentes direcciones. Es importante tomar en cuenta que los conos internos del barril que se aprecian en la Fig. 4.1 no son estructuras morfológicas reales, pero fueron necesarios introducir en el modelo para lograr que los extremos superior e inferior de barril fueran planos. En el barril, la esfera central y estos conos N y S se encuentran vacíos.

El modelo presentado en la Figura 4.1 es el modelo que mejor reproduce las observaciones. Una imagen sintética obtenida en SHAPE con estas mallas se muestra en la Figura 4.2 en comparación con la imagen de [N II] obtenida con el NOT. Siguiendo los resultados de las imágenes, hemos agregado estructura grumosa al modelo. Además, dado que como se aprecia en las imágenes, las regiones NO y SE del barril son más brillantes, hemos agregado más material en esas zonas del modelo. Debido a que el filamento al norte no es parte de la estructura principal de la nebulosa no se consideró dentro del modelo y se ignoró su contribución en los espectros observados que se encuentra a una posición relativa de la estrella central de 60 arcsec, por ello la rendija I de la temporada de Diciembre del 2013 no fue reproducida sintéticamente.

## 4.2. Resultados del modelo

Como ejemplos del éxito de nuestro modelo SHAPE, en las Figuras 4.3 y 4.4 mostramos una colección de espectros sintéticos comparados con sus correspondientes espectros obtenidos de observaciones de la temporada Diciembre 2013. Estas rendijas se encuentran con un PA=103° que cubren la nebulosa de O a E, lo que nos permite describir principalmente la cavidad principal (el barril) de una manera más detallada.

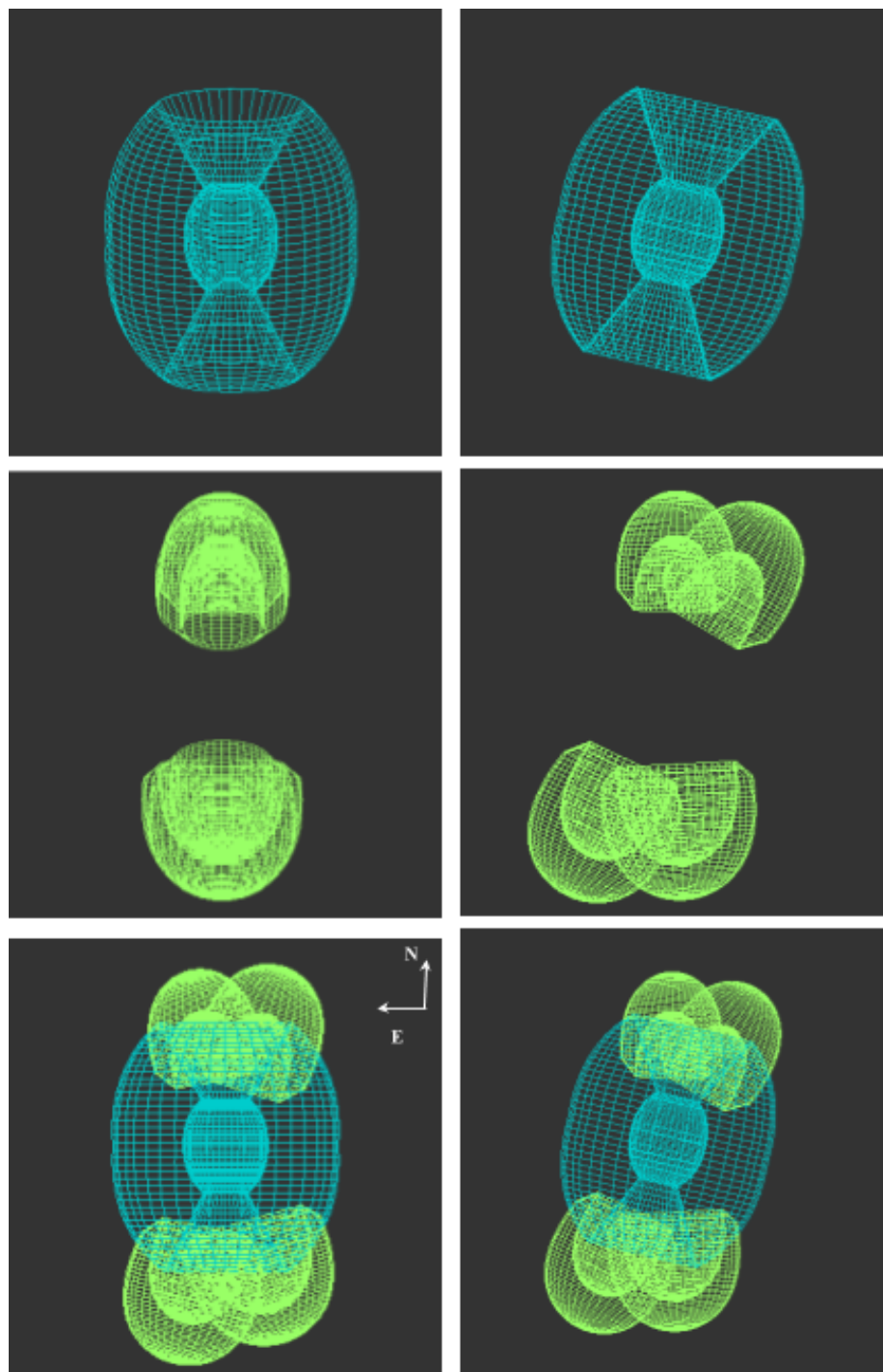


Figura 4.1: Representación esquemática del modelo SHAPE de NGC 40 visto desde diferentes perspectivas. En la parte superior tenemos la estructura en forma de barril visto desde frente, arriba y un costado. En los paneles centrales tenemos los 4 lóbulos visto desde las mismas perspectivas y en los paneles inferiores el modelo completo.

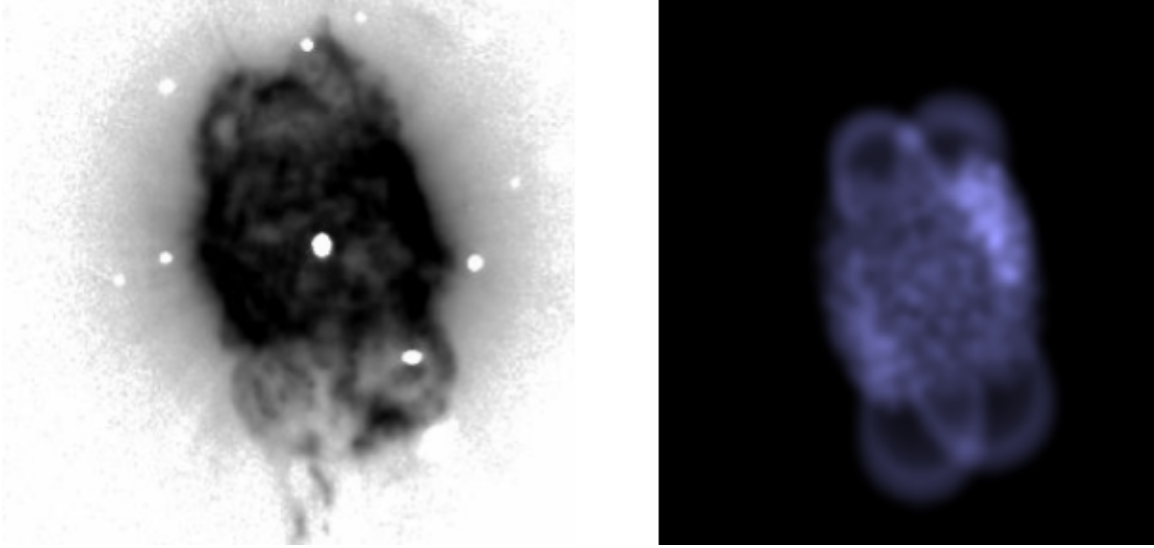


Figura 4.2: El panel izquierdo corresponde a la imagen óptica de [N II] presentada en la sección 3.1 y en el panel derecho tenemos el modelo de SHAPE morfo-cinemático de NGC40 basado en los diagramas PV presentados en la sección 3.2. El norte se encuentra arriba y el este a la izquierda.

Como se puede ver en los espectros observados la extensión del barril es de aproximadamente de 20 arcsec a 25 arcsec, lo cual se logra reproducir en los diagramas sintéticos. Se pudo reproducir también muy bien las rendija B, C y D. La rendija A pasa por los lóbulos inferiores, por ello vemos que el espectro sintético es la unión de dos pequeños anillos lo cual no se aprecia en el espectro observado, esto mismo ocurre con la rendija E de la Figura 4.4 que pasa de este a oeste por los lóbulos superiores. Las rendijas F, G y H pasan por la nebulosa de norte a sur. La rendija F cubre los lóbulos NO y SO y atraviesa el Jet 1S, podemos ver que el espectro presenta ausencia de emisión en posiciones menores a 30 arcsec para las velocidades positivas. Esto lo vemos también en la rendija H que cubre los lóbulos NE y SE a una posición relativa de 40 arcsec pero en velocidades negativas, lo cual en ambos casos se logra reproducir parcialmente. Podemos considerar los espectros sintéticos de la temporada Diciembre 2013 como una muestra representativa de lo que se logra con este modelo, ya que cubren las principales estructuras y se encuentran en PAs usados en otras temporadas.

Queremos notar que en nuestro modelo se usa una ley de expansión homologa para las diferentes estructuras. Esta ley homóloga reproduce satisfactoriamente los PVs pero estamos conscientes de que no se toma en cuenta cualquier fenómeno de deceleración que podría ocurrir. La velocidad de expansión de la cavidad principal (el barril) es de  $v_{\text{exp}} = 25 \text{ km s}^{-1}$ , que corresponde al valor calculado de los espectros (ver capítulo anterior). También podemos obtener las velocidades de expansión de los lóbulos dadas las rendija A y E, obteniendo una velocidad para los lóbulos inferiores de  $v_{\text{exp}} \approx 20 \text{ km s}^{-1}$ , mientras que para los lóbulos superiores tenemos  $v_{\text{exp}} \approx 22 \text{ km s}^{-1}$ .

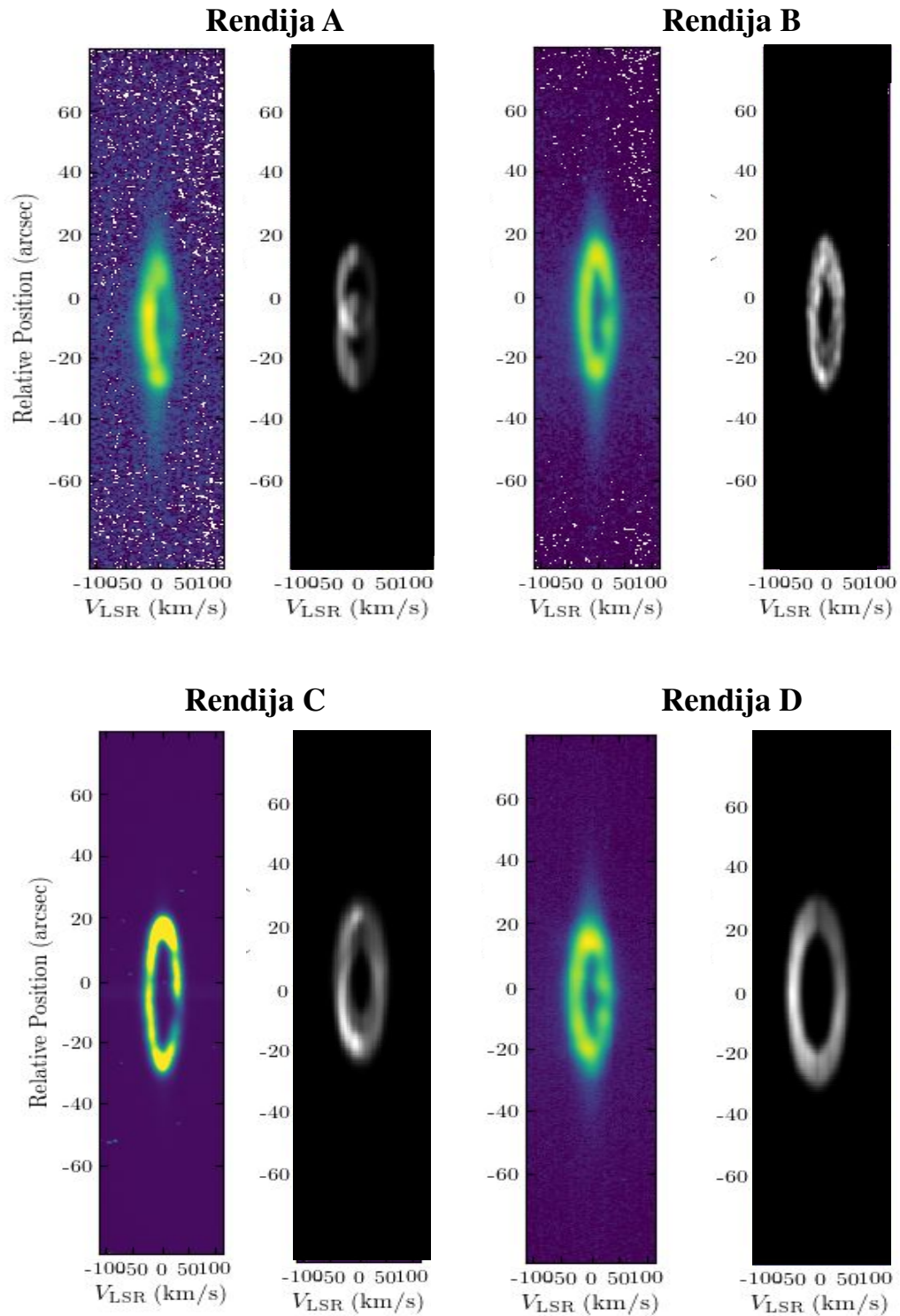


Figura 4.3: Diagramas PV observados y sintéticos de la temporada Diciembre 2013. Se incluyen las rendijas A, B, C y D. Los diagramas sintéticos pertenecen al modelo SHAPE recreado en este trabajo.

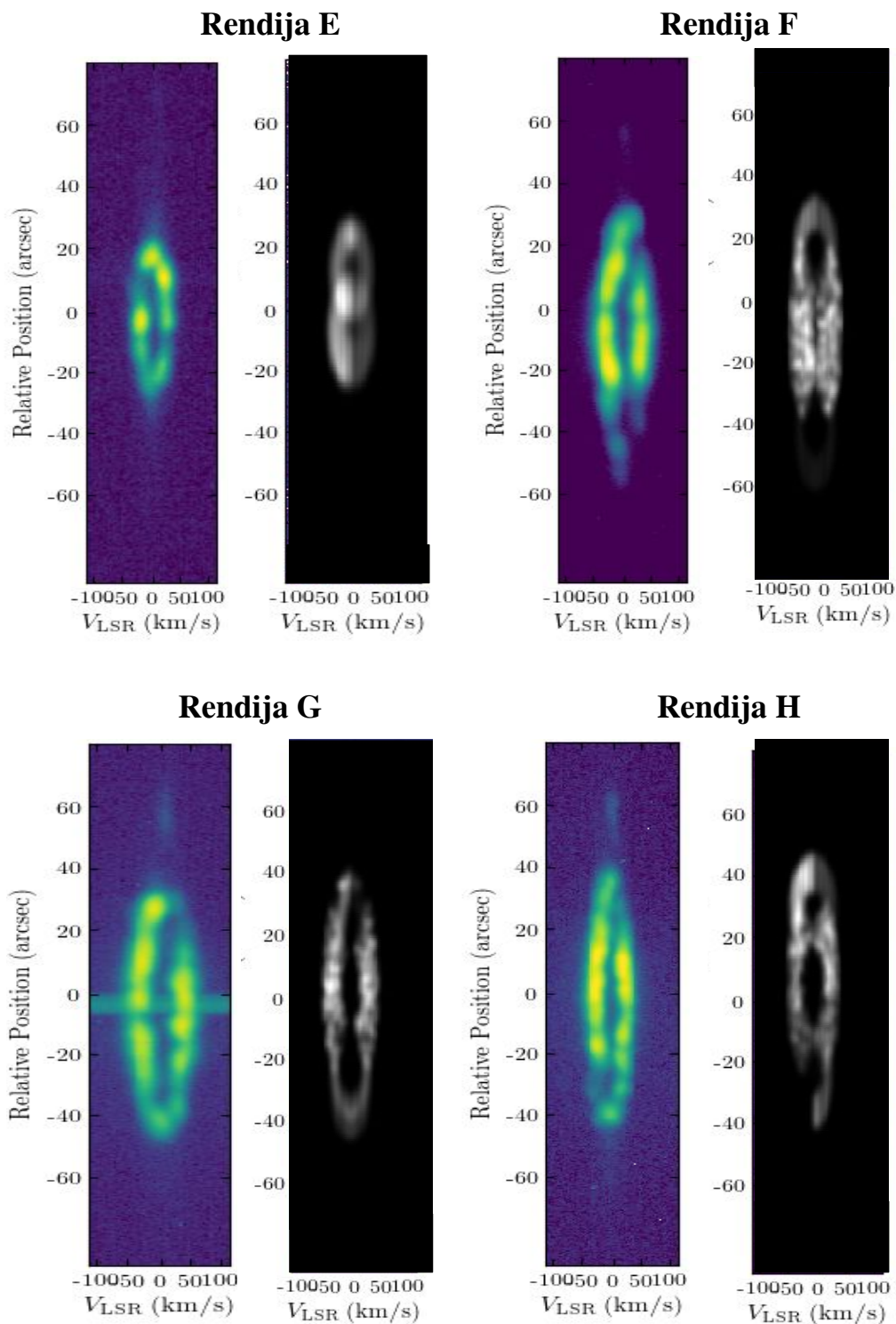


Figura 4.4: Diagramas PV observados y sintéticos de la temporada Diciembre 2013. Se incluyen las rendijas E, F, G y H. Los diagramas sintéticos pertenecen al modelo SHAPE recreado en este trabajo.

# Capítulo 5

## Discusión

Contamos con una gran variedad de espectros de alta resolución e imágenes de diferentes filtros, que nos permite hacer un análisis morfo-cinemático detallado de las diversas estructuras de la nebulosa. A continuación discutimos los resultados mas importantes encontrados en nuestro estudio.

### 5.1. Imágenes

En la Figura 3.1 se puede observar que la imagen de [O III] presenta una estructura más grumosa en su cavidad central en comparación con el resto de las imágenes de la Figura 3.2. Las diferencias morfológicas nos hacen sugerir que los grumos en la capa interna tienen un origen diferente que la estructura externa grumosa de más baja ionización. Es muy posible que los grumos detectados en la capa interna de [O III] se hayan formado por la interacción del viento rápido actual de la estrella central de NGC 40 (que tiene una velocidad de  $v_{\infty}=1000 \text{ km s}^{-1}$ ) con el viento de la fase de AGB ( $v_{\text{AGB}} \approx 15 \text{ km s}^{-1}$ ). La interacción de vientos trae como consecuencia la formación de inestabilidades Rayleigh-Taylor (RT). Estas inestabilidades se producen cuando un fluido con menor densidad empuja a un fluido con mayor densidad. En la Figura 5.1 presentamos ejemplos numéricos de la formación de estructura interna presentado en Toalá & Arthur (2014). Los paneles inferiores de esta figura muestra como los grumos resultados de las inestabilidades RT se encuentran dentro del cascarón principal de la nebulosa.

Por otro lado, es posible que los grumos externos se hayan originado por la inestabilidad de sombra descrita por Williams (1999). Esta inestabilidad es una consecuencia de la formación de grumos RT. Debido a que la estructura interna es inhomogénea, el frente de ionización se atrapa en los grumos densos internos y como consecuencia la estructura externa no se ioniza uniformemente, produciendo rayos de material ionizado. Esto produce inestabilidades no lineales que forma gradientes en la velocidad del material. Este efecto se puede observar en los paneles del medio de la Figura 5.1, a tiempo 3500 años después de la fase post-AGB. Se puede apreciar la formación de rayos de material ionizado que arrastra material del cascarón barrido.

Como se ha mencionado en secciones anteriores, la nebulosa presenta dos roturas

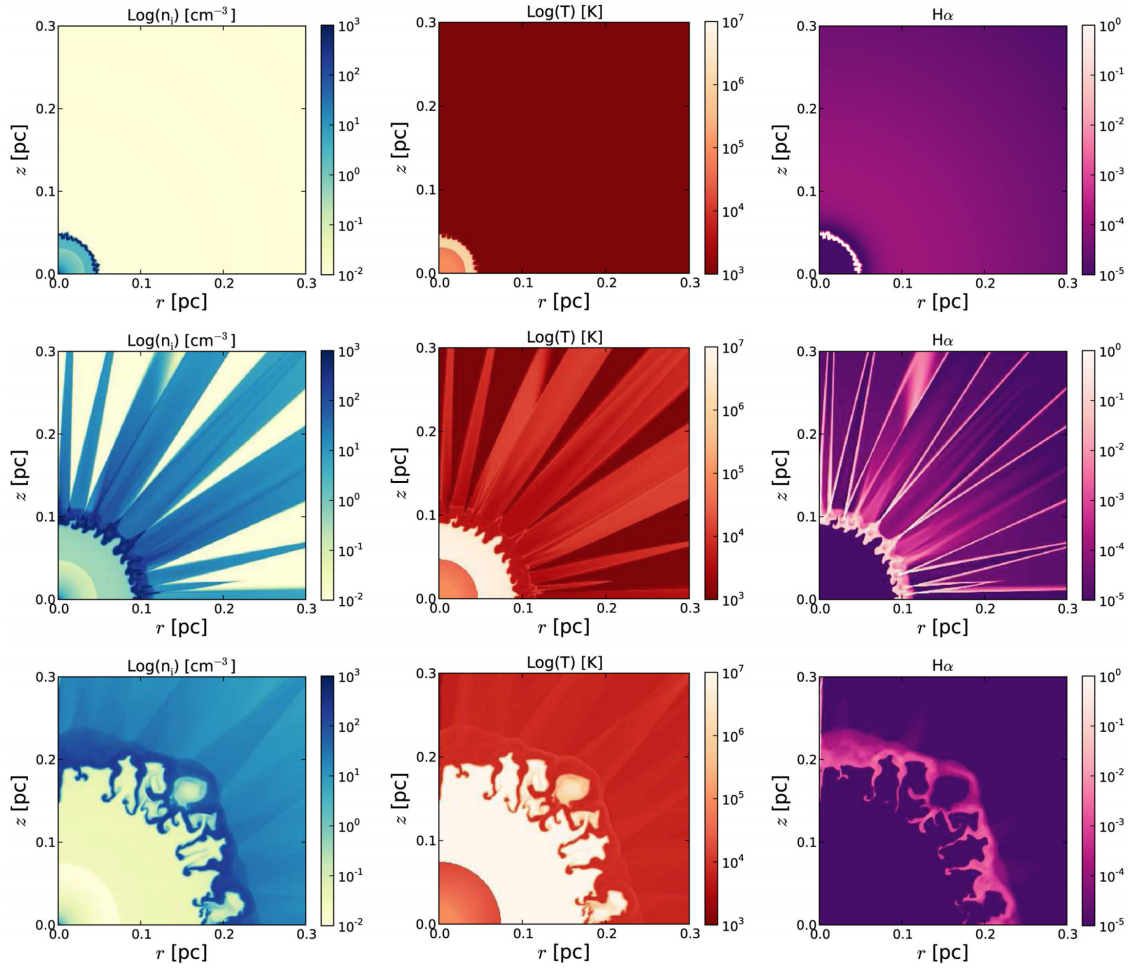


Figura 5.1: Simulaciones radiativo-hidrodinámicas de la formación de NPs presentadas por Toalá & Arthur (2014) correspondientes a el caso de una masa inicial de  $1.5 M_{\odot}$ . Los paneles muestran la densidad ionizada, la temperatura y la emisividad de  $\text{H}\alpha$  para 1000, 3500 y 7400 años después del comienzo de la etapa post-AGB.

en la estructura principal, lo cual se señala con flechas en la Figura 3.2. En la imagen RGB obtenida con las observaciones del NOT (ver Figura 2.4) se aprecia que el [O III] se encuentra saliendo por esta zona. Podría ser que esta peculiaridad en la morfología de la nebulosa se deba a una eyección bipolar rápida (un jet) que ha perforado la cavidad central en la dirección E-O, sin embargo nosotros no lo detectamos ninguna firma cinemática (fuera de NGC 40) en los espectros ni en las imágenes. Así que es muy probable que esta eyección de material ya haya salido de NGC 40 y sea muy débil. Por otro lado, en las imágenes presentadas en el Capítulo 2 se detecta una estructura alargada que se encuentra en el SE. Esta corresponde al jet 1S señalado en la Figura 1.8. Somos capaces de resolver esta estructura en el mapa de densidad presentada en el Capítulo 3, encontrando que este grumo tiene una  $n_e \approx 1000 \text{ cm}^{-3}$ . Inspeccionando el mapa de [O III]/H $\alpha$  es fácil argumentar que este sí es un jet que ha perforado la estructura de NGC 40. Se puede observar como este cociente aumenta en esta región. Además, en las imágenes mostradas en la Figura 1.9 se aprecia una estructura tipo cono que rodea a este grumo. A estas estructuras se les denomina conos de Mach y muestran la expansión supersónica de los jets (ver Rechy-García et al., 2020a, y referencias ahí citadas). Por lo tanto, podemos asegurar que este sí es en realidad un jet pero que se expande en el plano del cielo.

Nuestros mapas de estructura de ionización, extinción y densidad de NGC 40 representan los mapas con más alta resolución presentados a la fecha. Aunque las imágenes no han sido calibradas en flujo, hemos usado los cocientes para describir las propiedades morfológicas de esta NP. El mapa de [O III]/H $\alpha$  parece sugerir que existe una eyección bipolar que se expande (o expandió) hacia el E-O y que ha causado las roturas observadas en la cavidad principal de NGC 40. En general, el resto de las estructuras en el mapa de [O III]/H $\alpha$  pueden explicarse debido a diferencias en ionización.

Nuestro mapa de  $c(\text{H}\beta)$  de NGC 40 es consistente con el mapa presentado por Leal-Ferreira et al. (2011). Dentro de la nebulosa,  $c(\text{H}\beta)$  tiene valores de  $\sim 0.2$  con máximos de  $\sim 0.6$  correspondientes a los valores N y S de la cavidad central y valores intermedios 0.3 trazando la eyección que se extiende de E a O en la cavidad central. Además, este mapa muestra la estructura de doble capa de NGC 40, muy claramente observada hacia el NO, la región más brillante en el óptico. Queremos resaltar que es muy posible que las diferencias en valores de  $c(\text{H}\beta)$  apreciadas en el mapa se deban a variaciones en la temperatura electrónica como ya mencionamos. Leal-Ferreira et al. (2011) presentan un mapa de temperatura, las regiones donde las variaciones son mayores coinciden con nuestras variaciones en  $c(\text{H}\beta)$ , lo cual concuerda con nuestra sugerencia.

Con nuestro mapa de  $n_e$  de NGC 40 encontramos valores en el rango de 1,000-3,500  $\text{cm}^{-3}$  lo que concuerdan con el valor promedio que encuentra Pottasch et al. (2003) de 2,000  $\text{cm}^{-3}$ . En este mapa es notorio como parece que existe un gradiente de  $n_e$  con las regiones de SO con mayores valores. Hemos inspeccionado las imágenes independientes de [S II] obtenidas con el NOT y utilizadas para calcular el mapa de  $n_e$  para buscar posibles inconsistencias que puedan producir este gradiente, pero no encontramos nada especial. Por otro lado, queremos resaltar que el mapa de  $n_e$  presentado por Leal-Ferreira et al. (2011) también sugiere un gradiente hacia la región



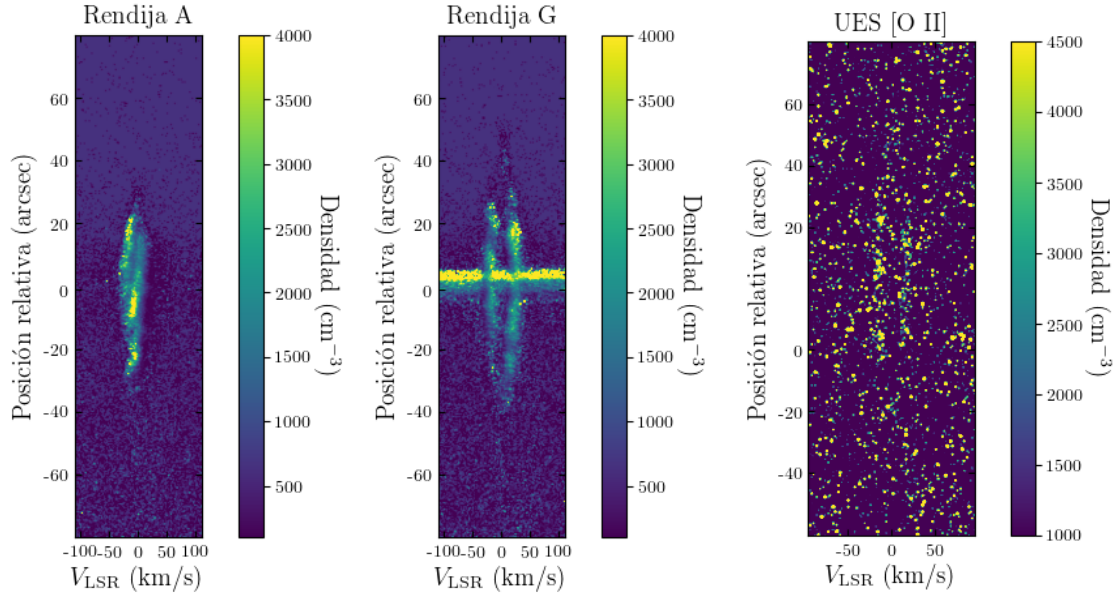


Figura 5.2: Densidad de los espectros de derecha a izquierda, temporada diciembre 2013 para la rendija A y G usando [S II] de MES y [O II] de UES.

SO, pero su mapa tiene menor señal a ruido comparado con el nuestro. Estos autores reportan valores de  $n_e=1000-3000 \text{ cm}^{-3}$ .

Dado que tenemos espectros MES del doblete de [S II] y [O II] de UES podemos también estimar  $n_e$  usando la tarea *temden* de PyNeb (Luridiana, Morisset & Shaw, 2015). En la Figura 5.2 mostramos ejemplos de perfiles de densidad obtenidos de dos espectros del MES y el perfil obtenido usando el doblete de [O II]. Se puede observar que los perfiles de densidad obtenidos con los espectros del MES (panel izquierdo y central de la Fig. 5.2) concuerdan con el mapa obtenido de las imágenes del NOT, con pequeños grupos con densidades de hasta  $4000 \text{ cm}^{-3}$ . Sin embargo, dado que los perfiles de las líneas de [O II] tienen poca señal a ruido, el mapa de  $n_e$  obtenido con este doblete (panel derecho de la Fig. 5.2) no es de buena calidad.

## 5.2. Cinemática

Con los espectros de UES somos capaces de detectar dos componentes a altas velocidades hacia el rojo que se localizan dentro de la cavidad principal de NGC 40: una al N a 17 arcsec y la otra al S a 12.5 arcsec de la estrella central. Estas estructuras coinciden con los grupos reportados por Toalá et al. (2019b) en su estudio IR de NGC 40. En la Figura 1.9 mostramos sus posiciones en la cavidad interior de esta NP. Es muy posible que estas estructuras son realmente parte de una estructura cuadrupolar (dos pares de jets) pero que sus contrapartes azules se encuentran autoabsorbidos por la nebulosa. Las velocidades estimadas para estas estructuras son de  $\sim 70 \text{ km s}^{-1}$ , sin embargo, podría ser posible que no las detectamos con más velocidad debido a

la profundidad de las observaciones. Velocidades similares, de  $\gtrsim 100 \text{ km s}^{-1}$ , se han detectado de los grupos pobres en hidrógenos internos en las NP nacidas de nuevo A 30, A 78 y HuBi 1 (Fang et al., 2014; Meaburn et al., 1998; Rechy-García et al., 2020b). Es aceptado que estos grupos han sido eyectados durante el VLTP, lo cual refuerza la sugerencia de Toalá et al. (2019b) de que NGC 40 pertenece a este grupo selecto de NPs.

Dado que tenemos las  $v_{\text{exp}}$  de las diferentes estructuras podemos calcular las edades cinemáticas usando la siguiente ecuación:

$$\tau_k \approx 4744 \left( \frac{r}{\text{arcsec}} \right) \left( \frac{d}{\text{kpc}} \right) \left( \frac{v_p}{\text{km/s}} \right)^{-1}, \quad (5.1)$$

en donde  $r$  es el radio de la estructura,  $d$  es la distancia a NGC 40 y  $v_p$  la velocidad de expansión proyectada. Dado que la inclinación de NGC 40 sobre el plano del cielo es virtualmente cero, esta corresponde a  $v_{\text{exp}}$ . La distancia estimada usando datos de *Gaia* a NGC 40 es de 1.9 kpc.

El barril central tiene un radio menor de 13.5 arcsec y una radio mayor de 18.4 arcsec, usando nuestras observaciones de MES encontramos que se expande con una velocidad de  $25 \text{ km s}^{-1}$ . Esto nos dice que el barril tiene una edad cinemática entre 4,900 y 6,500 años. El lóbulo superior izquierdo tiene un  $r=6.24$  arcsec y una  $v_{\text{exp}}=14.62 \text{ km s}^{-1}$  lo que nos da  $\tau_k=3,850$  años, el lóbulo superior derecho tiene un radio de 5.4 arcsec y  $v_{\text{exp}}=15.5 \text{ km s}^{-1}$  que corresponde a una  $\tau_k=3,150$  años. Mientras que los lóbulos inferiores izquierdo y derecho tienen unos radios de 9.13 y 8 arcsec con  $v_{\text{exp}}$  de  $14.4 \text{ km s}^{-1}$  y  $15.76 \text{ km s}^{-1}$  respectivamente, sus edades serían de  $\tau_k=5,720$  y  $\tau_k=4580$  años. Esto parece sugerir que los lóbulos superiores son más jóvenes que los inferiores. Aunque esto hace difícil estimar la edad real de los lóbulos, nuestros resultados sugieren que son más jóvenes que la cavidad principal de NGC 40.

Koesterke et al (1998) reportan una edad cinemática para la nebulosa de  $\sim 4,000$  años, considerando una distancia de 986 pc y Monteiro & Falceta (2011) encuentran una edad de  $3500 \pm 500$  años utilizando una distancia de 1.28 kpc. Por lo cual nuestros resultados son congruentes con estos resultados.

El modelo morfo-cinemático presentado en el Capítulo 4 reproduce de manera exitosa la mayoría de los espectros de alta resolución obtenidos con el MES. El modelo incluye una cavidad principal con morfología de barril y 2 pares de lóbulos que se extienden hacia el N y S del eje de simetría de NGC 40. En nuestro modelo no hemos incluido otras características nebulares muy posiblemente asociadas a NGC 40. Por ejemplo, la estructura extendida que rodea a NGC 40 presentada en la Figura 1.8. Como ya mencionamos, otros autores han sugerido que esta estructura es parte de un choque de proa creado por el movimiento de la estrella progenitora de NGC 40 sobre el medio interestelar mientras experimentaba pérdida de masa durante la fase AGB como se ha ilustrado numéricamente en el trabajo de Villaver et al. (2012). Nuestro modelo SHAPE parece corroborar esta idea dado que los lóbulos del N de NGC 40 tienen tamaños menores que aquellos que se expanden hacia el S. Sugiriendo que la presión es mucho mayor en regiones al norte de NGC 40.

Con nuestro análisis cinemático de las diferentes estructuras y nuestro modelo

SHAPE hemos demostrado que la estrella progenitora de NGC 40 parece haber experimentado varias fases de pérdida de masa, entre ellas algunas bipolares o jets, pero nuestro modelo SHAPE nos ha ayudado a demostrar que los denominados jets 2N y 2S no son estructuras de alta velocidad. Usando nuestro modelo sugerimos que estas parecen ser proyecciones de las intersecciones de los lóbulos que se expanden hacia el N y S de la cavidad central.

Queremos resaltar aquí que el modelo no es completamente satisfactorio y tiene cabida a mejoras. Por ejemplo, el espectro sintético de la rendija E mostrado en la Figura 4.4 muestra la estructura de doble anillo mientras que en el espectro observado parece ser solo una estructura. Es muy posible que aunque en efecto sí se trate de dos lóbulos, estos han comenzado a combinarse en una sola estructura debido a su expansión. Así mismo, faltaría ajustar el grosor del barril central para reproducir todas las rendijas del MES. Sin embargo, dado la interdependencia de los ajustes (mencionado arriba), el modelo presentado es el mejor que se pudo generar.

Las imágenes y espectros presentados en esta tesis que han alimentado nuestro modelo morfo-cinématico de NGC 40 nos han ayudado a comprender la cinemática y posible mecanismos de formación de esta NP. NGC 40 ha experimentado diferentes procesos de eyección de masa entre vientos y eyecciones bipolares o jets lanzados hacia diferentes direcciones posiblemente con diferentes velocidades. Hemos descubierto eyecciones de material en la dirección E-O, confirmado el jet 1S así como la confirmación que los lóbulos de NGC 40 son más jóvenes que la estructura principal. Además, nuestro estudio sugiere que NGC 40 alberga un sistema múltiple como progenitor. Es muy posible que el sistema sea una binaria como también lo sugiere la estructura de anillos en su halo (ver Guerrero et al., 2020; Ramos-Larios et al., 2011).

# Capítulo 6

## Conclusiones

En este trabajo se presentó un estudio morfo-cinemático de la nebulosa planetaria NGC 40, usando imágenes y espectros de alta resolución para describir la estructura de la nebulosa, describir aspectos físicos y desentrañar su morfología. Podemos resumir este trabajo en los siguientes puntos.

- Las imágenes de filtro estrecho de NGC 40 muestran en gran detalle las pequeñas diferencias con respecto a la estructura de ionización. Las imágenes de [O III] obtenidas en el NOT y comparadas con las del CFHT muestran una estructura grumosa homogéneamente distribuidos dentro de la cavidad principal de NGC 40. En comparación, todas las demás imágenes muestran grumos y filamentos que son más turbulentos. Aquí sugerimos que los grumos internos de [O III] se han formado como resultado de las inestabilidades Rayleigh-Taylor que se generan en la interacción del viento rápido con el viento lento de AGB. Es muy posible que los grumos externos detectados en imágenes de baja ionización se han formado como resultado de la inestabilidad de sombra creada por patrones no homogéneos de fotoionización.
- Gracias a la gran cantidad de observaciones con las que contamos, presentamos un estudio cinemático de las diferentes estructuras de NGC 40, determinando las edades cinemáticas de cada una.
- Nuestros mapas de la estructura de ionización muestran que en NGC 40 existen posibles regiones dominadas por choques que corresponden a la expansión de estructuras que han sido eyectadas hacia el E y O de la cavidad principal, dirigidas hacia regiones de NGC 40 donde se aprecian una rotura. Estas se deben a eyecciones de material mucho más jóvenes que la cavidad principal. Así mismo, el jet 1S parece haber perforado la cavidad central. Estas roturas se aprecian muy bien en las imágenes RGB pero mucho mejor en los cocientes de imágenes.
- De nuestro mapa de extinción vemos que la nebulosa es un objeto con una extinción baja con un  $c(H\beta)$  promedio de 0.2. Sin embargo, hacia los polos encontramos un ligero aumento de este valor, con un  $c(H\beta) \sim 0.5$ , estas regiones parecen ser las que se conectan con los lóbulos que se expanden al norte y sur.

Sugerimos que estas últimas podrían deberse a diferencias en temperatura no tomadas en cuenta cuando se calcula  $c(\text{H}\beta)$ . Usando las imágenes de  $[\text{S II}]$  creamos un mapa de densidad, encontrando que la densidad de la nebulosa se encuentra en un rango de  $1,000\text{-}3,500 \text{ cm}^{-3}$ . En la literatura podemos encontrar un valor cercano al que se presenta en este trabajo, pero nuestro trabajo representa una mejora debido a la alta resolución espacial de nuestras observaciones.

- Hemos estudiado un total de 51 espectros obtenidos con el MES. Éstos corresponden a 33 obtenidos con el filtro de  $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$  y 18 con el filtro de  $[\text{S II}]$ . Además, hemos usado 5 espectros de alta resolución tomados con el instrumento UES del WHT. Todos estos espectros nos han ayudado a generar un modelo de la estructura de NGC 40 con detalle sin precedentes además de destejer un par de eyecciones de alta resolución dentro de NGC 40.
- Los espectros de alta resolución obtenidos con el UES sugieren la presencia de por lo menos dos eyecciones dentro de la nebulosa con velocidades de  $\sim 70 \text{ km s}^{-1}$ , muy similar a lo observado en otras NP nacidas de nuevo.
- Tomando en cuenta las imágenes y todos los espectros de alta resolución, hemos creado un modelo morfo-cinemático de la estructura de NGC 40 usando el software SHAPE.

Gracias a la combinación de nuestras imágenes y espectros tomados en distintas posiciones y con distintos filtros, podemos concluir que aunque NGC 40 presenta una morfología relativamente sencilla de explicar, ha experimentado la eyección de material en diferentes direcciones. Éstas han formado los 4 lóbulos, un par de eyecciones hacia el E-O que produjeron roturas evidentes y por lo menos un jet (jet 1S) hacia el S de la cavidad principal que se expande en el plano del cielo. Además, hemos confirmado que los grumos detectados dentro de la cavidad principal de NGC 40 en el IR, tienen velocidades de  $\sim 70 \text{ km s}^{-1}$ . Los cuales atribuimos al evento *born-again*.

El escenario de formación de NGC 40 solo puede ponerse en contexto suponiendo que su estrella progenitora es parte de un sistema múltiple. Esta conclusión es consistente con la presencia de estructuras de anillos en el halo de NGC 40 y dichas estructuras se explican debido a la pérdida de masa modulada por una compañera hacia finales de la etapa AGB.

Como trabajo a futuro pretendemos calibrar nuestras imágenes de filtro delgado presentadas en esta tesis, usando espectros recientemente obtenidos con NOT ALFOSC, para producir mapas de la estructura de ionización y  $c(\text{H}\beta)$  que serán usados en una publicación.

# Apéndice A

## Observaciones de SPM-MES

En este apéndice se presentan todas las observaciones espectroscópicas obtenidas con el MES. Cada figura muestra las rendijas y sus respectivos espectros tomados en diferentes épocas. Las Figuras A.1–A.8 muestran los diagramas PV correspondientes a las líneas de [N II] y [S II].

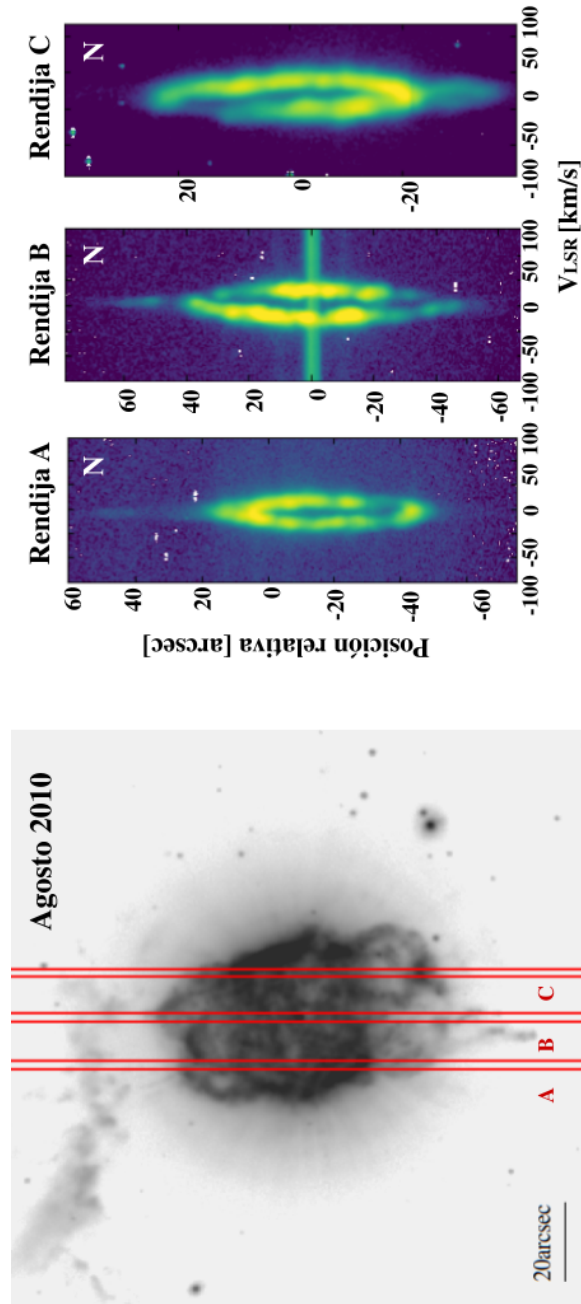


Figura A.1: Panel izquierdo: Posición de las rendijas para la temporada agosto 2010. El norte se encuentra arriba y el este a la izquierda. Panel derecho: Espectros de la línea [N II]6584 Å obtenidos con Echelle para cada rendija, los píxeles blancos son píxeles saturados.

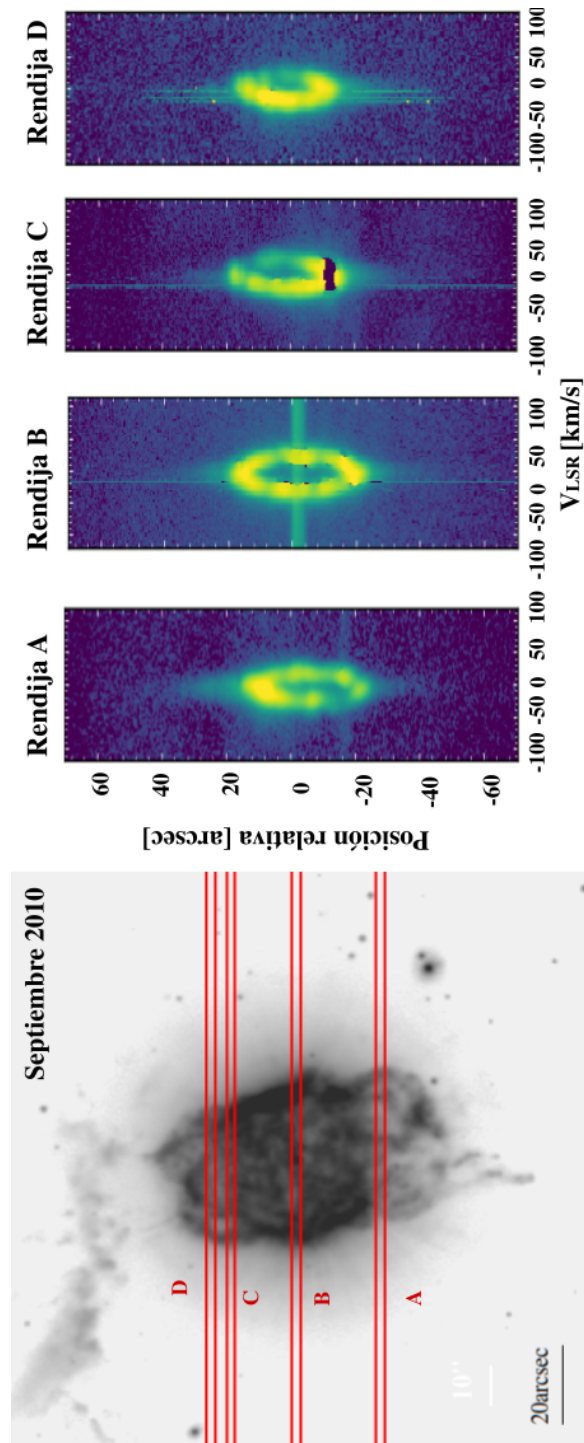


Figura A.2: Panel izquierdo: Posición de las rendijas para la temporada septiembre 2010. El norte se encuentra arriba y el este a la izquierda. Panel derecho: Espectros de la línea  $[\text{N II}]\lambda 6584 \text{ \AA}$  obtenidos con Echelle para cada rendija, los píxeles blancos son píxeles saturados.



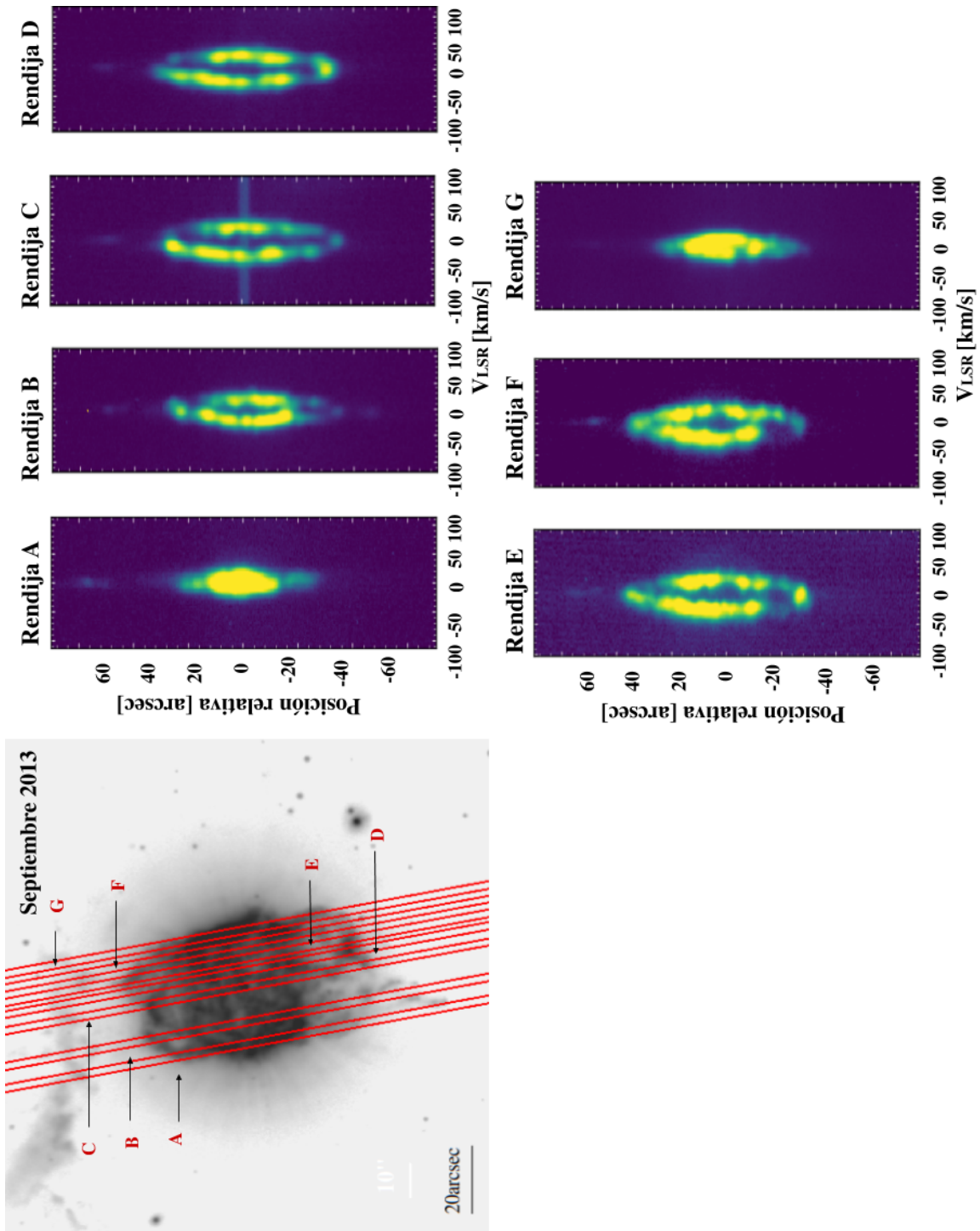


Figura A.3: Panel izquierdo: Posición de las rendijas para la temporada septiembre 2013. El norte se encuentra arriba y el este a la izquierda. Panel derecho: Espectros de la línea  $[N II]6584 \text{ \AA}$  obtenidos con Echelle para cada rendija, los píxeles blancos son píxeles saturados.

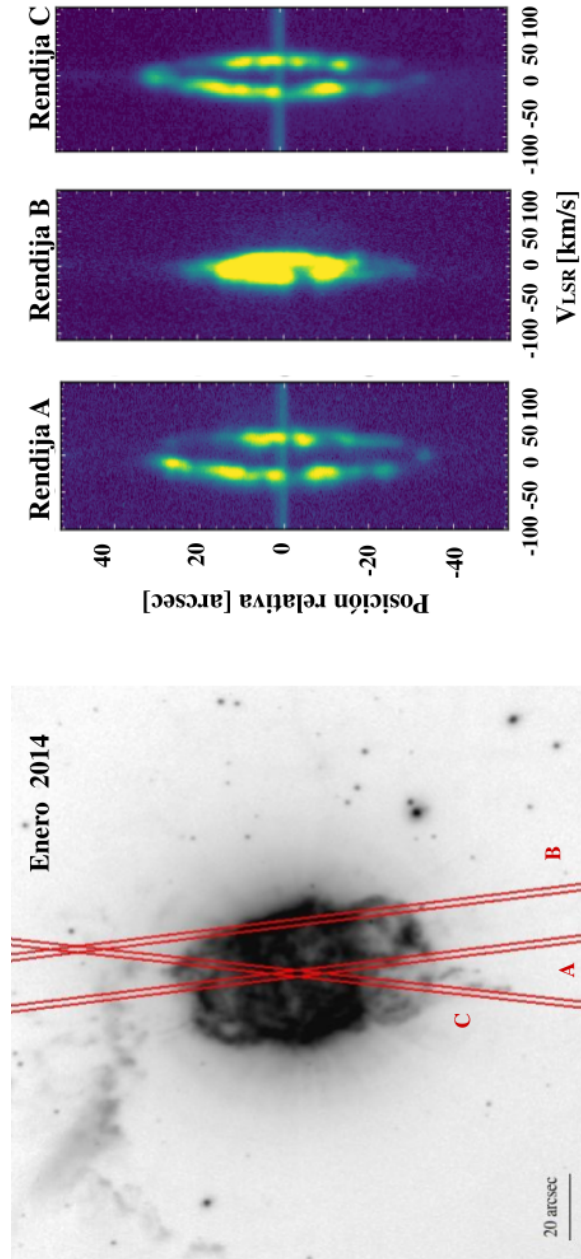


Figura A.4: Panel izquierdo: Posición de las rendijas para la temporada enero 2014. El norte se encuentra arriba y el este a la izquierda. Panel derecho: Espectros de la línea [NII]6584 Å obtenidos con Echelle para cada rendija, los píxeles blancos son píxeles saturados.

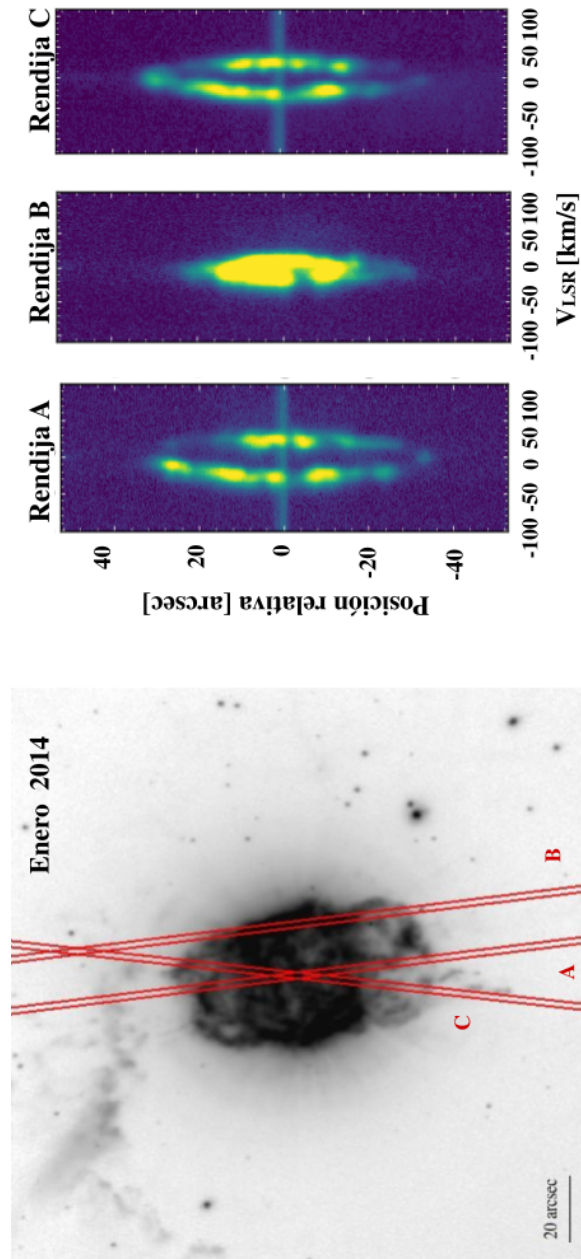


Figura A.5: Panel derecho: Posición de las rendijas para la temporada Octubre 2014. El norte se encuentra arriba y el este a la izquierda. Panel izquierdo: Espectros de la línea [N II]6584 Å obtenidos con Echelle para cada rendija, los píxeles blancos son píxeles saturados.

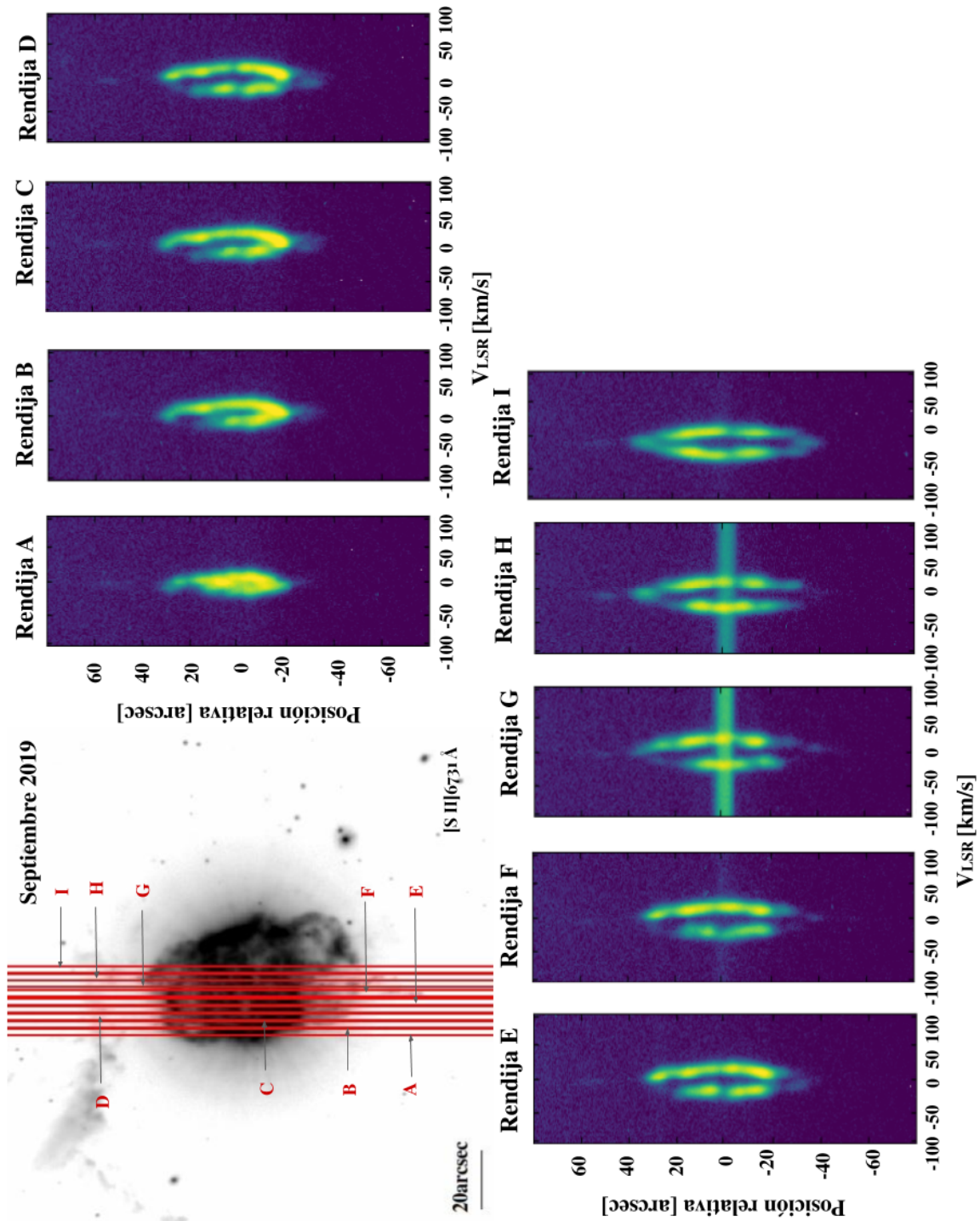


Figura A.6: Panel izquierdo: Posición de las rendijas para la temporada septiembre 2019. El norte se encuentra arriba y el este a la izquierda. Panel derecho: Espectros de la línea [S II]6731 Å obtenidos con Echelle para cada rendija.

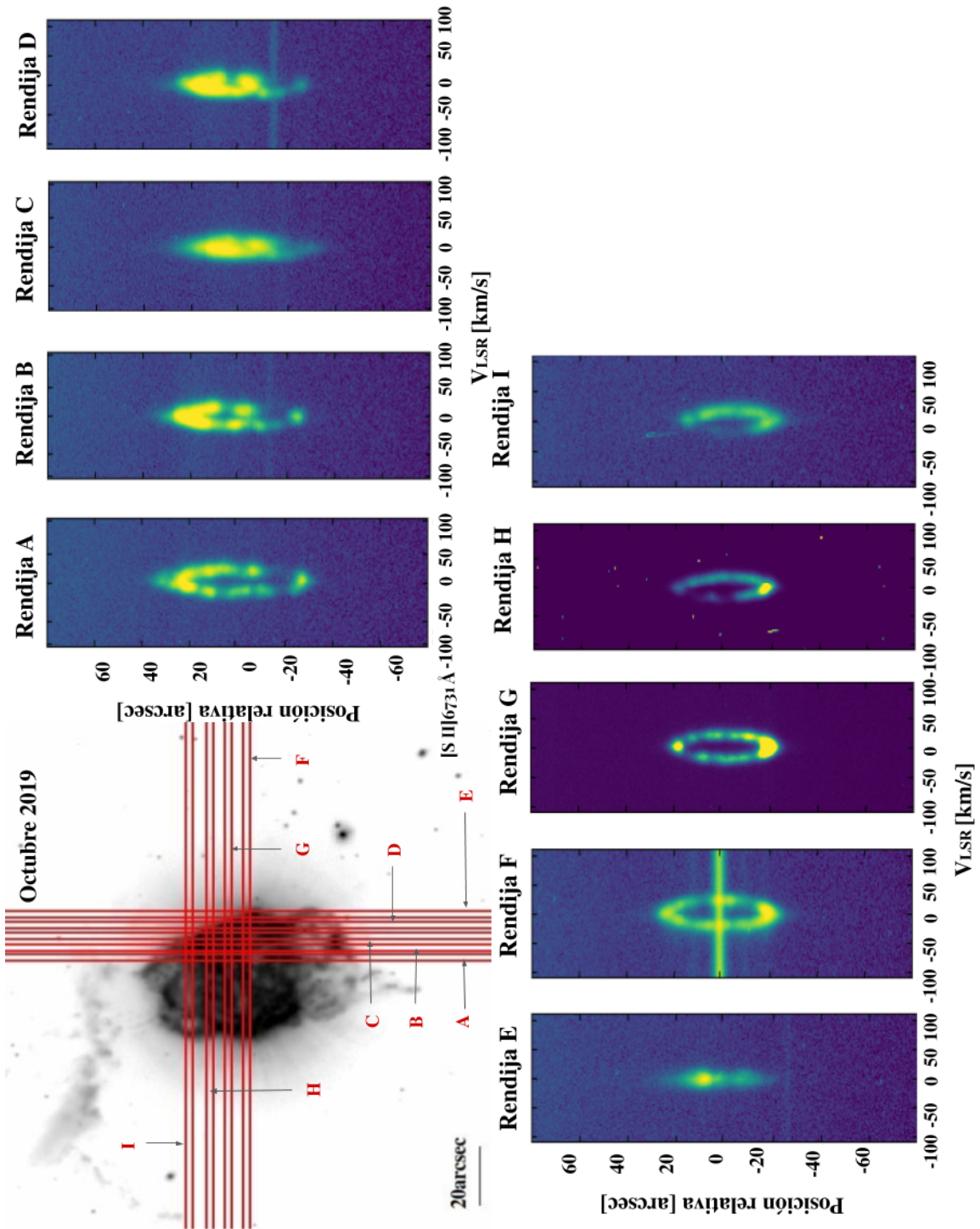


Figura A.7: Panel izquierdo: Posición de las rendijas para la temporada octubre 2019. El norte se encuentra arriba y el este a la izquierda. Panel derecho: Espectros obtenidos de la línea [S II]6731 Å con Echelle para cada rendija.

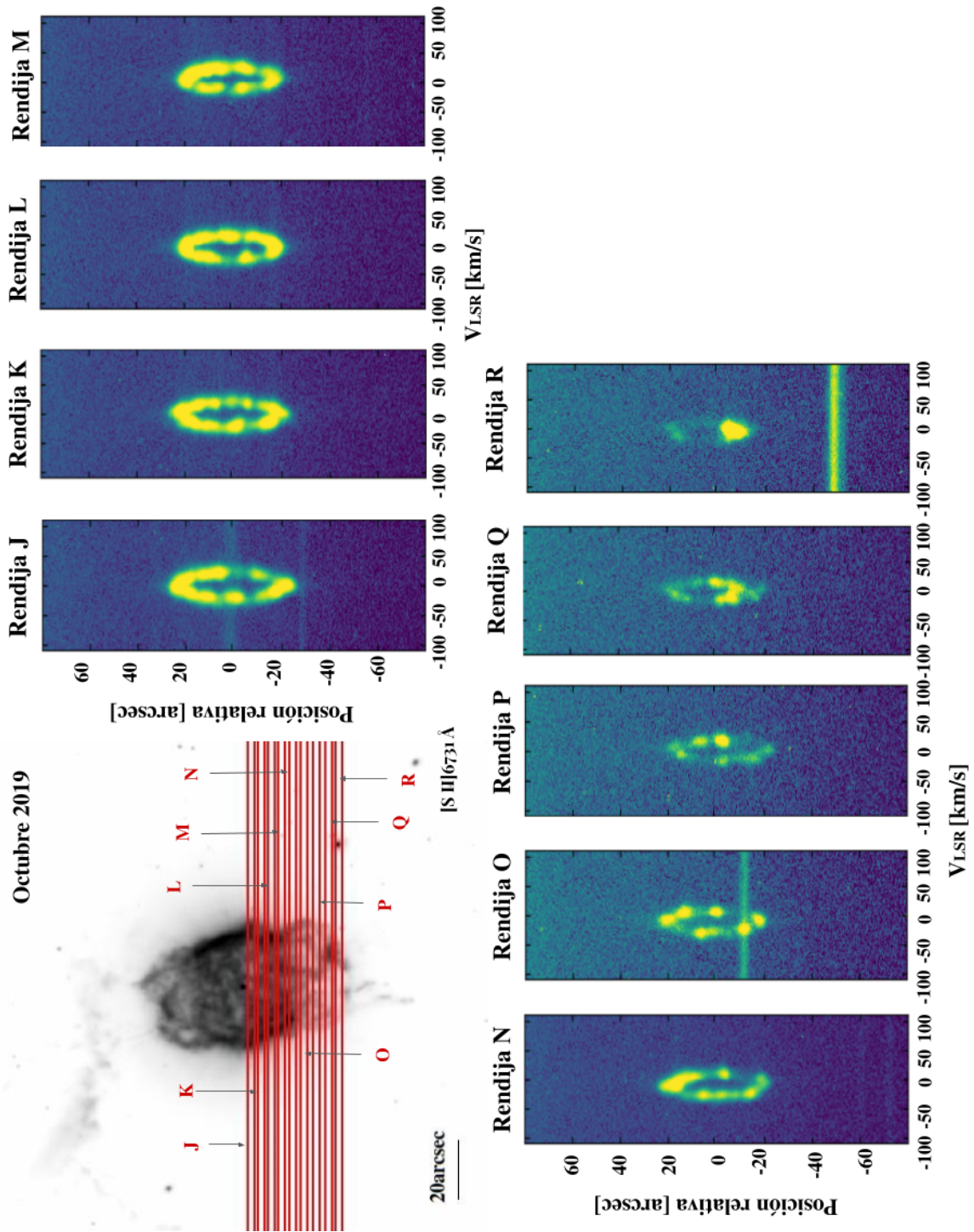


Figura A.8: Panel izquierdo: Posición de las rendijas para la temporada octubre 2019. El norte se encuentra arriba y el este a la izquierda. Panel derecho: Espectros obtenidos de la línea [S II]6731 Å con Echelle para cada rendija.

# Bibliografía

- Aller, L. H., Czyzak, S. J. 1979, ApSS, 62, 397
- Aller, L. H., Czyzak, S. J., Buerger, E. G., et al. 1972, ApJ, 172, 361
- Anders, E., Grevesse, N. 1989, *Geochem. Cosmo.*, 53, 197
- Balick, B. 1987, , 94, 671
- Benetti, S., Duerbeck, H. W., Seitter, W. C., et al. 1996, , 6325
- Bertolami, M.M.M., 2016, AA, 588, A25
- Bianchi, L. and Grewing, M., 1987, AA, 181, 85
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., Mathis, J. S. 1989, ApJ, 345, 245
- Carroll, B. W., Ostlie, D. A. 2017. *An introduction to modern astrophysics*. Cambridge University Press.
- Chu, Y.-H., Jacoby, G. H., & Arendt, R. 1987, ApJs, 64, 529
- Ciardullo, R., Bond, H. E., Sipior, M. S., et al. 1999, AJ, 118, 488 Magnitud
- Clayton, G. C., Bond, H. E., Long, L. A., et al. 2013, ApJ, 771, 130
- Clegg, R. E. S., Seaton, M. J., Peimbert, M., et al. 1983, MNRAS, 205, 417
- Cohen, M. & Barlow, M. J. 1974, ApJ, 193, 401
- Corradi, R. L. M., Sánchez-Blázquez, P., Mellema, G., et al. 2004, AAP, 417, 637
- Collaboration, G. et al. *VizieR Online Data Catalog: Gaia DR2*, 2018,
- Bailer-Jones, C. A. L., Rybizki, J., Foesneau, M., et al. 2018, AJ, 156, 58
- Cox, N. L. J., Kerschbaum, F., van Marle, A.-J., et al. 2012, AAP, 537, A35
- Faulkner, D.J., 1970, ApJ, 162, 513
- Curtis, H. D. 1918, *Publ. Lick Obs.*, 13, 57
- Duerbeck, H.W. and Benetti, S., 1996, ApJ, 468, L111.

- Evans, A., Tyne, V. H., van Loon, J. T., et al. 2006, MNRAS, 373, L75
- Fang, X., Zhang, Y., Kwok, S., et al. 2018, ApJ, 859, 92
- Fang, X., Guerrero, M. A., Marquez-Lugo, R. A., et al. 2014, ApJ, 797, 100
- García-Segura, G., Taam, R. E., & Ricker, P. M. 2020, ApJ, 893, 150
- García-Segura, G., Langer, N., Różycka, M., et al. 1999, ApJ, 517, 767
- Gehrz, R.D. and Woolf, N., 1971, ApJ, 165, 285
- Gontcharov, G.A., 2006, Astronomy Letters, 32, 759
- Guerrero, M. A., Ramos-Larios, G., Toalá, J. A., et al. 2020, MNRAS, 495, 2234
- Guerrero, M. A. & De Marco, O. 2013, AAP, 553, A126
- Guerrero, M. A., Toalá, J. A., Medina, J. J., et al. 2013, AAP, 557, A121
- Guerrero, M.A., Fang, X., Bertolami, M.M.M., Ramos-Larios, G., Todt, H., Alarie, A., Sabin, L., Miranda, L.F., Morisset, C., Kehrig, C. and Zavala, S.A., 2018, Nature Astronomy, 2, 784
- Guerrero, M. A., Ruiz, N., Hamann, W.-R., et al. 2012, ApJ, 755, 129
- Gvaramadze, V. V., Kniazev, A. Y., Gräfener, G., et al. 2020, MNRAS, 492, 3316
- Hazard, C., Terlevich, R., Morton, D. C., et al. 1980, , 285, 463
- Herwing F., 2001a, ApJ, 554, L71
- Hinkle, K. H. & Joyce, R. R. 2014, ApJ, 785, 146
- Hog, E., Fabricius, C., Makarov, V. V. et al. 2000, AA, 355L, 27H
- Hu, J. Y. & Bibo, E. A. 1990, AAP, 234, 435
- Iben Jr, I., Kaler, J.B., Truran, J.W. and Renzini, A., 1983, ApJ, 264, 605
- Iben, I., Jr., MacDonald, J. 1995, in White Dwarfs, eds. D. Koester K. Werner, Berlin: Springer), 48
- Iben, I., Tutukov, A.V. and Yungelson, L.R., 1996, In Hydrogen Deficient Stars, 96, 409
- Jacoby, G. H., Hillwig, T. C., & Jones, D. 2020, MNRAS, 498, L114
- Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., Poutanen, M., Donner, K. J. 2016. Fundamental astronomy. Springer.
- Kim, H., Liu, S.-Y., & Taam, R. E. 2019, ApJs, 243, 35



- Kimeswenger, S., Kerber, F., & Weinberger, R. 1998, MNRAS, 296, 614
- Koesterke, L., Dreizler, S., & Rauch, T. 1998, A&A, 330, 1041
- Kutter, G.S. and Sparks, W.M., 1974, ApJ, 192, 447
- Kwok, S., 2007, The origin and evolution of planetary nebulae, Cambridge University Press.
- Kwok, S., Purton, C. R., & Fitzgerald, P. M. 1978, ApJl, 219, L125
- Lamers, H. J. G. L. M. & Cassinelli, J. P. 1999, Introduction to Stellar Winds, by Henny J. G. L. M. Lamers and Joseph P. Cassinelli, pp. 452. ISBN 0521593980. Cambridge, UK: Cambridge University Press, June 1999., 452
- Lau, H. H. B., De Marco, O., & Liu, X.-W. 2011, MNRAS, 410, 1870
- Lawlor, T.M., MacDonald, J. 2002, Astropys. Space. Sci, 279, 123
- Lawlor, T.M. and MacDonald, J., 2006, MNRAS, 371,263
- Leal-Ferreira, M. L., Gonçalves, D. R., Monteiro, H., et al. 2011, MNRAS, 411, 1395
- Louise, R., Michel, F., & Mevolhon, J. C. 1981, AAP, 102, 303
- Luridiana V., Morisset C., Shaw R. A., 2015, AAP, 573, A42
- Martin J., Xilouris K., Soker N., 2002, AA, 391, 689
- Meaburn, J., López, J. A., Gutiérrez, L., et al. 2003, RevMexAA, 39, 185
- Meaburn, J., Lopez, J. A., Bryce, M., et al. 1998, AAP, 334, 670
- Meaburn, J., Lopez, J. A., Bryce, M., et al. 1996, AAP, 307, 579
- Miller Bertolami, M. M., Althaus, L. G., Serenelli, A. M., et al. 2006, AAP, 449, 313
- Monteiro,Hektor & Diego Falceta-Goncalves 2011, ApJ. 7348, 174
- Montez, R., Kastner, J. H., De Marco, O., et al. 2005, ApJ, 635, 381
- Osterbrock, D. E. & Ferland, G. J. 2006, Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei, 2nd. ed. by D.E. Osterbrock and G.J. Ferland. Sausalito, CA: University Science Books, 2006
- Paczyński, B., 1971, Astrophysical Letters, 9, 33
- Paxton, B., Bildsten, L., Dotter, A., Herwig, F., Lesaffre, P., Timmes, F. 2010, The Astrophysical Journal Supplement Series, 192, 3
- Parker, Q., et al., 2005, MNRAS, 362, 689

- Peimbert, M., 1990, Reports on Progress in Physics, 53, 1559.
- Pottasch, S.R., Bernard-Salas, J., Beintema, D.A. and Feibelman, W.A., 2003, AA, 409, 599
- Ramos-Larios, G., Santamaría, E., Guerrero, M. A., et al. 2016, MNRAS, 462, 610
- Ramos-Larios, G., Phillips, J.P. and Cuesta, L.C., 2011, MNRAS, 411, 1245
- Ramstedt, S., Vlemmings, W. H. T., Doan, L., et al. 2020, A&A, 640, A133. doi:10.1051/0004-6361/201936874
- Rechy-García, J. S., Guerrero, M. A., Duarte Puertas, S., et al. 2020, MNRAS, 492, 1957
- Rechy-García, J. S., Guerrero, M. A., Santamaría, E., et al. 2020, arXiv:2009.13575
- Roxburgh, I.W., 1967, Nature, 215, 838.
- Sabbadin, F. & Hamzaoglu, E. 1982, AAP, 109, 131
- Sabin L., 2008, PhDT
- Sabin, L., et al., 2014, MNRAS, 443, 3388
- Smith, L. F., Aller, L. H. 1969, ApJ, 157, 1245
- Solomon, P., Jefferts, K.B., Penzias, A.A. and Wilson, R.W., 1971, ApJ, 163, L53
- Stanghellini, L., Shaw, R.A. and Villaver, E., 2008, ApJ, 689, 194
- Stanghellini, L., Corradi, R.L. and Schwarz, H.E., 1993. AA, 279, 521
- Steffen, W., Koning, N., Wenger, S., et al. 2011, IEEE Transactions on Visualization and Computer Graphics, 17, 454
- Trimble, V. and Sackmann, I.J., 1978. MNRAS, 182, 97
- Toalá, J. A. & Arthur, S. J. 2014, MNRAS, 443, 3486
- Toalá, J. A., Montez, R., & Karovska, M. 2019, ApJ, 886, 30
- Toalá, J. A., Ramos-Larios, G., Guerrero, M. A., et al. 2019, MNRAS, 485, 3360
- Toalá, J. A., Guerrero, M. A., Todt, H., et al. 2015, ApJ, 799, 67
- Tody, D. 1993, Astronomical Data Analysis Software and Systems II, 52, 173
- Vassiliadis, E. & Wood, P. R. 1993, ApJ, 413, 641
- Villaver, E., Manchado, A., & García-Segura, G. 2012, ApJ, 748, 94
- Villaver, E., García-Segura, G., & Manchado, A. 2002, ApJ, 571, 880

Feibelman, Walter A. 1999, ApJ, 514, 296

Weidmann, W.A. et al. 2020, A&A, 640, A10

Williams, R. J. R. 1999, MNRAS, 310, 789

Zou, Y., Frank, A., Chen, Z., et al. 2020, MNRAS, 497, 2855