
UNIVERSIDAD AUTÓNOMA DE BAJA CALIFORNIA

FACULTAD DE CIENCIAS



**ESTRUCTURA MORFOCINEMÁTICA DE LA
NEBULOSA PLANETARIA NGC 7094**

TESIS PARA OBTENER EL TÍTULO DE
FÍSICO

QUE PRESENTA

FEDERICO SOTO BADILLA

ENSENADA, B.C.

SEPTIEMBRE DE 2020

UNIVERSIDAD AUTÓNOMA DE BAJA CALIFORNIA

FACULTAD DE CIENCIAS

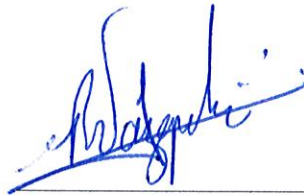
ESTRUCTURA MORFOCINEMÁTICA DE LA
NEBULOSA PLANETARIA NGC 7094

TESIS PROFESIONAL

QUE PRESENTA

FEDERICO SOTO BADILLA

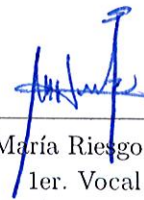
APROBADO POR:



Dr. Roberto Vázquez Meza
Director de Tesis



Dra. Mónica Blanco Cárdenas
Secretario



M.C. María Riesgo Tirado
1er. Vocal

RESUMEN de la Tesis de Federico Soto Badilla presentada para la obtención del título de Físico. Ensenada, Baja California, México, Septiembre de 2020.

ESTRUCTURA MORFOCINEMÁTICA DE LA NEBULOSA PLANETARIA NGC 7094

Se realizó un estudio morfocinemático de la Nebulosa Planetaria NGC 7094. Fueron utilizadas observaciones obtenidas en el Observatorio Astronómico Nacional de la Sierra de San Pedro Mártir para llevar a cabo la reducción, procesamiento e interpretación de los datos. Se hizo uso de rutinas de *IRAF* para la calibración de los espectros, mientras que su modelo tridimensional fue hecho con *Shape*. Con este estudio se calculó que posee una velocidad de expansión de $v_{\text{exp}} = 40 \pm 0.5 \text{ km s}^{-1}$ y una velocidad sistémica de $v_{\text{sys}} = -35.5 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$. Para su edad cinemática se tiene un valor de $18,130 \pm 1,793$ años. Como resultado, se encontró que NGC 7094 posee una forma esférica deformada por distintos protuberancias y valles.



Dr. Roberto Vázquez Meza
Director de Tesis

Agradecimientos

Al Dr. Roberto Vázquez Meza por aceptarme como tesista y encaminarme en la investigación científica.

A la Universidad Autónoma de Baja California por haberme brindado el conocimiento necesario para poder llevar a cabo este trabajo.

A la Dra. Mónica W. Blanco Cárdenas y a la M. C. María H. Riesgo Tirado por aceptar ser sinodales de esta tesis y apoyarme con sus comentarios y sugerencias.

Al Instituto de Astronomía de la Universidad Autónoma de México (UNAM) por permitirme el uso de sus recursos e infraestructura.

A DGAPA-UNAM por la beca-tesis concedida a través del proyecto IN106720.

A mi familia y amigos por darme el apoyo necesario para hacer esto posible.

Investigación realizada gracias al Programa UNAM-PAPIIT IN106720.

Índice general

1. Introducción	1
1.1. Nebulosas Planetarias	1
1.2. Morfología	2
1.3. Modelos de formación	4
1.3.1. Modelo de Vientos Estelares Interactuantes	4
1.3.2. Modelo de Barral y Cantó (1981)	5
1.3.3. Modelo de Balick et al. (1987)	5
1.3.4. Chevalier y Luo (1994)	5
1.4. La Nebulosa Planetaria NGC 7094	6
2. Marco Teórico	7
2.1. Espectroscopía	7
2.2. Líneas de emisión	8
2.3. Paralaje y tamaño físico	10
2.3.1. Paralaje	10
2.3.2. Tamaño físico	11
2.4. Cinemática	12
2.4.1. Efecto Doppler	12
2.4.2. Velocidad sistémica	13
2.4.3. Expansión de una Nebulosa Planetaria	14
2.4.4. Interacción con el medio interestelar	14
2.4.5. Edad Cinemática	16
3. Observaciones	17
3.1. Instrumentación	17
3.1.1. Telescopio de 2.1 m	17
3.1.2. Manchester Echelle Spectrograph (MES)	17
3.1.3. Charge Coupled Device (CDD)	18
3.2. Procesamiento de datos de NGC 7094	19
3.2.1. Campos planos (<i>Flat field</i>)	19
3.2.2. Sesgo (<i>Bias</i>)	19
3.2.3. Arco de comparación	19
3.2.4. Imagen directa	20
3.2.5. Imagen más rendija	20
3.2.6. Espectros de alta dispersión	21

4. Resultados	24
4.1. Tamaño	24
4.2. Diagramas Posición-Velocidad (PV)	24
4.2.1. Temporada junio 2008	25
4.2.2. Temporada noviembre 2012	28
4.2.3. Temporada octubre 2014	31
4.3. Parámetros cinemáticos	34
5. Discusión	35
5.1. Forma y velocidad sistémica	35
5.2. Modelo en <i>Shape</i>	35
5.2.1. Velocidad de expansión	40
5.2.2. La formación de NGC 7094	40
6. Conclusiones	42

Índice de figuras

1.1. Nebulosa Planetaria NGC 2818.	1
1.2. Principales tipos de morfologías de NPs.	2
1.3. Diagrama del Modelo de Vientos Interactuantes.	4
1.4. Diagrama del Modelo de Barral y Cantó (1981).	5
1.5. Diagrama del Modelo de Balick et al. (1987).	5
1.6. Diagrama del Modelo de Chavelier y Luo (1994).	6
2.1. Esquema de la difracción de la luz debido a un prisma.	7
2.2. Diagrama de cuerpo negro.	8
2.3. Izquierda: Absorción de un fotón en un átomo o ión. Derecha: Emisión de un fotón, por decaimiento, de un nivel energético dado a otro con menor energía.	9
2.4. Ejemplo de líneas de emisión. Espectro de emisión del oxígeno neutro.	9
2.5. Paralaje de un objeto celeste.	10
2.6. Tamaño angular de un objeto celeste.	11
2.7. Forma del perfil espectral de la línea de emisión de una NP esférica.	14
3.1. Edificio del telescopio de 2.1 m ubicado en el OAN-SPM.	17
3.2. Telescopio de 2.1 m del OAN-SPM.	17
3.3. Foto con el telescopio de 2.1 m.	17
3.4. Espectrógrafo <i>MEZCAL</i> montado.	18
3.5. Detector CCD.	18
3.6. Ejemplo de <i>Flat</i> . Los aros oscuros corresponden a motas de polvo sobre el filtro, aparecen desenfocadas por no estar el filtro en el plano focal.	19
3.7. Ejemplo de <i>bias</i> . El segmento blanco en la parte superior es el defecto del detector.	19
3.8. Ejemplo de arco de comparación Th-Ar calibrado en longitud de onda.	20
3.9. Nebulosa planetaria NGC 7094.	20
3.10. Imagen más rendija.	21
3.11. Ejemplo de uno de los espectro de NGC 7094 obtenido en [O III] (Izquierda). Mismo espectro de NGC 7094 con sustracción de <i>bias</i> realizada (Derecha).	21
3.12. Espectro de NGC 7094 antes de quitar los rayos cósmicos (Izquier- da). Espectro de NGC 7094 después de quitar los rayos cósmicos (Derecha).	21

3.13. Espectro de NGC 7094 sin calibrar en longitud de onda (Izquierda). Espectro de NGC 7094 calibrado en longitud de onda (Derecha). . .	22
3.14. Espectro de NGC 7094 con líneas de cielo (Izquierda). Espectro de NGC 7094 sin líneas de cielo (Derecha).	22
3.15. Posiciones utilizadas en la temporada de julio de 2008. Imagen con Norte hacia arriba y Este hacia la izquierda.	22
3.16. Posiciones utilizadas en la temporada de noviembre de 2012. Ima- gen con Norte hacia arriba y Este hacia la izquierda.	23
3.17. Posiciones utilizadas en la temporadas de octubre de 2014. Imagen con Norte hacia arriba y Este hacia la izquierda.	23
4.1. Nebulosa Planetaria NGC 7094 con cascarones representados. . .	24
4.2. Diagramas PV de las rendijas de la temporada 2008.	27
4.3. Diagramas PV de las rendijas de la temporada 2008 y 2012. . . .	30
4.4. Diagramas PV de las rendijas de la temporada 2014.	33
5.1. Vista del modelo desde diferentes ángulos: a) Frontal, b) Aérea, c) Lado izquierdo, d) Lado derecho.	36
5.2. Espectros observados en 2008 y espectros obtenidos del modelo (rendija 1, 2, 3, 4).	37
5.3. Espectros observados en 2008, 2012 y espectros obtenidos del mo- delo (rendija 5, 6, 7, 8).	38
5.4. Espectros observados en 2014 y espectros obtenidos del modelo (rendija 9, 10, 11, 12, 13).	39

Índice de tablas

V.I. Parámetros de los modificadores utilizados en el modelo.	36
---	----

Capítulo 1

Introducción

1.1. Nebulosas Planetarias

Las Nebulosas Planetarias fueron observadas y registradas, por primera vez, en 1764 por el astrónomo francés Charles Messier. Aunque su nombre no se acuñó sino hasta 1784, cuando el astrónomo alemán William Herschel les dio ese nombre debido a su apariencia, muy similar a la de los planetas externos del Sistema Solar. Hoy en día sabemos que no son planetas, y que tienen características bastante diferentes.

También podemos considerar que las Nebulosas Planetarias (NPs) representan una etapa tardía en la evolución de las estrellas cuya masa inicial se encuentra entre $0.8 < M/M_{\odot} < 8.0$. Una NP consiste en una envoltura gaseosa que emite radiación debido a que está siendo ionizada por una estrella central que se encuentra a una temperatura en el rango de $30,000 < T < 300,000$ K. Durante su evolución, estas estrellas pierden sus capas externas expulsándolas al medio interestelar y dejando al descubierto un núcleo caliente que ioniza el gas circundante creando lo que conocemos como NP.

En este proceso, los elementos químicos que fueron creados en el transcurso de la existencia de la estrella, debido a las fusiones nucleares en su interior, son liberados hacia el medio circundante, enriqueciéndolo con elementos más pesados. Así, polvo, moléculas y elementos como el carbono, oxígeno, nitrógeno, entre otros, que son imprescindibles para la vida, son creados y esparcidos por el cosmos gracias a las estrellas.

Es por esta razón que las NPs son objetos sumamente interesantes y dignos de estudiar. Además, al no existir un modelo evolutivo único para las NPs, su estudio aporta información valiosa tanto para un objeto individual, como para el conocimiento de esta etapa de la evolución estelar.

1.2. Morfología

Las NPs tienen muchos tipos de formas y tamaños, pero en general se pueden agrupar en cuatro tipos morfológicos. Cabe mencionar que la forma que tienen, vista desde la tierra, dependerá del ángulo de visión que se tenga de ellas, por



Figura 1.1: Nebulosa Planetaria NGC 2818. Imagen obtenida de: <http://hubblesite.org/newscenter/archive/releases/2009/05/image/a>

lo que para tener entendida la estructura de una NP es necesario un estudio morfocinemático.

Redondas

Consisten en un cascarón esférico de gas con velocidades de expansión isotrópicas. Su apariencia es la de un círculo con abrillantamiento al borde.

Elípticas

Son aquellas que presentan dos ejes de simetría, lo que produce que sean vistas como elipses; su estructura tridimensional da como resultado un elipsoide, generalmente con velocidades de expansión proporcionales a la distancia $v_{\text{exp}} \propto r$.

Bipolares

También con dos ejes de simetría, este tipo presenta un estrechamiento considerable en el eje menor, dando como resultado dos lóbulos que se originan en la zona central. Estos pueden ser cerrados o abiertos (diábolos).

Una de las primeras ideas usadas para explicar la bipolaridad es con una primera eyección de material en forma de anillo o toroide alrededor de la estrella, la cual crea una zona ecuatorial de alta densidad que posteriormente será la encargada de colimar hacia los polos la segunda eyección, dando lugar a dos lóbulos (por ejemplo, Barral & Cantó, 1981; Balick et al. 1987).

Irregulares

En este caso no se tiene ninguna simetría regular clara. Generalmente poseen diferentes lóbulos, llegando a ser multipolares o a presentar simetría puntal.

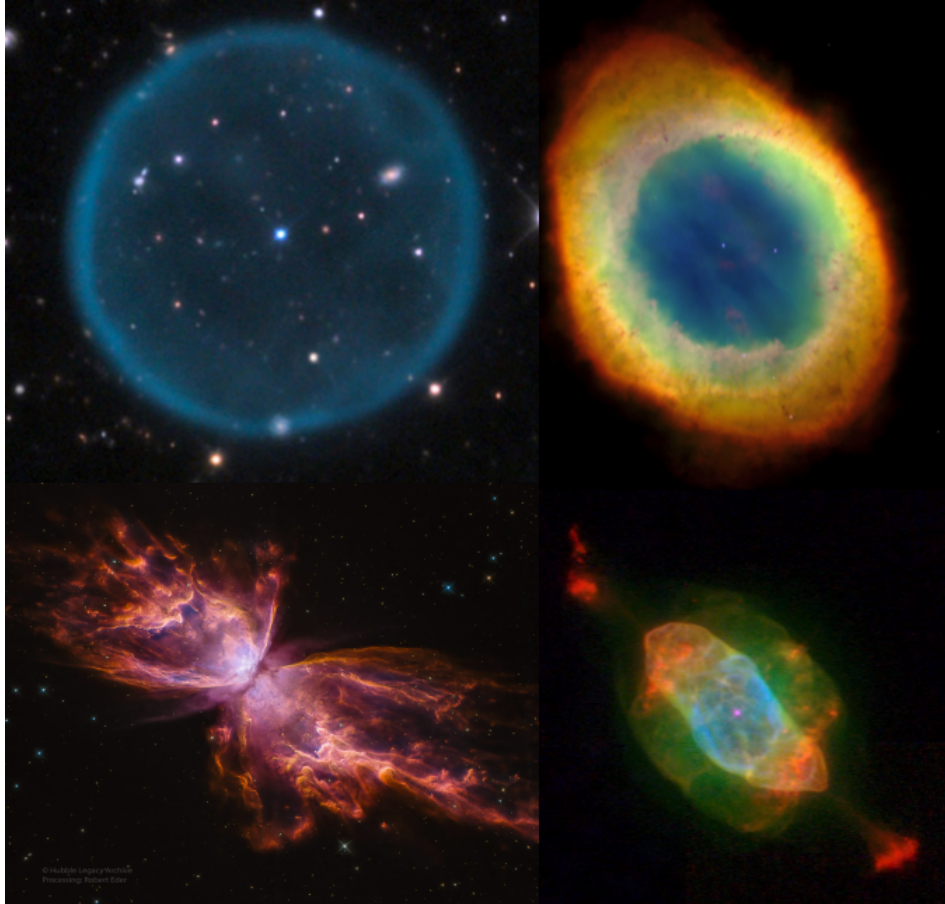


Figura 1.2: Principales tipos de morfologías de NPs. Imágenes obtenidas de: <https://observatorio.info>

Cuando se habla de morfologías hay que tener otros aspectos en cuenta. En el caso de NPs bipolares, se debe considerar que la masa inicial de la estrella progenitora, en este caso, es mayor a $1.5 M_{\odot}$, mientras que para NPs elípticas es de $1.1 M_{\odot}$ (Zuckerman & Aller, 1986; Corradi & Schwarz, 1995). Esto implica que las nebulosas bipolares podrían ser producto de la evolución de estrellas más masivas, comparadas con los otros tipos de NPs. Sin embargo, hay estudios que aseguran que la formación de los lóbulos en las bipolares se debe a que no se tiene una estrella progenitora sino a un sistema binario (Soker, 1998).

Otro aspecto a tener en cuenta es la posibilidad de que existan en la NP microestructuras de baja ionización (LIS, *Low Ionization Structures*; Gonçalves et al. 2001) las cuales pueden ser creadas por distintos factores como lo son campos magnéticos, sistemas binarios, interacción con material

eyectado previamente, etc. Actualmente estas microestructuras son consideradas típicas de las NPs y son clasificados de la siguiente manera:

FLIERs (Fast Low-Ionization Emission Regions)

Este tipo de pares de flujos colimados se caracterizan por tener líneas espectrales de baja excitación muy notorias comparadas con otras regiones de la nebulosa. Tienen tamaños pequeños de alrededor de 0.01 pc, velocidades aproximadas a Mach 5 y han sido detectados en NPs elípticas (Mellema et al. 1998).

Jets

Son chorros de material colimado que generalmente se encuentran en pares. Poseen altas velocidades y tienen la característica de presentar intensas líneas espectrales de baja excitación.

BRETs (Bipolar Rotating Episodic Jet)

Son microestructuras sumamente brillantes con morfología bipolar que poseen evidencia de ser flujos colimados eyectados a altas velocidades. Su principal característica es que tienen un carácter episódico con eventos independientes de eyección presentando una rotación o precesión entre cada uno de ellos (López, Vázquez, Rodríguez, 1995; Vázquez, 1999).

Simetría Puntual

Se trata de microestructuras que están localizadas diametralmente opuestas respecto a la estrella central. Al principio se creía que era otro tipo de morfología de NPs (Stanghellini, Corradi, Schwarz, 1993), sin embargo, en al menos cuatro nebulosas de distintas morfologías se encuentran microestructuras con esta simetría (Guerrero, Vázquez, López, 1999). Una posible explicación para la formación de este tipo de objetos es que se crean al darse un flujo colimado del tipo BRET (López, Vázquez, Rodríguez, 1995; Vázquez, 1999).

1.3. Modelos de formación

Existen diferentes modelos de formación para Nebulosas Planetarias que explican desde la formación de nebulosas esféricas, hasta la formación de microestructuras y flujos colimados. A continuación se presentan algunas de ellos.

1.3.1. Modelo de Vientos Estelares Interactuantes

Este modelo (Kwok, Purton, FitzGerald, 1978) sugiere que la formación de una NP no es una eyección aislada de materia, sino que se trata de una interacción de material que ha sido eyectado en un largo periodo de tiempo (viento lento) con una nueva eyección (viento rápido). La primera etapa de la formación consiste en lo siguiente: cuando la estrella se encuentra en la etapa evolutiva AGB (*Asymptotic Giant Branch*) eyecta un viento lento ($\approx 10 \text{ km s}^{-1}$) y denso ($10^{-4} \text{ M}_{\odot} \text{ yr}^{-1}$) con el que empieza a perder masa hasta que se deshace de la mayoría de su envolvente, dejando el núcleo estelar expuesto. Una vez que esto sucede, y el núcleo alcanza una temperatura suficientemente alta, empieza la siguiente etapa de pérdida de masa a través de la presión de radiación que ejercen los fotones de alta energía que emite el núcleo, generando así un viento rápido ($\approx 2000 \text{ km s}^{-1}$ y poco denso ($10^{-8} \text{ M}_{\odot} \text{ yr}^{-1}$). Este viento avanza hasta alcanzar el viento lento, eyectado anteriormente, chocándolo, formando así un cascarón denso. Finalmente tendremos un patrón de densidad formado por (1) el viento lento y denso, (2) el viento rápido y tenue, y (3) la onda de choque. La onda de choque a su vez contendrá al frente de choque y la zona de relajamiento, ésta última corresponde al viento lento chocado y comprimido que formará el cascarón nebuloso (Ver Figura 1.3). Este modelo fue muy exitoso para explicar la velocidad supersónica de la expansión de las NPs.

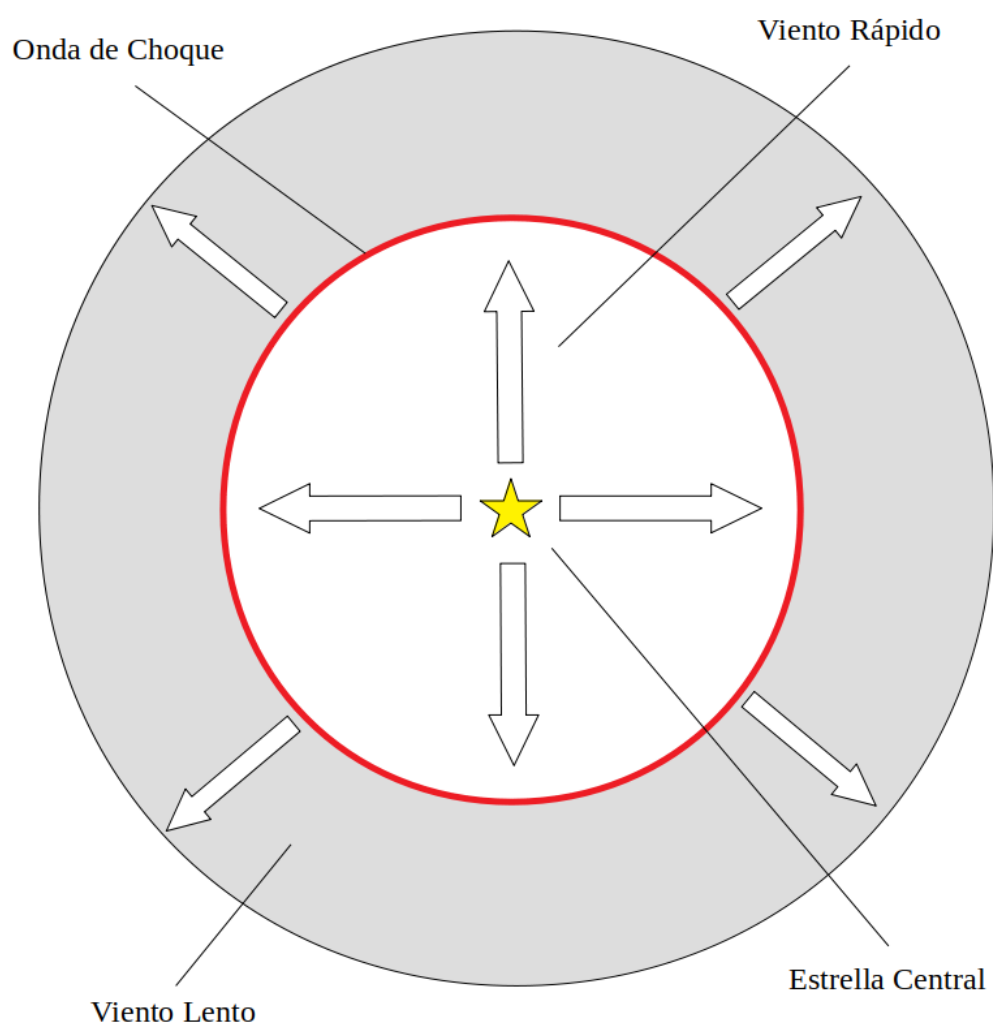


Figura 1.3: Diagrama del Modelo de Vientos Interactuantes.

1.3.2. Modelo de Barral y Cantó (1981)

Este modelo explica la bipolaridad en NPs a través de efectos hidrodinámicos. El viento estelar interactúa con el material que envuelve a la estrella, de tal manera que si ese material tiene una distribución homogénea y la estrella pierde masa de manera isotrópica, la NP que resulte de esta interacción será esférica. Si por el contrario, se tiene un disco de material alrededor de la estrella central, el viento estelar será enfocado de manera perpendicular al disco, lo que dará como resultado dos lóbulos acotados por el viento y simétrico en relación al plano del disco (Figura 1.4).

En este modelo también se predice una acumulación de material en las puntas de los lóbulos, similares a como se observan alguna microestructuras.

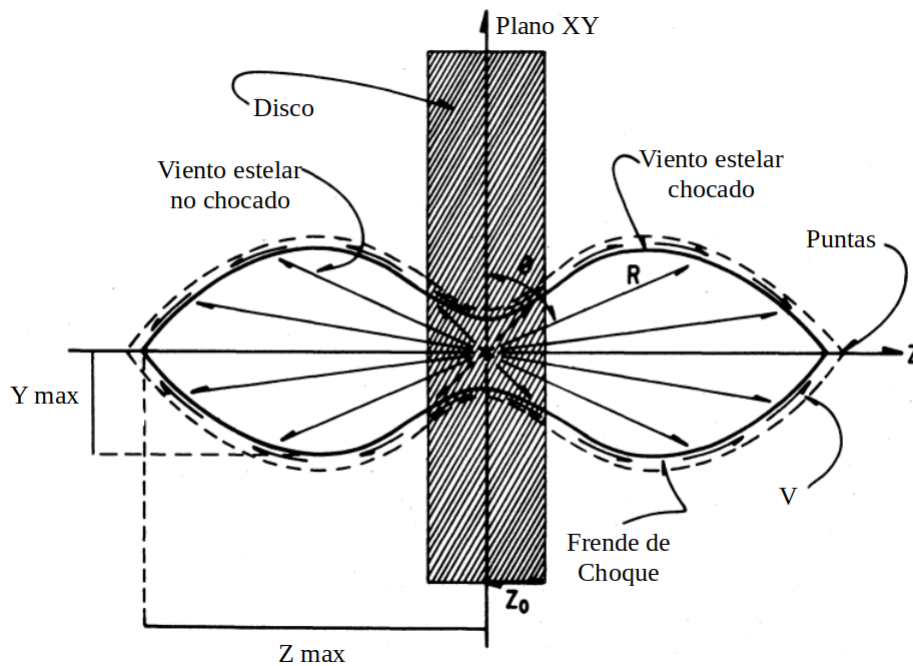


Figura 1.4: Diagrama del Modelo de Barral y Cantó (1981).

1.3.3. Modelo de Balick et al. (1987)

Este modelo parte de suponer que la envolvente de viento lento que rodea a la estrella es más denso cerca del ecuador, es decir, existe un gradiente de densidad. Al empezar a generar el viento rápido, este gradiente de densidad hace que el choque se mueva con mayor velocidad en dirección a los polos que en el ecuador, formando así un choque en forma de elipsoide prolato. A su vez, se genera un frente de choque reverso que se encarga de colimar el viento rápido al mover el gas. El viento de la estrella se colima y enfría, lo que da lugar a condensaciones brillantes cerca de los bordes. Estas condensaciones forman estructuras de “choque a proa” delante de ellos, teniendo la parte chocada hacia el exterior y una parte fotoionizada hacia el interior. Al igual que el caso de la sección 1.3.1 el

cascarón de la NP se forma con el choque externo avanzando sobre el remanente de la AGB (Ver Figura 1.5).

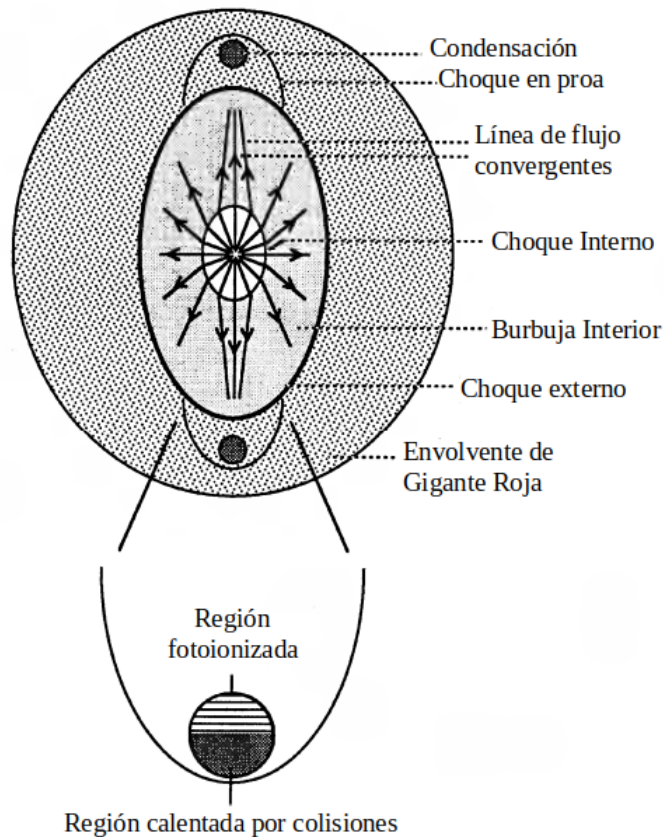


Figura 1.5: Diagrama del Modelo de Balick et al. (1987).

1.3.4. Chevalier y Luo (1994)

En una estrella con campo magnético y rotación, las líneas de campo se vuelven toroidales conforme se alejan de la estrella. El viento rápido choca contra el medio externo y crea burbujas cuyo tamaño depende del gas chocado. El campo magnético toroidal se incrementa en la burbuja chocada y, dada la baja velocidad que ésta presenta, se utiliza una aproximación de equilibrio hidrostático. La presión es asimétrica porque el campo magnético restringe el flujo ecuatorial, pero no hay efectos magnéticos en la dirección polar, dando como resultado la creación de dos lóbulos simétricos. Si el viento rápido se encuentra con un viento lento de una fase evolutiva previa, el cascarón que resulte de la interacción se mantendrá a velocidad constante y su estructura sólo presentará variaciones respecto al ángulo polar.

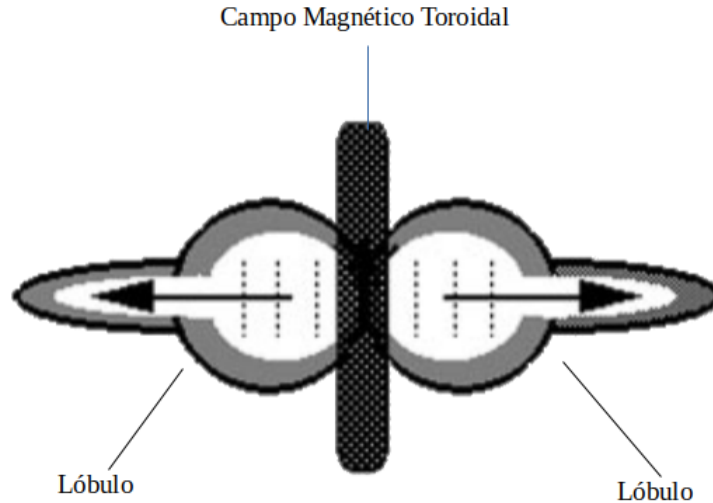


Figura 1.6: Diagrama del Modelo de Chavelier y Luo (1994).

1.4. La Nebulosa Planetaria NGC 7094

NGC 7094 (PN G066.7 – 28.2) es una nebulosa planetaria ubicada en la constelación de Pegaso, se encuentra a 1600 ± 155 pc (GAIA 2018) y posee tamaño aparente de $95''$ (Cahn & Kaler, 1971; Chu et al. 1987). Su estrella central posee una magnitud aparente de $m_v = 13.60 \pm 0.2$ (Napiwotzki & Schönberner, 1995), es una fuente de radiación UV intensa y genera vientos térmicos de -3600 ± 300 km s $^{-1}$ (Feibelman, 2000). La temperatura electrónica es de 11,000 K. Mientras que, la temperatura efectiva de la estrella central es de $110,000 \pm 5000$ K, la cual cuenta con una masa de $0.57 \pm 0.07 M_{\odot}$ y una gravedad superficial de $\log(g/(\text{cm s}^{-2})) = 5.6 \pm 0.1$ (Löbbling et al. 2019).

Este objeto resulta ser interesante para su análisis y a que existen pocas NPs similares a NGC 7094 estudiadas. Debido a que su estrella central es del tipo PG 1159 híbrida, presenta líneas de hidrógeno a diferencia de una estrella tipo PG 1159, por lo que no está bien entendida la naturaleza de su morfología ya que su evolución es diferente. Por lo anterior, un estudio a una NP de este tipo es de utilidad para poder entender su formación y la evolución de su estrella central, ayudando de igual manera a tener un mejor entendimiento de los demás objetos con características similares.

Capítulo 2

Marco Teórico

Para caracterizar los parámetros físicos de una Nebulosa Planetaria es necesario entender distintos conceptos asociados a procesos físicos y químicos que serán explicados brevemente a continuación.

2.1. Espectroscopía

Se conoce como espectroscopía al estudio de la interacción de la luz con átomos y moléculas, y cómo es que éstos emiten o absorben fotones. El tipo de espectroscopía, así como las técnicas que se utilizan, dependerá de la longitud de onda de la luz que se desee observar. En este estudio se utiliza la parte visible del espectro electromagnético, la cual tiene longitudes de onda entre 3000 y 7500 Å.

En este estudio se utilizó un instrumento llamado espectrógrafo para poder descomponer el haz recibido en sus distintas longitudes de onda o colores. Para esto se emplea el uso de prismas o rejillas de difracción (Ver Figura 2.1).

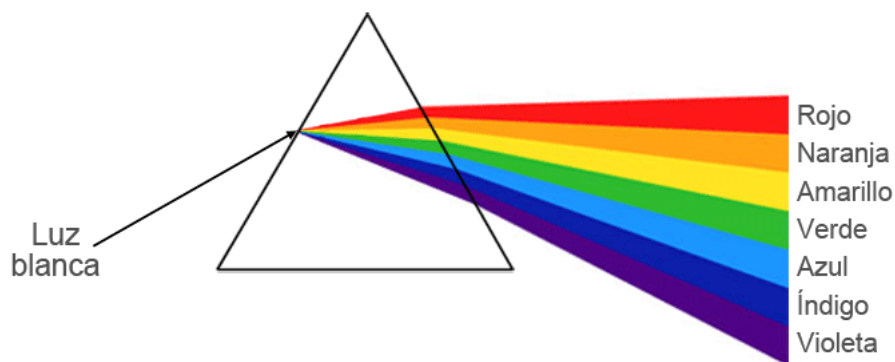


Figura 2.1: Esquema de la difracción de la luz debido a un prisma. Imagen obtenida de: <https://www.cymper.com/blog/pigmentos-para-cemento-y-hormigon/prisma-de-luz/>

La distribución de energía, que emite un cuerpo debido a su temperatura, está caracterizada por lo que se conoce como radiación de cuerpo negro. El brillo de una estrella puede ser caracterizado mediante esta propiedad, por lo que tiene

mucha importancia en Astronomía, ya que ayuda estimar su temperatura, así como el flujo de energía de la estrella (Figura 2.2).

La luz que se recibe de un objeto celeste se puede entender conociendo su energía (ϵ), longitud de onda (λ) o frecuencia (ν) ya que estas tres variables físicas están relacionadas mediante la siguiente ecuación.

$$\epsilon = h\nu = \frac{hc}{\lambda} \quad (2.1)$$

donde h es la constante de Planck ($h = 6.626 \times 10^{-34}$ J s) y c es la velocidad de la luz en el vacío ($c = 299,792.458$ km s $^{-1}$).

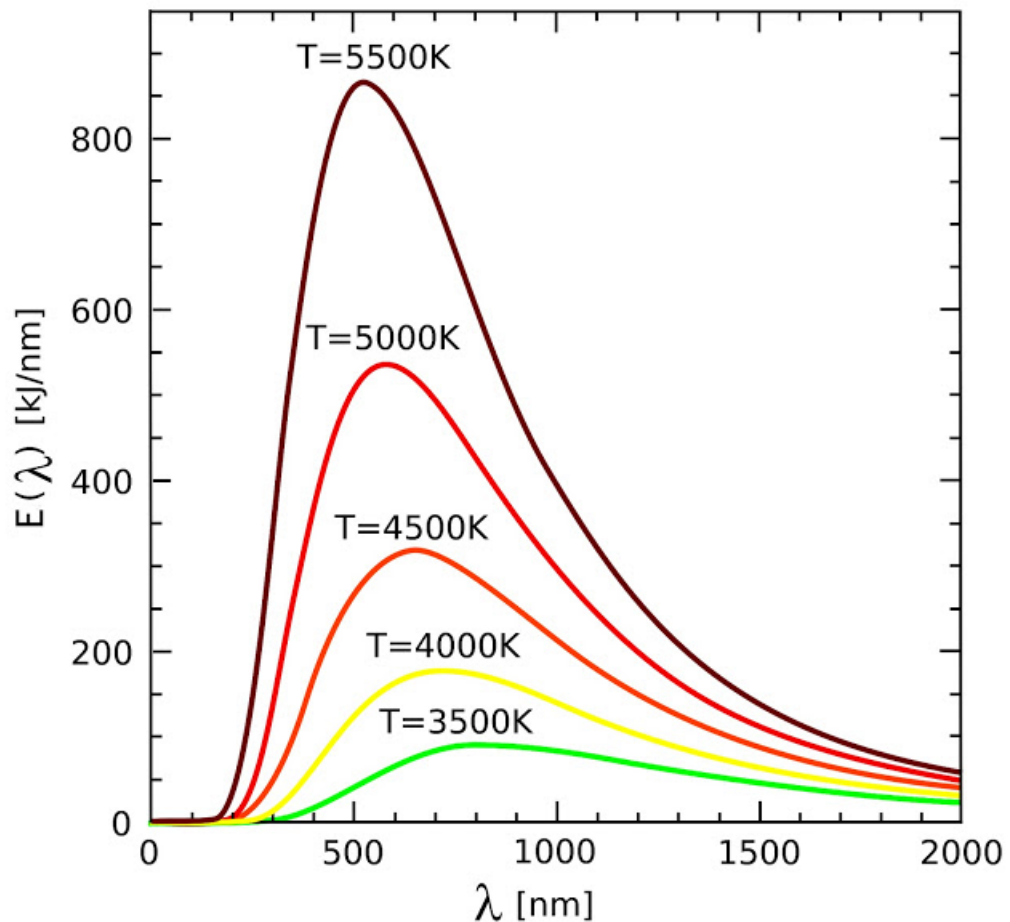


Figura 2.2: Diagrama de cuerpo negro. Imagen obtenida de: <https://www.astrofiscayfisica.com/2016/12/que-es-un-cuerpo-negro.html>

En la Fig. 2.2, cada curva corresponde al espectro (distribución de energía) para cuerpos de una temperatura dada. Nótese que a mayor temperatura, es menor la longitud de onda del máximo de la distribución.

2.2. Líneas de emisión

Un átomo puede recibir energía, ya sea por radiación u otro mecanismo, y absorberla alterando su estado energético. Considerando el modelo atómico de Bohr, decimos que la energía puede hacer que un electrón se mueva hacia un nivel energético superior. Cuando esto sucede, y la energía que se obtiene es mayor o igual a la energía de excitación, el electrón sube a un nivel cuántico de mayor energía. Después de un tiempo, a veces sumamente corto, el electrón decae de manera espontánea a un estado de menor energía. Cuando esto sucede, la energía que en un principio había sido absorbida, será emitida en forma de un fotón. Esta interacción entre energía y átomos es la que da lugar a lo que conocemos como líneas de emisión, que no son más que un tipo de histogramas que dan cuenta del número de recombinaciones. Cada elemento químico y cada ión tienen diferentes energías para cada nivel cuántico, por lo que, saber la energía del fotón, nos proporciona información sobre qué elemento (y en qué estado de ionización) emitió dicha radiación electromagnética. Esta energía se puede conocer sabiendo la longitud de onda o frecuencia del fotón, y se relaciona con la energía de los niveles electrónicos usando la ecuación 2.1, o bien, de conocerse las energías que tiene el electrón en cada nivel, con la siguiente ecuación

$$E = E_n - E_m = \Delta E \quad (2.2)$$

donde E_n es la energía que tiene el electrón en el nivel cuántico n y E_m es la energía que tiene en otro nivel m de menor energía. Así, el fotón emitido dependerá de qué tan grande es la diferencia entre los dos niveles energéticos.

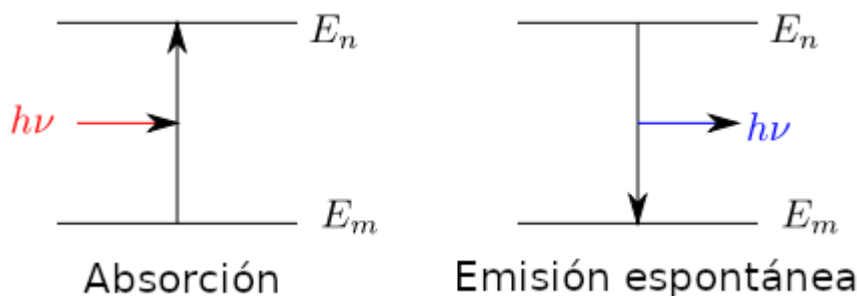


Figura 2.3: Izquierda: Absorción de un fotón en un átomo o ión. Derecha: Emisión de un fotón, por decaimiento, de un nivel energético dado a otro con menor energía. Imagen obtenida de: <http://www.quimicafisica.com/espectroscopia-explicacion-mecanocuantica-de-los-espectros.html>

Este proceso puede ser de un nivel energético a otro, emitiendo un solo fotón, o bien, puede ser también que el electrón caiga “en cascada” pasando por cada nivel de energía inferior que aquel en el que se encuentra y emitiendo un fotón por cada salto. Entre más complejo sea el átomo o ión excitado, mayor será el número de líneas de emisión posibles.

Otra manera de conseguir electrones en un estado de excitación es cuando una fuente de radiación fotoioniza un átomo o ión, liberando al electrón. En ese caso, al tener un plasma formado por iones (positivos) y electrones (negativos), existe una probabilidad de que los electrones sean recapturados por los iones. Generalmente, los electrones quedan en un nivel de excitación superior y de ahí procede como en el caso anterior, la recombinación mediante saltos a niveles inferiores y la consiguiente emisión en líneas.

En el caso de las NPs, la energía que se emite en el rango de la luz visible, proviene predominantemente de este mecanismo. Para el estudio cinemático realizado en esta tesis, se analizó la línea de emisión del oxígeno dos veces ionizado [O III] $\lambda 5007 \text{ \AA}$.

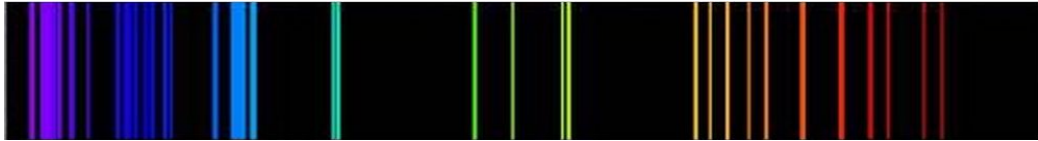


Figura 2.4: Ejemplo de líneas de emisión. Espectro de emisión del oxígeno neutro. Imagen obtenida de: <https://slideplayer.es/slide/5399764/>

2.3. Paralaje y tamaño físico

Dado que los objetos celestes se encuentran muy lejos de nosotros, no podemos hacer mediciones directas para las distintas cantidades físicas que los describen. Por lo tanto, es necesario deducir dichas cantidades a través de otras que necesitan de instrumentos muy precisos para poder ser obtenidas.

2.3.1. Paralaje

La paralaje es el ángulo en el que se desvía la posición aparente de un objeto celeste, respecto a las estrellas de fondo. Estas estrellas de fondo (o campo) están tan lejos que no se puede detectar su movimiento y por este motivo se usan como referencia. En este caso se utilizó la paralaje anual. Dicho valor es el máximo ángulo que se puede adquirir a lo largo de un año. Esto se obtiene al realizar observaciones con 6 meses de diferencia, como se muestra en la Figura 2.5, cuando la Tierra se encuentra en dos puntos opuestos de su órbita.

Este método es muy usado para obtener distancias a estrellas cercanas, ya que en objetos lejanos la medición de este ángulo se vuelve difícil.

Una vez que se tiene esta información es fácil poder obtener la distancia a la cual se encuentra el objeto observado. Por geometría, sabemos que:

$$s = r\theta \quad (2.3)$$

donde s es el arco de una sección de círculo de radio r sostenido por un ángulo θ . Para valores de θ pequeños, s se aproxima a un segmento recto.

De la figura 2.5 vemos que podemos obtener relaciones con estos parámetros. Llegando entonces a:

$$r = \frac{2d}{\alpha} \quad (2.4)$$

en donde d es el radio de la órbita terrestre, α es el ángulo de paralaje r es la distancia al objeto. Para una paralaje de 1 arcsec, la distancia se define como 1 pc (parsec), equivalente a 3.26 años luz. En este estudio se utilizaron los datos, para α , proporcionados por GAIA.

2.3.2. Tamaño físico

Conociendo la distancia a un objeto, es posible estimar el tamaño real que éste tiene. Para esto nos apoyamos en el tamaño angular que posee, el cual es el ángulo (θ) que este objeto sostiene sobre la bóveda celeste.

Este dato es obtenido a partir de las observaciones que se realizan en imagen directa. En una imagen digital basta con medir el número de píxeles entre dos posiciones y multiplicar por la escala de placa, dada en arcsec/píxel. Una vez conociendo θ en arcsec, se convierte a radianes y se aplica la ecuación 2.3, obteniéndose el tamaño físico de objeto en pc ó km (Fig. 2.6).

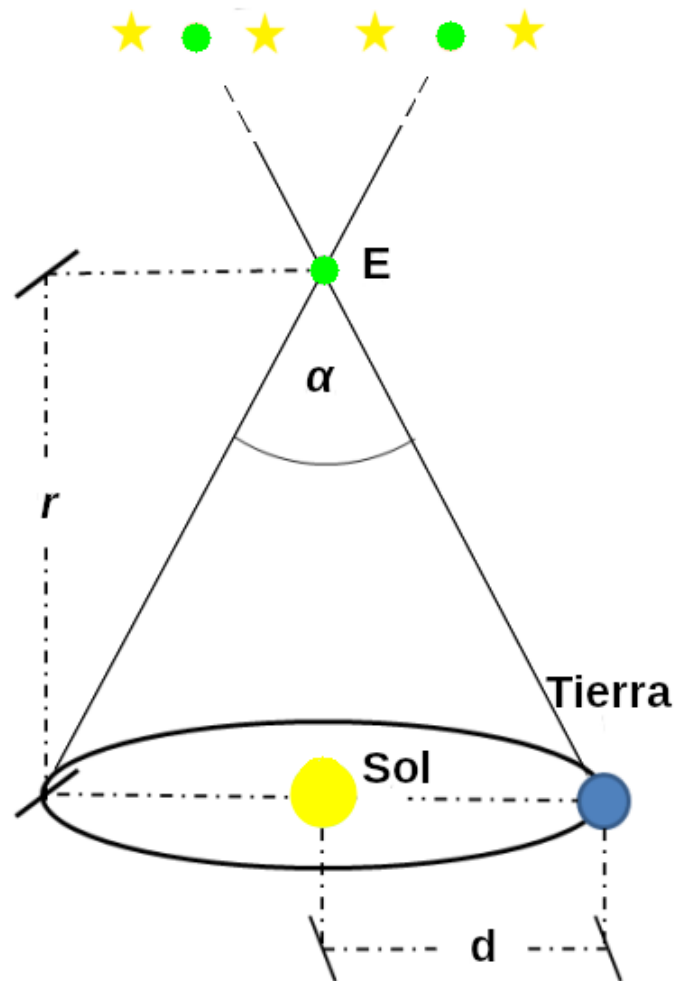


Figura 2.5: Paralaje de un objeto celeste. Imagen obtenida de: <https://detalesanewton.wordpress.com/tag/paralaje/>

2.4. Cinemática

2.4.1. Efecto Doppler

Se conoce como “efecto Doppler” al cambio aparente en la frecuencia de una onda debido al movimiento relativo entre la fuente que la emite y un observador. Puede ser que sólo la fuente emisora se mueva, que sólo el observador lo haga o incluso que ambos puedan estar en movimiento.

En nuestro caso, esto nos permite conocer la velocidad de la fuente emisora, por ejemplo, una determinada región de una Nebulosa Planetaria.

La relación entre estos parámetros físicos está dada con la siguiente ecuación

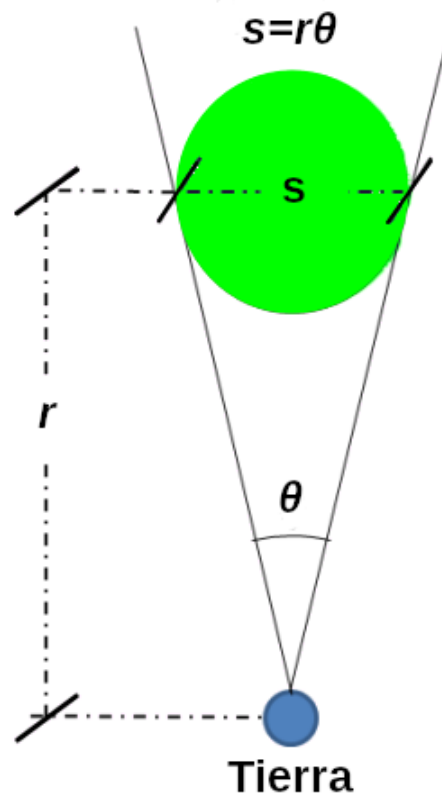


Figura 2.6: Tamaño angular de un objeto celeste. Imagen obtenida de: <https://detalesanewton.wordpress.com/tag/paralaje>

$$f = f_o \frac{v \pm v_o}{v \pm v_f} \quad (2.5)$$

donde f es la frecuencia obtenida en la medición, f_o es la frecuencia que emite la fuente, v es la velocidad de la onda emitida, v_o es la velocidad que tiene el observador y v_f es la velocidad de la fuente.

En este caso particular tomaremos los siguientes valores: $v = c$ (velocidad de la luz en el vacío) ya que se trata de una onda electromagnética y $v_o = 0$ considerando un observador en la Tierra como marco de referencia. Así, el signo de la v_f es positivo si la fuente se aleja y negativo si se acerca.

Reemplazando estos valores obtenemos

$$f = f_o \frac{c}{c \pm v_f} \quad (2.6)$$

Por otro lado, la longitud de una onda electromagnética (λ) se relaciona con su frecuencia mediante la relación

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

Sustituyendo tenemos que

$$\frac{c}{\lambda} = \frac{c}{\lambda_0} \frac{c}{c \pm v_f} \quad (2.8)$$

Usando el recíproco agrupando términos semejantes, llegamos a

$$\pm \frac{v_f}{c} = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} \quad (2.9)$$

Finalmente expresamos este resultado de la siguiente manera

$$\pm \frac{v_f}{c} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} \quad (2.10)$$

$\Delta\lambda$ tiene dos posibles casos: que sea positiva o que sea negativa. En el primer caso esto estaría hablando de un corrimiento al rojo, esto es, que la longitud de onda se está haciendo más grande. Esto nos habla de que el objeto o región emisora observada se aleja de nosotros (su vector velocidad es paralelo a su vector posición).

El segundo caso nos habla de un corrimiento al azul, en el que la longitud de onda se hace más corta, produciendo un $\Delta\lambda$ negativo. De esto se obtiene que el objeto o región emisora observada se acerca (su vector velocidad es antiparalelo a su vector posición).

Este desarrollo fue hecho considerando que nos encontramos en reposo, sin embargo esto no es así. La Tierra se mueve al rededor del Sol y el Sistema Solar alrededor de la Vía Láctea. Todo esto hace que sea necesario introducir correcciones a las velocidades que se obtengan para poder asumir que estamos quietos. La primera corrección será considerar la velocidad que tendrá el objeto con respecto al Sol (V_{HEL}). La segunda será considerar la velocidad del objeto, pero ahora respecto al vecindario solar local; esta se conoce como Velocidad de Sistema de Reposo Local (V_{LSR} por sus siglas en inglés *Local Standard of Rest*). Ambas correcciones aditivas se usan en Astronomía indistintamente dependiendo de los autores y el área de estudio.

2.4.2. Velocidad sistémica

La velocidad sistémica es la velocidad que tiene un objeto astronómico como un sistema, es decir, sin tomar en cuenta la velocidad de sus componentes internas. En el caso de una NP, esta velocidad se refiere casi siempre a la velocidad de la estrella central, estimada también como la velocidad del centro geométrico de la nebulosa. Para obtener este parámetro es necesario detectar el desdoblamiento por efecto Doppler de la línea de emisión observada. De preferencia, dichas observaciones deben hacerse pasando la rendija por la estrella central, ya que es ahí donde, asumiendo una expansión uniforme, el vector de velocidad sería máximo, haciendo más fácil la identificación de las componentes.

Lo primero que se debe hacer es calcular la longitud de onda promedio:

$$\lambda_0 = \frac{\lambda_1 + \lambda_2}{2} \quad (2.11)$$

en donde λ_1 y λ_2 corresponden a las longitudes de onda de cada componente del desdoblamiento. La longitud de onda promedio corresponde a la velocidad sistémica de la estrella central de la NP. Despejando de la ecuación 2.10 y utilizando λ_0 tenemos entonces que:

$$v_{\text{sys}} = c \frac{\Delta\lambda}{\lambda_{\text{lab}}} = c \frac{\lambda_0 - \lambda_{\text{lab}}}{\lambda_{\text{lab}}} \quad (2.12)$$

donde λ_{lab} es la longitud de onda medida en laboratorio. De esta manera, observando el signo de la velocidad obtenida, podemos conocer si la NP se acerca o aleja de nosotros, mientras que el número nos da la magnitud de esta velocidad en km s^{-1} .

2.4.3. Expansión de una Nebulosa Planetaria

Típicamente una NP tiene una velocidad de expansión supersónica de $\approx 30 \text{ km s}^{-1}$ (Gurzadyan, 1997). Esta velocidad se puede apreciar al ver el desdoblamiento de las líneas espectrales de la NP. Para una NP esférica, dicho desdoblamiento será máximo al pasar sobre la estrella central y conforme se aleja del centro disminuirá hasta que ambas componentes del desdoblamiento se unan, dando así una apariencia elíptica como se muestra en la Figura 2.7. Nótese que la V_{exp} corresponde a la mitad del desdoblamiento máximo.

Por otra parte, se dice que una velocidad es supersónica si su magnitud es mayor a la velocidad del sonido en el medio en el que se mueve. Esta velocidad dependerá de varios factores como la temperatura, la presión y la densidad. Para el caso de las NPs, la velocidad del sonido en el medio interestelar es de aproximadamente 10 km s^{-1} .

Al usar la velocidad del sonido como referencia para otras velocidades se introduce el número de Mach (M) que se define de la siguiente manera:

$$M = \frac{v}{v_s} \quad (2.13)$$

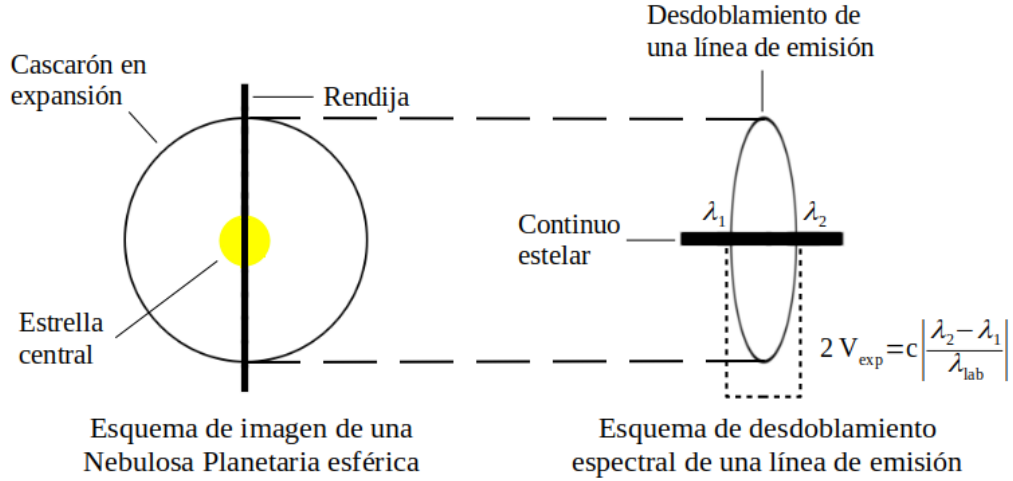


Figura 2.7: Forma del perfil espectral de la línea de emisión de una NP esférica.

donde v es la velocidad a comparar y v_s es la velocidad del sonido en el medio.

Si $M < 0.7$ se define a la velocidad como subsónica, transónica si $0.7 < M < 1.2$, supersónica si $1.2 < M < 5$ e hipersónica cuando $M > 5$ (Moukalled et al. 2016). Así, la velocidad típica de expansión de una NP (30 km s^{-1}) es claramente supersónica.

2.4.4. Interacción con el medio interestelar

El viento estelar que produce una estrella está constituido de iones, electrones, protones, neutrones, etc. Estos son expulsados al medio interestelar e interactúan con el gas que se encuentra a su paso.

Los choques que se producen pueden ser clasificados dependiendo de las velocidades que presenta el gas o del intercambio de energía que este tiene. Si un flujo de velocidad v_1 es frenado por el choque con una barrera, disminuyendo su velocidad a v_2 se conoce como *choque estacionario*. Otro caso es que el gas del medio sea acelerado por una onda de choque, en este caso es un *choque en movimiento*. Otra manera de verlo es si no se intercambia calor en el proceso debido a que el tiempo de enfriamiento se vuelve mayor al tiempo dinámico, en este caso es un *choque adiabático*. Si el gas empieza a emitir radiación y a enfriarse, entonces se conoce como *choque radiativo*. Si el evento lleva al sistema la temperatura inicial, entonces el choque radiativo es además isotérmico.

Para conocer cómo interactúan estos dos elementos es necesario tener en claro los siguientes conceptos:

Densidad: Es la cantidad de materia que se tiene en un volumen dado y se representa con la letra griega ρ .

$$\rho = \frac{m}{V} \quad (2.14)$$

donde m es la masa que se tiene y V es el volumen dado. En los estudios sobre el medio interestelar, frecuentemente se usa la densidad por partícula

$$n = \frac{N}{V} \quad (2.15)$$

cuyas unidades se escriben cm^{-3} y se leen “partículas por cm^{-3} ”.

Entalpía: Es la cantidad de energía que un sistema termodinámico intercambia con su medio ambiente, ya sea que el sistema absorbe o libera energía. Se representa con la letra h .

$$h = C_p T = \frac{\gamma R}{\gamma - 1} \frac{p}{\rho R} = \frac{\gamma p}{(\gamma - 1)\rho} \quad (2.16)$$

donde $\gamma = C_p/C_v$, C_p es el calor específico del gas a presión constante y C_v es a volumen constante.

Para estudiar el caso de un frente de choque de una NP, partimos de tener una zona con gas chocado y otra con gas no chocado. Ambas zonas podrán ser aceleradas o frenadas mediante un frente de choque. Para poder analizar las condiciones que se presentan, antes y después del choque, es necesario que se cumplan las siguientes ecuaciones:

$$\rho_1 v_1 = \rho_2 v_2 \quad (2.17)$$

$$p_1 - p_2 = \rho_2 v_2^2 - \rho_1 v_1^2 \quad (2.18)$$

$$h_1 + \frac{1}{2}v_1^2 = h_2 + \frac{1}{2}v_2^2 \quad (2.19)$$

Las ecuaciones 2.17, 2.18 y 2.19 son las leyes de conservación de la masa, ímpetu y energía, respectivamente.

Manipulando las leyes de conservación antes mencionadas, se pueden obtener las condiciones de Rankine-Hugoniot. Estas condiciones de salto relacionan las propiedades del gas antes y después de que se presente el choque (subíndices 1 y 2 respectivamente).

Presión:

$$\frac{p_1}{p_2} = 1 + \frac{2\gamma}{(\gamma + 1)}(M_1^2 - 1) \quad (2.20)$$

Densidad:

$$\frac{\rho_1}{\rho_2} = \frac{(\gamma + 1)}{(\gamma - 1)} \frac{\gamma M_1^2}{M_1^2 + 2} \quad (2.21)$$

Velocidad:

$$\frac{v_1}{v_2} = \frac{(\gamma - 1) \gamma M_1^2 + 2}{(\gamma + 1) M_1^2} \quad (2.22)$$

Temperatura:

$$\frac{T_2}{T_1} = 1 + \frac{2(\gamma - 1) \gamma M_1^2 + 1}{(\gamma + 1)^2 M_1^2} (M_1^2 - 1) \quad (2.23)$$

siendo M el número de Mach.

2.4.5. Edad Cinemática

Se puede estimar cuánto tiempo lleva expandiéndose una Nebulosa Planetaria conociendo tres de sus parámetros: tamaño angular, distancia y velocidad de expansión. La ecuación que asocia estos parámetros es la siguiente.

$$\tau_k[\text{yrs}] = \beta \frac{\theta[\text{arcsec}] d[\text{kpc}]}{v[\text{km s}^{-1}]} \quad (2.24)$$

Donde β es una constante de conversión de unidades con valor igual a 4744 (Guillén et al. 2013).

A este tiempo se le conoce como edad cinemática.

Capítulo 3

Observaciones

3.1. Instrumentación

3.1.1. Telescopio de 2.1 m

Para realizar estas observaciones se utilizó el telescopio de 2.1 m ubicado en el Observatorio Astronómico Nacional de la Sierra de San Pedro Mártir, Baja California (OAN-SPM; $115^{\circ} 27' 49''$ W, $31^{\circ} 02' 39''$ N, altura de 2800 m sobre el nivel del mar). Dicho telescopio es del tipo Ritchey-Chrétien, cuenta con una montura ecuatorial y se encuentra dentro de un edificio de cuatro plantas con cúpula, estando el piso del telescopio en la última planta y el cuarto de observación en la segunda planta (ver Figuras 3.1 y 3.2). Su espejo primario es de 2.1 m de diámetro, con posibilidad de cambiar el espejo secundario. En nuestro caso se utilizó el secundario $f/7.5$ en todas las temporadas ya que es el que corresponde para el espectrógrafo utilizado.

3.1.2. Manchester Echelle Spectrograph (MES)

MES, también conocido como *MEZCAL* (Manchester Echelle Spectrograph; Meaburn et al. 2003), es un espectrógrafo *echelle* de rendija larga. Este espectrógrafo fue diseñado para trabajar con problemas astrofísicos en los que se necesita observar, con alta resolución espectral, fuentes extendidas y débiles. Este instrumento resulta de gran utilidad ya que fue diseñado para estudiar distintas longitudes de onda, mismas que son de gran utilidad para conocer la cinemática de NPs. El espectrógrafo utiliza distintos filtros para poder observar solo el orden de dispersión que se desea, en un momento dado, además de contar con diferentes anchos para la rendija (Fig. 3.4). Cuenta con un diseño óptico eficaz y sencillo, en conjunto con el telescopio de 2.1 m del OAN-SPM y el secundario $f/7.5$. El diseño de rendija larga permite observar el espectro de varias regiones simultáneamente. Una rendija es como un segmento de línea formada por N divisiones, por cada una de ellas se generaría un espectro. Es por ello que una rendija completa genera un espectro bidimensional del cual se generan los diagramas Posición-Velocidad (PV), equivalentes a Posición-Longitud de onda ($P\lambda$).



Figura 3.1: Edificio del telescopio de 2.1 m ubicado en el OAN-SPM.

3.1.3. Charge Coupled Device (CDD)

Un Dispositivo de Carga Acoplada o CCD (por sus siglas en inglés *Charge Coupled Device*) es un circuito integrado encargado de detectar fotones y convertir la señal que recibe a un valor digital. Su funcionamiento se basa en el efecto fotoeléctrico, por lo que al recibir fotones se genera y almacena carga. La resolución de un CCD dependerá del número y tamaño de sus celdas fotoeléctricas, llamadas píxeles, y su sensibilidad dependerá de la eficiencia cuántica del detector, es decir, cuántos fotones necesita cada celda para generar carga eléctrica (Figura 3.5). La cantidad de electricidad que producen estos detectores depende linealmente del número de fotones que reciba, por lo que existe poca pérdida de información por este proceso. Debido a su alta eficiencia cuántica, a su linealidad y a que cubren gran parte del espectro electromagnético, estos detectores son ampliamente usados para fines astronómicos.



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

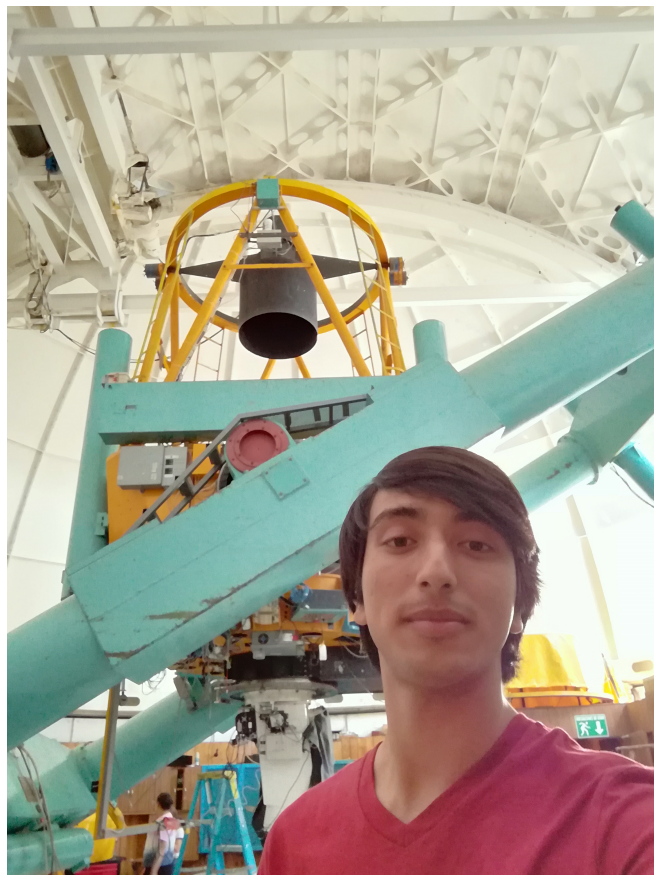


Figura 3.3: Foto con el telescopio de 2.1 m.

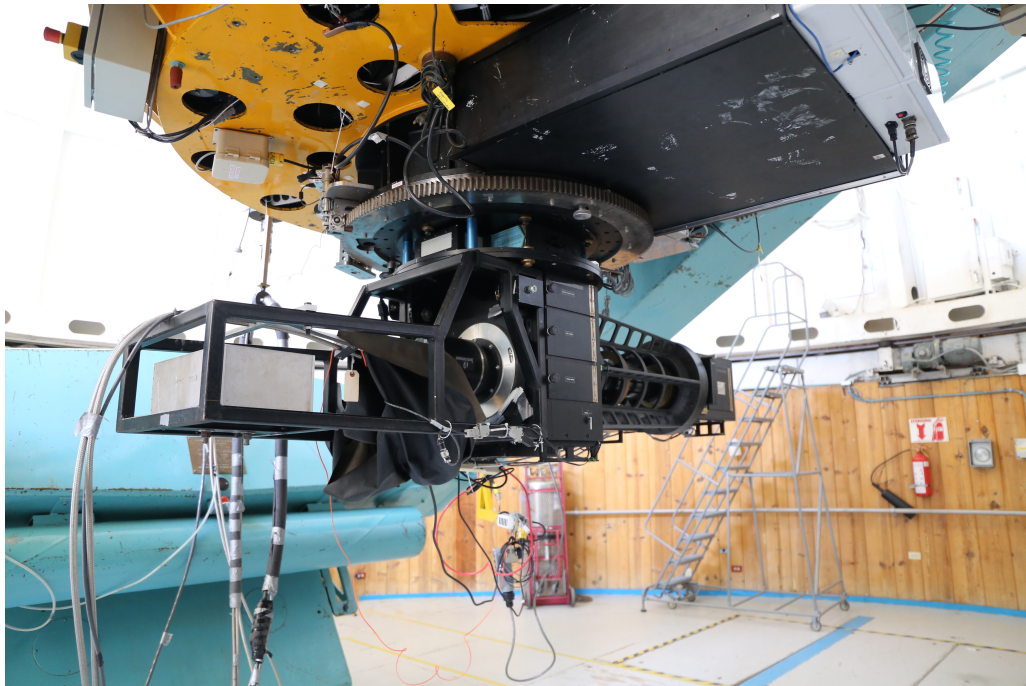


Figura 3.4: Espectrógrafo *MEZCAL* montado.

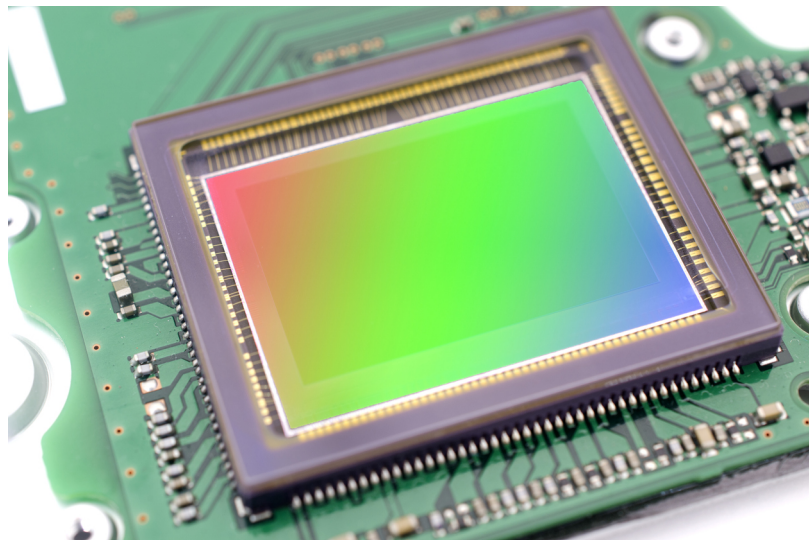


Figura 3.5: Detector CCD. Imagen obtenida de: <https://www.visiononline.org/blog-article.cfm/CCD-vs-CMOS-Image-Sensors-Which-are-Better/82> Imagen CCD

3.2. Procesamiento de datos de NGC 7094

1

3.2.1. Campos planos (*Flat field*)

Se trata de imágenes de una superficie lo más plana posible. Su uso consiste en eliminar las variaciones que se tienen de un píxel a otro en el detector, así como cualquier otra circunstancia que produzca una distorsión en la luz recibida durante su recorrido desde el espejo primario hasta el detector (Figura 3.6). Se toma un promedio de entre 5 y 10 *Flats* por filtro utilizado por noche. Estas imágenes son cruciales cuando se requiere calibrar en flujo, como en la espectroscopía de mediana y baja dispersión y en la imagen directa.

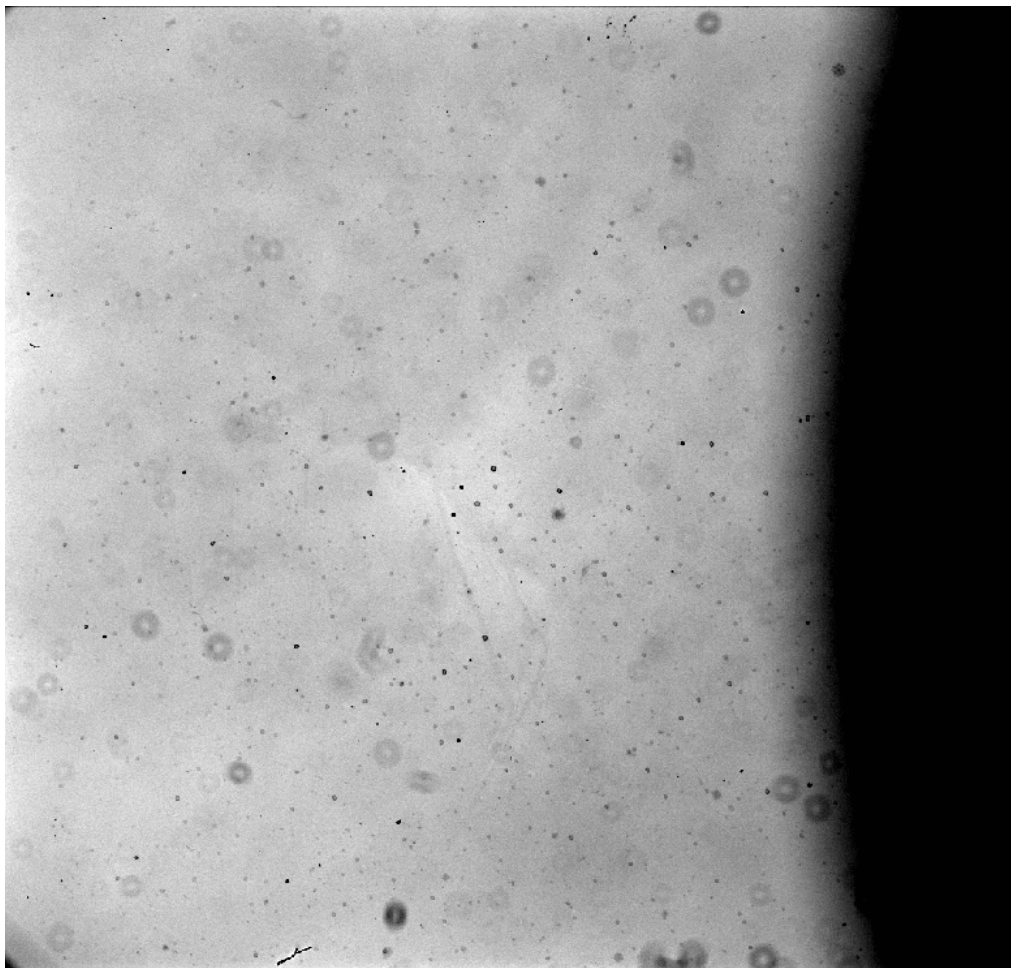


Figura 3.6: Ejemplo de *Flat*. Los aros oscuros corresponden a motas de polvo sobre el filtro, aparecen desenfocadas por no estar el filtro en el plano focal.

¹Si bien es cierto no participé en las observaciones de este objeto, sí realicé el procedimiento, análisis y modelado de todos los datos. La experiencia de observación la tuve en la temporadas de mayo 2019.

3.2.2. Sesgo (*Bias*)

Se trata de imágenes con exposición de cero segundos. Estas son usadas para poder obtener el valor del “ruido” promedio del detector (CCD) que se utiliza en las observaciones y así poder eliminarlo de los datos obtenidos. Se obtienen un promedio de entre 10 y 20 *bias* por noche de observación para su posterior utilización (Figura 3.7). Con ellas se corrige un pedestal promedio (ruido aditivo) y la variación píxel a píxel.

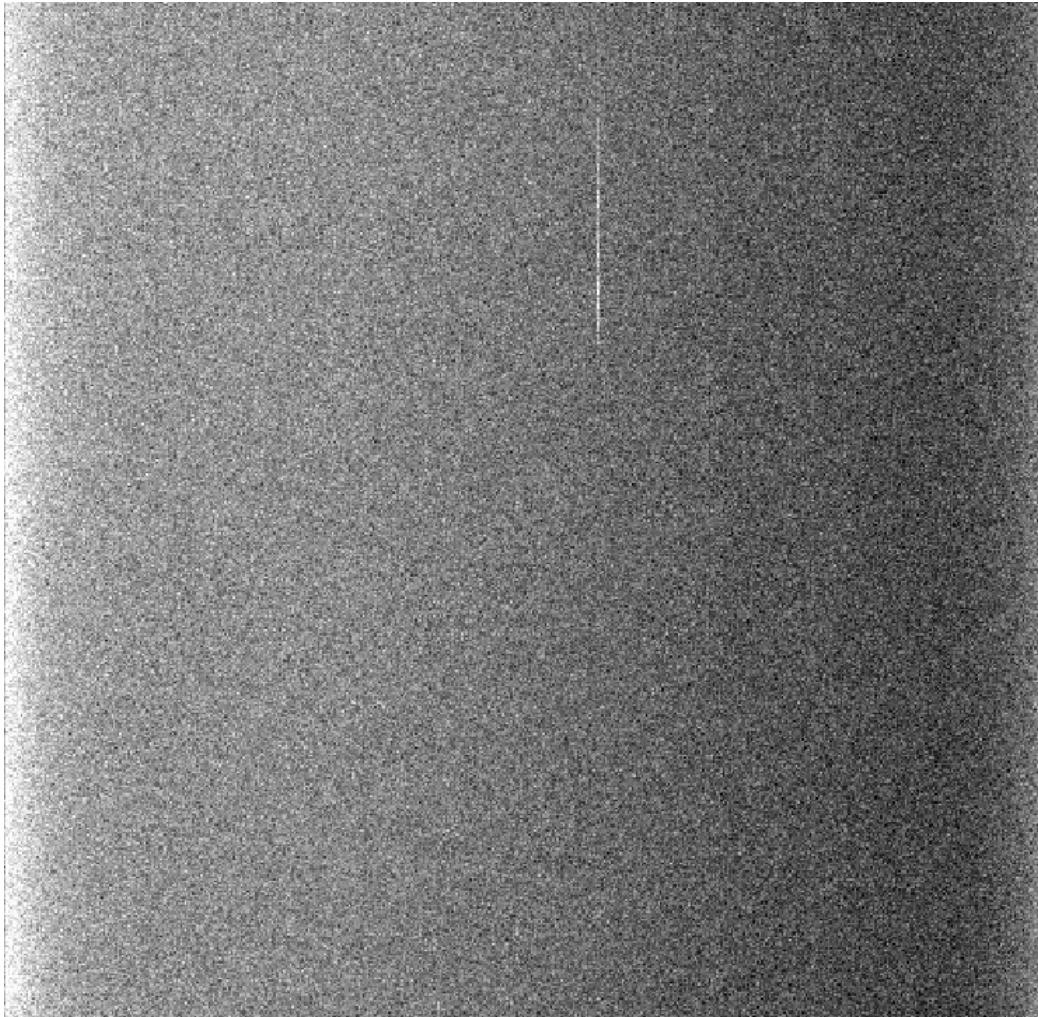


Figura 3.7: Ejemplo de *bias*. El segmento blanco en la parte superior es el defecto del detector.

3.2.3. Arco de comparación

Se toma un espectro a una lámpara de referencia de una combinación de gases determinada, que para el caso de *MEZCAL* es torio-argón (Th-Ar). Eso se utiliza para calibrar en longitud de onda los espectros del objeto a estudiar. Se conoce muy bien el espectro de emisión de esta lámpara, por lo que identificar las líneas

de emisión se facilita (Figura 3.8). Se toma un arco de comparación con 200s de exposición por cada espectro que se realiza ya que las tensiones mecánicas del instrumento pueden afectar la dispersión, obteniendo espectros ligeramente diferente para distintas posiciones del telescopio.

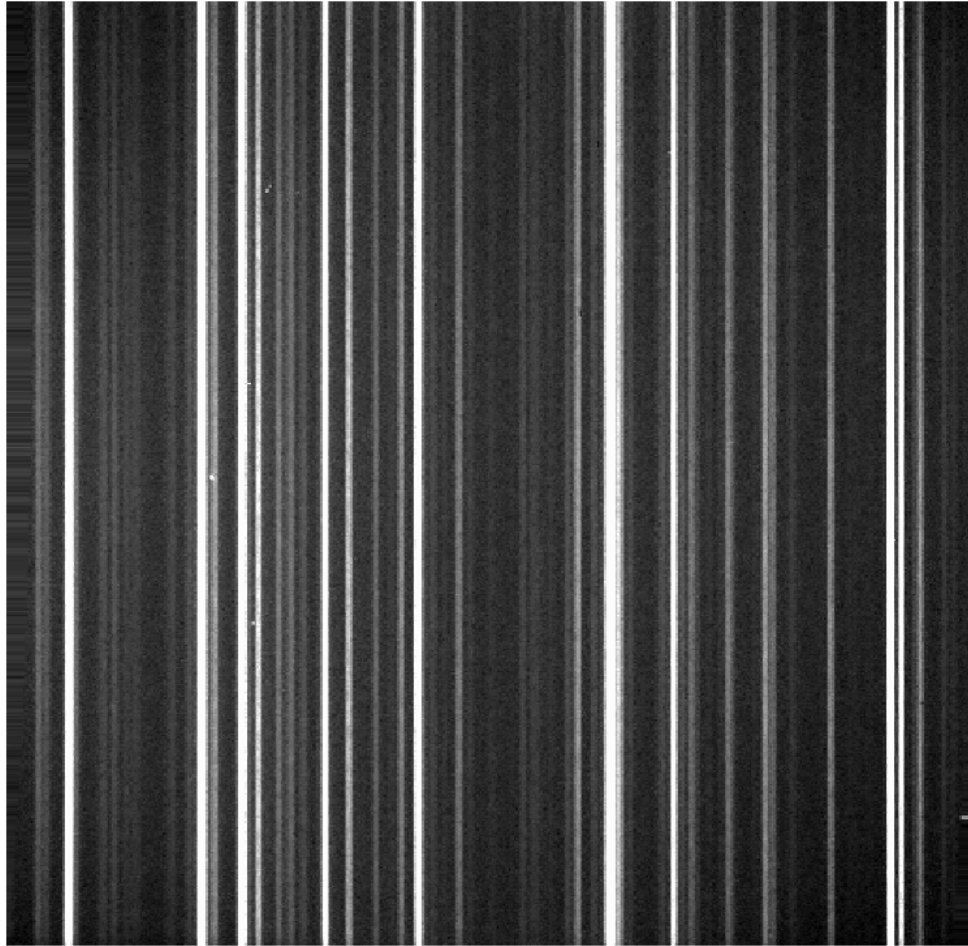


Figura 3.8: Ejemplo de arco de comparación Th-Ar calibrado en longitud de onda.

3.2.4. Imagen directa

Previo a la espectroscopía, es importante contar con una buena imagen directa, la cual nos ayudará a interpretar la cinemática propia del objeto. Para nuestro caso, contamos con una imagen directa de NGC 7094. Esta imagen fue tomada en octubre de 2008 con el telescopio de 1.5m del OAN-SPM utilizando como instrumento la rueda de filtros RUCA, acompañada de un CCD SITe1 de 1024×1024 píxeles ($24 \mu\text{m pix}^{-1}$). Con este arreglo se obtuvo una escala de placa de $0.253''\text{pix}^{-1}$ usando *binning* 1×1 . El tiempo de exposición fue de 1800 s.

Se combinaron los 5 *bias* de la temporada para poder crear un un *bias* promedio y se sustrajo este último a todas las imágenes. Después, las imágenes fueron corregidas por campos planos para el filtro de [O III]. Finalmente, se alinearon

las tres imágenes para poder ser combinadas con el método de la mediana y así eliminar los rayos cósmicos (ver Figura 3.9).

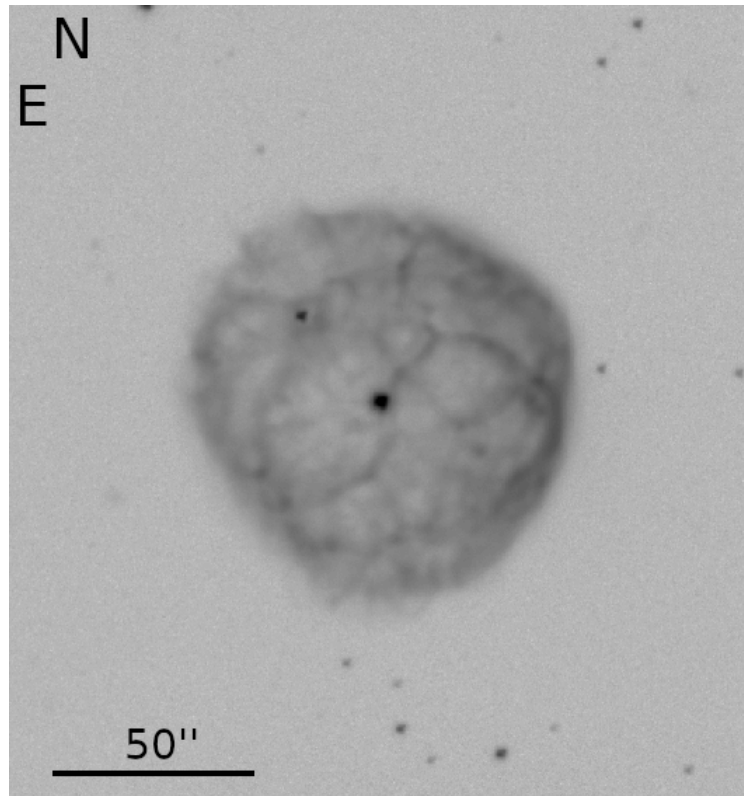


Figura 3.9: Nebulosa planetaria NGC 7094.

3.2.5. Imagen más rendija

Para poder garantizar un buen posicionamiento de la rendija del espectrógrafo sobre las zonas de interés, es muy importante obtener una imagen directa, en la cual se muestre por dónde pasa la rendija de manera precisa. Usualmente esta es una imagen que se obtiene con el mismo instrumento (*MEZCAL*), utilizando una rutina ya predeterminada mediante una secuencia de comandos llamada *Image+Slit* (I+S), cuyo tiempo de exposición es de ≈ 100 s y en la que se superpone la rendija para plasmar su posición precisa (Fig. 3.10). Estas imágenes serán utilizadas más adelante para construir una figura con las rendijas dibujadas para cada temporada.

Todas las imágenes I+S que se obtuvieron justo antes de su espectro correspondiente en las distintas temporadas fueron hechas con el telescopio de 2.1 m de OAN-SPM ($f/7.5$), superponiendo una rendija de $150 \mu\text{m}$ ($2''$), un filtro de $[\text{O III}] \lambda 5007 \text{ \AA}$ y un tiempo de exposición de cada una de 100 s.

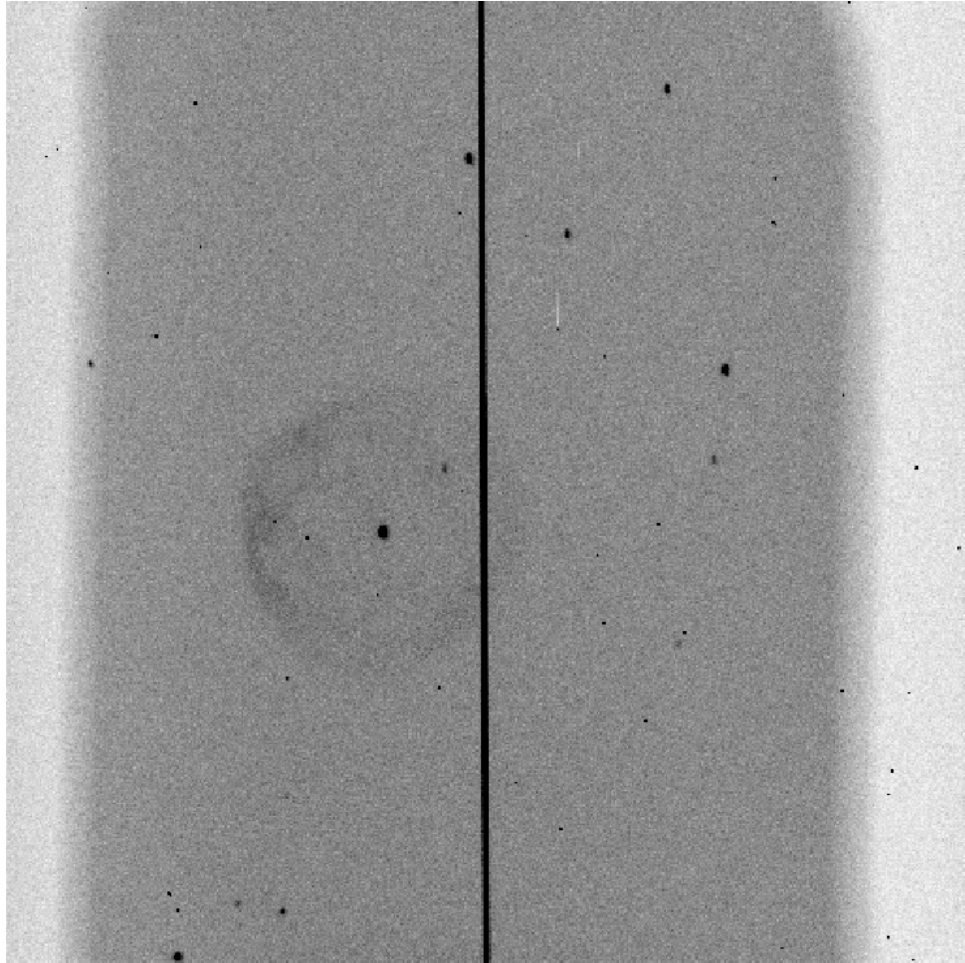


Figura 3.10: Imagen más rendija.

3.2.6. Espectros de alta dispersión

Se obtuvieron 13 espectros de de alta dispersión repartidos en las 3 temporadas de observación (julio de 2008, noviembre de 2012 y octubre de 2014). Dichos espectros fueron obtenidos utilizando el telescopio de 2.1 m ($f/7.5$), con MES en el OAN-SPM. La rendija se utilizó con una apertura de $150\ \mu\text{m}$ ($2''$) y el filtro utilizado fue de $60\ \text{\AA}$, centrado en la línea de emisión de $[\text{O III}]\ \lambda 5007\ \text{\AA}$. Para su posterior calibración en longitud de onda, se tomaron arcos de una lámpara de comparación de Torio-Argón (Th-Ar), cuyos tiempos de exposición fueron de 200 s. La reducción de los espectros se llevó a cabo usando rutinas para espectroscopía de rendija larga que se encuentran en *IRAF* (*Image Reduction and Analysis Facility*) hecho por *NOAO* (*National Optical Astronomical Observatory*).

Para la reducción de los datos se combinaron los respectivos *bias* de cada temporada para poder hacer un *bias* promedio y sustraerlo a los espectros (Figura 3.11).

Dado que no se contaba con tres espectros iguales para poder eliminar los rayos cósmicos por el método de la mediana, estos fueron eliminados manualmente, uno

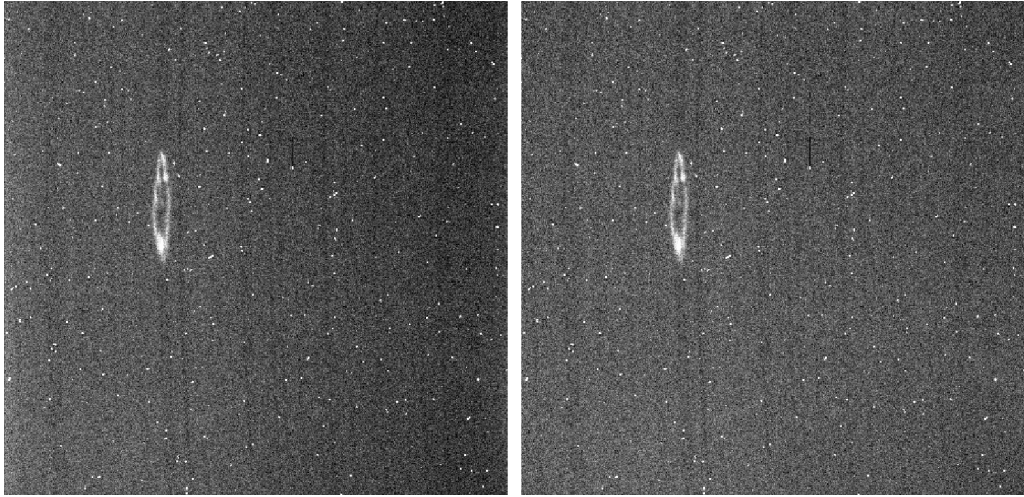


Figura 3.11: Ejemplo de uno de los espectro de NGC 7094 obtenido en [O III] (Izquierda). Mismo espectro de NGC 7094 con sustracción de *bias* realizada (Derecha).

por uno, con varias tareas de *IRAF* (Figura 3.12).

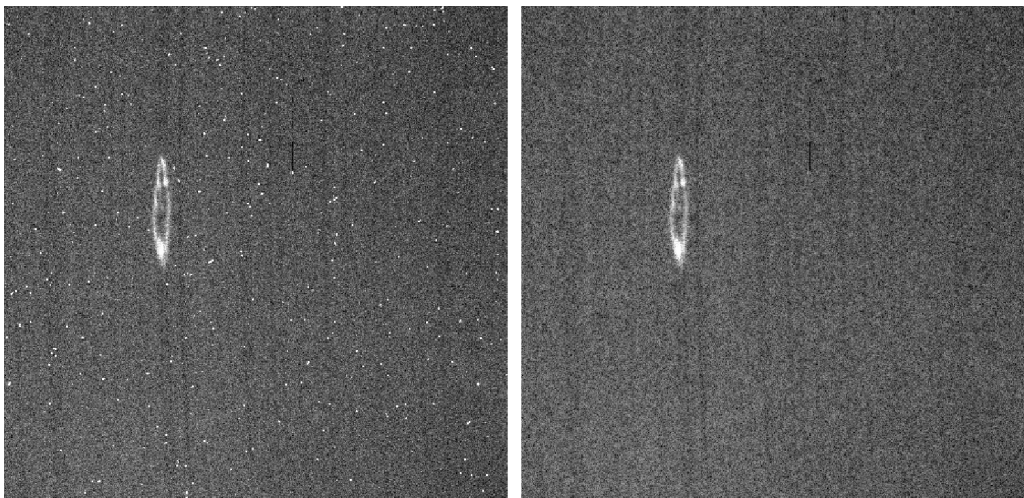


Figura 3.12: Espectro de NGC 7094 antes de quitar los rayos cósmicos (Izquierda). Espectro de NGC 7094 después de quitar los rayos cósmicos (Derecha).

Se utilizó un arco de comparación de Th-Ar para poder calibrar los espectros en longitud de onda. Se identificaron las líneas de emisión correspondientes al filtro de [O III] en todos los arcos, esto con el fin de poder generar una función para cada uno que permitiera calibrar los espectros. Esta función fue aplicada primero a cada arco para verificar su funcionamiento, después se aplicó al espectro del objeto (Figura 3.13).

También se quitaron las líneas del cielo para mejorar la calidad de los espectros (Figura 3.14).

Finalmente se aplicó una corrección de velocidad respecto al *Local Standard*

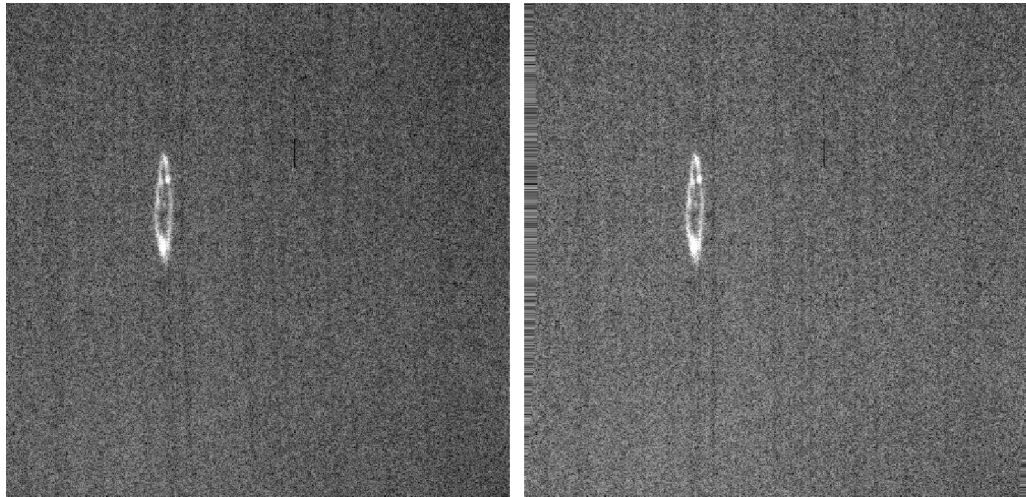


Figura 3.13: Espectro de NGC 7094 sin calibrar en longitud de onda (Izquierda). Espectro de NGC 7094 calibrado en longitud de onda (Derecha).

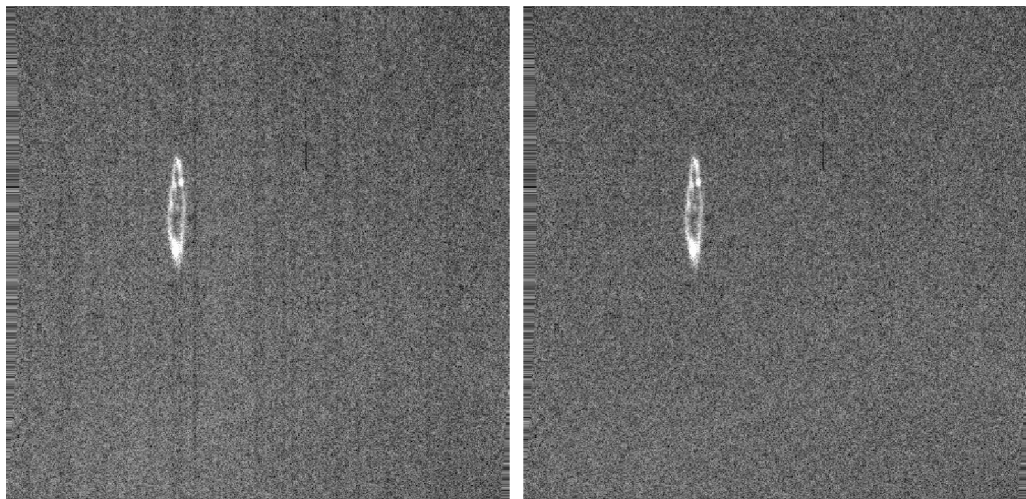


Figura 3.14: Espectro de NGC 7094 con líneas de cielo (Izquierda). Espectro de NGC 7094 sin líneas de cielo (Derecha).

of Rest (LSR) la cual es la velocidad media que tiene el material con respecto a la vecindad solar.

Temporada julio de 2008

En esta temporada, que consta de las noches entre el 19 y el 21 de julio de 2008, se tomaron 6 espectros de alta dispersión. Se hizo uso de un detector CCD SITE3 de 1024×1024 píxeles ($24 \mu\text{m pix}^{-1}$), en modo *binning* 2×2 con escala de placa de $0.6'' \text{pix}^{-1}$ y dispersión una vez calibrados de $0.077 \text{ \AA pix}^{-1}$. El tiempo de exposición de cada espectro fue de 1200 s. Los ángulos de posición en los que se colocó la rendija fueron de 0° para los cinco primeros y de -90° para el sexto. Las posiciones de las rendijas se muestran en la Fig. 3.15.

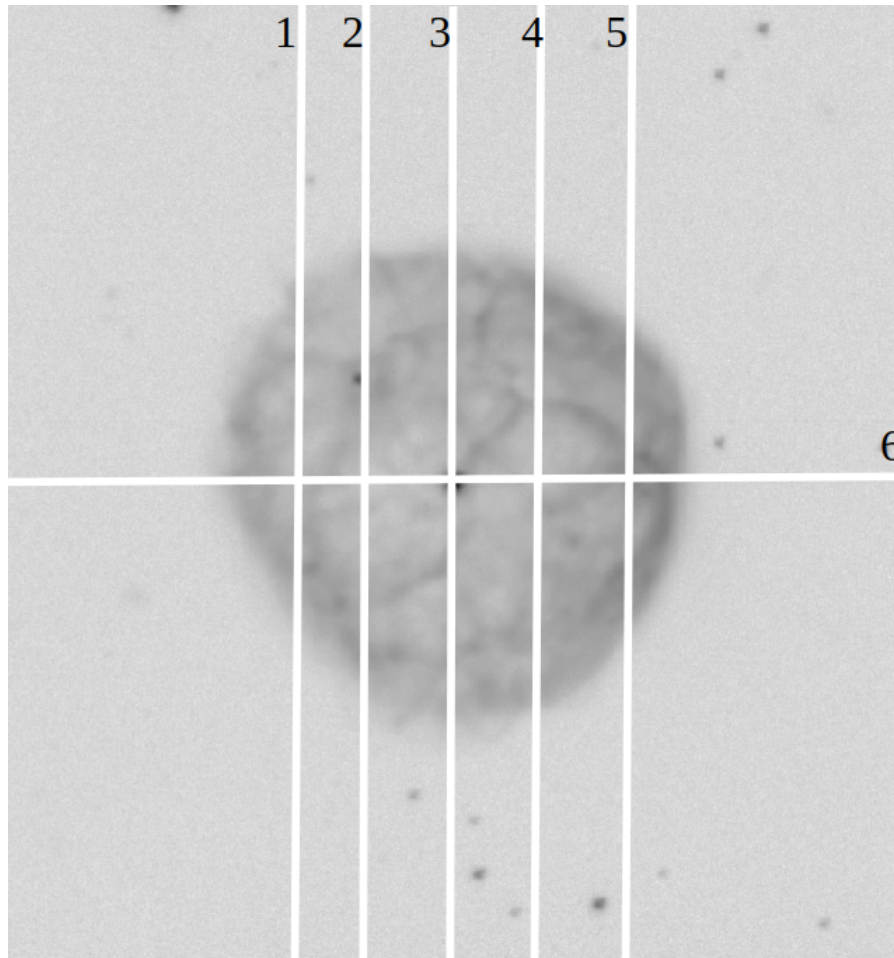


Figura 3.15: Posiciones utilizadas en la temporada de julio de 2008. Imagen con Norte hacia arriba y Este hacia la izquierda.

Temporada noviembre de 2012

Es este periodo, del 28 al 29 de noviembre de 2012, fueron obtenidos 2 espectros de alta dispersión. Se utilizó un detector CCD Marconi 2 de 2048×2048 píxeles ($13 \mu m$) con escala de placa de $0.70'' \text{pix}^{-1}$, dispersión una vez calibrados de $0.086 \text{ \AA} \text{pix}^{-1}$, usando *binning* 4×4 y con un tiempo de exposición de 1800 s. Los ángulos de observación fueron de 45° y -45° , respectivamente. Las posición de las rendijas se muestran en la Fig. 3.16.

Temporada octubre de 2014

En las noches del 11 al 13 de octubre de 2014 se consiguieron 5 espectros de alta dispersión. Se usó un detector CCD Marconi 2 de 2048×2048 píxeles (13μ) con escala de placa de $0.3512'' \text{pix}^{-1}$ y dispersión una vez calibrados de $0.043 \text{ \AA} \text{pix}^{-1}$ en *binning* 2×2 . La exposición de cada uno fue de 1800 s, con ángulos de posición de 80° , 24° , 7° , -16° , -65° , respectivamente, lo cual se muestra en la Fig. 3.17.

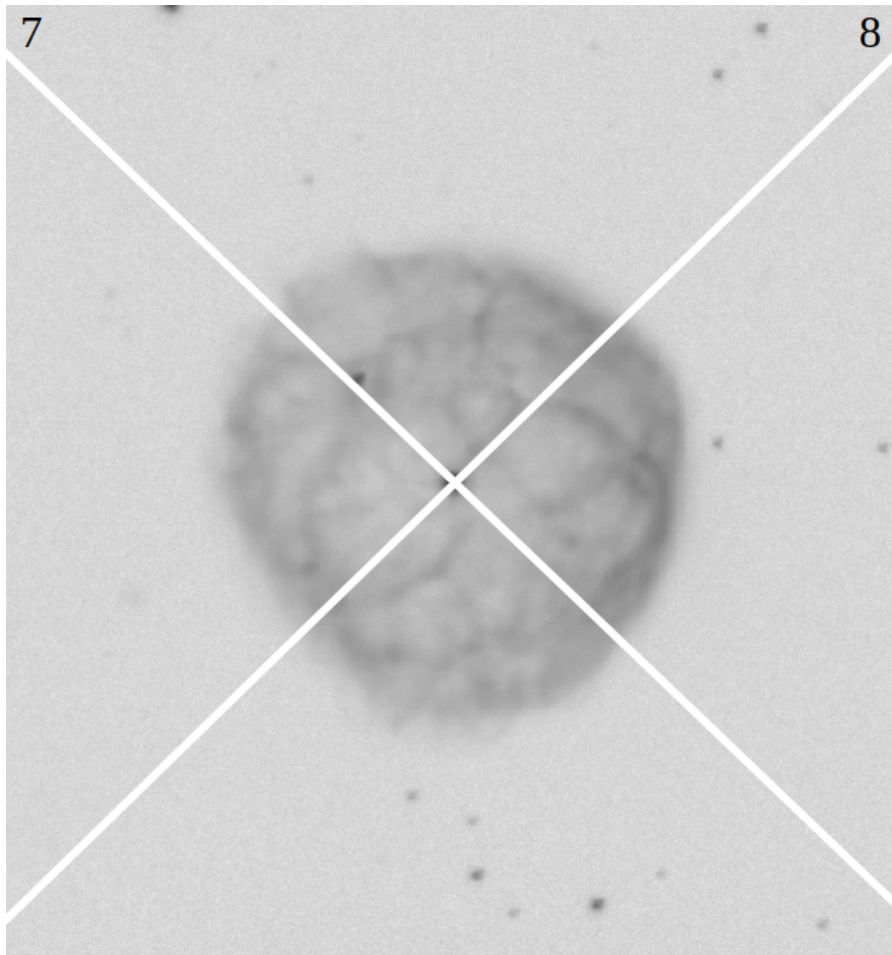


Figura 3.16: Posiciones utilizadas en la temporada de noviembre de 2012. Imagen con Norte hacia arriba y Este hacia la izquierda.

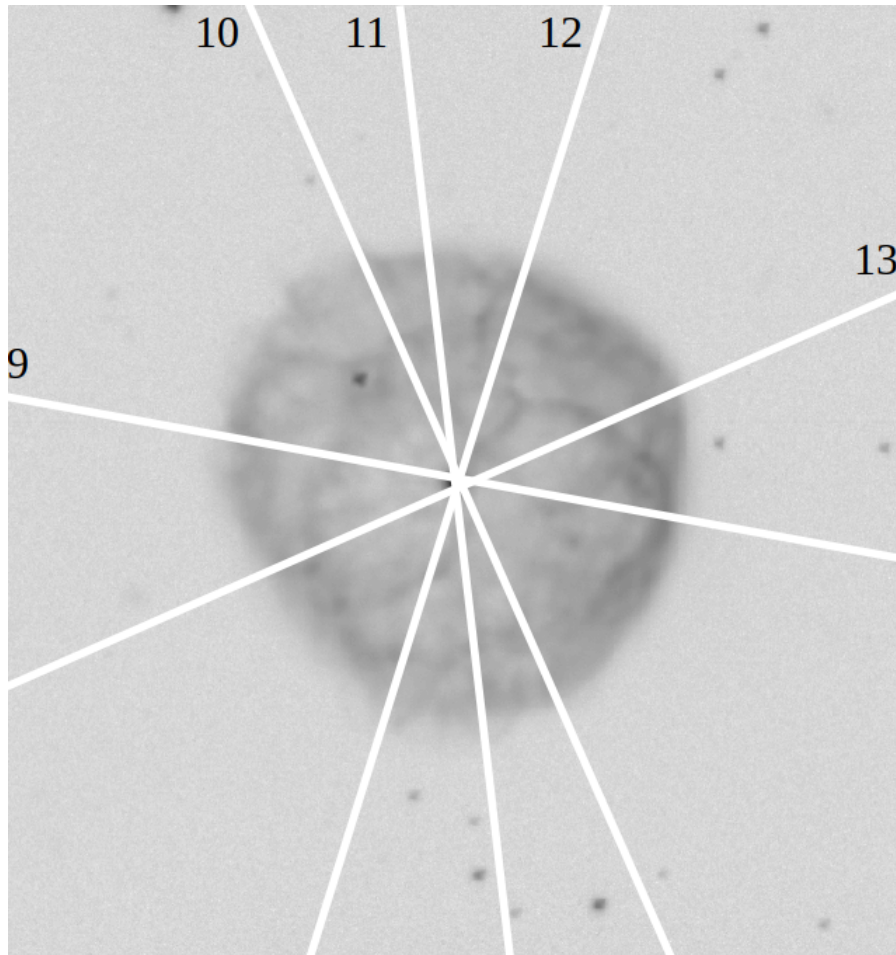


Figura 3.17: Posiciones utilizadas en la temporadas de octubre de 2014. Imagen con Norte hacia arriba y Este hacia la izquierda.

Capítulo 4

Resultados

4.1. Tamaño

Basados en nuestra imagen directa (Fig. 4.1) y el *seeing*, medimos un tamaño angular de $94 \pm 2.12''$, valor que concuerda al encontrado en la literatura de $95''$ (Cahn & Kaler 1971; Chu et al. 1987).

Utilizando la ecuación 2.3, la distancia obtenida por GAIA (1600 ± 155 pc) y el tamaño angular que se obtuvo con las observaciones realizadas tenemos un tamaño físico para la NP de 0.74 ± 0.072 pc.

Vemos que, en lo que respecta a su morfología, nos encontramos con una estructura de “filamentos” en el cascarón de este objeto. Pareciera, a simple vista, que se trata de tres cascarones (de aproximadamente $37.25''$) juntos. Vemos que en el lado derecho se tiene una zona con mayor brillo. Podemos observar como en la parte inferior se alcanza a distinguir una especie de arco de aproximadamente $4.5''$. También se puede ver que del lado inferior izquierdo tiene un achatamiento, mientras que en el lado superior derecho parece tener una protuberancia de aproximadamente $3.5''$.

4.2. Diagramas Posición-Velocidad (PV)

Se obtuvieron en total trece diagramas PV correspondiendo con las posiciones de rendija mencionadas en el capítulo anterior, para esto se utilizaron las rutinas de Python Frame-Go-Tools Ver.03 (Gómez et al. en preparación).

4.2.1. Temporada junio 2008

Diagrama 1

En este diagrama se puede apreciar un desdoblamiento espectral máximo de aproximadamente ± 40 km s⁻¹. Vemos que la emisión se presenta a lo largo de $72''$, $36''$ hacia el Norte de la estrella central y $36''$ hacia el Sur de la misma.

Observamos que en la región superior, aproximadamente a partir de $+20''$, el desdoblamiento es más angosto que en el resto, con un brillo ligeramente más

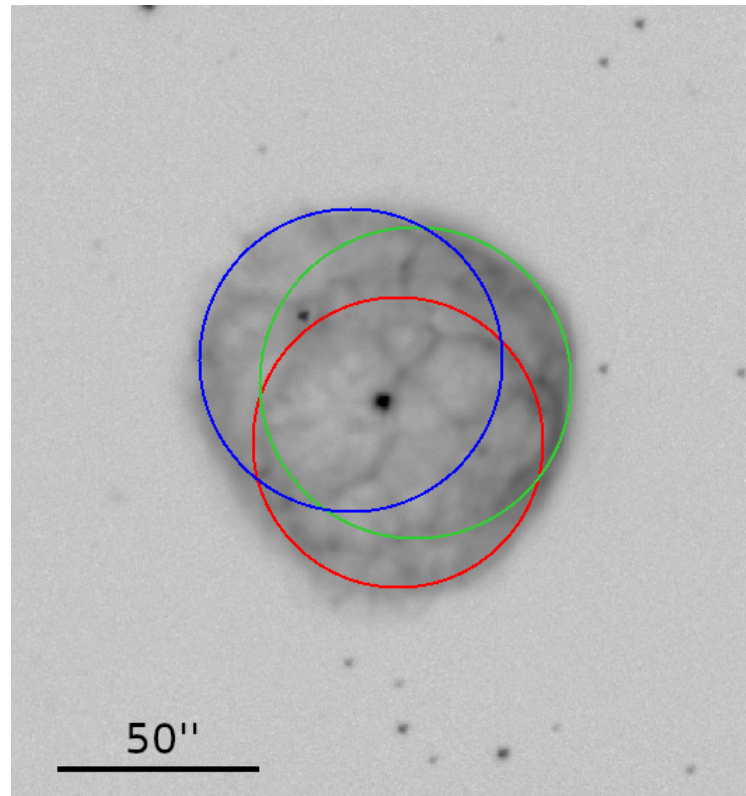


Figura 4.1: Nebulosa Planetaria NGC 7094 con cascarones representados.

difuso hacia la base de la emisión corrida hacia el rojo.

En la zona central podemos apreciar que el desdoblamiento muestra un ensanchamiento asimétrico, con una mayor separación en el lado rojo, mientras que en la región inferior se tiene una zona de mayor densidad ligeramente desplazada hacia el azul.

Diagrama 2

En este caso podemos ver que existe un desdoblamiento espectral máximo de alrededor de -50 km s^{-1} y $+60 \text{ km s}^{-1}$. La emisión se extiende desde $-44''$ hasta $+48''$, alcanzando un total de $92''$.

Además, en la región Norte, a partir de $20''$, se puede apreciar un estrechamiento en el espectro, similar al caso anterior, así como mayor emisión en la base de esa zona.

En la región central vemos una zona demasiado tenue, como si la emisión fuera discontinua, mientras que, hacia el Sur, la zona azul está ligeramente aplanada. También vemos que la región del extremo Sur es una zona de mayor emisión, destacando la misma por su forma de punta.

Diagrama 3

El desdoblamiento espectral máximo es de -60 km s^{-1} y $+40 \text{ km s}^{-1}$. La emisión se extiende entre $\pm 52''$, alcanzando un tamaño total de $104''$.

En la región Norte podemos apreciar que el lado rojo es el que tiene una emisión más intensa y aproximadamente a $+30''$, ésta muestra una ligera depresión.

En la zona central, de $+12''$ a $-20''$ en el lado rojo, el espectro se desvanece, dejando un hueco aparente.

Por su parte, en la región Sur a $-18''$, el lado azul muestra una zona de mayor emisión, mientras que el lado rojo del espectro sigue sumamente tenue. Vemos también como es que desde $-20''$ hasta $-44''$ el lado azul se aprecia muy poco, mientras que el rojo presenta una mayor emisión.

Diagrama 4

Encontramos que el desdoblamiento espectral máximo en este caso es de -60 km s^{-1} y $+40 \text{ km s}^{-1}$, extendiéndose la emisión desde $-48''$ hasta $+48''$, para un tamaño de $96''$.

En la región Norte observamos que existe una ligera depresión en el lado azul, y que es una zona de alta emisión. A aproximadamente $+4''$, y hasta $+28''$, el lado rojo se vuelve más tenue y se curva. Este fenómeno lo tenemos en el lado azul de $+32''$ hasta $-12''$.

En la región Sur vemos como a partir de $-24''$ el diagrama se estrecha. De $-34''$ a $-40''$ el lado azul tiene una hendidura. La parte final del espectro es una zona ovalada de color oscuro.

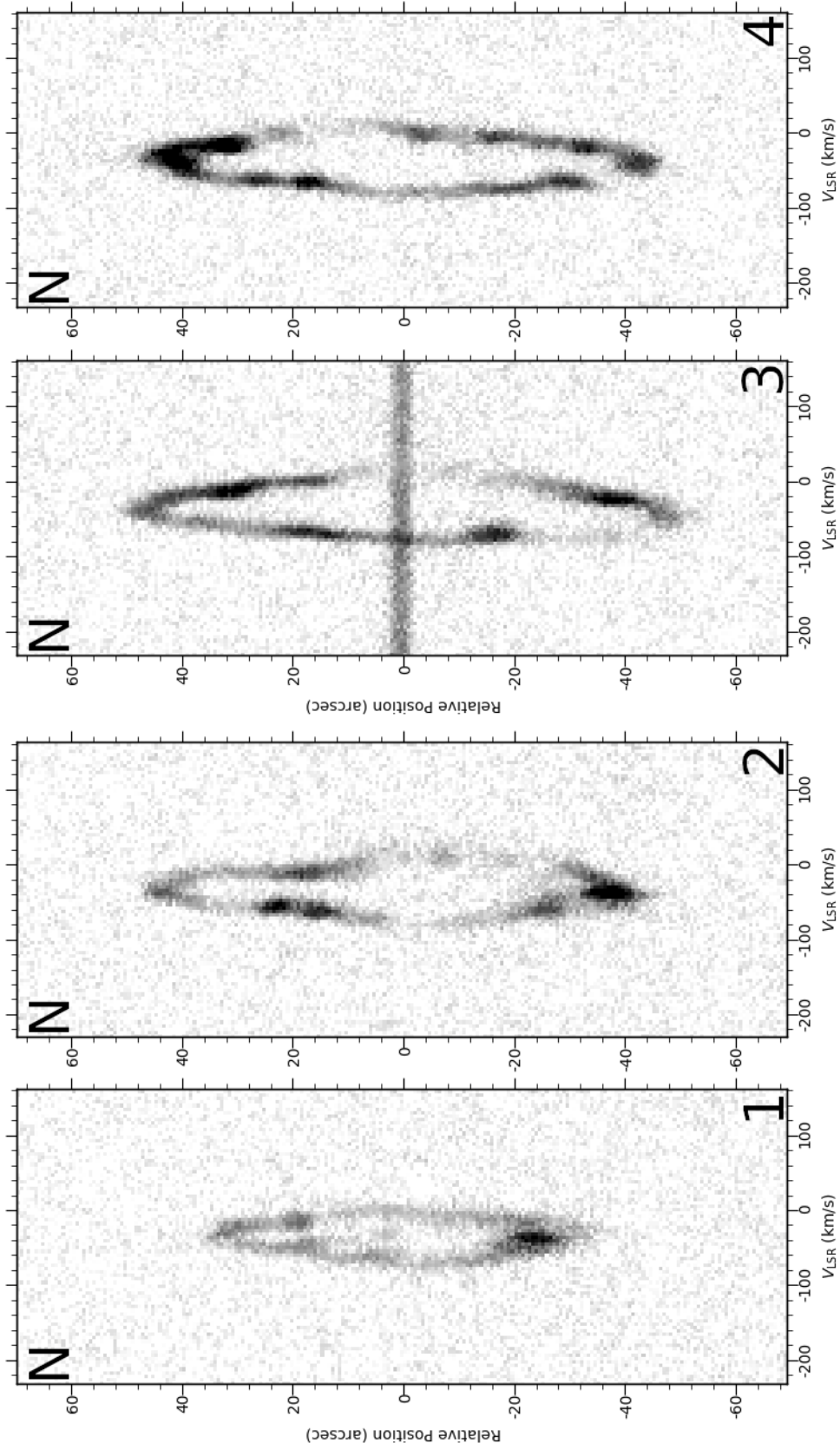


Figura 4.2: Diagramas PV de las rendijas de la temporada 2008.

Diagrama 5

Observamos un desdoblamiento espectral máximo de -40 km s^{-1} y $+30 \text{ km s}^{-1}$, con una extensión de $76'' (\pm 38'')$.

En la región Norte se aprecia que la emisión del lado azul, a $+20''$, se atenúa, mientras que la del lado rojo se mantiene intensa. De $+8''$ hasta $+20''$ el lado rojo es el que presenta dicha atenuación.

En la zona central vemos como el lado rojo presenta un ensanchamiento y, a $-4''$, la estructura parece romperse.

Por otra parte, en la región Sur tenemos que, de $-6''$ a $-18''$, el lado azul presenta una atenuación, mientras que el rojo no. La zona extrema en el Sur del espectro presenta un estrechamiento, de tal forma que termina en punta.

Diagrama 6

En este caso la emisión presenta un desdoblamiento espectral máximo de $\pm 60 \text{ km s}^{-1}$ y se extiende por $102''$, desde $+52''$ hasta $-50''$.

En la región superior (Este) tenemos una forma de punta cuyo lado rojo está hundido y su emisión es muy brillante. De $+6''$ hasta $-22''$ el lado rojo se atenúa, mientras que el lado azul tiene una atenuación desde $+24''$ hasta $-26''$.

En la zona central sólo podemos observar un pequeño segmento en el lado azul. El lado rojo es tan tenue que aparenta no estar presente.

En la región inferior (Oeste) tenemos que, de $0''$ hasta $-26''$, el lado azul no está presente y pareciera que a $-20''$ hay una discontinuidad. Podemos ver además que se tiene tres pequeñas regiones brillantes a $-26''$ (lado rojo), $-30''$ (lado azul) y por último la zona extrema del espectro ($-40''$ a $-50''$).

4.2.2. Temporada noviembre 2012**Diagrama 7**

Tenemos un desdoblamiento espectral máximo de $\pm 55 \text{ km s}^{-1}$ y una extensión de la emisión de $102''$ (desde $+52''$ hasta $-50''$).

En la región NE se puede apreciar cómo la punta del espectro es discontinua, y tanto el lado azul como rojo son tenues en esa zona. A $+24''$ tenemos que el lado rojo se empieza a curvar hasta los $-20''$.

En la zona central, el lado rojo ha desaparecido, mientras que el lado azul sigue presente.

En la región SW, a partir de $-20''$, ambos lados se encuentran presentes y la forma del espectro es elíptica y continua.

Diagrama 8

Se tiene un desdoblamiento espectral máximo de $\pm 30 \text{ km s}^{-1}$, con una extensión de $96'' (+52'' \text{ a } -44'')$.

En la región NW se puede ver cómo el lado rojo de la punta del espectro está ligeramente recargado hacia el azul. El lado azul en esa zona es tenue. De $+14''$

a $+30''$ el lado rojo prácticamente desaparece, mientras que el lado azul es muy intenso.

En la zona central el lado azul es continuo, sin embargo, el lado rojo otra vez es tan tenue que no se ve (aproximadamente en el rango de $\pm 6''$).

En la región SE podemos apreciar que el lado azul se atenúa un poco, pero no se deja de ver. Al final de este mismo lado podemos observar que la emisión aumenta su brillo. Por otro parte, el lado rojo es sumamente tenue, pudiéndose observar a $-14''$ una discontinuidad. Finalmente este lado recupera un poco su brillo, sin embargo se ve un poco comprimido hacia el azul.

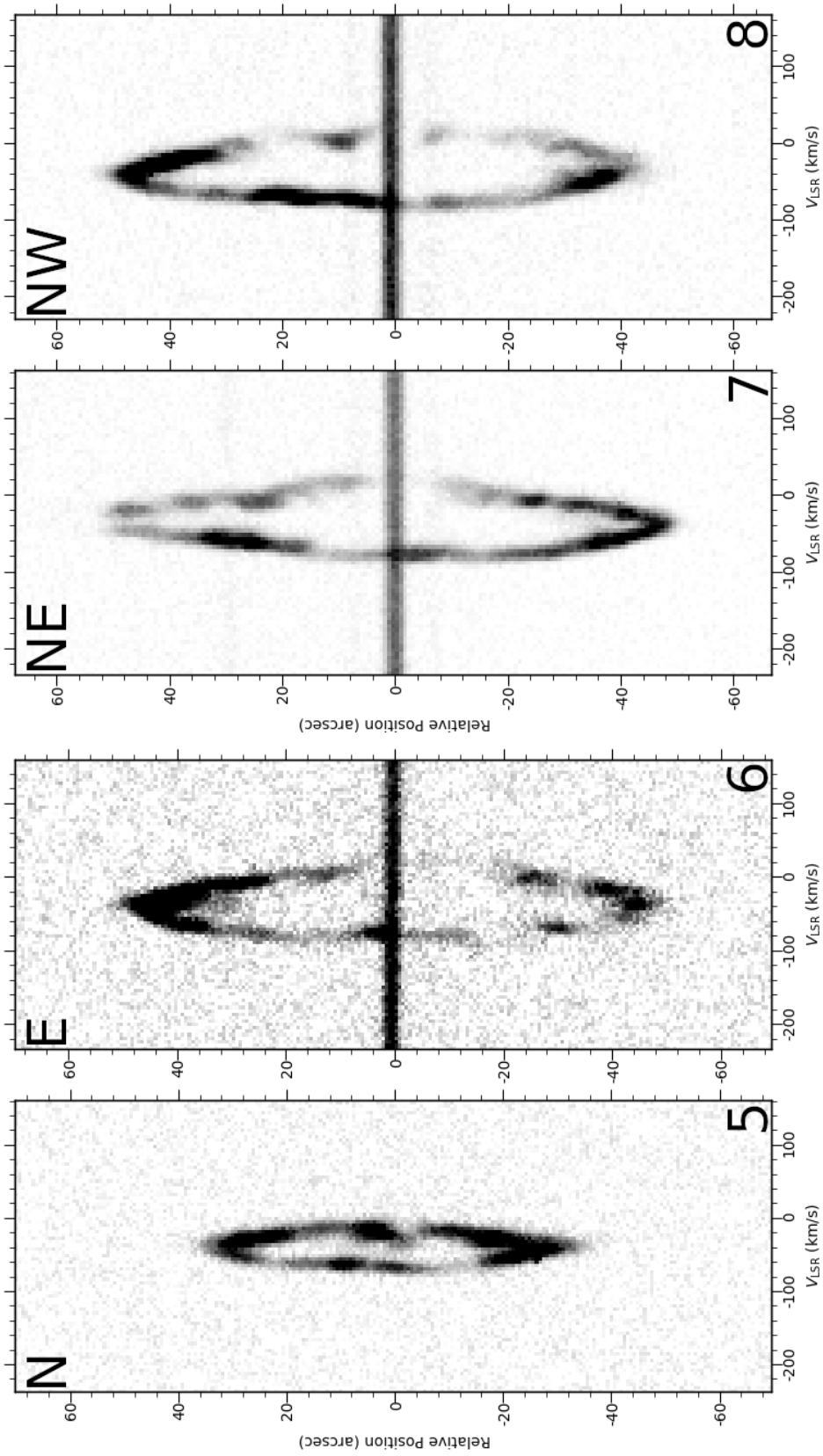


Figura 4.3: Diagramas PV de las rendijas de la temporada 2008 y 2012.

4.2.3. Temporada octubre 2014

Diagrama 9

Tenemos un desdoblamiento espectral máximo de $\pm 50 \text{ km s}^{-1}$, con una emisión que se extiende $98''$, de $+50''$ hasta $-48''$.

En general, la emisión en este diagrama es sumamente tenue, pero en la región más extrema del NE existe una zona de brillo intenso además se puede apreciar una especie de filamento central, prácticamente a velocidad nula, extendiéndose por más de $6''$ hacia el SW. A $+26''$ podemos ver como el lado rojo empieza a ensancharse. Sin embargo de $+24''$ hasta $-4''$ este lado es aparentemente discontinuo.

En la zona central podemos apreciar cómo el lado azul tiene una pequeña zona brillante, no obstante, el lado rojo es aparentemente discontinuo en ese lugar.

En la región SW vemos que el lado rojo cuenta con una zona brillante centrada en $-24''$, mientras que el lado azul es igual exceptuando por la atenuación a $-12''$. Al extremo SW del espectro, la punta es muy brillante.

Diagrama 10

Se cuenta con un desdoblamiento espectral máximo de -50 km s^{-1} y $+60 \text{ km s}^{-1}$. La emisión se extiende a $\pm 52''$, teniendo un tamaño de $104''$.

En la región NE podemos ver cómo la punta tiene una pequeña discontinuidad y pareciera esta recargada hacia el lado rojo. A partir de $+20''$, y hacia el SW, este lado empieza a ensancharse.

En la zona central, en el rango de $\pm 8''$, el lado rojo es discontinuo, mientras que el lado azul no.

En la región SW se puede observar que la emisión sigue una forma elíptica, un poco estrecha en $-34''$ en ambos lados. El lado azul pareciera ser discontinuo de $-40''$ a $-44''$.

Diagrama 11

Se tiene un desdoblamiento espectral máximo de $\pm 60 \text{ km s}^{-1}$. La emisión se extiende $104''$ ($\pm 52''$).

En la región NE podemos observar que la emisión sigue una forma elíptica. En $+32''$ tiene una zona con mayor brillo en la componente roja y a partir de $+14''$, y hasta $-16''$, el lado rojo parece desplazarse más hacia el rojo en una deformación de la elipse.

En la zona central el lado azul no presenta nada notable, excepto a $-16''$ donde se encuentra una zona brillante y más ancha. El lado rojo es aparentemente discontinuo de $+6''$ hasta $-4''$.

En la región SW podemos apreciar que el lado rojo presenta mayor emisión que el azul. En este mismo, desde $+16''$ hasta hasta la discontinuidad de $-40''$ a $-44''$, presenta un aplanamiento en su forma.

Diagrama 12

Se tiene un desdoblamiento espectral máximo de $\pm 50 \text{ km s}^{-1}$. Espacialmente, la emisión cubre $\pm 52''$, que en total es un tamaño de $104''$.

En la región NW se puede ver cómo el lado rojo tiene un estrechamiento hacia el azul en $+32''$ y la punta del espectro es más brillante.

En la zona central el lado azul no muestra discontinuidad, mientras que el lado rojo desde $+8''$ hasta $-14''$ es sumamente tenue, llegando a no ser perceptible en algunos puntos.

En la región SE podemos observar que a $-40''$ el lado rojo muestra una zona brillante y ligeramente recargada al azul. En $-30''$ este mismo lado presenta una discontinuidad aparente. El lado azul, por su parte, aparenta ser discontinuo en $-40''$.

Diagrama 13

Se observa un desdoblamiento espectral máximo de -50 km s^{-1} y $+60 \text{ km s}^{-1}$, con una emisión que se extiende $96''$, cubriendo de $+52''$ hasta $-44''$.

En el diagrama podemos notar cómo la región NW más extrema es la que presenta una mayor emisión y, que además, se encuentra inclinada hacia el azul. Se puede ver una forma elipsoidal con un ligero estrechamiento a $+34''$ en ambos lados. En $+24''$ el lado azul sufre de una discontinuidad aparente.

En la zona central observamos que el lado azul está un poco recorrido hacia el rojo ($0''$). El lado rojo presenta una discontinuidad en $+18''$, entre $\pm 6''$ y en $-14''$.

En la región SE se observa que la emisión sigue una forma elipsoidal. Se puede apreciar como en la punta existen tres pequeñas acumulaciones, dos a $-32''$ y otra en $-40''$.

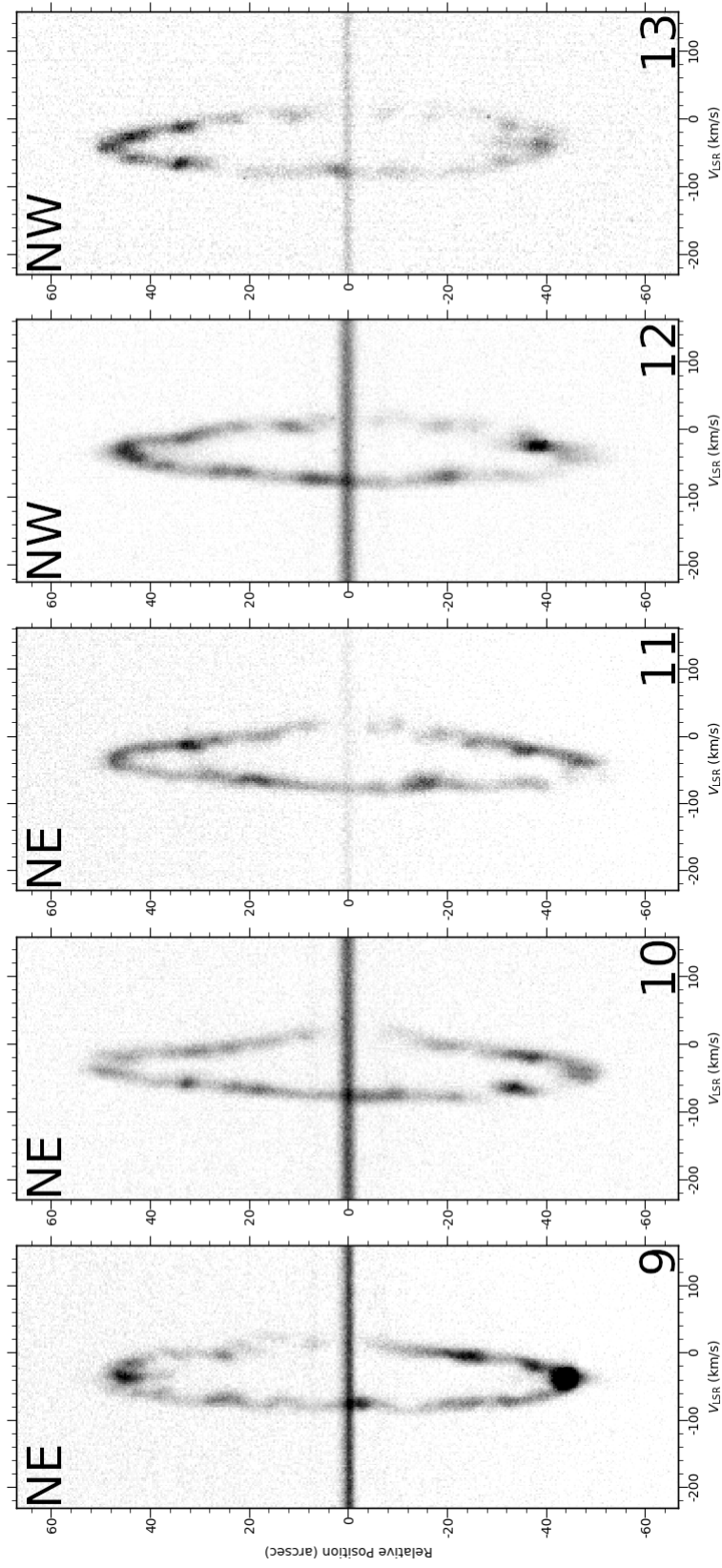


Figura 4.4: Diagramas PV de las rendijas de la temporada 2014.

4.3. Parámetros cinemáticos

La velocidad sistémica de NGC 7094 no puede ser obtenida mediante el procedimiento convencional descrito en la sección 2.3.3 ya que el desdoblamiento no es simétrico cuando pasamos por la estrella central, tal como se aprecia en todos los diagramas PV que pasan por ella (por ejemplo Fig. 4.4, diagrama 10). Para estimar esta velocidad se realizó un análisis ajustando y probando diversas elipses, obteniendo el valor de $V_{\text{sys}} = -35.5 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$.

El valor obtenido para la velocidad de expansión tuvo que ser obtenido utilizando el modelo descrito en el próximo capítulo, obteniéndose un valor de $V_{\text{exp}} = 40 \pm 0.5 \text{ km s}^{-1}$.

Utilizando la ecuación 2.24, el tamaño de la NP obtenido previamente y la velocidad de expansión se calculó la edad cinemática que tiene NGC 7094, dicho valor es $\tau_k = 18,130 \pm 1,793$ años.

Capítulo 5

Discusión

5.1. Forma y velocidad sistémica

A primera aproximación, la apariencia de NGC 7094, a partir de sus imágenes es la de una estructura esférica deformada con alguna subestructuras tipo burbuja. En consecuencia, los diagramas PV muestran una elipse de velocidad característica de las esferas en expansión, con algunas deformaciones. También se puede decir que se trata de un sólo cascarón el que compone la envolvente de la estrella ya que en los espectros no se logra apreciar una superposición de elipses, lo que sería indicativo de que se tienen más cascarones.

Dado que, como se muestra en los diagramas PV obtenidos, se tiene una gran asimetría en el desdoblamiento espectral de esta NP es difícil obtener de manera ortodoxa la velocidad sistémica (Figura 2.7). Generalmente, cuando los espectros son simétricos, se obtiene este valor de la manera en la que se explicó anteriormente (Sec. 2.3.3), sin embargo en nuestro caso no fue así. Para este caso, se ajustaron elipses a los diferentes espectros que se tenían para poder estimar una longitud de onda promedio correspondiente a la mitad de la elipse.

La asimetría del desdoblamiento espectral podría deberse a que se tiene una variación en la densidad del gas interestelar que rodea a esta nebulosa. Esto provocaría que la expansión del cascarón no fuera uniforme, lo que daría como resultado zonas con mayor velocidad comparadas con las demás dada una ley de velocidad homóloga. Esto resultaría en los espectros y diagramas PV que se tienen.

5.2. Modelo en *Shape*

El modelado de NGC 7094 consistió en un proceso interactivo e iterativo con el *software Shape*. Se propuso inicialmente una esfera uniforme de $43''$ de diámetro y una ley de velocidad de expansión homóloga dada por $V(r) = \frac{40}{43}r$. Posteriormente se fueron añadiendo protuberancias y hundimientos con el parámetro bump, de diferentes amplitudes y anchuras. Estos son descritos por funciones gaussianas y sus parámetros se muestran en la Tabla V.I. Las amplitudes positivas corresponden a protuberancias y las negativas a hundimientos respecto a la superficie

<i>Bump</i>	Amplitud	$2\sigma^2$	<i>Bump</i>	Amplitud	$2\sigma^2$
<i>Bump</i> 1	19	8	<i>Bump</i> 20	-6	6
<i>Bump</i> 2	18	5	<i>Bump</i> 21	-6	5
<i>Bump</i> 3	15	15	<i>Bump</i> 22	-8	20
<i>Bump</i> 4	12	15	<i>Bump</i> 23	-8	10
<i>Bump</i> 5	9	10	<i>Bump</i> 24	-8	10
<i>Bump</i> 6	8	15	<i>Bump</i> 25	-8	7
<i>Bump</i> 7	8	10	<i>Bump</i> 26	-8	4
<i>Bump</i> 8	7	20	<i>Bump</i> 27	-10	10
<i>Bump</i> 9	5	6	<i>Bump</i> 28	-12	20
<i>Bump</i> 10	3	30	<i>Bump</i> 29	-12	3
<i>Bump</i> 11	3	20	<i>Bump</i> 30	-13	10
<i>Bump</i> 12	3	20	<i>Bump</i> 31	-13	3
<i>Bump</i> 13	-4	30	<i>Bump</i> 32	-14	5
<i>Bump</i> 14	-4	10	<i>Bump</i> 33	-15	15
<i>Bump</i> 15	-4	4	<i>Bump</i> 34	-15	10
<i>Bump</i> 16	-5	10	<i>Bump</i> 35	-18	7
<i>Bump</i> 17	-5	10	<i>Bump</i> 36	-20	3
<i>Bump</i> 18	-5	10	<i>Bump</i> 37	-28	3
<i>Bump</i> 19	-5	10			

Tabla V.I: Parámetros de los modificadores utilizados en el modelo.

original. También se tuvo la libertad de jugar con la orientación de cada uno de ellos para poder ajustar mejor los resultados a los PV.

El modelado interactivo de estas estructuras no es fácil, ya que en muchas ocasiones, las modificaciones de un *bump* para un PV afectan a otro PV. Sin embargo, logramos producir un modelo que reproduce de manera satisfactoria los PV obtenidos en las observaciones (Ver modelo en la Fig. 5.1).

A continuación se presentan los PV del modelo superpuestos sobre los observados (Figs. 5.2 a 5.4).

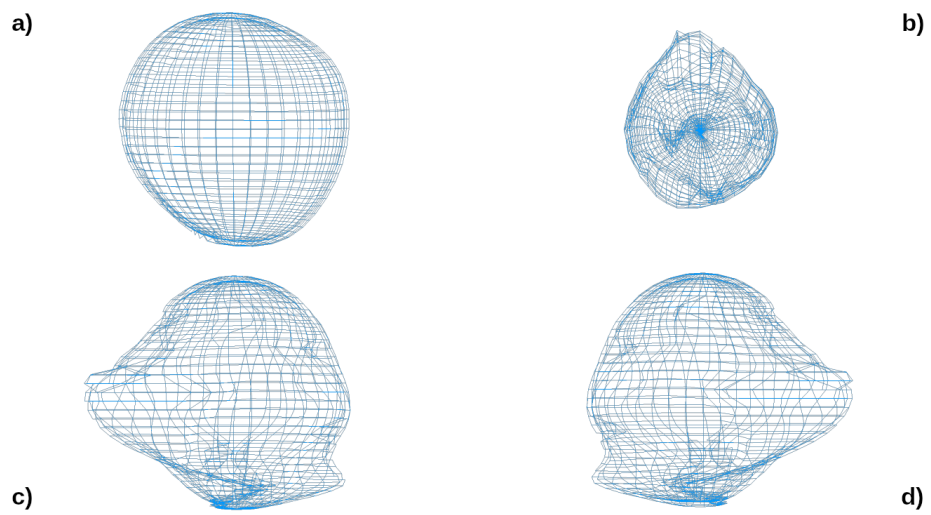


Figura 5.1: Vista del modelo desde diferentes ángulos: a) Frontal, b) Aérea, c) Lado izquierdo, d) Lado derecho.

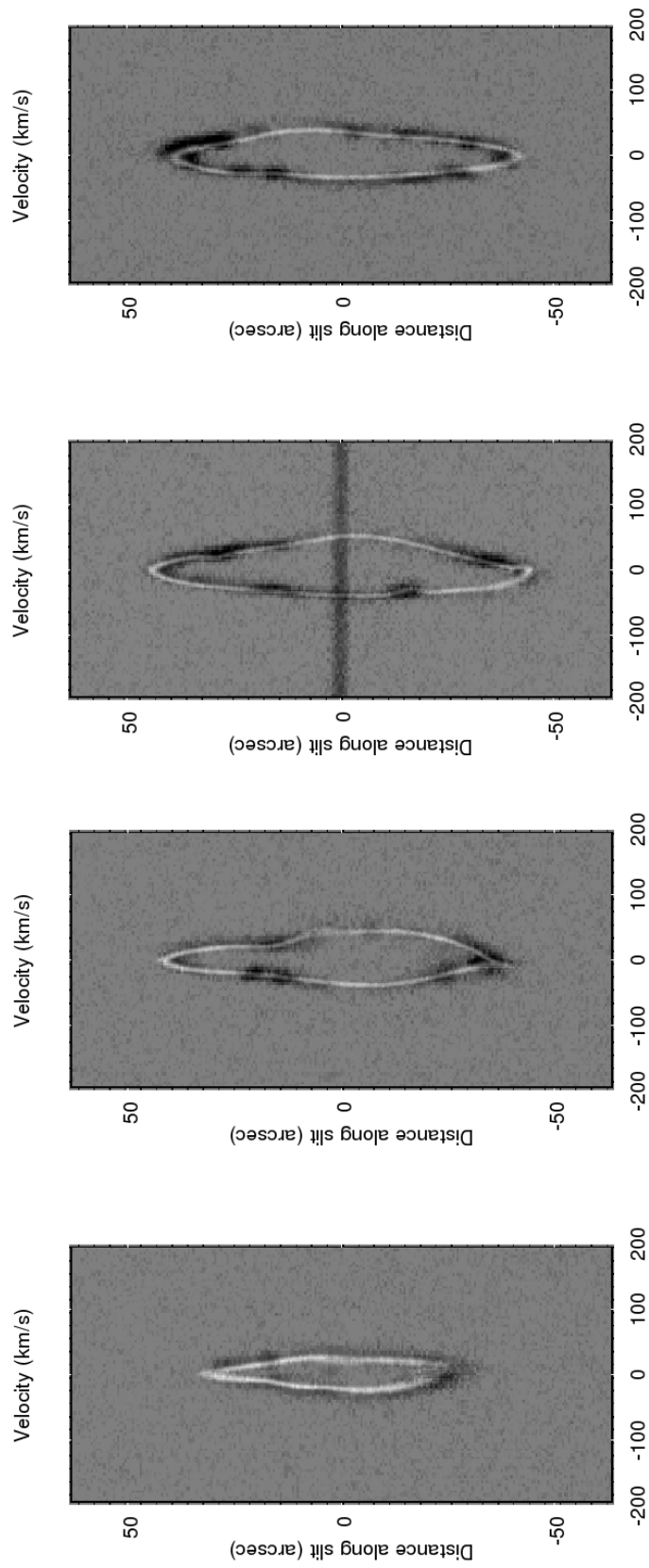


Figura 5.2: Espectros observados en 2008 y espectros obtenidos del modelo (rendija 1, 2, 3, 4).

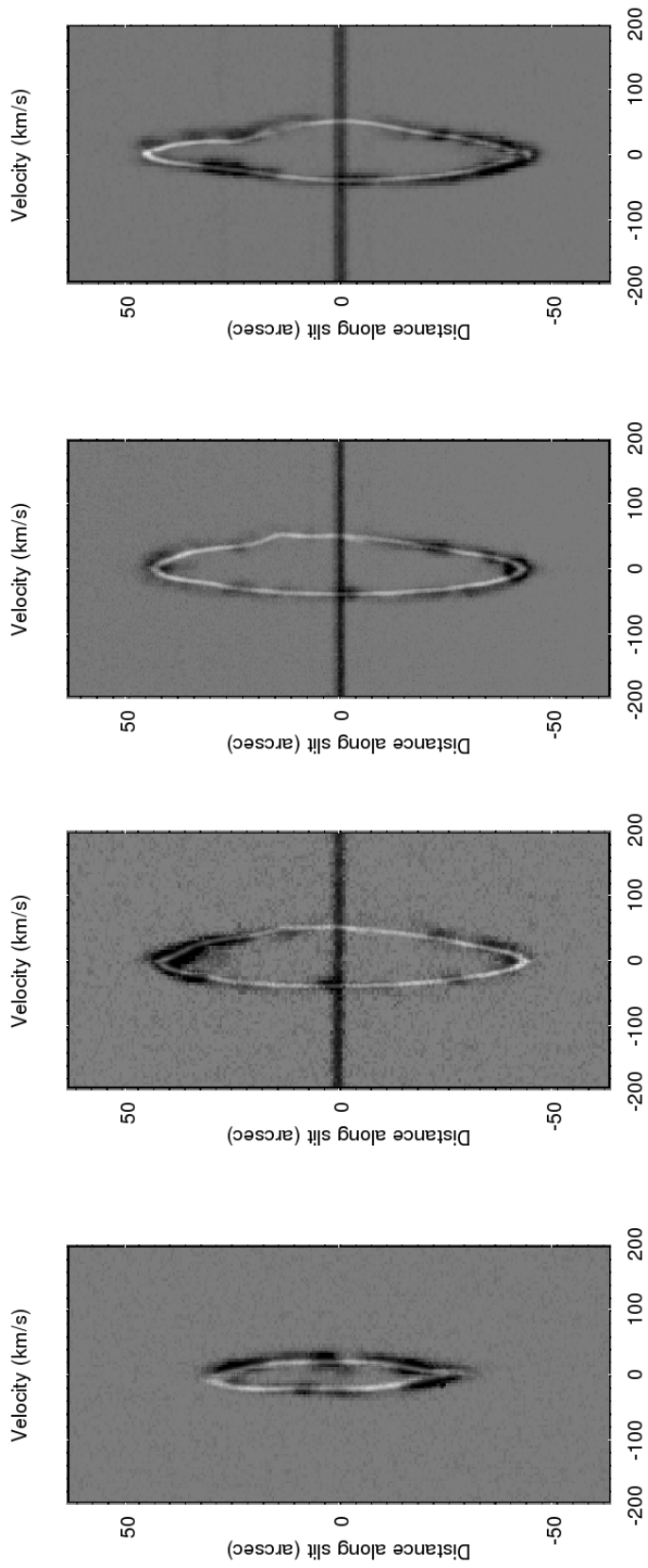


Figura 5.3: Espectros observados en 2008, 2012 y espectros obtenidos del modelo (rendija 5, 6, 7, 8).

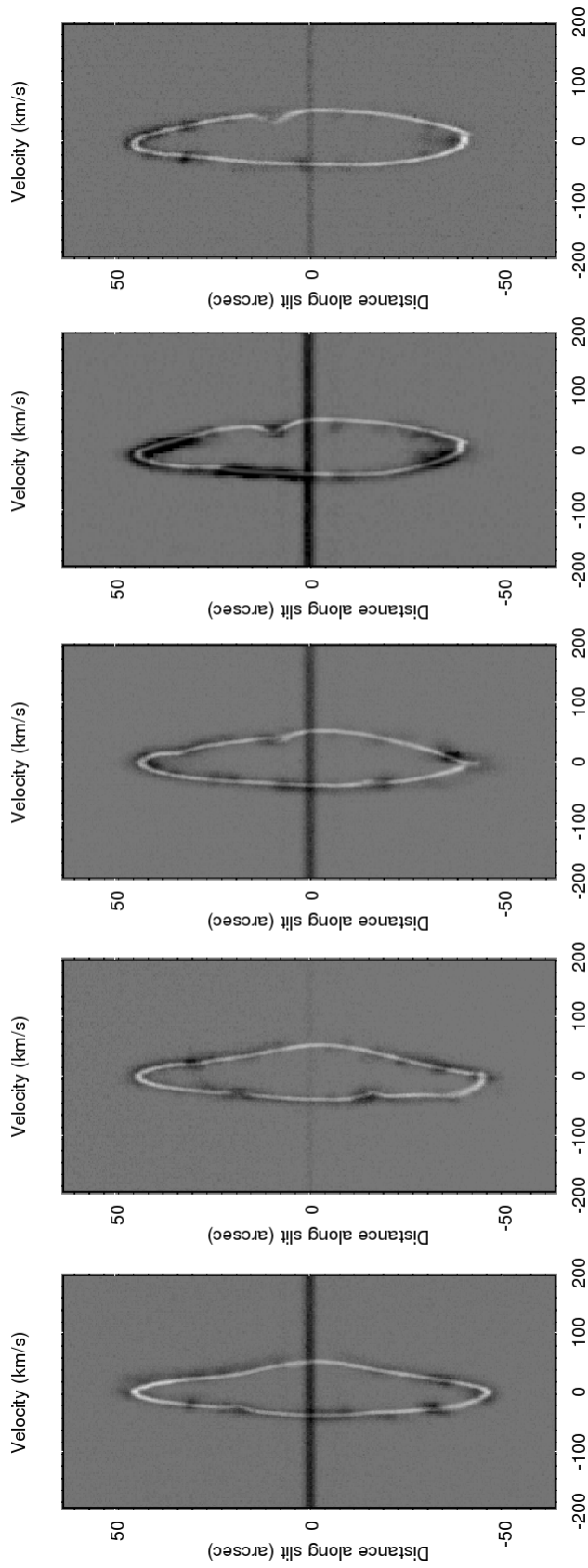


Figura 5.4: Espectros observados en 2014 y espectros obtenidos del modelo (rendija 9, 10, 11, 12, 13).

Con todos estas modificaciones se pudo observar como es que cada deformación del espectro logra coincidir, en buen manera, con cada perfil, por lo que estructuras muy similares deben de estar presentes físicamente en NGC 7094.

5.2.1. Velocidad de expansión

Como ya se mencionó, se tuvieron dificultades para estimar la velocidad sistémica debido a la asimetría en el desdoblamiento espectral de NGC 7094. Se calculó esta velocidad en base al modelo realizado en *Shape*. Se asignó una ley de velocidades para poder recrear los espectros obtenidos en las observaciones en las Figuras 5.2 a 5.4. Una vez que ajustamos cada uno de ellos, y el modelo fue consistente, se empleó esta ley para poder obtener la velocidad a la cual la envoltura de la estrella central se expande. Para poder proponer esta ley, fue necesario estimar el tamaño real de la NP así como la velocidad asignada, en un diagrama PV, a unos de los lados del espectro. En este caso el radio de la nebulosa es de 43 segundos de arco y la velocidad encontrada fue de 40. En base a estos dos parámetros, y asumiendo que la velocidad de expansión es homóloga ($v_{\text{exp}} \propto r$), se propuso la siguiente ley de velocidad

$$V = \frac{40}{43}r \quad (5.1)$$

con la cual se puede empatar de buena manera el modelo con las observaciones que se tienen.

5.2.2. La formación de NGC 7094

Esta NP tiene una morfología cercana a la esférica, por lo que las primeras etapas de su formación pudo haber sido similar al Modelo de Vientos Estelares Interactuantes. Sin embargo, estrellas tipo PG 1159 híbrida, experimentan un pulso térmico final mientras se encuentran en la rama asintótica gigante (AGB por sus siglas en inglés) y la quema de hidrógeno aún se está dando (Herwig, 2001), esto podría provocar que la interacción entre el viento lento y el rápido se realice de manera más violenta, generando así los filamentos observados como una acumulación de material en estas regiones. Esto sería resultado de inestabilidades hidrodinámicas al interactuar el viento rápido con el nuevo material denso que es desprendido de la estrella durante el pulso térmico (Fang et al. 2014). La cinemática de estos filamentos dependerá en primera instancia de la presión de radiación que ejerza la estrella sobre el material eyectado, sin embargo, conforme se aleje de ella e interactúe con el viento lento previamente lanzado, esta será gobernada por el momento lineal de este material. Por otra parte, las protuberancias y valles que presenta NGC 7094 podrían deberse a su interacción con el medio interestelar que la rodea. Siendo estas producto de zonas de mayor y menor densidad. Las protuberancias serían material que no se ha encontrado con mucha masa a lo largo de su recorrido (baja densidad), mientras que los valles son partes en las que el cascarón de la NP se ha encontrado con más material en el medio

(alta densidad), disminuyendo así su velocidad. Por lo tanto, estas deformaciones en NGC 7094 son zonas cuya velocidades fueron alteradas debido a la interacción con el medio circundante.

Existen otras NP similares a NGC 7094 como lo son Abell 43 y Kn 61. Estas también presentan estructuras casi esféricas y contienen filamentos en ellas. De igual forma, dichas NP tienen una estrella central perteneciente al mismo tipo. Existen estudios de una posible conexión entre cascarones esféricos con filamentos y estrellas tipo PG 1159 (García-Díaz et al. 2014). Esto podría indicar que el hecho de parecerse es resultado de la evolución de estas estrellas similares.

Capítulo 6

Conclusiones

Gracias al estudio realizado de NGC 7094 se lograron obtener distintos parámetros para esta NP. Los diagramas P-V indican que se trata de un solo cascarón esférico con distintas alteraciones que le dan la apariencia que se observa en los diagramas. Esto podría deberse a una densidad no uniforme alrededor de la estrellas central, por lo que al momento de ser eyectado el material que conforma a la envolvente, no todo este cascarón avanzó de la misma manera. De encontrarse con una zona de alta densidad su avance se vería reducido, en el caso contrario se tendría un avance mayor. Al considerarse una ley de velocidad homóloga ($v_{\text{exp}} \propto r$) esta diferencia en el desplazamiento se traduce como una diferencia de velocidades dando así el aspecto que es obtenido en dichos diagramas.

Se calculó un tamaño de 0.74 ± 0.072 pc para NGC 7094, similar al encontrado en la literatura. Se obtuvo una velocidad sistémica de -35.5 ± 2 km s⁻¹. Se realizó un modelo en *Shape*, el cual se pudo empatar en buena medida a las observaciones que se tenían. Con ayuda de dicho modelo se estimó la ley de velocidad que fue $V = \frac{40}{43}r$ para esta NP. Con esta velocidad se pudo calcular la edad cinemática cuyo resultado es $\tau_k = 18,130 \pm 1,793$ años.

Esta tesis se basó en un estudio morfocinemático de NGC 7094, sin embargo, este trabajo podría ser complementado con un estudio de parámetros físicos y abundancias químicas de esta NP para poder conocer con mayor certeza la naturaleza de su morfología y su relación con NPs que cuentan con estrellas similares, quedando este como trabajo futuro.

Bibliografía

- [1] Chan, J.H., Kaler, J.B. 1971, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 189, 22:319-368.
- [2] Kwok, S., Purton, C.R., Fitzgerald, P.M. 1978, *The Astrophysical Journal*, 219, L125-L127.
- [3] Barral, J., Cantó, J. 1981, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 5, 101-108.
- [4] Zuckerman, B., Aller, L. 1986, *The Astrophysical Journal*, 301, 772-789.
- [5] Balick, B. 1987, *The Astronomical Journal*, 94(3), 671-678.
- [6] Chu, You-Hua, Jacoby, George H., Arendt Richard. 1987, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 64:529-544.
- [7] Stanghellini, L., Corradi, R., Schwarz, H. 1993, *Astronomy and Astrophysics*, 279, 521-528.
- [8] Chevalier, R., Luo, D. 1994, *The Astrophysical Journal*, 421, 225-235.
- [9] Corradi, R., Schwarz, H. 1995, *Astronomy and Astrophysics*, 293, 871-888.
- [10] López, J., Vázquez, R., Rodríguez, L. 1995, *The Astrophysical Journal*, 455, 63-66.
- [11] Napiwotzki, R., Schönberner, D. 1995, *Astronomy and Astrophysics*, 301, 545-558.
- [12] Gurzadyan, G.A. 1997, *The Physics and Dynamics of Planetary Nebulae*, XVI, 513 pp. Springer-Verlag, Berlin, Heidelberg, New York. Also *Astronomy and Astrophysics Library*, 179.
- [13] Mellema, G., Raga, A., Cantó, J., Lundqvist, P., Balick, B., Steffen, W., Noriega-Crespo, A. 1998, *Astronomy and Astrophysics*, 331, 335-346.
- [14] Soker, N., Regev, O. 1998, *The Astrophysical Journal*, 496(2), 833-841.
- [15] Guerrero, M., Vázquez, R., López, J. 1999, *The Astronomical Journal*, 117, 967-973.

- [16] Vázquez, R. 1999, Estudios observacionales de BRETs en nebulosas planetarias, Tesis Doctoral, Universidad de Granada, Granada, España, 128 pp.
- [17] Vázquez, R., López, J., Miranda, L., Torrelles, J., Meaburn, J. 1999, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 308, 939-946.
- [18] Feibelman, W. 2000, *The Astrophysical Journal*, 542, 957-963.
- [19] Gonçalves, D., 2001. Dordrecht. Springer.
- [20] Herwig, F. 2001, *Stellar Evolution and Nucleosynthesis of Post-AGB Stars*. In: Szczerba R., Górny S.K. (eds) *Post-AGB Objects as a Phase of Stellar Evolution*. *Astrophysics and Space Science Library*, vol 265. Springer, Dordrecht.
- [21] Meaburn, J., López, J., Gutiérrez, L., Quiróz, F., Murillo, J., Valdéz, J., Pedrayes, M. 2003, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 39, 185-195.
- [22] Guillén, P.F, Vázquez, R., Miranda, L., Contreras, M., Ayala, S., Ortiz-Ambriz, A. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 432, 2676-2684.
- [23] Fang, X., Guerrero, M., Marquez-Lugo, R., Toalá, J., Arthur, S., Chu, Y., Blair, W., Gruendl, R., Hamann, W., Oskinova, L., Toft, H. 2014, *The Astrophysical Journal*, 797:100.
- [24] García-Díaz, T., González-Buitrago, D., López, J., Zharikov, S., Tovmassian, G., Borisov, N., Valyavin, G. 2014, *The Astronomical Journal*, 148:57.
- [25] Moukalled, F., Mangani, L., Darwish, M. 2016, *The Finite Volume Method in Computational Fluid Dynamics, Fluid Mechanics and its Applications* 113, Springer, Switzerland, p77.
- [26] Löbbling, L., Rauch, T., Miller Bertolami, M., Todt, H., Friederich, F., Ziegler, M., Werner, K., Kruk, J. 2019, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 489, 1054-1071.