



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA
DE MÉXICO

CENTRO DE NANOCIENCIAS Y
NANOTECNOLOGÍA

Análisis Cinemático y Estructura 3D
de la Nebulosa del Búho

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

Licenciado en Nanotecnología

PRESENTA:

FERNANDA LÓPEZ GARCÍA

TUTORA
DRA. TERESA GARCÍA DÍAZ

Ensenda, Baja California. Diciembre 2016





Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis 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.

*A Gabriel, Susana y Gabby
por ser mis pilares más importantes
en esta aventura.*

Agradecimientos

Primero quiero agradecer a mis padres por apoyarme desde el principio en esta aventura, por estar siempre presentes a pesar de los kilómetros que nos separan y por todas esas llamadas que se sentían como un abrazo. A mi hermana por estar siempre que la necesitaba, por ser un ejemplo a seguir y por no dejar de creer en mí en ningún momento. Los quiero.

Quiero agradecer a Tere por tenerme la confianza de trabajar con ella en un tema completamente nuevo para mí, por la paciencia y la dedicación que siempre mostró, por esperar siempre lo mejor de mí, por todo el conocimiento compartido, por la exigencia y porque además de ser mi asesora se volvió una amiga. Gracias al Dr. Roberto Machorro por hacerme sentir en casa, por los buenos momentos que pase en su laboratorio, por su tiempo dedicado a leer esta tesis y por sus correcciones. Al Dr. José Alberto y al Dr. Wolfgang por las observaciones en la tesis y por las pláticas durante el proceso. Gracias a la Dra. Catalina por aceptar ser parte de mi comité.

Gracias a Ángel por todas las risas, por las infinitas tazas de té y café que tomamos a lo largo de estos 4 años y medio, por toda la comida deliciosa, por los viajes, pero sobre todo por no dejar que me diera por vencida en ningún momento, por las palabras de aliento y soportar todas mis locuras. A Omar por estar a cualquier hora del día, por todas las pláticas y por el apoyo incondicional. A Gisela porque me demostró que la distancia no importa cuando alguien es importante para tí, por los recuerdos compartidos y por las llamadas interminables. A Lau por todas las risas justo en el momento adecuado y por siempre creer en mí. A Diana por todas las historias que escribimos juntas. A Soto por siempre preocuparse por mí y estar cuando es necesario.

Muchas gracias a todas las personas que llegaron a los largo de estos 4 años y medio, que me dieron su amistad y con quienes compartí buenos momentos: David, Jairo, Cristóbal, Ana, Emiliano, Osmar y Luis Víctor.

Gracias al CNyN, al Instituto de Astronomía y a toda su gente.

Resumen

En este trabajo se presentan observaciones espectroscópicas de alta y baja resolución así como imágenes directas de la nebulosa NGC 3587. Dichos datos se obtuvieron en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir. Con estas observaciones se busca estudiar el comportamiento cinemático de la nebulosa del Búho y explicar la pérdida de masa que ha sufrido su estrella central.

Las imágenes directas de la nebulosa fueron tomadas con tres filtros diferentes: $H\alpha$ λ 6565 Å, $[NII]$ λ 6585 Å y $[OII]$ λ 5009 Å. Por otro lado los espectros de alta y media resolución se obtuvieron en las líneas de $H\alpha$ y $[N II]$ con el espectrógrafo de rendija larga MES y el espectrógrafo de baja resolución Boller & Chivens, respectivamente. Para los espectros de alta resolución se obtuvieron un total de 12 posiciones diferentes a través de la nebulosa. Los espectros de media resolución se obtuvieron en dos posiciones diferentes, una cruzando la estrella central de la nebulosa y la otra fuera de ella.

Las imágenes directas y los espectros se redujeron empleando el paquete astronómico IRAF. Los espectros fueron corregidos en velocidad para trabajar en un sistema de referencia heliocéntrico. Una vez que los espectros de alta resolución fueron calibrados en longitud de onda, fue posible calcular la velocidad de expansión de las cáscaras principales de la nebulosa y se encontró que la velocidad para la cáscara interna es de 22 km s^{-1} para $H\alpha$ y de 35 km s^{-1} para $[NII]$ y para la cáscara externa se encontró que la velocidad es de 18.5 km s^{-1} para $H\alpha$ y de 34 km s^{-1} para $[NII]$. También se calculó la velocidad sistémica de la nebulosa teniendo como resultado una velocidad de 3 km s^{-1} .

Los espectros de media resolución fueron calibrados en longitud de onda y flujo, una vez que se realizó esta calibración fue posible obtener el espectro unidimensional de la nebulosa y de la estrella central.

La edad cinemática de la nebulosa se calculó a partir de la velocidad de expansión del $[N II]$. Se encontró que la edad cinemática de la cáscara interna

es de 9297 años, mientras que la edad de la cáscara externa es de 12680 años.

Para conocer la estructura a gran escala de la nebulosa se generaron diagramas posición-posición-velocidad en $H\alpha$ y $[NII]$ a partir de los espectros de alta resolución. Uno de los resultados interesantes de estos mapas es que la región interna de menor densidad (ojos del Búho) aparecen también en $[N II]$ aunque solamente en la región azul a velocidades de -25 km s^{-1} reportado por primera vez en este trabajo. Con estos mismos espectros el fue posible generar un modelo 3D de la nebulosa usando el código hidrodinámico Shape, con el que se encontró que la región interna y de menor densidad en la nebulosa presenta una estructura multipolar y no una simetría bipolar como varios autores la habían interpretado.

Índice general

1. Introducción	1
1.1. Antecedentes	2
1.2. Diagramas Hertzsprung-Russell	3
1.3. Secuencia Principal	5
1.4. Evolución Post-secuencia principal	8
1.5. Nebulosas planetarias	11
1.5.1. Clasificación	13
1.5.2. Estrella central de Nebulosa Planetaria	18
2. Nebulosa del Búho	21
2.1. Estrella central de la nebulosa del Búho	24
2.2. Distancia de la Tierra a la nebulosa del Búho	24
3. Espectroscopía	27
3.1. Espectrógrafos	29
3.1.1. Espectrógrafo MEZCAL	31
3.1.2. Espectrógrafo Boller & Chivens	34
4. Observaciones y Reducciones	37
4.1. Adquisición de datos	37
4.1.1. Espectros de alta resolución	37
4.1.2. Espectros de baja resolución	39
4.1.3. Imagen Directa	39
4.2. Reducción de Datos	41
4.2.1. Imagen directa	41
4.2.2. Espectros de alta resolución	43
4.2.3. Espectros de baja resolución	49
4.3. Cálculo de velocidades	51
4.3.1. Velocidades de expansión	51

4.3.2. Velocidades sistémicas	53
4.3.3. Edad cinemática	53
5. Aplicaciones	57
5.1. Mapas Posición-Posición-Velocidad	57
6. Discusión	61
7. Conclusiones	67
Bibliografía	69
A. Modelo 3D	73

Índice de figuras

1.1. Catálogo Messier. Primeras nebulosas planetarias catalogadas.	2
1.2. Ejemplo de diagrama H-R.	4
1.3. Secuencia principal en la evolución estelar	7
1.4. Diagrama H-R para una estrella de $1 M_{\odot}$	8
1.5. Mosaico de nebulosas planetarias	11
1.6. Espectro visible de la nebulosa planetaria NGC 7662	13
1.7. Clasificación morfológica propuesta por Greig (1971) acomodada por tipo de simetría	15
1.8. Clasificación morfológica propuesta por Balick (1987)	16
1.9. Clasificación morfológica propuesta por Schwarz et al. (1992) .	17
1.10. Clasificación morfológica de las Nebulosas Planetarias.	17
2.1. Nebulosa del Búho	22
2.2. Modelo propuesto para NGC 3587 (Guerrero et al., 2003) . . .	24
2.3. Espectro de la estrella central de la nebulosa del Búho (Napiwotzki y Schoenberner, 1995)	25
3.1. Leyes de Kirchhoff	28
3.2. Ejemplo de una rejilla de difracción	29
3.3. Composición básica de un espectrógrafo	30
3.4. Resolución	31
3.5. Resolución espectral: <i>Arriba</i>) Espectro de alta resolución. <i>Abajo</i>) Espectro de baja resolución.	32
3.6. Diseño óptico del MES	33
3.7. Espectrógrafo Boller & Chivenes acoplado al telescopio de 2.1 m del OAN-SPM	35
4.1. Líneas de emisión de la nebulosa en $H\alpha$ y [NII]	38
4.2. Posiciones de la rendija sobre la nebulosa NGC 3587	40

4.3.	Imágenes de NGC 3587 obtenidas en el telescopio de 84 cm del OAN-SPM en los filtros de $H\alpha$ (columna izquierda), $[N II]6584\text{\AA}$ (centro) y $[O III]5007\text{\AA}$ (columna derecha). Estas imágenes se muestran en dos diferentes rangos dinámicos para mostrar la estructura del halo de la nebulosa.	44
4.4.	(a)Espectro antes y (b) después de la calibración	45
4.5.	(a)Diagramas P-V $H\alpha$ y (b) diagramas P-V $[NII]$. La orientación de los espectros es Este arriba y Oeste abajo	47
4.6.	Estrellas seleccionadas para realizar la astrometría	48
4.7.	(a) Espectro de la estrella central de NGC 3587 y (b) Espectro nebular calibrados en longitud de onda y flujo.	52
4.8.	Espectro unidimensional de la nebulosa NGC3587 posición f (ver 4.2)	53
5.1.	Mapas posición-posición-velocidad de $H\alpha$	59
5.2.	Mapas posición-posición-velocidad de $[NII]$	59
6.1.	Imágenes del Telescopio Spacial Spitzer	64
A.1.	Diagramas sintéticos posición-velocidad	74
A.2.	Imagen de telescopio seguida por la imagen obtenida a partir del modelo de Shape. En las siguientes imágenes se presenta la estrucutra interna de la nebulosa en la vista del cielo y rotada 90°	74

Lista de Tablas

4.1. Velocidades de expansión, velocidades sistémicas y edad cinemática de la nebulosa NGC3587	55
5.1. Datos para generar los mapas de canal	58

1

Introducción

En esta tesis se propone hacer un estudio exhaustivo de la nebulosa del Búho, para estudiar su comportamiento cinemático y explicar la pérdida de masa que ha sufrido su estrella central. Se busca calcular la edad cinemática de cada componente de la nebulosa, determinar la velocidad sistémica y la velocidad expansión.

Nuestro trabajo consiste en emplear datos de espectroscopía de alta resolución que cubren por completo la nebulosa. Se incluirá espectroscopía de baja resolución que ayudará a entender la condición física de la nebulosa y de su estrella central. El estudio se complementará con datos de imagen directa, que combinados con la espectroscopía nos ayudaran determinar la estructura 3-D y entender su evolución dinámica. Para poder explicar el trabajo realizado en esta tesis se presentan a continuación algunos conceptos sobre las nebulosas planetarias.

Las nebulosas planetarias (NPs) son el resultado de la eyección de las capas exteriores de estrellas que se encuentra en la última etapa evolutiva (enanas blancas) con masas entre 0.8 y 8 M_{\odot} . El material eyectado es ionizado y excitado por la radiación ultravioleta de la enana blanca, provocando que el material brille de una manera espectacular mostrando múltiples morfologías. Por medio del estudio espectroscópico del gas de las NPs se encuentra la abundancia de los elementos que conforman el material. Con esta información se puede inferir la historia del procesamiento nuclear que ocurrió en el interior de su estrella progenitora en cada una de sus fases evolutivas.

También gracias a estos elementos tenemos información sobre la composición química del medio interestelar y, aún más, se pueden inferir los efectos que estos procesos tienen sobre la evolución química de la Galaxia.

1.1. Antecedentes

La primera NP fue observada por el astrónomo francés Charles Messier en 1764, quien observó una nube de gas difusa en el cielo y le asignó el número 27 en su catálogo de objetos nebulares. La versión final del catálogo Messier, del año 1784, incluía cuatro nebulosas planetarias: M27 (nebulosa de la mancuerna), M57 (nebulosa del anillo), M76 y M97 (nebulosa del Búho). La figura 1.1 muestra estas 4 espectaculares NPs observadas con el Telescopio Espacial Hubble. En el mismo catálogo se identificaron otros objetos como galaxias y cúmulos estelares.

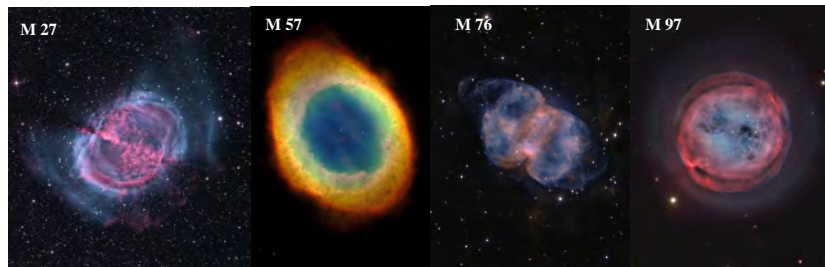


Figura 1.1: Catálogo Messier. Primeras nebulosas planetarias catalogadas.

William Herschel (1791) identificó estas nubes difusas de gas como objetos nebulares verdosos (ahora se sabe que el color verdoso se debe a la emisión de luz proveniente de los átomos de oxígeno dos veces ionizado en la longitud de onda de 5007\AA). Como estos objetos le recordaban a los planetas Urano y Neptuno, propuso llamarlas *Nebulosas Planetarias*: nebulosa porque el objeto observado correspondía a una fuente difusa y planetaria debido a que se asemejaba a un planeta.

Años más tarde, Herschel mediante sus observaciones notó que el objeto central era una estrella. En 1887, las NPs fueron catalogadas en el "*New General Catalog of Clusters and Nebulae (NGC)*" por su apariencia difusa.

En la actualidad a estos objetos se les sigue llamando NPs aunque no tienen ninguna relación con los planetas.

La tasa de formación de las nebulosas planetarias fue calculada por Abell y Goldreich (1966), quienes tomaron el número total de NPs de nuestra galaxia como 6×10^4 , valor estimado por Shklovsky (1956), y un tiempo de vida de 2×10^4 años, encontrando una tasa de formación de 3 NPs por año. Este valor es del mismo orden de estrellas que dejan la secuencia principal, por lo que los autores sugieren que todas las estrellas de baja masa pasarán por la etapa de NPs. A la fecha, en nuestra galaxia hay cerca de 3000 NPs entre confirmadas y probables (Acker et al. 1992-1996, Miszalski et al. 2008). Sin embargo, este número es incierto ya que muchas de las nebulosas planetarias no se han podido detectar debido a la extinción interestelar en el plano galáctico y a que no se pueden observar en longitudes de onda del visible. Se ha estimado que la cantidad de NPs en nuestra galaxia debería ser alrededor de 6000 nebulosas (De Marco & Moe 2005, Frew 2008).

Para entender como una estrella puede llegar a la fase de nebulosa planetaria debemos conocer los caminos recorridos durante sus procesos evolutivos. De acuerdo al modelo estándar de la astrofísica estelar, se conoce que una vez que se ha formado una estrella pasará por varias fases evolutivas. En este capítulo se dará un resumen general de las fases de secuencia principal y post-secuencia principal para estrellas parecidas a nuestro Sol.

1.2. Diagramas Hertzsprung-Russell

Para hablar de las fases evolutivas de una estrella es necesario introducir el concepto de *Diagrama Hertzsprung-Russell* o en su forma abreviada *Diagrama H-R*. En 1911 el astrónomo danés Ejnar Hertzsprung generó una relación gráfica entre la magnitud absoluta¹ de las estrellas (eje vertical) contra el color de las mismas (eje horizontal). Por otro lado, en 1913, el astrónomo estadounidense Henry Norris Russell utilizó la clasificación espectral de las estrellas para relacionarla con su magnitud absoluta. Estas gráficas generan el conocido Diagrama H-R, en donde se encuentra que las estrellas no están

¹La magnitud absoluta es la medida del brillo intrínseco de una estrella, la cual se define como la magnitud aparente medida a una distancia de 10 pc ($1\text{pc} = 3.08 \times 10^{16}\text{m}$).

distribuidas de manera uniforme a lo largo de todo el diagrama, como se esperaría, ya que las estrellas varían en tamaño, luminosidad² y temperatura. Lo que se obtiene en su lugar son regiones localizadas de estrellas es decir, existe una relación entre la temperatura y la luminosidad de una estrella que no es aleatoria, sino que parece caer en diferentes grupos (figura 1.2).

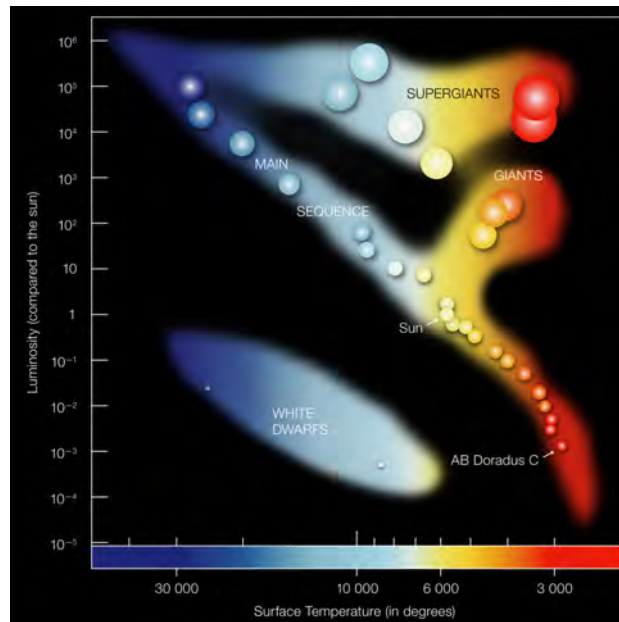


Figura 1.2: Ejemplo de diagrama H-R.

En la figura 1.2 podemos ver que el primer grupo, que va de la esquina superior izquierda a la esquina inferior derecha, se conoce como *Secuencia Principal*, (SP). Las estrellas pasan la mayor parte de su vida en esta zona transformando hidrógeno (H) en helio (He) en el interior de su núcleo. Los siguientes dos grupos se originan cuando las estrellas han agotado su combustible nuclear inicial, el hidrógeno. Dichas secuencias son la rama de las gigantes rojas y la rama de las super gigantes rojas. En estas zonas se encuentran estrellas ya evolucionadas que presentan altas luminosidades. Por último se encuentra la zona de las enanas blancas, las cuales son estrellas incapaces de seguir generando energía termonuclear. Estas estrellas se irán contrayendo

²Luminosidad es la cantidad de energía que sale de la estrella por unidad de tiempo

y pasarán el resto de su vida enfriándose hasta llegar a lo que se conoce como una enana negra. En conclusión, la figura 1.2 es una representación gráfica que relaciona la luminosidad absoluta de una estrella en escala logarítmica ($\log L$) y su temperatura superficial efectiva ($\log T$), o equivalentemente, su magnitud absoluta con su tipo espectral. Basándonos en el diagrama H-R se presenta una breve descripción de estas etapas evolutivas de las estrellas, empezando por la SP.

1.3. Secuencia Principal

El nacimiento de una estrella comienza cuando una nube molecular fría se fragmenta y colapsa gravitacionalmente. A medida que cada fragmento se colapsa la mitad de la energía gravitacional ganada se utiliza para aumentar la temperatura interna del fragmento y la energía restante se irradia al espacio. Cuando la masa en colapso aumenta su temperatura lo suficiente iniciará la combustión de hidrógeno³ en el núcleo de la estrella dando lugar al nacimiento de una estrella. Al iniciar las reacciones termonucleares la estrella deja de colapsarse y llega al equilibrio en donde la presión ejercida por la generación de energía balancea los efectos de la gravedad (llamado *equilibrio hidrostático*). La estrella se encontrará ahora en la *Secuencia Principal* donde pasará la mayor parte de su vida (Bradley W. & Ostlie, D. A. 2007), siendo una de las etapas más largas de la evolución estelar, donde las estrellas comienzan a transformar átomos de hidrógeno en átomos de helio.

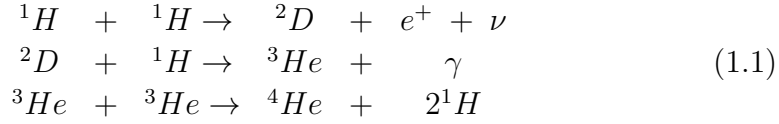
Una estrella de baja masa (menor masa que una masa solar, $1 M_{\odot}$ ⁴) estará convirtiendo 4 núcleos de H en un núcleo de He, a través de la llamada cadena protón-protón, es importante mencionar que esta cadena toma importancia en estrellas con masas tipo solar o menores. El primer paso en esta cadena es fusionar dos núcleos de H en un deuterio⁵, liberando así un positrón y un neutrino, al transformar un protón en un neutrón. El positrón resultante de esta reacción se aniquila inmediatamente con un electrón y su

³El hidrógeno es el principal elemento del cual esta formado una estrella al nacer.

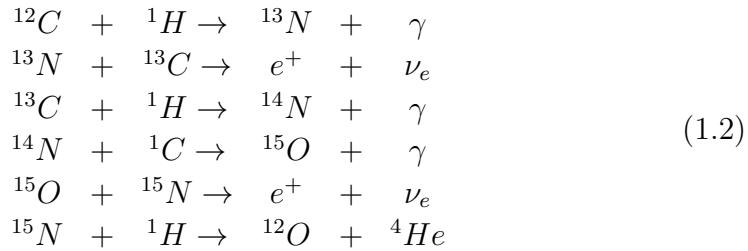
⁴ $M_{\odot} = 1.989 \times 10^{33}$ g

⁵El núcleo del deuterio está formado por un protón y un neutrón. Cuando el deuterio pierde su electrón, el ión resultante recibe el nombre de deuterón.

masa se convierte en energía liberada mediante dos fotones gama. Tras dicha reacción el deuterio producido se puede fusionar con otro hidrógeno para generar un isótopo de helio (3He).



Esta cadena depende de la temperatura, sucediendo a temperaturas entre $10^7 - 1,4 \times 10^7$ K. Arriba de estas temperaturas encontramos al ciclo carbono-nitrógeno-oxígeno(CNO) que se desarrolla principalmente en estrellas con masas superior a $1.2M_{\odot}$, el cual se enciende con temperaturas cercanas a $1,5 \times 10^7$ K y se vuelve más efectivo alrededor de los $3 \times 10^7 - 4 \times 10^7$ K. Este ciclo consiste en transformar cuatro núcleos de hidrógeno en uno de helio, utilizando como catalizadores el carbono, nitrógeno y oxígeno mediante las siguientes reacciones:



Estos procesos son muy estables por lo que las estrellas durante la SP conservan condiciones estables de luminosidad y temperatura.

El tiempo de vida de una estrella de la SP depende fuertemente de la masa inicial de la estrella. La figura 1.3 presenta los tiempos de vida en SP para diferentes estrellas, por ejemplo, una estrella de $1 M_{\odot}$ pasará 10^{10} años en la SP, mientras que una estrella masiva de $15 M_{\odot}$ solo estará en SP 10^7 años. Dicho de otra manera, estrellas muy masivas se encontrarán en la SP durante tiempos más cortos que las menos masivas, por lo que es más probable encontrar estrellas en la parte inferior derecha de la SP que en la zona superior izquierda donde se encuentra menos poblada. La razón es que mientras más masiva la estrella ésta consumirá más rápidamente su combustible nuclear que una estrella menos masiva.

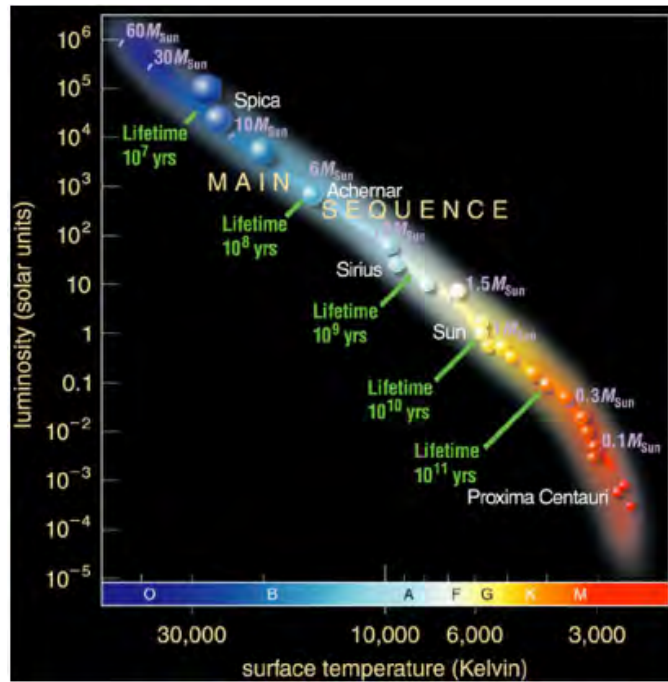


Figura 1.3: Secuencia principal en la evolución estelar

La evolución posterior a la SP tomará diferentes caminos dependiendo de la masa de las estrellas, en este sentido las estrellas se dividen en estrellas de baja masa ($\leq 0.5M_{\odot}$), estrellas de masa intermedia ($0.5 \leq M_{\odot} \leq 8.0$) y estrellas masivas ($\geq 9.0M_{\odot}$). Una vez que la estrella haya consumido todo el H en su núcleo, éste comienza a contraerse para aumentar su temperatura y continuar con las reacciones termonucleares de He a elementos más pesados (C, O). En este punto la estrella saldrá de la SP. Nos concentraremos en la evolución de una estrella tipo solar que tendrá una evolución hacia la etapa de nebulosa planetaria ya que las estrellas más masivas que el Sol (de 10 a 60 veces la masa del Sol) terminan sus vidas como *supernovas*.

1.4. Evolución Post-secuencia principal

Una vez que se agota el H en el núcleo de la estrella, la producción de energía nuclear cesa y el núcleo de la estrella comienza a contraerse gravitacionalmente convirtiéndose en un núcleo degenerado⁶ de He, mientras las capas exteriores se expanden (debido a que su presión interna es mayor que la fuerza de gravedad) hasta 100 veces su tamaño actual, su temperatura superficial disminuye. En ese momento inicia el quemado de H en una cáscara alrededor del núcleo de He. La estrella evolucionará rápidamente y sale de la secuencia principal dirigiéndose hacia la *Rama de Gigante Roja* (RGB⁷ por sus siglas en inglés). En esta fase evolutiva la estrella es ahora grande, luminosa y pierde sus capas exteriores en forma de un extenso viento estelar, puede perder hasta $10^{-5} M_{\odot}$ por año (Carroll 1996).

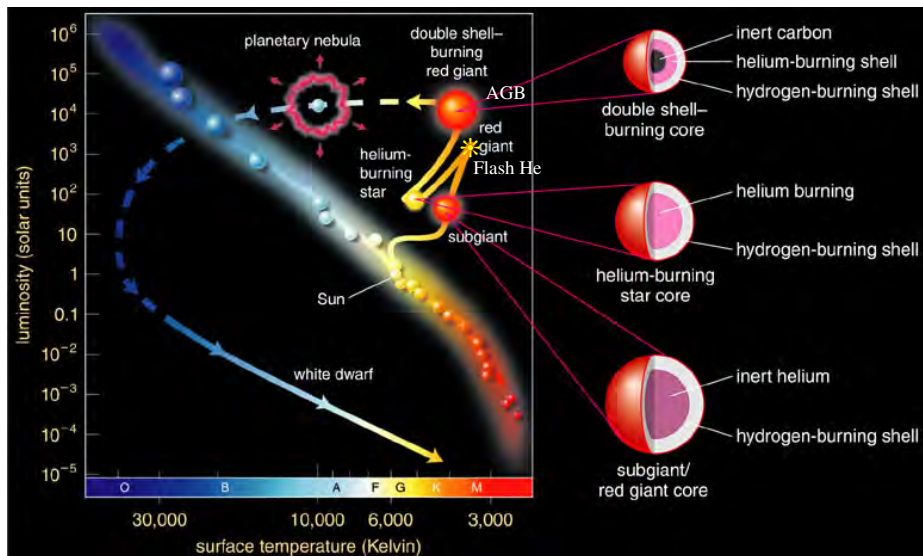


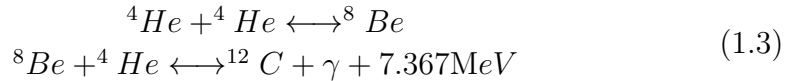
Figura 1.4: Diagrama H-R para una estrella de $1 M_{\odot}$

El núcleo se sigue contrayendo y degenerando hasta alcanzar una temperatura suficiente (alrededor de 100 millones de grados) para empezar las

⁶En un gas degenerado la presión sólo depende de la densidad y no de la temperatura, contrario al caso de gas ideal $PV=nkT$

⁷Red Giant Branch (RGB)

nuevas reacciones termonucleares (quema de He en elementos más pesados como el nitrógeno, carbono y oxígeno.). El He se transforma en C en la reacción llamada proceso triple alfa, llamada así porque se necesitan tres núcleos de He para formar C:



la energía neta liberada en este proceso es de 7.367 MeV. A su vez el C se puede fusionar con He para formar un núcleo de O por medio de la reacción:



El proceso triple alfa calentará aún más el núcleo y las reacciones de fusión se acelerarán aumentando la temperatura central de la estrella. Como estamos en presencia de un núcleo degenerado la estrella no se expandirá y seguirá quemando He en C aumentando por mucho su temperatura central provocando que el encendido de He en el núcleo sea de una manera explosiva, llamado el “*Flash de helio*”, lo que provocará un aumento en la luminosidad. Durante esta etapa la estrella expulsa al espacio grandes cantidades de masa y empieza a moverse de regreso a la secuencia principal, como se ve en la figura 1.4. Conforme se agota el He en el núcleo, las capas exteriores se expanden una vez más. La estrella se mueve ahora hacia la *Rama Asintótica de Gigantes* (AGB por sus sigla en inglés⁸), esta rama se representa en la figura 1.4 como una línea horizontal creciendo hacia la izquierda del diagrama (hacia temperaturas más grandes). En esta fase la estrella ha agotado todo el combustible de He en el núcleo y sigue quemando He en una cáscara alrededor del núcleo, que es la responsable de proporcionar la luminosidad a la estrella. Una vez agotado el He en la cáscara, la estrella se contrae y aumenta la temperatura en la cáscara de H provocando que se inicien las reacciones de quema de H. La capa de He se ve enriquecida con los productos de la quema de H, aumenta su temperatura debido a la contracción y se enciende nuevamente el quemado de He, en este momento se expande la capa de H y se apagan las reacciones termonucleares en dicha capa. La estrella pasará por

⁸Asintotic Giant Branch (AGB)

esta fase de contracción y expansión durante varias ocasiones produciendo las llamadas “pulsaciones térmicas”; este hecho acelera la pérdida de masa.

La disminución continua de masa en la estrella implica que la gravedad superficial disminuya logrando que el material esté menos ligado y la pérdida de masa se vuelve más importante. La estrella perderá aproximadamente $10^{-7} M_{\odot}$ por año en forma de viento estelar, las velocidades de expansión del viento son de $10 - 15 \text{ km s}^{-1}$. Se cree que al final de la AGB se forma un super viento donde la estrella pierde $10^{-4} M_{\odot}$ por año (Delfosse et al. 1997) una estrella como el Sol perdería toda su masa en 10 mil años. En este momento la estructura de la estrella cambia, el radio disminuye y la temperatura efectiva aumenta. La tasa de pérdida de masa de la estrella cae a $10^{-8} M_{\odot}$ por año y la velocidad del viento aumenta de 200 a 2000 km s^{-1} (Perinotto 1989). Al final, se expulsa toda la envoltura de la estrella y ésta se mueve hacia la izquierda del diagrama H-R (figura 1.4), las capas de quema de H y de He se extinguen, baja la luminosidad rápidamente y el objeto central caliente se enfriará para convertirse en una “*enana blanca*” con masas típicas de 0.55 masas solares y tamaño de $0.4 R_{\odot}$ ⁹, compuesta de C-O, rodeada por una capa delgada de residuos de H y He.

La enana blanca continúa perdiendo masa mediante un viento diluido y rápido. La capa de gas que se expande alrededor de su progenitor es ionizada por la radiación UV de la estrella, convirtiéndola a la envoltura en una “Nebulosa Planetaria”. La trayectoria que sigue la estrella central de la NP en el diagrama H-R es un camino en forma de herradura, primero hacia la izquierda, moviéndose hacia temperaturas más grandes manteniendo la luminosidad constante, es importante mencionar que la luminosidad constante se debe a una capa de quema de H o de He alrededor del núcleo de la estrella. Una vez que este material se agota, ya sea que se incorpore al núcleo o se pierda por vientos, esta capa se apaga y la luminosidad de la estrella cae, por lo que la estrella baja a la derecha del diagrama. Al mismo tiempo la nebulosa que se expande a unos 10 o 30 km s^{-1} , crece en tamaño y gradualmente se dispersa. Una NP se apaga y desaparece después de algunos $10^4 - 10^5$ años. La temperatura característica de estos objetos está dictado por el balance térmico entre la fuente de calentamiento (ionización) y enfriamiento, como

⁹ $1 R_{\odot} = 6,96 \times 10^8 m$

la emisión de radiación por recombinación o colisiones, que es del orden de 10^4K .

1.5. Nebulosas planetarias

La temperatura de la enana blanca es capaz de emitir radiación ultravioleta, que es absorbida por la envoltura de material neutro que la estrella perdió, estos fotones arrancan electrones a los átomos del gas de la NP (proceso llamado fotoionización). Los electrones libres producto de la fotoionización se recombinarán con los iones disponibles y emiten luz, lo que hace que la envoltura de la NP brille de una manera espectacular. Es aquí donde se dice que se ha formado una nebulosa planetaria mostrando impresionantes estructuras morfológicas como lo muestra la figura 1.5.

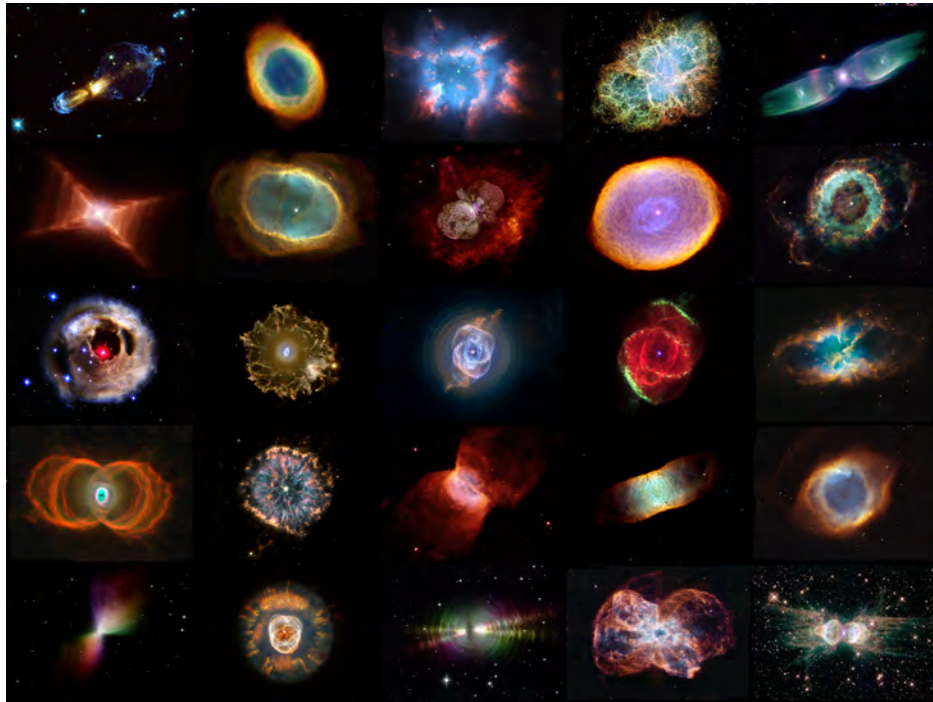


Figura 1.5: Mosaico de nebulosas planetarias

Como hemos visto, los átomos de H son los que dominan el estado de las NPs. Para ionizar el H¹⁰ se requiere de fotones de alta energía, como la que tiene la radiación UV. Los átomos de He requieren de mayor energía para ionizarse, en cambio para O o N se ionizan con radiación de aproximadamente la misma energía que la que ioniza el H, ya que tienen similar potencial de ionización. Entonces, parte de la energía UV que emiten las estrellas enanas blancas se transforma en luz de otros colores producida por elementos que forman los gases de las NPs.

Una de las características de las NPs son sus bajas densidades¹¹ que es lo que las distingue de otros objetos. Su baja densidad conduce a excitaciones de transiciones electrónicas que no se pueden producir en los laboratorios terrestres. A este tipo de transiciones se les denomina “transiciones prohibidas” (indicando baja probabilidad de transición, se les denota entre parentesis cuadrados) que corresponden a iones como [O III] (óxígeno dos veces ionizado), [N II] (nitrógeno una vez ionizado) y [S II] (azufre una vez ionizado). Este tipo de transiciones se producen colisionalmente¹².

Las NPs también presentan líneas de H producidas por recombinación electrónica; los protones atrapan electrones libres, a este tipo de transiciones se les denomina “*transiciones libre-ligado*”. El electrón excitado cae en cascada hasta llegar al estado base, en los saltos de nivel a nivel emite un fotón. Además del H, las NPs presentan recombinaciones de otros elementos tales como He y C.

Estas emisiones son las que dan los distintos colores característicos a las NPs, por ejemplo, en el visible, tenemos que el color verde se debe al [O III] centrado a 5007Å, que corresponde a una transición prohibida siendo una de las emisiones más intensas en las nebulosas planetarias y se encuentra cerca de la estrella central ya que requiere energía UV de mayor energía. Mientras [O II] se encuentra en la parte azul del espectro a 3720 Å. El color rojo se

¹⁰El Potencial de Ionización del H es de 13.6 eV.

¹¹Las NP presentan densidades en el orden de 10³ partículas por cm³. A modo de comparación, el aire tiene una densidad promedio de 10²⁰ partículas por cm³

¹²Las líneas excitadas colisionalmente se originan cuando un electrón libre pasa cerca de un átomo, que ha mantenido la mayor parte de sus electrones intactos, produciendo una excitación por la transferencia de energía del electrón al átomo generando entonces un átomo excitado y liberando un fotón.

debe a la línea de emisión $H\alpha^{13}$ y $[N II]$. A parte de estas líneas características las NPs también presentan líneas de emisión de $[Ne IV]$.

En general, las transiciones antes mencionadas emiten radiación desde los Rayos X hasta la longitud de onda de radio (Griffiths, M. 2012). En la figura 1.6 mostramos el espectro característico de la NP NGC 7662.

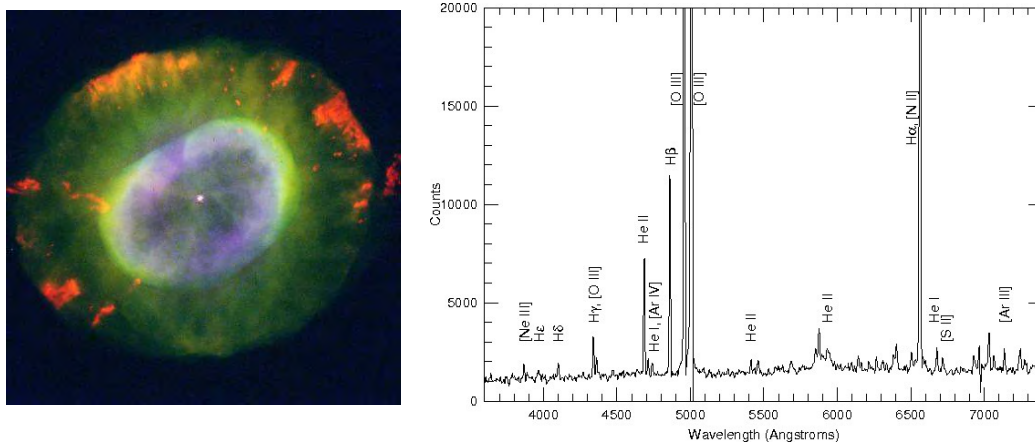


Figura 1.6: Espectro visible de la nebulosa planetaria NGC 7662

1.5.1. Clasificación

A lo largo de los años se han propuesto clasificaciones generales para agrupar a aquellas NPs que presentan características similares. Una de las primeras clasificaciones fue propuesta por Curtis (1918), quien separa a las NPs en helicoidales, anulares, discos (uniformes y con centros brillantes), amorfas y estelares. Clasificaciones posteriores a esta se basan en criterios como su estructura y morfología, por ejemplo, en la clasificación de Vorontsov-Velyaminov (1934), las NP's se dividen en 6 grupos, que a su vez se subdividen para tener un total de 11 categorías diferentes:

1. Imagen estelar

¹³La emisión $H\alpha$ es una transición del nivel de energía $n = 3$ al nivel $n = 2$ del H, siendo $n = 1$ el estado base ($n =$ número cuántico principal).

2. Disco liso
 - a) Más brillante en el centro
 - b) Brillo uniforme
 - c) Rastros de estructura anular
3. Disco irregular
 - a) Distribución de brillo muy irregular
 - b) Rastros de estructura anular
4. Estructura anular
5. Forma irregular, similar a una nebulosa difusa
6. Forma anómala

Algunas NP's tienen estructuras más complejas y se clasifican como una combinación de grupos.

Perek & Kohoutek (1967) separan a las NPs en estelares, discos, irregulares, anillos y anómalas. Otras maneras de clasificar a las NPs incluyen formas elípticas, anillos, bipolares, entrelazadas, peculiares, dudosas, circulares y con forma de mariposa (Greig, 1971; Westerlund & Henize, 1967). Greig (1971) hizo una relación entre la morfología de las NPs y otras características como el tipo de estrella central y la excitación nebulosa, concluyendo que existen principalmente dos grupos de NPs: las NPs tipo B y las tipo C. De acuerdo a su descripción las NPs tipo B presentan estructuras tubulares o filamentos y las NPs tipo C tienen un incremento en el brillo central y tienen una apariencia más suave en comparación con las tipo B. En la figura 1.7 se muestran las diferentes simetrías que pueden presentar las nebulosas, que corresponden a las clases: 0 corresponde a nebulosas sin simetría, 1 a uniaxial, 2 a biaxial, 3 a simetría circular y Z nebulosas que al ser giradas 180 tienen la misma estructura.

Balick (1987) propuso una clasificación basado en las estructuras que se pueden observar cerca del centro de la nebulosa, de los halos y la luminosidad cerca del núcleo de la NP. Esta clasificación divide a las nebulosas en clases

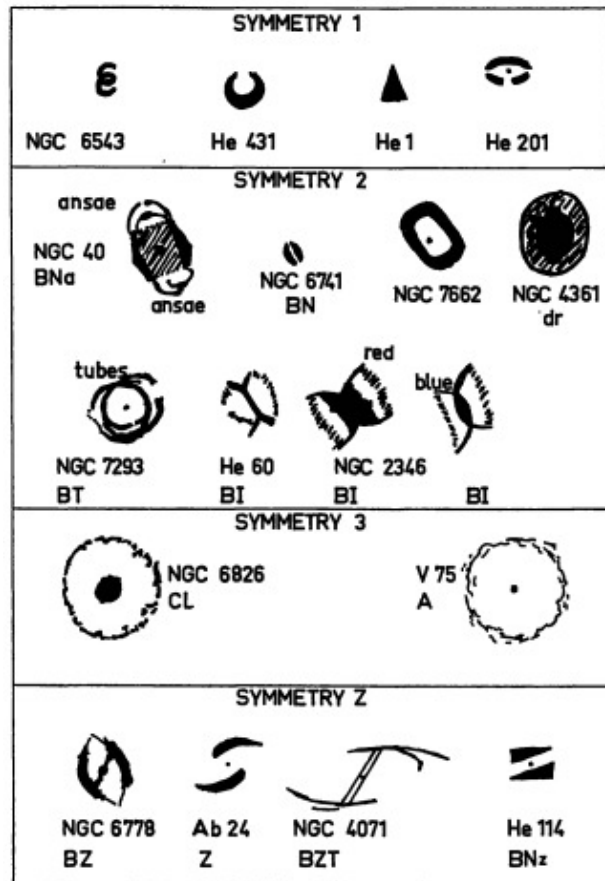


Figura 1.7: Clasificación morfológica propuesta por Greig (1971) acomodada por tipo de simetría

y tipos. Las clases propuestas por Balick son: a) redonda, b) elptica y c) mariposa. Mientras que los tipos son: a) temprana, b) media y c) tardía. El tipo de la nebulosa en esta clasificación depende del borde brillante alrededor de la estrella central, si la nebulosa presenta un borde brillante cerca de la estrella central se considera de tipo tardío, mientras que las nebulosas con borde brillante más lejano sean nebulosa tempranas. En la figura 1.8 se muestra esquemáticamente la clasificación de las nebulosas, donde de manera vertical se pueden observar los tipos y de manera horizontal se presentan las clases.

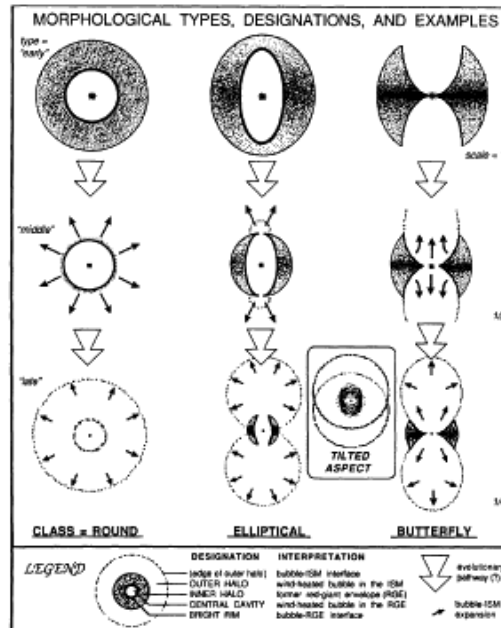


Figura 1.8: Clasificación morfológica propuesta por Balick (1987)

Una de las clasificaciones más recientes (Schwarz et al. 1992) agrupa a las NPs en 5 categorías principales (figura 1.9):

1. Elípticas (e)
2. Bipolares (b)
3. Con simetría de punto (p)
4. Irregulares (i)
5. Estelares (st)

Stanghellini et al. (1993) propuso una clasificación similar, mientras que Aaquist & Kwok (1996) utilizaron imágenes de radio para generar su clasificación que consiste en nebulosas circulares, elípticas, elípticas abiertas y con forma de mariposa, la figura 1.10 muestra algunas de las NPs en esta categoría.

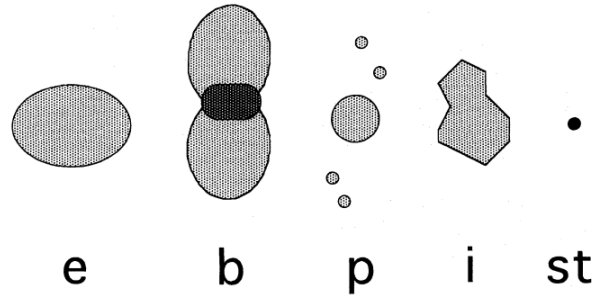


Figura 1.9: Clasificación morfológica propuesta por Schwarz et al. (1992)

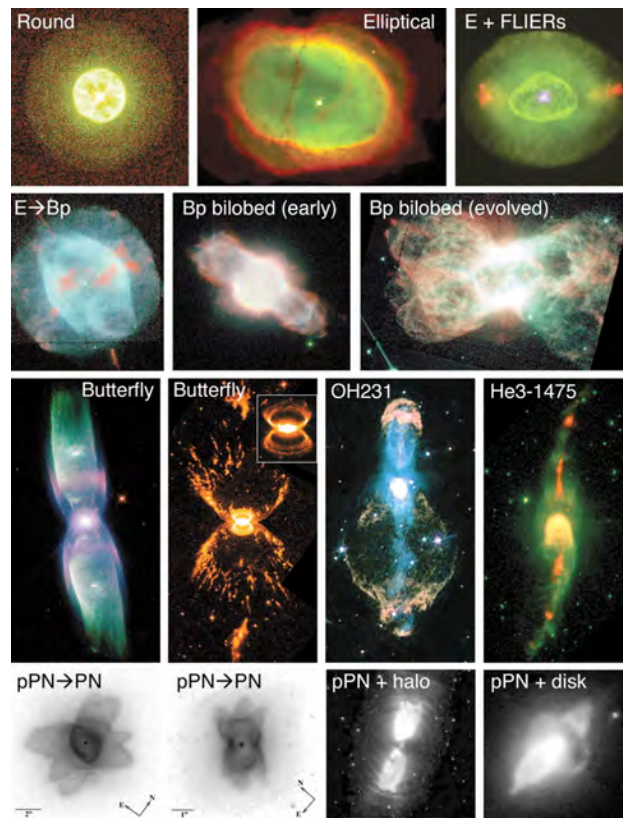


Figura 1.10: Clasificación morfológica de las Nebulosas Planetarias.

La variedad de morfologías se puede explicar por la interacción del viento rápido con el viento lento (10 km s^{-1}) que sufre la estrella en el fin de

la AGB, este mecanismo es llamado “*Modelo de los vientos en interacción*” (Kwok et al. 1978). El modelo consiste en que el viento rápido choca y comprime el material eyectado en la fase de gigante roja, creando un cáscaron brillante que se expande a velocidades entre 20 - 30 km s⁻¹. Este modelo ha sido comprobado por modelos numéricos que concluyen que la interacción de estos dos vientos es la responsable de las diversas formas de las NPs. Sin embargo este modelo no explica la simetría de punto, que se piensa surge de la producción de flujos altamente colimados. A la fecha aún no se entiende bien el mecanismo que da origen a las diversas formas de las NPs.

Se han hecho varios intentos por explicar como se forman las NPs (Balick & Frank 2002) que explican como la simetría esférica se rompe en el momento de involucrar una rotación estelar rápida y/o campos magnéticos intensos capaces de generar flujos de material colimados. Sin embargo la mayoría de la NPs no presentan campos magnéticos intensos. Existe otro argumento para explicar la morfología y los flujos colimados, este es que las estrellas no están solas sino que tienen una compañera, es decir, se ha recurrido a los sistemas binarios de estrellas centrales de NPs (de Marco 2009). En estudios sobre este tema se han detectado algunas compañeras en núcleos de nebulosas planetarias (Hillwig et al. 2010) pero no en todos los casos. Este es un tema de debate que aún se sigue estudiando.

Con el fin de estudiar la estructura física de las NPs, entender mejor su evolución y formación, se han usado códigos hidrodinámicos de interacción de vientos y se han desarrollado modelos morfo-cinemáticos que consisten en introducir diferentes estructuras físicas con diferentes geometrías. Estos modelos se basan en datos de espectroscopía de alta resolución (García-Díaz et al. 2012, López et al. 2012, Clark et al. 2011, etc)

1.5.2. Estrella central de Nebulosa Planetaria

Las estrellas centrales de las NPs son difíciles de estudiar por varias razones; 1) sus altas temperaturas hacen que sus espectros no se encuentren en la región visible del espectro electromagnético, la mayor parte de la emisión de las estrellas centrales se encuentra en el rango del UV. 2) Al estar dentro del gas de las NPs los espectros de las estrellas centrales se contaminan, otra

es que la estrella central es muy débil (magnitud visual, $V > 15.5$) para ser observada en el rango del visible. 3) El espectro de las estrellas centrales de las NPs depende de diferentes parámetros, tales como temperatura, luminosidad, composición química, masa del núcleo y la etapa evolutiva en la que se encuentre.

Como hemos visto las estrellas centrales de las NPs son estrellas catalogadas como enanas blancas que se encuentran en un estado de equilibrio hidrostático, que se mantiene gracias a que la gravedad que ejerce el núcleo está balanceada por la presión generada por el gas denegado de C-O que se encuentra en el interior.

Existe una masa límite máxima que puede contener una enana blanca y aún así permanecer en equilibrio. Este límite lo calculó el astrofísico Subrahmanyan Chandrasekhar en 1930:

$$M_{\infty} = 1.46 \left(\frac{\mu_e}{2} \right) M_{\odot} \quad (1.5)$$

donde μ_e es el peso promedio del electrón. Este límite corresponde a una masa de $1.44 M_{\odot}$ y es la masa máxima posible para una enana blanca. Cuando la masa del núcleo de una estrella supera el límite de Chandrasekhar la estrella se contraerá para alcanzar la temperatura suficiente y quemar el carbono en elementos más pesados, terminando su vida como una supernova y el núcleo terminará como una estrella de neutrones o un agujero negro. En el caso que el núcleo de la estrella se encuentre por debajo de este límite, la estrella terminará su proceso evolutivo como una enana blanca de C-O (Kwok, 2000). Méndez (1991) propuso una clasificación basado en la gravedad superficial de las estrellas centrales de NPs y en su composición atmosférica, dependiendo si presentan H en sus espectros (atmósferas ricas en hidrógeno) y aquellas que no lo presentan (pobres en hidrógeno). De acuerdo a la gravedad superficial, las clasificó como estrellas con baja gravedad superficial (O) y las estrellas con alta gravedad superficial (hgO).

Carroll & Ostlie (2007) clasificaron a las enanas blancas teniendo en cuenta las líneas de absorción que presentan en sus espectros. Esta clasificación las divide en:

- Enanas blancas DA, que presentan líneas anchas de hidrógeno

- Enanas blancas DB, en las cuales solo se presentan líneas absorción del helio
- Enanas blancas DC, este tipo presentan un continuo en su espectro
- Enanas blancas DQ, presentan líneas del carbono en su espectro
- Enanas blancas DZ, presentan líneas de metales

2

Nebulosa del Búho

La nebulosa del Búho ha sido estudiada en el pasado usando imágenes profundas y espectroscopía de baja resolución que sólo dan un promedio de las diferentes regiones emisoras a lo largo de la línea de vista. También ha sido estudiada mediante datos de espectroscopía de alta resolución que únicamente cubren áreas restringidas de la nebulosa (Guerrero et al. 2003).

En esta sección se mencionan los trabajos que se han realizado sobre esta nebulosa.

NGC 3587 fue una de las primeras nebulosas observadas por Messier (1764). En 1848 fue estudiada por el Astrónomo Lord Rosse quien la bautizo con el nombre de nebulosa del Búho, debido a que su apariencia se asemeja a la cara de un búho, ya que presenta zonas pobres de material que corresponden a los ojos del búho. En 1866 William Huggins realizó observaciones espectroscópicas a este mismo objeto reconociendo su naturaleza como nebulosa gaseosa.

NGC 3587 está ubicada en la constelación de la Osa Mayor con coordenadas en ascensión recta, $AR = 11:14:47.7$ y de declinación de $+55:01:08.72$. En la figura 2.1 se muestra una imagen de NGC 3587

De acuerdo a Chu, Jacoby, & Arendt (1987) y Kwitter, Chu, & Downes (1992) la nebulosa del búho está constituida por tres cáscaras, una cáscara doble que rodea la nebulosa principal y un halo exterior en forma de arco. Los autores encuentran que el halo tiene una interacción con el medio interestelar circundante, y de esta manera, NGC 3587 ofrece una oportunidad



Figura 2.1: Nebulosa del Búho. Imagen de Yanko Nikolov, Alexander Kurtenkov, Mitko Churalski, tomada de:<http://www.emilivanov.com/CCD%20Images/M97-RGB-2m.htm>

de investigar la historia de la pérdida de masa y su disipación en el medio interestelar.

El primer estudio cinemático de la nebulosa fue realizado por Sabbadin et al. (1985), quienes hicieron un estudio espectroscópico de alta resolución usando un espectrógrafo echelle acoplado al telescopio de 182 cm del Observatorio Astronómico de Asiago en Italia. El objetivo era estudiar las propiedades cinemáticas del gas. Sus observaciones constan de cuatro posiciones con ángulos de posición de -10° , 30° , 90° y 120° en las líneas de emisión de $H\alpha$, $[N II]$ y $[O III]$. Con estos datos obtuvieron mapas de distribución de las zonas con mayor emisión de H^+ , O^{++} y N^+ . Su estudio se centró únicamente en la cascara interna brillante de la nebulosa. En este trabajo los autores concluyen que la parte principal de NGC 3587 es un cascarón no homogéneo. Calcularon que la masa nebulosa era de $0.15 M_\odot$ y la de la estrella central de $0.70 M_\odot$.

Górny et al. (1997), basados en el estudio de imagen de varios autores

(ver referencias en el artículo citado), clasificaron a la nebulosa del Búho como *elíptica*.

Guerrero et al. (2003) realizaron un estudio basado en imágenes profundas de alta resolución de la nebulosa en diferentes filtros y espectroscopía echelle de rendija larga en dos posiciones de la nebulosa en las líneas de emisión de $H\alpha$, $[O\ III]\lambda 5007$ y $[N\ II]\lambda 6583$ con el objetivo de determinar la estructura física de cada componente de la nebulosa. Su principal objetivo fue construir un modelo espacio-cinemático de la nebulosa para obtener información de la estructura y naturaleza del halo, este último fue estudiado por (Chu, Jacoby & Arendt 1987). Para este modelo, los autores suponen que el material se mueve únicamente en la dirección radial, que cada componente del modelo se expulsó a diferentes tiempos y que se mueven homológamente. El modelo entonces consiste en un elipsoide que representa la cáscara principal de la nebulosa, midieron un radio de $93''$ a lo largo de la dirección polar y un radio de $83''$ en el plano ecuatorial con el eje mayor inclinado de 10° a 30° con respecto a la línea de vista. Encontraron que las velocidades de expansión es de 45 km s^{-1} para la parte polar y 40 km s^{-1} para el ecuador. Para la cáscara externa no encontró asimetría alguna. También concluyen que la cavidad que se encuentra en la cáscara interna presenta una morfología bipolar tal como se muestra en su modelo esquemático (figura 2.2).

Uno de los puntos interesantes del trabajo de Guerrero et al.(2003) (que no estudiaremos en esta tesis) es que los autores encontraron que el halo, con un diámetro de $> 200''$ y bajo brillo superficial, presenta una forma asimétrica. Lo que indica una interacción con el medio interestelar que lo rodea, dando una pista importante de la disipación de la nebulosa en el medio interestelar.

Guerrero et al. (2003) concluyen el trabajo diciendo que la nebulosa del Búho es una nebulosa formada por los vientos de la AGB, donde el halo se formó en una etapa temprana de un pulso de AGB, y que la nebulosa principal se formó durante un periodo de intensa pérdida de masa al final de la fase de AGB. La cavidad bipolar, al parecer, se formó debido al viento rápido de la estrella central.

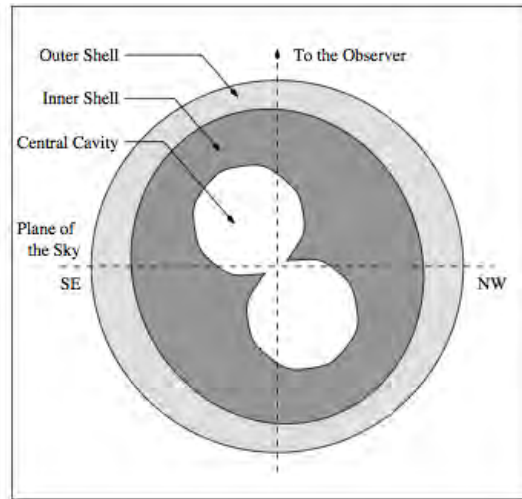


Figura 2.2: Modelo propuesto para NGC 3587 (Guerrero et al., 2003)

2.1. Estrella central de la nebulosa del Búho

Respecto a la estrella central de la nebulosa del Búho ha sido clasificada por medio de espectroscopía de baja resolución por Napiwotzki y Schoenberner (1995) como una hgO (h), es decir una estrella de alta gravedad superficial y una atmósfera rica en hidrógeno. En la figura 2.3 se observa el espectro de la estrella central de la nebulosa NGC3587, donde se visualizan las líneas de absorción de $H\beta$, $H\gamma$, $H\delta$ y HeII.

Górny et al. (1997), por medio de modelos evolutivos encontraron la masa de la estrella central es de $0.854 M_{\odot}$.

2.2. Distancia de la Tierra a la nebulosa del Búho

Existen varios métodos para calcular las distancias a las NPs, uno de los métodos más recientes calculados para NGC 3587 es el de Frew et al. (2016), quienes usaron la relación: brillo superficial de $H\alpha$ ($S_{H\alpha}$) contra el radio (r) de la nebulosa, para calcular las distancias de una muestra considerable de

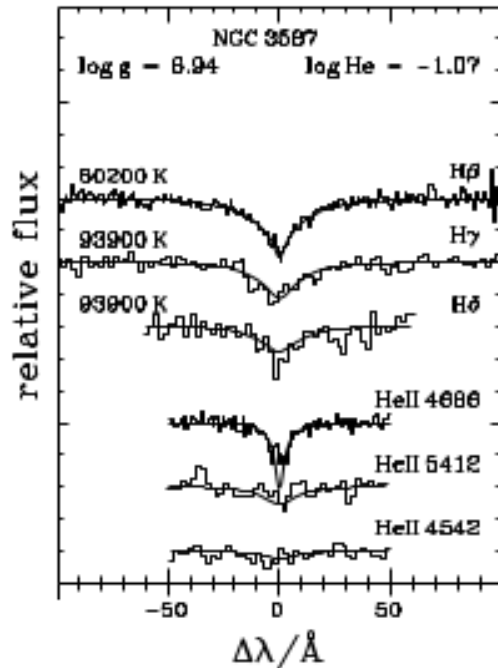


Figura 2.3: Espectro de la estrella central de la nebulosa del Búho (Napiwotzki y Schoenberner, 1995)

NPs. Esta relación unicamente necesita saber tres parámetros:

1. El tamaño angular de la nebulosa (en este caso se tomaron las dimensiones de la cáscara principal, es decir, no se incluye el halo), medido a partir de imagen directa
2. El flujo integrado (flujo total) de la nebulosa, y
3. El enrojecimiento¹ de la nebulosa.

Tomando la relación:

$$S_{H\alpha} \propto r^{-3.6} \quad (2.1)$$

¹El enrojecimiento interestelar se debe a que las partículas del polvo interestelar absorben y disperan la luz de las estrellas provocando una disminución en su intensidad, esta partículas son más pequeñas que la longitud de onda de la luz dando como resultado una alteración en el color de la estrella

de esta ecuación se calcula un radio intrínseco, que combinado con el tamaño angular, se encuentra la distancia:

$$Distancia = (r/d) \times 206265 \quad (2.2)$$

donde d es el tamaño angular de la nebulosa y el número 206265^2 es la constante de proporcionalidad que convierte segundos de arco a radianes. Usando este método, los autores encontraron que la distancia a NGC 3587 es de 0.87 ± 0.26 kpc.

²Un segundo de arco es $1/3600$ de un grado sexagesimal. Medio círculo son π radianes, se tiene que un radián equivale a $3600 * 180 / \pi$ segundos de arco, que es igual a 206265 segundos de arco.

3

Espectroscopía

Con el objetivo de entender el comportamiento cinemático de la nebulosa NGC 3587, su estructura 3D y explicar el o los mecanismos de pérdida de masa que ha sufrido su estrella central, realizamos un estudio exhaustivo de la nebulosa, empleando datos observacionales de espectroscopía. Antes de continuar con el trabajo de tesis se dará una breve descripción de la importancia de la espectroscopía.

La espectroscopía consiste en el estudio detallado de la descomposición del espectro electromagnético en función de la longitud de onda. En la actualidad es una herramienta importante en el estudio de objetos estelares, puesto que por medio de la espectroscopía es posible conocer la composición química, temperatura, densidad, velocidad (con la ayuda del efecto Doppler) y más datos de los objetos celestes.

Isaac Newton fue el primero en encontrar que al hacer pasar la luz del Sol por un prisma, ésta se dispersaba formando un continuo de colores. Joseph von Fraunhofer se dió la tarea de estudiar el espectro solar más profundamente, dándose cuenta que la descomposición de su luz no se comportaba como un continuo; en su lugar presentaba algunas líneas oscuras. Hoy en día, a éstas líneas se les conoce como líneas de Fraunhofer. En el año de 1859, Gustav Kirchhoff y Robert Bunsen explicaron este suceso después de realizar una serie de experimentos en los cuales obtenían el espectro de diferentes elementos, llegando a la conclusión de que cada elemento tiene un espectro característico, algo parecido a lo que las huellas digitales son para

los humanos. Kirchhoff continuó con su trabajo de investigación en esta área y estableció lo que hoy se conoce como las leyes de Kirchhoff de la espectroscopía (figura 3.1), las cuales se enuncian como sigue:

1. Un sólido o gas incandescente a alta presión producirá un espectro continuo.
2. Un gas incandescente a baja presión producirá un espectro de emisión.
3. Un espectro continuo visto a través de un gas de baja densidad y baja temperatura producirá un espectro con líneas de absorción.

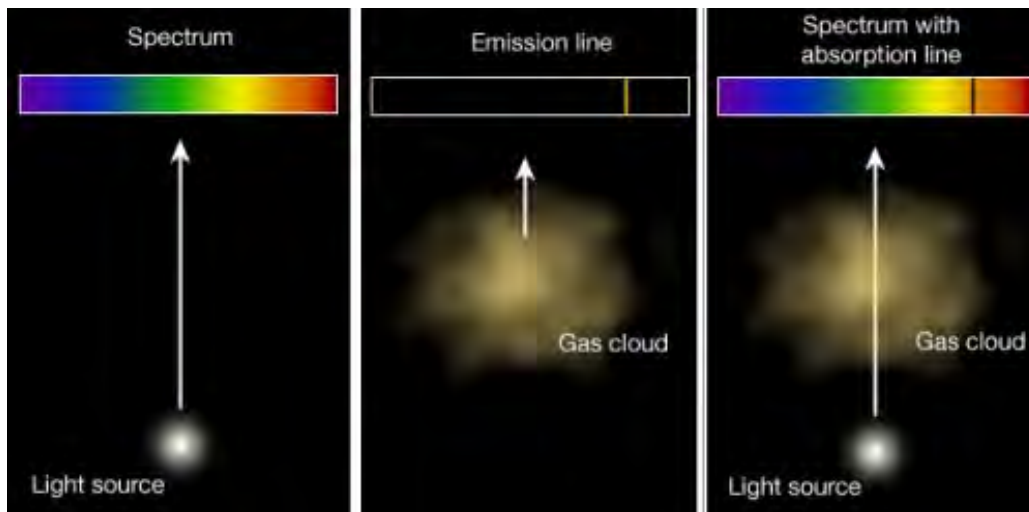


Figura 3.1: Leyes de Kirchhoff

Los espectros de las estrellas se obtienen a través de un instrumento llamado espectrógrafo, cuya tarea es transformar una forma de onda de dominio temporal a un espectro de frecuencia. Los espectrógrafos modernos usan detectores electrónicos, como cámaras CCDs que pueden usarse para el visible, el ultravioleta, infrarrojo, rayos X y otros rangos del espectro electromagnético. La elección exacta del detector depende de la longitud de onda de luz que va a ser registrada para su estudio.

3.1. Espectrógrafos

En términos generales un espectrógrafo es una herramienta que nos ayuda a separar la luz en todas las longitudes de onda de que la componen. Este proceso es posible utilizando un prisma o una rejilla de difracción. En la actualidad la mayoría de los espectrógrafos cuentan con rejillas de difracción.

Esquemáticamente un espectrógrafo consiste en una rendija de entrada que permite el paso de la luz, un espejo colimador que se encarga de homogeneizar la trayectoria del haz de luz y de enviarla a la rejilla de difracción. La rejilla de difracción es la encargada de separar la luz en sus diversas longitudes de onda. Una rejilla de difracción está compuesta por una serie de surcos hechas a un determinado ángulo respecto a la normal de una superficie reflejante. Cuando la incidencia de la luz es normal al plano de difracción de la rejilla se obtiene el orden cero de la difracción de la luz, por otro lado, los órdenes mayores son difractados en ángulos específicos con respecto a la superficie de los surcos (figura 3.2). Esto nos dice que cambiando el ángulo de incidencia de la luz podremos tener diferentes resoluciones y rangos espectrales.

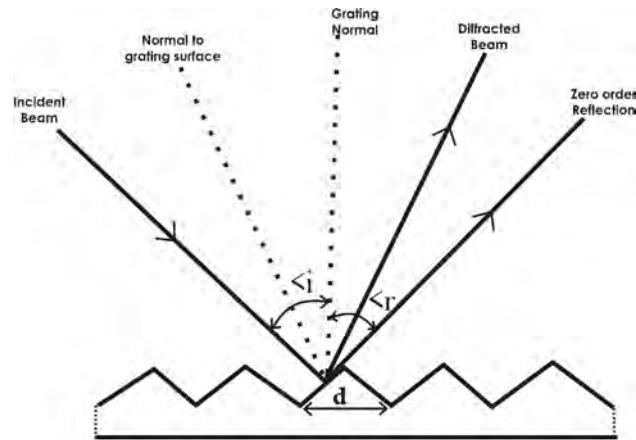


Figura 3.2: Ejemplo de una rejilla de difracción

Después de que la luz sea separada en la rejilla, cada uno de los rayos obtenidos se envía a un segundo espejo que se encarga de dirigir toda la luz a un detector, actualmente se utilizan detectores CDD (por sus siglas en

inglés: Charge-Coupled Device). Estos detectores convierten la señal de los fotones en señales digitales para ser transferidas a una computadora. Para poder observar los espectros estelares es necesario que todo este sistema se encuentre acoplado a un telescopio. En la imagen 3.3 se muestra un diagrama simplificado del paso de la luz a través del espectrógrafo.

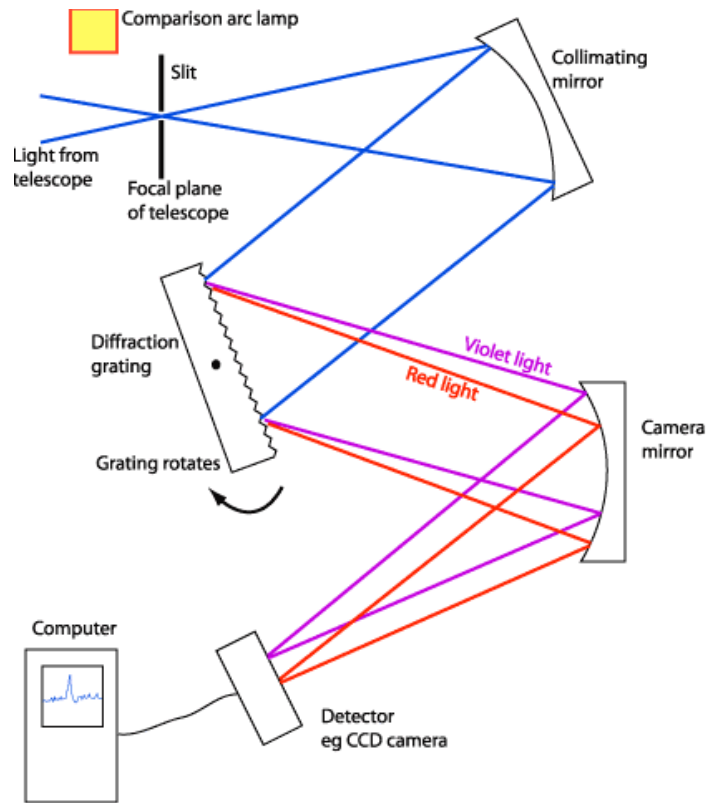


Figura 3.3: Composición básica de un espectrógrafo

La resolución de los espectros o resolución espectral se refiere a la capacidad con la que dos líneas cercanas se pueden identificar (figura 3.4). La resolución espectral se encuentra dada por:

$$R = \frac{\lambda}{\delta\lambda} \quad (3.1)$$

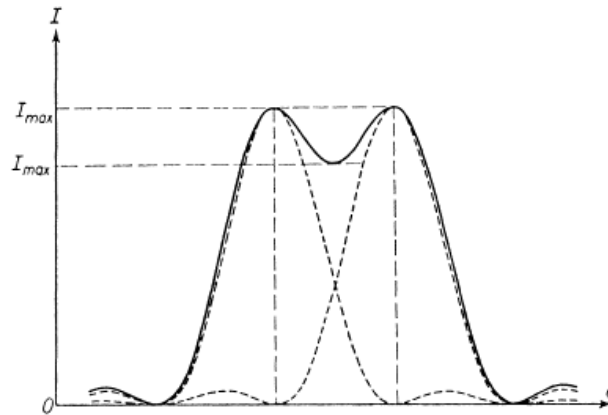


Figura 3.4: Resolución

donde λ es la longitud de onda de la línea espectral y $\delta\lambda$ es la separación entre dos elementos espectrales que mida el espectrógrafo. Un espectrógrafo se considera de baja resolución cuando $R < 1000$, de media resolución si $1000 < R < 10000$ y de alta resolución en el caso de que $R > 10000$. La figura 3.5 muestra dos espectros, de alta y baja resolución tomados en el Observatorio Astrnómico de San Pedro Martir (OAN-SPM) con el espectrógrafo MEZCAL y el espectrógrafo Boller & Chivens respectivamente observados en la nebulosa del Búho. La rendija fué colocada de este a oeste cruzando la nebulosa del Búho (ver figura 4.2, posición d) para mostrar como se resuelven las líneas en el espectro de alta resolución, mientras que en el de baja resolución no es posible medir el ancho de línea, pero con este último cubrimos un amplio rango espectral. A continuación se hace una explicación detallada de los espectrógrafos utilizados para obtener los espectros necesarios para este trabajo.

3.1.1. Espectrógrafo MEZCAL

El Manchester Echelle Spectrometer (MES)(Meaburn et al. 1984) fue creado para su utilización en observaciones de fuentes extendidas y débiles que presentan emisiones en el rango de 3900 a 9000 Å, con una resolución espectral de $\lambda/\delta\lambda \leq 10^5$.

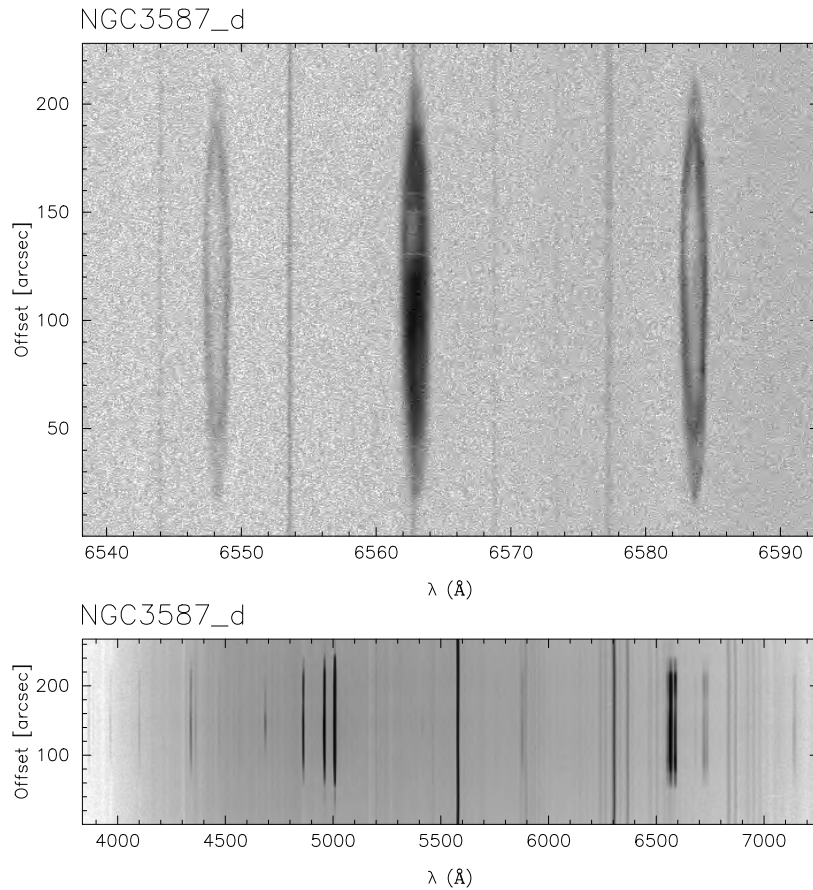


Figura 3.5: Resolución espectral: *Arriba*) Espectro de alta resolución. *Abajo*) Espectro de baja resolución.

Fue usado por primera vez en el Telescopio Anglo-Australiano (AAT) en el año de 1983, una segunda versión fue utilizada en el Telescopio Isaac Newton y en el telescopio William Herschel, en los años 1986 y 1987 respectivamente. En 1995 la segunda versión, junto a un mecanismo más refinado fue utilizada en el Observatorio Astronómico de San Pedro Martir (OAN-SPM), en el telescopio de 2.1 m. Los investigadores del Instituto de Astronomía se encargaron de actualizar el detector, el microcontrolador y el sistema mecánico del instrumento. Después de esta actualización el espectrógrafo fue rebautizado como MEZCAL.

En la figura 3.6 (Meaburn et al. 2003) se muestra el diseño óptico del espectrógrafo. El espectrógrafo MEZCAL tiene diferentes modo de operación. El modo de operación principal consiste en la obtención de la luz a través del telescopio donde es enfocada y dirigida a la rendija que tiene una superficie de cromo (actualmente se utilizan tres tipos de rendija $70\ \mu\text{m}$, $150\ \mu\text{m}$ y $300\ \mu\text{m}$). La rendija se encuentra rodeada por dos placas de vidrio antireflejante con superficies aire/vidrio. Las lentes que actúan como colimador están colocadas a una distancia de 800 mm de la rendija, éstas lentes son las encargadas de dirigir la luz a la rejilla de difracción. La rejilla de difracción cuenta con 31.6 ranuras/mm y se encarga de dispersar la luz en diferentes ordenes, para poder aislar el orden espectral deseado el sistema cuenta con un filtro de interferencia. Después de esto el espectro dispersado se reenfoca por las mismas lentes y es dirigido al CCD que se encuentra conectado a una computadora.

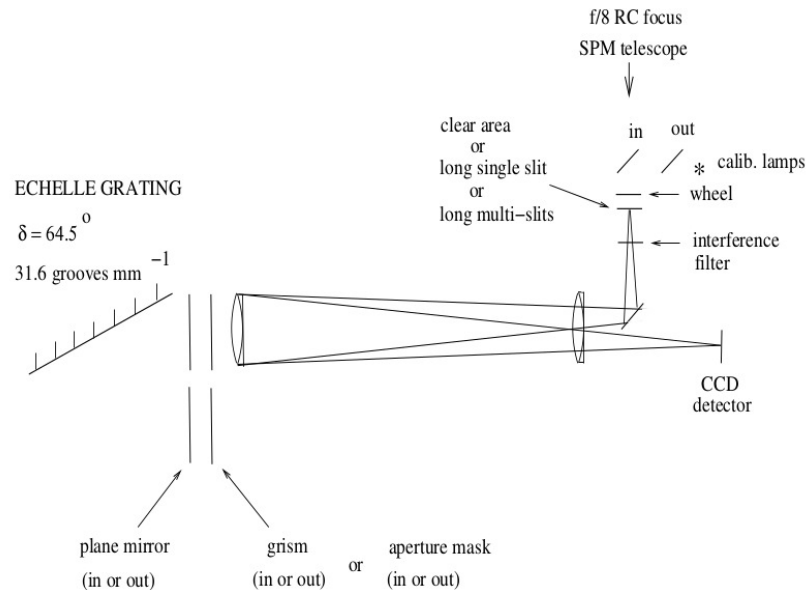


Figura 3.6: Diseño óptico del MES

En uno de los modos secundarios de operación del instrumento es posible tomar imágenes directas de campo, reemplazando la rejilla de difracción por

un espejo. Con este modo es posible conocer la posición de la rendija sobre el objeto a observar de una manera precisa. En otro modo de operación consiste en usar el arreglo rejilla-prisma rotado 90° y con el espejo adentro pra obtener espectros de rendija larga de baja dispersión ($76 \text{ \AA}/\text{mm}$).

3.1.2. Espectrógrafo Boller & Chivens

El espectrógrafo Boller & Chivens (figura 3.7) es un espectrógrafo de media y baja resolución. Fue diseñado originalmente para el foco Cassegrain f/7 del telescopio 1.37 m del Observatorio Astronómico de Brera en Italia. El espectrógrafo Boller & Chivens es propiedad del Observatorio antes mencionado. Actualmente es utilizado únicamente en el telescopio de 2.1 m del OAN-SPM.

El espectrógrafo tiene una escala de placa de $\sim 40''/\text{mm}$ y una rendija que se puede cambiar manualmente hasta las 1000 micras en intervalos de 1 micra. La rendija tiene un ancho de 110 micras que se traducen en aproximadamente $1.4''$ en el cielo y un ancho de 200 a 250 micras que equivale a un ancho de ~ 40 a ~ 50 micras en las líneas de comparación cuando el colimador está en foco. Además cuenta con una rejilla de reflexión, cuyo ángulo de orientación puede ser cambiado. El espectrógrafo cuenta además con una lámpara de comparación de CuHeNeAr y una fuente de luz interna utilizada para obtener flats.

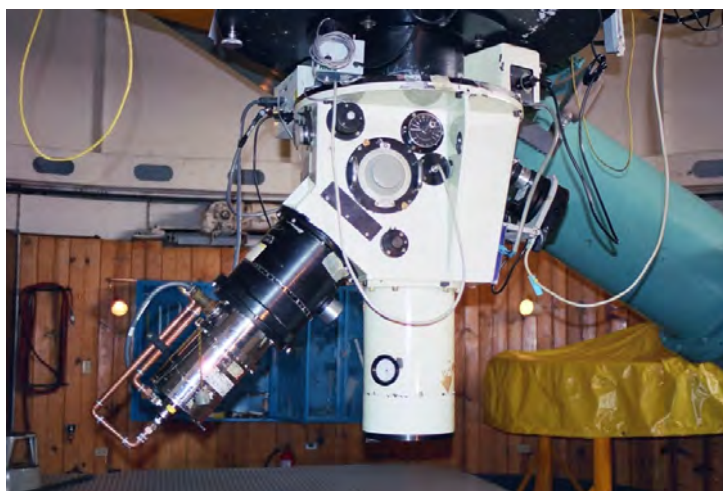


Figura 3.7: Espectrógrafo Boller & Chivenes acoplado al telescopio de 2.1 m del OAN-SPM

4

Observaciones y Reducciones

4.1. Adquisición de datos

Como ya se mencionó empleamos datos espectroscópicos de alta y baja resolución utilizando el telescopio de 2.1 m y los espectrógrafos MEZCAL y Boller & Chivens, respectivamente. Complementamos este estudio con imágenes directas de campo de la nebulosa en diferentes filtros, obtenidas con el telescopio de 84 cm y la rueda de filtros MEXMAN. Tanto el telescopio de 2.1 m y 84 cm se encuentran en el OAN-SPM.

A continuación se explica la obtención y reducción de los datos empleados en esta tesis.

4.1.1. Espectros de alta resolución

Las observaciones de espectroscopía echelle de rendija larga, se obtuvieron en dos temporadas distintas: el 22 de mayo del 2001 y durante el 17–18 de febrero del 2013, con el telescopio de 2.1 m combinado con el espectrógrafo MES, diseñado por Meaburn et al. (2003). Este espectrógrafo está dedicado especialmente a realizar estudios de fuentes extendidas mediante alta señal a ruido y alta resolución espectral. Se empleó el filtro nebuloso galáctico, serie I de $H\alpha\lambda 6563$, debido a su cercanía en longitud de onda. Con este filtro también se observan simultáneamente las líneas de $[N II]\lambda 6548, 6583$ como se muestra en la figura 4.1. Es un espectro bidimensional crudo, es

decir, sin reducir, el cual muestra las tres líneas de emisión de la nebulosa ($H\alpha$ y las dos líneas de $[N II]$), las líneas verticales son líneas de cielo. Estos datos forman parte del Catálogo Cinemático de Nebulosas Planetarias <http://kincatpn.astrosen.unam.mx>. (López et al. 2012). Se empleó una rendija de $150 \mu\text{m}$ de ancho ($\equiv 1.9''$) orientada este-oeste a través de la nebulosa del Búho.

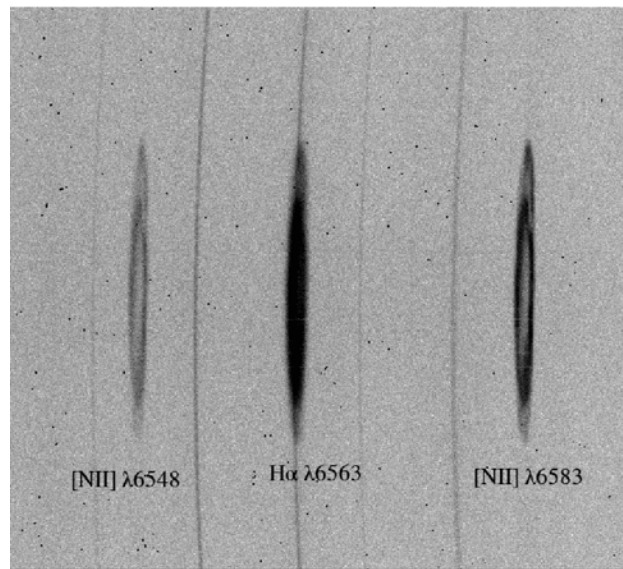


Figura 4.1: Líneas de emisión de la nebulosa en $H\alpha$ y $[NII]$

Para la temporada de mayo de 2001 se utilizó el detector SITE 3 de 1024×1024 pixeles con un binning 2×2 lo que nos da como resultado un tamaño de imagen de 512×512 pixeles, con una resolución de $0.602''/\text{pixel}$. El valor promedio del largo de la rendija proyectada sobre el cielo fue de $312''$.

Para la temporada de febrero del 2013 se utilizó el detector Marconi 2 de 2048×2048 pixeles con un binning 3×3 , obteniéndose una imagen de 682×682 pixeles, con una resolución de $0.531''/\text{pixel}$, el largo de la rendija fue de $328''$.

La metodología de las observaciones consistió en tomar inicialmente una imagen directa de campo junto con la rendija proyectada (imagen+rendija), para conocer la posición exacta de la rendija en el momento de la obser-

vacación, dato importante que se utilizó para la creación de los mapas 3D (posición-posición-velocidad) y el modelo tridimensional de la nebulosa. La imagen+rendija se tomó con un tiempo de integración de 100 s. Inmediatamente después se tomó el espectro con un tiempo de integración de 1800 s y finalmente se tomó el espectro de la lámpara de comparación Torio-Argón con tiempo de exposición de 200 s. El espectro de la lámpara se empleó para la calibración en longitud de onda. Al final de cada noche se observaron un conjunto de 10 bias (imágenes tomadas con el obturador cerrado). La figura 4.2 muestra el total de las posiciones observadas. Se cuenta con 12 espectros en diferentes posiciones a través de la nebulosa. La imagen donde están superpuestas las posiciones de rendija fue tomada del Digitized Sky Survey (DSS, <http://archive.eso.org/dss/dss>).

4.1.2. Espectros de baja resolución

Los espectros de baja resolución fueron obtenidos con el espectrógrafo Boller & Chivens, que nos permite obtener espectros de rendija larga utilizando una rejilla de difracción como elemento dispersor. Se utilizó una rejilla de 200 l mm^{-1} . Los espectros abarcan un rango de longitud de onda de 3500 a 7000 \AA . Se empleó el detector Marconi 2 con un binning de 3×1 , obteniendo un tamaño de imagen de 650×2048 pixeles. La rendija se direccionó de este a oeste. Se cuenta con dos posiciones diferentes de la nebulosa con el fin de tener un espectro de la estrella central y otro de la nebulosa (la rendija se orientó fuera de la estrella central). También se obtuvo el espectro de la estrella estandar BD332642, para realizar la calibración en flujo de los espectros. La lámpara de comparación observada para la calibración en longitud de onda fue la lámpara de HeArNe.

4.1.3. Imagen Directa

Las imágenes directas de la nebulosa se obtuvieron el 5 de junio de 2015, con el telescopio de 84 cm. Para estas observaciones utilizamos la rueda de filtros MEXMAN y el CCD SI-1 (2048×2048) con un binning de 2×2 , teniendo como resultado un tamaño de imagen de 1024×1024 . Los filtros usados fueron $H\alpha \lambda 6565 \text{ \AA}$, $[\text{NII}] \lambda 6585 \text{ \AA}$ y $[\text{OIII}] \lambda 5009 \text{ \AA}$. Una vez que se tuvo

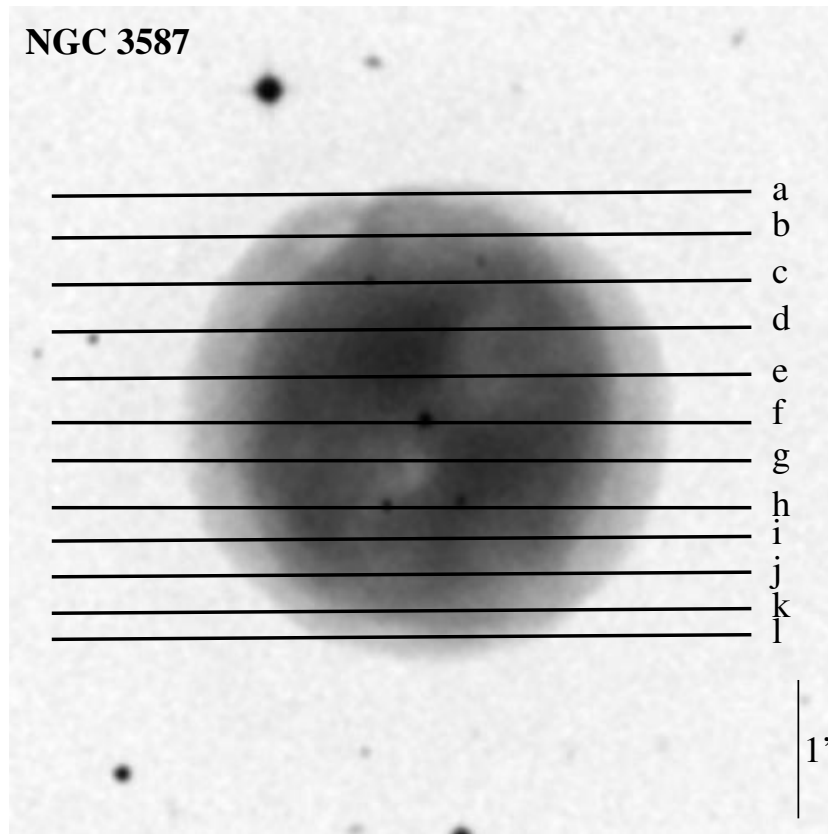


Figura 4.2: Posiciones de la rendija sobre la nebulosa NGC 3587

un buen foco se procedió con las observaciones, las imágenes se tomaron con un tiempo de exposición de 1800 s cada una. Al inicio de las observaciones tuvimos que tomar campos planos (flats) para calibrar las imágenes debido a los efectos de la inhomogeneidad de los pixeles del CCD, se tomaron conjuntos de 5 flats para cada filtro usado en la observación. Al final de la noche se tomaron un conjunto de 10 bias.

También se obtuvieron imágenes de la estrella estándar BD332642, en los mismos filtros, para la calibración en flujo de las imágenes de la nebulosa.

4.2. Reducción de Datos

Para el proceso de reducción de los datos usamos el paquete astronómico IRAF, implementado por el Observatorio Nacional de Kitt Peak (KPNO), Arizona, Estados Unidos. A continuación explico en detalle las tareas empleadas para la reducción de los datos.

4.2.1. Imagen directa

Las imágenes fueron corregidas por:

- BIAS. El CCD presenta un nivel umbral de conteos que se debe al ruido térmico de los electrones. Para saber este número se toma una imagen con el obturador cerrado, denominada BIAS. Para corregir todas las imágenes por este efecto utilizamos las siguientes tareas de IRAF:
 - a) *imexam*: despliega la imagen en el ds9.
 - b) *imcombine*: combina todos los bias para obtener un bias promediado.
 - c) *imarith*: Una vez que se obtuvo el bias promedio se procedió a restarlo a las imágenes de la nebulosa y a las imágenes de la estrella estandar con ayuda de esta función.
- FLATS o Campos Planos. No todos los pixeles del CCD presentan la misma respuesta a una iluminación uniforme, por lo que hay que corregir por este defecto. Para tal fin, se deben de tomar imágenes de una región brillante y homogénea del cielo, es decir que no tenga estrellas, por lo que se debe de tomar al atardecer o amanecer. En su defecto se puede tomar de una manta brillante iluminada por una luz artificial (una lámpara). En nuestro caso tomamos 5 flats para cada filtro de observación. Estas imágenes fueron tomadas al atardecer. Todos los flats que pertenecen a un mismo filtro se deben promediar, con el promedio dividimos a todas las imágenes corregidas por bias. Para llevar a cabo esta corrección empleamos las mismas tareas que para la corrección por bias.

- RAYOS CÓSMICOS: Los rayos cósmicos son partículas de alta energía que llegan al CCD de manera aleatoria, en las imágenes se ven como puntos blancos. Limpiamos las imágenes por estas partículas con la tareas:
 - *cosmicray*: Limpia las imágenes impregnadas de rayos cósmicos.
 - A veces los rayos cósmicos persisten en las imágenes por lo que hay que removerlos a mano usando la tarea *imedit*, con la letra “b” quitamos el rayo cósmico.

Calibración en flujo

Para la calibración en flujo de las imágenes directas de la nebulosa, trabajamos con la estrella estandar BD332642 como estrella de referencia. El primer paso para obtener las imágenes calibradas en flujo, fue calcular el flujo de la estrella estandar utilizando la tarea:

- *qphot*: extrae el flujo de la estrella, para esto, se ajustó un anillo al centroide de la estrella con una apertura de $10''$, y calcula también el fondo para restarlo al flujo de la estrella.

Al encontrar el valor del flujo (en cuentas), este se dividió entre el tiempo de exposición de la observación para obtener el número de cuentas por segundo para cada filtro ($H\alpha$ y $[N II]$).

El siguiente paso fue encontrar la curva del filtro para tener la transmitancia en la longitud de onda del filtro empleado. De la página del OAN-SPM ¹ obtuvimos los valores máximos de transmitancia (I_{max}) y los valores del ancho de los filtros (DI), con estos datos pudimos generar una curva cuadrada de la transmitancia del filtro.

Se buscó el archivo de la estrella espectrofotométrica, en la página del European Southern Observatory (<https://www.eso.org/sci/observing/tools/standards/spectra/bd33d2642.html>), para obtener la curva espectral de la estrella estandar y se eligieron los datos correspondientes a las longitudes de onda y del ancho de cada filtro.

¹http://www.astrossp.unam.mx/~sectec/web/instrumentos/mexman/filtros_mexman.htm

Ambas curvas (transmitancia del filtro y el espectro de la estrella estandar), fueron convolucionadas en su respectivo rango de longitud de onda para tener el flujo en unidades de $\text{ergs cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{A}^{-1}$. Se sumaron los datos obtenidos de la convolución y el resultado se dividió entre el número de cuentas por segundo, que ya se había calculado en pasos anteriores, para obtener el flujo en $\text{ergs cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{A}^{-1} \text{cuentas}^{-1}$, encontrando el factor por el que se tiene que multiplicar las imágenes para tener unidades físicas en el flujo. Este proceso se hizo para ambos filtros.

Lo anterior se realizó con ayuda del programa Gnuplot. Por último se aplicó el factor de conversión correspondiente a cada imagen de la nebulosa mediante la función *imarith* y como resultado final se obtuvieron las imágenes en el filtro $\text{H}\alpha$ y $[\text{N II}]$ calibradas en flujo ($\text{ergs cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{A}^{-1}$).

La Figura 4.3 muestra las imágenes de $\text{H}\alpha$ y $[\text{N II}]$ calibradas en flujo. La imagen de $[\text{O III}]$ está en cuentas debido a que durante la temporada de observación no se logró observar la estrella estandar en el filtro de $[\text{O III}]$. Desplegamos las imágenes en diferentes rangos dinámicos para mostrar la riqueza del objeto incluyendo el impresionante halo que posee.

4.2.2. Espectros de alta resolución

Los espectros de alta resolución se corrigieron por bias y rayos cósmicos empleando el mismo procedimiento descrito en la sección anterior.

Calibración en longitud de onda

Una vez limpios los espectros de bias y rayos cósmicos, nos dimos a la tarea de calibrar los espectros en longitud de onda. Primero se identificaron de forma interactiva las líneas del espectro unidimensional de la lámpara Th-Ar con el objetivo de cambiar los valores de los pixeles en valores de longitud de onda. Para esta identificación nos auxiliamos con las tareas:

- *identify* del paquete *twodspec, longslit*. Esta tarea despliega el espectro de la lámpara de comparación y con el cursor fuimos identificando las líneas donde conocíamos su longitud de onda. El programa compara cada línea con un archivo previamente establecido para asociar los pixeles con las longitudes de onda correspondientes.

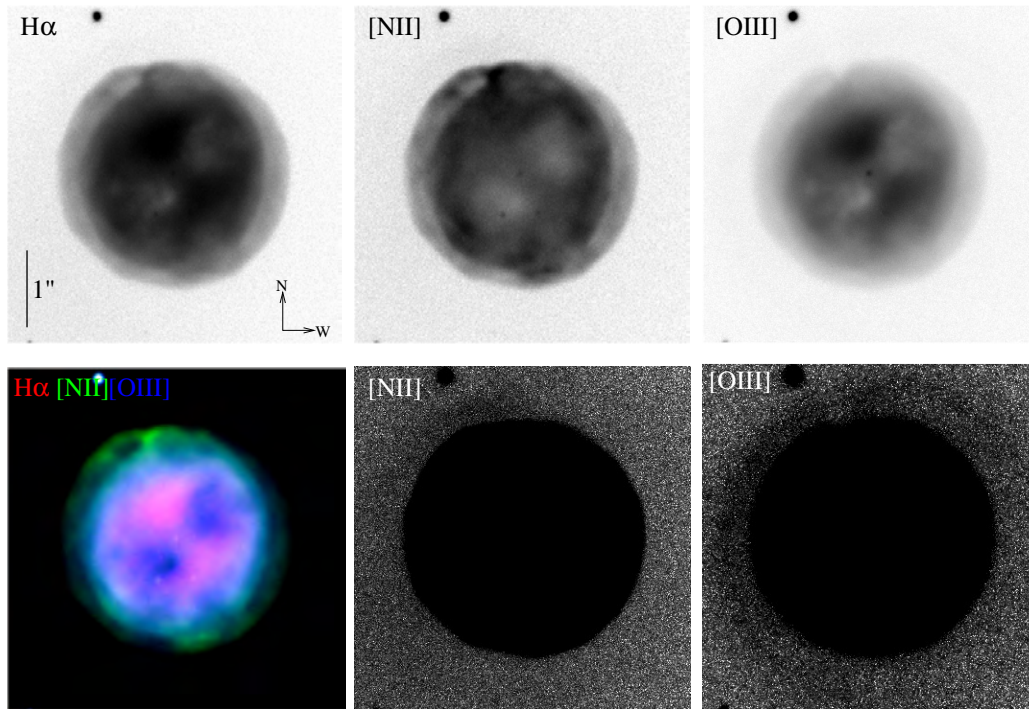


Figura 4.3: Imágenes de NGC 3587 obtenidas en el telescopio de 84 cm del OAN-SPM en los filtros de $H\alpha$ (columna izquierda), $[N II]6584\text{\AA}$ (centro) y $[O III]5007\text{\AA}$ (columna derecha). Estas imágenes se muestran en dos diferentes rangos dinámicos para mostrar la estructura del halo de la nebulosa.

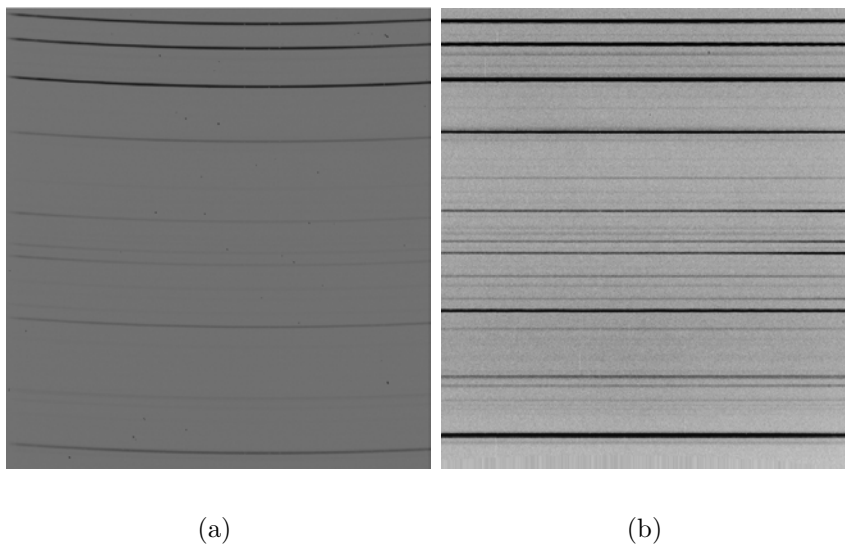


Figura 4.4: (a)Espectro antes y (b) despúes de la calibración

- *reidentify*: Después de identificar la líneas principales se utilizó esta función del mismo paquete que *identify*. En esta función se debe especificar el nombre de la lámpara que queremos usar como referencia y el espectro que se quiere reidentificar, que en este caso fue el mismo espectro.
- Con la función *fitcoords* se generó la matriz de transformación de pixeles a longitud de onda en función de las posiciones x, y .
- Por último se calibraron los espectros en longitud de onda usando la función *transform*, esta función tiene como finalidad aplicar la matriz generada anteriormente sobre la imagen. En la figura 4.4 se presenta la comparación de un espectro de una lámpara antes y después de su calibración en longitud de onda.

Corrección en velocidad heliocéntrica

Christian Doppler encontró la relación entre el cambio en la longitud de onda de una fuente y la velocidad a la que ésta se mueve. Explicando como la frecuencia de las ondas cambian cuando la fuente de emisión se acerca o aleja de un observador estático. Cuando dicha fuente se aleja del observador la frecuencia de las ondas disminuye, mientras que al acercarse la frecuencia aumenta. Sabiendo esto podemos decir que cuando la fuente se aleja tendrá una longitud de onda mayor (corrimiento al rojo) y al acercarse tendrá una longitud de onda menor (corrimiento al azul).

El corrimiento o efecto Doppler en función de la velocidad y la longitud de onda se encuentra dado por la ecuación 4.1:

$$\delta\lambda = \lambda_{obs} - \lambda_0 = \frac{v}{c}\lambda_0 \quad (4.1)$$

donde λ_{obs} es la longitud de onda observada, λ_0 es la longitud en reposo y c es la velocidad de la luz. De aquí podemos conocer la velocidad radial del objeto (en la línea de visión del observador).

Las longitudes de onda de reposo que utilizamos para las líneas de H α fue de 6562.82Å y para [NII] fue de 6583.45Å.

Al realizar una observación se debe tener en consideración que la Tierra se está moviendo sobre su propio eje, además de que presenta un movimiento alrededor del Sol, estos movimientos deben ser eliminados de las observaciones, ya que vamos a trabajar en el marco de velocidad heliocéntrica. Con el fin de realizar esta corrección en velocidad, empleamos las tareas:

- *rvcorrect* del paquete *astutil*. Creamos un archivo con datos de fecha de observación, tiempo universal, ascensión recta y declinación del objeto. En este proceso la tarea *rvcorrect* toma los valores del archivo y como resultado genera un archivo de salida que tiene los valores de la corrección de la velocidad heliocéntrica.

Con ayuda del corrimiento Doppler y la corrección de la velocidad heliocéntrica fue posible generar una serie de diagramas posición-velocidad (P-V) para cada línea de emisión, La Figura 4.5 muestra los P-V corregidos por velocidad heliocéntrica y con offset en ascensión recta (AR) con respecto a la estrella central.

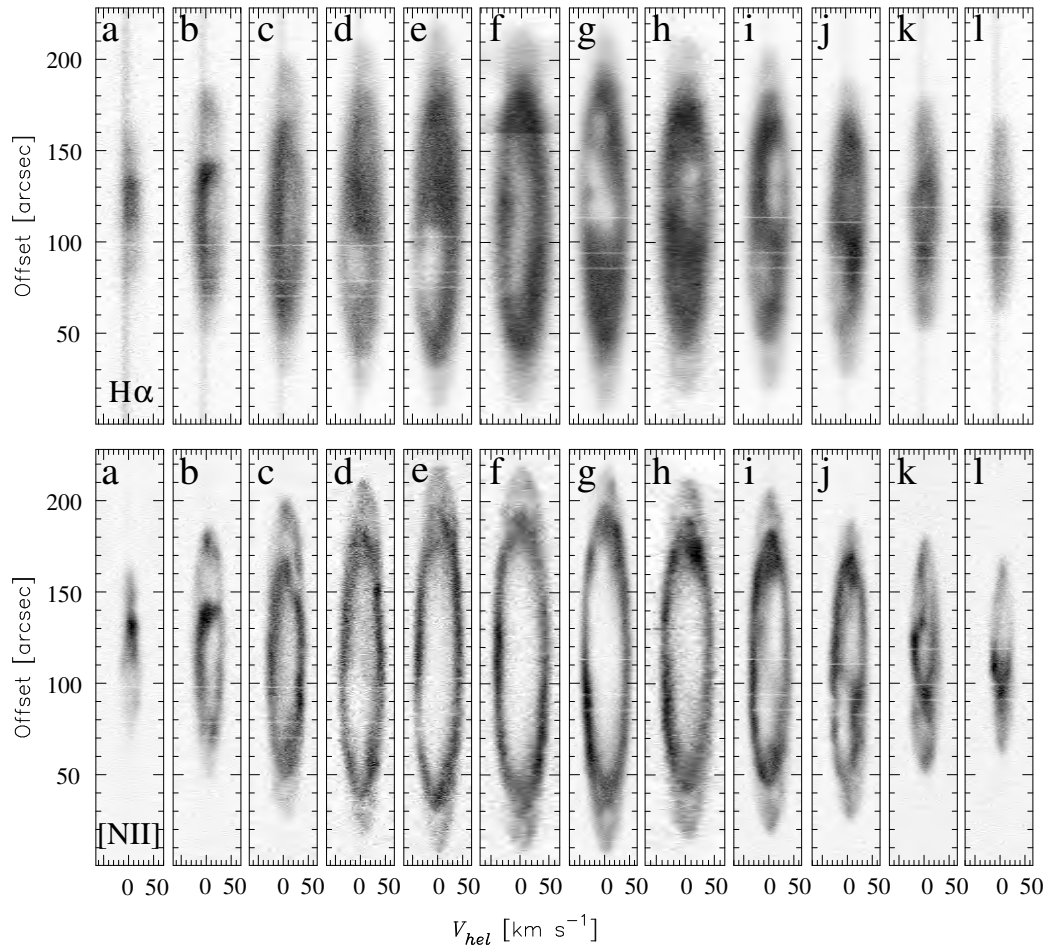


Figura 4.5: (a) Diagramas P-V H α y (b) diagramas P-V [NII]. La orientación de los espectros es Este arriba y Oeste abajo

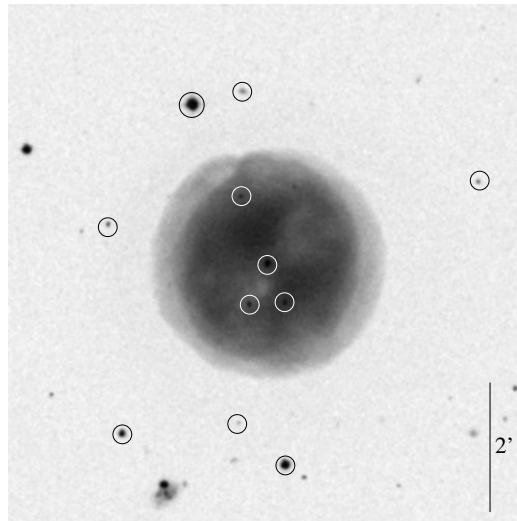


Figura 4.6: Estrellas seleccionadas para realizar la astrometría

Astrometría

Para conocer la posición exacta de la rendija sobre la nebulosa en las 12 posiciones que se obtuvieron, se realizó una calibración astrométrica en las imágenes+rendija que se obtuvieron al momento de la observación. Para realizar este proceso se utilizó una imagen del Digitized Sky Survey (DSS) para obtener las coordenadas en ascensión recta y declinación de 11 estrellas cercanas a la nebulosa. Las estrellas seleccionadas se muestran en la figura 4.6.

Una vez seleccionadas las estrellas se obtuvieron las coordenadas x,y en píxeles de cada estrella en cada una de las imágenes, con ayuda de la tarea *imexam* y el visualizador de imágenes SAOImage DS9. Se generó un archivo para cada imagen con las posiciones de las estrellas, para hacer una relación entre las coordenadas en píxeles y las coordenadas en ascensión recta (α) y declinación (δ). Usamos las tareas de IRAF:

- *ccmap*: Una vez generados los archivos se utilizó esta tarea para realizar el cambio de coordenadas x,y a coordenadas celestes α,δ .
- Por último, con la función *ccsetwcs* se aplicó la transformación hecha con la tarea anterior, teniendo como archivo de salida una imagen con

extensión `fits` de la imagen+rendija con las coordenadas en ascensión recta y declinación.

4.2.3. Espectros de baja resolución

Los espectros de baja resolución se corrigieron por bias y se eliminaron los rayos cósmicos usando el mismo procedimiento descrito en las secciones anteriores.

Reducción del espectro de la estrella central

Debido a que estamos tratando con espectros de baja resolución, las líneas de emisión y absorción (en caso de las estrellas) no van a estar bien resueltas, por lo que es mejor trabajar con espectros unidimensionales puesto que estamos interesados en investigar la composición química de la estrella y de la nebulosa. Nos basta con saber que elementos intervienen en el espectro.

Para obtener el espectro unidimensional usamos la tarea

- `apall` de la herramienta `twodspec` → `apextract`. Esta tarea se aplicó a las estrellas, nebulosa y a las lámparas de comparación.

Para los espectros se pide a la tarea que extraiga el cielo, mientras que para las lámparas de comparación basta con pedirle que extraiga el espectro. Para ambos casos se requiere de una estrella de referencia para extraer la apertura, en nuestro caso tomamos como guía la estrella estándar que se observó durante la temporada.

Calibración en longitud de onda

Para la calibración en longitud de onda de los espectros de media resolución se comenzó con la identificación de las líneas de las lámparas, en nuestro caso usamos la lámpara de HeNeAr. Para este paso usamos la misma tarea (`identify`) que se explicó en la sección 4.2.2 y la tarea `reidentify`.

A continuación con la tarea:

- `refspectra`: escribe en el archivo de cada espectro su lámpara correspondiente. Es decir, toma la lámpara que haya sido tomada inmediatamente después de la observación.

Esto es importante porque al calibrar los espectros en longitud de onda usamos la tarea

- *dispcor*: tarea que se encarga de hacer una asociación de las longitudes de onda con los pixeles en los espectros. Para aplicar la calibración toma el archivo que ha sido grabado en el espectro.

Calibración en flujo

Como ya se ha mencionado, en la temporada de observación con el Boller & Chivens se obtuvieron espectros de la estrella estándar fotométrica BD332642 para realizar la calibración en flujo. Para esto se debe proporcionar cierta información al paquete IRAF:

- Información sobre el observatorio en donde se realizaron las observaciones, para esto nos vamos a la tarea *observatory* → set y elegimos el observatorio, en nuestro caso fue *spm*.
- Nombre de la estrella estándar, pero el que está en el archivo de iraf. Para encontrarlo nos vamos a *help standard*
- Ponemos el nombre correcto de la estándar en *epar standard* → *starname*
- Agregamos a la tarea *standard* la masa de aire que se encuentra en el encabezado del espectro.
- Debemos de especificar donde se localiza el archivo de la curva de extinción del OAN-SPM en *Extinction file*

Con la información anterior ya podemos llevar a cabo la calibración en flujo con la tarea:

- *standard*: Ajusta la estrella estándar observada con su distribución intrínseca.

Esta tarea nos arroja un archivo de salida, con él se calcula la curva de sensibilidad del telescopio más el instrumento. Usamos la tarea

- *sensfunc* para encontrar la curva de sensibilidad del sistema.

Para finalizar corremos la tarea

- *calibrate* para calibrar en flujo a la estrella central.

Reducción del espectro de la nebulosa del Búho

Para el espectro de la nebulosa, se siguieron los mismos pasos de limpiar por bias y rayos cósmicos, calibración en longitud de onda de la misma manera como se hizo en la reducción de los espectros de alta resolución, es decir trabajamos el espectro en 2d.

Empleamos las tareas:

- *background* para remover las líneas de cielo únicamente para el espectro nebuloso.
- *apsum* de *twodspec* \rightarrow *apextract*, para extraer el espectro en una dimensión de la estrella estándar y del espectro nebuloso.
- Se prosigue con las tareas *standard*, *sensfunc* y *calibrate* de la misma manera como se explicó en la sección anterior.

En la figura 4.7 se observan los espectros calibrados en longitud de onda y flujo.

4.3. Cálculo de velocidades

4.3.1. Velocidades de expansión

Calculamos la velocidad de expansión de las dos cáscaras principales empleando los espectros de alta resolución, en particular el espectro que pasa justo en medio de la estrella central de la nebulosa (rendija **f**, figura 4.2). Esta posición separa las dos componentes cinemáticas de la nebulosa, para esto se utilizó la tarea *splot* para obtener el espectro unidimensional de la rendija **f**. Dicha tarea se encarga de sumar un intervalo de pixeles (20 pixeles para este caso) en AR. Después de esto la tarea despliega un espectro interactivo

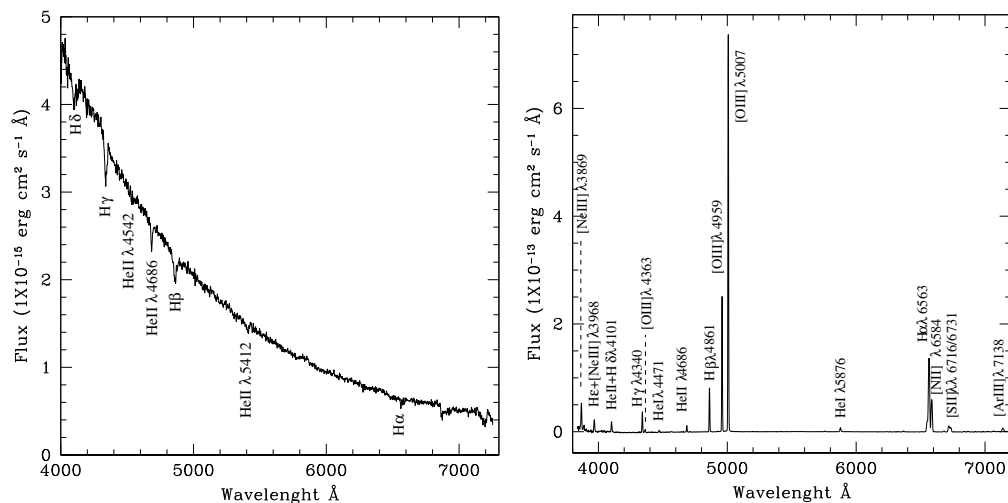


Figura 4.7: (a) Espectro de la estrella central de NGC 3587 y (b) Espectro nebuloso calibrados en longitud de onda y flujo.

del cual es posible obtener las longitudes de cada uno de las componentes cinemáticas como lo muestra la figura 4.8, donde podemos resolver la componente azul y la roja. Para obtener la longitud de onda se genera un ajuste gaussiano con la tecla *k* que nos arroja como resultado la longitud de onda del máximo elegido.

Este proceso se realizó para las líneas de emisión de $H\alpha$ y $[NII]$. Para cada una de las componentes se obtuvieron dos longitudes de onda, además considerando que la nebulosa tiene dos cáscaras principales se calculó la velocidad de expansión para cada una de estas. Con ayuda del corrimiento doppler (ecuación 4.1) y sumando a esta la corrección de velocidad al sistema heliocéntrico correspondiente a la posición $f(-19.65 \text{ km s}^{-1}$, ver tabla 5.1), se convirtieron las longitudes de onda a velocidades. Una vez que se obtuvieron las velocidades de cada elemento se calculó la velocidad de expansión de cada cáscara para el $H\alpha$ y para el $[NII]$. El cálculo se realizó de la siguiente manera:

$$V_{exp} = \frac{V_2 - V_1}{2} \quad (4.2)$$

donde V_1 y V_2 son las velocidades de cada pico. En la tabla 4.1 se muestran

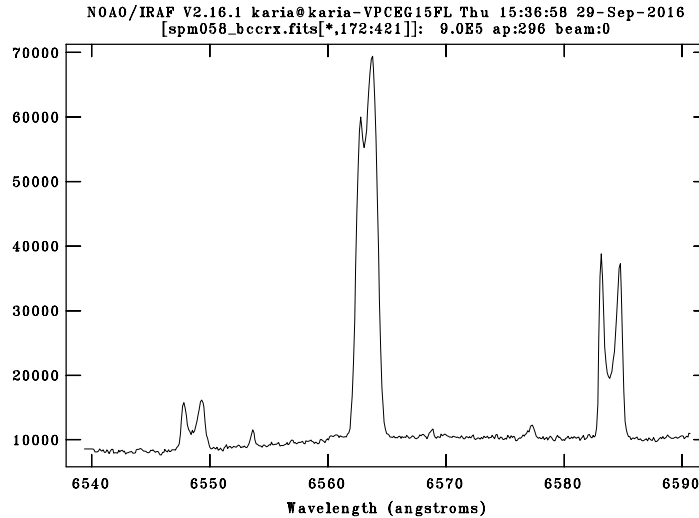


Figura 4.8: Espectro unidimensional de la nebulosa NGC3587 posición f (ver 4.2)

las velocidades obtenidas para cada caso.

4.3.2. Velocidades sistémicas

Utilizando la misma rendija que en la sección anterior calculamos la velocidad sistémica de la nebulosa para [NII]. Para esto se utilizó el mismo espectro unidimensional que en la sección anterior (figura 4.8). Para este caso al tener cada una de la velocidades el cálculo se hizo de la siguiente manera

$$V_{sis} = \frac{V_1 + V_2}{2} \quad (4.3)$$

donde V_1 y V_2 son las velocidades obtenidas para cada pico. La velocidad sistémica calculada fue de 3.13 km s^{-1} .

4.3.3. Edad cinemática

Conociendo la distancia a la nebulosa (sec 2.2) estamos en la disponibilidad de dar a groso modo una edad cinemática para cada una de las cáscaras

de la nebulosa, y tener una idea de cuando fueron eyectadas. Para el cálculo de la edad cinemática fue necesario calcular el diámetro de cada una de las cáscaras de la nebulosa. Para este proceso se desplegó el espectro en el visualizador de imágenes SAOImage DS9 para obtener el pixel donde inicia cada una las cáscaras y el pixel donde terminan. Una vez teniendo estos valores se procedió a calcular el diámetro de la nebulosa en segundos de arco con la ecuación (4.4)

$$D = (Pixel\ final - pixel\ inicial) * (escala\ de\ placa) \quad (4.4)$$

donde para nuestro caso la escala de placa es $0.602''$ (Espectro tomado con el CCD Site3). Una vez teniendo este valor se calculó el radio de cada una de las cáscaras con la ecuación (4.5)

$$r = \frac{(D * d)/206265}{2} \quad (4.5)$$

donde D corresponde al diámetro calculado anteriormente, d corresponde a la distancia que se encuentra la nebulosa de la Tierra y 206265 es el valor utilizado para convertir de segundos de arco a radianes. La distancia que se utilizó fue de 0.87 Kpc, reportada por (Frew et al., 2016), en la sección 2.2 se explica la manera en que esta distancia fue obtenida. Es importante tener en cuenta que estos radios pueden tener una incertidumbre debido a que existen diferentes distancias reportadas en la literatura. Los valores de los radios obtenidos se presentan en la tabla 4.1.

Una vez que se calcularon los radios de las cáscaras de la nebulosa fue posible calcular la edad cinemática para cada componente, para estos cálculos se utilizó el radio obtenido para [NII] y se utilizó la ecuación 4.6

$$t = \frac{r}{V_{exp}} \quad (4.6)$$

donde r es el radio de la cáscara y V_{exp} es la velocidad de expansión, se utilizaron las velocidades obtenidas en la sección 4.3.1. Los valores obtenidos de la edad cinemática para cada cáscara se pueden ver en la tabla 4.1.

Cáscara	V_{exp} km s ⁻¹		Radio km	Edad cinemática años
	H α	[NII]		
Interna	22.6171	35.2869	1.067E13	9597.98
Externa	18.5019	33.9189	1.356E13	12680.70

Tabla 4.1: Velocidades de expansión, velocidades sistémicas y edad cinemática de la nebulosa NGC3587

5

Aplicaciones

5.1. Mapas Posición-Posición-Velocidad

La ventaja de crear mapas posición-posición-velocidad (ascensión recta (AR), declinación (DEC), velocidad) es proporcionarnos las estructuras a gran escala que no se aprecian con gran detalle en los espectros individuales, dándonos una vista global de la estructura de la nebulosa y de su cinemática. En esta tesis, los mapas fueron creados a partir de los perfiles de línea de $H\alpha$ y $[N II]$.

Las figuras 5.1 y 5.2 muestra el brillo superficial de línea (S), que se define en términos del momento cero de velocidad (M_0) de los perfiles de línea, $I(V)$:

$$M_0 = \int_{V_1}^{V_2} I(V) dV,$$

es decir, S es la intensidad integrada en un rango de velocidad definido. Para la construcción de los mapas se usaron las 12 posiciones de rendija larga y se interpolaron. Además se empleó la astrometría realizada en las reducciones para encontrar la posición de la rendija en AR y DEC y así poder ordenar los espectros, para después corregir la posición del espectro bidimensional en términos de la estrella central, siendo esta el punto cero de la AR. Debido a que estamos trabajando en el marco heliocéntrico usé la corrección heliocéntrica para cada espectro calculada en la sección de reducciones.

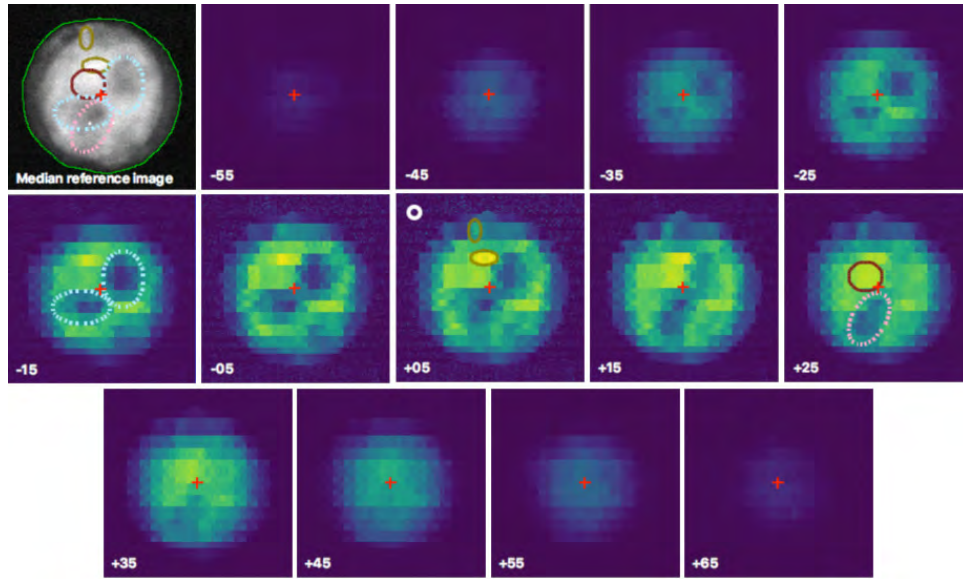
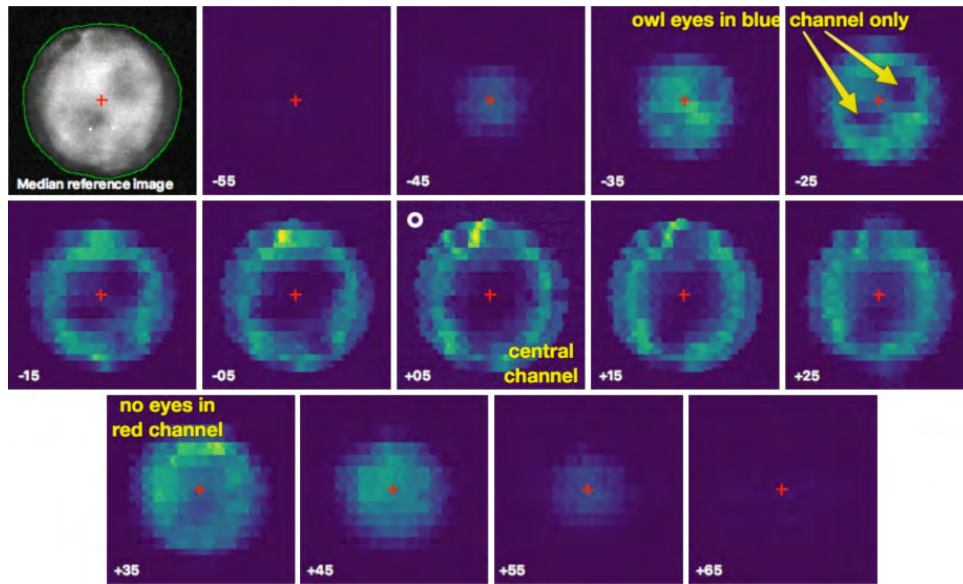
Los datos utilizados en esta sección se encuentran tabulados en la tabla 5.1.

nombre	RA arcsec	DEC arcsec	noche obs	helio corr km s ⁻¹	NX pix	NY pix	lamscale arcsec/pix
north988	2.8104	98.784	2	-2.63	625	300	0.530
north809	2.7384	80.892	2	-2.61	625	300	0.531
north612	2.6688	61.200	2	-2.59	625	300	0.528
north413	2.5464	41.364	2	-2.56	625	300	0.532
north195	1.7424	19.584	2	-2.50	625	300	0.529
south061	-0.3984	-0.612	1	-19.65	512	300	0.637
south177	0.1128	-17.748	2	-2.85	625	300	0.522
south380	-0.4344	-38.016	1	-19.62	512	300	0.619
south504	0.3	-50.436	2	-2.88	625	300	0.527
south662	0.2184	-66.24	2	-2.90	625	300	0.525
south821	0.36	-82.152	2	-2.93	625	300	0.525
south942	0.1824	-94.176	2	-2.96	625	300	0.525

Tabla 5.1: Datos para generar los mapas de canal

La primera columna de la tabla corresponde a la ubicación de cada una de las rendijas sobre la nebulosa, el número indica la distancia a la que se encuentra la rendija con respecto a la estrella central en arcosegundos en AR. Las siguientes 2 columnas corresponden a la posición de las rendijas sobre la nebulosa en AR y DEC respecto a la estrella central. Debido a que los espectros se obtuvieron en dos temporadas diferentes es necesario especificar en que noche se observó cada espectro, lo cual se hace en la cuarta columna. En la 5ta columna se presenta la corrección heliocéntrica para cada posición, las columnas 6 y 7 son los tamaños en pixeles de los espectros, siendo NY el eje de dispersión. La última columna es la escala de placa calculada por la tarea *ccsetwcs* de IRAF. También fue necesario especificar la longitud de onda en reposo para cada línea, usando para [N II] la longitud de onda de 6583.45 Å y para H α , 6562.82 Å. La longitud de onda inicial del espectro de [N II] fue de 6578 Å y para H α de 6557 Å.

Una vez teniendo los datos necesarios, se procedió a la realización de la interpolación de las rendijas vecinas, usando programas desarrollados por la

Figura 5.1: Mapas posición-posición-velocidad de $H\alpha$ Figura 5.2: Mapas posición-posición-velocidad de $[NII]$

Dra. Teresa García y el Dr. William Henney (IRyA, UNAM). Se integró S en un rango de velocidad de -55 km s^{-1} a $+65 \text{ km s}^{-1}$ en bloques de 10 km s^{-1} para tener toda la emisión del gas nebuloso. Los mapas los mostramos en las figuras 5.1 y 5.2 en color verde/amarillo y marcamos la velocidad central ($+5 \text{ km s}^{-1}$). La orientación para cada mapa es norte hacia arriba y oeste a la derecha.

6

Discusión

Nuestros datos cuentan con 12 posiciones a través de la nebulosa, proporcionándonos una mejor cobertura que la de otros estudios (por ejemplo, Guerrero et al. 2003). Basándonos en la figura 4.5 vemos que los perfiles son bastante homogéneos, no muestran ningún grado de inclinación, es decir estamos viendo a la nebulosa con un ángulo de posición de cero grados, mostrando simetría esférica tal como lo encontró Guerrero et al. (2003) en sus dos espectros.

La velocidad sistémica calculada en esta tesis fue de 3 km s^{-1} . La velocidad de expansión de la nebulosa para la cáscara interna es aproximadamente 23 km s^{-1} y 35 km s^{-1} para las líneas de $\text{H}\alpha$ y $[\text{N II}]$. Para la cáscara externa las velocidades de expansión son 19 km s^{-1} y 34 km s^{-1} para $\text{H}\alpha$ y $[\text{N II}]$, respectivamente. Tomando la velocidad de expansión y conociendo la distancia de la nebulosa a la tierra descrita en la sección 2.2, encontramos que la edad cinemática. La edad cinemática para la cáscara interna es de aproximadamente 9 600 años, mientras que la cáscara externa es mucho más vieja con 12 700 años. Esta cáscara fué expulsada cuando la estrella se encontraba en la rama de gigantes rojas por lo que ahora es lenta y tenue.

De los arreglos posición-velocidad(P-V) que se encuentran al norte y sur de la estrella central notamos que existe una estructura filamentaria mostrada en las posiciones **a**, **b**, **k** y **l**. En el resto de las posiciones la nebulosa parece homogénea y sin filamentos, es decir no hay una estructura interna. Sin embargo vemos estructuras definidas en los perfiles de $\text{H}\alpha$ pero en la zona

donde no hay emisión, en los famosos ojos del Búho.

Las imágenes de la figura 4.3 muestran las dos cáscaras principales de la nebulosa. La cáscara exterior es homogénea y débil en las imágenes de $H\alpha$ y $[O III]$. Esta variación en brillo está presente en los arreglos P-V de $H\alpha$ (figura 4.5, panel superior). La cáscara exterior tiene dimensiones de $3.48'$ y la cáscara interna de $2.78'$. En las imágenes de $H\alpha$ y $[N II]$ vemos que el lado que se encuentra hacia el este es más brillante que el del oeste. Sin embargo en los arreglos P-V de $[N II]$ (figura 4.5, panel inferior) parecen homogéneos, excepto en la rendija **i** donde se ve una clara disminución en brillo del lado rojo. Este efecto del brillo se puede apreciar en la rendija **h**, en la cual el contraste de brillos cambia con respecto a las rendijas **f** y **g** donde la disminución en brillo es en el lado azul. Estas disminuciones coinciden con las regiones de falta de emisión (los ojos del Búho) si comparamos con los P-V de $H\alpha$, por ejemplo los perfiles de la rendija **e**.

Las imágenes de $H\alpha$ y $[O III]$ muestran una región brillante tipo mancuerna dentro de la cáscara interna. En ambas imágenes la falta de emisión se puede ver como dedos formando una estructura bipolar que son los llamados ojos del Búho. En la figura 4.3, el panel inferior izquierdo muestra una imagen compuesta a color donde vemos que la mancuerna brillante está dominada por $H\alpha$ y $[O III]$, mientras que la cáscara externa es dominada por $[N II]$.

En la figura 5.1 mostramos los mapas en color verde/amarillo con canales de $H\alpha$ integrados en brillo con 10 km s^{-1} de ancho, las velocidades centrales se indican en cada panel y la cruz roja indica la posición de la estrella central. La primera imagen es la imagen de media resolución observada en el OAN-SPM. En estos mapas podemos ver tres características brillantes (círculos amarillos y rojo indicados en el panel superior izquierdo) y tres regiones con falta de emisión (círculos punteados azul que aparecen en el canal azul de -15 km s^{-1} y rosa, canal rojo $+25 \text{ km s}^{-1}$). El círculo amarillo que se encuentra al Norte de la estrella central se identifica en la cáscara externa en la posición **e** de los espectros individuales (figura 3.3).

Para las líneas de emisión en $[N II]$ alcanza su máximo brillo a $+5 \text{ km s}^{-1}$ igual que en $H\alpha$ y se sigue distinguiendo a -5 km s^{-1} y $+15 \text{ km s}^{-1}$. La condensación brillante al sur de la estrella central cae en las posiciones

e, f, y g de la cáscara interna abarcando las velocidades de -15 km s^{-1} a $+25 \text{ km s}^{-1}$. Esta condensación únicamente está presente en $\text{H}\alpha$ es decir está completamente ausente en $[\text{N II}]$. El círculo rojo también muestra un aumento de brillo presente en la rendija e. Minkowski y Aller (1954) ya había notado estos aumentos de brillo pero mencionaron que existían dos nudos densos en el norte y sur de la estrella central, sin embargo en nuestros mapas de canal únicamente detectamos el del norte. Tal vez el de sur en realidad no exista ya que contamos con datos de alta resolución y no los distinguimos.

Los ojos del Búho se empiezan a distinguir en $\text{H}\alpha$ a partir de las velocidades corridas al azul de -35 km s^{-1} hasta $+5 \text{ km s}^{-1}$. En el lado rojo domina únicamente la región indicada en color rosa punteada que se distingue en el canal $+25 \text{ km s}^{-1}$, pero apareciendo a $+5 \text{ km s}^{-1}$ y desapareciendo hasta $+35 \text{ km s}^{-1}$. En $[\text{N II}]$, los ojos del Búho se encuentran solo en la parte azul a -25 km s^{-1} . Sin embargo observando los canales de velocidad de $+15 \text{ km s}^{-1}$ parece estar presente la región que hemos mostrado de color rosa puntuada. En conclusión, vemos que los ojos del Búho están en el lado azul del observador, por lo que sabemos que el material que rodea las cavidades se está acercando a nosotros, excepto la región (óvalo rosa punteado) que se encuentra a velocidades de $+25 \text{ km s}^{-1}$ la apreciamos alejándose de nosotros.

Hemos hablado de “huecos” refiriéndonos a los ojos del Búho. Para saber si realmente se trata de regiones de emisión reducida, es decir de regiones sin gas ionizado caliente o se trata de polvo bloqueando la luz, se buscaron imágenes en el archivo de los telescopios espaciales de Spitzer y Herschel, en éste último no encontramos imagen pero sí en Spitzer. Las imágenes en infrarrojo muestran el polvo de manera directa. Los datos de este telescopio los obtuvimos de la página http://crescent.astro.illinois.edu/projects/spitzer-pne/PNe/NGC_3587. La Figura 6.1 muestra 3 imágenes en 3.6μ (azul), $4.5 \mu\text{m}$ (verde) y $8 \mu\text{m}$ (rojo), el último panel es una composición de las tres imágenes anteriores con el color indicado entre paréntesis. En estas imágenes vemos que ciertamente los ojos del Búho no son regiones de polvo, son regiones de emisión óptica reducida.

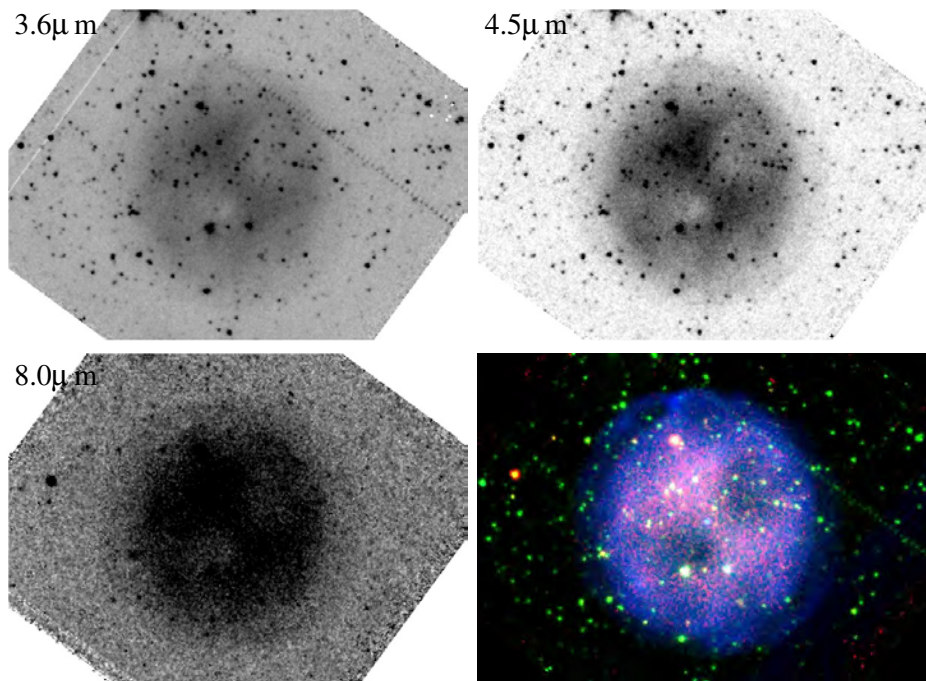


Figura 6.1: Imágenes del Telescopio Spacial Spitzer

Como podemos notar la estructura cinemática de la nebulosa del Búho es más complicada de lo que otros autores han confirmado, asegurando que la nebulosa consta de dos cáscaras bien definidas y de una región bipolar de falta de emisión. Gracias a los nuevos datos obtenidos de manera más completa y al modelo 3D de la nebulosa llevado a cabo por el Dr. Wolfgang Steffen (apéndice A) se ha revelado de forma más detallada la estructura de los ojos del Búho. Se trata de estructuras multipolares. El modelo reproduce con un alto grado de similitud los perfiles de alta resolución observados para la nebulosa. Con esto vemos que el modelo de Guerrero et al. (2003) para los ojos del Búho puede ser refinado ya que ellos discuten que la morfología es bipolar. Sin embargo cuando se trata de modelar anteponiendo una bipolar no coinciden en lo absoluto los huecos de la nebulosa en el espectro.

Napiwotzki y Schoenberner (1995) catalogaron a la estrella central de la nebulosa como una hgO (h). El espectro unidimensional de media resolución de la nebulosa del Búho, mostrado en la figura 4.7 presenta la serie de Pic-

kering He II 4542, 4686, 5412 Å, pero no vemos la línea de He II 6560 Å por lo que podemos afirmar que es una nebulosa de baja excitación, también presenta líneas de H δ , H β , H γ y H α , es decir, es rica en hidrógeno.

7

Conclusiones

La reducción de las imágenes directas y los espectros de alta y baja resolución obtenidos en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, nos permitió conocer la estructura de la Nebulosa del Búho de una forma más detallada de lo que se conocía antes. En las imágenes directas nos podemos dar cuenta de que la cáscara externa de la nebulosa está formada principalmente de [N II], mientras que el centro de la nebulosa y la cáscara interna tienen una mayor concentración de $H\alpha$ y [O III], mostrando una estructura hueca parecida a una mancuerna.

Con ayuda de los espectros de media resolución fue posible comparar el espectro de la estrella central de la nebulosa con el espectro obtenido por Napiwotzki y Schoenberner (1995). En ambos casos podemos ver que la estrella es rica en hidrógeno, presentando líneas de absorción en $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$ y $H\delta$. Por esto último la estrella está catalogada como una hgO(h) por los autores.

Los espectros de alta resolución nos permitieron calcular la velocidad de expansión para cada cáscara de la nebulosa para las componentes de $H\alpha$ y [N II], así como la velocidad sistémica y la edad cinemática. En el caso de las componentes de $H\alpha$ los valores de la velocidad de expansión son de 23 km s^{-1} y 18.5 km s^{-1} para la cáscara interna y la externa respectivamente. Para las componentes de [N II] el valor de la velocidad de expansión para la cáscara externa es de 34 km s^{-1} y para la cáscara interna es de 35 km s^{-1} . La velocidad sistémica es aproximadamente de 3 km s^{-1} . Podemos decir que

existe una diferencia de 3000 años entre la expulsión de las cáscaras de la nebulosa, ya que la edad externa fue de 12700 años, mientras que la edad interna fue de 9600 años.

En este trabajo presentamos una cobertura cinemática completa de la nebulosa del Búho que nos permitió hacer una cartografía de la nebulosa y discernir sobre su estructura tridimensional a partir de los mapas de canal. Con este conjunto de datos efectivamente vemos que el [N II] se encuentra en la periferia de la nebulosa mientras que $H\alpha$ y [O III] dominan la parte interna de la nebulosa.

En los mapas de canal vemos que las cavidades son evidentes en $H\alpha$, mientras que en la línea de emisión de [N II] el gas está presente intermitentemente en la nebulosa pero solo a velocidades corridas al azul. Después de las velocidades que se encuentran corridas al azul no hay gas en el interior, únicamente se detecta en la periferia.

Bibliografía

- Abell, G. O., & Goldreich, P. (1966). On the origin of planetary nebulae. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 78(462), 232-241.
- Aaquist, O. B., & Kwok, S. (1996). Radio morphologies of planetary nebulae. *The Astrophysical Journal*, 462, 813.
- Balick, B. (1987). The evolution of planetary nebulae. I-Structures, ionizations, and morphological sequences. *The Astronomical Journal*, 94, 671-678.
- Balick, B., & Frank, A. (2002). Shapes and shaping of planetary nebulae. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 40(1), 439-486.
- Balick, B., & Frank, A. (2002). Shapes and shaping of planetary nebulae. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 40(1), 439-486.
- Carroll, B. W., & Ostlie, D. A. (2007). *An introduction to modern galactic astrophysics and cosmology*. Pearson Addison Education.
- Corradi, R. L. M., & Schwarz, H. E. (1995). Morphological populations of planetary nebulae: which progenitors? I. Comparative properties of bipolar nebulae. *Astronomy and Astrophysics*, 293, 871-888.
- Chu, Y. H., Jacoby, G. H., & Arendt, R. (1987). Multiple-shell planetary nebulae. I-Morphologies and frequency of occurrence. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 64, 529-544.
- Curtis, H. D. (1918). *The planetary nebulae*. *Publications of Lick Observatory*, 13, 55-74.
- De Marco, O., & Moe, M. (2005). Common envelope evolution through planetary nebula eyes. arXiv preprint astro-ph/0511356.

- 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(878), 316.
- Delfosse, X., Tinney, C. G., Forveille, T., Epchtein, N., Bertin, E., Borsenberger, J., ... & Le Bertre, T. (1997). Field brown dwarfs found by DENIS. *Astronomy and Astrophysics*, 327, L25-L28.
- Frew, D. J., Parker, Q. A., & Bojii, I. S. (2016). The H surface brightness-radius relation: a robust statistical distance indicator for planetary nebulae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 455(2), 1459-1488.
- Greig, W. E. (1971). The morphological classification of symmetrical nebulae. *Astronomy and Astrophysics*, 10, 161-174.
- Griffiths, M. (2012). *Planetary Nebulae and how to observe them*. Springer Science & Business Media.
- Guerrero, M. A., Chu, Y. H., Manchado, A., & Kwitter, K. B. (2003). *Physical Structure of Planetary Nebulae. I. The Owl* 125(6), 3213.
- Gorny, S. K., Stasinska, G., & Tylenda, R. (1997). Planetary nebulae morphologies, central star masses and nebular properties. *Astronomy and Astrophysics*, 318, 256-268.
- Herschel, W. (1791). *On Nebulous Stars, Properly So Called*. By William Herschel, LL. DFRS. *Philosophical Transactions of the Royal Society of London*, 81, 71-88.
- Hillwig, T. C., Bond, H. E., Afar, M., & De Marco, O. (2010). Binary Central Stars of Planetary Nebulae Discovered Through Photometric Variability. II. Modeling the Central Stars of NGC 6026 and NGC 6337. *The Astronomical Journal*, 140(2), 319.
- Kwitter, K. B., Chu, Y. H., & Downes, R. A. (1993). CCD Imaging of Planetary Nebula Halos. In *Planetary Nebulae* (pp. 209-209). Springer Netherlands.

-
- Kwok, S., Purton, C. R., & Fitzgerald, P. M. (1978). On the origin of planetary nebulae. *The Astrophysical Journal*, 219, L125-L127.
 - Meaburn, J., Lopez, J. A., Gutierrez, L., Quirz, F., Murillo, J. M., Valdez, J., & Pedrayez, M. (2003). The Manchester Echelle Spectrometer at the San Pedro Martir Observatory (MES-SPM). *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, 39, 185-195.
 - Mendez, R. H. (1991). Photospheric abundances in central stars of planetary nebulae, and evolutionary implications. In *Evolution of Stars: the Photospheric Abundance Connection* (Vol. 145, p. 375).
 - Miszalski, B., Parker, Q. A., Acker, A., Birkby, J. L., Frew, D. J., & Kovacevic, A. (2008). MASH-II: more planetary nebulae from the AAO/UKST H survey. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 384(2), 525-534.
 - Napiwotzki, R. (2001). Spectroscopic investigation of old planetaries-V. Distance scales. *Astronomy & Astrophysics*, 367(3), 973-982.
 - Napiwotzki, R., & Schnberner, D. (1995). Spectroscopic investigation of old planetaries. III. Spectral types, magnitudes, and distances. *Astronomy and Astrophysics*, 301, 545.
 - Perek, L., & Kohoutek, L. (1967). Catalogue of galactic planetary nebulae. In *Acad. Publ. House of the Czech. Acad. Sci.*, 1-276 (1967) (Vol. 1, pp. 1-276).
 - Perinotto, M., Cerruti-Sola, M., & Lamers, H. J. G. L. M. (1989). Fast winds from the central stars of NGC 6543 and NGC 6826. *The Astrophysical Journal*, 337, 382-398.
 - Sabbadin, F., Bianchini, A., Ortolani, S., & Strafella, F. (1985). The structure of NGC 3587, the Owl nebula. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 217(3), 539-549.
 - Schwarz, H. E., Corradi, R. L. M., & Melnick, J. (1992). A catalogue of narrow band images of planetary nebulae. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 96, 23-113.

-
- Shklovsky, I. S. (1956). A new scale of distances of planetary nebulae. *AZh*, 33, 222.
 - Stanghellini, L., Corradi, R. L., & Schwarz, H. E. (1993). The correlations between planetary nebula morphology and central star evolution. *Astronomy and astrophysics*, 279, 521-528.
 - Steffen, W., Koning, N., Wenger, S., Morisset, C., & Magnor, M. (2011). Shape: A 3D modeling tool for astrophysics. *IEEE Transactions on Visualization and Computer Graphics*, 17(4), 454-465.
 - Vorontsov-Velyaminov, B. (1934). Space Distribution of Planetary Nebulae. (Studies on the O class stars, planetary nebulae and novae. V note.) Mit 3 Abbildungen. *Zeitschrift fur Astrophysik*, 8, 195.

A

Modelo 3D

El programa Shape (Steffen et. al. 2011) es un laboratorio astrofísico interactivo que permite la generación de modelos morfo-cinemáticos de nebulosas con base en datos observacionales de imágenes y espectros cinemáticos. Esto nos permite tener una visión en tres dimensiones sobre el objeto de estudio. Esto es útil para conocer o darnos una idea de la estructura completa de objetos, como las nebulosas planetarias, que no es tan fácil visualizar en las imágenes directas tomadas con un telescopio terrestre o incluso con telescopios espaciales como con el Telescopio Espacial Hubble. Disminuyendo las ambigüedades remanentes en las observaciones de imágenes, el análisis tridimensional permite una mejor clasificaciones de los objetos.

Para el caso de este trabajo el Dr. Wolfgang Steffen buscó recrear un modelo espacial tridimensional en la línea de emisión de $H\alpha$ basándose en los espectros bidimensionales obtenidos en la sección 4.2.2 (figura 4.5) y en la figura 2.1.

Los diagramas P-V sintéticos que se recrearon en base a los diagramas reales se muestran en la figura A.1. Estos diagramas corresponden a las posiciones **a-1** de la rendija posicionada sobre la nebulosa. En la figura A.2 se muestra una comparación de la imagen del modelo con una imagen real de la nebulosa del Búho.

Cómo resultado principal de este análisis tridimensional se obtiene que la región interna de las regiones de menor densidad tiene estructura multipolar. La multipolaridad en nebulosas planetarias se ha visto anteriormente, pero

que ésta se manifieste en las regiones de baja densidad interna no se ha demostrado anteriormente.

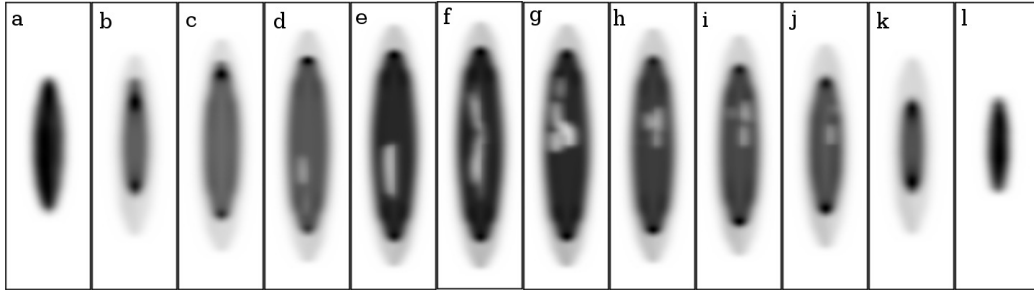


Figura A.1: Diagramas sintéticos posición-velocidad

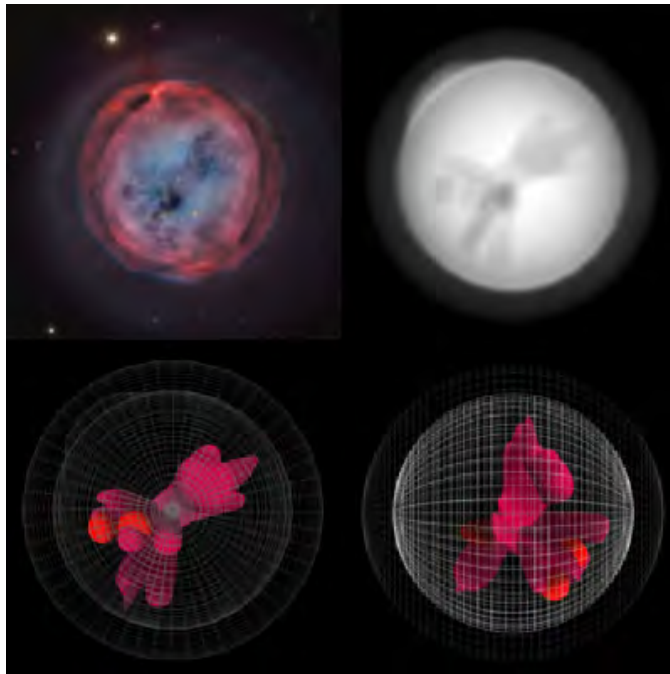


Figura A.2: Imagen de telescopio seguida por la imagen obtenida a partir del modelo de Shape. En las siguientes imágenes se presenta la estructura interna de la nebulosa en la vista del cielo y rotada 90°