



---

**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE  
MÉXICO**

PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA  
Instituto de Astronomía

**Estructura morfo-cinemática de la Nebulosa  
Planetaria NGC 6445**

PARA OPTAR EL GRADO DE:  
**Maestra en Ciencias (Astrofísica)**

PRESENTA  
**Hechsari Bello Martínez**

TUTOR  
**Dr. Roberto Vázquez Meza**

Instituto de Astronomía - UNAM



Universidad Nacional  
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

**Biblioteca Central**



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

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

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

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



## Resumen

Se presenta un estudio morfocinemático de la compleja nebulosa planetaria NGC 6445, realizado utilizando observaciones espectroscópicas de alta dispersión y modelos generados mediante el programa SHAPE. Se procesaron y analizaron observaciones provenientes del Telescopio de 2.1m del Observatorio Astronómico Nacional en la Sierra de San Pedro Mártir (OAN-SPM)<sup>1</sup> equipado con el instrumento *Manchester Echelle Spectrograph* (MES/MEZ-CAL), agrupadas en un total de cinco temporadas de observación. Las observaciones se realizaron a diferentes posiciones de rendija. Los espectros fueron calibrados y se produjeron diagramas Posición-Velocidad (PV) de cada una de las posiciones de rendija, centrados en la línea de [N II]  $\lambda 6584 \text{ \AA}$ . Utilizando imágenes y diagramas PV se procedió a desarrollar un modelo para las diversas estructuras cinemáticas, utilizando el programa SHAPE de manera interactiva. Para los objetivos de este proyecto, los espectros sintéticos generados con SHAPE reproducen satisfactoriamente los espectros observados. Encontramos cuatro estructuras adicionales a los dos lóbulos reportados anteriormente en la literatura: Las dos primeras, son dos lóbulos adicionales del lado Este y Oeste, con tamaños de  $70''$  y  $60''$  cuyas velocidades de expansión son de  $80 \text{ km s}^{-1}$  y  $90 \text{ km s}^{-1}$ , respectivamente; la tercera estructura es un lóbulo en la parte Noreste del objeto con un tamaño de  $75''$  y una velocidad de expansión de  $80 \text{ km s}^{-1}$ . Además, por la parte central se halla un anillo denso no uniforme, con una inclinación de  $62^\circ$ , y una velocidad de expansión de  $120 \text{ km s}^{-1}$ . Se encontró una pequeña estructura bipolar con la misma inclinación del anillo y cerca de una región en donde hay evidencia de emisión por choques. Para los lóbulos principales se propone un lóbulo semiabierto en la parte superior y otro lóbulo semiabierto en la parte inferior (tipo diábolo) con velocidades de expansión de  $100 \text{ km s}^{-1}$  y tamaños de  $90''$ , cada uno. Se estima una edad cinemática para toda la estructura de alrededor de 6000 años. En base a nuestros datos y modelos, proponemos una historia de pérdida de masa de NGC 6445 para explicar la formación de sus diversas estructuras, la cual incluye: inestabilidades en la zona central, falta de homogeneidad en la densidad de la nebulosa, eyecciones de chorro por vientos colimados rápidos, precesión del anillo y asimetrías por una posible aceleración del objeto debido a la alta temperatura de su estrella central.

---

<sup>1</sup>Basado en observaciones realizadas en el Observatorio Astronómico Nacional en la Sierra de San Pedro Mártir (OAN-SPM), Baja California, México.



# Agradecimientos

Agradezco al Instituto de Astronomía de la UNAM por permitirme el uso de sus instalaciones e infraestructura durante mi maestría.

Al CONACYT por la beca recibida durante los estudios de maestría.

A mi asesor, el Dr. Roberto Vázquez, por su paciencia, apoyo y sugerencias para la elaboración de esta tesis, así mismo sus consejos para mejorar mi formación.

A los profesores que amablemente aceptaron ser sinodales de este trabajo: Dra. Miriam Peña, Dra. Laurence Sabin, Dr. Guillermo García-Segura, Dr. Gerardo Ramos-Larios y Dr. Jesús Toalá.

A las personas encargadas de las observaciones para la realización de este trabajo: R. Vázquez, S.Zavala, P.Guillén, M.E. Contreras, J.J.Pineda, L.Olguín, A.Mancera, G.Benitez, S.Ayala y M.Blanco.

Al Fis. Federico Soto por apoyarme en la elaboración de los diagramas PV.

A mis compañeros y amigos de la maestría que hicieron mi estancia bastante placentera. Agradezco a mi familia por su compañía a pesar de la distancia.

A David Chávez y Dr. Óscar Martínez por apoyarme para poder iniciar mi formación científica en Ensenada. Por último, a Luis Carlos Bermúdez, por su compañía, apoyo incondicional durante mi estadía y su asesoría en temas complicados. Sin el apoyo de todas estas personas nada de esto sería posible.

Esta tesis recibió apoyo del programa DGAPA-PAPIIT a través del proyecto IN106720.

# Dedicatoria

*A mi padre, por enseñarme a ser resiliente.*



# Índice general

<b>Resumen</b>	<b>I</b>
<b>Agradecimientos</b>	<b>III</b>
<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
1.1. Nebulosas Planetarias . . . . .	1
1.2. Reseña Histórica . . . . .	2
1.3. Clasificación de las Nebulosas Planetarias . . . . .	5
1.3.1. Clases de Excitación . . . . .	6
1.3.2. Clasificación de Peimbert . . . . .	6
1.3.3. Clasificación Morfológica . . . . .	8
1.4. Nebulosa Planetaria NGC 6445 . . . . .	10
<b>2. Marco Teórico</b>	<b>15</b>
2.1. Pre-Secuencia Principal . . . . .	15
2.2. Evolución de Estrellas de Masa Intermedia . . . . .	16
2.3. Evolución de Estrellas AGB . . . . .	18
2.4. Nebulosas Planetarias Bipolares . . . . .	19
2.4.1. Formación de Nebulosas Bipolares . . . . .	21
2.5. Fundamentos de Espectroscopía . . . . .	23
2.6. Naturaleza del Espectro . . . . .	25

2.6.1.	Espectrógrafos . . . . .	26
2.6.2.	Espectrógrafo Echelle . . . . .	29
2.7.	Espectroscopía en las Nebulosas Planetarias . . . . .	29
2.8.	Cinemática de las Nebulosas Planetarias . . . . .	31
<b>3.</b>	<b>Metodología</b>	<b>32</b>
3.1.	Instrumentación . . . . .	32
3.1.1.	Telescopio 2.1 m . . . . .	32
3.1.2.	Espectrógrafo MEZCAL . . . . .	34
3.2.	Observaciones . . . . .	35
3.3.	Calibración Espectral . . . . .	37
3.4.	Velocidad Sistémica . . . . .	42
3.5.	Rendijas . . . . .	43
3.6.	SHAPE . . . . .	44
<b>4.</b>	<b>Resultados</b>	<b>47</b>
4.1.	Diagramas Posición-Velocidad . . . . .	47
4.2.	Velocidad Sistémica de NGC 6445 . . . . .	56
<b>5.</b>	<b>Discusión</b>	<b>58</b>
5.1.	Modelo Morfocinemático de NGC 6445 . . . . .	58
5.2.	La Formación de NGC 6445 . . . . .	76
<b>6.</b>	<b>Conclusiones</b>	<b>82</b>
6.1.	Conclusiones . . . . .	82
	<b>Bibliografía</b>	<b>83</b>

# Índice de tablas

3.1. Observaciones obtenidas para la reducción y análisis de este trabajo. . . . .	36
4.1. Parámetros observacionales de los diagramas PV de las rendijas A, B, C, D, E y F. . . . .	48
4.2. Parámetros de los diagramas PV de las rendijas G, H, J, K y L. . . . .	51
4.3. Parámetros de los diagramas PV de las rendijas M, N y P. . . . .	54
4.4. Obtención de velocidad sistémica. Todas las unidades son $\text{km s}^{-1}$ . . . . .	57



# Índice de figuras

1.1. Clasificación morfológica clásica (Sahai et al. 2011), de izquierda a derecha: Bipolar, Multipolar, Elongada e Irregular. <b>Créditos:</b> <i>a) Hubble/ESA &amp; NASA por Judy Schmdit, b) Hubble/ESA &amp; NASA, c) y d) NASA/ESA and The Hubble Heritage Team (STScI/AURA)</i> . . . . .	9
1.2. Clasificación morfológica (Sahai et al. 2011), de los objetos IRAS 12317+8250, IC 4406 y PK032+07#2. Imágenes obtenidas a través del HST. . . . .	10
1.3. Nebulosa Planetaria NGC 6445 observada con: (a) PanSTARRS-1 Archive; (b) Telescopio de 1m del Observatorio de Sierra Nevada, Granada, cortesía por Dr. Luis F. Miranda. Ambas imágenes tienen una escala de $4' \times 4'$ , con Norte arriba, Este izquierda. . . . .	11
1.4. NGC 6445 con filtros [N II] y residual de H <sub>2</sub> <b>Créditos:</b> Imagen obtenida de Fang et al., 2018. . . . .	11
2.1. Evolución en el diagrama HR para estrellas de masa intermedia. Figura adaptada de Bermúdez-Bustamente (2016). . . . .	17
2.2. Nebulosa Bipolar con una clara simetría axial. <b>Créditos:</b> Raghvendra Sahai y John Trauger (JPL), el equipo de ciencia de WFPC2 NASA/ESA . . . . .	20
2.3. Formación del disco circunestelar en un sistema binario. <b>Créditos:</b> Hosei University & The Graduate University for Advanced Studies . . . . .	23
2.4. Envoltente común en un sistema binario. <b>Créditos:</b> Ohlmann (2016) . . . . .	23

2.5. Composición de un espectrógrafo clásico. <b>Créditos:</b> <a href="https://webs.ucm.es/info/Astrof/users/jaz/TRABAJOS/UGARTE/3.htm">https://webs.ucm.es/info/Astrof/users/jaz/TRABAJOS/UGARTE/3.htm</a> . . . . .	27
2.6. Espectrómetro Echelle y su rejilla correspondiente. <b>Créditos:</b> <a href="http://www.astrosen.unam.mx/richer/docencia/tecnicas/">http://www.astrosen.unam.mx/richer/docencia/tecnicas/</a> . . . . .	29
3.1. Telescopio de 2.1m en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro-Mártir (OAN-SPM) . . . . .	33
3.2. MEZCAL con contrapeso instalado en 2003. . . . .	34
3.3. MEZCAL en su diseño original con un detector IPCS. . . . .	35
3.4. Limpieza del espectro: Se recortaron las imágenes, enseguida se creo un súperbias que fue eliminado del espectro y finalmente se limpió el espectro de rayos cósmicos . . . . .	39
3.5. Limpieza del espectro de la lámpara de Th-Ar: Se recortó la imagen, se elimina el bias y se limpió el espectro de rayos cósmicos. En algunas de las líneas de emisión, se encuentran líneas oscuras a trazos sobrepuestas del lado derecho de la imagen. Estas se deben al proceso de calibración, al realizar la interpolación del flujo de las líneas aledañas para el enderezamiento de ellas y no afecta al análisis cinemático. . . . .	40
3.6. Reducción del espectro: Después de limpiarse de rayos cósmicos, se calibró en longitud de onda, se eliminaron las líneas del cielo y se recortó el espectro a usar, es decir el filtro H $\alpha$ 6853.4 . . . . .	41
3.7. En la figura 3.7 presentamos una imagen logarítmica de NGC 6445 en el filtro de [N II] $\lambda$ 6583 obtenida en el telescopio de 1.5m del Observatorio de Sierra Nevada (España, cortesía del Dr. Luis F. Miranda, IAA). Sobre esta imagen se representan las rendijas utilizadas para el análisis de esta nebulosa. . . . .	43
3.8. Interfaz del programa Shape . . . . .	45
3.9. Espectro sintético sobrepuesto sobre espectro real, así también su imagen. . . . .	46
3.10. Modelo morfocinemático con parámetros físicos diversos. . . . .	46

4.1. Diagramas PV correspondientes a las rendijas A, B, C. Para los diagramas con $PA = 0^\circ$ , arriba es N y abajo S, mientras que para $PA = +75^\circ$ arriba es NW y abajo SE. . . . .	49
4.2. Diagramas PV correspondientes a las rendijas D, E y F. Para los diagramas con $PA = 0^\circ$ , arriba es N y abajo S, mientras que para $PA = +75^\circ$ arriba es NW y abajo SE. . . . .	50
4.3. Diagramas PV correspondientes a las rendijas G, H . . . . .	52
4.4. Diagramas PV correspondientes a las rendijas J, K y L . . . . .	53
4.5. Diagramas PV correspondientes a las rendijas M, N y P . . . . .	55
4.6. Proceso del cálculo de velocidad sistémica: En la parte derecha de la imagen, se observa el espectro correspondiente a la rendija F (espectro en gris y negro), la cual es la rendija que pasa más cerca de la posible posición de la estrella central. Se obtuvieron los picos de emisión, como se ve en la gráfica verde y se realiza el proceso detallado anteriormente. . . . .	57
5.1. Distintos cortes de las estructuras que forman el modelo morfocinemático de la PN NGC 6445 obtenido con el programa SHAPE. . . . .	59
5.2. Modelo morfocinemático de la PN NGC 6445 sobrepuesto en la imagen en [N II] con diferentes grados de transparencia. . . . .	60
5.3. Imagen de NGC 6445 con modelo y rendijas A, B y C sobrepuestas. . . . .	62
5.4. Diagramas PV sintéticos de las rendijas A, B y C sobrepuestos a los observados. . . . .	63
5.5. Imagen de NGC 6445 con modelo y rendijas D, E, F, G y H sobrepuestas. . . . .	64
5.6. Diagramas PV sintéticos de las rendijas D, E y F sobrepuestos a los observados. . . . .	65
5.7. Diagramas PV sintéticos de las rendijas G y H sobrepuestos a los observados. . . . .	66
5.8. Diagramas PV sintéticos de las rendijas J y K sobrepuestos a los observados. . . . .	68
5.9. Diagramas PV sintéticos de las rendijas J y K sobrepuestas al observado. . . . .	69
5.10. Diagramas PV sintéticos de las rendijas L, M, N y P sobrepuestos a los observados. . . . .	70

5.11. Diagramas PV sintéticos de las rendijas L y M sobrepuestas al observado. . .	71
5.12. Diagramas PV sintéticos de las rendijas N y P sobrepuestas a los observados.	72
5.13. Diagramas PV sintéticos de las rendijas D, E y F sobrepuestos a los observados en blanco y negro. Aquí se logra apreciar de mejor manera la parte central y algunas zonas brillantes que son fáciles de observar en la Figura 5.6 . . . . .	73
5.14. Diagramas PV sintéticos de las rendijas G y J sobrepuestos a los observados en blanco y negro. Aquí se logra apreciar de mejor manera la parte central y algunas zonas brillantes que son fáciles de observar en las Figuras 5.8 y 5.11	74
5.15. Diagramas PV sintéticos de las rendijas N y P sobrepuestos a los observados en blanco y negro. Aquí se logra apreciar de mejor manera la parte central y algunas zonas brillantes que son fáciles de observar en la Figura 5.14 . . . . .	75
5.16. Modelo morfocinemático de la PN NGC 6445 obtenido con SHAPE con sus respectivas etiquetas . . . . .	78
5.17. Nebulosa bipolares con características similares a NGC 6445 <b>Créditos:</b> <i>a)</i> <i>Hubble/ESA &amp; NASA</i> . . . . .	80

# Capítulo 1

## Introducción

### 1.1. Nebulosas Planetarias

Contrario a lo que podría pensarse, el término Nebulosa Planetaria (PN singular, PNe plural, por sus siglas en inglés, *Planetary Nebula/e*) no tiene ninguna relación con los planetas. Su nombre proviene de un hecho histórico al haberse encontrado un parecido con los discos verdes de un planeta, a pesar de carecer de una relación con él (Sullivan, 1915).

Una PN es en realidad un cascarón gaseoso en expansión, compuesto por polvo y gas ionizado en torno a una fuente central. Regularmente, la fuente central consiste en el núcleo remanente de una estrella evolucionada de masa baja a intermedia (cuya masa en secuencia principal estaba entre 0.8 y 8.0  $M_{\odot}$ ). La formación de una PN se realiza a través de la pérdida de masa de una estrella AGB por medio del viento estelar y pulsos térmicos. Una estrella AGB es la siguiente etapa evolutiva de una estrella Gigante Roja (AGB: *Asymptotic Giant Branch*)

Por medio de la contracción del núcleo remanente de la AGB se genera primeramente un viento rápido que moldea la envoltente expulsada. Posteriormente, este núcleo genera radiación que ioniza la envoltente moldeada. En la Sección 2.2 se explica más a detalle este

proceso.

## 1.2. Reseña Histórica

Charles Messier observó la primera PN en 1764 correspondiendo al objeto número 27 de su famoso catálogo. Sin embargo, el nombre para estos objetos fue acuñado por William Herschel, quien asoció su apariencia a un planeta verdoso-nebular (Herschel, 1791). Fue el mismo Herschel quien hizo notar que la verdadera naturaleza de de su origen de estos objetos era estelar (Kwok, 2007).

En 1834, Comte afirmaba que era imposible estudiar la composición química o la verdadera naturaleza de las estrellas. Afortunadamente no fue el caso, y en 1824, Fraunhofer estudió líneas espectrales del Sol y de algunas estrellas brillantes. Años después, Kirchoff y Bunsen publicaron un estudio sobre los espectros de las líneas de emisión de varios elementos químicos, abriendo con ello, una nueva técnica de la astronomía, la espectroscopía (Hearnshaw, 2010).

La primera observación espectroscópica de una PN fue realizada por Huggings en 1864 sobre el objeto NGC 6543 (Huggings & Miller, 1864). Huggings mostró que algunos elementos comunes, cuyos espectros fueron observados en el laboratorio, estaban también presentes en las estrellas y, lo más importante, en nebulosas gaseosas (Kwok, 2007). El espectro de una PN está dominado por líneas de emisión, no por un continuo como ocurre en los espectros de las estrellas. A través de estos espectros se identificaron varias líneas en las PNe. Una de las primeras a ser determinadas, fue la línea de  $H\beta$ , descubierta por Balmer (Kwok, 2007). Sin embargo, algunas líneas brillantes permanecieron sin identificar hasta 1927 por Bowen (Saha, 1928). Este dilema será abordado más adelante.

Vogel y Schneir (1888) también contribuyeron a la espectroscopía, perfeccionando técnicas fotográficas para determinar corrimiento Doppler, como lo menciona Hearnash, (2010).

Campbell (1911) determinó la velocidad radial de varios objetos con un estudio de corrimientos Doppler, esto propició a que hallara una relación entre la velocidad radial de las estrellas respecto a su clase espectral: la velocidad radial incrementa de la misma manera que aumenta la clase espectral, desde estrellas tipo O a M. Esta investigación ayudó a asignarle una clasificación espectral a las PNe y a entender parcialmente cómo evolucionan estos objetos y de dónde vienen (Zanstra, 1932).

Por otra parte, Campbell & Moore (1918) observaron alrededor de 96 objetos, entre ellos pequeñas nebulosas y PNe, concluyendo que estos últimos objetos tenían velocidades mayores a las estrellas de clase espectral tipo B, las cuales son objetos más jóvenes con una mayor temperatura. Curtis (1918) obtuvo resultados similares: las observaciones que consiguió, apuntaban que a las velocidades radiales correspondientes a las PNe tenían valores más altos que las estrellas tipo B. Sin embargo en ese momento la idea de que la evolución estaba relacionado con una disminución en la temperatura. Pero, bajo la relación encontrada por Campbell (1910) –el aumento de velocidad de una estrella en función de su tipo espectral– se concluía que las PNe correspondería a objetos tipo M por los valores altos en velocidad radial observados.

Asimismo, los estudios de Wright (1915) mostraron que los núcleos de PNe eran más parecidos a una estrella Wolf-Rayet. Por esta razón, Wright concluyó que las PNe pertenecían a fases previas a la evolución estelar por las altas temperaturas que tienen Wolf-Rayet (25,000 - 50,000 K). Todo esto bajo la idea de que la temperatura es un indicativo de la evolución estelar (a menor temperatura, el estado de evolución es más avanzado).

Esta conclusión contradice lo que hasta hoy se conoce respecto a la posición de las nebulosas

en el diagrama H-R, (uno de los estados finales de una estrella de baja o intermedia masa) y que la temperatura no es factor para determinar el estado evolutivo estelar (Wright, 1915).

Si retomamos lo que se conocía sobre espectroscopía en las PNe en sus inicios, Herschel (1791) propuso que la energía de las PNe es liberada por una estrella cercana. Por otra parte, Hubble (1922) propuso que las líneas de emisión espectral de PNe son el resultado de la absorción de la nebulosa por una radiación continua de la estrella central, después de haber encontrado una correlación entre la magnitud de la estrellas y el tamaño de la nebulosa. Menzel en 1924 sugirió que las líneas de emisión de  $H\beta$  son debidas a la ionización del hidrógeno sobre el límite de Lyman ( $912 \text{ \AA}$ ), es decir, línea observable en radiación ultravioleta como lo menciona Kwok (2007). Años después, Zanstra (1927) corroboró esta teoría a través de un desarrollo cuantitativo. Él propuso una explicación para la presencia de líneas de emisión de Hidrógeno y Helio en el espectro de las PNe: después de ser fotoionizada la nebulosa, existe un proceso de recombinación en los elementos presentes dentro de la misma, entre el núcleo cargado positivamente y el electrón. Este mecanismo origina las líneas de emisión, las cuales son observadas en la PN (en el caso de los cálculos de Zanstra).

Debido a las estructuras de las líneas espectrales observadas por ellos mismos, Campbell & Moore, argumentaron que era evidencia de que el gas está en rotación (Zanstra, 1932). Sin embargo, Zanstra afirmaba que esos cambios en las líneas espectrales no necesariamente pueden ser explicadas por rotación, sino que puede interpretarse como movimientos diferenciales, esto significa que las PNe no estarían en equilibrio. Entonces, si una PN no está rotando, debe haber otro proceso diferente que haga que la nebulosa no esté en equilibrio, por lo que esto implicaría un proceso de expansión o contracción. Así, estos procesos podrían ser los causantes del desplazamiento de las líneas espectrales observadas respecto a su centro. En todos los casos de líneas espectrales observadas en las que se muestra claramente este cambio, se obtiene una velocidad radial más grande que la velocidad de escape, esto conlleva a que las

cáscaras de gas se están alejando de la estrella central. Asimismo, como Campbell & Moore mencionan, la nebulosa se vuelve más tenue conforme se incrementa la distancia implicando que la PN está en un estado continuo de expansión, no de contracción como se consideraba previamente.

Al inicio del uso de la espectroscopía en las nebulosas, Herschel (1864) había encontrado prominentes líneas verdes en espectros de emisión en la nebulosa NGC 6543, asoció a estas líneas a un nuevo elemento químico, el *Nebulio* por su presencia en las nebulosas y el hecho de que no se había hallado un origen análogo terrestre. El enigma sobre estas líneas espectrales permaneció hasta que Bowen (1927) mostró que eran causadas por un proceso de fluorescencia de estados metaestables de oxígeno. El mecanismo de fluorescencia ocurre cuando un electrón en un átomo de una molécula cae desde un estado excitado hacia un nivel más bajo emitiendo un fotón. El electrón puede estar excitado por la colisión de otro electrón libre en el medio o por la absorción de un fotón. Sin embargo, este fenómeno físico ocurre en condiciones inusuales, de densidad extremadamente baja. El espacio interestelar es posible que pueda brindar esas condiciones necesarias debido a los bajos valores de densidad en comparación a la alta densidad en el ambiente terrestre. Estas circunstancias resultan en líneas prohibidas observadas en espectros nebulares, por lo que los astrónomos anteriormente no eran conscientes de la existencia de tales condiciones, razón por la que atribuyeron esas líneas brillante a un nuevo elemento.

### 1.3. Clasificación de las Nebulosas Planetarias

Hasta la fecha se ha encontrado una gran diversidad en la morfología de las PNe. Algunas de ellas contienen simetrías axiales que le dan la forma a la PNe, otras poseen flujos en algún eje y otras incluyen grumos de baja ionización. Esta variedad ha dado pie a tener más de una explicación para la formación de cada uno de estos objetos, algunas, por ejemplo, incluyen

la interacción con una posible compañera binaria (De Marco, 2009) o el efecto de rotación o el campo magnético del núcleo de la PN sobre el viento estelar (Segura-García et al., 2020). Por otra parte, las estructuras y simetrías básicas de las PNe pueden formarse durante la parte final de la evolución de las AGB, en escalas de tiempo muy cortas, donde la tasa de pérdida de masa cambia de manera abrupta y rápida. Aquí se aborda tanto las clasificaciones morfológicas como espectrales.

### 1.3.1. Clases de Excitación

Gurzadyan (1971) propone que existen dos clases de PNe: Nebulosas de bajo nivel de excitación y nebulosas de alto nivel de excitación. Es difícil encontrar una característica general para ambos grupos. En el primer caso, un criterio satisfactorio puede ser la intensidad del cociente  $(I_{n_1} + I_{n_2})/I_{H\beta}$ , mientras que para las nebulosas de alta excitación  $I_{\lambda 4686}/I_{H\beta}$  ó  $I_{\lambda 3426}[\text{Ne v}]/I_{H\beta}$ , pueden ser más convenientes, siendo aquí  $n_1$  y  $n_2$  los niveles de excitación.

El espectro es clasificado en una escala desde 1 a 10. En la clase 1, son nebulosas en cuyo espectro están ausentes las líneas de [O III]. En las clases de 2 a 5, son las nebulosas que incluyen la línea de He II  $\lambda 4686 \text{ \AA}$ , así como en las que su cociente  $(I_{n_1} + I_{n_2})/I_{H\beta}$  se incrementa conforme cambia de clase. Las clases restantes están basadas en la magnitud de  $I_{\lambda 4686}/I_{H\beta}$ .

### 1.3.2. Clasificación de Peimbert

Esta clasificación consiste en cuatro tipos de acuerdo a sus composiciones químicas en las PNe.

#### Tipo I

Son objetos ricos en helio y nitrógeno, regularmente pertenecen a la población tipo I (Faundez-Abanz & Maciel, 1987). Existen algunos criterios para este grupo. El primero de ellos es que sean objetos con  $\frac{N(\text{He})}{N(\text{H})} \geq 0.14$  ó  $\log \frac{N}{O} \geq 0.0$  (Peimbert, 1978). El segundo criterio es la alta

presencia de nitrógeno (Peimbert, 1978; Peimbert & Torres-Peimbert, 1983). El último es la presencia de una estructura pronunciada filamentosa en las PN ricas en He y N, además de fuertes líneas prohibidas desde [O I], [N I], [S II] hasta el [Ne V] (Peimbert, 1978; Peimbert & Torres-Peimbert, 1983).

Es probable que la estructura filamentoso/a se produzca debido a choques e inestabilidades que se accionan por tener una mayor densidad y/o material más rápido que ha alcanzado al material eyectado previamente. Por otra parte la mayor parte de estos objetos suelen ser bipolares (Peimbert y Torres-Peimbert, 1983). El exceso de las abundancias en He y N en estas PN puede deberse a una naturaleza masiva en sus progenitoras y la contaminación de la envolvente eyectada debido a la evolución estelar (Peimbert, 1978).

### **Tipo II**

Son objetos con abundancias en He, N, O y Ne, pertenecen a la población intermedia, suelen ser producidos por estrellas de masa intermedia, con un cociente de  $\frac{n(\text{He})}{n(\text{H})} = 0.11$  y  $\log n(\text{O}) = 8.9$  y con una velocidad radial peculiar de  $|\Delta v| < 60 \text{ km s}^{-1}$  (Peimbert, 1978).

### **Tipo III**

Estos objetos tienen altas velocidades radiales  $|\Delta v| > 60 \text{ km s}^{-1}$  que no pertenecen a la población del halo. Se espera que una fracción de PN tipo III sea pobre en Fe, contenga un cociente de  $\frac{n(\text{He})}{n(\text{H})} \simeq 0.11$  en y  $\log n(\text{O}) \simeq 8.8$  (Peimbert, 1978).

### **Tipo IV**

Son las PN que pertenecen a la población del halo. No muestran excesos en helio, de hecho, parece que tienen una ligera deficiencia de este elemento relativo a otras PNe. Tienen un cociente de  $\frac{n(\text{He})}{n(\text{H})} \simeq 0.10$  y  $\log n(\text{O}) \simeq 7.7$  (Peimbert, 1978). Además de poseer alta velocidad radial

### 1.3.3. Clasificación Morfológica

Contrario a lo que se puede pensar, las PNe con morfología esférica, son de lo más inusual. En cambio, existen una gran diversidad en otras formas. Sin embargo, hay que tomar en cuenta que la mayoría de las clasificaciones morfológicas depende en gran medida de los datos observacionales obtenidos junto con las herramientas observacionales usadas en ese momento. Por ahora, las clasificaciones más actuales son de Parker et al., (2006) y de Sahai, Morris & Villar (2011). Parker presentó un catálogo con más de 900 PNe. Mientras que Sahai, Morris & Villar diseñaron un sistema de clasificación de PNe usando datos obtenidos de 119 PNe jóvenes con el *Telescopio Espacial Hubble* (HST, por sus siglas en inglés *Hubble Space Telescope*). En esta trabajo se abordará esta última clasificación por ser la más reciente, además de la usada en la literatura para NGC 6445. Sus clasificaciones son: (B) Bipolar, (M) Multipolar, (E) Elongada, (I) Irregular y (R) Redonda (ver Fig. 1.1).

Existen también características secundarias de clasificación, éstas son de acuerdo a sus lóbulos, si estos son abiertos o cerrados, serán denotados por las letras *o* y *c*, respectivamente. También se pueden incluir las diferencias de acuerdo a la parte central de la nebulosa o la estrella central o su halo, entre otras.

Existe una extensión de las clases primarias, siendo éstas *Redonda* (*R*), *Lóbulos Colimados* (*L*) y *Espiral* (*S*). Se pueden ver ejemplos en la Fig. 1.2. Para que los objetos sean clasificados en la primera clase, debe contener una asimetría máxima de  $< 10\%$ . Por otra parte los objetos que entran en la clasificación *L*, tienen lóbulos colimados pero no muestran un estrechamiento en la región central, a diferencia de las PNe bipolares. Mientras que las nebulosas tipo *espiral* corresponden a un pequeño grupo de objetos cuya estructura prominente nebulosa tiene dos brazos en forma espiral. Es importante mencionar que en una PN pueden

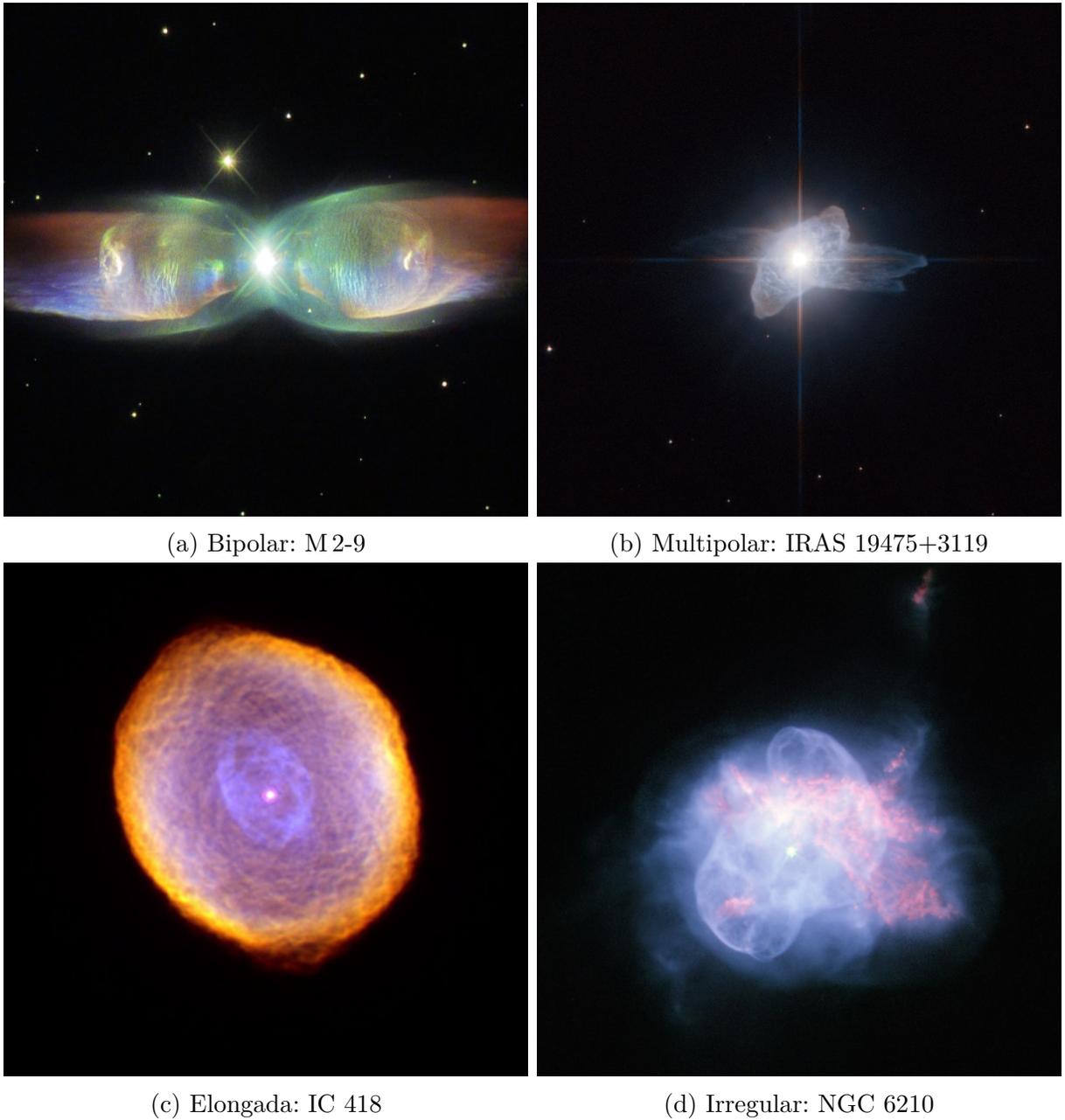


Figura 1.1: Clasificación morfológica clásica (Sahai et al. 2011), de izquierda a derecha: Bipolar, Multipolar, Elongada e Irregular. **Créditos:** *a) Hubble/ESA & NASA por Judy Schmdit, b) Hubble/ESA & NASA, c) y d) NASA/ESA and The Hubble Heritage Team (STScI/AURA)*

existir más subestructuras con características diferentes a las primarias o adicionales, como burbujas, toroides y halos. Las imágenes de la Figura 1.2 dan una visión un poco más clara sobre estas clases primarias adicionales (Sahai, Morris & Villar, 2011).

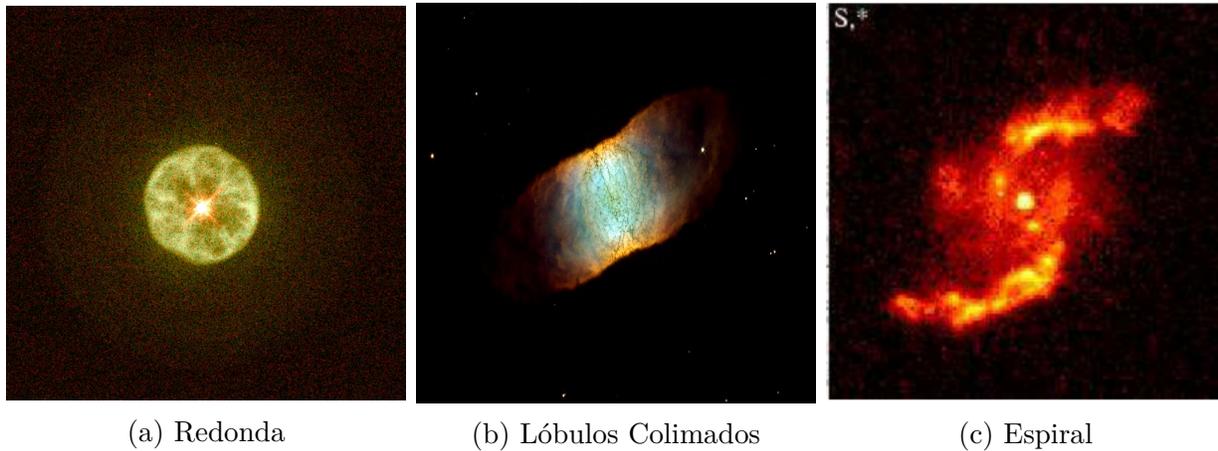


Figura 1.2: Clasificación morfológica (Sahai et al. 2011), de los objetos IRAS 12317+8250, IC 4406 y PK032+07#2. Imágenes obtenidas a través del HST.

## 1.4. Nebulosa Planetaria NGC 6445

NGC 6445 es una PN conocida como “*La Pequeña Gema*” se ha clasificado como una PN bipolar tipo I (Peimbert & Torres, 1983; Phillips, 1991; Van Hoof et al., 2000; Phillips & Ramos-Larios, 2010) y se estima que la distancia hacia ella es de 1.38 kpc, según el paralaje medido por *Gaia* (Bublitz et al. 2019). Esta PN tiene una edad dinámica de  $\sim 5000$  años (Phillips et al. 1984). En ella se alberga una fuente compacta de rayos X en su centro (Montez et al., 2015), cuya estrella central, es la remanente estelar cuya temperatura estimada es de 175,000 K (Aleman et al., 2018) con una masa es de  $0.64 M_{\odot}$  y una luminosidad baja (Van Hoff et al., 1999). También se ha encontrado emisión coronal (la cual es flujo de energía radiado desde la corona de una estrella) en la parte central, siendo una fuente probable una compañera (Montez et al., 2015). Ver Fig 1.3 y 1.4.

Aller, Czyzak & Kaler (1973) mencionan que NGC 6445 es una PN de alta excitación por lo que posiblemente se encuentre en un estado de evolución avanzado. Esta última característica también es secundada por Van Hoff et al. (1999), debido a su gran tamaño y su baja

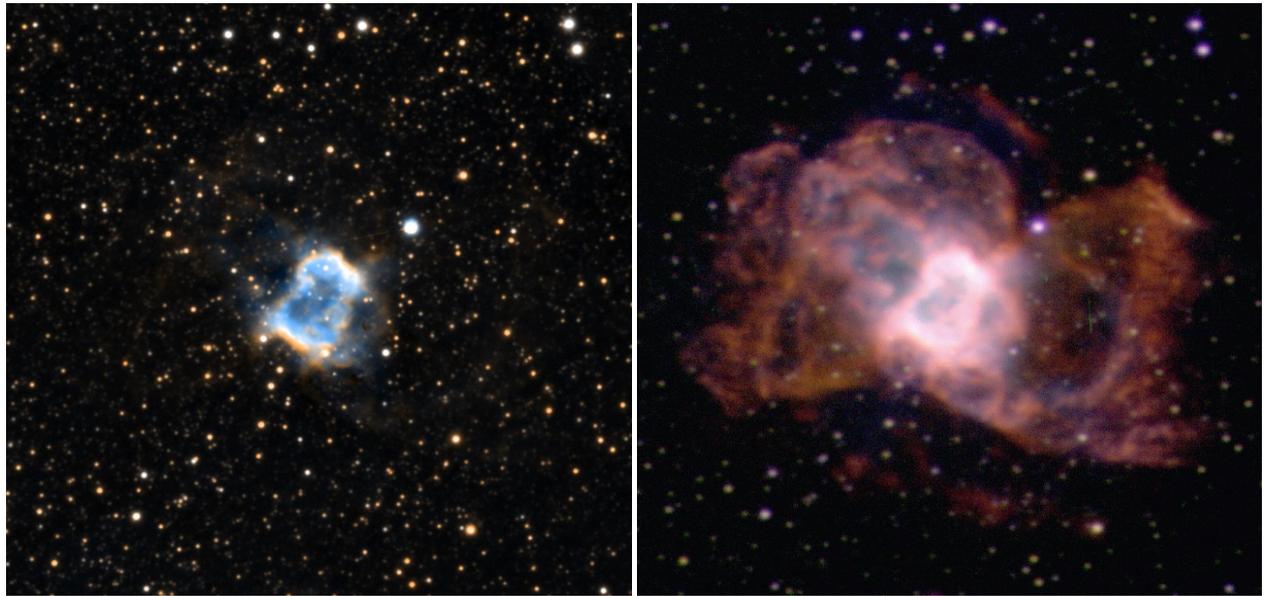
(a) NGC 6445 en color con filtros  $r$  y  $g$ .(b) NGC 6445 con filtros  $[\text{O III}]$ ,  $[\text{N II}]$  y  $\text{H}\alpha$ .

Figura 1.3: Nebulosa Planetaria NGC 6445 observada con: (a) PanSTARRS-1 Archive; (b) Telescopio de 1m del Observatorio de Sierra Nevada, Granada, cortesía por Dr. Luis F. Miranda. Ambas imágenes tienen una escala de  $4' \times 4'$ , con Norte arriba, Este izquierda.

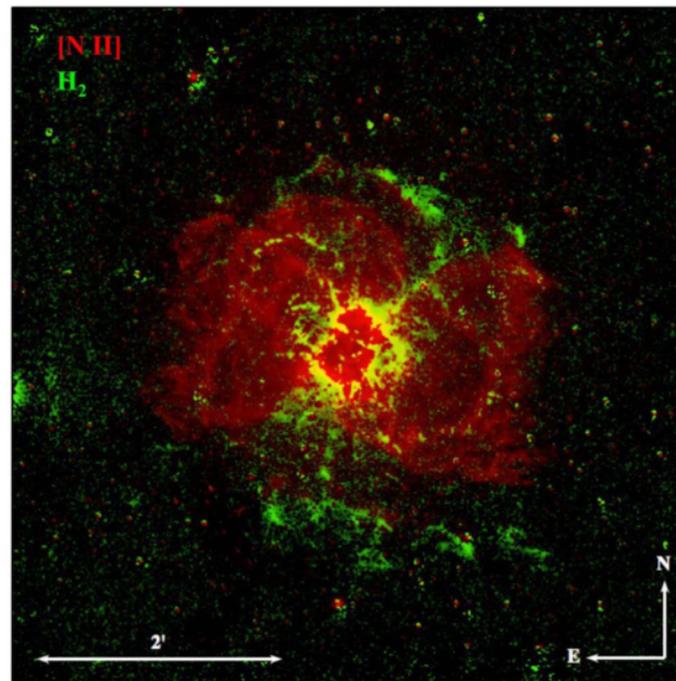


Figura 1.4: NGC 6445 con filtros  $[\text{N II}]$  y residual de  $\text{H}_2$  **Créditos:** Imagen obtenida de Fang et al., 2018.

densidad. Por último, la nebulosa cuenta con un cociente *grosor a radio* de cáscara de 0.36 (Aller et al. 1973).

La estructura más brillante de esta PN, es un aparente anillo central rectangular, que posee una geometría bastante irregular. Vazquez et al., (2004) reportó que el tamaño del anillo era de  $37''$ , mientras que Fang et al.(2018), muestra que tiene un dimensión  $\sim 40'' \times 50''$ .

Se ha observado un incremento de la densidad dentro del anillo de emisión en óptico/radio, con un valor máximo de  $1 \times 10^3$  cm (Phillips, 1991). Aunado a esto se ha notado la presencia de granos de polvo dentro de la región ionizada de la PN NGC 6445 (Van Hoff et al., 2000) y alrededor del anillo que puede observarse en el mediano infrarrojo (MIR) a  $8\mu m$  (Phillips & Ramos-Larios, 2010). También se ha reportado extensión en el anillo central en emisiones de  $H_2$  (Phillips & Ramos-Larios, 2010).

Con sus estudios en MIR, Phillips & Ramos-Larios (2010) muestran que las partes internas de NGC6445 se encuentran ionizadas, mientras que las externas son polvorientas y posiblemente neutras. Los granos de polvo pueden ser Hidrocarburos Aromáticos Policíclicos (PAH), esto ha sido apoyado por los estudios de Mata et al. (2018). Adicionalmente se ha observado la presencia de regiones fotodisociadas (PDR) de la misma manera que se ha encontrado PAHS.

Las PDRs, son regiones en donde tanto el polvo, como las moléculas del gas, son destruidas por la ionización. Estas han sido halladas dentro del anillo denso de la nebulosa por emisiones en  $OH^+$  y  $H_2$  (Mata et al, 2016; Aleman et al., 2018). La presencia de  $OH^+$  se observa posiblemente por la excitación en PDR, la alta densidad cerca del anillo y probablemente también debido a la alta temperatura de la estrella central de la PN (CSPN) (dado que es usual encontrar emisión de  $OH^+$  en PNe con CSPN cuya  $T_{\text{eff}} \geq 100,000$  K). Por otra parte, los mecanismo más relevantes de excitación de  $H_2$  son fluorescencia, bombeo radiativo y

excitación colisional, por lo que en una fuente caliente radiando fotones UV sobre nubes de material neutro, se suelen encontrar regiones PDR por ser regiones típicas de excitación de UV del  $H_2$  (Aleman et al., 2018; Fang et al., 2018). Todo esto nos da indicios de que el anillo tiene una estructura inusual, es muy grueso, (es decir, una densidad más alta en comparación con los lóbulos; Cuesta & Phillips, 1998) tiene una densidad no homogénea, en su exterior existe tanto polvo como gas neutro, mientras que la parte interna se encuentra ionizada y a temperaturas muy altas (Mata et al, 2016; Phillips & Ramos-Larios, 2010).

También se ha detectado una emisión intensa al observar fuertes líneas de emisión de  $[S II]$ , podría dar indicios de regiones de choques, que podrían ser correspondientes a velocidades del orden de 110 km/s ó más. A primera vista se puede asumir que la emisión externa puede ser una excitación por choque. Tal suposición podría ser consistente con la morfología observada, dado que las estructuras bipolares dan la apariencia que pudieran haberse formado por medio de choques; la interacción entre supervientos y las envolventes externas, o alternativamente la acción de jets precesantes de alta velocidad (Cuesta & Phillips, 1998).

Pottasch et al., (2000) reporta una razón de N/O considerablemente baja para esta PN, mientras que encuentra que la abundancia de oxígeno en ella es alrededor de un factor de 3 veces más grande que otras PN. Entretanto, Phillips & Ramos-Larios (2010) mencionan que los cocientes de las abundancias de He/H y N/O son consistentes con el grupo de las BPNe tipo I, así como de PNe con temperaturas altas de la estrella central. También hallaron emisiones de CO y  $H_2$ . Estas moléculas han sido detectadas adicionalmente por Fang et al., (2018), Aleman et al., (2018) y Bublitz et al., (2018). Aleman et al., (2018) ha comentado sobre emisiones rotacionales de  $OH^+$ , la cual comenta que son debidas probablemente a PDR, PNe con estrellas centrales calientes ( $T_{\text{eff}} \geq 100000K$ ) y a nudos cometarios, lo cual es congruente con lo revisado en la literatura de NGC 6445. Bublitz et al., (2018) también detecta moléculas de OH y  $OH^+$ . Por otra parte, varios autores coinciden que la envolvente

de NGC 6445 es rica en [N II], cuenta con nudos cometarios, filamentos, condensaciones y una densidad baja.

Lo que sabemos hasta ahora de los lóbulos observados es lo siguiente: NGC 6445 contiene un par de lóbulos visibles extendiéndose hacia el este y oeste con un tamaño de  $3.1 \times 1.9$  arcmin<sup>2</sup> (Phillips & Ramos-Larios, 2010). Los colores en MIR de los lóbulos (probablemente se encuentren ionizados) son radicalmente diferentes al núcleo (Pottasch et al 2000) y su emisión MIR se extiende más hacia el norte y el sur de la imagen obtenida por Phillips & Ramos-Larios (2010). Mientras que Fang et al. (2018) encontró emisión de H<sub>2</sub> que puede ser ortogonal a los lóbulos que se observan en el óptico.

# Capítulo 2

## Marco Teórico

En este capítulo se presenta una breve revisión bibliográfica sobre la evolución estelar, la formación de PNe y en particular de las nebulosas bipolares (Becker, 1981; Palla & Stahler, 1993; Mastrodemos & Morris, 1999; Padmanabhan, 2001; Kippenhahn, 2012; Iben, 2013; Zou et al, 2020; García-Segura et al, 2020; Schwarz & Corradi, 1995).

### 2.1. Pre-Secuencia Principal

La formación de una estrella se da a través de sobre-densidades en nubes moleculares en el medio interestelar, produciendo un colapso gravitacional, forman una esfera de gas que empezará a contraerse de manera acelerada diferenciándose del resto de la nube, teniendo así una proto-estrella la cual evolucionará hacia una estrella justo cuando empiecen las fusiones termonucleares en su núcleo. El proceso de evolución estelar de la proto-estrella se da de la siguiente manera: La protoestrella aumenta su temperatura durante unos cientos de años, se vuelve opaca a la radiación y se va contrayendo mientras se calienta. La temperatura crece al punto de nivelar la presión de la esfera con la atracción gravitacional de ella. Después de cierto tiempo se llega a un equilibrio generando un núcleo convectivo y agregando más material de la nube que va cayendo lentamente. Ésta se compacta más volviéndose transparente, su temperatura adquiere valores altos e inicia el proceso de fusión de hidrógeno, dando así

origen a una estrella y al inicio de su trayectoria evolutiva a través de la Secuencia Principal (MS, por sus siglas en inglés “*Main Sequence*”).

Con respecto a la generación de estrellas, éstas se producen en el rango de  $0.08 M_{\odot}$  a  $150 M_{\odot}$ . Por razones que se explicarán más adelante, se estima que la posible estrella progenitora de la PN NGC 6445 es una estrella que se encuentra en el rango entre masa intermedia y alta, así que sólo se abordará la evolución de este tipo de estrellas.

## 2.2. Evolución de Estrellas de Masa Intermedia

Gran parte de la vida de una estrella ocurre en la MS, el tiempo en la que permanezca va a depender en gran medida de su masa inicial, y mientras su masa aumente, su tiempo de vida va a disminuir. El proceso de las reacciones termonucleares que producen el encendido de la estrellas se realizan fusionando hidrógeno para convertirlo en helio, en el caso de las estrellas de masa intermedia ( $2 - 8 M_{\odot}$ ) el mecanismo dominante es el ciclo CNO. Se trata de un proceso de fusión de hidrógeno en helio, que utiliza como catalizadores carbono, oxígeno y nitrógeno. Al evolucionar la estrella, crea un núcleo convectivo homogéneo de helio, y a su vez una cáscara de fusión de hidrógeno, esto da pie a dos efectos: aumenta la temperatura por contracción y la envolvente se expande haciendo que la  $T_{\text{eff}}$  disminuya, provocando así su salida de la MS y hacia la RGB (Rama de las Gigantes Rojas, por sus siglas en inglés *Red Giant Branch*). La zona de convección del hidrógeno se mueve hacia las capas profundas, entonces ocurre el primer dragado, es decir la convección se trae material del interior hacia la superficie estelar. Simultáneamente, el proceso triple- $\alpha$  produce la fusión de helio en carbono de manera controlada. El núcleo y la cáscara de fusión de hidrógeno se expanden, y se incrementa la luminosidad. Debido a estas expansiones empieza un descenso de la temperatura en la base de la envolvente, lo cual produce que se contraiga y la temperatura efectiva  $T_{\text{ef}}$  aumente, esto equivale a que la estrella se mueve a temperaturas más altas en el diagrama HR. Más adelante

el núcleo de carbono se contrae al mismo tiempo que la cáscara de hidrógeno se extingue por la expansión de la envoltura. Por medio de esta contracción, existe un aumento de temperatura en el núcleo, esto combinado con la presión por el material depositado por la CFH (Cáscara de Fusión de Hidrógeno) ocasiona la generación de una región de fusión de helio en la parte superior del núcleo. Finalmente, el núcleo se expande haciendo que la región de fusión de hidrógeno sea más delgada hasta convertirse en una cáscara, la envoltura se expande y se enfría, haciendo la estrella más luminosa hasta volverse una estrella AGB. En la Fig. 2.1 se puede seguir de manera gráfica lo mencionado en esta sección.

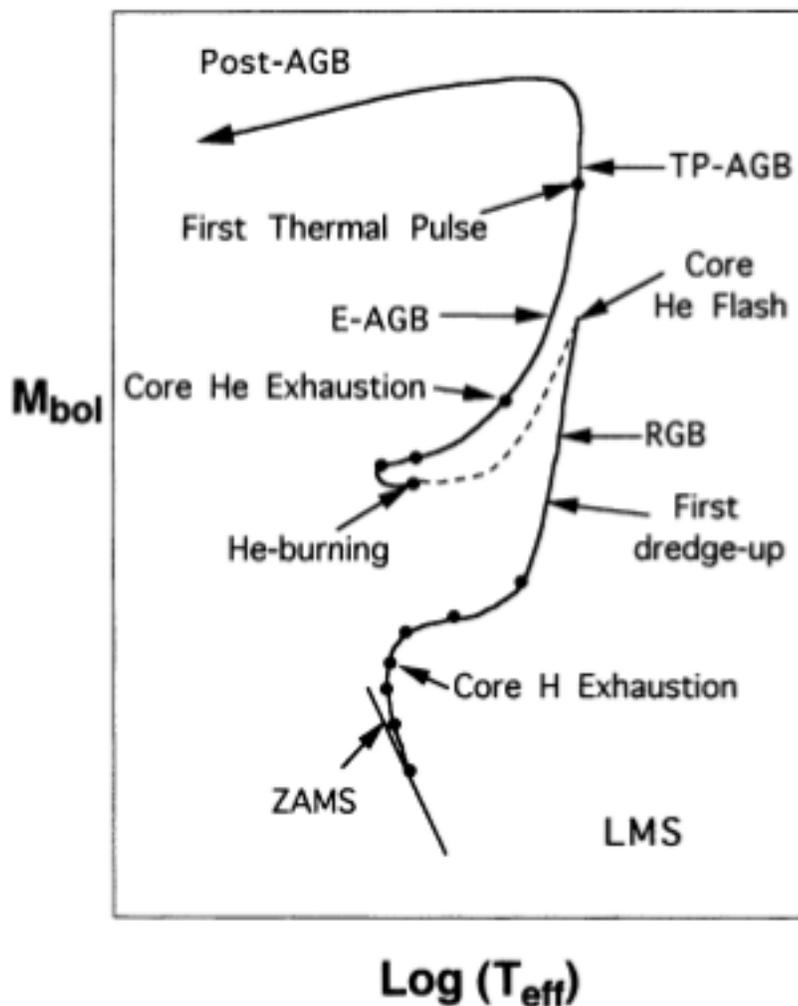


Figura 2.1: Evolución en el diagrama HR para estrellas de masa intermedia. Figura adaptada de Bermúdez-Bustamente (2016).

### 2.3. Evolución de Estrellas AGB

Las estrellas experimentan inestabilidades periódicas térmicas en la cáscara de fusión de helio, conocidos como “pulsos térmicos” (*thermal pulses*). La evolución de una estrella AGB se divide en dos fases principales: “AGB temprana” y “Pulso-térmico AGB” (TP-AGB). En la primera fase, la cáscara de fusión de hidrógeno, la fusión de hidrógeno domina la producción de energía, el producto de la fusión se acumula en una capa hasta que permite la fusión de helio. Durante la fase térmica, las dos cáscaras de fusión se alternan como el principal mecanismo de producción de energía. Dependiendo de la masa del núcleo, el tiempo de vida de una AGB temprana es de  $10^7$  años aproximadamente. La fase de TP-AGB empieza con el reencendido de hidrógeno en una cáscara delgada, siendo la fuente dominante la mayor parte del tiempo. Aún así, la cáscara de He que se encuentra debajo de la cáscara de fusión de hidrógeno aumenta, lo cual desencadena una reacción triple- $\alpha$  y eventualmente una reacción termonuclear. Después se generan *flashes* de helio que durarán hasta que la cáscara de helio se expanda y enfríe, haciendo que la estrella regrese a un estado estacionario de quemado de hidrógeno en una cáscara.

La estrella TP-AGB puede experimentar varios pulsos de una cáscara de hidrógeno que pueden ser de larga amplitud. A través de estas pulsaciones térmicas periódicas, la estrella pierde rápidamente masa produciendo una envoltura circunestelar de 0.1 pc y una distribución de densidad inversamente proporcional a  $r^2$ . A pesar de las pulsaciones periódicas los cascarones resultantes son difuminados mientras se expanden dentro de un periodo de 20000 años (Villaver, García-Segura & Manchado, 2002). La estrella sale de la fase AGB cuando la cáscara de fusión remanente que rodea al núcleo degenerado, tiene una masa de  $10^{-3}M_{\odot}$ . Después de un tiempo, la estrella entra a la fase Post-AGB, el núcleo se contrae y la temperatura aumenta hasta  $\approx 30,000$  K, lo cual produce que la envoltura tenga una expansión libre. Cuando la Post-AGB, supera el valor de temperatura mencionada anteriormente, inicia un nuevo mecanismo; ionización proveniente de la fuente central que empieza a ionizar el material de la

envolvente expulsada. Convirtiéndose la estrella post-AGB en la que se conoce como estrella central de una PN (CSPN). Después de un tiempo, hay una generación de un “viento rápido” con una velocidad entre 500 y 4000 km s<sup>-1</sup> (Guerrero & De Marco, 2013). El viento rápido (*fast wind*) se enfrenta con el viento lento (*slow wind*) de entre 10 y 40 km s<sup>-1</sup>, el cual corresponde al borde interno de la envoltura expulsada en la fase AGB. En este proceso se producen dos ondas de choque debidas a la interacción entre los vientos: el viento rápido chocado y el viento lento chocado. Conforme avance el tiempo, estas regiones abarcan mayor tamaño debido a la continua expansión del viento rápido, el cual empujará y acumulará al material en un efecto “barredora de nieve”. Esto dará como resultado un patrón formado por una envolvente delgada disuelta sin perturbar, una región de gas ionizado y chocado, una burbuja caliente (*shocked fast wind*), una pequeña región de viento rápido sin perturbar y un núcleo muy caliente, lo cual conformará lo que conocemos como una PN propiamente dicha: una cáscara de material ionizado en expansión producto de la evolución de una estrella de masa baja a intermedia.

## 2.4. Nebulosas Planetarias Bipolares

Las PNe pueden presentarse con diferentes morfologías: Redondas, Elípticas, Irregulares, Espirales, con Lóbulos Colimados, Multipolares y Bipolares. Siendo esta última siendo la clasificación morfológica de NGC 6445. Las nebulosas planetarias bipolares denotadas como BPNe, representan los objetos primariamente con dos lóbulos diametralmente opuestos centradas en la estrella central o en su posición esperada, en dónde se suele encontrar un estrechamiento en la región central, de dónde emanan los lóbulos, siendo éstas regularmente muy brillantes (ver Fig. 2.2). En esta sección abordamos ciertas características importantes de las BPNe para el mejor entendimiento del objeto NGC 6445.

Schwarz & Corradi (1995) menciona ciertas cualidades obtenidas de las BPNe a través de un

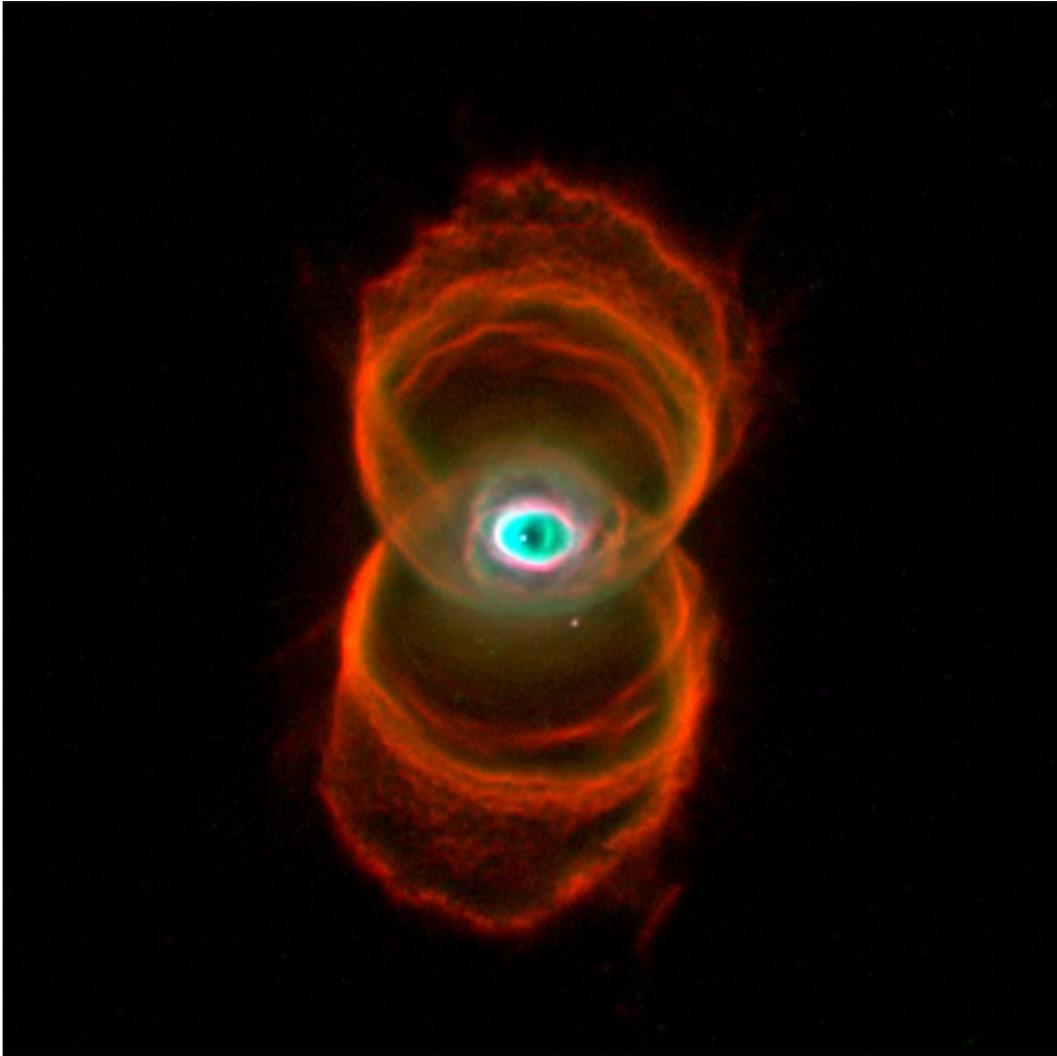


Figura 2.2: Nebulosa Bipolar con una clara simetría axial. **Créditos:** Raghvendra Sahai y John Trauger (JPL), el equipo de ciencia de WFPC2 NASA/ESA

muestreo de 400 PNe del cual presentamos un resumen general.

Según Schwarz & Corradi (1995), en su muestreo las BPNe son encontrados en menor cantidad (14 %) en comparación a las elípticas (64 %). Por otra parte Parker et al. (2006) señalan que en su catálogo de 900 PNe observadas, el 12.5 % son bipolares. Schwarz & Corradi (1995) afirman también que estas son producidas por estrellas progenitoras más masivas en comparación a otras PNe, con un límite inferior de  $1.5 M_{\odot}$ . Existe cierta variedad en la morfología de ellas: lóbulos completos pero no visibles, o cintura no pronunciada o lóbulos separados de

la fuente central (por ejemplo, Th2-B y He 2-25).

Mediante observaciones de la cinemática espectroscópica, se han encontrado altas velocidades de los flujos en la parte más elongada, con velocidades polares mayores de  $300 \text{ km s}^{-1}$  (Corradi & Schwarz, 1993). Aún así es posible encontrar BPNe que no tengan velocidades altas en sus lóbulos, aunque esto puede ser debido a efectos de proyección. También hay objetos evolucionados donde el gas se ha extinguido en gran medida.

### 2.4.1. Formación de Nebulosas Bipolares

El modelo de “Vientos Estelares Interactuantes” (ISW, por su siglas en inglés *Interacting Stellar Winds*) puede explicar el modelo más simple de las PNe, sin embargo no puede explicar completamente la formación de las BPNe (Balick & Frank, 2002). Aunque existen diversas explicaciones para la formación de esta morfología, aquí se abordará en detalle el “Modelo de Envolverte Común” (CE, por sus siglas en inglés *Common Envelope*) de un sistema binario, el cual ha sido el más aceptado para explicar la formación de BPNe.

#### Envolverte Común

Para que se dé el escenario de envolverte común (ver Fig. 2.3), necesitamos un sistema binario, el cual está conformado por una estrella gigante roja evolucionada y una estrella secundaria (esta puede encontrarse en la secuencia principal). La estrella más masiva empieza a perder masa a través de pulsaciones y viento lento, aumentando de tamaño, entonces, el material que pierde la primaria es eyectado hacia su compañera. Así se forma un disco de acreción en la secundaria que empieza a recibir más masa. Si la estrella secundaria crece en tamaño por la acreción de material, también llenará su lóbulo de Roche formará finalmente un envolverte común donde los núcleos van a empezar a moverse de manera independiente a la envolverte. En el caso contrario, es decir que la secundaria no aumente de tamaño, entonces la separación orbital va a disminuir, acercándose así a la primaria. El material que recibe

el disco de acreción puede ser a través del viento de la AGB o, si su separación estelar es pequeña, entonces puede ser desde la fotosfera de la estrella masiva. Cuando se forma el disco de acreción de la secundaria, ésta empezará a generar un viento el cual emanará de las partes internas del disco, siendo colimado a lo largo del eje polar del sistema, la velocidad de dicho viento no tendrá relación con el viento esférico simétrico de su compañera gigante roja. A continuación, material excedente saldrá por el punto de Lagrange L2 del sistema binario, cayendo gravitacionalmente y formando un segundo disco entorno al sistema binario, que en el futuro pudiera ser un toroide o anillo en torno a la nebulosa bipolar. Para la formación de flujos bipolares se han propuesto que la energía rotacional de los discos de acreción puede generar los flujos (*outflows*): La envolvente común posee una rotación diferencial y las estrellas inmersas en ella, rotan generando fricción rotacional, lo cual provoca que tanto como la estrella primaria y su estrella compañera caigan en espiral gravitacionalmente hasta tener una separación mucho menor entre ellas (ver Fig. 2.4). La energía que se libera en este proceso, calienta la envolvente dando como resultado una expansión de ésta; sin embargo como existe mayor densidad en la zona ecuatorial, esta expansión se dará de manera perpendicular al plano orbital, generando así los flujos bipolares.

Después de esto, el viento rápido de la estrella remanente, choca con el material eyectado previamente de la envolvente y va comprimiendo el material como un efecto parecido a la “barredora de nieve”, lo cual da forma a los lóbulos bipolares.

Por otra parte García-Segura et al (2020) proponen que partes del disco de acreción circumbinario podría caer en ambas estrellas, por lo tanto es probable que se formen dos discos de acreción más pequeños, por lo que podría generarse vientos impulsados de manera magnética teniendo autocolimación de ellos lo que podría dar una explicación diferente a la formación de los lóbulos bipolares.

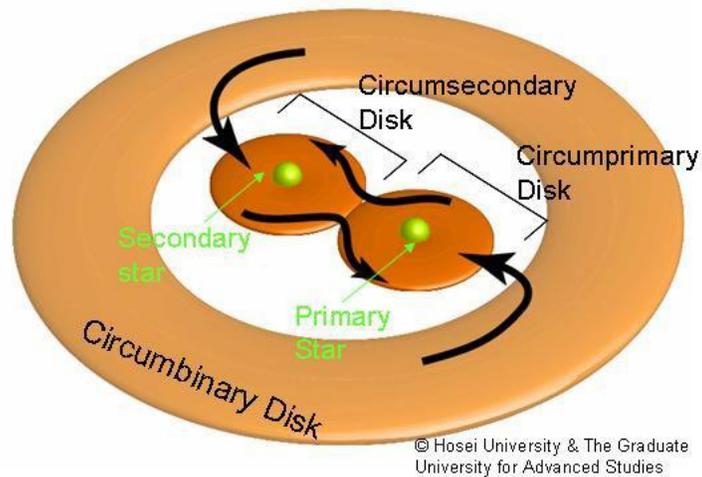


Figura 2.3: Formación del disco circunestelar en un sistema binario. **Créditos:** Hosei University & The Graduate University for Advanced Studies

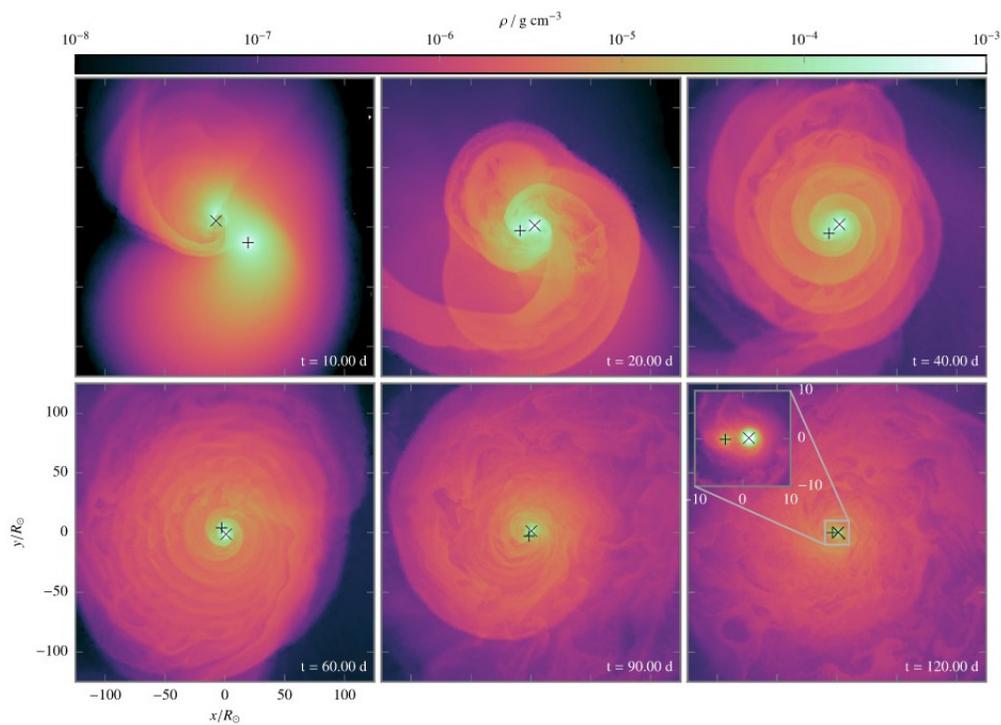


Figura 2.4: Envoltura común en un sistema binario. **Créditos:** Ohlmann (2016)

## 2.5. Fundamentos de Espectroscopía

Las referencias usadas para explicar los fundamentos de espectroscopía, su relación con las PNe y la cinemática de las PNe, fueron : Tennyson (2005); Kitchin (1984); Hecht (2002) y Walker (1987).

La espectroscopía consiste en descomponer la luz en las diferentes longitudes de onda que la componen a través de dispersión. Con ella se puede estudiar la interacción de la luz con la materia, lo cual brinda información relevante en diferentes áreas del conocimiento: biología, química, física y astronomía. En esta última, se ha realizado un gran avance para el entendimiento de varios objetos celestes; medio interestelar, PNe y estrellas.

De hecho, Fraunhofer realizó el primer estudio espectroscópico. Por medio de un prisma que él mismo había manufacturado difractó un haz de luz solar haciéndolo pasar a través de una rendija. Tal experimento lo llevó a obtener líneas oscurecidas en el espectro observado. Fraunhofer catalogó estas líneas con cada longitud de onda de manera meticulosa, conocidas actualmente como las *líneas Fraunhofer*.

Por otra parte, él no sabía cuál era la causa de esas líneas obtenidas, esto se comprendió hasta los experimentos de Kirchoff & Bunsen. Ellos encontraron la relación que existe entre la longitud de onda de la luz emitida de cierto material con las líneas de Fraunhofer, demostrando así que las líneas de Sodio que obtuvo Fraunhofer son una consecuencia directa de la composición del Sol. Junto con Huggings, Campbell, entre otros importantes astrónomos incursionaron en la espectroscopía brindando resultados interesantes a la astronomía. En este proyecto sólo se aborda los temas necesarios de espectroscopía para el entendimiento de la morfología, cinemática, composición y temperatura de la PNe.

## 2.6. Naturaleza del Espectro

Para entender de dónde provienen los espectros observados, ya sea de una estrella o una PN, es importante entender algunos procesos cuánticos que están envueltos en la obtención de datos espectrales.

Pueden existir espectros de absorción o emisión, esto depende del objeto observado, a continuación se explica cómo sucede estos fenómenos físicos internos:

### Absorción

Un átomo puede absorber luz cuando uno de sus electrones salta del estado  $i$ , de menor energía, al estado  $j$ . La intensidad con que el átomo en un nivel  $i$  absorbe luz para mover al nivel  $j$  está dado por (Tennyson, 2005):

$$N_i h \nu_{ji} B_{ij} \rho_\nu \quad (2.1)$$

En  $N_i$  es el número de átomos en el estado  $i$ ,  $\nu_{ji}$  es la frecuencia,  $\rho_\nu$  es la densidad de radiación,  $B_{ij}$  es la probabilidad de transición para absorción, conocido como el coeficiente de Einstein. Einstein probó que:

$$B_{ij} = \frac{c^3}{8\pi h \nu_{ji}^3} \frac{g_j}{g_i} A_{ji} \quad (2.2)$$

$g_j$  y  $g_i$  son los pesos estadísticos, también conocidos como degeneraciones de los estados  $j$  e  $i$ .

### Emisión

El proceso de emisión se logra a través de la transición de un electrón excitado hacia a un nivel más bajo, y bajo ciertas circunstancias, es posible que este proceso suceda de manera espontánea emitiendo un fotón. La intensidad de una línea de emisión desde el nivel  $j$  hasta el nivel  $i$  está dado por:

$$N_j h \nu_{ij} A_{ji} \tag{2.3}$$

Donde  $N_j$  es la densidad electrónica,  $\nu_{ij}$  es la frecuencia y  $A_{ji}$  es el coeficiente de Einstein para emisiones espontáneas y proporciona el número de transiciones por segundo de un átomo en un estado excitado  $j$  al estado  $i$  (Tennyson, 2005).

### 2.6.1. Espectrógrafos

Un espectrógrafo es un instrumento óptico que suele usarse para descomponer la luz en diferentes colores (longitudes de onda) a través de principios físicos como refracción o interferencia dependiendo del elemento que se use para dispersar la luz ( ver Fig. 2.5). Suele constituirse por cinco elementos básicos:

- Rendija: Permite pasar la luz a través de una abertura bastante pequeña
- Colimador: Convierte un haz divergente en un haz paralelo, regularmente suele ser un lente o un espejo
- Elemento dispersor: Descompone la luz en sus diferentes componentes, puede ser una rejilla de difracción o un prisma (o un sistema de primas).
- Cámara: Enfoca el haz que sale del elemento dispersor, suele ser un lente secundario
- Detector: Almacena la información obtenida del espectro del objeto en forma de imagen.

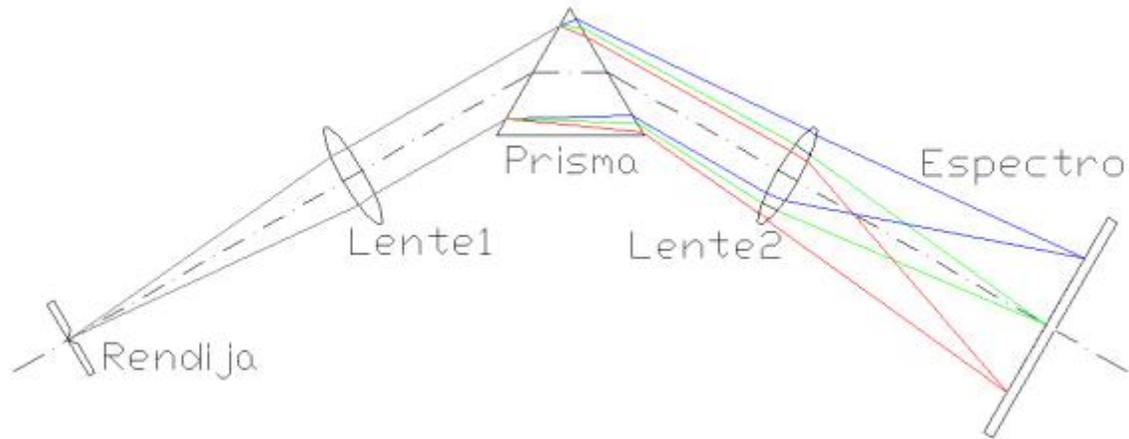


Figura 2.5: Composición de un espectrógrafo clásico.

**Créditos:** <https://webs.ucm.es/info/Astrof/users/jaz/TRABAJOS/UGARTE/3.htm>

El elemento dispersor suele jugar un papel importante en los instrumentos pues dependiendo de lo que se desea observar, los elementos serán distintos. Si el elemento dispersor, es el espectrógrafo, entonces se tendrá una configuración distinta, como se observa en Fig. 2.6b. En el caso de los espectrógrafos tipo Echelle, el elemento dispersor, será la rejilla. Esta se compone de una serie de caras escalonadas para producir interferencia debido a la interacción de la luz entre cada una de las caras de la rejilla. La interferencia es ocasionada por la diferencia de fases en las longitudes de onda, pues la trayectoria de luz que pasó por cada cara difiere entre sí. En esencia, cada una de estas caras dividen el haz seleccionado en una serie de sub-aperturas que interfieren entre sí al llegar al detector.

La dispersión de una rejilla se puede expresar matemáticamente de la siguiente manera:

$$m\lambda = d(\text{sen}\alpha + \text{sen}\beta) \quad (2.4)$$

donde  $m$  es el orden espectral,  $\lambda$  es la longitud de onda  $\alpha$  es el ángulo de incidencia y  $\beta$  es el ángulo de difracción, cuando se encuentran del mismo lado de la normal de la rejilla, estos ángulos tiene el mismo orden.

Un factor importante en la difracción a través de las rejillas, es el *ángulo de Blaze* ( $\phi$ ). Este ángulo permite aumentar la dispersión espectral lo cual nos permite tener ordenes mayores de interferencia que nos dará la información necesaria espectral del objeto en cuestión. Se define como el ángulo de las caras respecto a la normal de la rejilla.

Adicionalmente, un elemento importante para conocer la eficiencia espectral de un espectrógrafo, es la resolución espectral ( $R$ ), se define como:

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} \quad (2.5)$$

donde  $\Delta\lambda$  está relacionado con el *poder de resolución*, es decir que mide la diferencia que existe entre dos longitudes de onda, mientras que  $\lambda$  es la longitud de onda de interés.

La imagen obtenida de un espectrógrafo es en realidad una imagen del cielo que atravesó la rendija y se reflejo en la rejilla, descomponiéndose en diferentes longitudes de onda. Estas imágenes tendrán un eje espacial y un eje espectral. En el caso de PNe se podrá ver una estructura en la dirección espacial, por ser un objeto extendido. Así mismo se pueden tener líneas de cielo, ocasionadas por el brillo atmosférico (*airglow*), líneas de absorción teléricas y espectro solar debido a la luz dispersada por la Luna. Además se presentan reflejos que pueden ser ocasionados por una fuente muy brillante -cercana al objeto observado o en él- que hace que genere un espectro igual adicional (no real) en el detector. Al tener cada línea de emisión resuelta, se puede ver la estructura cinemática de la sección en la que pasa el objeto a través de la rendija. Debido a la dispersión espacial y espectral de las planetarias, podemos asignar una parte del objeto extendido (en este caso PN) brindando información sobre su cinemática a través de las diferentes longitudes de onda y el efecto Doppler.

### 2.6.2. Espectrógrafo Echelle

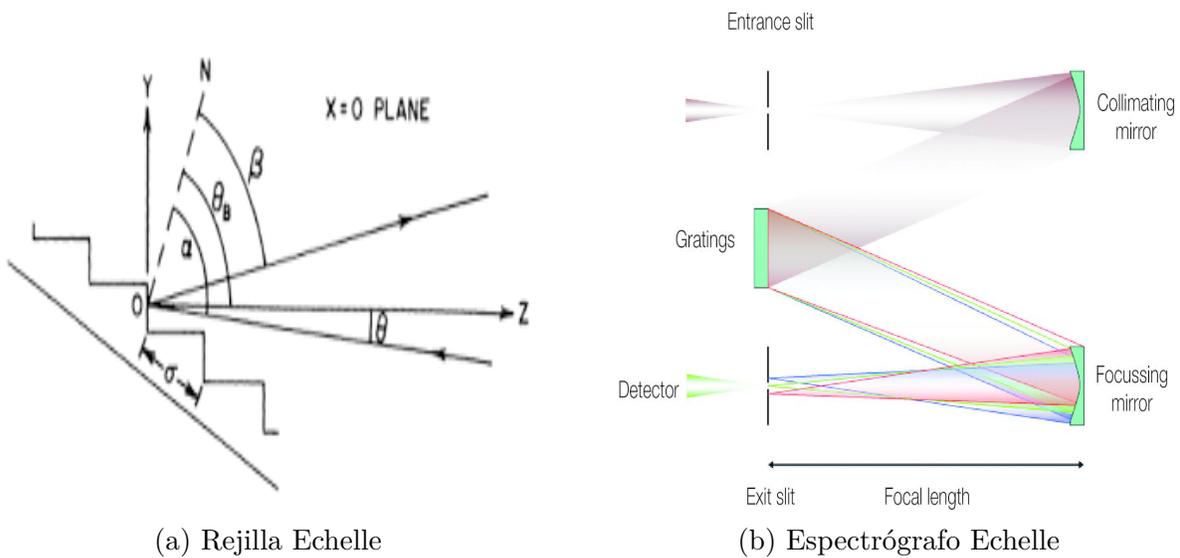


Figura 2.6: Espectrómetro Echelle y su rejilla correspondiente.

**Créditos:** <http://www.astrosen.unam.mx/richer/docencia/tecnicas/>

En el espectrógrafo Echelle, es el elemento dispersor con rejillas de difracción donde es iluminada la parte corta de los “escalones” de la rejilla, el ángulo de incidencia ( $\alpha$ ) es  $\geq 80^\circ$  (ver 2.6a). Estos instrumentos suelen tener dos rejillas de difracción, además de tener poca cobertura espacial. Adicionalmente, suelen tener un rayado grueso, es decir pocas líneas/mm, además concentran luz en órdenes altos, siendo separados regularmente a través de otra rejilla o un prisma.

## 2.7. Espectroscopía en las Nebulosas Planetarias

Todas las nebulosas comparten un espectro similar en la estructura general. Este espectro consiste en una serie de líneas de emisión brillantes y débiles sobre un fondo débil continuo (Gurzadyan, 1971).

Existen diferentes orígenes a las líneas espectrales que suelen estar presentes en los espectros de una PN, tales como: fotoionización, excitación por colisiones, recombinación, transiciones permitidas y prohibidas.

- **Fotoionización:**

Si un electrón ligado a un átomo está inicialmente en el nivel  $n$  y un fotón es absorbido por el átomo, el electrón puede ser excitado a un nivel más alto  $n'$ , o escapar del átomo. La fotoionización va a ocurrir si la frecuencia  $\nu$  del fotón de entrada es más grande que  $\nu_n$ . Donde

$$\nu_n = \frac{R_H}{n^2} \quad (2.6)$$

y  $R_H$  es la constante de Rydberg.

- **Excitación por colisión:** Es el proceso de excitación o desexcitación por la colisión de una partícula con un átomo o ión. Esto produce que haya transiciones de un nivel bajo a uno más alto o viceversa por la transferencia de energía entre la partícula y el sistema.

- **Recombinación:**

Los electrones libres, producidos por fotoionización, se recombinarán con los protones del medio circundante, siendo los electrones de menor energía los que tienen una mayor probabilidad de interacción. El proceso de recombinación se da por la recaptura del electrón libre. La radiación liberada es la llamada la emisión del continuo libre-ligada.

- **Transiciones Permitidas:** Se dan cuando un electrón es capturado por un átomo o un ion, o cuando un electrón ligado baja de nivel, en ambos casos emitiendo un fotón.
- **Transiciones Prohibidas:** Consiste cuando un electrón libre golpea un ion, como consecuencia el electrón dentro del ion sube a un nivel más alto, sin embargo este electrón pasa a un nivel más bajo sin ninguna perturbación externa. Sin embargo esta emisión espontánea es de baja probabilidad. Para que esto ocurra la densidad tiene ser

relativamente baja, así como el nivel superior en donde se realiza la transición debe estar en un estado metaestable.

A través de las observaciones, las líneas espectrales nos proporcionan información sobre diferentes parámetros físicos, tales como *temperatura, composición, abundancia, presión, campos magnéticos y movimiento*.

## 2.8. Cinemática de las Nebulosas Planetarias

Uno de los fenómenos observados en las líneas espectrales, es el *efecto Doppler*. Éste consiste en el cambio relativo de la longitud de onda de una fuente de emisión respecto a su observador. En el caso de astronomía se refiere al movimiento relativo del objeto observado desde la Tierra, lo cual lleva un cambio “*corrimiento*” en la longitud de onda. Para el caso de una PNe, se observará un desdoblamiento espectral que nos brinda información sobre la expansión de la nebulosa. Así para cualquier punto de emisión, se puede aplicar la relación:

$$\frac{v}{c} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} \quad (2.7)$$

Donde  $v$  es la velocidad en una dirección alejándose de nosotros y  $\Delta\lambda$  el cambio en la longitud de onda. Cuando un objeto o parte de él se mueve hacia nosotros,  $\Delta\lambda < 0$  tiene un corrimiento hacia longitudes de onda corta, es decir hacia el azul (*corrimiento hacia el azul*). Mientras que cuando se aleja de nosotros  $\Delta\lambda > 0$ , se tiene un corrimiento hacia longitudes de onda más largas, es decir hacia el rojo (*corrimiento hacia el rojo*).

# Capítulo 3

## Metodología

### 3.1. Instrumentación

Las observaciones obtenidas para el procesamiento y análisis de esta tesis fueron realizados en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, localizado en la Sierra de San Pedro Mártir (OAN-SPM), estado de Baja California, en el Noroeste de México. Este observatorio cuenta con uno de los mejores cielos para realizar observaciones astronómicas (Eramus, 2002). Desde hace más de 40 años, el observatorio alberga tres telescopios principales, cuyos diámetros son de 0.84, 1.5 y 2.1 m. Además existen otros nuevos telescopios para proyectos específicos; Saint-Ex, COATLI, DDOTI, COLIBRI y TAOS. El telescopio empleado para la obtención de las observaciones que son presentadas en esta tesis fue con el telescopio de 2.1 m ver Figura 3.1).

#### 3.1.1. Telescopio 2.1 m

El telescopio de 2.1m es un reflector de tipo Ritchey-Chréteín con espejos secundarios intercambiables de razón focal  $f/7.5$ ,  $f/13.5$  y  $f/30$  los cuales permiten un mayor o menor campo de visión y resolución espacial.



Figura 3.1: Telescopio de 2.1m en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro-Mártir (OAN-SPM)

Los límites del telescopio en Ascensión Recta (AR) son de  $\pm 5.5$  h y en Declinación (DEC) de  $+69^{\circ}40'$  a  $-40^{\circ}$  e incluye una platina giratoria recientemente automatizada (Zazueta et al., 2017). Los instrumentos disponibles permiten realizar espectroscopía óptica, imagen directa óptica o infrarroja. El telescopio fue inaugurado en 1979 y se localiza a 2800 metros sobre el nivel del mar.

### 3.1.2. Espectrógrafo MEZCAL

El *Manchester Echelle Spectrometer (MES)* es un espectrógrafo Echelle de rendija larga, diseñado para estudiar objetos extendidos y débiles, a través de una alta resolución espectral y señal-ruido.



Figura 3.2: MEZCAL con contrapeso instalado en 2003.

Una versión de este espectrógrafo empezó a operar en las instalaciones del OAN-SPM en 1998 y a partir del 2000 se realizaron modificaciones mecánicas y de control, por lo que fue bautizado como MEZCAL (Manchester Echelle Spectrometer at Baja California). Una de las modificaciones realizadas en la estructura del MEZCAL fue un contrapeso que le permite rotar la platina para poder escoger libremente el ángulo de posición (PA) más apropiado

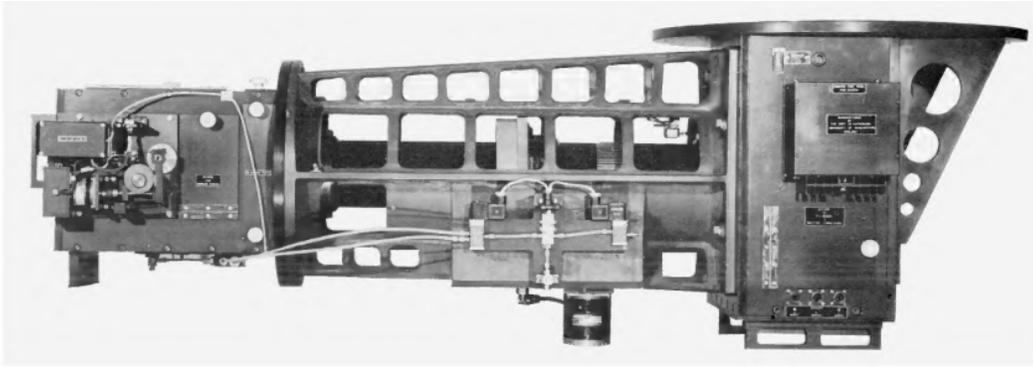


Figura 3.3: MEZCAL en su diseño original con un detector IPCS.

para las observaciones (ver Fig. 3.2 y 3.3). El instrumento está diseñado principalmente para telescopios tipo Cassegrain o Ritchey-Chrétien. El MEZCAL cuenta con dos modos de observación, adicionales a la imagen directa: multirendija y rendija larga.

MEZCAL también cuenta con filtros de interferencia para aislar el intervalo de las longitudes de ondas a observar;  $H\alpha$ ,  $[O\text{ III}]\lambda 5087$  y  $[S\text{ II}]\lambda 6724$ . El filtro usado para para la PN NGC 6445 fue  $H\alpha$ . La eficiencia de  $H\alpha$  es de 75 % aproximadamente (Meaburn et al. 1984). Este filtro incluye las líneas  $[C\text{ II}]\lambda 6568$ ,  $He\text{ II}\lambda 6560$ , además de  $[N\text{ II}]\lambda 6548$  y  $\lambda 6583$ , siendo ésta última la usada para este objeto.

## 3.2. Observaciones

Los datos fueron obtenidos en cinco temporadas, correspondientes a los años 2002, 2003, 2005, 2007 y 2008. La mayor parte de las observaciones se realizaron bajo las especificaciones mencionadas a continuación. Existe una excepción para el número de píxeles del CCD usado en la temporada 2002 y el ancho de la rendija usado en la última temporada (2008).

Se obtuvieron las imágenes del objeto, imágenes de calibración de sesgo (*bias*), espectros del

Rendija	PA	Escala espacial	Fecha de observación	Observadores
A	0	0.3"/pix	13 de Agosto de 2005	R. Vázquez, S. Zavala & P. Guillén.
B	0	0.3"/pix	16 de Julio de 2008	R. Vázquez, M. Estrada, C. López, S. Gil & E. Íñiguez.
C	0	0.3"/pix	13 de Agosto de 2005	R. Vázquez, S. Zavala & P. Guillén.
D	75	0.3"/pix	3 al 19 de Julio de 2007	R. Vázquez, M. E. Contreras, J. J. Pineda, L. Olguín & A. Mancera
E	75	0.3"/pix	3 al 19 de Julio de 2007	R. Vázquez, M. E. Contreras, J. J. Pineda, L. Olguín & A. Mancera
F	75	0.3"/pix	3 al 19 de Julio de 2007	R. Vázquez, M. E. Contreras, J. J. Pineda, L. Olguín & A. Mancera
G	75	0.3"/pix	3 al 19 de Julio de 2007	R. Vázquez, M. E. Contreras, J. J. Pineda, L. Olguín & A. Mancera
H	75	0.3"/pix	3 al 19 de Julio de 2007	R. Vázquez, M. E. Contreras, J. J. Pineda, L. Olguín & A. Mancera
J	90	0.3"/pix	21 al 22 de Febrero 2003	R. Vázquez, G. Benítez & S. Ayala
K	90	0.3"/pix	21 al 22 de Febrero 2003	R. Vázquez, G. Benítez & S. Ayala
L	90	0.6"/pix	15 al 18 de Julio de 2002	R. Vazquez, L. Olguin & M. Blanco
M	90	0.6"/pix	15 al 18 de Julio de 2002	R. Vazquez, L. Olguin & M. Blanco
N	90	0.6"/pix	15 al 18 de Julio de 2002	R. Vazquez, L. Olguin & M. Blanco
P	90	0.6"/pix	15 al 18 de Julio de 2002	R. Vazquez, L. Olguin & M. Blanco

Tabla 3.1: Observaciones obtenidas para la reducción y análisis de este trabajo.

objeto y espectro del arco de comparación de Th-Ar (*Arco*). Para las observaciones se usó el detector Site3 ( $24\mu\text{mm}$ ) con  $1024 \times 1024$  píxeles, una escala espacial de 0.6"/pix (modo *binning*  $2 \times 2$ ) y 0.3"/pix (modo *binning*  $1 \times 1$ ), una rendija de  $70\mu\text{m}$  y  $150\mu\text{m}$ , y una lámpara de descarga de Torio-Argón (Th-Ar) para la calibración.

### 3.3. Calibración Espectral

La información morfocinemática de la PN se obtiene por medio de los espectros del objeto, por lo que se requiere una reducción de los datos. De manera paralela también se hace un procesamiento de los arcos para la calibración en longitud de onda. Todo el procesamiento, calibración y reducción de espectros se realizó a través del programa IRAF (Image Reduction and Analysis Facility). IRAF consiste en un software diseñado por astrónomos y programadores, el cual se enfoca en la reducción de imágenes astronómicas obtenidas por diversas técnicas e instrumentos.

Antes de la reducción de las observaciones, se clasificaron los objetos según su tipo de dato: imagen del objeto (*Imagen + Slit*), *bias*, *Arco* y espectro del objeto. Posteriormente, Se eliminó las señales espurias en los extremos de las imágenes así como espectros, se realizó un pequeño recorte a lo largo y ancho de las observaciones. A continuación, se obtuvo un promedio de los bias obtenidos para ser restado a los espectros del objeto y los arcos, limpiando de errores del detector que pueden deberse a píxeles calientes. El siguiente paso fue calibrar el arco de la lámpara en longitud de onda pero antes de continuar, es importante revisar que tanto los espectros como los arcos no contengan rayos cósmicos que pueden alterar la calibración. En los datos que se usaron del objeto NGC 6445, la mayoría de ellas tenían una gran cantidad de rayos cósmicos por lo que se sustrajo a través de estas rutinas (ver Figura 3.4): *LACOS*, *Median*, *Imedit* y *CosmicRay*.

El procedimiento de calibración del arco en longitud de onda consistió en la identificación de las líneas de la lámpara Th-Ar, mediante un archivo de identificación de líneas en el rango de frecuencias entre 6540 a 6600 Å, correspondiente al filtro H $\alpha$ .

De manera adicional se usaron las rutinas *IDENTIFY*, *REIDENTIFY*, *FITCOORDS* y *TRANSFORM* para la reducción de los datos, aunque existen otras rutinas de IRAF para otros tratamientos de imágenes. En la Figura 3.5, se observa la diferencia entre un arco sin y con calibración en longitud de onda. Finalmente se calibro el espectro del objeto por medio del arco procesado previamente y la rutina *TRANSFORM*. Un paso adicional a la calibración fue la eliminación de las líneas del cielo que aparecen en los espectros, como se observa en la Figura 3.6.

Para ello, se usó la rutina *BACKGROUND*, consiguiendo así los espectros reducidos de NGC 6445, libres de rayos cósmicos, ruido del detector y calibrados. Adicionalmente, se uso una rutina de Python, *FrameGoTools* (Gomez et al., en preparación) que convierte los espectros de pixeles a segundos de arco y de longitud de onda a velocidad, con la corrección de la Velocidad Estándar Local de Reposo.

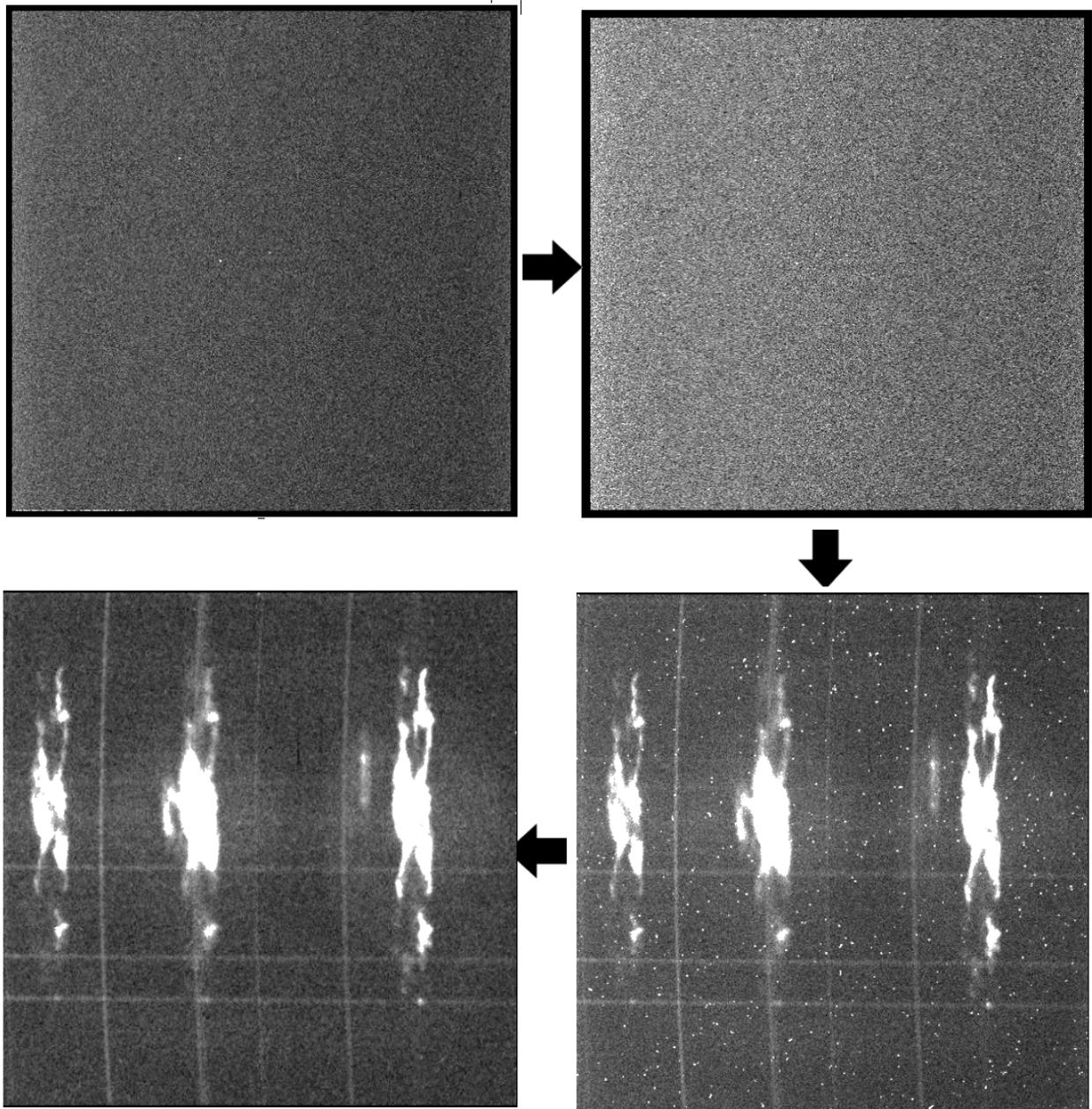


Figura 3.4: Limpieza del espectro: Se recortaron las imágenes, enseguida se creó un súperbias que fue eliminado del espectro y finalmente se limpió el espectro de rayos cósmicos

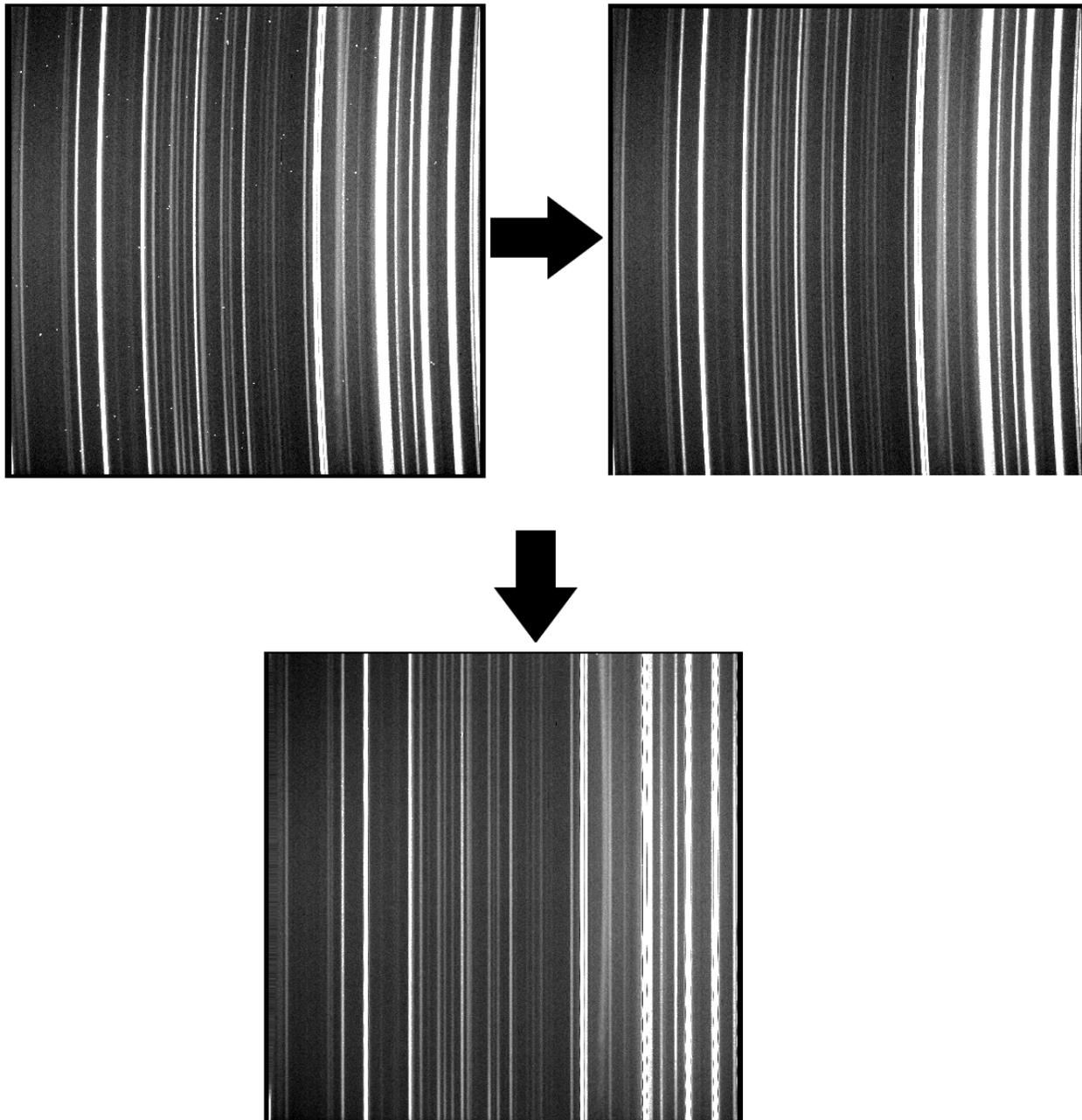


Figura 3.5: Limpieza del espectro de la lámpara de Th-Ar: Se recortó la imagen, se elimina el bias y se limpió el espectro de rayos cósmicos. En algunas de las líneas de emisión, se encuentran líneas oscuras a trazos sobrepuestas del lado derecho de la imagen. Estas se deben al proceso de calibración, al realizar la interpolación del flujo de las líneas aledañas para el enderezamiento de ellas y no afecta al análisis cinemático.

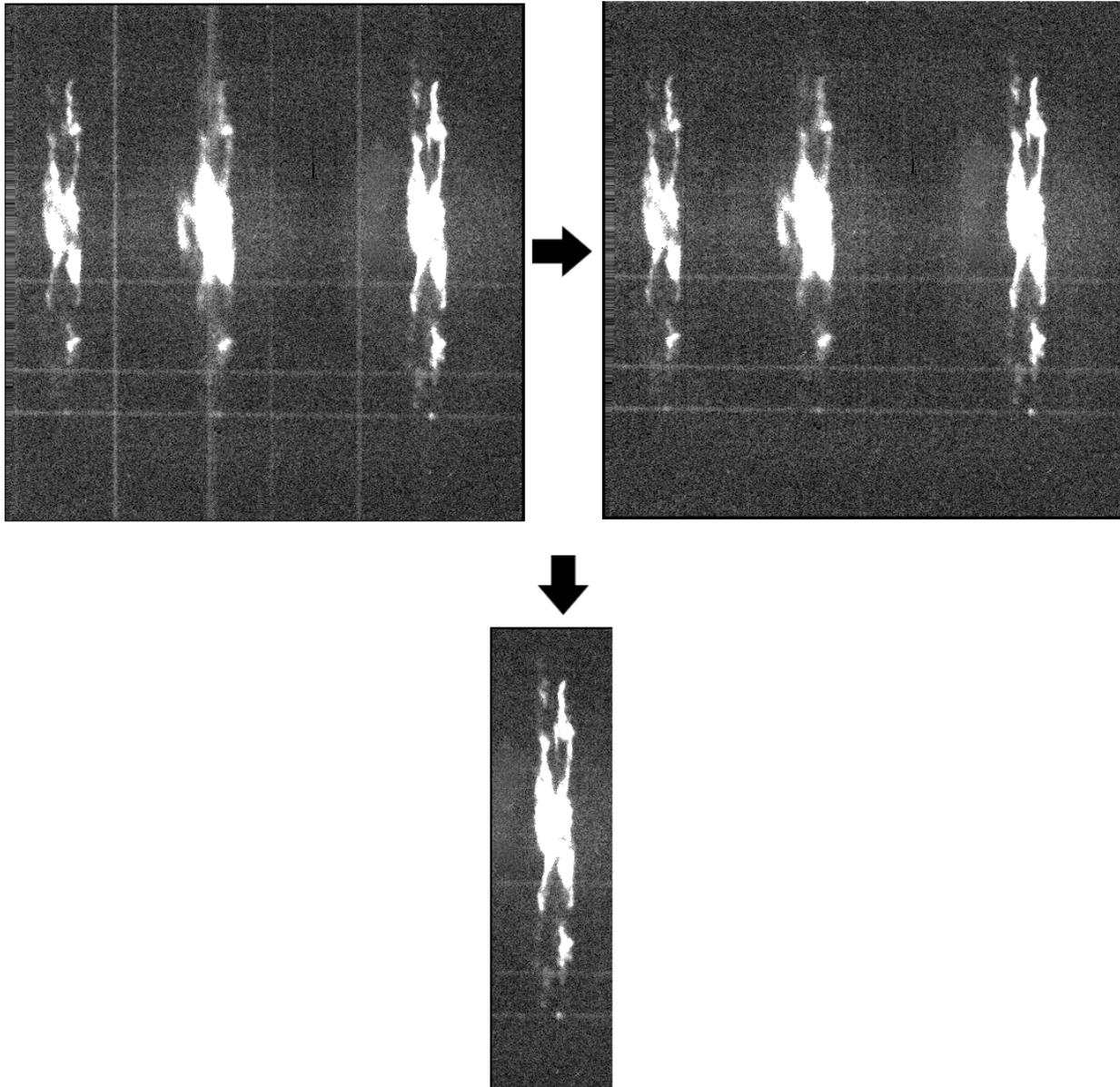


Figura 3.6: Reducción del espectro: Después de limpiarse de rayos cósmicos, se calibró en longitud de onda, se eliminaron las líneas del cielo y se recortó el espectro a usar, es decir el filtro  $H\alpha$  6853.4

### 3.4. Velocidad Sistémica

Cuando se observa la línea de emisión de algún objeto, vemos un ensanchamiento que puede deberse a diferentes causas físicas, una de esas es el efecto Doppler. Dicho efecto es de gran interés para el estudio de las PNe, pues nos proporciona información cinemática como la velocidad sistémica. La velocidad sistémica consiste en la velocidad en la que se mueve el objeto como un todo. Para calcularla se hace uso de la siguiente ecuación:

$$\frac{\lambda_{obs} - \lambda_{lab}}{\lambda_{lab}}c \quad (3.1)$$

Donde  $\lambda_{obs}$  es la longitud de onda observada,  $\lambda_{lab}$  es la longitud de onda de laboratorio y  $c$  es la velocidad de la luz. La rendija F (ver figura 3.7), pasa por la parte central donde se estima que debe encontrarse la estrella central remanente de la PN NGC 6445. Debido a la expansión se obtendrá un desdoblamiento de dos componentes, entonces  $\lambda_{obs}$  será el promedio de la longitud de onda de ambas componentes:

$$\lambda_{obs} = \frac{\lambda_1 + \lambda_2}{2} \quad (3.2)$$

Ahora bien, se usó  $\lambda_{lab}^{[NII]} = 6583.4\text{\AA}$  para la longitud de onda de laboratorio. Por otra parte, es importante tomar en cuenta el marco de referencia, pues existen movimientos adicionales que se deben considerar. Como son los movimientos intrínsecos de la Tierra (traslación y rotación) además del movimiento del sistema solar dentro de su vecindario solar. Si se supone que el Sol se encuentra en reposo, podemos hacer un cambio de referencia heliocéntrica teniendo así un marco de referencia inercial. Con ello se puede calcular la *velocidad con respecto al vecindario*, *Local Standard of Rest (LSR)* al restar la velocidad del objeto respecto a la Tierra. Este valor se toma como un factor de corrección en la ecuación 3.1, por lo que ahora se tiene:

$$V = \frac{\lambda_{obs} - \lambda_{lab}}{\lambda_{lab}}c - f_{LSR} \quad (3.3)$$

### 3.5. Rendijas

En la figura 3.7, se muestra una imagen de [N II] en escala logarítmica del objeto NGC 6445. Esta fue obtenida por cortesía de Luis Miranda, a través del telescopio de 1.5 m en el Observatorio Sierra Nevada. Fueron sobrepuestas las rendijas que se usaron para el análisis del objeto NGC 6445. A pesar de que existían una gran cantidad de espectros que se observaron con diferentes posiciones de las rendijas, se consideraron aquellas con mejor señal a ruido y que no pasaron dos veces por la misma región, quedando así un resultado de 15 rendijas por las 5 temporadas de observación que se muestran enseguida. Las rendijas A, B, C e I tienen un  $PA=+0^\circ$ , D, E, F, E y H su  $PA=+75^\circ$ , por último J, K, L, M, N y P el  $PA=+90^\circ$ .

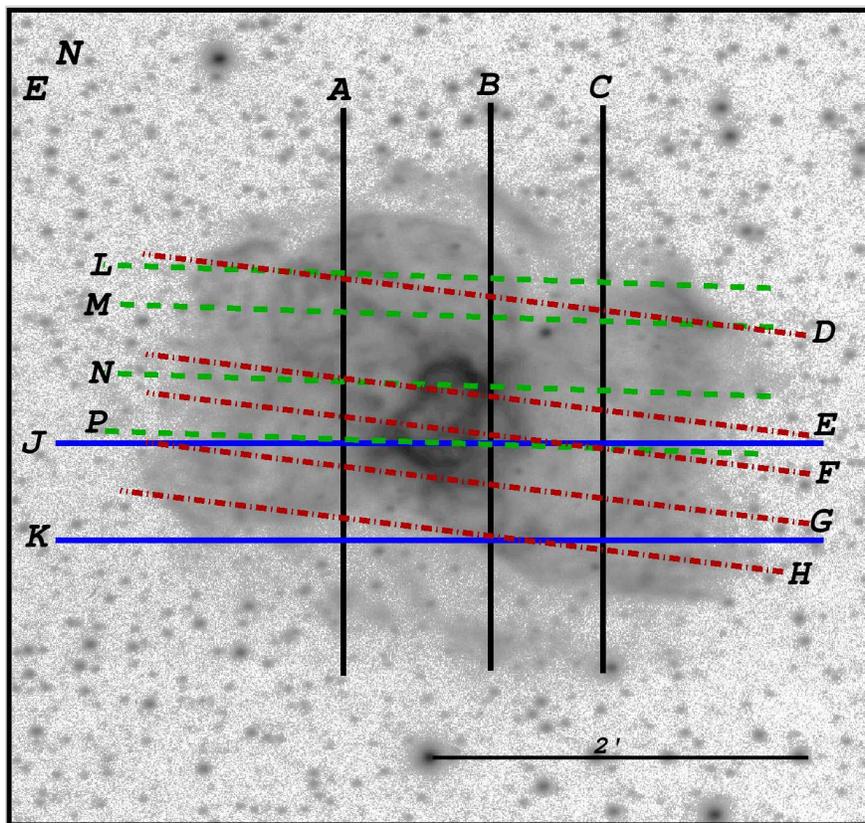


Figura 3.7: En la figura 3.7 presentamos una imagen logarítmica de NGC 6445 en el filtro de [N II]  $\lambda 6583$  obtenida en el telescopio de 1.5m del Observatorio de Sierra Nevada (España, cortesía del Dr. Luis F. Miranda, IAA). Sobre esta imagen se representan las rendijas utilizadas para el análisis de esta nebulosa.

### 3.6. SHAPE

SHAPE es un software astronómico de libre acceso para sistemas operativos Linux, MacOS X y Windows. Shape es una herramienta de modelos morfocinemáticos y reconstrucción para objetos astronómicos (ver Figura 3.8). Este software se usa para reconstruir estructuras tridimensionales y comparar con los datos observacionales (Steffen et al., 2011). Nosotros generamos modelos a través de las imágenes del objeto con las rendijas usadas (Fig. 3.7) y diagramas PV sintéticos que reproducirían lo más posible a los diagramas PV obtenidos a través del procedimiento detallado en la sección 3.4.

SHAPE brinda la posibilidad de cargar las imágenes junto con sus espectros. A su vez, en el cuadro donde se sube la imagen observa (ver Fig. 3.9), es posible rotarla o ampliarla de acuerdo a lo que se requiera. En ese mismo recuadro se encuentra una representación de rendija de tamaño y largo variable, mientras del lado derecho se encontrará el espectro observado que se comparará con el que se generará a través de Shape. También es posible subir varias imágenes al mismo tiempo como espectros. Para realizar todo este proceso se requiere de generar representaciones geométricas con ciertas propiedades físicas que pueden ser modificadas tales como velocidad (km/s), densidad, ángulo de inclinación, entre otros. Así como parámetros geométricos que ayudarán a reproducir mejor la imagen del objeto observado, en este caso la PNe para obtener el modelo morfocinemático que podría representar de la mejor manera las observaciones de manera iterativa, ver Fig. 3.10.

En el siguiente capítulo se muestran los resultados observacionales junto con el modelo morfocinemático obtenido por medio de SHAPE.



Figura 3.8: Interfaz del programa Shape

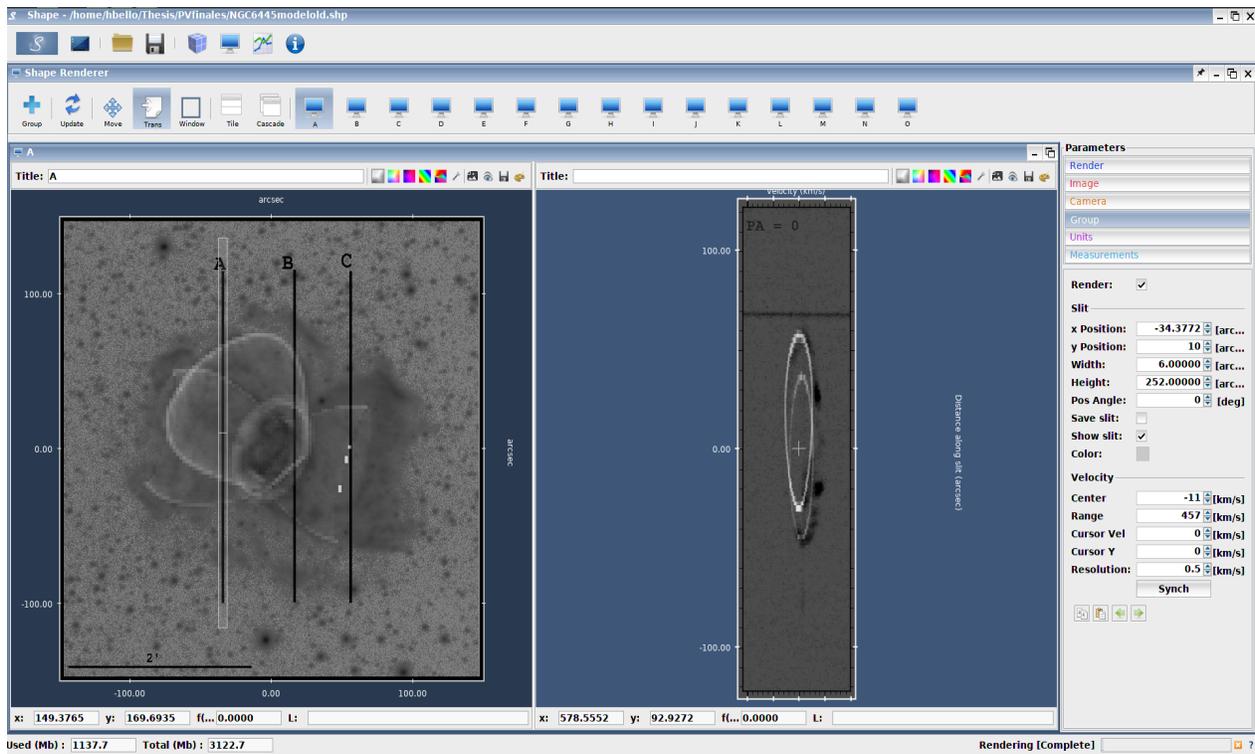


Figura 3.9: Espectro sintético sobrepuesto sobre espectro real, así también su imagen.

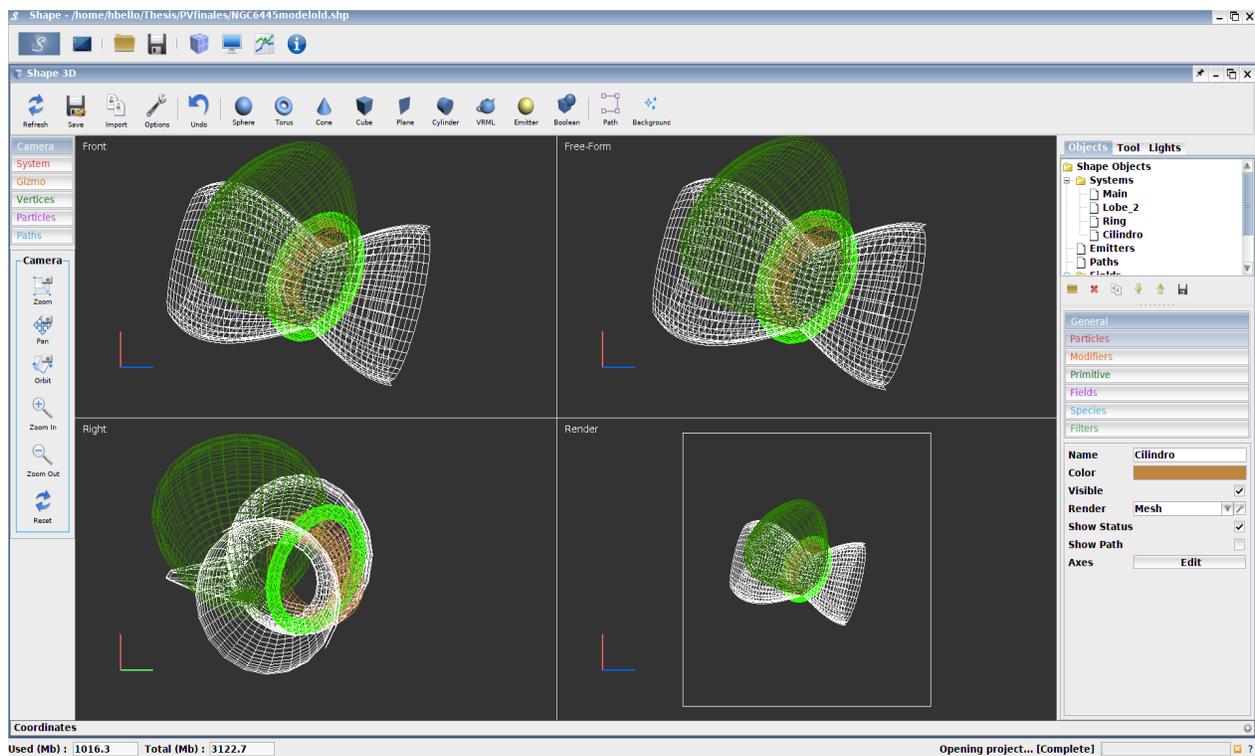


Figura 3.10: Modelo morfocinemático con parámetros físicos diversos.

# Capítulo 4

## Resultados

### 4.1. Diagramas Posición-Velocidad

Se obtuvieron diagramas PV de 15 espectros mediante la técnica detallada en la Sección 3.4, a partir de las observaciones. Estos diagramas se presentan en grupos de tres espectros. El nombre de los espectros fue denotado por su rendija correspondiente. En las tablas siguientes se muestran las rendijas con su respectivo PA)<sup>1</sup> correspondiente, así cómo el rango de velocidades ( $V_{\text{LSR}}$ ) y posiciones relativas (PR), para el resto de los casos, el cero de posición es arbitrario pero no afecta los resultados que cubren en cada diagrama (Tablas 4.1, 4.2 y 4.3). Posteriormente, se hace una descripción general de los PVs de cada grupo.

---

<sup>1</sup>El ángulo de posición (PA) consiste en el ángulo que forma la rendija con respecto al norte, midiendo en contra de las manecillas del reloj, esta puede ir de 0 ° a 180°.

Rendija	PA ( $^{\circ}$ )	$V_{\text{LSR}}$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	PR ( $''$ )	Temporada
A	0	-200 a 140	-120 a 120	2005
B	0	-200 a 210	-110 a 110	2008
C	0	-200 a 140	-120 a 120	2005
D	75	-190 a 170	-100 a 100	2007
E	75	-260 a 270	-150 a 150	2007
F	75	-260 a 270	-140 a 140	2007

Tabla 4.1: Parámetros observacionales de los diagramas PV de las rendijas A, B, C, D, E y F.

En el primer grupo se muestran los diagramas PV de las rendijas A hasta F. Las rendijas A, B y C corresponden a espectros cuyo ángulo de posición (PA) es de  $0^{\circ}$  (Norte arriba, el 0 corresponde a la declinación de la estrella central), mientras que las rendijas D, E y F poseen un PA de  $75^{\circ}$  (NE arriba, 0 arbitrario). En todos los casos el eje de las abscisas corresponde a la velocidad relativa al Estándar Local de Reposo (ver Fig. 4.1, 4.2 4.3, 4.4 y 4.5).

- En el espectro de la rendija A, se puede apreciar una forma elíptica entre  $-50''$  y  $+60''$ , ligeramente deformada en la parte sur e incompleta en la región azul del espectro. A pesar de esto, la geometría del perfil de línea sugiere una expansión máxima cerca del cero de posición relativa de  $2v_{\text{exp}} \simeq 140 \text{ km s}^{-1}$ . También se observa una débil zona brillante en la parte sur, entre  $-80''$  y  $-70''$ , sin evidencias de expansión. Dos nudos aparecen en el lado rojo del espectro, a  $\simeq 90 \text{ km s}^{-1}$ , uno centrado en  $-20''$  y el otro en  $+28''$ . Por último, se observa emisión en continuo a  $\simeq +68''$ , debida seguramente a una estrella que se encuentra al Norte de la estructura nebular (ver Fig. 4.1).
- En la figura del diagrama PV de la rendija B, la línea espectral presenta una forma peculiar, la cual se puede dividir en tres zonas: superior, media y dos extremos. En la parte superior, se tiene un espectro en forma de  $j$  desvanecida. Mientras que la parte media presenta, entre el rango de  $-40''$  y  $+30''$ , una forma de elipse muy deformada, con un brillo irregular, en la que justo alrededor de la posición cero se puede medir una expansión máxima de  $2v_{\text{exp}} \simeq 100 \text{ km s}^{-1}$ . Finalmente, tanto en el extremo Norte

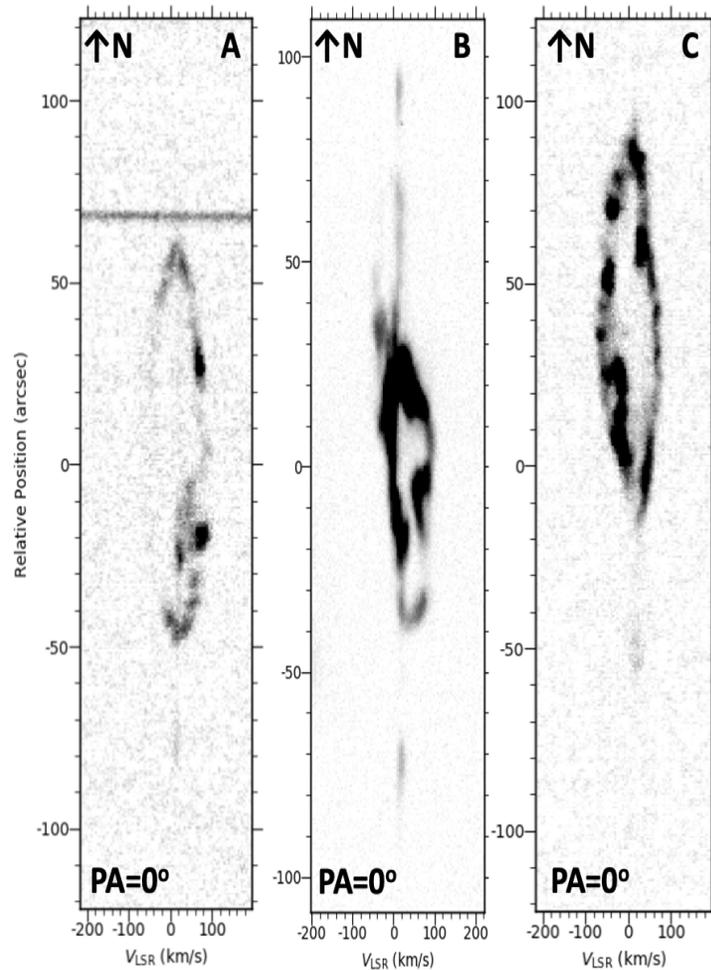


Figura 4.1: Diagramas PV correspondientes a las rendijas A, B, C. Para los diagramas con  $PA = 0^\circ$ , arriba es N y abajo S, mientras que para  $PA = +75^\circ$  arriba es NW y abajo SE.

( $+85''$  a  $+100''$ ) como en el Sur ( $-70''$  a  $-85''$ ) se detecta emisión tenue sin evidencias de expansión.

- En la figura de la rendija C, la emisión tiene una apariencia de una elipse peculiar que pudieran ser la superposición de dos elipses, entre  $-20''$  y  $+90''$ , ambas formadas por diferentes nudos. Entre estos nudos destaca uno en la parte Sur (entre  $-5''$  y  $+25''$ ), con una apariencia alargada y sólo del lado azul del espectro. La expansión máxima ( $2v_{\text{exp}}$ ) es de  $\simeq 130 \text{ km s}^{-1}$  y se encuentra a  $\simeq 35''$ .
- En la figura D se presentan dos formas elipsoidales alargadas y separadas entre sí (de

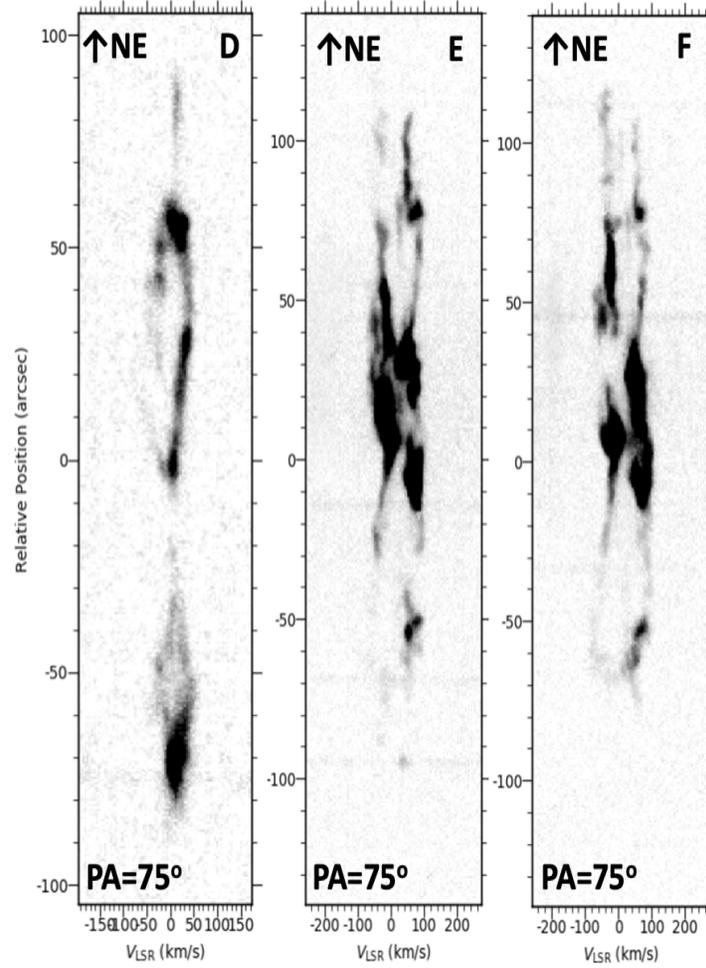


Figura 4.2: Diagramas PV correspondientes a las rendijas D, E y F. Para los diagramas con  $PA = 0^\circ$ , arriba es N y abajo S, mientras que para  $PA = +75^\circ$  arriba es NW y abajo SE.

$-85''$  a  $-30''$  y de  $-10''$  a  $+65''$ , aproximadamente). Aunque ambas estructuras están deformadas, es posible medir expansiones máximas en  $-55''$  ( $2v_{\text{exp}}=80 \text{ km s}^{-1}$ ) y  $+35''$  ( $2v_{\text{exp}}=75 \text{ km s}^{-1}$ ), respectivamente. Su estructura presenta varias regiones con nudos brillantes, destacando uno en la zona más extrema ( $+50''$  a  $+60''$ ) y otro en la zona media ( $0''$  a  $30''$ ) de la elipse superior (NE), además de otro adicional en la parte baja ( $-80''$  a  $-60''$ ) de la elipse inferior (SW). Al norte se aprecia una emisión débil que se extiende desde  $+60''$  hasta  $+90''$ , sin evidencia de expansión (ver Fig. 4.2).

- En el diagrama PV correspondiente a la rendija E, se presenta una zona central aparentemente muy irregular, aunque se puede distinguir cierta simetría puntual en su confor-

mación. Muestra varios nudos alargados ( $> 15''$ ) a distintas ubicaciones. Por ejemplo,  $-15''$ ,  $20''$ ,  $35''$  y  $40''$ . Fuera de la región central la estructura tiene forma bipolar abierta que se extiende de  $-70''$  hasta  $+110''$ , con velocidades de expansión máximas ( $2v_{\text{exp}}$ ) entre  $120$  y  $130 \text{ km s}^{-1}$ . En los extremos de los lóbulos bipolares existen estructuras con nudos, en algunos casos formando filamentos de más de  $30''$ , aparentemente desconectados de la cinemática general de los lóbulos.

- El espectro de la rendija F es muy parecido al de E en forma y cinemática, resaltando las siguientes diferencias. El lóbulo inferior (SW) ahora aparece claramente cerrado, con una extensión que va desde  $0''$  hasta  $-70''$  ( $2v_{\text{exp}}=150 \text{ km s}^{-1}$ ), mientras que el lóbulo superior (NE) permanece sin cambios. Las estructuras filamentosas pueden extenderse a tamaños hasta de  $40''$ .

Rendija	PA ( $^{\circ}$ )	$V_{\text{LSR}}$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	PR ( $''$ )	Temporada
G	75	-220 a 240	-130 a 130	2007
H	75	-230 a 240	-130 a 130	2007
J	90	-240 a 240	-110 a 110	2003
K	90	-240 a 240	-110 a 110	2003
L	90	-190 a 210	-140 a 140	2002

Tabla 4.2: Parámetros de los diagramas PV de las rendijas G, H, J, K y L.

Las rendijas G, H y J comparten ciertas similitudes en la forma de sus perfiles, los cuales presentan dos elipses deformadas, que muy probablemente corresponden a distintos lóbulos de la nebulosa (ver Fig 4.3). Estas elipses alargadas se encuentran tanto en la parte superior como la parte inferior, sin embargo varían en el rango de su tamaño, desde  $75''$  hasta  $120''$  (siendo el máximo la rendija F) aproximadamente para la parte superior, mientras las elipses inferiores su tamaño varia desde  $75''$  a  $110''$  (siendo el menor la rendija F y la mayor la rendija H, ver Fig. 4.2 y 4.3). Suponemos que las regiones elípticas terminan en donde dejan de ser visibles. Para los diagramas a  $\text{PA} = +75^{\circ}$ , el NE está arriba, para el diagrama a  $\text{PA} = 0^{\circ}$ , el N está arriba, y para los diagramas a  $\text{PA} = +90^{\circ}$ , el E está arriba.

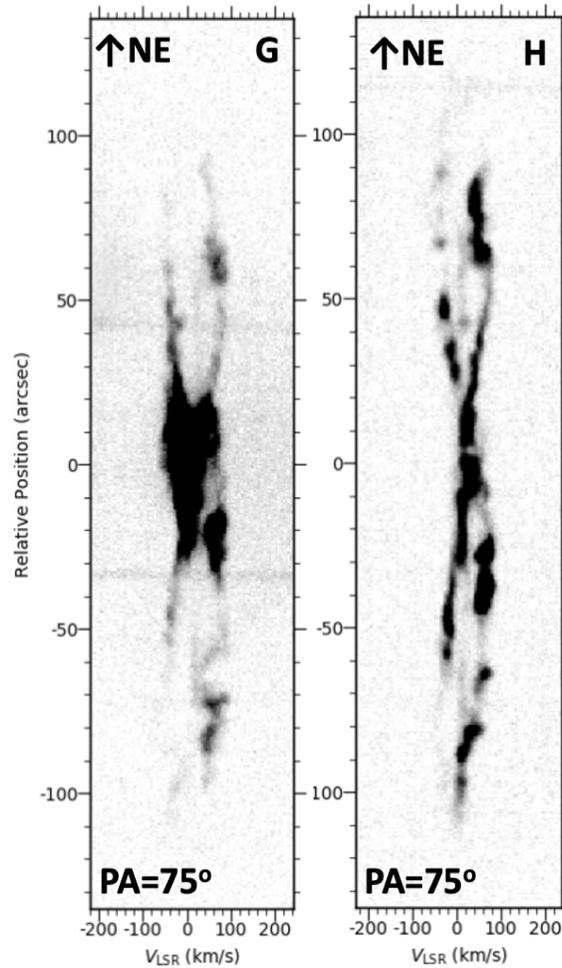


Figura 4.3: Diagramas PV correspondientes a las rendijas G, H

Las rendija G tiene similitud con J a diferencia de H y K que poseen una estructura bastante singular, ver Fig. 4.4.

- La imagen correspondiente al espectro G, posee al igual que F y E, regiones elipsoidales (superior e inferior) y zonas más brillantes. Estas zonas, al igual que los dos anteriores PV, se concentran en la parte central. Las velocidades de expansión máxima para ambos lóbulos se pueden estimar en  $2v_{\text{exp}} = 120 \text{ km s}^{-1}$ .
- Mientras el espectro de H, se caracteriza por una estructura bastante peculiar, muestra un región central bastante estrecha, con sus elipses muy delgadas y con apariencia alargada. La estructura completa, de apariencia grumosa, mide alrededor de  $200''$  y la

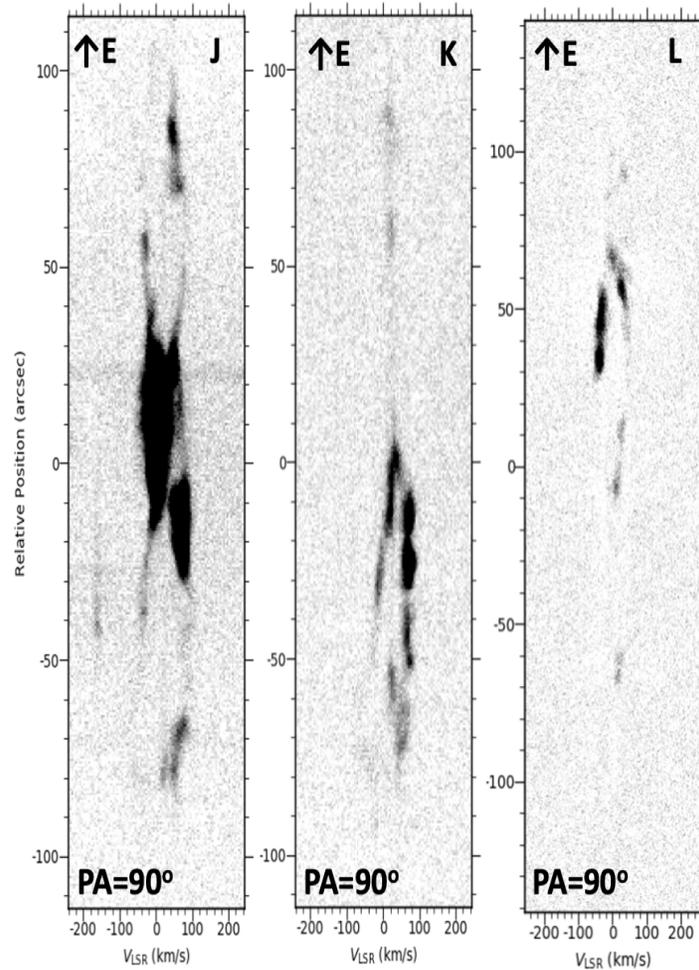


Figura 4.4: Diagramas PV correspondientes a las rendijas J, K y L

velocidad de expansión máxima para ambos lóbulos es de  $2v_{\text{exp}} = 110 \text{ km s}^{-1}$ .

- El espectro de la rendija J repite la estructura de G en gran medida: elipse superior, elipse inferior, una región central extendida brillante y varias regiones pequeñas tipo nudo en distintos lugares de la estructura, la cual tiene un largo de  $185''$  (ver Fig. 4.4). Su velocidad de expansión máxima es de  $2v_{\text{exp}} = 130 \text{ km s}^{-1}$ .
- La imagen del espectro de la rendija K, tiene una forma muy inusual en comparación con los diagramas, se observa una elipse alargada, angosta en velocidad ( $2v_{\text{exp}} \leq 100 \text{ km s}^{-1}$ ) que empieza en  $-70''$  y termina en  $+5''$ . También presenta dos regiones débiles a  $+60''$  y  $+80''$ , sin evidencia de expansión.

- El espectro de la rendija L comparte una estructura similar con K pero de manera invertida, con una elipse que va de  $-5''$  a  $+60''$ , con una velocidad de expansión máxima de  $2v_{\text{exp}} = 100 \text{ km s}^{-1}$ . Presenta una región débil centrada en  $-65''$  sin evidencias de expansión.

Las últimas rendijas son la M, N y P, todas a  $\text{PA} = +90^\circ$ , con el E arriba y pertenecientes a la temporada 2002, ver Fig. 4.5.

Rendija	PA ( $^\circ$ )	$V_{\text{LSR}}$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	PR ( $''$ )	Temporada
M	90	-260 a 240	-140 a 140	2002
N	90	-300 a 240	-140 a 140	2002
P	90	-240 a 240	-140 a 140	2002

Tabla 4.3: Parámetros de los diagramas PV de las rendijas M, N y P.

- El diagrama PV de la rendija M, repite una configuración similar a G y J en su diagrama pero con mayor simetría entre sus lóbulos, los cuales se muestran más débiles. Cuenta con tres zonas centrales brillantes, semejante a lo descrito en F. Su velocidad máxima de expansión es  $2v_{\text{exp}} = 120 \text{ km s}^{-1}$  y la muestran ambos lóbulos. El tamaño total que cubre esta rendija es de  $155''$ .
- En el espectro de la rendija N, presenta dos elipses alargados (ver Fig. 4.5); superior e inferior, una zona central oscurecida, ligeros puntos oscuros sobre el elipse superior. La primera elipse presenta una ligera inclinación hacia la parte derecha, posee una longitud de  $105''$  y un ancho visible de  $130 \text{ km s}^{-1}$ . Mientras la elipse menor tiene una longitud de  $110''$  y un ancho de  $100 \text{ km s}^{-1}$ . La zona central brillante empieza desde  $-25''$  a  $20''$  con un rango de  $-20$  a  $80 \text{ km s}^{-1}$ .
- Por último, en el espectro de la rendija P se observa una elipse inferior (W) pequeña, de  $55''$  y expansión  $100 \text{ km s}^{-1}$ . En la parte superior (E), se distinguen dos elipse

superpuestas, alrededor de  $+30''$ , que juntas cubren  $\simeq 100''$ . Se encuentran desfasadas por  $\simeq 40 \text{ km s}^{-1}$ , con velocidades de expansión de  $\simeq 80 \text{ km s}^{-1}$ . Entre las zonas E y W hay una región sin emisión de  $\simeq 10''$ .

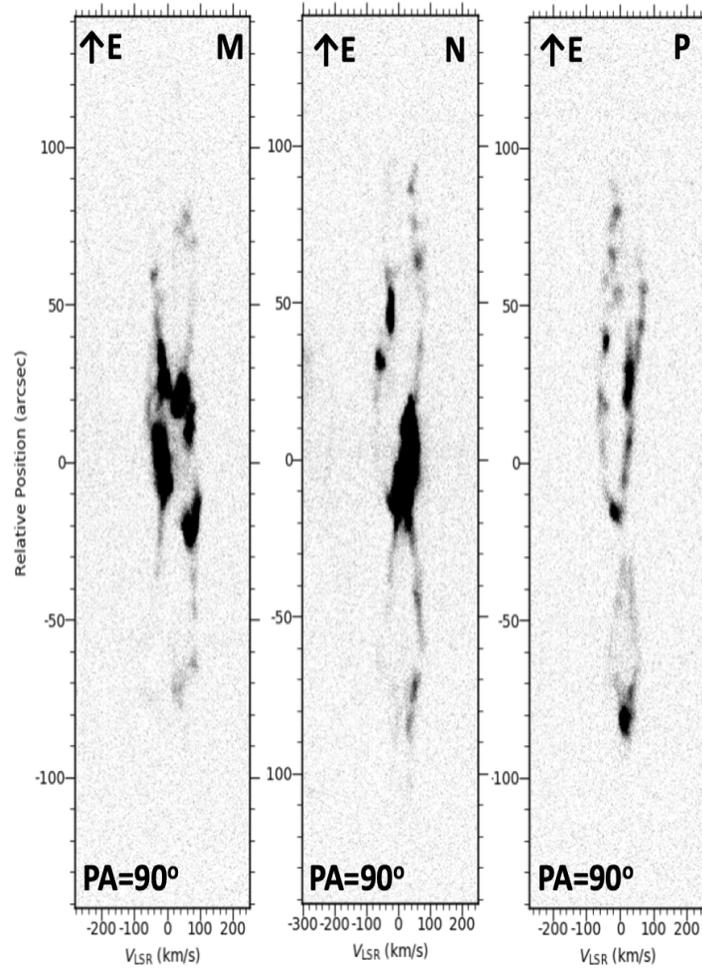


Figura 4.5: Diagramas PV correspondientes a las rendijas M, N y P

## 4.2. Velocidad Sistémica de NGC 6445

Usando la metodología detallada en la sección 3.4 se calculó la velocidad sistémica. El proceso para la obtención de dicha velocidad en IRAF se realizó de la siguiente manera (ver Fig. 4.6):

- Se aplicó la tarea *splot* al espectro correspondiente al que pasa por la estrella central. Dado que en nuestra nebulosa, ésta no es visible, se tomó la rendija más cercana al centro geométrico, es decir rendija F.
- Dado que los picos de emisión pueden representar un anillo que se encuentra alrededor de la estrella central, entonces se tomaron las zonas más brillantes del espectro (ver 4.1), realizando ajustes a ellas con curvas gaussianas y tomando un nivel de continuo apropiado.
- Las desviaciones en los ajustes gaussianos corresponden al error en la medición de la velocidad. Lo cual en este caso corresponde al 20 % en la anchura a media altura que se observa en el pico de emisión, conocido como *Full Width Half Maximum (FWHM)*, esto corresponde a un error de  $\pm 1 \text{ km s}^{-1}$ .
- Se desplegaron los dos valores obtenidos, donde éstos valores son las longitudes de onda que corresponden a la emisión que se aleja y la que se acerca al observador. Al sacar el promedio de estos se obtendrá la longitud de onda que corresponde a la velocidad sistémica observada.
- Se utiliza el cálculo para la velocidad sistémica de la sección 3.4 y después se utiliza la tarea *rvcorrect* para obtener los factores de corrección para LSR y heliocéntrica.

- Este proceso también puede realizarse a través del promedio de las velocidades de la contribución de los dos picos de emisión.

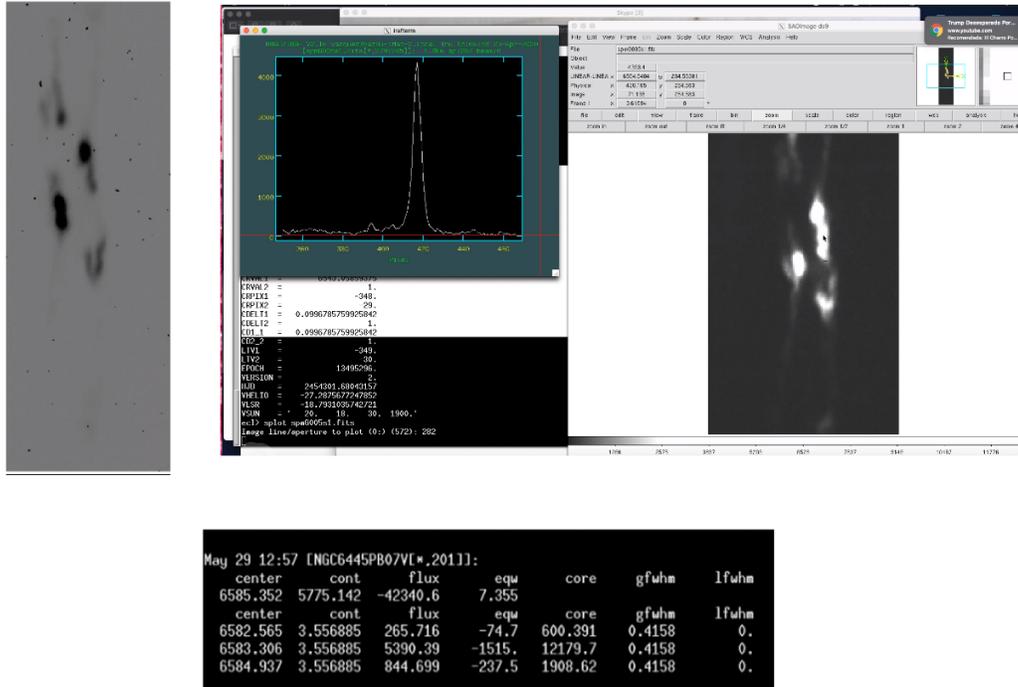


Figura 4.6: Proceso del cálculo de velocidad sistémica: En la parte derecha de la imagen, se observa el espectro correspondiente a la rendija F (espectro en gris y negro), la cual es la rendija que pasa más cerca de la posible posición de la estrella central. Se obtuvieron los picos de emisión, como se ve en la gráfica verde y se realiza el proceso detallado anteriormente.

$V_{\text{sys1(LSR)}}$	$V_{\text{sys2(LSR)}}$	$C_{\text{LSR}}$	$V_{\text{sys(LSR)}}$
-29.97	60.21	1.52	$17.62 \pm 1$

Tabla 4.4: Obtención de velocidad sistémica. Todas las unidades son  $\text{km s}^{-1}$ .

La velocidad sistémica que se obtuvo ( $17.6 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$ ), es consistente con Bublitz (2010) quien encontró una velocidad sistémica de  $18.6 \text{ km s}^{-1}$  usando observaciones submilimétricas de la línea  $\text{OH}^+$ .

# Capítulo 5

## Discusión

En este capítulo se describe el modelo morfocinemático de NGC 6445 propuesto para la interpretación de las observaciones espectroscópicas presentadas en el capítulo anterior. También se ofrece una posible explicación acerca de la formación de las distintas estructuras morfológicas del modelo, basados en nuestros resultados, nuestro entendimiento de la evolución estelar, la información que se tiene de esta nebulosa en la literatura y la comparación con otros objetos similares.

### 5.1. Modelo Morfocinemático de NGC 6445

Se presenta el modelo para la PN NGC 6445, construido como la mejor representación geométrica obtenida de esta nebulosa, a través de los datos presentados en el capítulo anterior: imágenes de nebulosa y rendija (*Image+Slit*) y sus PVs correspondientes. El modelo consiste de dos lóbulos principales semiabiertos, los cuales se pueden apreciar compartiendo simetría axial (ver Fig. 5.1, superior izquierda). LE1 (Este, azul oscuro) tiene un radio de  $90''$ , una velocidad de  $100 \text{ km s}^{-1}$  y una inclinación de  $4^\circ$  por encima del plano del cielo. El lóbulo LW1 (Oeste, color rojo) tiene un tamaño de  $90''$  y una velocidad de expansión de  $100 \text{ km s}^{-1}$  con una inclinación de su eje de  $6^\circ$  por encima del plano del cielo. Adicionalmente se presenta un lóbulo LNE (hacia el Norte, color verde) con una inclinación de  $4^\circ$  por encima del plano

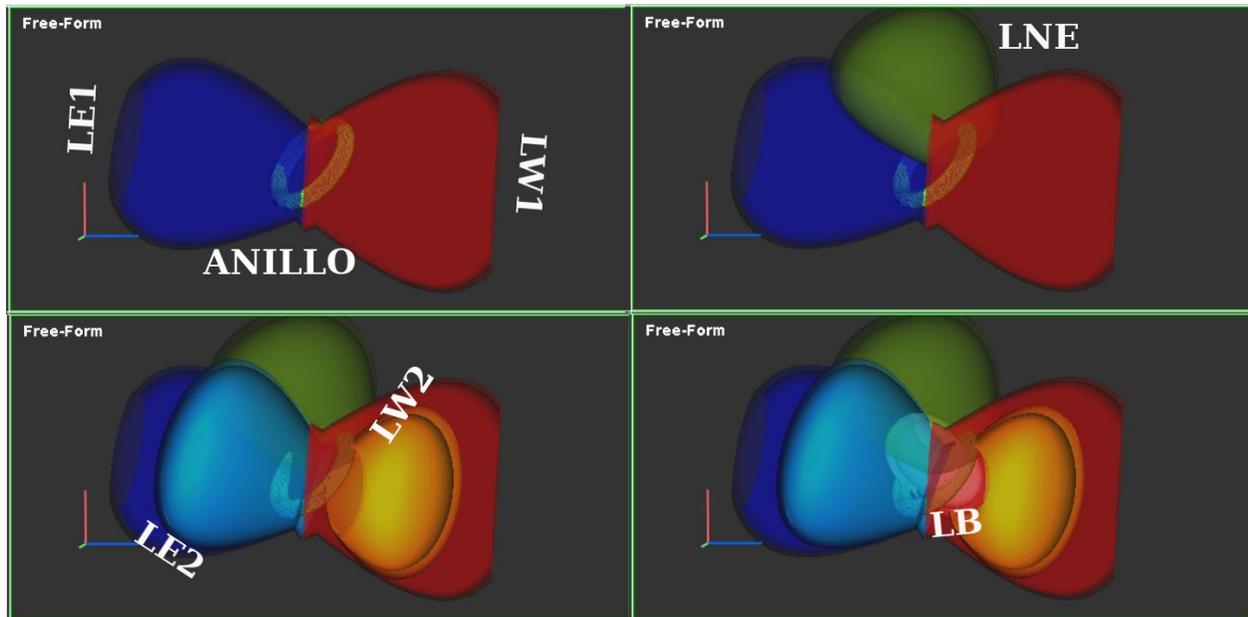


Figura 5.1: Distintos cortes de las estructuras que forman el modelo morfocinemático de la PN NGC 6445 obtenido con el programa SHAPE.

del cielo, un tamaño  $80''$  y una velocidad de expansión de  $75 \text{ km s}^{-1}$ ; este lóbulo representa la emisión que es parcialmente visible en la parte norte de la imagen obtenida de NGC 6445 (ver Figura 3.6). Se muestran también dos lóbulos adicionales: LE2 y LW2 (Oeste, amarillo). El lóbulo LE2 (lóbulo Este, estructura color azul claro en Fig. 5.1) tiene un tamaño (es decir, la extensión desde la estrella hasta su extremo) de  $70''$  y una velocidad de expansión de  $80 \text{ km s}^{-1}$  con una inclinación de su eje de  $4^\circ$  hacia adentro del plano del cielo. El segundo lóbulo se encuentra dentro de LW1 y posee una inclinación de  $9^\circ$  por encima del plano del cielo, con un tamaño de  $60''$  y una velocidad de  $90 \text{ km s}^{-1}$ .

A través de los espectros obtenidos de las rendijas B, F, N y P, se observa una estructura adicional cerca de la zona central y del anillo. Se muestra también un anillo central denso con varias capas, con su eje a un  $\text{PA} = +54^\circ$  y ángulo de inclinación de  $62^\circ$  por arriba del plano del cielo. Su radio interno es de  $18''$  y su radio externo de  $26''$ , con una velocidad de expansión de  $120 \text{ km s}^{-1}$ . Por otra parte se presenta una región brillante a una inclinación de  $\simeq 30^\circ$  y una altura de  $\simeq 35''$  aproximadamente en la figura 3.6. Por lo que propusimos una pequeña estructura bipolar cuyo ancho ecuatorial coincidiera con el tamaño radial del anillo,

esta última estructura posee una velocidad de  $200 \text{ km s}^{-1}$ , un radio de  $60''$  cuya inclinación es de  $45^\circ$ . Finalmente se insertó ruido tipo *Pearl Noise* para representar mejor la naturaleza grumosa de la distribución de densidad en algunas regiones de las estructuras. En la Figura 5.2 se observa la imagen observada con el filtro  $[\text{N II}]$  sobrepuesto con el modelo obtenido por SHAPE.

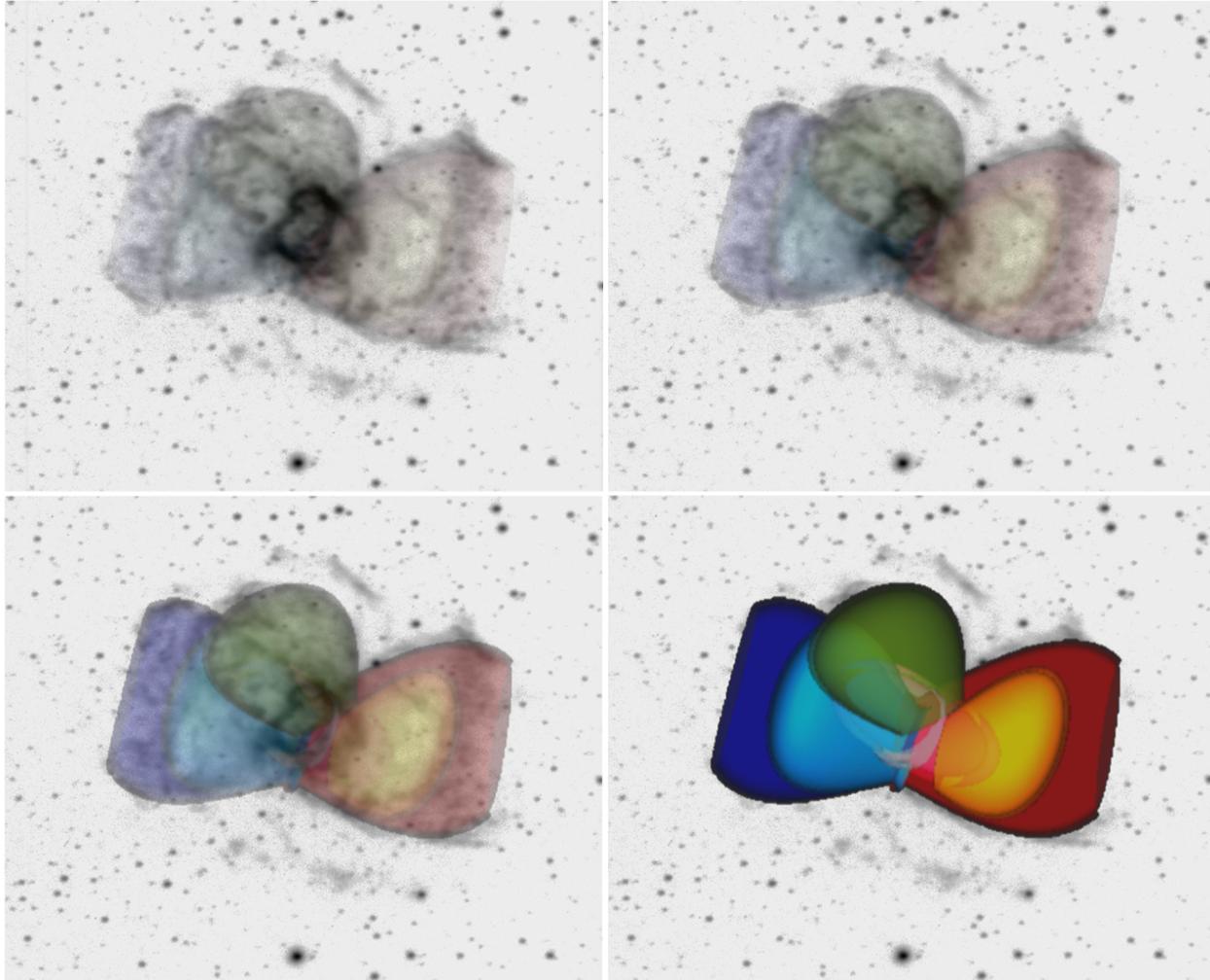


Figura 5.2: Modelo morfocinemático de la PN NGC 6445 sobrepuesto en la imagen en  $[\text{N II}]$  con diferentes grados de transparencia.

Se obtuvieron a su vez las edades cinemáticas de cada estructura del modelo, asumiendo que la velocidad de expansión fue constante en todo el proceso. Así, utilizamos la relación de

Guillen et al. (2013):

$$\tau_k = \frac{4744 * d(\text{kpc}) * \theta(")}{V_{\text{exp}}(\text{km s}^{-1})} \quad (5.1)$$

en donde  $d$  es la distancia al objeto en kpc,  $\theta$  es el tamaño angular (radio, semieje mayor o radio polar) en segundos de arco,  $\tau_k$  en años y  $V_{\text{exp}}$  es la velocidad de expansión de la estructura, en ese punto, en  $\text{km s}^{-1}$ .

Si tomamos el modelo generado para cada estructura y lo orientamos de tal manera que su máxima expansión se dirija hacia el observador, se puede obtener con SHAPE una velocidad del modelo “empírica”. Igualmente se puede hacer que el eje de cada estructura tenga una orientación perpendicular a la línea de visión y obtener de ahí su tamaño usando SHAPE. Todo esto se realiza con la finalidad de desproyectar el modelo y obtener la máxima velocidad de expansión. Con ambas cosas en cuenta se obtienen las edades cinemáticas correspondientes. La distancia utilizada es de  $1.38 \pm 0.41$  kpc la cual fue obtenida por el método de paralaje con la sonda espacial *Gaia* (Bublitz et al., 2019),

Utilizando la información anterior, obtenemos la edad cinemática del lóbulo LE1 como 6000 años, mientras que la del lóbulo adicional Este (LE2) es de 6000 años. Para el lóbulo Oeste LW1 su edad es de 6000 años, mientras que el lóbulo interno oeste (LW2) tiene 4000 años. Para el anillo se halla una edad de 3000 años, mientras que la estructura pequeña bipolar (LB) es de 2000 años. Finalmente la edad del lóbulo Noreste (LNE) es de 6000 similar a LW1. Las incertidumbres en la determinación de las edades cinemáticas son del  $\simeq 30\%$  y están dominadas por la incertidumbre en la distancia.

Para la obtención de este modelo, se procedió de la siguiente manera: Partimos de una imagen logarítmica de NGC 6445 en el filtro [N II] a la cual le dibujamos el paso de las rendijas, A, B y C (Ver Figura 5.3). Se realizó de la misma manera para D, E, F, G, H e I, para J y K, por último a L, M, N y P. Se realizaron estas imágenes con esas rendijas de acuerdo a la

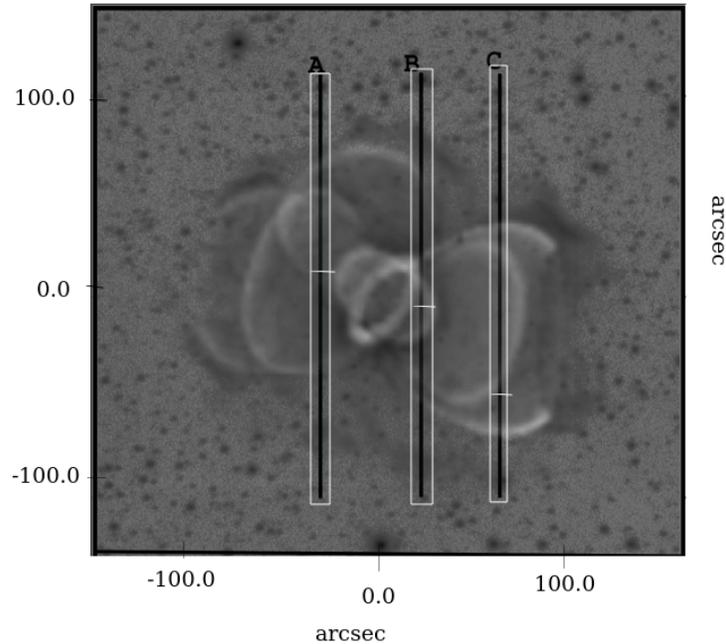


Figura 5.3: Imagen de NGC 6445 con modelo y rendijas A, B y C superpuestas.

región que atravesaba. La rendija A atraviesa la región Este, pasando por tres lóbulos; LE1 el lóbulo superior más cercano, el cual contiene una velocidad sistémica diferente al lóbulo anterior y con un mayor tamaño, LE2, en donde se encuentra la mayor parte de la emisión del lado Este de NGC 6445 y LNE que contribuye una cierta porción de la emisión sobre la rendija. Los espectros observados coinciden con los aspectos generales con los elipsoides generados tanto en el ancho de velocidad como en su tamaño en segundos de arco. A pesar de que existe algunas regiones imprecisas en la reproducción de los espectros correspondientes al modelo, no son cruciales para entender la estructura general de NGC 6445.

Se puede apreciar que la parte inferior de la elipse pequeña coincide con la zona brillante, en A y C (ver Fig. 5.4). Así mismo, notamos que la zona brillante a 30" coincide con la región LB, así como la intersección entre LE1, LE2 y LNE. Los nudos brillantes que no son representados en el espectro sintético, podrían mejorarse si se incluye valores de densidad local.

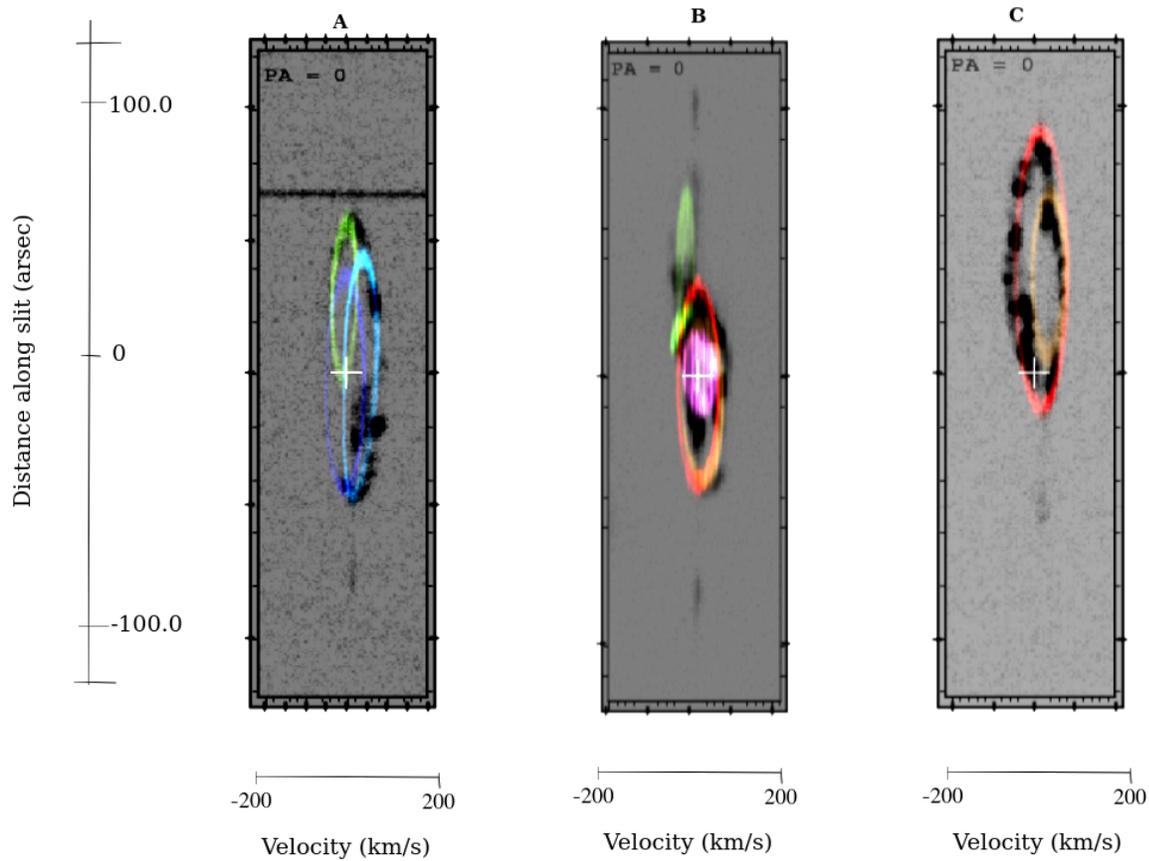


Figura 5.4: Diagramas PV sintéticos de las rendijas A, B y C sobrepuestos a los observados.

En cuanto a la rendija B, ésta pasa a través del lóbulo superior inclinado LNE, la región central (anillo y LB), los lóbulos Oeste, LW1 y LW2. En la configuración inicial propuesta en SHAPE por medio de la imagen observada de la izquierda, sólo se mostraban dos prominencias alargadas de Este a Oeste.

Se han observado emisiones de  $H\alpha$  (Cuesta et al, 1998),  $H\alpha + [N II]$  (van Hoff et al, 2000) y en  $[N II]$  junto con  $H_2$  (Fang et al., 2018) del lóbulo en la parte Noreste (LNE). En la elaboración de este proyecto, se propone el lóbulo basado en las observaciones previamente mencionadas, las imágenes de  $[N II]$  obtenidas y la información espectral proporcionada por las rendijas A,

B, D, L y M. Sin embargo no hay información de la detección del lóbulo adicional interno inferior (LW2) que proponemos por su contribución espectral en los diagramas PV de las rendijas B, C, F, G, H, J, K, N y P, el elipse de color naranja. Aunque Vázquez et al. (2004) proponen una morfología cuadrupolar para NGC 6445.

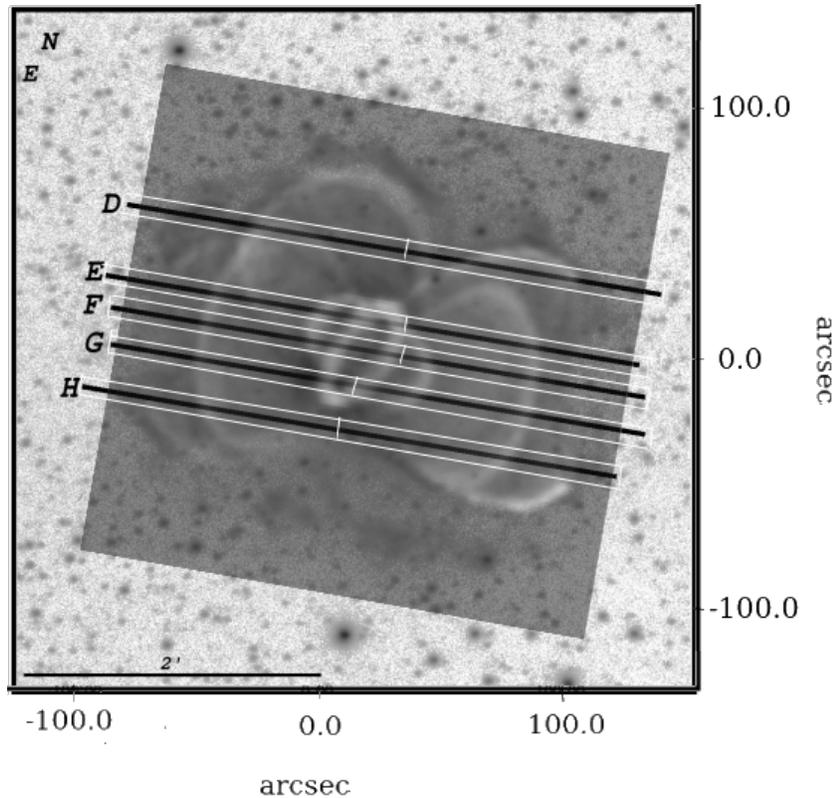


Figura 5.5: Imagen de NGC 6445 con modelo y rendijas D, E, F, G y H sobrepuestas.

Inicialmente se propuso una única estructura en forma de diábolo para los lóbulos más grandes, pero no se logró representar satisfactoriamente el espectro que se muestra en el diagrama PV de la rendija C. Si se observa la Fig. 5.4, en la rendija C, es posible apreciar la superposición de dos elipses, entre  $-20''$  y  $+90''$ , asimismo se observa que la rendija C sólo atraviesa el lado oeste de la imagen 5.3. Por estas razones se creó una estructura adicional en forma de lóbulo pero de menor tamaño que LW1, en comparación con LW2. A su vez, este lóbulo adicional representa su contribución espectral de manera satisfactoria en otros diagramas

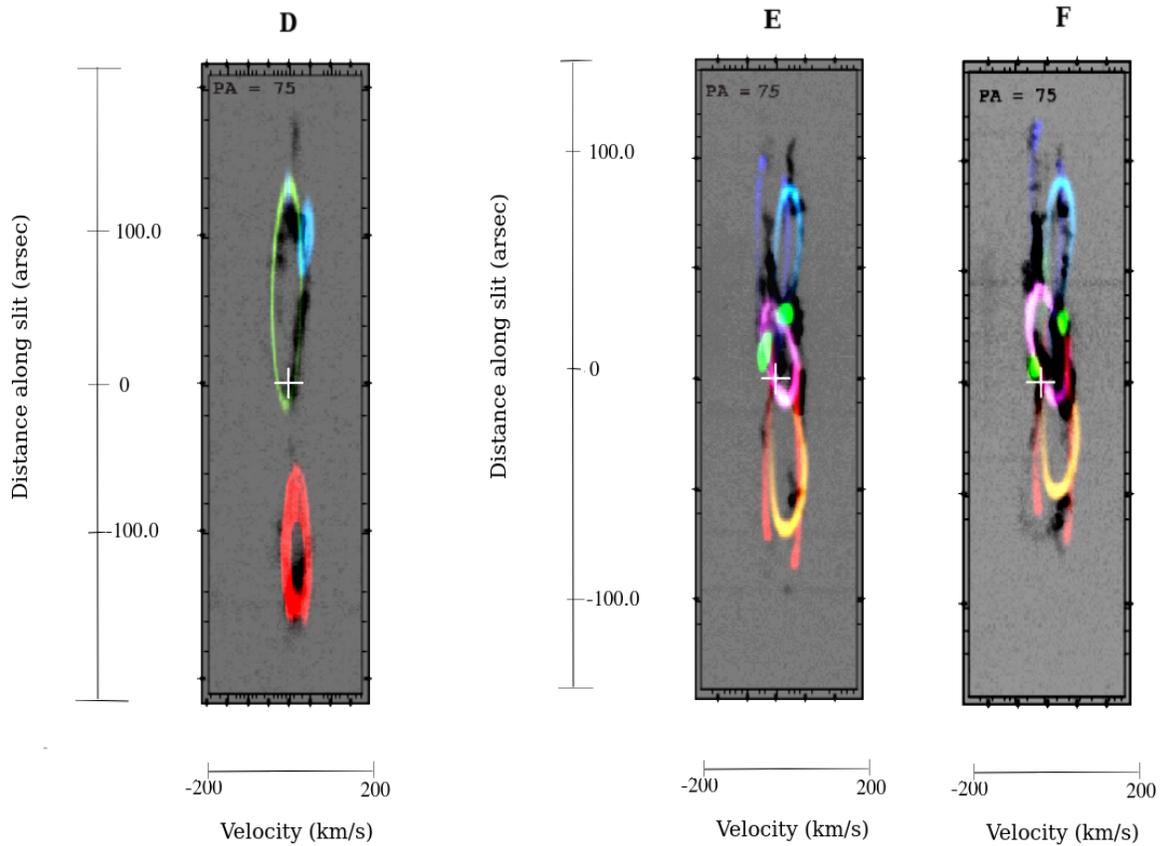


Figura 5.6: Diagramas PV sintéticos de las rendijas D, E y F sobrepuestos a los observados.

PV. Los parámetros adicionales al tamaño de LW2, tales como su velocidad e inclinación, fueron obtenidos de manera paralela con las rendijas D, E, F, G, J, N y P. La rendija C fue crucial para acomodar el tamaño óptimo de LW1 y LW2 junto con sus velocidades, que fueron propuestas hasta ahora como  $v \propto r$  y aproximadamente a  $100 \text{ km s}^{-1}$ . Asimismo se usaron otras rendijas para la obtención de las velocidades de las otras estructuras.

Como ya se mencionó anteriormente los diagramas siguientes, correspondientes a las rendijas restantes, se usaron en apoyo para la reconstrucción de todas las estructuras de manera paralela pero además de manera iterativa e interactiva mientras se fue reproduciendo cada

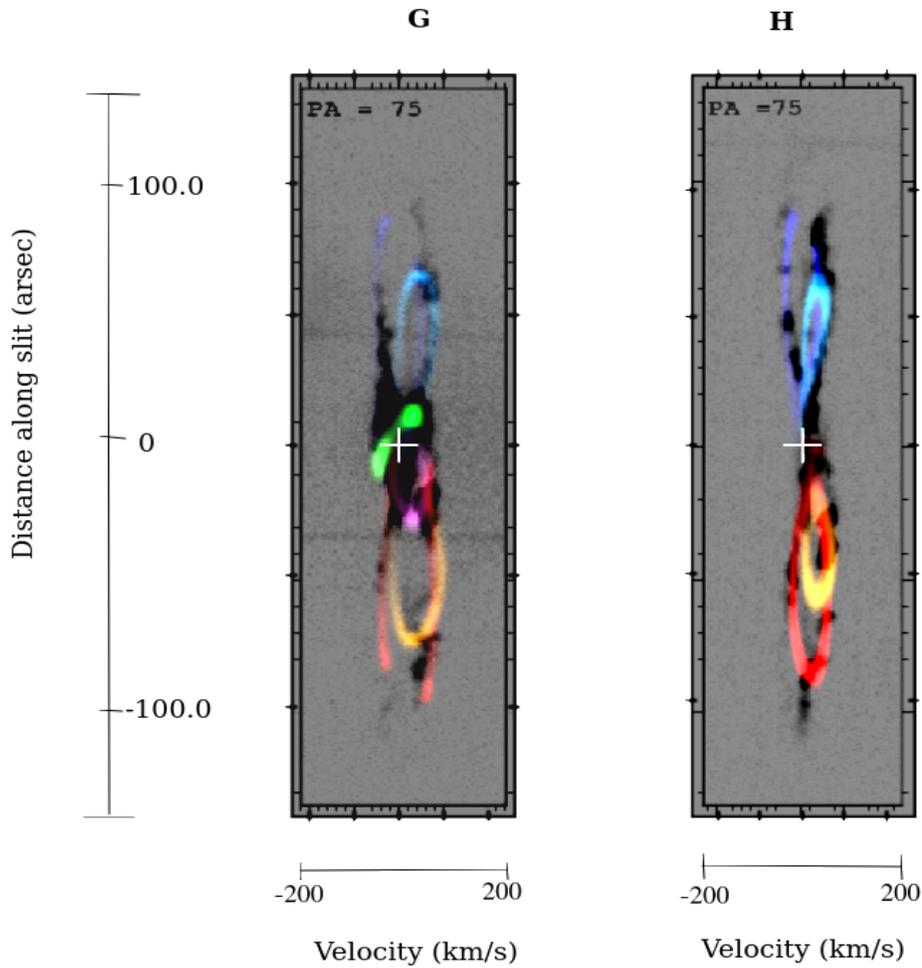


Figura 5.7: Diagramas PV sintéticos de las rendijas G y H sobrepuestos a los observados.

espectro sintético de diferentes rendijas. Es importante mencionar que las rendijas con diferentes PA nos dan información valiosa para notar posibles estructuras invisibles a la imagen obtenida en óptico (*Image + Slit*), por lo que a continuación se explicará, de manera general, cómo se usaron los espectros de las rendijas posteriores para la reconstrucción y confirmación de la presencia de las estructuras.

Como se observa en la Figura 5.6, D muestra dos óvalos delgados, por lo que es muy probable

que sean reproducidos por lóbulos y no por esferas, que en este caso corresponden a LW1 y LNE. Adicionalmente se presenta una pequeña aportación espectral de LE1 que pasa de manera tangencial a la rendija D. Las estructuras propuestas en D correspondientes a las emisiones en los espectros son congruentes con las regiones que se observan en la imagen logarítmica de NGC 6445 en [N II] por donde pasa D, pues esta rendija sólo atraviesa los lóbulos LNE, LE1 y LW1, sin cruzar ninguna zona central. La ubicación del lóbulo interno LW2 nos fue proporcionada por los otros diagramas desde E hasta H, pues en ellos se muestra una ligera curvatura con un nudo casi a la misma altura, (entre  $-30''$  y  $-70''$ ) que sí concuerda con una región más brillante dentro de LW1 a una altura de  $1'$ , aproximadamente.

Los diagramas E, F, G, J, N y P se usaron de manera simultánea para diseñar la parte central de NGC 6445, pues éstos cruzan la región central brillante (Ver Fig. 5.7). Con eso se obtuvo un anillo de  $45''$ , inclinación de  $62^\circ$  y velocidad de expansión de  $120 \text{ km s}^{-1}$ . También, se propuso una figura bipolar pequeña con una inclinación de  $45^\circ$ , la cual fue preferida para reproducir regiones brillantes anchas en los PVs con una ubicación similar al anillo modelado. Este se aprecia mejor en las rendijas N y P. En todas las figuras sus tamaños son bien representados por los elipsoides resultantes.

La línea horizontal que se observa en todas las imágenes (Fig. 5.3 5.5, 5.8, 5.10) representan a la posición horizontal de cada rendija simulada por SHAPE.

Sin embargo algunas de estas estructuras no describen de manera ideal algunas regiones en los PVs que están relacionadas con LE1, el cual consiste en el área filamentosa de la nebulosa y que es posible mejorar cambiando un poco el parámetro de densidad de manera local, puede ser por una distribución no uniforme o agregando ruido.

J pasa por tres zonas de la PN: la parte superior, la parte central y la parte inferior (ver

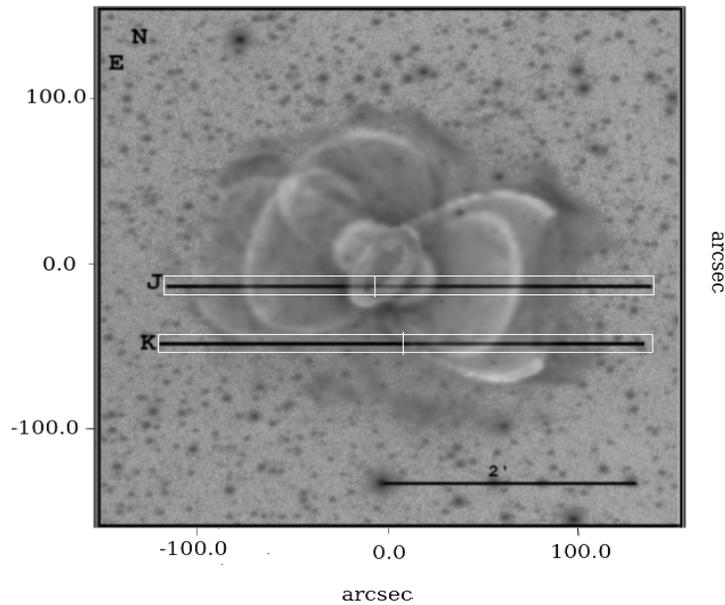


Figura 5.8: Diagramas PV sintéticos de las rendijas J y K sobrepuestos a los observados.

Fig. 5.9). La región central pudo ser reproducida con un anillo denso con varias cáscaras que se encuentra entre  $-15''$  a  $30''$  y una estructura bipolar achatada entre  $-35''$  a  $40''$  (por sus contribuciones al PV de J). Por parte de K (ver Fig. 5.9), se observa la representación de un pequeño elipsoide provisto por LW1, una región gris adicional cerca de éste entre  $0''$  y  $40''$  debida a LW2, y una pequeña emisión del cascarón del lado izquierdo de la imagen de LE1. Por último L, M, N y P nos ayudaron a afinar detalles que no fueron observados en los diagramas anteriores, pues a pesar de que en todos ellos las figuras propuestas coinciden con los espectros en los PVs, no es fácil entender de dónde proviene la emisión de ciertas zonas.

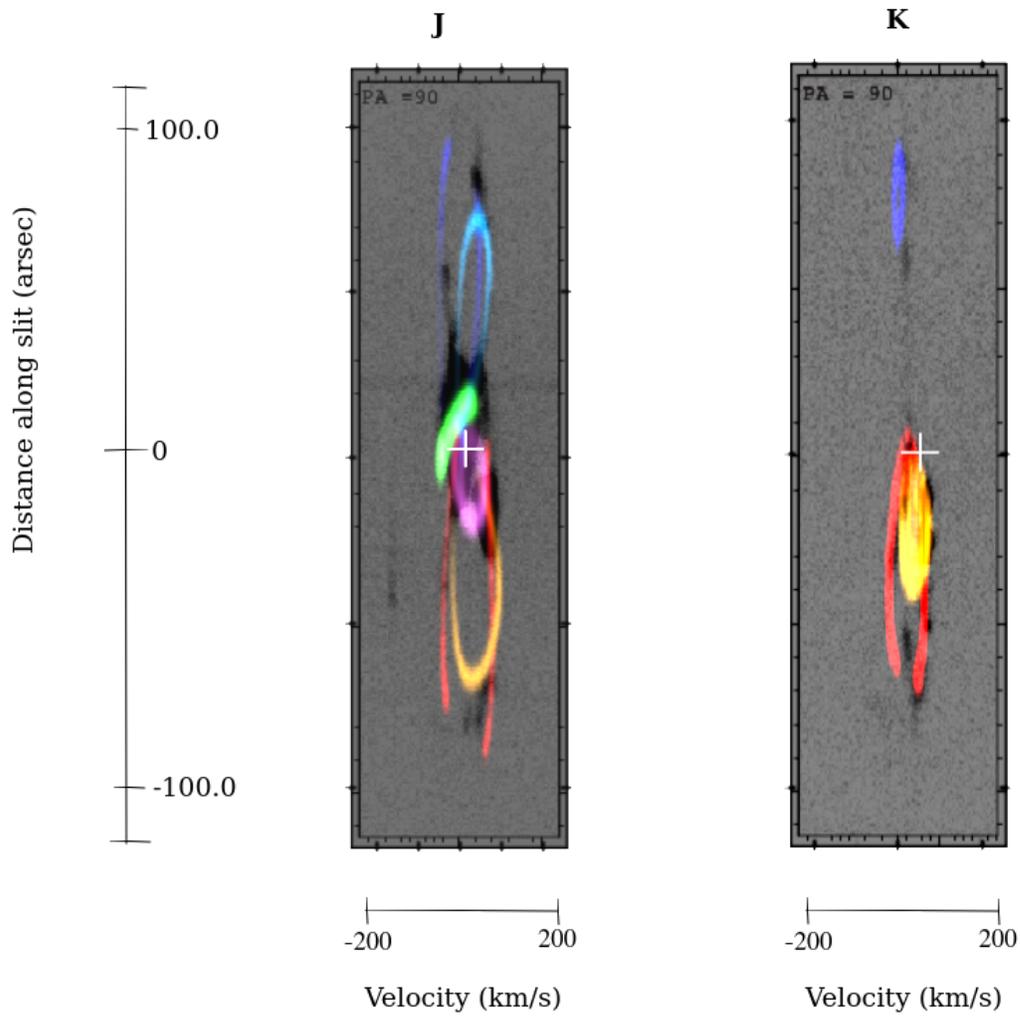


Figura 5.9: Diagramas PV sintéticos de las rendijas J y K sobrepuestas al observado.

Hay algunos detalles importantes que son necesarios de mencionar en la reproducción del modelo morfocinemático de la PN:

- La confianza que nos da para proponer una estructura pequeña adicional cerca del anillo: Se nota su contribución de manera apreciable en las imágenes obtenidas de  $[S II]\lambda 6717$ ,  $[S II]\lambda 6717/H\alpha$  (Cuesta & Phillips, 1998). Estas contribuciones se extienden a distancias desde  $17''$  hasta  $70''$ . A su vez  $[O III]\lambda 5007$  y  $H\alpha$ , muestra en una dirección

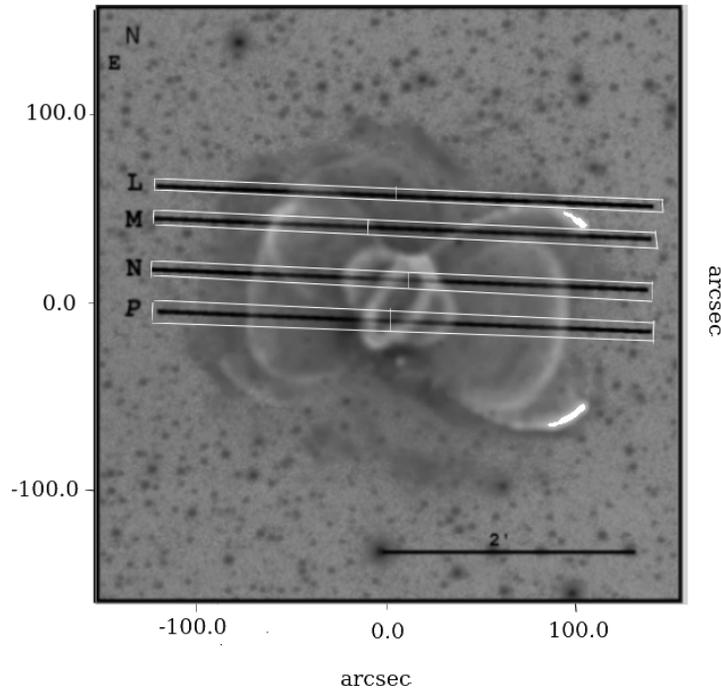


Figura 5.10: Diagramas PV sintéticos de las rendijas L, M, N y P sobrepuestos a los observados.

casi perpendicular respecto al plano del anillo. También se ve su contribución espectral en los resultados obtenidos en esta tesis, los cuales se observan en el espectro de la rendija N y más visiblemente en P (ver Fig. 5.12), el cual atraviesa tanto el anillo como esa zona brillante delgada que se ve en la imagen de NGC 6445.

- El otro es la posible ubicación que debería tener LNE así como su velocidad de expansión. En L y M se tienen elipses oblongas debido a los cinco lóbulos propuestos, donde L toca los superiores (o del lado Este) y M toca cada uno de ellos siendo representados en el PV como pequeñas elipses (ver Fig. 5.11).
- Los nudos en varios espectros es posible representarlos con variaciones en densidad de manera local.

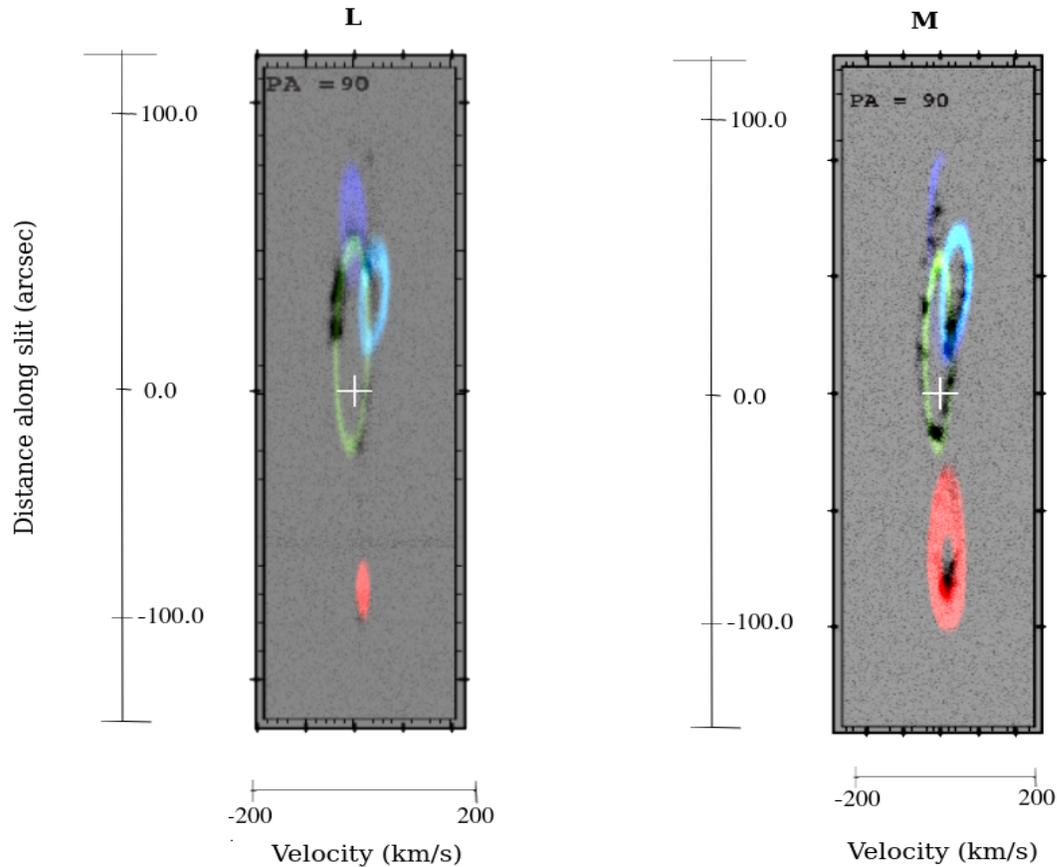


Figura 5.11: Diagramas PV sintéticos de las rendijas L y M sobrepuestas al observado.

- Se añade diagramas en blanco y negro de algunos espectros para poder apreciar mejor las zonas que cubre los espectros sintéticos generados por el modelo (Ver Fig. 5.13, Fig. 5.14 y Fig. 5.15).
- Hay que destacar que todas las estructuras son propuestas para la posible morfología de NGC 6445 por medio de los diagramas PVs obtenidos a través de la reducción de los espectros, las *Image + Slit* de cada una de las rendijas, así como parte de la literatura revisada. Es posible que existan algunas estructuras diferentes que pueden describir

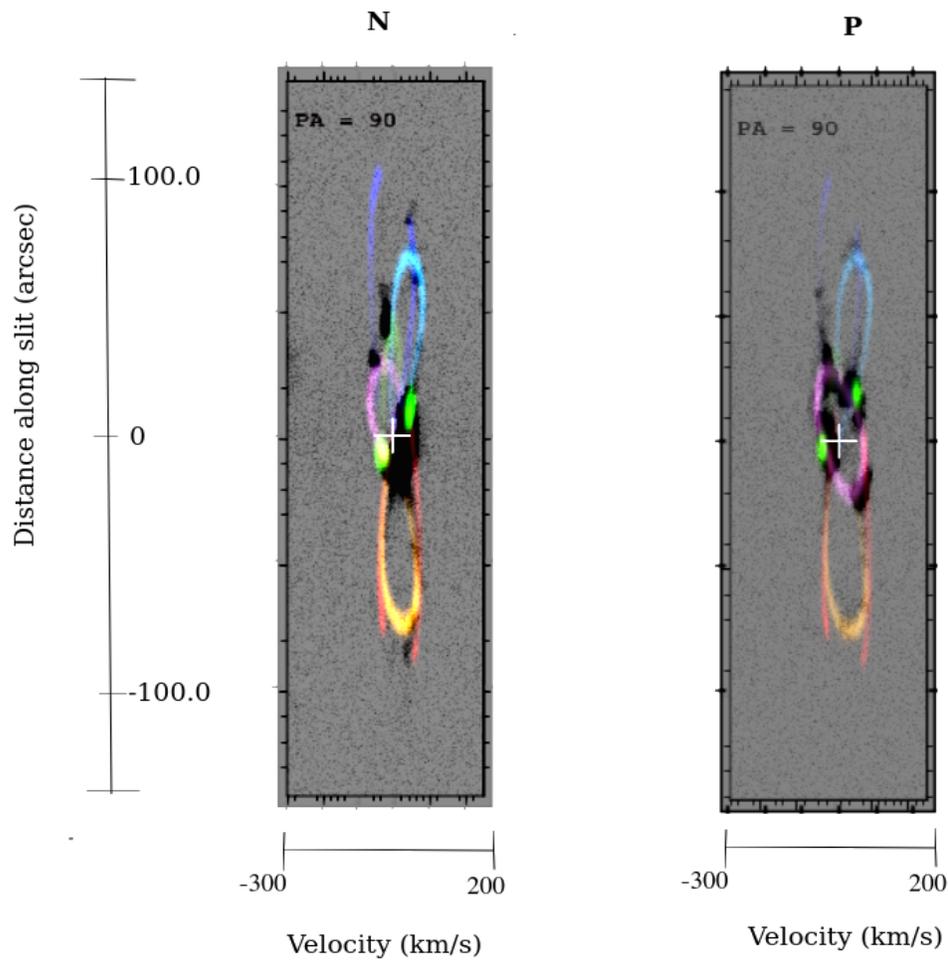


Figura 5.12: Diagramas PV sintéticos de las rendijas N y P superpuestas a los observados.

mejor a la PN pero por ahora es la mejor descripción morfológica y cinemática que hemos podido obtener en concordancia a las observaciones, los modelos generados por SHAPE y la literatura aquí revisada.

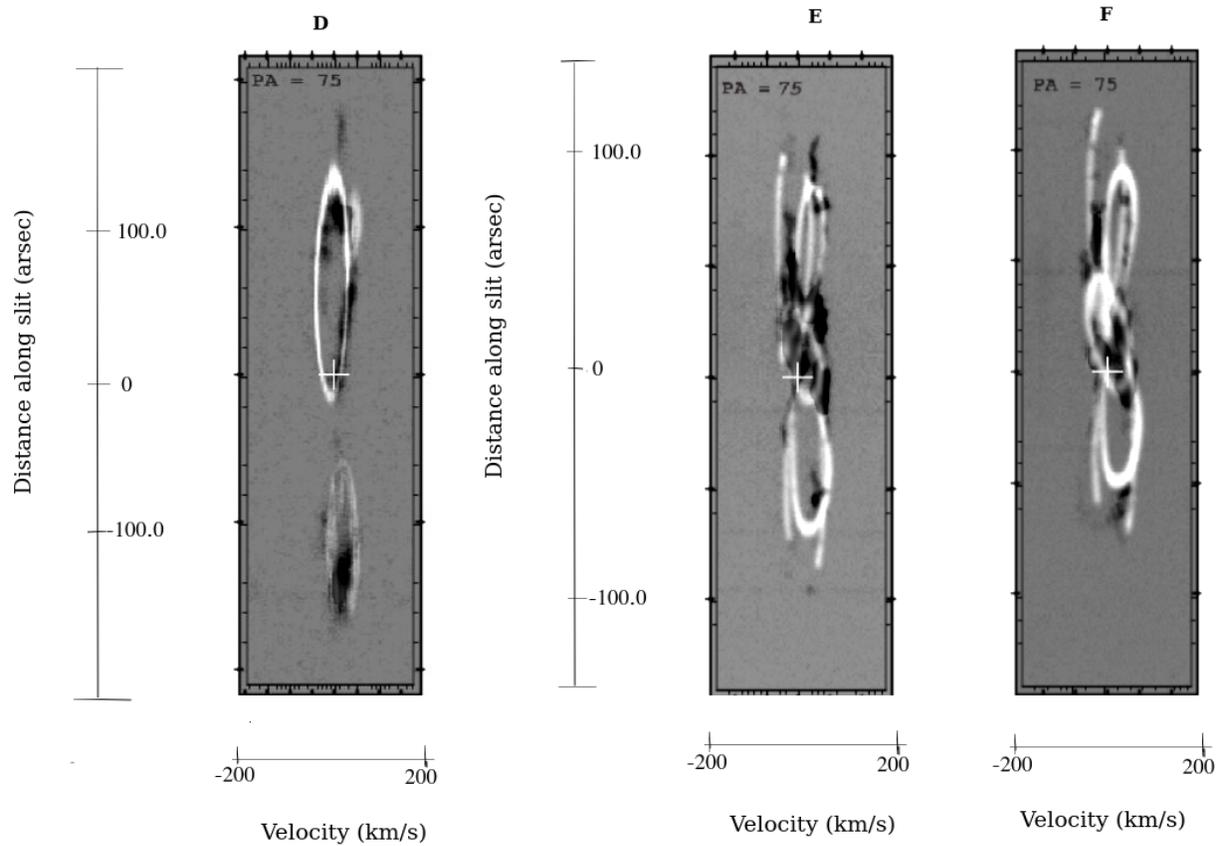


Figura 5.13: Diagramas PV sintéticos de las rendijas D, E y F sobrepuestos a los observados en blanco y negro. Aquí se logra apreciar de mejor manera la parte central y algunas zonas brillantes que son fáciles de observar en la Figura 5.6

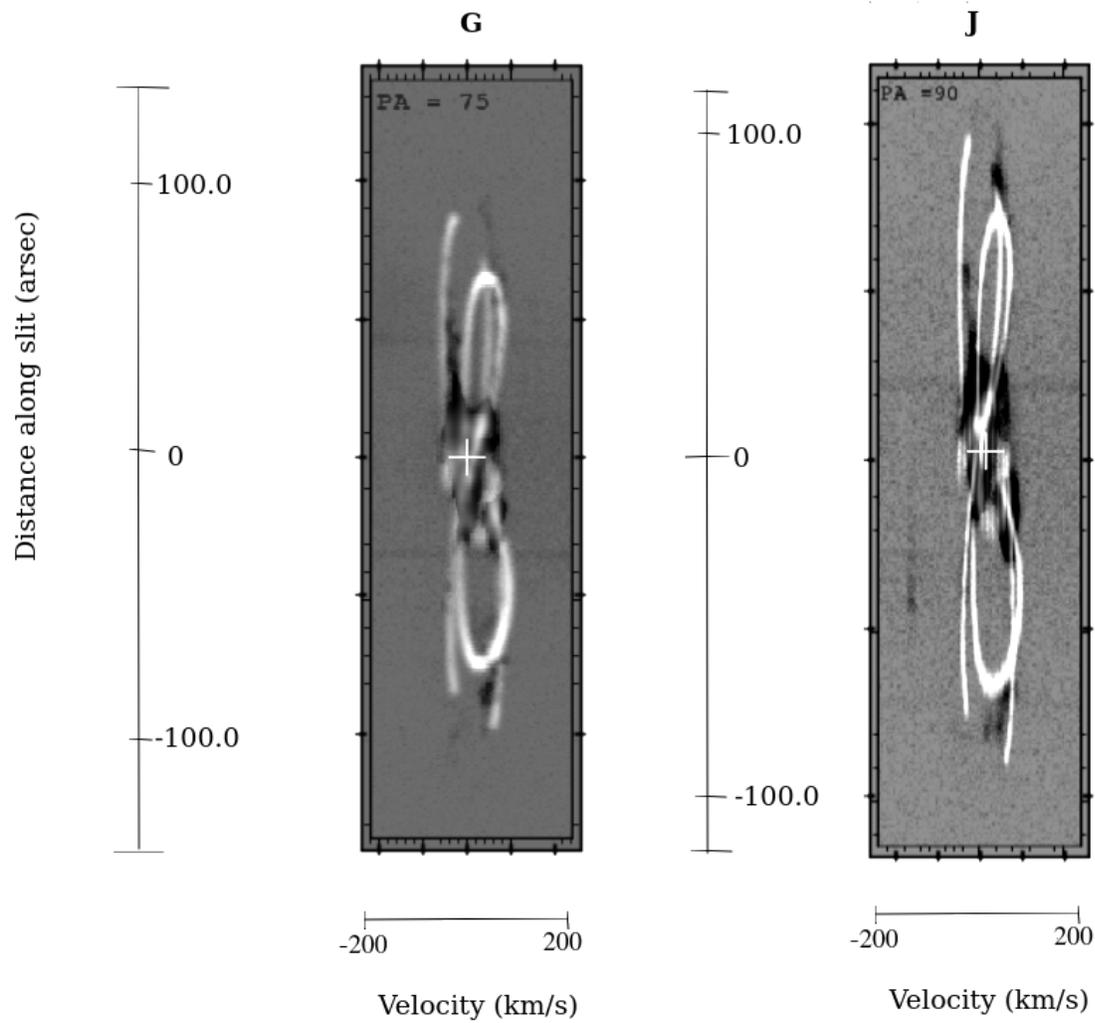


Figura 5.14: Diagramas PV sintéticos de las rendijas G y J sobrepuestos a los observados en blanco y negro. Aquí se logra apreciar de mejor manera la parte central y algunas zonas brillantes que son fáciles de observar en las Figuras 5.8 y 5.11

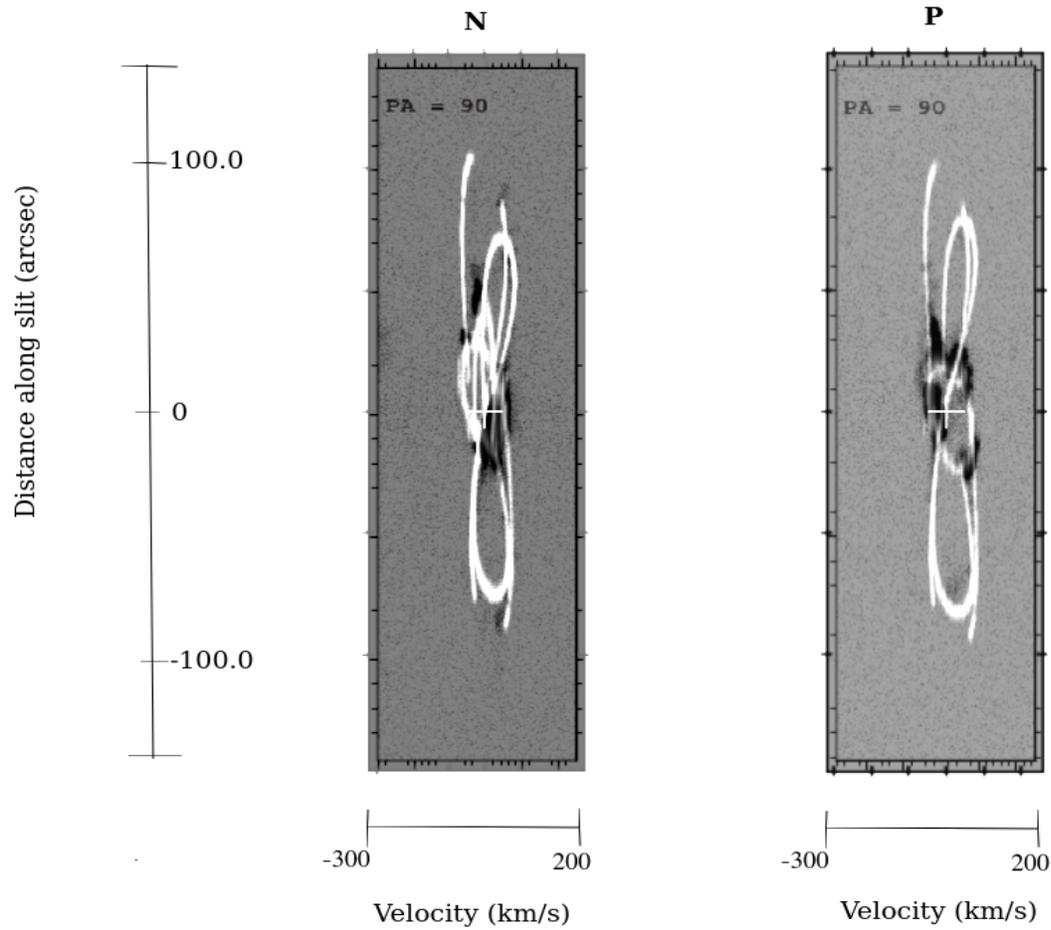


Figura 5.15: Diagramas PV sintéticos de las rendijas N y P sobrepuestos a los observados en blanco y negro. Aquí se logra apreciar de mejor manera la parte central y algunas zonas brillantes que son fáciles de observar en la Figura 5.14

## 5.2. La Formación de NGC 6445

Lo que podemos saber sobre NGC 6445, es lo siguiente: es una PN que ha sido clasificada como bipolar tipo I, de alta excitación con alta abundancia en N y He y presencia de líneas prohibidas de [S II], [O III],  $H\alpha$  y [N II]. Varios autores han propuesto una morfología más compleja, como una multipolar o cuádrupolar (Vázquez et al., 2004; Sahai, Villar & Morris, 2011; Aleman et al., 2018; Bublitz et al., 2019). Es muy probable que la estrella progenitora haya sido bastante masiva como lo indica el enriquecimiento en [N II], su alta temperatura y el estado evolutivo de la PN, además de contar con una posible estrella binaria debido a la fuente compacta de rayos X y la emisión coronal que se han detectado en NGC 6445 (Allen, Czyzak & Kaler, 1973; Cuesta & Phillips, 2018; Fang et al., 2018; Phillips & Ramos-Larios, 2010; Montez et al., 2015).

La posible formación de este objeto pudo ser de la siguiente manera (suposición hecha con los valores obtenidos de edades, sus respectivos errores en edad, las estructuras halladas en este estudio y la literatura revisada). Dentro de las estrellas que pueden generar una PN, la CSPN de NGC 6445 se encuentran entre las más masivas. Adicionalmente es posible que se encuentre una estrella compañera cerca de ella conformando un sistema binario, ambas estrellas interactúan formando una envoltura común (CE). Esto es, la estrella primaria pierde masa a través de viento estelar, este material es eyectado hacia su compañera, mientras más masa va perdiendo la gigante roja, crece su tamaño llenando el lóbulo de Roche. Adicionalmente, la estrella secundaria también llena su lóbulo de Roche, a través de la acreción de material mediante un disco, formando así la CE.

Después de esto, se genera un disco circumbinario bastante denso, a partir del material excedente que quedó atrapado en el potencial gravitacional (Morris, 1987; Von Hoff et al., 1999). Este anillo evoluciona teniendo una densidad alta, prominente en la parte externa. Esta región permite la presencia de PAHs alrededor del anillo así como gas molecular, esto se puede

verificar por la presencia de regiones fotodisociadas (PDR), pues existen regiones donde la radiación no destruye el material (Phillips & Ramos-Larios, 2010; Phillips et al, 2010; Allamandola et al, 1989). Debido a la presencia de polvo alrededor del anillo, la extinción es mucho mayor cerca de la periferia (Pottasch et al., 2000).

Al ser la CSPN muy masiva ( $0.64 M_{\odot}$ ), ésta pudo haber evolucionado de manera acelerada, lo cual podría evidenciarse con la diferencia entre la edad dinámica (5000 años) y la edad cinemática (1000 años) (Bublitz et al. 2019). Por parte nuestra, nuestros resultados arrojan una edad cinemática de 6000 años con el 33.3% de error. Por lo que la estrella progenitora es conformado por un sistema binario, es posible haber generado flujos bipolares y vientos muy rápidos formando los lóbulos de la planetaria.

Es posible que la creación de los lóbulos se haya realizado de la siguiente manera, (aunque hay que aclarar que puede haber otras explicaciones plausibles a la formación de NGC 6445): La envoltura común (CE), que comparten la estrella central y su posible compañera, rota diferencialmente y se calienta al mismo tiempo que las estrellas caen en forma de espiral hasta distancias bastantes cortas entre 3.5 – 50 UA (Mastrodemos & Morris, 1999). Después, el disco de acreción alrededor de la estrella compañera genera “*flujos bipolares*” que se propagan de manera perpendicular al plano ecuatorial. Lo mencionado anteriormente, se prevé por la morfología de las estructuras obtenidas de los lóbulos principales (Ver Fig. 5.16).

Enseguida el núcleo remanente produce vientos rápidos que al encontrarse con obstáculos por la parte densa del disco circumbinario, chocan con el material eyectado previamente, formando los primeros lóbulos, en este caso se cree que son LE1 y LW1. Se espera que LW1 se rompa en su parte inferior formando nudos cometarios (“*knots*”) y filamentos, también se espera que LE1 se rompa de igual manera. Posiblemente este rompimiento sea favorecido por la presencia de inestabilidades que en este tipo de PN ya han sido mencionadas como una

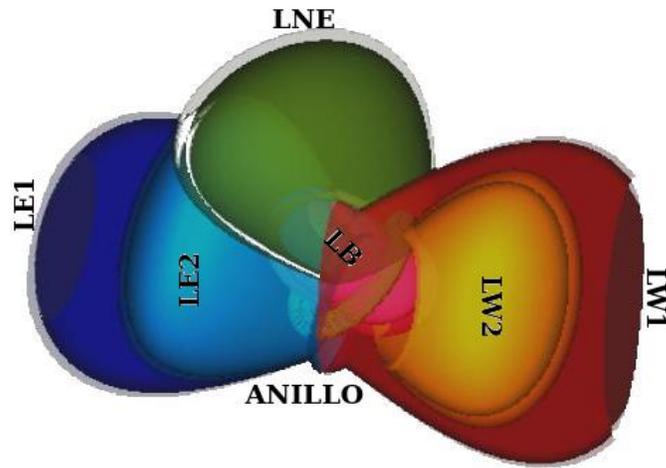


Figura 5.16: Modelo morfocinemático de la PN NGC 6445 obtenido con SHAPE con sus respectivas etiquetas

característica secundaria de las bipolares tipo I, por Peimbert & Torres (1983).

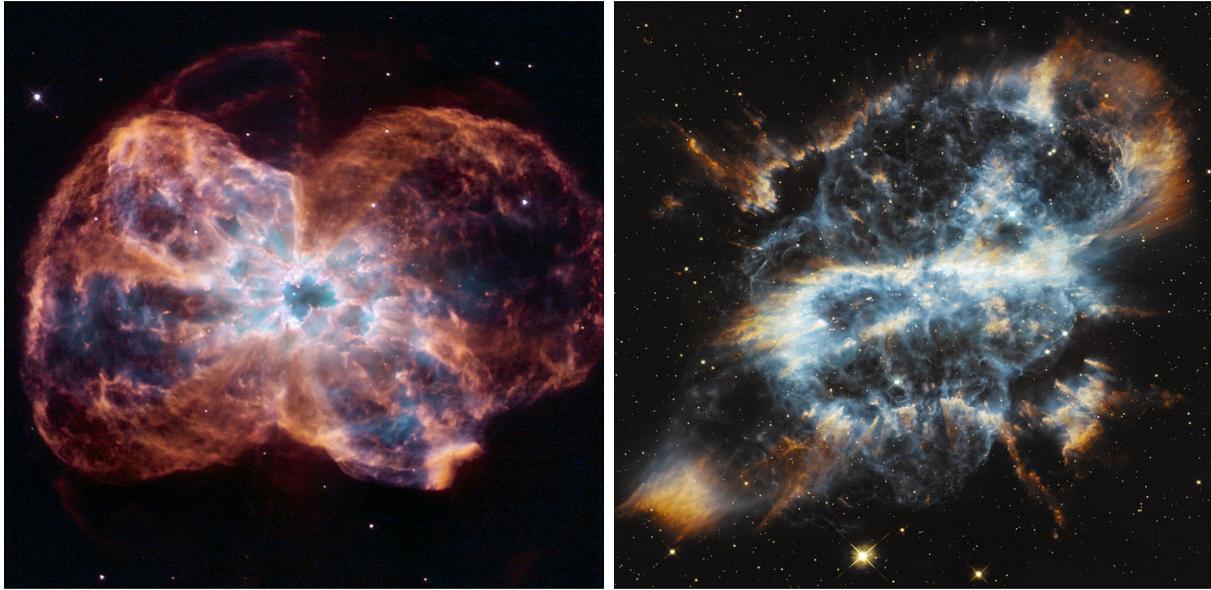
Por otra parte Fang et al., (2018) muestran que nebulosas evolucionadas como NGC 6445, pueden presentar inestabilidades tipo Rayleigh-Taylor. Posiblemente esto favorezca a la despresurización de la burbuja caliente que origine el rompimientos de los lóbulos. La burbuja caliente se formará cuando la CSPN se genere el viento rápido chocado que infla los cascarones de los lóbulos. Todo esto es consistente tanto con el modelo, como con las imágenes en [N II], los espectros observados y los sintéticos. Después se forma un lóbulo secundario dentro de LE1, siendo LE2 mostrado por las edades obtenidas para él. Aunque es posible que se haya generado al mismo tiempo LNE y LW2 por la orientación del anillo que comparten. Es posible que el origen de los distintos ejes de los lóbulos LNE, LW2 y LB, se deba a un proceso de precesión, rotación y campo magnético que haya generado jets bipolares a diferentes tiempos por las posiciones en las que éstos se encuentran. Así como un movimiento de rotación y traslación del anillo por la posición en donde se encuentra. Es probable que casi al mismo tiempo se haya formado LNE con un inclinación diferente al flujo bipolar inicial que dio origen a los anteriores, o puede deberse a la generación de un segundo jet con la misma inclinación que la inicial pero debido a una densidad menor en alguno de los cascarones ésta saliera expulsada

en una dirección distinta, lo cual posiblemente explicaría la zona de choque detectada en [S II], lo cual podría explicar la posición de LB. Estos choques se debieron producir a grandes velocidades ( $110 \text{ km s}^{-1}$  o más) según lo muestran las velocidades de expansión de los lóbulos. Por último, en el proceso de evolución de NGC 6445, también es posible que al final se haya generado una última estructura en forma de lóbulo bipolar achatado con una inclinación de  $62^\circ$  y un PA de  $54^\circ$ , aproximadamente. Todo esto debido a una posible aceleración desde la región central haciendo que las mediciones sean inconsistentes en las velocidades cinemáticas.

También es posible que al ser algo masiva su estrella progenitora (entre 3 a  $5 M_\odot$ ; Peimbert & Torres, 1983) y relativamente caliente ( $170,000 \text{ K}$ ; Bublitz et al. 2019), NGC 6445 evolucionara más rápido hacia un estado tardío, mostrando el gran tamaño y la baja densidad que se observa en estudios previos. Una vez la estrella central empiece el proceso de enfriamiento hacia la región de las enanas blancas, es posible que la presión térmica dentro de la burbuja caliente de la PN disminuya a valores menores de  $P \geq 1.65 \times 10^{-18} \text{ Pa}$  (Vatistas et al. 1982; Lamers-Casinelli, 1999). La alta temperatura de la CSPN, el gran tamaño de la PN y el grosor del cascarón pueden explicarse suponiendo que la CSPN se encuentre posiblemente en sus últimas etapas antes de evolucionar a una enana blanca.

Cabe mencionar también la gran similitud morfológica que existe entre este objeto y otras nebulosas planetarias como NGC 5189 y NGC 2440.

Al igual que NGC 6445, NGC 5189 es una nebulosa bipolar que presenta altos niveles de Nitrógeno detectados en los filamentos y los nudos de la envoltura. Esta nebulosa ha mostrado que contiene múltiples estructuras bipolares, este tipo de morfología suele atribuirse a eventos de pérdida de masa que se cree que tienen origen en una fuente central binaria que precesa, por la desalineación encontrada en los lóbulos con respecto al toroide central. Lo cual comparte similitud en sus características físicas con NGC 6445 por lo que es posible que apunte a una formación similar de precesión de la CSPN y una desalineación en los lóbulos observados en



(a) Bipolar: NGC 2440

(b) Bipolar: NGC 5189

Figura 5.17: Nebulosa bipolares con características similares a NGC 6445 **Créditos:** a) *Hubble/ESA* & *NASA*

este estudio.

Asimismo, la intensa emisión de nitrógeno de NGC 5189 se asocia a un ambiente local de choques (Sabin et al, 2012), lo que nos invita a pensar que algo similar le sucedió a nuestro objeto de estudio. Aunque Toala, Montez & Karovska (2019), mencionan que en realidad la región interna esta contenida por [O III], mientras que el nitrógeno no muestran interacción con la burbuja caliente donde se observa la alta emisión de rayos x.

Vale la pena recordar que el objeto NGC 2440 que es una PN bipolar (*mariposa*), clasificación tipo I, que tiene a su vez una estrella central evolucionada y masiva (Vazquez et al. 1999), cuya temperatura es de 200,000 K. También se ha encontrado un disco toroidal denso y polvoriento. Se observa que este toroide ha sido distorsionado al no conservar una forma circular, la cual se cree que se deba al viento rápido del núcleo remanente y a su radiación. Por otra parte, la cinemática de este objeto muestra una fuerte evidencia de flujos bipolares colimados con diferentes inclinaciones, por lo cual se cree que NGC 2440 muestra el fenómeno

de BRET (López, Vázquez & Rodríguez 1995; Vázquez et al. 1999). Los BRETS (del inglés *Bipolar Rotating Episodic Jets*), son fenómenos que, entre otras cosas, intentan explicar la simetría puntual a través de mecanismos de colimación hidrodinámica por precesión axial y rotación (Balick & Frank, 2002). Por lo tanto, es posible creer que la colimación de los jets que generaron los lóbulos con diferentes edades en NGC 6445, sea debida a un proceso de rotación, precesión o incluso campos magnéticos como lo señala García-Segura et al. (2020), explicando esa diferencia de edades de los lóbulos así como sus respectivas inclinaciones.

# Capítulo 6

## Conclusiones

### 6.1. Conclusiones

NGC 6445 es una PN bipolar tipo I, bastante evolucionada, cuyo núcleo muestra indicios de tener una posible compañera binaria. En este trabajo se encuentran dos lóbulos principales colimados LE1 y LW1 de aproximadamente 6000 años, generados por vientos rápidos colimados sobre el eje polar. Cuenta con un anillo central denso con una inclinación de  $62^\circ$ , el cual es ópticamente grueso y con una densidad no homogénea. También se observan dos lóbulos adicionales (LE2 y LW2), y uno más, aproximadamente de la misma edad cinemática de LE1 (6000 años) teniendo una estructura filamentosa y con nudos cometarios, por lo que es posible que pudo haberse originado por la presencia de una menor densidad e inestabilidades Rayleigh-Taylor. LW2 y LNE es posible que se hayan originado de manera simultánea por un proceso de precesión/rotación del disco circumbinario y un posible campo magnético en él, que haya dado como resultados jets, originando así a estos lóbulos. El lóbulo LNE encontrado, ya se ha reportado anteriormente su contribución por emisiones en  $H_2$ . La formación de filamentos es congruente con las observaciones, el modelo y la literatura respecto a las bipolares tipo I. Es posible que se haya formado un posible un pequeño lóbulo bipolar (LB) al final, pues se observa su contribución en las emisiones de gas chocado de  $[S II]$  y  $[N II]$ , así como en

los diagramas PV, en donde es visiblemente notoria su inclinación, diametralmente opuesta a la del anillo principal. Las velocidades de choque ronda alrededor de los  $120 \text{ km s}^{-1}$  o más, mientras que las velocidades de los lóbulos rondan alrededor de los  $100 \text{ km s}^{-1}$ . Se observa que NGC 6445 tiene características de ser un objeto evolucionado, con similitudes con otras nebulosas como NGC 5189 y NGC 2440. Por último, modelo cinemático propuesto coinciden adecuadamente con las observaciones obtenidas por el telescopio de 2.1 m y el espectrómetro MEZCAL.

# Bibliografía

- Aleman, I., Ueta, T., Ladjal, D., Exter, K., Kastner, J., Montez, R., Tielens, X., Chu, Y.-H., Izumiura, H., McDonald, I., Sahai, R., Siódmiak, N., Szczerba, R., van Hoof, P. A. M., Villaver, E., Vlemmings, W., Wittkowski, M., Zijlstra, A. 2015, Herschel Planetary Nebula Survey (HerPlaNS): First Detection of OH<sup>+</sup> in Planetary Nebulae. *American Astronomical Society Meeting Abstracts #225*, 225, 108.05.
- Allamandola, L. J., Tielens, A. G. G. M., Barker, J. R. 1989, Interstellar Polycyclic Aromatic Hydrocarbons: The Infrared Emission Bands, the Excitation/Emission Mechanism, and the Astrophysical Implications. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 71, 733.
- Aller, L. H., Czyzak, S. J., Craine, E., Kaler, J. B. 1973, Spectrophotometric studies of gaseous nebulae. XXII. The irregular ring nebula NGC 6445.. *The Astrophysical Journal*, 182, 509.
- Balick, B., Frank, A. 2002, Shapes and Shaping of Planetary Nebulae. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 40, 439-486.
- Becker, S. A. 1981, The evolution of intermediate-mass stars from the zero-age main sequence to the base of the asymptotic giant branch as a function of mass and composition.. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 45, 475-505.

- Bermúdez-Bustamante, L.C. Colección Posgrado de la UNAM No. 70: Nebulosas Planetarias: la morfología oculta en su espectro., 2016.
- Bowen, I. S. 1927, The Origin of the Nebulium Spectrum. *Nature*, 120, 473.
- Bublitz, J., Kastner, J. H., Santander-García, M., Bujarrabal, V., Alcolea, J., Montez, R. 2019, A new radio molecular line survey of planetary nebulae. HNC/HCN as a diagnostic of ultraviolet irradiation. *Astronomy and Astrophysics*, 625, A101.
- Campbell, W. W. 1911, On the motions of the brighter class B stars. *Lick Observatory Bulletin*, 195, 101-124.
- Campbell, W. W., Moore, J. H. 1918, Spectrographic observations of relative motions within the planetary nebulae. *Publications of the American Astronomical Society*, 3, 194.
- Corradi, R. L. M., Schwarz, H. E. 1993, Kinematics of bipolar planetary nebulae. *Astronomy and Astrophysics*, 278, 247-254.
- Cuesta, L., Phillips, J. P. 1999, The Density, Extinction, and Excitation Characteristics of NGC 6445. *The Astronomical Journal*, 117, 974-980.
- Curtis, H. D. 1918, Nebular proper motions. *Publications of the American Astronomical Society*, 3, 119.
- De Marco, O. 2009, The Origin and Shaping of Planetary Nebulae: Putting the Binary Hypothesis to the Test. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 121, 316.
- Erasmus, D. A. 2006, in IAU Symposium, Vol. 232, The Scientific Requirements for Extremely.
- Faundez-Abans, M., Maciel, W. J. 1987, The classification of planetary nebulae. *Astronomy and Astrophysics*, 183, 324-326. Large Telescopes, ed. P. Whitelock, M. Dennefeld, & B. Leibundgut, 510513

- García-Segura, G., Taam, R. E., Ricker, P. M. 2020, Common Envelope Shaping of Planetary Nebulae. II. Magnetic Solutions and Self-collimated Outflows. *The Astrophysical Journal*, 893,.
- Guerrero, M. A., De Marco, O. 2013, Analysis of far-UV data of central stars of planetary nebulae: Occurrence and variability of stellar winds. *Astronomy and Astrophysics*, 553,.
- Gurzadjan, G. A. (1997). The physics and dynamics of planetary nebulae with 93 tables. Berlin: Springer.
- Gurzadyan, G. A. 2013, Planetary nebulae. *Dordrecht: Reidel*, 528pp.
- Hearnshaw, J. 2010, Auguste Comte's blunder: an account of the first century of stellar spectroscopy and how it took one hundred years to prove that Comte was wrong!. *Journal of Astronomical History and Heritage*, 13, 90-104.
- Hecht, E. (2002). Optics. San Francisco: Addison Wesley.
- Herschel, W. 1791, On Nebulous Stars, Properly So Called. By William Herschel, LL.D. F. R. S.. *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I*, 81, 71-88.
- Hubble, E. 1922, No. 250. The source of luminosity in galactic nebulae.. *Contributions from the Mount Wilson Observatory / Carnegie Institution of Washington*, 250, 1-39.
- Huggins, W., Miller, W. A. 1864, On the Spectra of Some of the Nebulae. By William Huggins, F.R.A.S. A Supplement to the Paper "On the Spectra of Some of the Fixed Stars, William Huggins F.R.A.S., and W. A. Miller, M.D., LL.D., Treas. and V.P.P.S.". *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I*, 154, 437-444.
- Iben, I. 2013. Stellar evolution physics. Cambridge: Cambridge University Press.
- Kippenhahn, R., Weigert, A., Weiss, A. 2012, Stellar Structure and Evolution. *Springer: Berlin, Heidelberg*. 606pp.

- Kitchin, C. 2013. *Astrophysical techniques*. Boca Raton, FL: CRC Press, Taylor & Francis Book.
- Kwok, S., Purton, C. R., Fitzgerald, P. M. 1978, On the origin of planetary nebulae. *The Astrophysical Journal*, 219, L125-L127.
- Kwok, S. 2007, *The Origin and Evolution of Planetary Nebulae*. Cambridge University Press: Cambridge. 260pp.
- Lamers, H. J. G. L. M., Cassinelli, J. P. 1999, Introduction to Stellar Winds. *Introduction to Stellar Winds*, 452.
- López, J. A., Vázquez, R., Rodríguez, L. F. 1995. The Discovery of a Bipolar, Rotating, Episodic Jet (BRET) in the Planetary Nebula KJ Pn 8, *The Astrophysical Journal*, 455, L63-L65
- Mastrodemos, N., Morris, M. 1999, Bipolar Pre-Planetary Nebulae: Hydrodynamics of Dusty Winds in Binary Systems. II. Morphology of the Circumstellar Envelopes. *The Astrophysical Journal*, 523, 357-380.
- Mata, H., Ramos-Larios, G., Guerrero, M. A., Nigoche-Netro, A., Toalá, J. A., Fang, X., Rubio, G., Kemp, S. N., Navarro, S. G., Corral, L. J. 2016, Spitzer mid-infrared spectroscopic observations of planetary nebulae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 459, 841-853.
- Meaburn, J., López, J. A., Gutiérrez, L., Quiróz, F., Murillo, J. M., Valdéz, J., Pedrayez, M. 2003, The Manchester Echelle Spectrometer at the San Pedro Mártir Observatory (MES-SPM). *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 39, 185-195.
- Morris, M. 1987, Mechanisms for mass loss from cool stars. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 99, 1115-1122.

- Montez, R., Kastner, J. H., Balick, B., Behar, E., Blackman, E., Bujarrabal, V., Chu, Y.-H., Corradi, R. L. M., De Marco, O., Frank, A., Freeman, M., Frew, D. J., Guerrero, M. A., Jones, D., Lopez, J. A., Miszalski, B., Nordhaus, J., Parker, Q. A., Sahai, R., Sandin, C., Schonberner, D., Soker, N., Sokoloski, J. L., Steffen, M., Toalá, J. A., Ueta, T., Villaver, E., Zijlstra, A. 2015, The Chandra Planetary Nebula Survey (ChanPlaNS). III. X-Ray Emission from the Central Stars of Planetary Nebulae. *The Astrophysical Journal*, 800,.
- Ohlmann, S. T., Röpke, F. K., Pakmor, R., Springel, V. 2016, Hydrodynamic Moving-mesh Simulations of the Common Envelope Phase in Binary Stellar Systems. *The Astrophysical Journal*, 816,.
- Palla, F., Stahler, S. W. 1993, The Pre-Main-Sequence Evolution of Intermediate-Mass Stars. *The Astrophysical Journal*, 418, 414.
- Padmanabhan, T. 2002. Theoretical Astrophysics Vol. II: Stars and Stellar Systems, CUP:Cambridge. 5765pp. doi:<https://doi.org/10.1017/CBO9780511840166>.
- Parker, Q. A., Acker, A., Frew, D. J., Hartley, M., Peyaud, A. E. J., Ochsenbein, F., Phillipps, S., Russeil, D., Beaulieu, S. F., Cohen, M., Köppen, J., Miszalski, B., Morgan, D. H., Morris, R. A. H., Pierce, M. J., Vaughan, A. E. 2006, The Macquarie/AAO/Strasbourg H Planetary Nebula Catalogue: MASH. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 373, 79-94.
- Peimbert, M. 1978, Chemical abundances in planetary nebulae. *Planetary Nebulae*, 76, 215-224.
- Peimbert, M., Torres-Peimbert, S. 1983, Type I planetary nebulae. *Planetary Nebulae*, 103, 233-242.
- Phillips, J. P., Ramos-Larios, G. 2010, Spitzer mid-infrared observations of seven bipolar planetary nebulae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 405, 2179-

2205.

- Phillips, J. P., Williams, P. G., Mampaso, A., Ukita, N. 1992, Molecular and Low Excitation Emission in High Mass POST Main-Sequence Nebulae. *Astrophysics and Space Science*, 188, 171-204.
- Pottasch, S. R., Beintema, D. A., Feibelman, W. A. 2000, Abundance in the planetary nebulae NGC 6537 and He2-111. *Astronomy and Astrophysics*, 363, 767-778.
- Richer, M., Watson, A., Kemp, S., Ayala, S. 2003, Reporte de caracterización de los CCDs y de los telescopios de 1.5m y 84cm. Retrieved August 31, 2020, from <http://www.astrosen.unam.mx/resast/ccdcal/sept2002/rept2002.htm>
- Richer, M. (n.d.). Curso de Astronomia Observacional, semestre 2020-II:. Retrieved September 28, 2020, from <http://www.astrosen.unam.mx/richer/docencia/tecnicas/>
- Saha, M. 1928, The Origin of the Nebulium Spectrum. *Nature*, 121, 418.
- Sahai, R., Villar, G. G., Morris, M. 2011, Young planetary nebulae: Hubble Space Telescope imaging and new morphological classifications system. *Asymmetric Planetary Nebulae 5 Conference*, P21.
- Sabin, L., Vázquez, R., López, J. A., García-Díaz, Ma.T., Ramos-Larios, G. 2012, The filamentary Multi-Polar Planetary Nebula NGC 5189. *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 48, 165-176.
- Schwarz, H. E., Corradi, R. L. M. 1995, Observational Properties of Bipolar Planetary Nebulae. *Asymmetrical Planetary Nebulae*, 11, 113.
- Steffen, W., Koning, N., Wenger, S., Morisset, C., Magnor, M. 2011, Shape: A 3D Modeling Tool for Astrophysics. *IEEE Transactions on Visualization and Computer Graphics*, 17, 454-465.

- Sullivan, R. 1915, The Planetary Nebulae. *Popular Astronomy*, 23, 149-151.
- Toalá, J. A., Montez, R., Karovska, M. 2019, A Carbon-rich Hot Bubble in the Planetary Nebula NGC 5189. *The Astrophysical Journal*, 886,.
- Tennyson, J. 2005, Astronomical spectroscopy : an introduction to the atomic and molecular physics of astronomical spectra. *Astronomical spectroscopy : an introduction to the atomic and molecular physics of astronomical spectra*, 2,.
- van Hoof, P. A. M., Van de Steene, G. C., Beintema, D. A., Martin, P. G., Pottasch, S. R., Ferland, G. J. 2000, Properties of Dust Grains in Planetary Nebulae. I. The Ionized Region of NGC 6445. *The Astrophysical Journal*, 532, 384-399.
- Vatistas, G. H., Lin, S., Kwok, C. K., Lilley, D. G. 1982, Bluff-body flameholder wakes - A simple numerical solution.
- Vázquez, R., Torrelles, J. M., Rodríguez, L. F., Gómez, Y., López, J. A., Miranda, L. F. 1999, Radio Continuum and Recombination Line Observations of the Polypolar Planetary Nebula NGC 2440. *The Astrophysical Journal*, 515, 633-639.
- Vázquez, R., Zavala, S., Blanco, M. W., Ayala, S., Benítez, G., Miranda, L. F. 2004, The structure of the planetary nebula NGC 6445. *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 205, 138.07.
- Villaver, E., García-Segura, G., Manchado, A. 2002, The Dynamical Evolution of the Circumstellar Gas around Low- and Intermediate-Mass Stars. I. The Asymptotic Giant Branch. *The Astrophysical Journal*, 571, 880-900.
- Zenconding:UTF-8 Walker, G. 1987, Astronomical observations : an optical perspective. *Cambridge: University Press*,.
- Wright, W. H. 1915, On the Occurrence of the Line 4686A and the Related Series of Lines in the Spectra of the Planetary Nebulae. *Proceedings of the National Academy of*

*Science*, 1, 266-269.

- Zamorano, J. (n.d.). 3.- FUNDAMENTOS DE LA ESPECTROSCOPA:. Retrieved September 28, 2020, from <https://webs.ucm.es/info/Astrof/users/jaz/TRABAJOS/UGAR-TE/3.htm>
- Zanstra, H. 1927, An Application of the Quantum Theory to the Luminosity of Diffuse Nebulae. *The Astrophysical Journal*, 65, 50.
- Zanstra, H. 1932, The Expansion Hypothesis for Planetary Nebuæ. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 93, 131.
- Zazueta, S., Murillo, F., Sierra, G., et al. 2017, Dise no del control de movimiento de la platina giratoria del telescopio de 2.1m del OAN.
- Zou, Y., Frank, A., Chen, Z., Reichardt, T., De Marco, O., Blackman, E. G., Nordhaus, J., Balick, B., Carroll-Nellenback, J., Chamandy, L., Liu, B. 2020, Bipolar planetary nebulae from outflow collimation by common envelope evolution. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 497, 2855-2869.