



Benemérita Universidad Autónoma de Puebla

Facultad de Ciencias Físico Matemáticas

Polarización en el Infrarrojo Cercano de la Nebulosa
Planetaria NGC 6543

Tesis presentada al

Colegio de Física

como requisito parcial para la obtención del grado de

LICENCIADO EN FÍSICA

por

Raquel Collado Islas

Director de Tesis

Dr. Enrique Omar Serrano Bernal

Asesor de Tesis

Dra. Ana Aurelia Avilez López

Puebla Pue.
Agosto, 2024



Benemérita Universidad Autónoma de Puebla

Facultad de Ciencias Físico Matemáticas

Polarización en el Infrarrojo Cercano de la Nebulosa
Planetaria NGC 6543

Tesis presentada al

Colegio de Física

como requisito parcial para la obtención del grado de

LICENCIADO EN FÍSICA

por

Raquel Collado Islas

Director de Tesis

Dr. Enrique Omar Serrano Bernal

Asesor de Tesis

Dra. Ana Aurelia Avilez López

Puebla Pue.
Agosto, 2024

Título: Polarización en el Infrarrojo Cercano de la Nebulosa Planetaria NGC 6543

Estudiante: RAQUEL COLLADO ISLAS

COMITÉ

Dra. María del Rosario Pastrana Sánchez
Presidente

Dra. Areli Montes Pérez
Secretario

Dr. Abraham Luna Castellanos
Vocal

Dra. Rosibel Carrada Legaria
Vocal

Dr. Enrique Omar Serrano Bernal
Director de Tesis

Dra. Ana Aurelia Avilez López
Asesor de Tesis

Agradecimientos

Dedico este trabajo a la Facultad de Ciencias Físico Matemáticas, a todos los profesores por ayudarme en mi formación académica; a mi familia y amigos de K13, por su continuo apoyo en las diferentes etapas de este proceso universitario.



Índice general

Resumen	XIII
Objetivos	XV
1. Introducción	1
1.1. Polarización	1
1.1.1. Mecanismos de polarización	2
1.1.2. Parámetros de Stokes	3
1.1.3. Esfera de Poincaré	4
1.1.4. Matrices de Mueller	5
1.2. Polarización en astronomía	7
1.2.1. Polvo interestelar	8
1.2.2. Emisión en cercano infrarrojo	9
1.2.3. Emisión polarizada en cercano infrarrojo de nebulosas planetarias	11
2. Nebulosas Planetarias y NGC 6543	15
2.1. Evolución estelar	15
2.1.1. Nebulosas planetarias	22
2.2. Parámetros físicos de NGC 6543	23
2.2.1. Fotometría	28
2.2.2. Espectroscopía	28
2.2.3. Polarimetría	29
3. Observaciones y Reducción de Datos	31
3.1. Turbulencia y seeing	31
3.2. Defectos observacionales e instrumentales en imágenes astronómicas	32

3.2.1.	Imágenes de corriente oscura	33
3.2.2.	Corrección de campo plano	34
3.3.	Observatorio Astrofísico Guillermo Haro	34
3.4.	Observaciones	37
3.5.	Reducción de Datos	40
3.5.1.	IRAF: Restauración de imágenes astronómicas	40
3.5.2.	Python: Obtención de parámetros	44
3.5.3.	Mapas de Parámetros de Stokes	46
3.5.4.	Mapas de Polarización	49
3.6.	Tercera etapa de procesamiento	50
4.	Análisis de Mapas de Polarización y Discusión	55
4.1.	Análisis de estructuras encontradas	55
4.1.1.	Filtración de Datos y Estructura Interna de NGC 6543	55
4.1.2.	Descripción de las regiones encontradas	61
4.2.	Observaciones vs Modelos Teóricos	64
4.2.1.	Ajuste de profundidad	67
4.3.	Origen de la Polarización en NGC 6543	69
4.3.1.	Polarización en el núcleo	69
4.3.2.	Polarización en la zona extendida (anillos)	71
	Conclusiones	73
	Apéndice A	75
.1.	Reducción de datos de la banda H	75
.2.	Reducción de datos de la banda K'	76
	Apéndice B	79
.3.	Astrometría	79
	Bibliografía	81

Índice de figuras

1.1. Estados polarizados de la luz	1
1.2. Polarización por dicroísmo	2
1.3. Polarización por esparcimiento	3
1.4. Esfera de Poincaré	5
1.5. Absorción atmosférica	10
1.6. Tipos de estructuras de PPNs	12
1.7. Estructura de la PPN Frosty Leo	13
2.1. Equilibrio hidrostático	15
2.2. Diagrama Hertzsprung-Russell	16
2.3. Cadena Protón-Protón	17
2.4. Ciclo CNO	18
2.5. Reacción Triple-Alpha	19
2.6. Sección transversal de una estrella AGB	20
2.7. Evolución de una nebulosa planetaria	21
2.8. Nebulosas planetarias	23
2.9. NGC 6543	24
2.10. Ubicación de NGC 6543	25
2.11. Dimensiones de NGC 6543	26
2.12. Estructura de NGC 6543	27
2.13. Espectro de NGC 6543	28
3.1. Detector en infrarrojo HgCdTe	32
3.2. Observatorio Astronómico Guillermo Haro	35
3.3. CANICA - POLICAN	36
3.4. Detalle de CANICA - POLICAN	36

3.5. Ruedas de filtros POLICAN	37
3.6. Proceso de observación en el OAGH	38
3.7. Master DARK	41
3.8. Master FLAT	42
3.9. Sistema de coordenadas común	43
3.10. Reducción de datos astronómicos	43
3.11. Programa PStokes 1	44
3.12. Programa PStokes 2	46
3.13. NGC6543 - Parámetro de Stokes I	47
3.14. NGC6543 - Parámetro de Stokes Q	48
3.15. NGC6543 - Parámetro de Stokes U	48
3.16. Mapa de grado de polarización lineal de NGC 6543 en banda H	49
3.17. Mapa de grado de polarización lineal de NGC 6543 en banda K'	50
3.18. Mapa de intensidad en banda K' con filtro de contraste	51
3.19. Mapa de grado y ángulo de polarización lineal en banda H	52
3.20. Mapa de grado y ángulo de polarización lineal en banda K'	53
4.1. Histograma de ángulo de polarización de la región 'Brazo Norte' en banda H	56
4.2. Histogramas correspondientes a la región 'Brazo Noroeste' en banda K'	57
4.3. Estructura interna de NGC6543 - Núcleo	58
4.4. Estructura interna de NGC6543 - Envoltente exterior	60
4.5. Esfera de Poincaré - Banda H	63
4.6. Esfera de Poincaré - Banda K'	64
4.7. Modelo 3D de NGC 6543	65
4.8. Modelo 3D - Estructura en el núcleo	66
4.9. Modelo 3D - Estructura en la periferia	67
4.10. Modelo - Polarización en el Núcleo	70
4.11. Gráficas de la ley de potencia de Serkowski	71
12. Estrellas de referencia usadas para las bandas H y K'	77
13. Datos de astrometría en DS9	80

Índice de tablas

1.1. Ventanas atmosféricas de observación en el cercano infrarrojo	10
2.1. Magnitudes en distintas bandas de NGC 6543	28
2.2. Propiedades físicas de NGC 6543	29
2.3. Temperaturas de NGC 6543	29
4.1. Estructura nuclear detectada en banda H	57
4.2. Estructura nuclear detectada en banda K'	57
4.3. Estructura interna detectada en banda H	59
4.4. Estructura interna detectada en banda K'	59
4.5. Tamaños de estructuras designadas	68
4.6. Resumen de objetivos	74
7. Imágenes descartadas durante la reducción de datos de la banda H	76
8. Imágenes descartadas durante la reducción de datos de la banda K'	76

Resumen

La astronomía, a lo largo de la historia, ha desarrollado diversas técnicas observacionales que permiten estudiar la radiación proveniente de los cuerpos celestes en un gran rango de distancia, desde los planetas en nuestro propio sistema solar hasta cúmulos de galaxias ubicados a más de 59 millones de años luz.

La polarimetría resulta ser una técnica especialmente útil en el estudio de objetos astronómicos que se ven rodeados de polvo, ya sea por características propias de su proceso evolutivo o por la naturaleza del medio interestelar en el que se encuentran. La radiación percibida en el espectro visible proveniente de estos objetos se ve menguada al interactuar con los materiales dispersos en el medio, más no sucede así en distintas longitudes de onda dentro del infrarrojo, por lo que el análisis de la luz polarizada de éstos objetos en dichas bandas permite obtener un mayor grado de información, revelando nuevas características como nuevas estructuras, la distribución de polvo al rededor y la presencia de campos magnéticos.

Uno de los tipos de objetos que se benefician en gran medida del análisis polarimétrico son las denominadas nebulosas planetarias; éstas son el resultado de los procesos evolutivos naturales de estrellas de entre $0.8 - 8 M_{\odot}$ y se caracterizan por la conjunción de una estrella moribunda y el material eyectado (gas y polvo) por ella misma en etapas anteriores. La temperatura de éstas estrellas centrales resulta ser lo suficientemente alta para producir radiación ultravioleta, lo que a su vez provoca la ionización del medio circundante y lo hace brillar en llamativos colores. La luz proveniente de la estrella adquiere cierto grado de polarización al interactuar con las capas de polvo de sus alrededores, es decir, mediante algún mecanismo de polarización de transmisión.

El análisis polarimétrico en longitudes de onda de infrarrojo requiere naturalmente de filtros y procesamientos especializados, pues es necesario considerar los errores intrínsecos a la instrumentación y sobre todo las alteraciones que puedan ser registradas por el detector dadas las

perturbaciones de la atmósfera y la emisión continua en estas bandas a temperatura ambiente.

Este proyecto plantea un análisis polarimétrico de la nebulosa planetaria NGC 6543 a través de observaciones astronómicas realizadas en el Observatorio Astrofísico Guillermo Haro, su respectiva reducción y procesamiento mediante el programa IRAF y finalmente la obtención de los parámetros de Stokes (I, Q, U) para la graficación de los datos obtenidos en formato de mapas de ángulo, intensidad de polarización lineal y grado de polarización de la región. Finalmente comparando los resultados obtenidos con la información publicada sobre el objeto

El capítulo 1 se centrará en los procesos de evolución estelar y las particularidades de los objetos denominados 'nebulosas planetarias', igualmente se abordará de manera general el tema de polarización, los mecanismos causantes de ésta y su importancia en el campo de la astrofísica. Durante el capítulo 2 se describen las características específicas de NGC 6543 y se abordan modelos propuestos previamente. En el capítulo 3 se establece la metodología usada en la toma de datos mediante el equipo CANICA/POLICAN y el manejo del software especializado IRAF para el procesamiento de los mismos, así como el uso de la paquetería de Python desarrollada especialmente para la obtención de mapas de polarización. Finalmente, en el capítulo 4 se analizarán los mapas de intensidad y grado de polarización obtenidos, se propondrá un mecanismo de polarización acorde y se determinará cómo esta nueva información podría explicar la formación de las estructuras vistas.

Objetivos

El presente trabajo de tesis plantea por objetivo general:

- Demostrar la importancia del análisis de la emisión polarizada de nebulosas planetarias.

Derivados del objetivo general se busca cumplir los siguientes objetivos específicos:

- Llevar a cabo observaciones astronómicas en el Observatorio Astrofísico Guillermo Haro (OAGH), haciendo uso del polarímetro de infrarrojo cercano POLICAN.
- Procesado de las imágenes astronómicas obtenidas mediante POLICAN, con el fin de sustraer defectos inherentes a la obtención de las mismas mediante el software especializado IRAF, es decir, reducción de datos.
- Elaboración de mapas de polarización de NGC 6543 y su interpretación.
- Análisis de los mapas de polarización de NGC 6543 obtenidos y comparación con datos en otras bandas provenientes de bases de datos públicas de distintos telescopios como HST/ACS y GEMINI/NIRI.

Capítulo 1

Introducción

1.1. Polarización

Estableciendo que la luz puede ser tratada como una onda electromagnética que oscila de forma perpendicular a la dirección de propagación, se puede describir la polarización como un fenómeno en que una fracción de las ondas electromagnéticas, o todas, en un haz de luz vibran dentro de un mismo plano a lo largo de la línea de visión de la fuente. Del mismo modo, considerando solamente la parte del campo eléctrico, se tiene que ésta posee una dirección definida, a pesar de que su magnitud y signo varíen en el tiempo. Las variaciones en amplitud y fase entre las componentes x y y del vector de campo eléctrico dan pie al estado general de polarización elíptica, así como a los casos especiales de polarización lineal y circular (Figura 1.1). [16] [26]

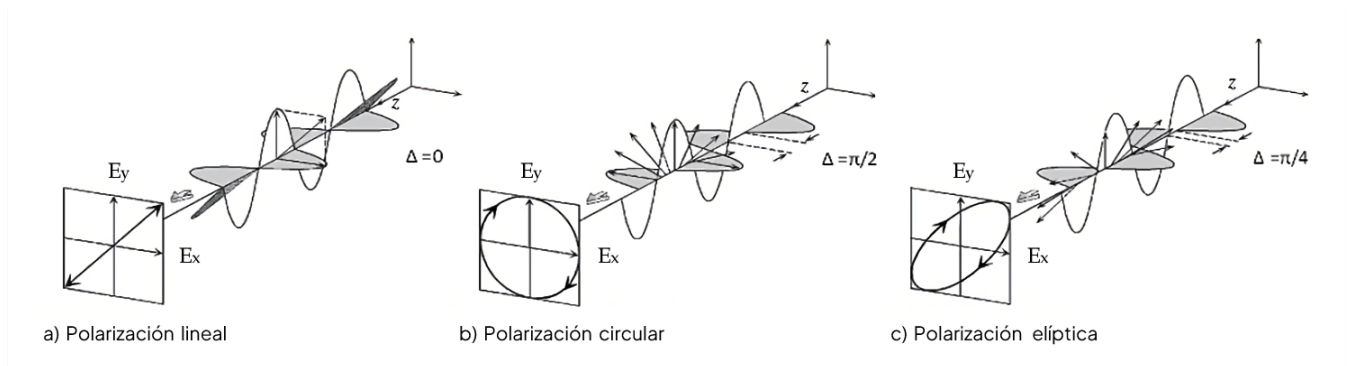


Figura 1.1: Estados de polarización de la luz. Créditos: Karakaya, 2014.

1.1.1. Mecanismos de polarización

La luz proveniente de las estrellas no se encuentra polarizada, sin embargo, en ocasiones, cuando la luz interactúa con la materia que se encuentra en el medio interestelar puede producirse el fenómeno de polarización.

A continuación se describen algunos de los mecanismos que pueden producir polarización:

Dicroísmo: Consiste en la absorción selectiva de una de las dos componentes ortogonales del vector de campo eléctrico. El polarizador dicroico es en sí mismo anisótropo, produciendo una fuerte asimetría o absorción preferencial de una componente del campo mientras que es esencialmente transparente para la otra (Figura 1.2). [16]

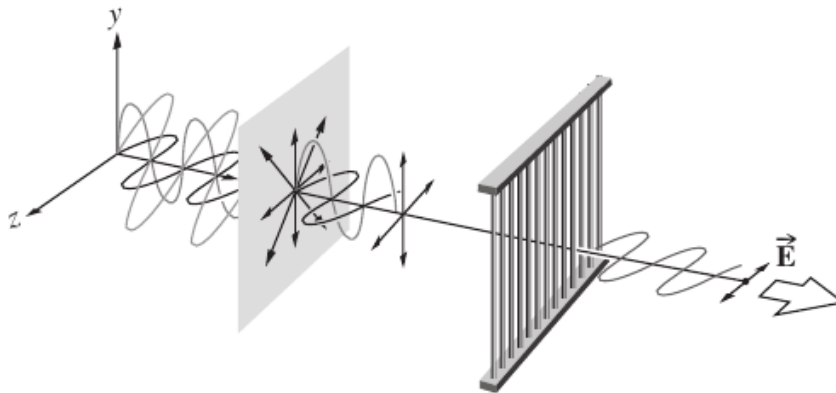


Figura 1.2: Diagrama del proceso de polarización de la luz al atravesar un material dicroico. Créditos: Hecht, 2017.

Birrefringencia: Propiedad óptica de los materiales anisótropos (i.e. materiales cuyas propiedades cambian dependiendo de la dirección desde dónde se analicen) que consta del desdoblamiento de un rayo de luz incidente en dos rayos linealmente polarizados de forma perpendicular entre sí. Esto sucede debido a que la anisotropía afecta la fuerza de enlace de los átomos del medio según su orientación, por lo que al excitarse éstos con el rayo incidente, se generan dos ondas con velocidades de propagación distintas, y por consiguiente, índices de refracción distintos. [16]

Esparcimiento: La polarización por esparcimiento ocurre cuando la luz se encuentra con obstáculos en el medio, dependiendo del tipo de material que sea ésta puede inducir vibración en los átomos de dichos materiales. Si el rayo de luz entrante no está polarizado, los átomos vibrarán y producirán un rayo disperso sin polarizar en la dirección de propagación, mientras que fuera de

este eje la luz dispersa estará parcialmente polarizada, incrementando su grado de polarización conforme el ángulo subtendido alcanza los 90° , donde estará totalmente polarizada linealmente. Por otro lado, si el rayo de luz entrante ya se encuentra polarizado, las vibraciones de los átomos serán paralelas al vector de campo eléctrico, produciendo una onda polarizada en la dirección de propagación con la misma frecuencia que el rayo original (Figura 1.3). [16]

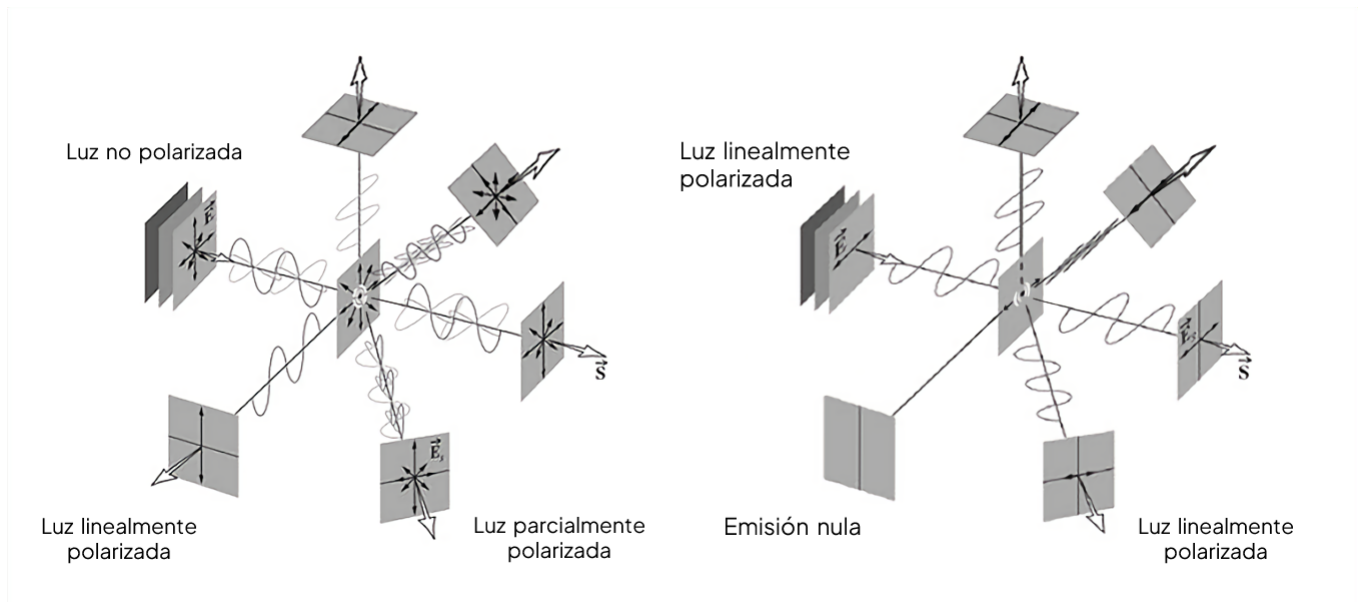


Figura 1.3: Diagrama del proceso de polarización por esparcimiento de la luz al interactuar con una molécula. Créditos: Hecht, 2017.

Reflexión: Para una onda no polarizada que viaja e incide en medios dieléctricos se tiene que, una parte de ella se refracta con un ángulo de transmisión θ_t y la otra se refleja con ángulo θ_r . Especialmente, cuando $\theta_t + \theta_r = 90^\circ$, el haz reflejado se presentará totalmente polarizado de forma lineal y paralela a la superficie de incidencia, mientras que el haz refractado solo estará parcialmente polarizado. [16]

1.1.2. Parámetros de Stokes

Los parámetros de Stokes son una forma alternativa y conveniente de expresar el estado de polarización de la radiación electromagnética y cómo ésta interactúa con la materia. Son especialmente usados para describir tanto la radiación parcialmente polarizada, como la totalmente polarizada; y son fácilmente relacionables con las amplitudes de las componentes ortogonales del vector de campo eléctrico (E_x , E_y) y la diferencia de fase entre ellas.

Los cuatro parámetros de Stokes (S_0 , S_1 , S_2 , S_3), a menudo también escritos como (I, Q, U,

V), representan cada uno distintas relaciones entre los ejes semieje mayor y semieje menor del estado de polarización elíptica (caso general), describiendo su orientación, helicidad y sentido de rotación.

El primer parámetro S_0 representa la irradiancia incidente, mientras que el segundo parámetro S_1 indica la tendencia de la polarización lineal a ser horizontal ($S_1 > 0$) o vertical ($S_1 < 0$). Cuando la radiación no presenta una orientación en particular respecto a estos ejes ($S_1 = 0$), puede tratarse entonces de polarización elíptica a $\pm 45^\circ$, polarización circular o radiación no polarizada. Similarmente, el tercer parámetro de Stokes, S_2 indica la tendencia de la luz a encontrarse en un estado de polarización lineal orientada en la dirección de $+45^\circ$ ($S_2 > 0$), en la dirección de -45° ($S_2 < 0$), o ninguna ($S_2 = 0$). De la misma forma, S_3 revela la tendencia de la polarización circular a rotar hacia la derecha ($S_3 > 0$), hacia la izquierda ($S_3 < 0$) o ninguna ($S_3 = 0$). [16]

Los parámetros de Stokes se definen de la siguiente manera:

$$\vec{S} = \begin{pmatrix} S_0 \\ S_1 \\ S_2 \\ S_3 \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} I \\ Q \\ U \\ V \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} |E_x|^2 + |E_y|^2 \\ |E_x|^2 - |E_y|^2 \\ |E_a|^2 - |E_b|^2 \\ |E_l|^2 - |E_r|^2 \end{pmatrix} \quad (1.1)$$

Donde los subíndices corresponden a la base cartesiana (\hat{x}, \hat{y}) , una base cartesiana girada $+45^\circ$ (\hat{a}, \hat{b}) y una base circular (\hat{l}, \hat{r}) .

Dentro de sus propiedades se tiene que el grado de polarización lineal y el ángulo de polarización están dados por:

$$p = 100 (Q^2 + U^2)^{1/2} \quad \Psi = \frac{1}{2} \arctan \left(\frac{U}{Q} \right) \quad (1.2)$$

1.1.3. Esfera de Poincaré

La esfera de Poincaré es una representación gráfica usada para mapear el estado de polarización de la luz. Las coordenadas de cada punto a lo largo de la superficie de la esfera, y dentro de ella, se determinan mediante el grado de polarización de la luz y los parámetros de Stokes S_1 , S_2 y S_3 , asignados, cada uno, a un eje distinto. [39]

El radio de la esfera de Poincaré se encuentra en un rango entre 0 y 1, siendo 0 en el origen el punto correspondiente a luz no polarizada, incrementando su valor para estados parcialmente

polarizados hasta 1 en su superficie, donde luz se encuentra completamente polarizada. El resto de parámetros adquieren valores en un rango de -1 a 1 y se disponen de forma que el plano ecuatorial representa todos los estados de polarización lineales, mientras que los polos representan los casos particulares de polarización circular derecha e izquierda, tal como se muestra en la Figura 1.4.

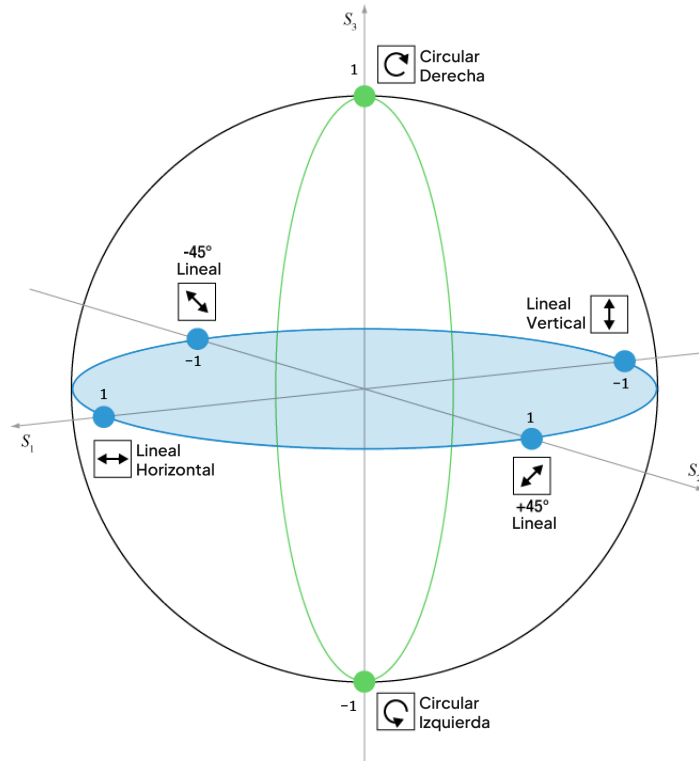


Figura 1.4: Esfera de Poincaré: Mapeo de todos los estados de polarización posibles acorde al grado de polarización de la luz y los parámetros de Stokes S_1 , S_2 y S_3 . Créditos: Thorlabs.

Mediante los parámetros de Stokes y su representación en la esfera de Poincaré pueden calcularse cambios entre dos estados de polarización distintos usando trigonometría esférica, ofreciendo una forma conveniente de predecir la interacción de la luz con elementos polarizadores, o determinar las propiedades de un elemento polarizador necesario para alcanzar un estado de polarización deseado.

1.1.4. Matrices de Mueller

El cálculo de Mueller es un método matricial para manipular vectores de Stokes, hallando así la solución a las ecuaciones de sus parámetros o explorar el impacto de los elementos ópticos que

puedan causar o cambiar el estado de polarización.

Aquí, cada elemento óptico es representado por una matriz de Mueller 4 x 4 [M] específica, mientras que, el haz de luz incidente se ve representado, a su vez, por un de vector de Stokes 1 x 4 (I, Q, U, V), de manera que si dicho haz pasa a través de diversos elementos M_1, M_2, \dots, M_n , el vector de Stokes resultante (S') estará dado por:

$$S' = M_n M_{n-1} \dots M_2 M_1 S \quad (1.3)$$

Dado que, en general el producto de matrices es no conmutativo, es necesario comenzar los cálculos a partir de la combinación $M_1 S = S_1$ y continuar de forma iterativa hasta obtener $M_n S_{n-1} = S'$. [26]

El polarímetro del OAGH se encuentra conformado por un polarizador y un retardador de media onda, por lo que corresponde utilizar las siguientes matrices de Mueller específicas:

$$M_{Polarizador} = \frac{1}{2} \begin{pmatrix} 1 & 1 & 0 & 0 \\ 1 & 1 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 \end{pmatrix} \quad (1.4)$$

$$M_{Retardador} = \begin{pmatrix} 1 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & \cos^2(2\theta) - \text{sen}^2(2\theta) & 2 \text{sen}(2\theta) \cos(2\theta) & 0 \\ 0 & 2 \text{sen}(2\theta) \cos(2\theta) & \text{sen}^2(2\theta) - \cos^2(2\theta) & 0 \\ 0 & 0 & 0 & -1 \end{pmatrix} \quad (1.5)$$

Por lo tanto, el vector de Stokes resultante vendría expresado por:

$$S' = \frac{1}{2} \begin{pmatrix} 1 & 1 & 0 & 0 \\ 1 & 1 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 \end{pmatrix} \begin{pmatrix} 1 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & \cos^2(2\theta) - \text{sen}^2(2\theta) & 2 \text{sen}(2\theta) \cos(2\theta) & 0 \\ 0 & 2 \text{sen}(2\theta) \cos(2\theta) & \text{sen}^2(2\theta) - \cos^2(2\theta) & 0 \\ 0 & 0 & 0 & -1 \end{pmatrix} \begin{pmatrix} I \\ Q \\ U \\ V \end{pmatrix}$$

$$\Rightarrow S' = \frac{1}{2} \begin{pmatrix} I & Q (\cos^2(2\theta) - \sin^2(2\theta)) & 2U \cos(2\theta) \sin(2\theta) & 0 \\ I & Q (\cos^2(2\theta) - \sin^2(2\theta)) & 2U \cos(2\theta) \sin(2\theta) & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 \end{pmatrix} \quad (1.6)$$

Para obtener los parámetros de Stokes, la forma más sencilla es establecer el ángulo θ en los siguientes valores discretos, 0° , 22.5° , 45° y 67.5° , de forma que los resultados de las operaciones trigonométricas sean 0 o 1 y den como resultado el siguiente sistema de ecuaciones:

$$\begin{aligned} I'(0^\circ) &= \frac{1}{2}(I + Q) & I'(45^\circ) &= \frac{1}{2}(I - Q) \\ I'(22.5^\circ) &= \frac{1}{2}(I + U) & I'(67.5^\circ) &= \frac{1}{2}(I - U) \end{aligned} \quad (1.7)$$

del cual, despejando, se obtiene:

$$\begin{aligned} I &= \frac{I'(0^\circ) + I'(22.5^\circ) + I'(45^\circ) + I'(67.5^\circ)}{2} \\ Q &= I'(0^\circ) - I'(45^\circ) \\ U &= I'(22.5^\circ) - I'(67.5^\circ) \end{aligned} \quad (1.8)$$

Los parámetros de Stokes, en conjunto con el método matricial de Mueller, permiten entonces, analizar de forma sencilla el estado de polarización de la radiación electromagnética incidente mediante la medición de las irradiancias transmitidas a través de un sistema óptico conformado, específicamente en el caso del OAGH, por un polarizador y una placa retardadora de media onda; siendo el caso más usado en el área de polarimetría estelar a pesar de solamente ser capaz de cuantificar polarización lineal.

1.2. Polarización en astronomía

El uso de la polarización en la rama astronómica posee una gran variedad de aplicaciones al permitir recabar mayor información sobre los objetos emisores, sin embargo, su uso en este campo se popularizó hace apenas 70 años con el desarrollo de mejores telescopios y detectores. Durante la primera mitad del siglo XIX los estudios polarimétricos se remitían solamente a la Luna y planetas, hasta que los astrónomos americanos William Hiltner y John S. Hall observaron por primera vez, en 1949, el fenómeno de polarización en la radiación emitida por una estrella, y con ello dando pie al desarrollo de teorías que permitían el uso de datos de polarización para rastrear campos magnéticos interestelares de Jesse Greenstein y Leverett Davis Jr. [9]

1.2.1. Polvo interestelar

Durante la primera década del siglo XX, mientras Johannes Hartmann analizaba líneas de absorción en el espectro de ciertas estrellas binarias, notó que habían líneas que no presentaban corrimiento por el efecto Doppler propio del movimiento de las estrellas como el resto, por lo que determinó que éstas líneas debían haberse generado en nubes de polvo que se encontraran entre las estrellas y la Tierra. Por su parte, alrededor de 1930, Robert Trumpler concluyó que el espacio no era completamente transparente, dado que la luz de las estrellas parecía atenuarse cada vez más por la intervención de algún 'material' entre más lejanas se encontraran. Éstas observaciones, dieron evidencia clara de la presencia de gas y polvo interestelar en el espacio; ahora se conoce que pueden encontrarse tanto en forma de nubes individuales como en medios difusos y con densidades típicas de 1 átomo por cm^3 o 100 partículas por km^3 correspondientemente. [24]

Naturalmente, la interacción de la luz con el gas y, especialmente, el polvo interestelar provoca ciertos fenómenos importantes a considerar en este análisis.

Extinción. Las partículas de polvo interestelar pueden provocar la extinción del brillo de las estrellas de 2 maneras distintas, pero simultáneas:

Esparcimiento. En el esparcimiento, denominado también como scattering, la dirección de propagación de luz cambia a causa del polvo, por lo que se reduce su intensidad a lo largo de esa misma dirección. Los granos de polvo con diámetros similares a las longitudes de onda de la luz esparcen la luz de forma extremadamente eficiente. El gas también puede provocar extinción por esparcimiento, sin embargo su eficiencia es mucho más baja.

Enrojecimiento: El enrojecimiento de la luz de las estrellas se debe al hecho de que la cantidad de extinción aumenta conforme las longitudes de onda se vuelven más cortas. Por esto mismo, objetos que no son visibles en el óptico pueden ser estudiados en longitudes de onda mayores, como el infrarrojo, donde se presenta solamente cerca del 10 % de la extinción registrada en óptico, o en la región de radio donde resulta despreciable. [24] Así mismo, esto causa que la luz de estrellas distantes sea más roja de lo que se esperaría conforme a su clase espectral, es decir, la clasificación asignada dadas las características de su espectro (radiación electromagnética). [16]

Absorción. La energía irradiada por las estrellas es absorbida por el grano de polvo, transformada en calor y re-irradiada en longitudes de onda infrarrojas correspondientes a su temperatura.

Es importante resaltar que, dentro del proceso de absorción, la energía re-irradiada sigue la

ley de desplazamiento de Wien. Con esto se tiene que la temperatura del polvo en el espacio interestelar es de 10-20 grados Kelvin, correspondiente a las longitudes de onda de 300-150 μm , mientras que el polvo cercano a una estrella caliente puede alcanzar los 100-600 K y por ende, emitiendo en el rango de 30-5 μm . [24]

Polarización dicroica: Para inducir polarización dicroica en la luz de las estrellas, las partículas de polvo presentes en el medio interestelar deben poseer cierta asimetría y encontrarse alineadas. El eje mayor de estos granos de polvo se ve orientado de forma perpendicular al vector de momento angular del campo magnético causante de su alineamiento, por lo que al estudiar la dirección de polarización en varias direcciones es posible obtener un mapa de la estructura del campo magnético. [35] Igualmente, analizar el grado de polarización resultante y su dependencia con su longitud de onda dan información sobre las propiedades de las partículas de polvo.

1.2.2. Emisión en cercano infrarrojo

Dadas las particularidades del instrumento de observación usado en este trabajo, es necesario, primeramente, hacer algunas anotaciones propias de la astronomía a ras de suelo, i.e astronomía hecha mediante observatorios ubicados en la superficie de la Tierra, los cuales son usados en la obtención de imágenes en el rango desde el visible hasta radio del espectro electromagnético.

La atmósfera terrestre representa un gran obstáculo a vencer para la astronomía, pues al encontrarse mayormente formada por oxígeno y nitrógeno, es capaz de absorber gran parte de la radiación electromagnética proveniente del espacio, o dicho de otra forma, evitar la transmisión de ciertas longitudes de onda. Dentro del espectro electromagnético, se distinguen únicamente dos regiones de fácil transmisión, siendo la combinación del visible-cercano infrarrojo y radio (Figura 1.5). [26]

Para el caso de cercano infrarrojo, ésta zona de transmisión puede estrecharse en momentos y lugares con alta humedad, debido a la fuerte absorción del continuo por el vapor de agua o debido al bloqueo de las nubes. Nótese que dentro de ésta sección se encuentran varias longitudes de onda consecutivas o 'bandas fotométricas' muy angostas de transmisión, éstos intervalos son también conocidos como 'ventanas atmosféricas de observación'. Son designadas por la longitud de onda central y cierto $\delta\lambda$ obtenido de la total anchura a media altura (FWHM por sus siglas en ingles) de la intensidad. En la Tabla 1.1 se muestran algunas ventanas en infrarrojo, relevantes para el futuro análisis de NGC 6543. [26]

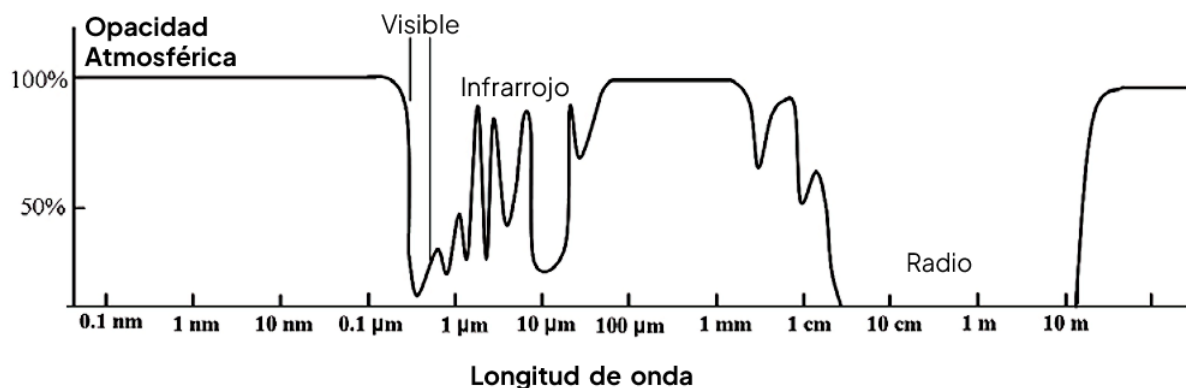


Figura 1.5: Diagrama generalizado de la opacidad atmosférica según distintas longitudes de onda del espectro electromagnético. Créditos: McLean, 2008.

Tabla 1.1: Ventanas atmosféricas de observación en el cercano infrarrojo. La banda K' ha sido desarrollada para mejorar el rendimiento en sitios con condiciones atmosféricas particulares, específicamente, a gran altura y con poca humedad. [26]

Designación	Longitud de onda central (μm)	Ancho de banda ($\delta\lambda$, μm)
J	1.25	0.3
H	1.65	0.35
K	2.2	0.4
K'	2.12	0.35

Igualmente, la atmósfera es capaz de emitir radiación, ya sea de forma no-térmica o térmica. Dentro de los fenómenos no-térmicos se encuentran las auroras boreales y luminiscencia nocturna; no se les dará mayor profundidad dado que no representan un problema serio o directamente son despreciables para las condiciones de este trabajo.

En cuanto a la radiación térmica, dada la temperatura de la atmósfera, junto a un factor de emisividad (ϵ_λ) que depende de la opacidad de la atmósfera en dada longitud de onda, ésta irradia un continuo cuya función viene expresada por la siguiente ley de Planck modificada: $\epsilon_\lambda B_\lambda(T)$. Esto denota que en longitudes de onda donde la atmósfera presente menor opacidad, serán también longitudes de onda donde habrá mayor emisión. Para temperaturas de 300 K, se presenta un pico en la emisión térmica en $9.66 \mu\text{m}$, mientras que para temperaturas mas frías, de 273 K, el máximo se desplaza a $10.6 \mu\text{m}$. [26]

1.2.3. Emisión polarizada en cercano infrarrojo de nebulosas planetarias

Ya que el polvo tiende a producir polarización (dicroísmo, esparcimiento), la polarimetría en infrarrojo resulta una herramienta eficiente en el estudio de objetos polvosos como son las nebulosas planetarias, pues permite la separación de la luz no polarizada proveniente de la envoltura circunestelar (CSE) y la emisión dispersada por las estructuras de polvo a su alrededor, proporcionando más información acerca de su morfología y evolución.

A continuación se muestra el resumen de dos publicaciones donde se integra esta información en el análisis de nebulosas post AGB o pre-planetarias, es decir, etapas avanzadas de evolución estelar en las que la estrella central ha eyectado sus capas mas externas, creando regiones polvosas. Éstos artículos servirán como guía para el análisis de NGC 6543 durante el capítulo 5.

Gledhill (2005) realiza un análisis polarimétrico en las bandas J y K del NIR de diversas nebulosas proto-planetarias (PPN por sus siglas en inglés), hallando en cada caso evidencia de axisimetría en la densidad de polvo que rodea a las estrellas progenitoras, lo que sugiere que las envolturas de polvo con forma axisimétrica son un fenómeno común en estrellas de etapa AGB durante su transición a post-AGB.

Con base en las imágenes de intensidad total y grado de polarización (Figura 1.6), es posible analizar las variaciones en el grado y ángulo de polarización de los vectores y determinar el tipo de estructura que posee cada objeto, clasificándolos en las categorías descritas a continuación.

Envoltura separada: Corresponde a objetos con una CSE (envoltura circunestelar) ópticamente delgada y en expansión. La razón para buscar este tipo de estructuras es que proveen un registro de la pérdida de masa de la estrella durante el final de su etapa AGB, donde la pérdida de material es de hasta $10^{-4} M_{\odot}$ por año y se desarrollan eyecciones de material de forma no esférica, así como posiblemente jets. Aquí las imágenes de grado de polarización presentan patrones centrosimétricos, propios de una fuente puntual central al iluminar isotrópicamente una envoltura ópticamente delgada.

Estructura bipolar: Objetos que poseen una estructura de polvo ópticamente gruesa, probablemente en forma de 'anillo' que permanece ligada a la estrella, en vez de expandirse como se espera de la CSE de una estrella AGB, oscureciendo la estrella central y canalizando la iluminación en los lóbulos bipolares. Aquí los vectores de polarización se muestran mayormente alineados a lo largo de una misma dirección (síntoma de una iluminación anisotrópa) perpendicular a las elongaciones dadas por un aumento en el grado de polarización según los mapas correspondientes.

Estructura no resuelta: Al igual que el caso de estructura bipolar, éstas presentan estructura de polvo ópticamente gruesa y sus vectores de polarización se encuentran dispuestos de forma alineada, sin embargo no presentan variación alguna en el grado de polarización ni en intensidad.

Se teoriza que las diferencias entre estas morfologías surgen a partir de la cantidad de polvo en el medio circunestelar, así como también se sugiere que se originan debido a la interacción, o no interacción, de una estrella compañera, i.e. un sistema binario.

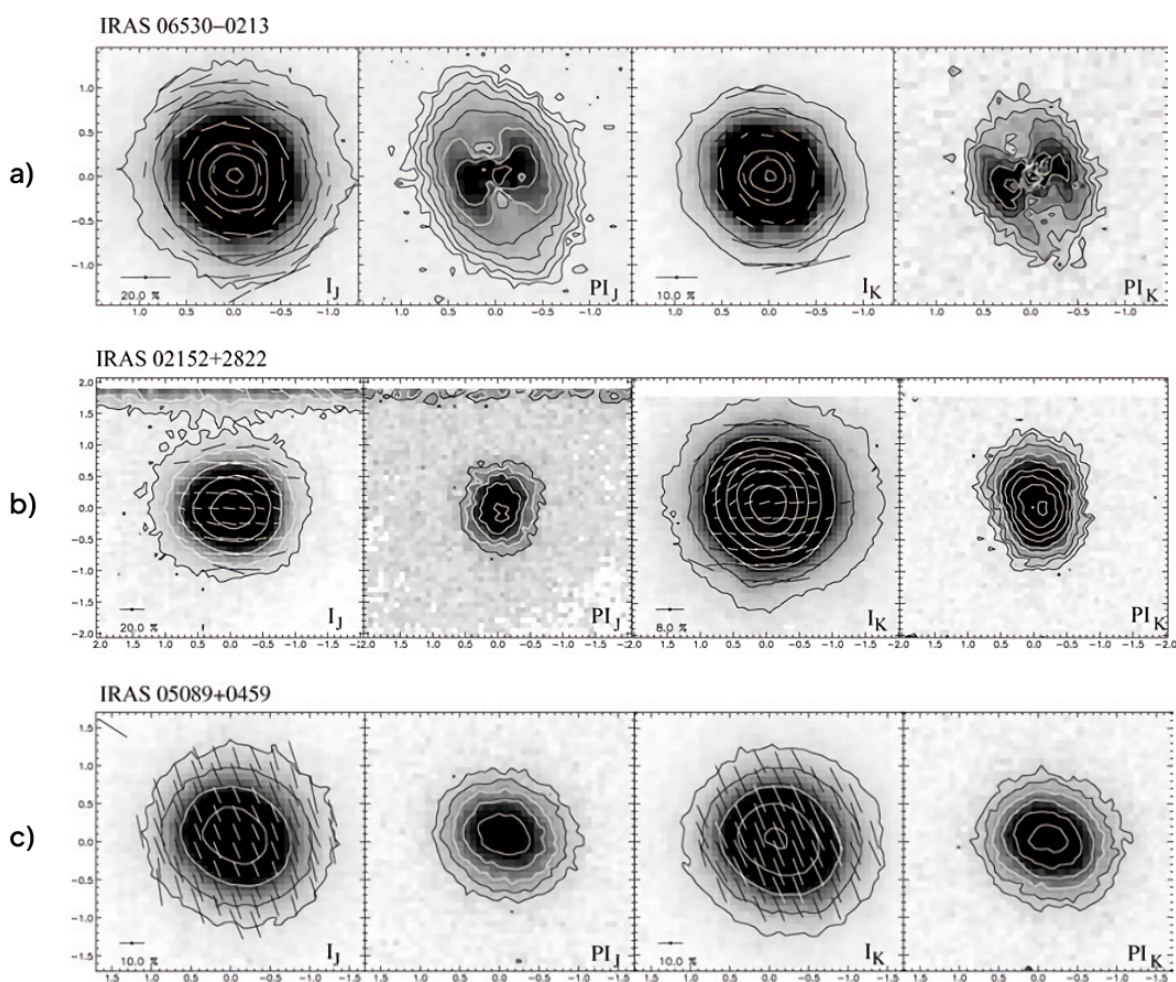


Figura 1.6: Mapas de vectores de polarización e intensidad de polarización (PI) superpuestos a las imágenes de intensidad total (I) para las bandas J y K de cada una de los objetos. IRAS 06530-0213: Ejemplo de una PPN con estructura de envoltante circunestelar separada. IRAS 02152+2822: Corresponde a una PPN con estructura bipolar. IRAS 05089+0459: PPN con estructura no resuelta. Créditos: Gledhill, 2005.

Por su parte, Serrano et al. (2020) realiza un análisis polarimétrico de la nebulosa pre-planetaria Frosty Leo en las bandas del NIR H, J y K'. Allí se reporta que los cascarones norte y sur (estructuras en las puntas de cada lóbulo de la nebulosa) emiten luz polarizada por esparcimiento, presentando un patrón de vectores de polarización centrosimétrico, así como un aumento en el grado de polarización conforme se acerca hacia los extremos de cada uno de los lóbulos mencionados (Figura 1.7).

El resultado más prominente resulta ser el hallazgo de una gran envolvente extendida (EE) esférica que rodea completamente ambos lóbulos; ésta estructura es el remanente del material eyectado previamente en la fase AGB, y dada su forma, es muy probable que la eyección de material se diera de forma isotrópica. Los vectores de polarización asociados a esta estructura se muestran paralelos al plano ecuatorial, debiéndose, muy probablemente, a una combinación de esparcimiento simple y múltiple, siendo ésta última gracias a que la luz que ilumina la envolvente posiblemente provenga de los lóbulos bipolares, siendo dispersada nuevamente por el polvo que la compone.

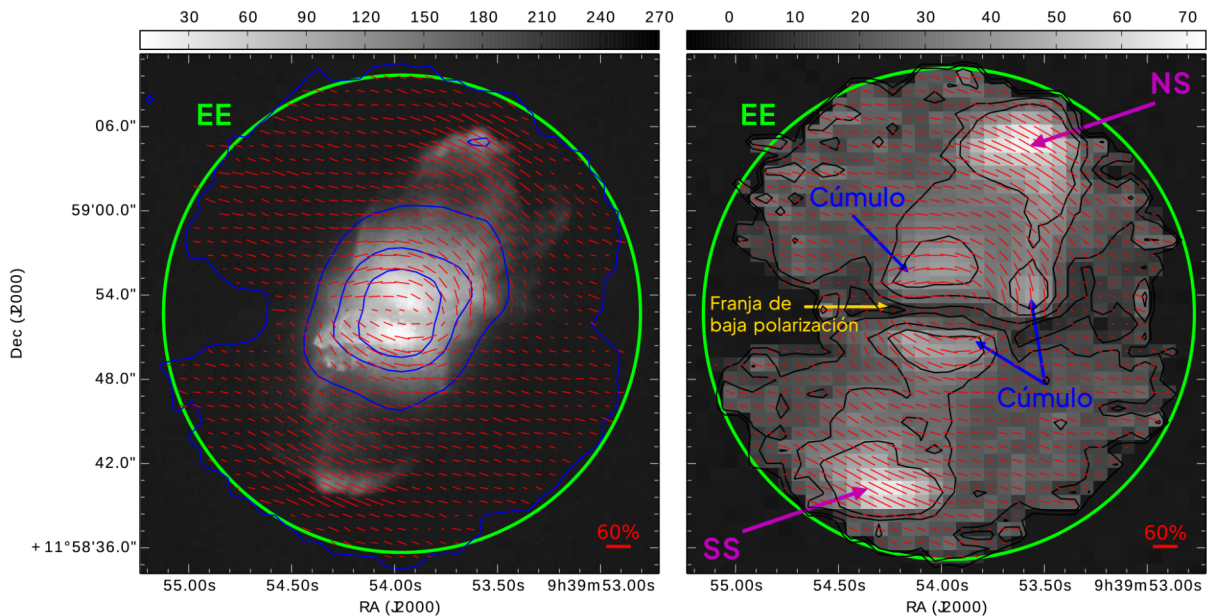


Figura 1.7: Esquema de la estructura de la nebulosa pre-planetaria Frosty Leo. La imagen de la izquierda muestra un mapa de vectores de polarización sobrepuesto a una imagen de intensidad total de alta resolución obtenida por el Telescopio Espacial Hubble. La imagen de la derecha muestra el mismo mapa de vectores de polarización sobre el mapa de grado de polarización (%P) correspondiente en escala de grises. Se resalta en verde la envolvente extendida y en magenta los cascarones norte y sur. Créditos: Serrano, 2020. Créditos: Serrano, 2020.

Capítulo 2

Nebulosas Planetarias y NGC 6543

2.1. Evolución estelar

Gracias al desarrollo general de la física, el avance tecnológico de telescopios y la implementación del análisis espectroscópico se ha obtenido mayor información acerca de la formación de las nebulosas planetarias.

Las distintas etapas evolutivas de una estrella, así como su duración, dependen completamente de la masa que logre acretar durante su proceso de formación; por ejemplo, las estrellas por debajo de $0.8 M_{\odot}$ son incapaces de mantener reacciones nucleares continuas de fusión de hidrógeno en su núcleo, por lo que no les será posible pasar a otras fases evolutivas y permanecerán como una estrella enana marrón el resto su 'vida'; por otro lado, las estrellas que cuenten con mas de $8 M_{\odot}$ se desarrollarán, a un ritmo mucho más rápido, en estrellas supergigantes y supernovas, para finalmente terminar su vida como una estrella de neutrones o un agujero negro. Para este trabajo nos enfocaremos en

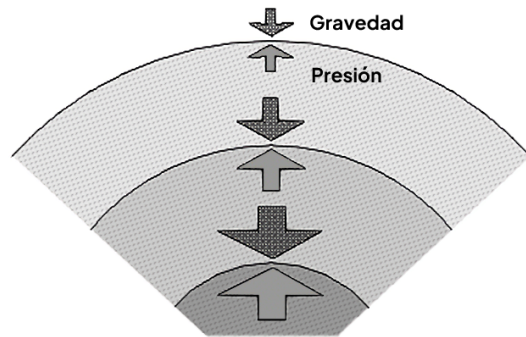


Figura 2.1: Las capas más profundas de una estrella experimentan mayor compresión gravitacional; para alcanzar el equilibrio hidrostático, éstas ejercen mayor presión hacia el exterior. Créditos: Nick Strobel.

las estrellas pequeñas-intermedias que poseen entre 0.8 a 8 M_{\odot} ; éstas constituyen la mayoría de las estrellas existentes y son las que formarán, casi al final de su vida, las denominadas nebulosas planetarias. [24]

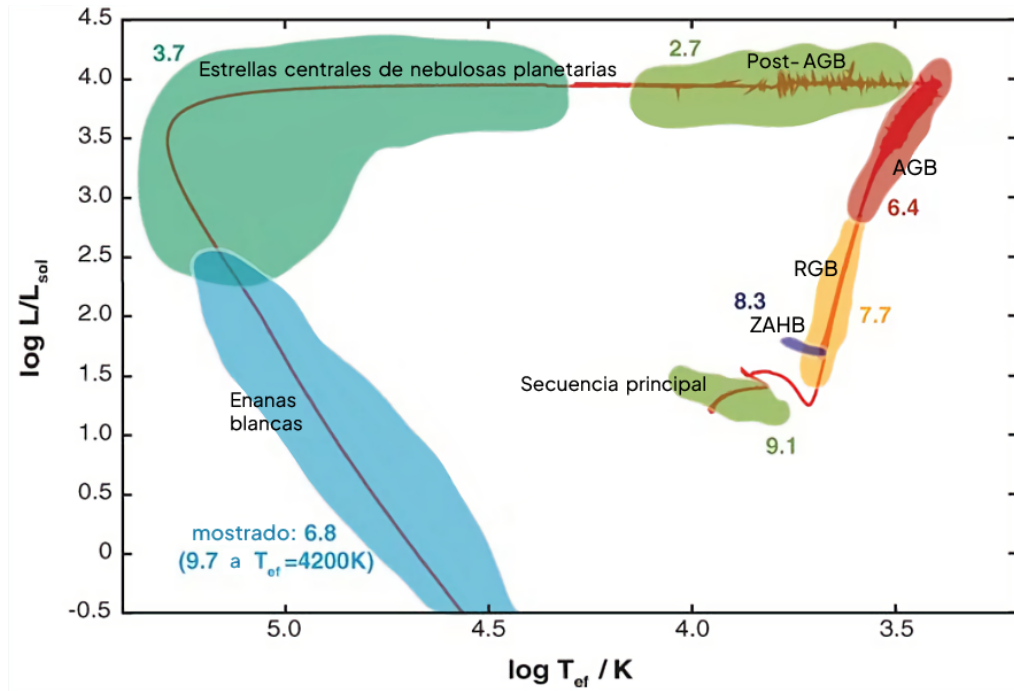


Figura 2.2: Diagrama Hertzsprung-Russell (diagrama HR) generado mediante método numérico que muestra la progresión evolutiva completa de una estrella de 2 M_{\odot} . Créditos: Herwig, 2005.

El proceso formativo de una estrella es un tema extenso por sí mismo, por lo que no será abordado con mayor detalle en este trabajo. Dicho de forma muy general y de acuerdo con Karttunen et al.(2007), éste proceso comienza en las nubes moleculares del medio interestelar, aquí se formarán condensaciones que, conforme ganen masa, experimentarán en cierto punto un colapso gravitacional, provocando así un incremento rápido de su densidad y presión cerca del centro; consecuentemente esto también provoca un aumento en su temperatura, de forma que se disocian las moléculas y posteriormente se ionizan los átomos. La contracción de la ahora 'protoestrella' se detiene una vez que una gran parte del gas se encuentra en forma de plasma, alcanzando el equilibrio hidrostático, es decir, la energía generada en el centro actúa a modo de presión hacia el exterior y se ve contrarrestada con la fuerza de gravedad que se ejerce hacia el centro (Figura 2.1).

Usualmente dicha protoestrella estará embebida en una nube de gas más grande, por lo que

continuará acretando material de su alrededor, aumentando su masa, densidad y temperatura central hasta que ésta última sea lo suficientemente grande para iniciar la reacción de fusión nuclear del hidrógeno, comenzando así la fase de secuencia principal (main sequence) (Figura 2.2).

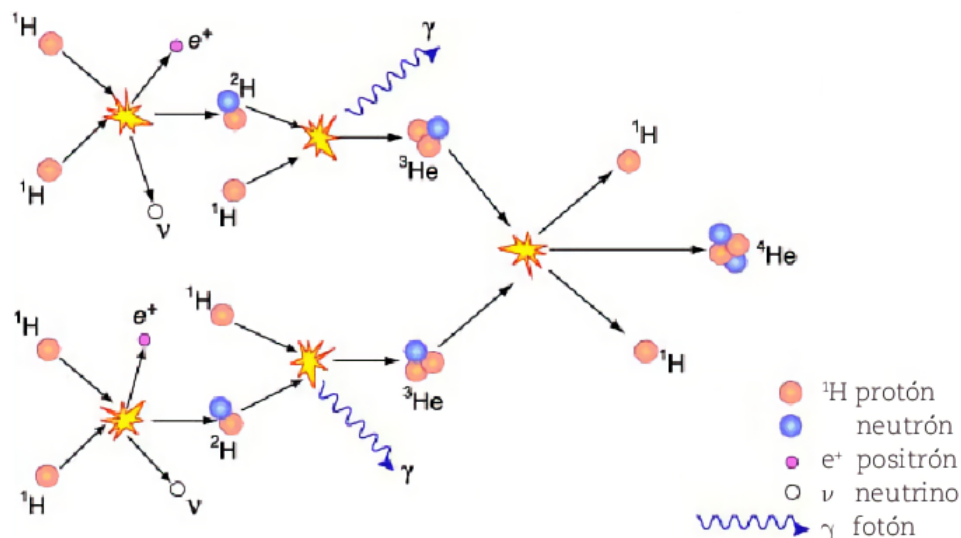


Figura 2.3: La cadena protón-protón, también llamada 'cadena PP', es el proceso dominante por el que las estrellas con menos de $1.5 M_{\odot}$ producen su energía, siendo en el caso del Sol, responsable del 85 % de la energía liberada. De forma general, cuatro núcleos de hidrógeno (protones, ya que el material se encuentra ionizado) experimentan esta secuencia de reacciones de fusión para producir un núcleo de helio-4; gracias a que en cada etapa la masa combinada de los productos es menor a la masa total de los reactivos, esta diferencia de masa es traducida en energía liberada de acuerdo con la ecuación de Einstein: $E = mc^2$. Créditos: Escalante et al. 2012.

En esta nueva etapa se encuentran las estrellas de edad cero; estrellas en equilibrio hidrostático que tienen como única fuente de energía la fusión de átomos de hidrógeno para la obtención de helio dentro su núcleo gracias a que poseen temperaturas cercanas a los 15 millones de grados Kelvin; ya sea mediante la cadena protón-protón o, en el caso de poseer una masa mayor a $1.5 M_{\odot}$, el ciclo Carbón-nitrógeno-oxígeno que opera a los 18 millones de Kelvin (Figuras 2.3 y 2.4). Las estrellas progenitoras de nebulosas planetarias pasarán la mayor parte de su vida en este estado, aproximadamente entre 1,000 millones y 10,000 millones de años dependiendo de la masa.

Eventualmente, una vez que la estrella ha agotado el hidrógeno en su núcleo, los procesos

de fusión se detienen, perdiéndose el equilibrio hidrostático al disminuir la presión de radiación y provocando que la fuerza gravitacional contraiga el núcleo de helio, aumentando así su densidad y temperatura.

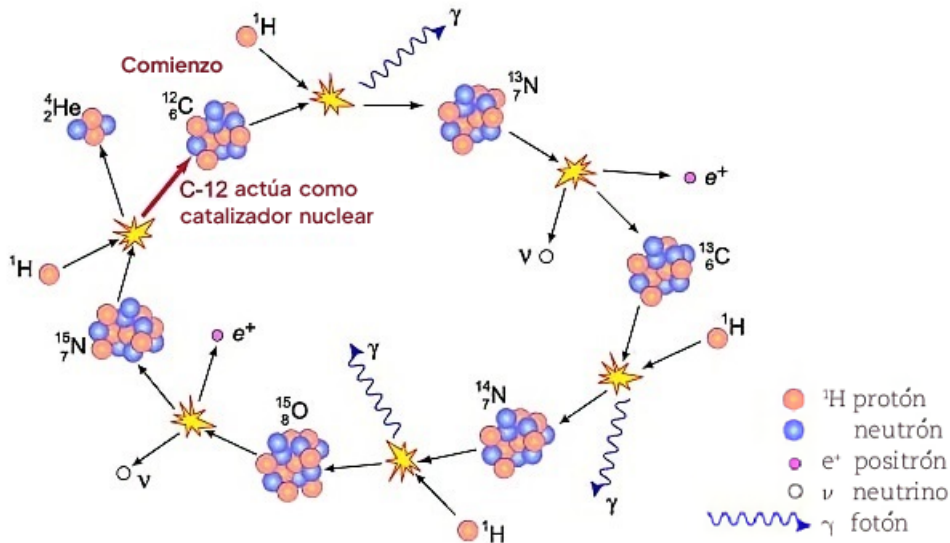


Figura 2.4: El ciclo CNO es una forma distinta de fusión de hidrógeno llevada a cabo por estrellas de 1.5 o más masas solares. Como su nombre lo indica es un proceso cíclico, comenzando con la fusión de un núcleo de hidrógeno con uno de carbono-12 para obtener nitrógeno-13, este isótopo es inestable por lo que decae en carbono-13, al fusionarse con otro protón se forma nitrógeno-14, que a su vez se fusiona con otro protón y da oxígeno-15, nuevamente este isótopo es inestable y decae formando nitrógeno-15, finalmente éste se fusiona con un protón y se obtienen como productos los núcleos de helio-4 y carbono-12. Este último será entonces capaz de iniciar nuevamente el ciclo, actuando como un catalizador, dado que es esencial para comenzar el proceso, mas no es requerido durante él. Créditos: Futura Sciences.

Este aumento de temperatura calienta la capa de hidrógeno que rodea al núcleo lo suficiente para comenzar nuevamente las reacciones de fusión nuclear en esta zona. Gracias a esto, la presión de radiación provoca la drástica expansión de las capas más externas de la estrella hasta alcanzar el equilibrio conforme el gas se dispersa y enfría. La conjunción de éstos efectos ocasiona el decaimiento de la temperatura efectiva de la estrella, y a su vez, el aumento de su luminosidad en un factor aproximado de 1,000 al aumentar su radio entre 10 a 100 veces el original. Aquí la estrella ha entrado en la 'Rama de las Gigantes Rojas' (RGB por sus siglas en inglés) (Figura 2.2). Durante ésta y las siguientes etapas de 'Rama de Gigantes', las capas externas están sujetas al resto de

la estrella por una muy débil atracción gravitacional, siendo fácilmente eyectadas por la misma presión de radiación y ocasionando una pérdida de masa cada vez más significativa. [1] [36]

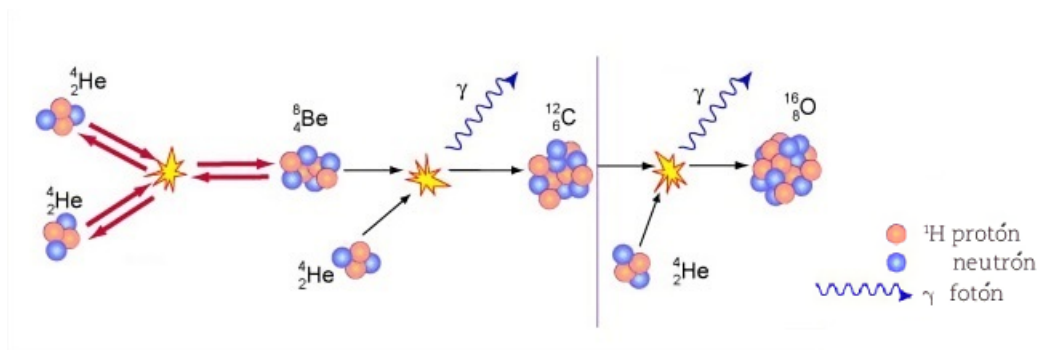


Figura 2.5: La reacción triple-alpha se lleva a cabo en el núcleo de estrellas evolutivamente más avanzadas, post-secuencia principal. El nombre se debe a que los tres núcleos de helio-4 usados en el proceso también son conocidos como partículas alpha. Este proceso comienza con la fusión de dos partículas alpha, formando así un núcleo de Berilio-8, el cual es inestable y normalmente decae nuevamente en los dos núcleos de helio-4 previos en una fracción de segundo, sin embargo, debido a las grandes cantidades de helio-4 dentro del núcleo es posible que una de éstas partículas alpha colisione con dicho núcleo de Berilio-8 antes de su decaimiento y forme carbono-12. Por su parte, éste núcleo de carbono-12 puede fusionarse con otra partícula alpha, obteniéndose oxígeno-16, y éste a su vez, mediante otra fusión con helio-4 puede formar Neón-20, no obstante ésta última reacción se produce en cantidades despreciables. Créditos: Escalante et al. 2012.

El helio producido en la envoltura es vertido junto al resto en el núcleo de la estrella, aumentando su masa y provocando que se caliente aún más. Al alcanzar la temperatura de 100 millones de K los núcleos de helio son capaces de fusionarse y formar carbono-12 y oxígeno-16 a través de la reacción triple alpha (Figura 2.5). Una vez que éste fenómeno inicia, se extiende rápidamente por todo el núcleo estelar; estrellas con masas menores a 2 o 3 M_{\odot} tardan cuestión de minutos u horas. Este repentino cambio es conocido como 'flash de helio'.

La energía liberada por la fusión de helio se transfiere a las capas superiores, calentándolas y en consecuencia, aumentando la temperatura efectiva de la estrella. La luminosidad permanece aproximadamente constante durante los siguientes $\sim 100,000$ años, por lo que a esta etapa se denomina 'Rama Horizontal de las Gigantes' (HGB). Nótese que es un periodo mucho mas corto que la secuencia principal debido al poco helio existente en el núcleo (Figura 2.2).

Nuevamente, una vez que todo el helio disponible ha sido fusionado, el núcleo se contrae

dada la fuerza gravitacional y por ende se calienta. En estrellas con masas de $8 M_{\odot}$ o menos las temperaturas y densidades centrales no son lo suficientemente altas para dar comienzo a la fusión de carbono, por lo que estas reacciones cesan totalmente.

Por otra parte, al igual que en la fase RGB, el calor generado se transfiere a la capa que rodea al núcleo y le permite a ésta comenzar la fusión de helio. La estrella ya gigante se expande aún más, disminuyendo su temperatura efectiva pero aumentando su luminosidad, clasificándose ahora dentro de 'Rama Asintótica de las Gigantes' (AGB) (Figura 2.7). [1] [36]

Como se indicó anteriormente, la fuerza de atracción gravitacional no es capaz de retener la envolvente exterior, propiciando la pérdida de masa de hasta $0.0010 M_{\odot}$ por año en las estrellas AGB evolutivamente más avanzadas; este material comprende una mezcla de elementos más pesados, incluyendo carbono y oxígeno extraídos del interior de la estrella y es eyectado debido a las pulsaciones generadas cada 10,000 - 100,000 años por los distintos flash de helio que ocurren en la capa mencionada.

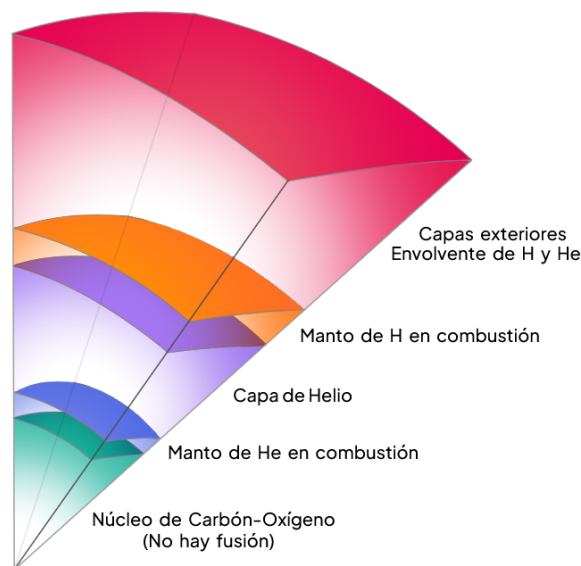


Figura 2.6: Diagrama esquemático de sección transversal del interior de una estrella AGB. Créditos: Adaptación al caso de una estrella AGB, ilustración original de Frank Timmes.

Éstos átomos forman moléculas, que a su vez forman partículas de polvo y tienden a formar una envolvente alrededor de la estrella; conforme la nube se expande se enfría, pero el polvo absorbe y re-emite la radiación de la estrella en longitudes de onda más largas, por lo que las estrellas AGB suelen ser más luminosas en el infrarrojo que en el rango visible.

Cuando el helio disponible para las reacciones de fusión dentro de la capa correspondiente se comienza a agotar, la presión de radiación cae y sufre una contracción junto al resto de capas más externas de hidrógeno. Esto provoca que la capa siguiente se caliente y comience la fusión de hidrógeno en helio, el cual se mezclará con el resto en la capa inferior, de la misma forma, se calentará y reiniciará las reacciones de fusión nucleares (Figura 2.6). Gracias al nuevo aumento de

la presión de radiación, la capa activa de hidrógeno se expande y enfría, deteniendo sus procesos de fusión.

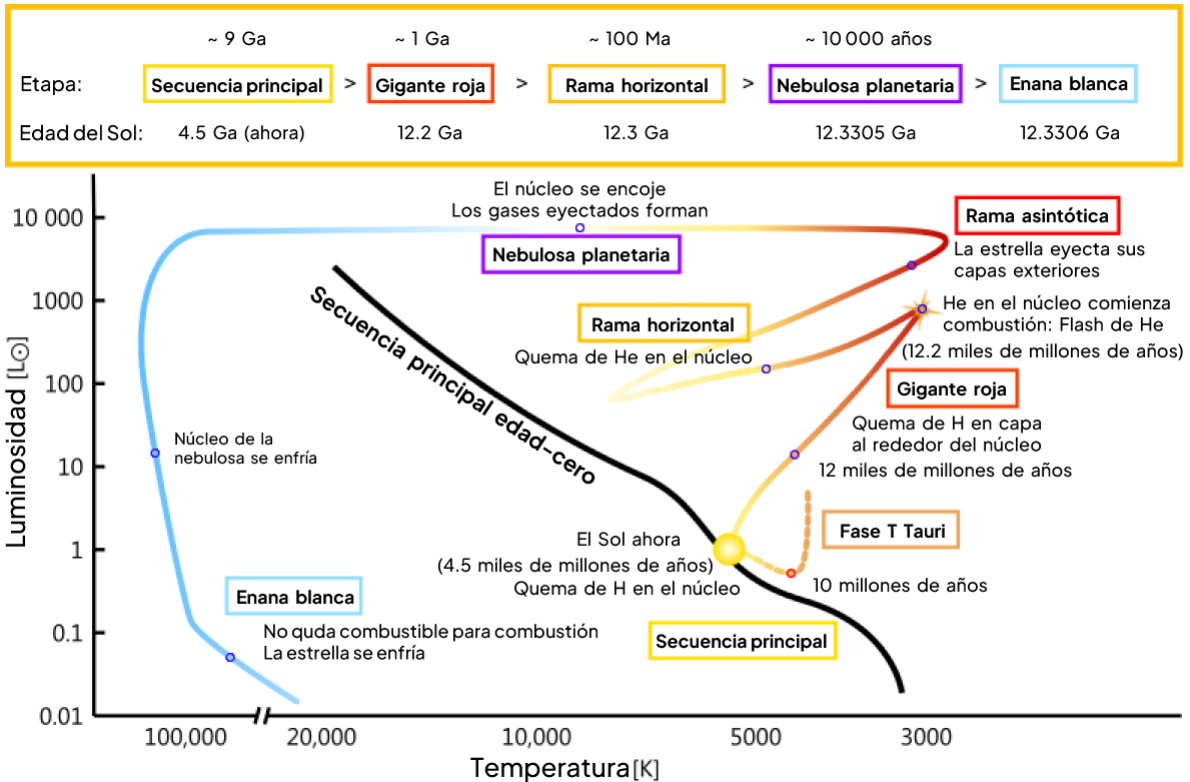


Figura 2.7: Diagrama HR que muestra la ruta evolutiva de una estrella de baja-intermedia masa, desde su contracción a la secuencia principal hasta su etapa como nebulosa planetaria y su consiguiente desenlace como enana blanca a modo de remanente. Créditos: Usuario de Wikimedia Commons, Szczureq.

Los intervalos entre las pulsaciones decrecen conforme la estrella AGB envejece pero aumentan drásticamente su luminosidad por varias décadas. Aquí las capas más externas de la estrella han sido casi totalmente eyectadas, colisionando con el material expulsado previamente y dotándolo de cierta estructura, ya sea esférica o con cualquier otra morfología. Esta nube de polvo se denomina 'envolvente circunestelar' y tiene una velocidad de expansión de $\sim 1,000$ km/s, así mismo, ésta característica permite catalogar a la estrella como 'post-AGB' o 'Pre-NPs'. [1] [36]

Con la eyección del resto de material, el núcleo de la estrella queda al descubierto. Su alta temperatura ($\sim 30,000$ K) es capaz de producir radiación UV, por lo que ioniza su envolvente de gas y la hace brillar con colores llamativos. Por los siguientes 10,000 años será una 'Nebulosa

Planetaria', hasta que lentamente su núcleo se enfríe y el polvo de su envolvente se disperse en el medio interestelar, quedando como remanente una 'Enana Blanca'.

2.1.1. Nebulosas planetarias

Como puede notarse, el término 'nebulosa planetaria' no está relacionado de ninguna forma al de 'planeta'. Dicho término proviene de las descripciones dadas por los astrónomos del siglo XVIII, Charles Messier y Antoine Darquier de Pellepoix, quienes observaron a través de telescopios tempranos 'objetos nebulosos' u 'objetos muy tenues pero perfectamente delineados, como un planeta desvanecido'. [11] Poco después, a principios de 1780, William Herschel afianzaría su uso al, nuevamente, comparar sus observaciones del planeta Urano con este tipo objetos.

Con el desarrollo de telescopios con mayores resoluciones y las primeras observaciones espectroscópicas de objetos astronómicos, el 29 de Agosto de 1864 el astrónomo William Huggins halló que uno de estos objetos, la nebulosa Ojo de Gato, presentaba líneas de emisión particulares, especialmente a 500.7 nm, la cual no correspondía a ningún elemento conocido hasta ese entonces, de este modo sentando las bases para su detección. [20]

En concreto, las nebulosas planetarias (PNs) son el resultado de la conjunción de una estrella de baja-media masa evolutivamente muy avanzada y su envolvente dispersa en la región circundante. Se trata de una fase corta, de aproximadamente 10,000 años en la que la estrella central, ahora con una masa de entre 0.1 a 1 M_{\odot} , mantiene una luminosidad constante pero incrementa notoriamente su temperatura de forma paulatina, siendo capaz de emitir radiación ultravioleta y ionizar el medio interestelar a su alrededor al adquirir temperaturas efectivas mayores a 100,000 K, dándole al material eyectado previamente los brillantes colores tan característicos de estos objetos (Figura 2.8).

Por su parte, la envolvente alcanza temperaturas de aproximadamente 10,000 K y puede llegar a medir hasta 4 años luz. Se encuentra compuesta por grandes cantidades de gas, principalmente hidrógeno y helio además de otros elementos químicos en forma de polvo; es una región de baja densidad, de entre 100 a 10,000 partículas por cm^3 y dada su natural dilución, las nebulosas planetarias más jóvenes presentan una mayor densidad, mientras que las más antiguas se disipan hasta desaparecer en el medio interestelar. [24]

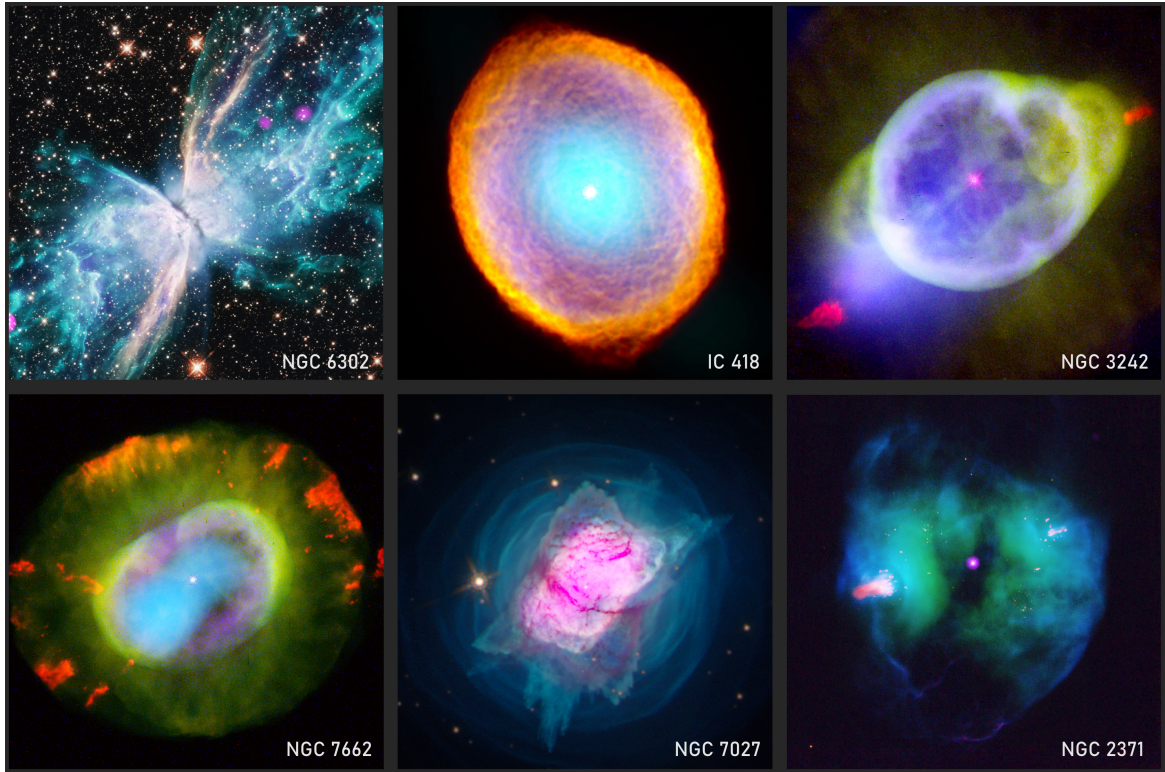


Figura 2.8: Mosaico de nebulosas planetarias con distintas morfologías. Imagen compuesta con rayos-X (datos provistos por el Observatorio de Rayos-X Chandra) y luz visible (datos provistos por el Telescopio Espacial Hubble). Créditos: Chandra X-Ray Observatory.

A diferencia del proceso evolutivo que tienen las estrellas con masas mayores a $8 M_{\odot}$, no se tienen las condiciones físicas (temperaturas centrales mayores a 500 millones de grados Kelvin y densidad mayor a $3 \times 10^9 \text{ kg/m}^3$) [34] para iniciar la quema de carbono presente en el núcleo, por lo que la estrella central comienza a enfriarse y no es capaz mantener la envoltura ionizada. Con el tiempo la estrella continuará enfriándose hasta dar paso a una enana blanca.

2.2. Parámetros físicos de NGC 6543

La nebulosa planetaria NGC 6543 es una de las más complejas vistas hasta ahora dadas las capas concéntricas de gas, eyecciones de alta velocidad, burbujas e inusuales nudos inducidos por choque [38]; siendo éstas estructuras iluminadas por la estrella moribunda en su núcleo las que le dan su sobrenombre de 'Ojo de Gato'.

Ésta fue una de las primeras nebulosas planetarias en ser descubiertas. El primer registro con

el que se cuenta data del 15 de Febrero del año 1786, por el astrónomo William Herschel, y fue igualmente, el primer objeto en ser analizado mediante espectroscopía por el astrónomo amateur William Huggins. Se trata de un objeto bien estudiado, que ha sido observado en muchas bandas del espectro, desde rayos-X hasta radio. La información recabada por el Telescopio Espacial Hubble (HST) y el Observatorio Chandra han permitido obtener imágenes detalladas de su estructura (Figura 2.9).

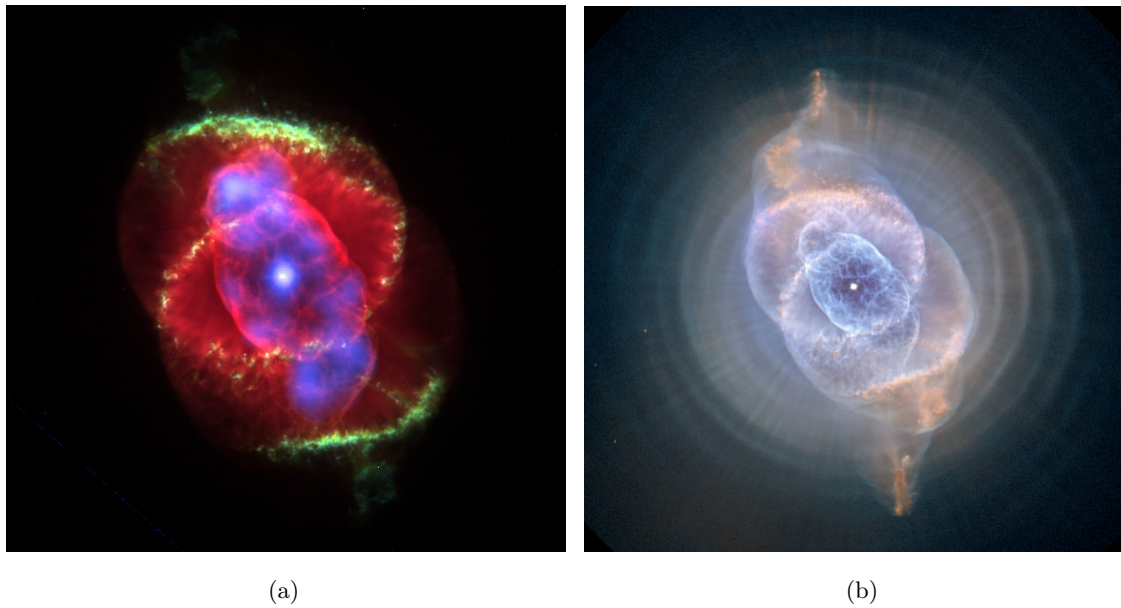


Figura 2.9: Imágenes de tres colores en distintas bandas de NGC 6543. (a) Imagen compuesta con rayos-X/óptico. Datos en rayos-X provistos por NASA/UIUC y Y.Chu et al. Datos en óptico provistos por NASA/HST. Mostrándose en rojo, hidrógeno-alpha a 656.28 nm; azul, oxígeno neutro a 630 nm; verde, nitrógeno ionizado a 658.4 nm. (b) Imagen compuesta en óptico usando los filtros: azul, F502N [O III]; verde, FR505N [O III] y rojo, F658N (H-alpha+[N II]). Datos provistos por NASA, ESA, HEIC, y The Hubble Heritage Team (STScI/AURA). Imágenes obtenidas de Chandra X-Ray Observatory y Hubblesite correspondientemente.

NGC 6543 está localizada dentro de nuestra galaxia la Vía Láctea, encontrándose a aproximadamente 1,365 pc de la Tierra de acuerdo con las últimas mediciones hechas por el proyecto Gaia (Gaia EDR3). Se encuentra ubicada en la constelación del norte lejano Draco (Figura 2.10), en las coordenadas 17h 58m 33.4039s en ascensión recta y +66° 37' 58.7507" en declinación, de acuerdo con la época de referencia J2000. [6]

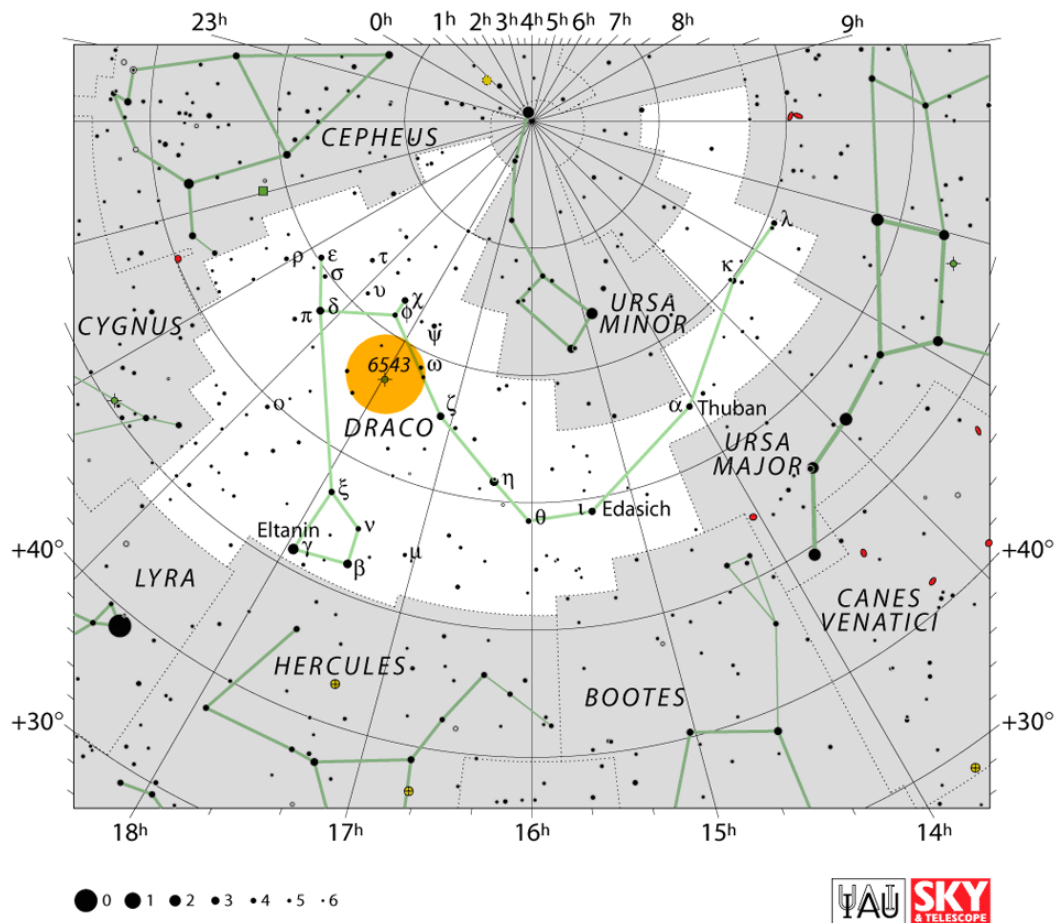


Figura 2.10: Ubicación de la nebulosa planetaria NGC 6543 dentro de la constelación Draco. Créditos: International Astronomical Union (IAU) y Sky & Telescope.

Se trata de una nebulosa planetaria bipolar con morfología punto-simétrica [3] cuya estructura se puede dividir en dos componentes, el casco interno y el externo. El casco interno consta de un elipsoide de un tamaño aproximado de 16 arcsec de eje mayor. En esta región se encuentra la estrella central, también denominada 'núcleo de nebulosa planetaria' (PNN por sus siglas en inglés), la cual presenta una temperatura de 80,000 K. [44] También se encuentran presente gases a altas temperaturas responsables de la emisión de rayos-X. [45] Por otra parte, el casco externo se compone de dos lóbulos semi esféricos conectados al centro, con protuberancias, ansae y jets en cada polo; éstas estructuras resultan ser punto-simétricas y se encuentran contenidas en una región de aproximadamente 25 arcsec de diámetro. [2] [33]

Corradi et al. (2003) describe un halo extendido con un tamaño aproximado a 380 arcosegundos de diámetro de material eyectado por la estrella progenitora durante su fase de gigante roja; el análisis de dicho halo no se incluye dentro del presente trabajo (Figura 2.11).

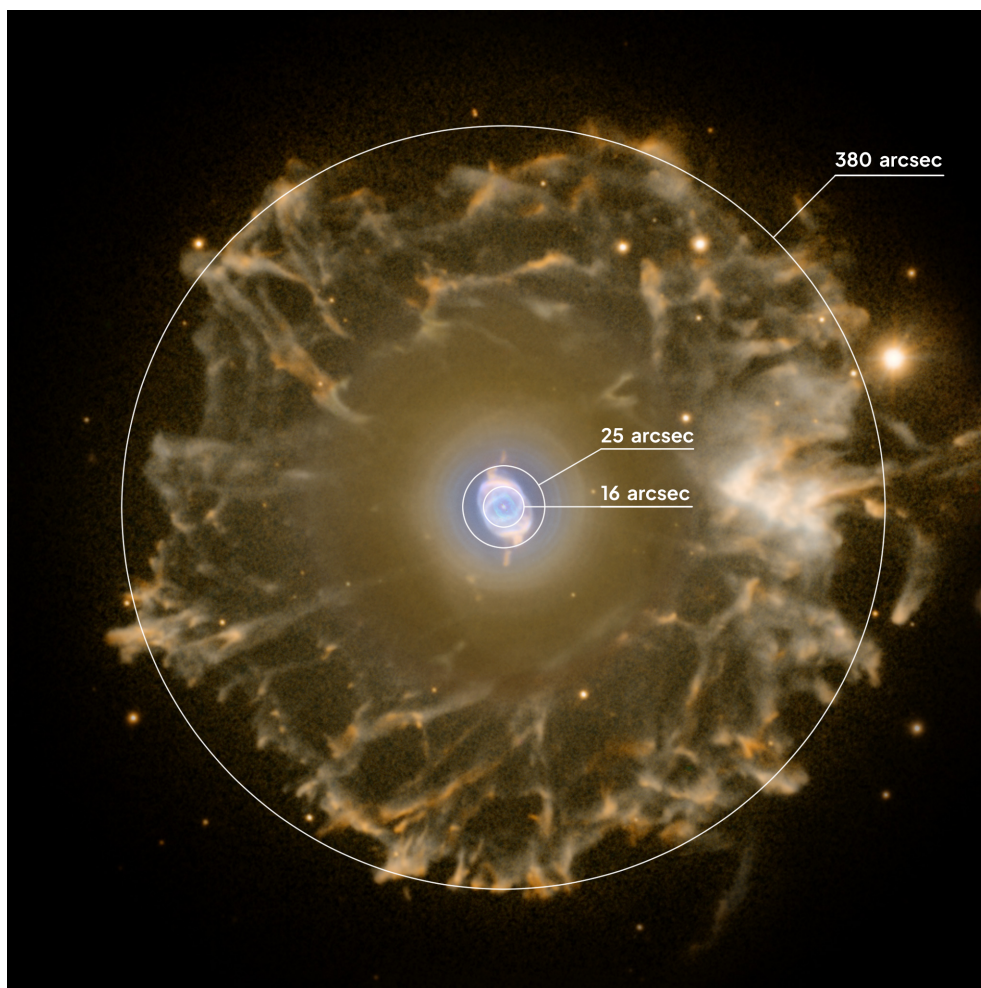


Figura 2.11: Imagen compuesta por dos exposiciones de banda angosta, mostrando átomos de oxígeno (en azul, 1800 segundos) y átomos de nitrógeno (en rojo, 1800 segundos). Imagen obtenida de ESA/Hubble. Créditos: Nordic Optical Telescope y Romano Corradi (Isaac Newton Group of Telescopes, España). Modificada para ilustrar los tamaños de cada componente.

Por otra parte, observaciones indican que la temperatura del cuerpo principal de la nebulosa oscila entre 7,000 y 9,000 K y posee una densidad promedio de 5,000 partículas por cm^3 ; así como también sugieren que la pérdida de masa se ha dado en una serie de pulsaciones dadas en intervalos de 1,500 años, formando éstas envolventes de polvo apiladas a modo de matryoshka al rededor de la PN. Éste hallazgo resultó ser inesperado, por lo que se han planteado distintas explicaciones; ya sea

debido a ciclos de actividad magnética, a la interacción con una estrella binaria orbitando alrededor de la progenitora, pulsaciones estelares o incluso, la liberación del material de forma paulatina, de forma que éstas capas son creadas posteriormente debido a la formación de olas/flujos en el material eyectado. [38]

Balick (2004) muestra un primer esquema de la estructura interna de NGC 6543 (Fig. 2.12a) en el que se muestran tanto la capa externa como interna de la nebulosa, añadiendo igualmente estructura en las regiones polares y la existencia de un anillo ecuatorial que acintura su envolvente. Actualmente este modelo se considera obsoleto, dado que nuevas observaciones y simulaciones realizadas por Clairmont, R. et al. (2022) arrojan un modelo morfocinemático distinto (Figura 2.12b) que replica varios diagramas PV obtenidos del catálogo cinemático de nebulosas planetarias del observatorio de San Pedro Mártir, Baja California, México; en dicho trabajo se contempla la formación de estructuras de anillos parciales en cada polo mediante la interacción de un sistema binario, que a su vez formaría vientos colimados (flujo de material eyectado con mínima dispersión) y jets precesantes (eyección de material ionizado a lo largo de un eje de rotación), permitiendo la formación de las estructuras punto-simétricas complejas observadas; descartando la opción de que se trate de una sola estrella variable como algunos estudios espectroscópicos han sugerido.

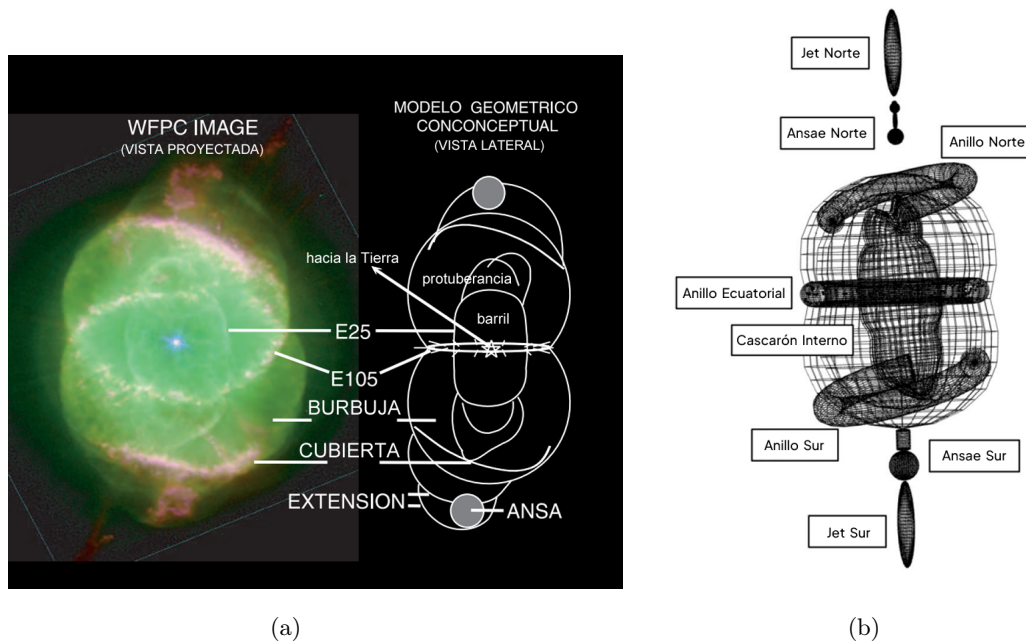


Figura 2.12: (a) Modelo esquemático de la estructura nebular propuesto por Balick, 2004. (b) Modelo morfocinemático propuesto por Clairmont, 2022. Ambos modelos indican las componentes principales y son vistos desde la vista lateral.

2.2.1. Fotometría

De acuerdo con la base de datos de SIMBAD, NGC 6543 cuenta con mediciones de flujo para diversas bandas que van desde el azul hasta el cercano infrarrojo (Tabla 2.1), realizadas por distintos proyectos como son el catálogo Tycho-2, Gaia EDR3 y catálogo 2MASS.

Tabla 2.1: Magnitudes en distintas bandas de NGC 6543

Filtro	Magnitud aparente
B	11.09
V	11.28
G	11.23
J	8.95
H	9.07
K	8.34

2.2.2. Espectroscopía

Análisis espectrométricos muestran una pérdida de masa de $3.2 \times 10^{-7} M_{\odot}$ por año en un viento estelar con velocidades cercanas a 1,900 km/s. [5]

Anteriormente, la estrella central se encontraba catalogada como WELS (Weak Emission Line Star), sin embargo, gracias a los análisis espectrométricos publicados por Parthasarathy, M. et al. 1998, se ha reclasificado como WC - PG1159; etapa dentro del desarrollo post-AGB previo a enana blanca. Dicha reclasificación se debe a que su espectro muestra líneas de emisión en los marcadores He II en 4686 Å y C IV en 5806 Å (Figura 2.13). Así mismo, se menciona que dada su riqueza en helio, se le ha dado la subclasificación de Of mencionada primeramente por Méndez (1991).

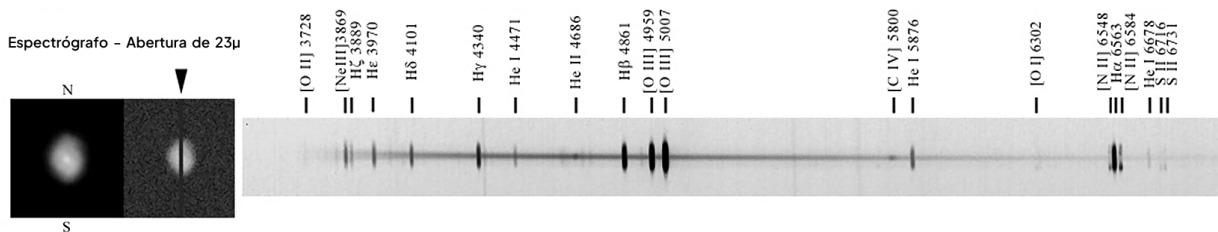


Figura 2.13: Espectro de NGC 6543 obtenido a través de un espectrógrafo de 23 μ de abertura que muestra las pequeñas líneas de emisión correspondientes a He II en 4686 Å y C IV en 5806 Å.

Créditos: Usuario de Cloudy Nights, Ferreira, J.

2.2.3. Polarimetría

A pesar de ser un objeto altamente observado, hasta el momento de redacción del presente trabajo, no se tienen datos sobre estudios polarimétricos previos de este objeto, por lo que la comparativa con otras bandas y casos próximos como lo son las nebulosas pre-planetarias serán clave para su análisis.

La obtención de mapas de grado de polarización lineal en el cercano infrarrojo resulta ser una importante aportación al estudio de NGC 6543 para comprender mejor su morfología, y a su vez, ahondar en el proceso evolutivo de este tipo de objetos.

En resumen, NGC 6543 es una de las nebulosas planetarias más observadas del cielo, sin embargo, aún ofrece un reto para la comunidad científica dada su compleja morfología y peculiares características, pudiendo ofrecer información valiosa acerca del proceso de formación de nebulosas planetarias. A continuación se presentan tablas que resumen las características más importantes:

Tabla 2.2: Propiedades físicas de NGC 6543

Ascensión recta	17h 58m 33.4039s	Paralaje	0.7321 (marsec)
Declinación	+66° 37' 58.7507"	Tamaño angular	0.623 (arcmin)
Magnitud en V	11.8	Clasificación espectral	WC - PG1159
Magnitud en H	9.076	Temperatura PNN	80 kK
Magnitud en K	8.34	Temperatura PN	7,000 - 9,000 K

Tabla 2.3: Temperaturas de cada una de las regiones que conforman NGC 6543.

Región	Temperatura
Halo extendido	—
Cuerpo principal	7,000 - 9,000 K
Estrella central	80,000 K

Capítulo 3

Observaciones y Reducción de Datos

En este capítulo se abordan los retos técnicos que suponen las observaciones hechas en bandas de infrarrojo cercano, así como el proceso de observación realizado en el Observatorio Astrofísico Guillermo Haro a la nebulosa NGC 6543 mediante equipos especializados como son las componentes de CANICA y POLICAN. De igual forma, se describen las fases típicas del proceso de reducción de datos para la obtención de mapas de distintos parámetros físicos con ayuda del software IRAF y el entorno python, siendo determinantes en la obtención de resultados confiables.

3.1. Turbulencia y seeing

Un fenómeno de preocupación para la obtención de imágenes astronómicas es el hecho de que la atmósfera perturba la luz incidente a través de turbulencias en el aire, limitando la capacidad del telescopio para alcanzar su máxima resolución angular. Este fenómeno de turbulencia es en esencia la difracción de la luz (desviación de las ondas al encontrarse un obstáculo en su camino) debida al rápido movimiento de masas de aire con distintas temperaturas y por consiguiente, distintas densidades. Se caracteriza mediante el tamaño de una fracción de la atmósfera, denominada 'celda atmosférica', que aún en las mejores condiciones posee tamaños menores a 1 m de ancho, siendo típicamente de 20 cm aproximadamente. [26]

La radiación proveniente del espacio posee originalmente un frente de onda esencialmente plano y sus haces son paralelos, no obstante, cuando la luz finalmente llega al telescopio ésta ha perdido dichas características; adicionalmente, la interferencia destructiva y constructiva generada por la misma turbulencia ocasionan una variación aleatoria en la intensidad. Todo esto se debe a

que las celdas actúan como una lente débil y curvan ligeramente los haces de luz incidentes hacia distintas direcciones, pues cada una presenta un índice de refracción levemente distinto. [26]

Dado que el tamaño de las celdas atmosféricas es mucho menor a los diámetros de los grandes telescopios modernos, lo que inicialmente es una fuente puntual, resulta observándose como un disco de luz borroso que puede ser de 10 a 100 veces más grande en diámetro dependiendo del sitio del telescopio y sus condiciones atmosféricas. La calidad de las imágenes estará directamente relacionada a la estadística de estas perturbaciones aleatorias del frente de onda incidente; a esto se le conoce como 'seeing' o 'calidad del cielo'.

Así como la turbulencia sucede en la atmósfera, también puede presentarse dentro del domo del observatorio; algunas fuentes de turbulencia pueden ser la diferencia de temperatura entre espejos primario y secundario o corrientes de aire al interior. Para reducir el impacto en las mediciones, se toman medidas de precaución como la ventilación y/o el uso de aire acondicionado.

3.2. Defectos observacionales e instrumentales en imágenes astronómicas

Dadas las particularidades propias de la observación en bandas de infrarrojo el Rockwell International Science Center desarrolló dispositivos especializados; estos sensores son hechos con el compuesto químico HgCdTe (mercurio, cadmio y telurio), pues es un material económico y capaz de detectar radiación infrarroja desde NIR hasta LWIR (Long-Wave Infrared) al ofrecer un rango espectral amplio. Además, ajustando la relación entre mercurio y cadmio en dicha aleación puede ser optimizada la sensibilidad del detector, ofreciendo distintos enfoques para longitudes de onda en NIR/SWIR (Small-Wave Infrared), MWIR (Midium-Wave Infrared) o LWIR, según se desee. [15] [42]

Muchos de estos detectores llevan el nombre de los observatorios astronómicos o instru-

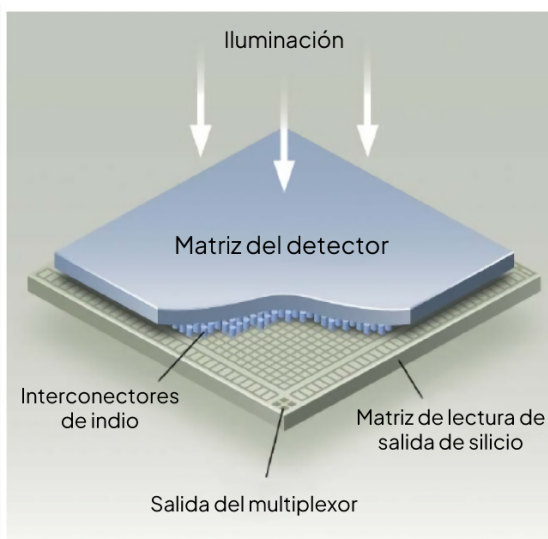


Figura 3.1: Detector de radiación infrarroja HgCdTe. Créditos: Teledyne Imaging Technologies.

mentos para los que fueron desarrollados originalmente, como lo son los detectores NICMOS, y especialmente relacionado a este trabajo, los tipo HAWAII, acrónimo de ‘HgCdTe Astronomical Wide Area Infrared Imager’, cuyo desarrollo se dio a finales de los 90’s y principios de los 2000’s.

De forma generalizada, estos detectores están formados por dos capas (Figura 3.1); la primera de ellas consta de un arreglo matricial de microscópicos fotoconductores o fotodiodos denominados ‘píxeles’, hechos de HgCdTe. La segunda capa, hecha a base de silicio, se encuentra debajo de la primera y se denomina ‘multiplexer’. Ambas capas están unidas eléctricamente mediante ‘bumps’, es decir, pilares de indio cuyos extremos conectan cada uno de los píxeles al multiplexer. [15]

Su funcionamiento se basa en la liberación de carga como resultado de la interacción entre los fotones entrantes y dichos fotodiodos, puesto que cada uno de ellos, así como sus componentes electrónicos correspondientes del multiplexer, poseen cierta capacitancia. Los distintos niveles de voltaje de los píxeles son leídos (readout) con determinada velocidad, ya sea de forma directa uno a uno, o por fila de forma simultánea; obteniendo así una señal digitalizada. Finalmente, se elimina la carga almacenada por los capacitores al establecer cierto voltaje a lo largo de cada uno, restableciendo el píxel a su estado original (reset) y comenzando así la siguiente exposición. [15] [19]

Es importante notar que el tiempo de exposición en este tipo de dispositivos no es controlado por un obturador puesto que también emitiría radiación térmica; en su lugar, se utiliza el mismo tiempo entre el reset y el readout de cada uno de los píxeles.

Con todo esto dicho, a continuación se detallan los errores inducidos a las imágenes tanto por el mismo detector como por los efectos atmosféricos descritos anteriormente, así como los procedimientos a realizar para sus corregirlos en las imágenes astronómicas obtenidas.

3.2.1. Imágenes de corriente oscura

Por la forma descrita en que trabaja el sistema electrónico del detector HAWAII siempre se producirá una pequeña lectura positiva para cada píxel, a esto se le conoce como nivel de parcialidad, también conocido como ‘bias’, y puede ser determinado fácilmente tomando una muy corta exposición con el obturador cerrado. Una imagen de parcialidad correcta debe estar dominada por variaciones de ruido aleatorias con muy poca estructura.

Éstas imágenes de corriente oscura o ‘dark’, también permiten caracterizar la radiación emitida por el mismo telescopio; en el caso dado de observaciones en bandas de infrarrojo la sustracción de estas imágenes de cada una de las exposiciones resulta ser un paso esencial en la reducción de

datos.

Para la obtención de un archivo maestro que contenga la información de todos estos defectos se acostumbra tomar varios conjuntos de exposiciones con el obturador cerrado y con tiempos de exposición iguales a los usados para el objeto estudiado, para obtener así una buena lectura del valor promedio mientras se preserva cualquier ruido espacialmente coherente y los niveles de píxel a píxel. [25] [26]

3.2.2. Corrección de campo plano

Variaciones en la sensibilidad de píxel a píxel son intrínsecas a los detectores dadas las variaciones físicas ocasionadas durante su fabricación o efectos de atenuación óptica como partículas de polvo microscópicas en la superficie del detector. Estas pequeñas variaciones provocan la obtención de imágenes astronómicas 'ruidosas' al nivel correspondiente de un pequeño porcentaje del brillo del cielo, por lo que es de suma importancia minimizarlas. [26]

Para detectar y corregir este tipo de defectos de iluminación en el sistema se suelen utilizar las imágenes de campo plano, llamadas en inglés 'flats'. Estas imágenes son tomadas mientras el telescopio se encuentra completamente desenfocado y apuntando a una superficie blanca mate, ya sea el mismo interior del domo del observatorio o una pantalla, iluminada lo más uniformemente posible con una lámpara de tungsteno con la intención de generar un frente de onda plano; posteriormente se promedian y se sustraen de cada una de las imágenes pertenecientes a la observación del objeto. [25] [26]

3.3. Observatorio Astrofísico Guillermo Haro

El OAGH, nombrado así en honor al científico e investigador mexicano Guillermo Haro Barraza, es un observatorio construido y manejado por el Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica (INAOE). Inaugurado el 8 de septiembre de 1987 y comenzando operaciones en 1992, se encuentra ubicado en Cananea, Sonora y cuenta con un telescopio tipo Ritchey-Chretien con un espejo primario de 2.12 metros de diámetro, siendo la componente óptica más grande construida fuera de los países de primer mundo; así mismo pone a disposición de la comunidad astronómica nacional e internacional los instrumentos de cámara directa, espectrofotómetro LFOSC, espectrógrafo Boller& Chivens, cámara de infrarrojo cercano (CANICA) y polarímetro de infrarrojo cercano (POLICAN) (Figura 3.2). [25]



Figura 3.2: Observatorio Astronómico Guillermo Haro (OAGH); Cananea, Sonora. Izquierda: Vista exterior del observatorio. Derecha: Telescopio de 2.1 m con montura ecuatorial. Créditos: Carrasco et al. (2017)

Para la realización de las observaciones en el presente trabajo se requirieron específicamente de los instrumentos de Cámara de Infrarrojo Cercano de Cananea (CANICA) y Polarímetro de Infrarrojo Cercano de Cananea (POLICAN) que tiene a su disposición el OAGH, por lo que a continuación se describen sus especificaciones.

CANICA El arreglo óptico se encuentra compuesto por un colimador y un reductor focal, cuyas lentes están hechas de Selenuro de Zinc (ZnSe) y Sulfuro de Zinc (ZnS), que en conjunto con el detector tipo HAWAII de 1024 x 1024 píxeles resultan en escala de placa de 0.32"/píxel y un campo de visión aproximado de 5.5' x 5.5' minutos de arco cuadrados.

Los componentes ópticos, mecánicos y electrónicos de CANICA operan a temperatura de 77 K gracias a que se encuentran contenidos dentro de un envase criogénico, que a su vez cuenta con un tanque de 8.5 litros que se rellena cada 12 horas aproximadamente con nitrógeno líquido; esto con el objetivo de reducir la radiación térmica del propio instrumento hacia el detector (Figuras 3.3 y 3.4).

Adicionalmente CANICA cuenta con 2 ruedas de filtros que permiten al astrónomo seleccionar diferentes longitudes de onda para las observaciones, ya sea de banda ancha o angosta. La

lista de filtros y el orden en que están acomodados se muestra en la figura 3.5. [25]

POLICAN Diseñado para funcionar en conjunto con **CANICA**, **POLICAN** es capaz de medir polarización lineal gracias a que posee como componentes ópticos un polarizador lineal de rejilla con 4000 líneas/mm y una placa de media onda rotatoria (también llamado retardador) de 50 mm de diámetro (Figura 3.4), permitiendo modular la luz incidente a diferentes ángulos (0° , 22.5° , 45° y 67.5°) y en consecuencia medir los parámetros de Stokes lineales (I, Q y U). [25]

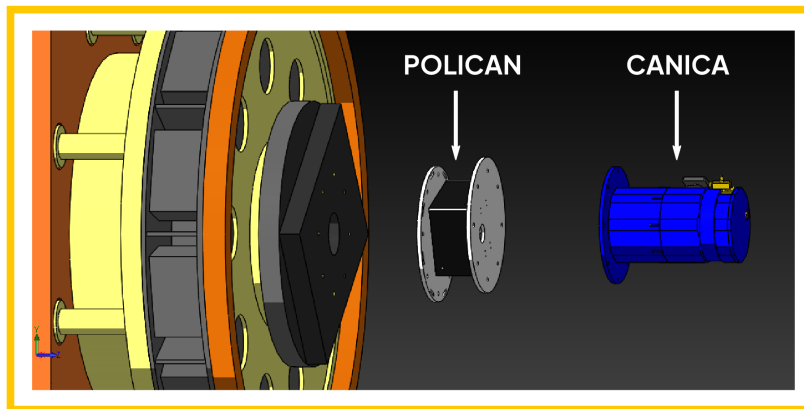


Figura 3.3: Estructura general del ensamblaje del telescopio y componentes CANICA y POLICAN. Créditos: Serrano Bernal, 2021.

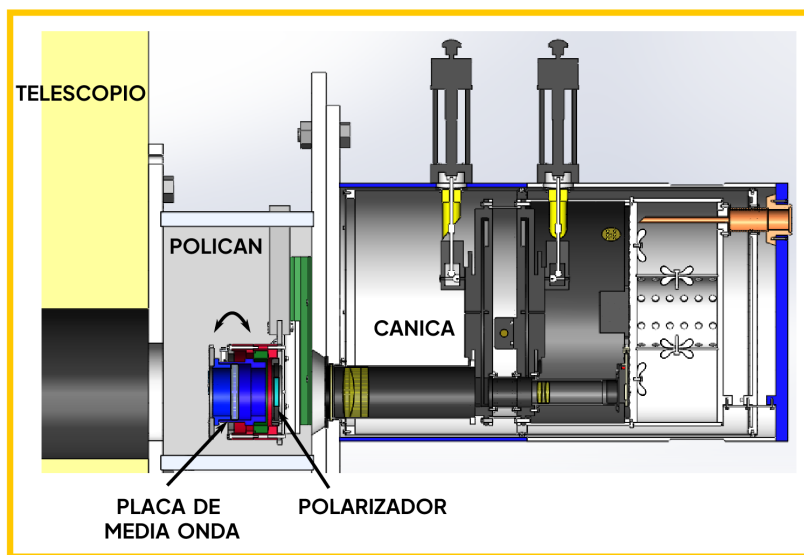


Figura 3.4: Vista detallada de los componentes CANICA y POLICAN. Créditos: Serrano Bernal, 2021.

POSICIÓN	RUEDA 1 $\lambda/\delta\lambda$	NOMBRE DEL FILTRO	RUEDA 2 $\lambda/\delta\lambda$	NOMBRE DEL FILTRO
1	DARK	DARK	1.246/0.163	J
2	2.248/0.036	H2, 2-1	1.633/0.296	H
3	2.178/0.025	H2, 1-0 z	2.119/0.351	K'
4	1.316/0.020	Pa Beta z	1.572/0.02	H-cont
5	1.283/0.021	Pa Beta	1.641/0.03	Fell
6	Vacío	Vacío	1.688/0.017	Fell z
7	1.026/0.049	Z	2.059/0.030	He_1B(Hell)
8	1.077/0.019	He1_A	2.189/0.032	He_1C(Hell)
9	1.096/0.017	Pa Gam	2.269/0.030	K-cont
10	Vacío	Vacío	2.168/0.030	Br Gam
11	Vacío	Vacío	2.224/0.024	Br Gam z
12	2.107/0.033	He2 1-0	1.198/0.009	J-cont
13	Vacío	Vacío	2.294/0.034	CO 2-0
14	HK notch	HK notch	2.308/0.025	H2, 2-1 z
15	Vacío	Vacío	Vacío	Vacío

Figura 3.5: Filtros de infrarrojo en bandas anchas y angostas de CANICA disponibles para observaciones y sus posiciones correspondientes en cada rueda. Créditos: Luna, 2021.

3.4. Observaciones

Para objetos astronómicos tenues, como es el caso de nebulosas planetarias, la luz del cielo nocturno es dominante, además del hecho de que en bandas de infrarrojo cercano la atmósfera misma supone una fuente de radiación térmica, por lo que para mejorar la relación señal a ruido (S/N) se utiliza la técnica llamada dithering.

Ésta técnica consiste en cambiar ligeramente la dirección hacia la que apunta el telescopio entre cada una de las exposiciones, siendo comúnmente entre 20 y 30 arcsec, de forma que el objeto de interés no salga del campo de visión o quede cerca de la periferia; esto con el fin de que posteriormente durante el proceso de reducción de datos sea posible obtener un promedio del ruido proveniente del cielo y restarlo a las imágenes mismas. Al hacer mediciones polarimétricas se contempla que entre cada movimiento del telescopio se deben realizar 4 exposiciones, cada una correspondiente a cada ángulo de polarización de la placa de media onda (00°, 22.5°, 45°y 67.5°).

[25]

En el caso de fuentes extendidas, es decir, objetos de mayor tamaño que no son posibles de visualizar por completo dentro del campo de visión del telescopio, no es posible recuperar el cielo. Como alternativa se recurre a una variación de la rutina de dithering, el método ON-OFF, que consta de realizar una exposición al objeto de estudio (ON) y reorientar el telescopio a aproximadamente $5'$ de la fuente en cualquier dirección (ya sea Norte, Sur, Este, Oeste, Noreste, etc) de forma que el objeto de estudio no sea visible (OFF). De forma similar, entre cada movimiento se deben realizar las exposiciones correspondientes para cada uno de los distintos ángulos de polarización. [25]

De forma general el proceso de observación se resume en que, una vez decidido el método de observación a utilizar, se procede a establecer el filtro de banda ancha o angosta del cercano infrarrojo, se posiciona el telescopio en las coordenadas del objeto de interés y finalmente se carga un archivo (script) que permite automatizar la rutina seleccionada. Este archivo ejecuta las exposiciones correspondientes para cada ángulo de polarización con el tiempo de exposición indicado, así como el seguimiento del objeto en su trayectoria por el cielo y los redireccionamientos propios del dithering o el método ON-OFF (Fig. 3.6).

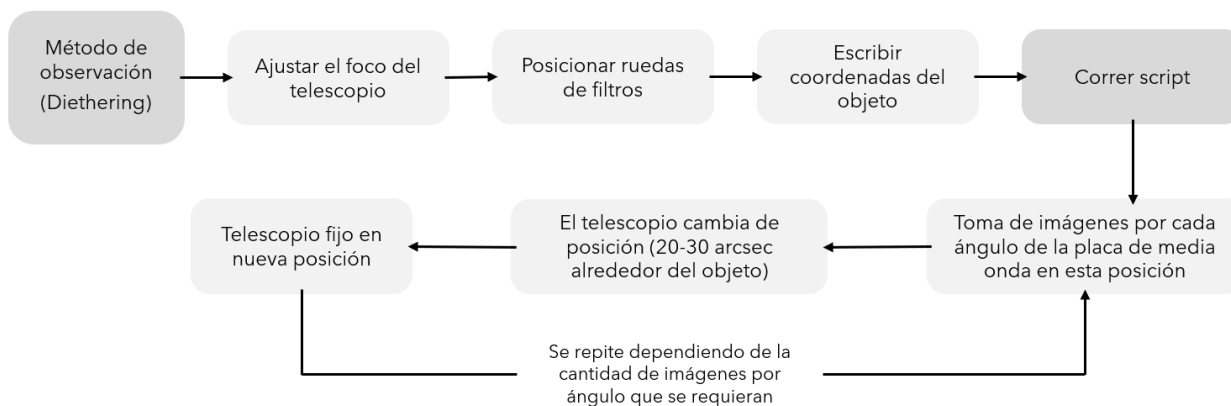


Figura 3.6: Diagrama de flujo que muestra el proceso de observación a seguir en el OAGH, utilizando los componentes de POLICAN y CANICA. Créditos: Luna, 2021.

Con todo lo anteriormente dicho, las observaciones se llevaron a cabo durante dos jornadas distintas, durante la noche del 15 de abril de 2017 se realizaron las observaciones correspondientes a la banda H, mientras que las de K' fueron tomadas el 9 de marzo de 2022. Los datos observacionales de la banda H fueron proporcionados por el INAOE como complemento de investigación, mientras que las observaciones de la banda K' fueron tomadas específicamente para el presente trabajo y

participando personalmente en el manejo del telescopio.

Para la banda H, se seleccionó la posición 15 en la primera rueda de filtros y la posición 2 en la segunda; se realizaron 61 exposiciones en total, formando 4 juegos de 15 imágenes, correspondientes a cada uno de los cuatro ángulos de la placa de media onda (00° , 22.2° , 45° y 67.5°). Durante éstas observaciones se registró un seeing de 1 arcseg. Similarmente, para la banda K' se seleccionaron los filtros 15 y 3, de las ruedas de filtros 1 y 2 correspondientemente. Se tomaron 61 imágenes en total, formando igualmente 4 conjuntos de imágenes y un seeing de entre 1.5 y 1.7 arcseg. Para ambas observaciones se realizaron exposiciones de 30 segundos y se utilizó el tipo de observación de dithering.

Toma de imágenes FLAT Para caracterizar la iluminación que recibe el detector se requiere que cada imagen FLAT alcance entre el 50 % y 60 % del nivel de saturación. Específicamente el detector de CANICA tiene un nivel de saturación de aproximadamente 16000 cuentas, por lo tanto el valor de estas imágenes oscila entre las 8000 y 9000 ADUs (Analogic-to-Digital Units).

Usando exposiciones de prueba, donde se usan combinaciones entre el tiempo de exposición y el voltaje en la lámpara, se alcanza el nivel de saturación correcto. Posteriormente se toman las imágenes de calibración reales para cada una de las bandas a analizar y cada uno de los ángulos de polarización de la placa de media onda, es decir, se toman las imágenes denominadas como FLAT-ON (imágenes donde la lámpara está encendida). Al finalizar se hace de forma similar la toma de imágenes FLAT-OFF (imágenes donde la lámpara está apagada) con el mismo tiempo de exposición.

Para la toma de éstas imágenes adicionalmente se considera el número de cosumas, refiriéndose al número de imágenes tomadas con los mismos parámetros buscando reducir el ruido propio de los datos y el ruido de lectura resultante de convertir una señal analógica a digital. En el caso de filtros de banda ancha debe ser 30. [25]

Toma de imágenes DARK Una vez terminada la jornada de observación el telescopio es enviado al cénit, se colocan ambas ruedas de filtros en la posición 1 y la placa de media onda en el ángulo 00° .

Dentro de la interfaz de controladores del telescopio es posible acceder a un apartado donde se enlistan los tiempos de exposición usados durante toda la jornada, esta información se copia al script denominado 'dark.txt' y mediante su ejecución el telescopio realizará auto-

máticamente la secuencia de 10 exposiciones con el obturador cerrado para cada uno de los tiempos marcados. [25]

3.5. Reducción de Datos

El proceso de reducción de datos se realiza típicamente en 2 etapas; primeramente se hace la sustracción de imágenes que contienen los defectos ópticos/instrumentales de las imágenes de observación mediante el software IRAF, posteriormente se realiza la estadística píxel a píxel para la obtención de mapas de cada parámetro de Stokes y con ellos la obtención del grado y ángulo de polarización.

A continuación se describe en mayor profundidad el procedimiento utilizado en la reducción de datos de las observaciones.

3.5.1. IRAF: Restauración de imágenes astronómicas

De forma general, la reducción de datos consta de las siguientes tareas:

- Cálculo y sustracción de las imágenes DARK y FLAT
- Determinación de un sistema de coordenadas común
- Cálculo y sustracción de imagen de cielo
- Alineación de las imágenes acorde a dicho sistema de coordenadas
- Revisión manual de imágenes, se descartan las que puedan llegar a afectar al promedio dada su baja calidad

A modo de obtener la mejor relación señal-a-ruido (S/N por sus siglas en inglés) posible, y con ello datos confiables, es importante realizar estas correcciones en las imágenes de observación. Para esto se recurre al paquete especializado IRAF (Image Reduction and Analysis Facility).

IRAF es un software multi-propósito diseñado para el procesamiento y graficación general de imágenes astronómicas, escrito en conjunto por la asociación National Optical Astronomy Observatories (NOAO) en Tucson, Arizona, sin embargo su desarrollo y mantenimiento se encuentra discontinuado desde 2013. Su distribución principal incluye una amplia selección de programas, en los que se encuentran los denominados paquetes 'noao', que en conjunto con el formato de archivos 'Flexible Image Transport System' (FITS) estándar entre astrónomos profesionales, y el

visualizador de datos astronómicos DS9, permiten la reducción y análisis de datos en óptico y NIR.

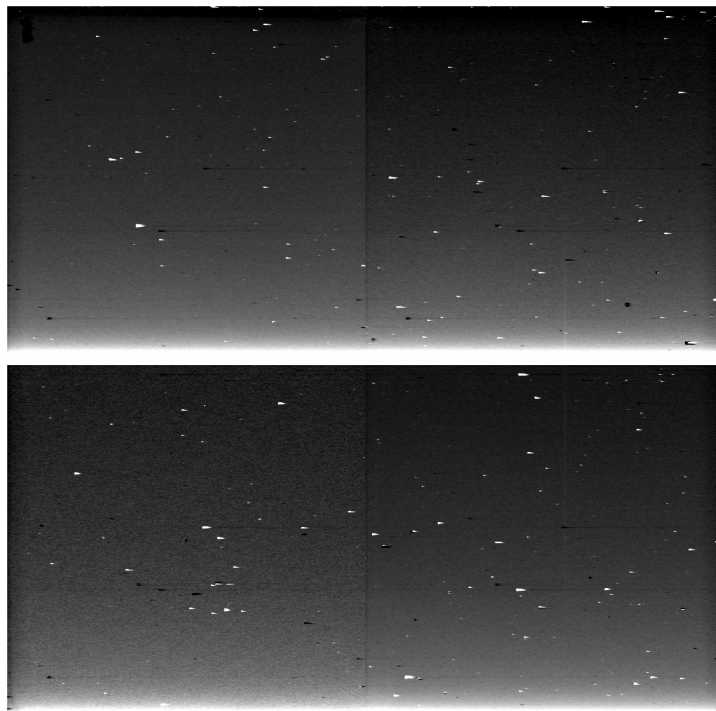


Figura 3.7: Imagen master DARK resultado de la combinación de imágenes DARK de 30 segundos de exposición en banda H.

Para comenzar el proceso de reducción de datos es necesario contar previamente con la imagen 'master DARK' correspondiente al tiempo de exposición usado para la observación, en este caso de 30 segundos en ambas bandas. Se obtiene del promedio de las 10 imágenes DARK tomadas el día de la observación mediante el comando `darkcombine` dentro del entorno IRAF, obteniendo una imagen similar a la Figura 3.7.

Por otro lado, para la obtención del archivo 'master FLAT' de cada uno de los ángulos de polarización primeramente se 'restan' los 4 archivos denominados FLAT-ON con los 4 correspondientes FLAT-OFF. Con este paso se obtiene únicamente la lectura proveniente de la pantalla iluminada por la lámpara, eliminando el ruido de fondo.

Adicionalmente, a cada uno de éstas imágenes resultantes se les realiza la división entre 30, ya que es el número de cosumas utilizado. Todos estos procesos se realizan mediante el comando `imarith` de IRAF, obteniéndose como resultado la imagen de la Figura 3.8.

Una vez que se cuentan con los archivos maestros DARKs y FLATs es posible proceder a su sustracción de las imágenes de la observación, así como la alineación de éstas a un sistema de coordenadas común. Estas tareas se llevan a cabo con el paquete polarimétrico POLRED diseñado para ser usado en el entorno de IRAF.

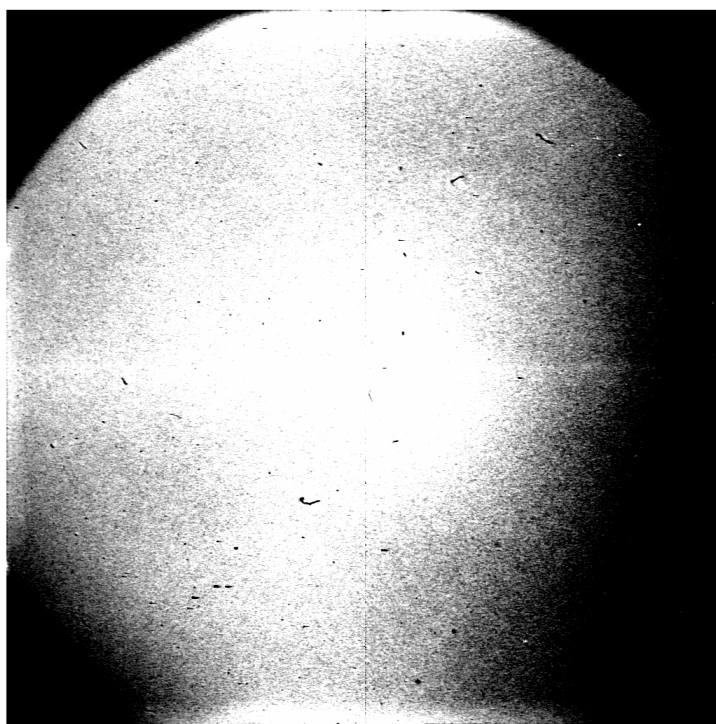


Figura 3.8: Master FLAT correspondiente al ángulo de 00° en banda H.

Mediante el comando `epar polred` se nos permitirá editar una lista de parámetros que, entre otros, incluyen el prefijo que comparten todas las imágenes de observación, cuántas son, el ángulo de polarización al que corresponden, los nombres de los archivos master DARK y master FLAT a utilizar y el tipo de rutina usado (dithering/ON-OFF).

Una vez llenados estos campos se ejecuta la tarea mediante el comando `polred`; IRAF comenzará a efectuar operaciones y nos pedirá marcar en la pantalla de DS9 una estrella de referencia (determinada previamente) en cada una de las imágenes de observación a modo de crear el archivo `ref.coo` que contiene la información del sistema de coordenadas común determinado (Figura 3.9).

Finalmente se nos pedirá revisar las imágenes 'limpias' resultantes del procesamiento (3.10), buscando descartar aquellas que aún presenten defectos y no afecten al promedio final obtenido del resto de imágenes. Para cada banda se obtendrán 4 imágenes finales de intensidad parcial, una

3.5.2. Python: Obtención de parámetros

Dada la obsolescencia y/o el difícil acceso a programas especializados en el análisis de datos científicos como IDL o MatLab, se ha optado por el uso de un programa similar, totalmente recreado en un entorno de Python, desarrollado por el alumno de maestría del INAOE Alejandro García Pérez. Éste programa resuelve la segunda etapa en el proceso de reducción de datos y permite obtener una diversa gama de mapas del objeto.

Siguiendo la metodología anteriormente descrita, el programa es capaz de generar mapas de polarización a partir de los 'masters' de intensidad de cada ángulo de polarización obtenidos con IRAF, tanto de la banda H como de la banda K'.

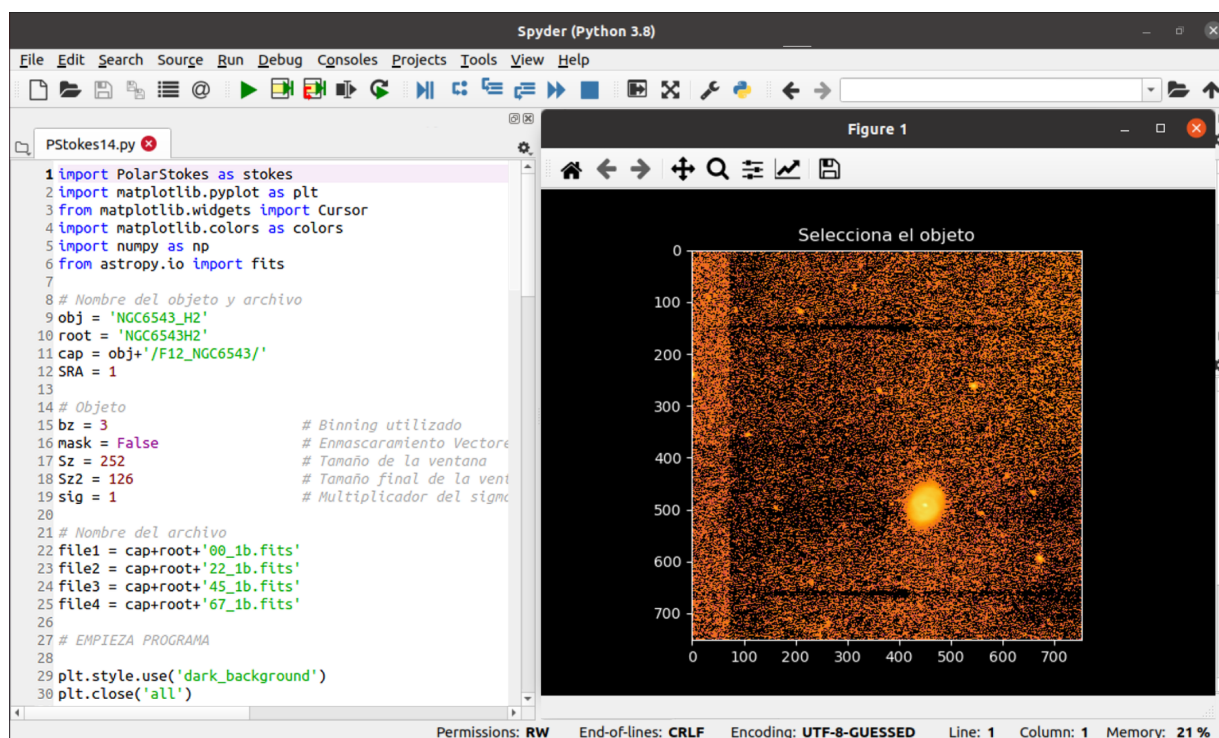


Figura 3.11: Programa PStokes: Una vez introducidos los valores correspondientes en cada uno de los parámetros, el programa retoma las imágenes de cada ángulo de polarización de NGC 6543 procesadas previamente y delimita el área a trabajar de acuerdo a la estrella de referencia que se le indique; en este caso, la estrella central.

El programa requiere de los siguientes parámetros:

- bz: Binning hace referencia al término 'bin', en español 'compartimiento'. Denota el número

de píxeles que tendrán cada una de las subdivisiones de la imagen de cada lado para realizar en cada una la estadística correspondiente. Se obtiene mediante la expresión:

$$\frac{\text{seeing dado durante la observación}}{\text{escala de placa del detector}} = \text{binning} \quad (3.1)$$

redondeado al entero más próximo.

- Sz: Denota el tamaño de las matrices en las que se calculan los parámetros de Stokes.
- Sz2: Tamaño de la matriz final, i.e tamaño final de los mapas.
- Nx: Posición en el eje x dentro de la imagen.
- Ny: Posición en el eje y dentro de la imagen.
- SRA: Rutina que permite posicionar la estrella de interés en el centro. Se basa en el valor máximo obtenido dentro de la ventana de cálculo de grado de polarización. Posee el valor 0 por defecto, para activarse se iguala a 1.

Determinando éstos valores, el programa es capaz de, primeramente, alinear las imágenes correspondientes, de forma que la estrella de referencia que le indiquemos se ubique en el centro de la imagen. En este caso, al ser NGC 6543 un objeto que cabe perfectamente en el campo de visión del telescopio, el programa posiciona las imágenes de forma acorde y delimita un recuadro al rededor del objeto; ésta será el área en el que se realizarán los cálculos para obtener los parámetros de Stokes (Figura 3.11).

Posteriormente, el programa divide cada una de las imágenes 'masters' en matrices acordes al binning indicado y genera, de cada una, un nuevo píxel con los valores promediados. Con estos nuevos valores, se realizarán píxel a píxel los cálculos mencionados en el capítulo 1, sección 1.1, es decir, se obtendrán los parámetros de Stokes I, Q y U mediante las ecuaciones obtenidas del método matricial de Mueller:

$$\begin{aligned} I &= \frac{I'(0^\circ) + I'(22.5^\circ) + I'(45^\circ) + I'(67.5^\circ)}{2} \\ Q &= I'(0^\circ) - I'(45^\circ) \\ U &= I'(22.5^\circ) - I'(67.5^\circ) \end{aligned} \quad (3.2)$$

Y a su vez, a partir de éstos, obtener los mapas correspondientes a grado y ángulo de polarización lineal, p y Ψ :

$$p = 100 (Q^2 + U^2)^{1/2} \quad \Psi = \frac{1}{2} \arctan \left(\frac{U}{Q} \right) \quad (3.3)$$

Finalmente, el programa grafica cada uno de los mapas correspondientes a los parámetros de Stokes, así como los vectores de polarización, acorde al ángulo y grado calculado, superpuestos en el mapa de intensidad total.

Dado el seeing en las diferentes observaciones, los mapas correspondientes a la banda H fueron procesados utilizando un binning de 3x3 píxeles, mientras que para los de la banda K' se usó 5x5.

```

268 def stokes(im00,im00sd,im22,im22sd,im45,im45sd,im67,im67sd,Fz):
269     #Parametro I e Isd
270     I=(im00+im22+im45+im67)/2
271     Isd = np.sqrt(im00sd**2 + im22sd**2 + im45sd**2 + im67sd**2)/2
272
273     # #Procesamiento Parametros U y Q
274     Q=(im00-im45)/(I)
275     U=(im22-im67)/(I)
276
277     Qsd = np.sqrt(((im00sd**2+im45sd**2)/I**2)+((Q/I)*Isd)**2)
278     Usd = np.sqrt(((im22sd**2+im67sd**2)/I**2)+((U/I)*Isd)**2)
279     #Parametros Q y U corregidos por instrumental
280     #Angulo de offset y eficiencia
281     theta = 139*(np.pi)/180
282     etha = 0.963
283     Qeq = (Q*np.cos(2*theta)-U*np.sin(2*theta))/etha
284     Ueq = (U*np.cos(2*theta)-Q*np.sin(2*theta))/etha
285     Qeqsd = np.sqrt((Qsd*(np.cos(2*theta))/etha)**2 + (Usd*(np.sin(2*theta))/etha)**2 )
286     Ueqsd = np.sqrt((Usd*(np.cos(2*theta))/etha)**2 + (Qsd*(np.sin(2*theta))/etha)**2 )
287
288     # Parametros instrumentales
289     Qinst = -0.0050
290     Uinst = 0.0012
291     # PARAMETROS Q y U finales
292     Qf = np.zeros([Fz,Fz])
293     Uf = np.zeros([Fz,Fz])
    
```

Figura 3.12: Después de seleccionar la estrella de referencia, el programa realiza píxel a píxel las operaciones necesarias para la obtención de los parámetros de Stokes correspondientes a la luz incidente.

3.5.3. Mapas de Parámetros de Stokes

Los mapas de intensidad de polarización lineal para las bandas infrarrojas H y K' se presentan en la figura 3.13. Para ambos casos es posible apreciar que el máximo se alcanza en el interior

de la nebulosa planetaria, justamente en su PNN, para de ahí, disminuir progresivamente hacia su borde. Debido al binning utilizado para cada caso, dentro de la banda H es posible apreciar de mejor forma la estructura interna de la nebulosa, a diferencia de la banda K'; distinguiéndose formas parecidas a brazos y anillos, vistos previamente en imágenes provistas por HST.

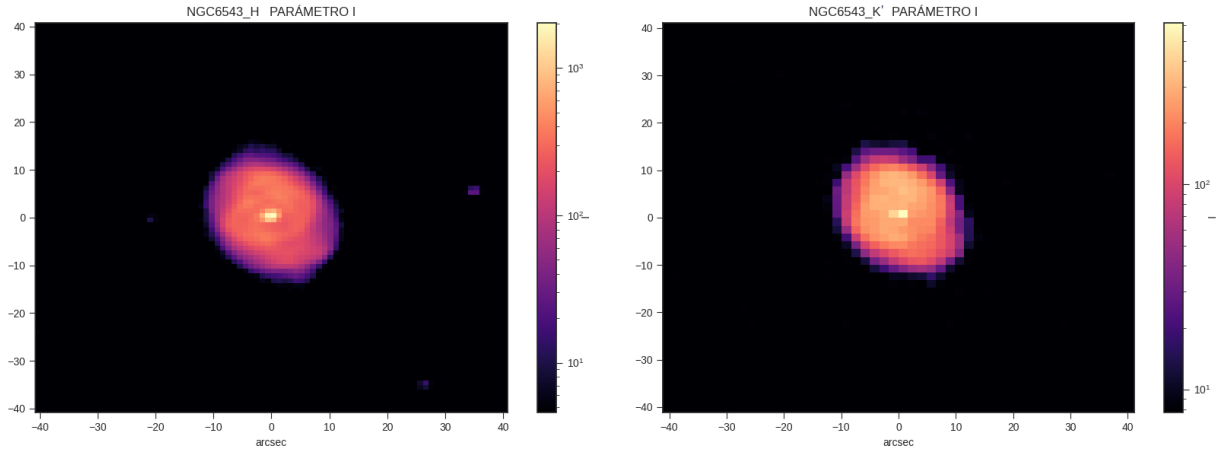


Figura 3.13: Mapas correspondientes al parámetro de Stokes I (intensidad total) de NGC 6543 en banda H y K' en unidades arbitrarias.

Los mapas del parámetro de Stokes Q muestran diferencias significativas entre ambas bandas. En el mapa correspondiente a la banda H (Figura 3.14, lado izquierdo) solamente se destaca la envolvente de la nebulosa que presenta una variación aleatoria entre valores positivos y negativos, entre $[-0.2, -0.08]$ y $[0.08, 0.15]$ aproximadamente. Al interior se encuentran valores muy cercanos a 0, lo que corresponde con los bajos valores de polarización lineal mostrados en el mapa de polarización de dicha banda (Figura 3.16).

Por otro lado, para el caso de la banda K' se define muy claramente la envolvente del interior; presentando valores positivos al centro que oscilan entre $[0.15, 0.2]$, y valores negativos en la periferia, mayormente cercanos a -0.5. Dentro de ambas zonas no se identifican estructuras definidas. Los valores positivos de Q al interior de la nebulosa indican la tendencia a la polarización lineal horizontal de la zona, mientras que los negativos en la periferia muestran tendencia a polarización lineal vertical.

El análisis del parámetro U (Figura 3.15) también difiere de una banda a otra. En el caso de la banda H se muestra que la zona correspondiente al PNN se ve marcado por valores de U negativos cercanos a -0.03, siendo rodeado por un área con valores muy cercanos a 0. Así mismo, se

observa una clara diferenciación entre la parte superior derecha e inferior izquierda de la nebulosa; la primera posee mayormente valores negativos en el rango $[-0.5, -1.5]$, mientras que la otra presenta valores positivos entre $[0.1, 0.2]$.

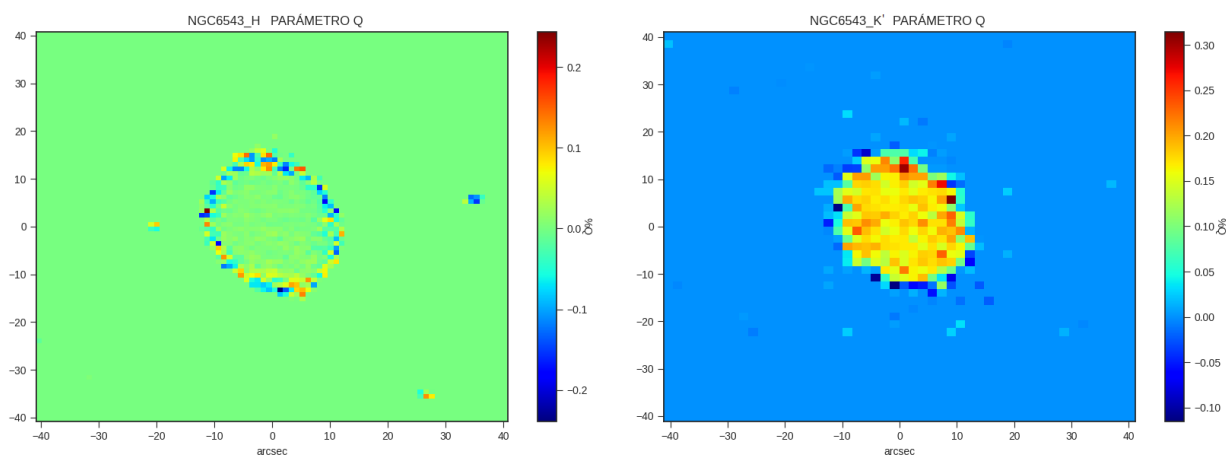


Figura 3.14: Mapas correspondientes al parámetro de Stokes Q de NGC 6543 en banda H y K'.

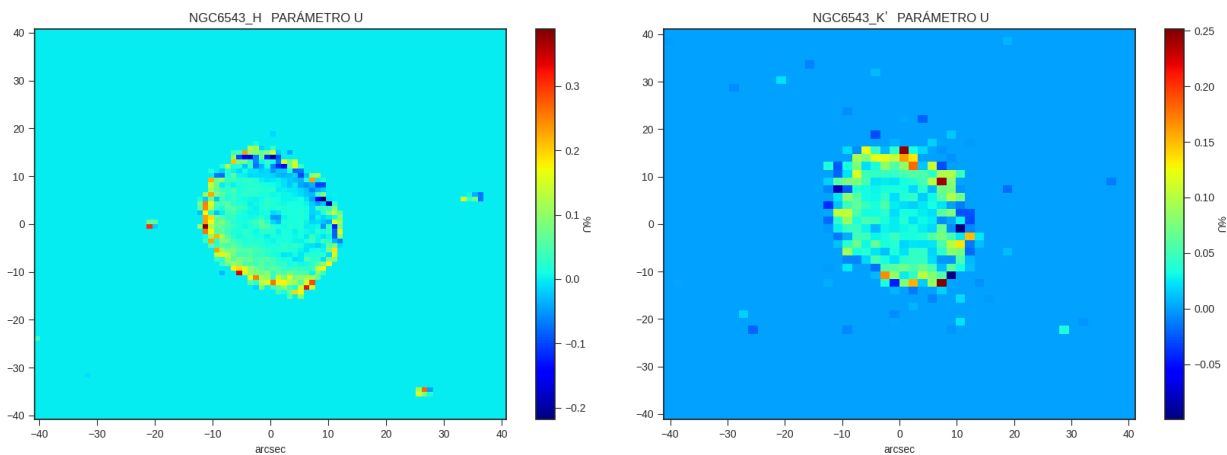


Figura 3.15: Mapas correspondientes al parámetro de Stokes U de NGC 6543 en banda H y K'.

Para la banda K' no es posible distinguir el PNN, sin embargo la región interior presenta una tendencia a valores positivos entre $[0.03, 0.05]$, mientras que la periferia muestra una combinación aleatoria de valores positivos y negativos.

Los valores positivos de U indican una orientación de polarización lineal mayor a 45° , mientras

que los valores negativos indican una orientación de -45° ; para ambos casos el comportamiento del parámetro Q coincide con los mapas finales de las figuras 3.16 y 3.17.

3.5.4. Mapas de Polarización

Las figuras 3.16 y 3.17 muestran los mapas de polarización en las bandas H y K' de NGC 6543 respectivamente. En éstas figuras se representa el grado de polarización (P%) mediante la escala de color asociada.

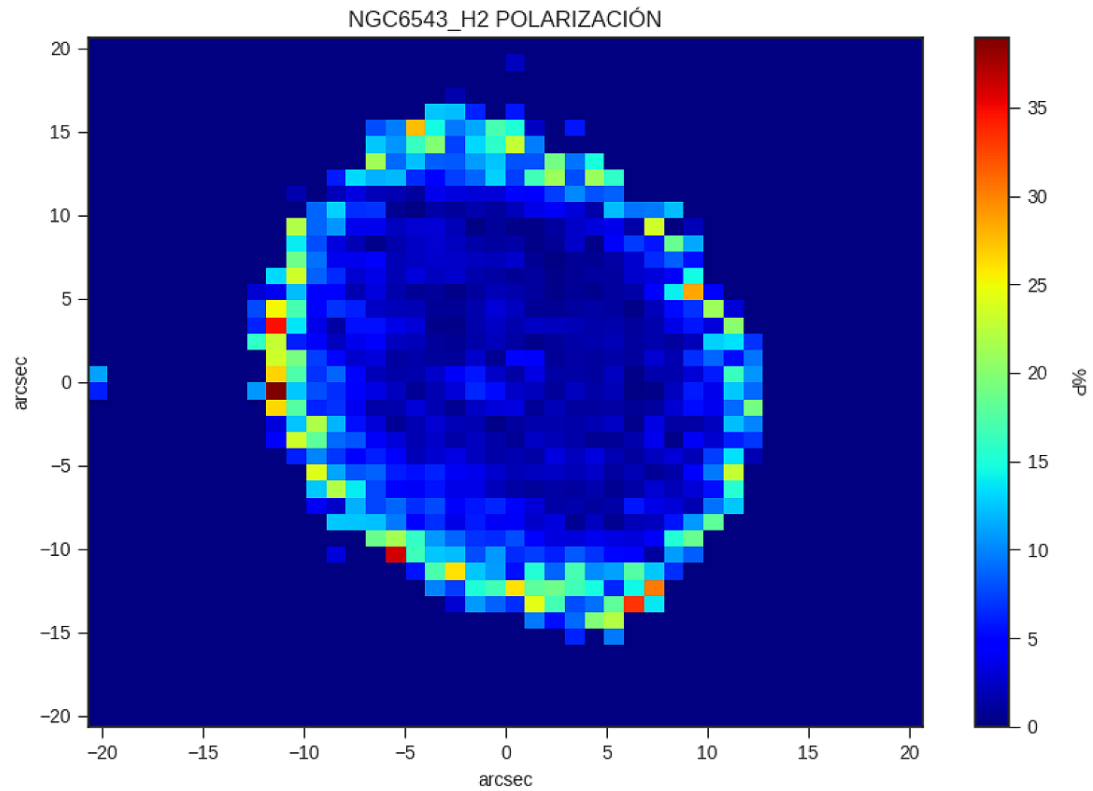


Figura 3.16: Mapa de grado de polarización y sus vectores correspondientes en la banda H de NGC 6543.

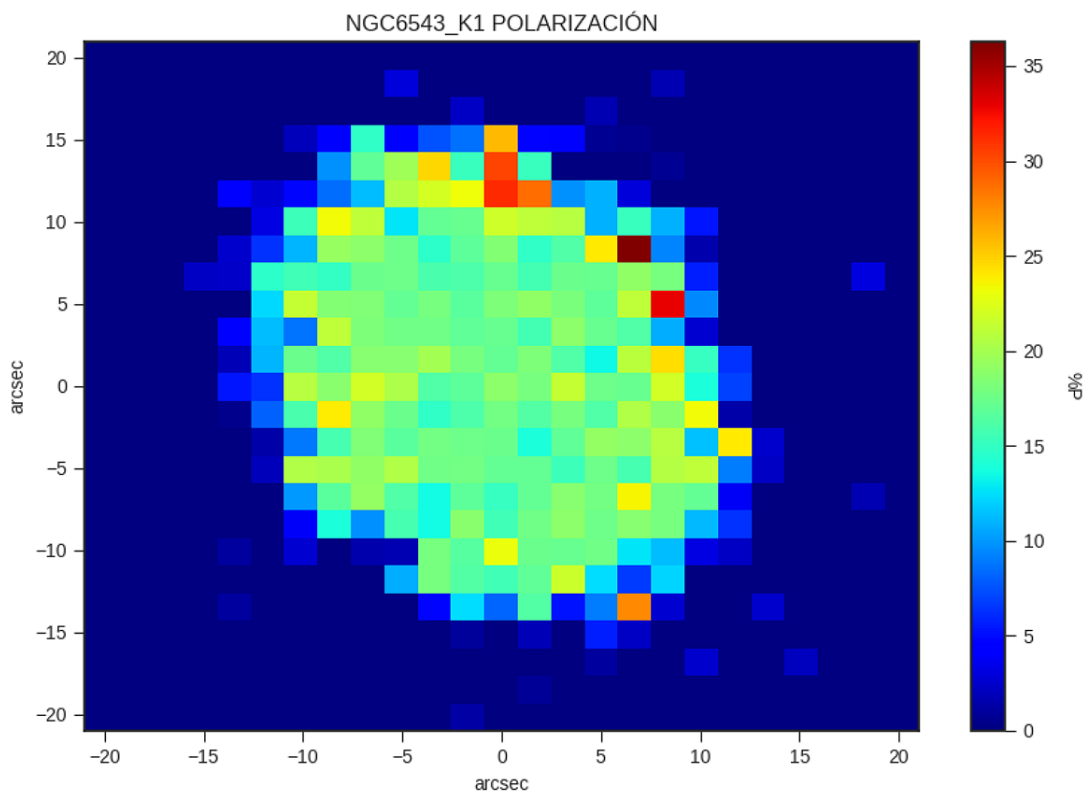


Figura 3.17: Mapa de grado de polarización y sus vectores correspondientes en la banda K' de NGC 6543.

3.6. Tercera etapa de procesamiento

Posterior a la obtención de los mapas presentados anteriormente se realizó una tercera etapa de reducción de datos; esto debido a que los mapas de polarización (dado el binning utilizado para cada caso, limitado a su vez por el seeing de la observación) no mostraban con suficiente detalle la estructura que se esperaba, estructura que se había visto anteriormente gracias a los mapas mismos de intensidad y mapas en visible publicados por HST que cuentan con mayor resolución.

Este paso extra toma como base las imágenes de intensidad obtenidas previamente (Figura 3.13), y similar al procesamiento previo python utiliza el binning determinado de 3x3 píxeles para obtener el promedio y la desviación estándar correspondiente al nuevo píxel combinado, pudiéndose generar un filtro de contraste que, al aplicarse a todas las imágenes obtenidas previamente, identifica

de mejor forma la estructura de la nebulosa (Figura 3.18). Mediante IRAF se les realizó la corrección de astrometría a cada uno de los mapas de polarización obtenidos y se graficaron con el paquete modular APLpy (Astronomical Plotting Library in Python). [46]

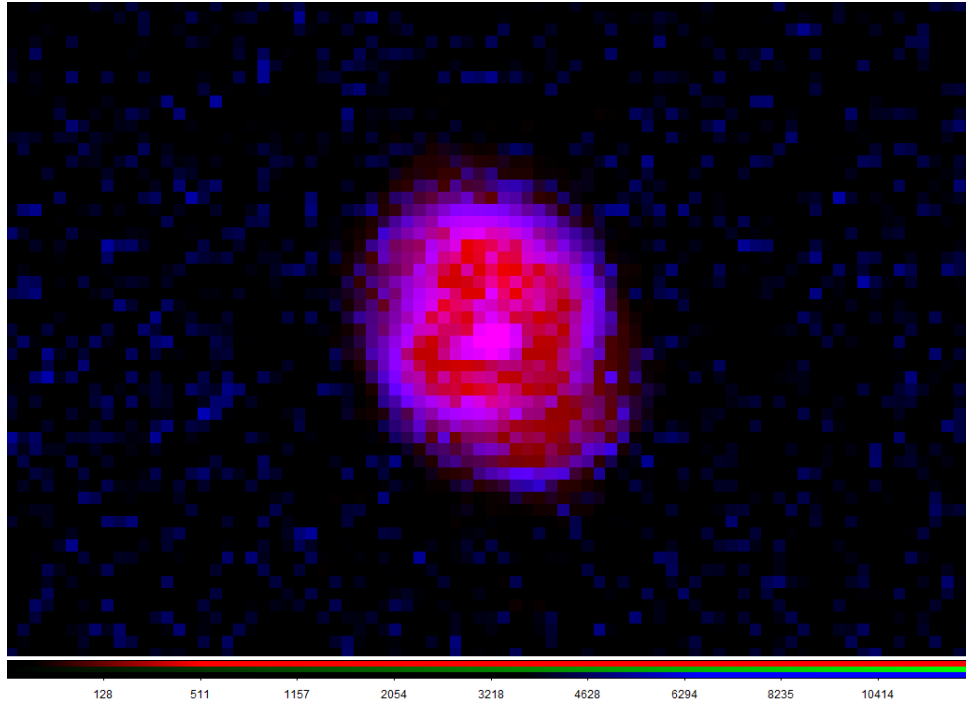


Figura 3.18: Imagen compuesta por la superposición de la imagen de intensidad obtenida para la banda K' (rojo) con el filtro de contraste usado para resaltar estructura (azul).

En las figuras 3.19 y 3.20 se muestran los mapas de polarización procesados con el filtro de estructura, donde los vectores se encuentran escalados y orientados de acuerdo al grado y ángulo de polarización lineal detectados. Así mismo se implementó un cut-off en estos mapas, permitiendo la visualización solo de aquellos vectores cuyo grado de polarización detectado superó el 1.5%P. Los contornos destacan de mejor forma la estructura subyacente en NGC 6543, correspondiendo a los valores 1.7%P (amarillo) y 3.2%P (blanco) para la banda H, y 1.5%P (amarillo) y 3.7%P (blanco) para la banda K'.

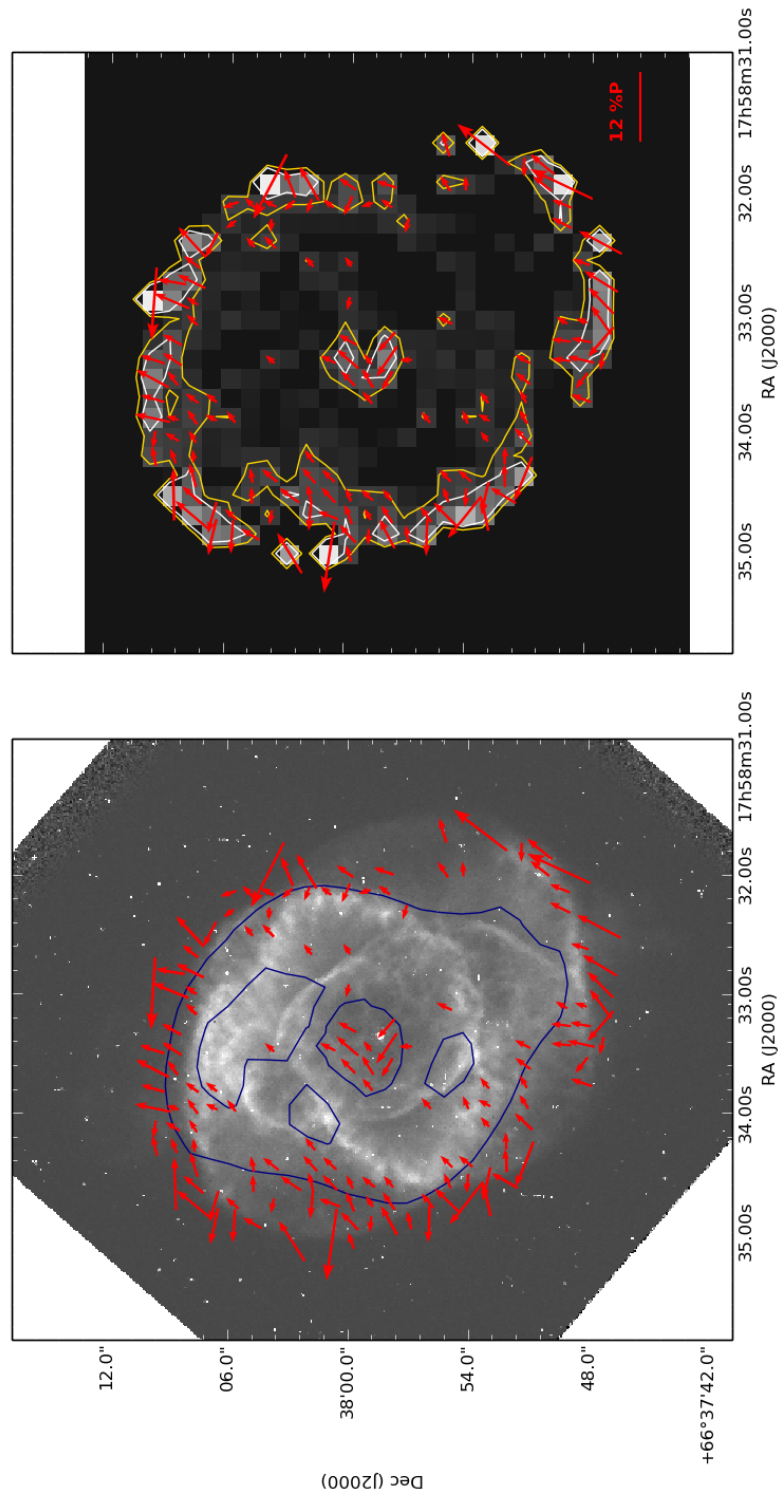


Figura 3.19: Banda H. Izquierda: Superposición de vectores resultantes con imagen de intensidad a 9545 Å de NGC 6543 provista por el HST. Derecha: Mapa de grado de polarización lineal resultante.

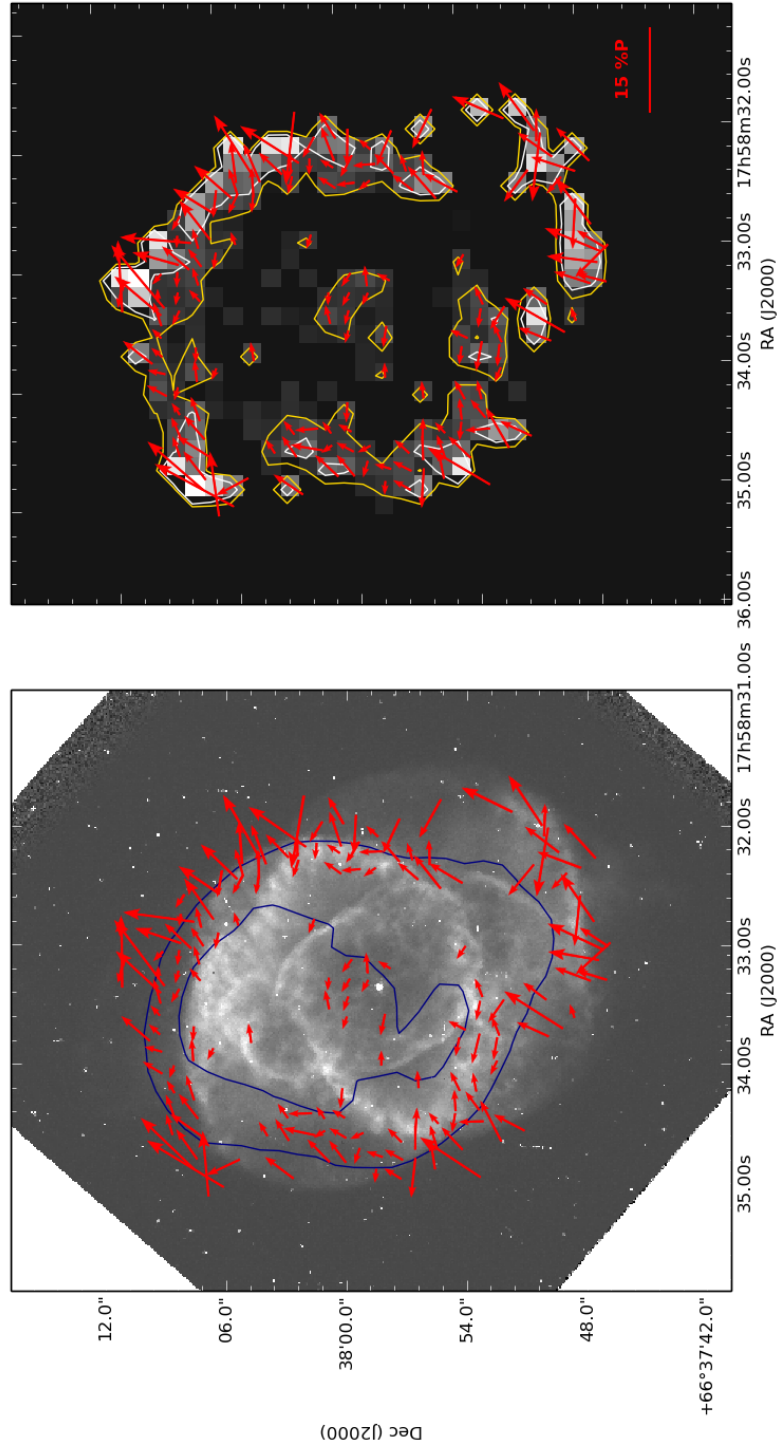


Figura 3.20: Banda K'. Izquierda: Superposición de vectores resultantes con imagen de intensidad a 9545 Å de NGC 6543 provista por el HST. Derecha: Mapa de grado de polarización lineal resultante.

Este capítulo concluye con el procesamiento de los datos observacionales en las tres fases descritas y la obtención de los primeros mapas de polarización que muestran de forma más precisa la estructura contenida al interior de NGC 6543, mostrándose la importancia de realizar una adecuada reducción de datos. En el capítulo siguiente se realizará el análisis de estos resultados, buscando describir la estructura revelada por la polarización y sus correspondientes parámetros físicos.

Capítulo 4

Análisis de Mapas de Polarización y Discusión

En el capítulo anterior se mostró el proceso de observación llevado a cabo en el OAGH, la importancia de eliminar los defectos instrumentales y observacionales dada la naturaleza del proyecto y el proceso de reducción de datos. Igualmente se detalló la etapa extra de procesamiento y los mapas obtenidos de ello, por lo que ahora se discutirán en profundidad los mapas finales obtenidos.

4.1. Análisis de estructuras encontradas

4.1.1. Filtración de Datos y Estructura Interna de NGC 6543

Después del procesamiento de datos descrito en el capítulo 3, se obtuvieron los mapas de ángulo y grado de polarización de NGC 6543, tanto en banda H como en banda K'. Para comenzar el análisis, el primer paso fue el importar los mapas obtenidos al software DS9. Dentro de este programa fue posible ajustar de manera mas precisa el contraste de las imágenes; delimitando zonas donde los valores de ángulo de polarización de los vectores mostraban alguna tendencia o comportamiento y obteniendo medidas de sus respectivos tamaños angulares dados por la misma herramienta gracias al ajuste previo de su astrometría. Para mayor claridad durante el manejo de datos, se les asignó a cada una de las zonas un nombre según su forma y ubicación, tal como se presentan en las tablas 4.1, 4.2, 4.3 y 4.4.

Análisis de Mapas de Polarización y Discusión

4.1 Análisis de estructuras encontradas

En ambas bandas, el ángulo de polarización permitió identificar regiones ubicadas tanto en la zona nuclear como en la periferia. A partir de esto, se extrajeron de cada uno de los píxeles los valores comprendidos en dichas regiones, elaborándose histogramas que permitieran una mejor visualización de las distribuciones y tendencias de los datos. Un ejemplo de éstos histogramas se muestra en la figura 4.1, a).

Posteriormente, siguiendo el criterio usado por Murakawa (2008), se seleccionaron aquellos datos contenidos dentro de un rango de $\pm 15^\circ$ alrededor de la media y eliminándose el resto, tal como se ven en la figura 4.1, b). De esta forma, los datos obtenidos muestran menor dispersión.

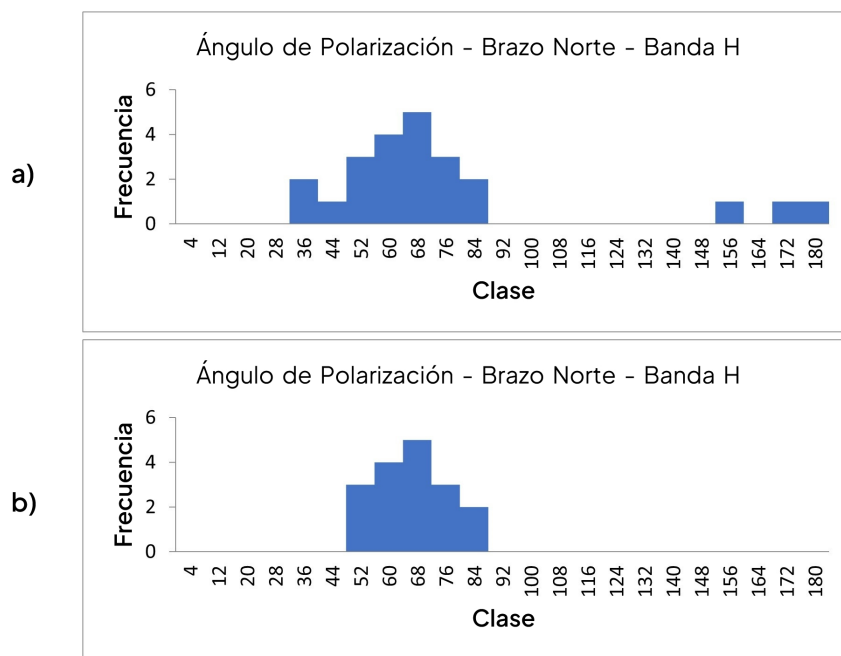


Figura 4.1: Histogramas de ángulo de polarización para la región denominada 'Brazo Norte' en banda H. a) Datos previos al proceso de filtrado. b) Datos filtrados de acuerdo con criterio descrito.

Para la región denominada 'Brazo Noroeste' identificado en la banda K', se realizó un segundo proceso de filtrado y clasificación debido a su comportamiento, pues se observaban dos distribuciones distintas en ángulo de polarización, por lo que se eliminaron valores intermedios y posteriormente con los datos restantes se realizó el histograma perteneciente a los mismos píxeles ahora con datos grado de polarización, mostrando nuevamente ambas distribuciones, una correspondiente a bajos grados de polarización y la segunda con altos (Fig. 4.2).

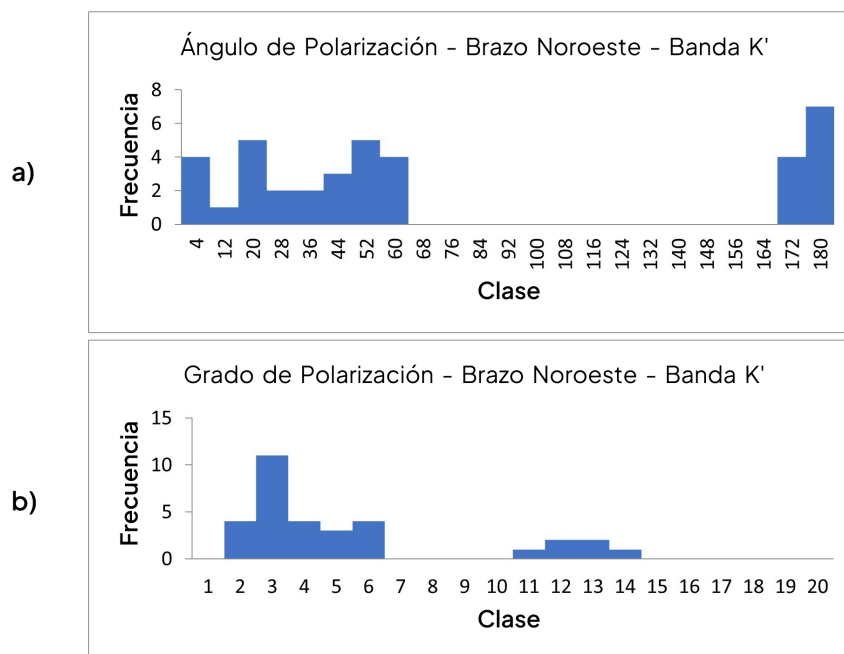


Figura 4.2: Histogramas de ángulo y grado de polarización para la región denominada 'Brazo Noroeste' en banda K'. a) Datos filtrados según el criterio de ángulo de polarización. b) Datos filtrados correspondientes al grado de polarización.

A continuación se muestran las tablas correspondientes a cada banda con los valores promedio de los datos resultantes de los procesos de filtración de las estructuras identificadas en la zona nuclear y su respectivo mapa.

Tabla 4.1: Grado y ángulo de polarización promedio para cada una de las regiones detectadas en NGC 6543 en la banda H.

Región	Promedio de %P	Promedio de ángulo de polarización
Cúmulo Nuclear Norte	2.83 %P	39.33°
Cúmulo Nuclear Sur	3.46 %P	144.51°

Tabla 4.2: Grado y ángulo de polarización promedio para cada una de las regiones detectadas en NGC 6543 en la banda K'.

Región	Promedio de %P	Promedio de ángulo de polarización
Cúmulo Nuclear Norte	1.78 %P	160.25°
Cúmulo Nuclear Sur	3.17 %P	171.03°

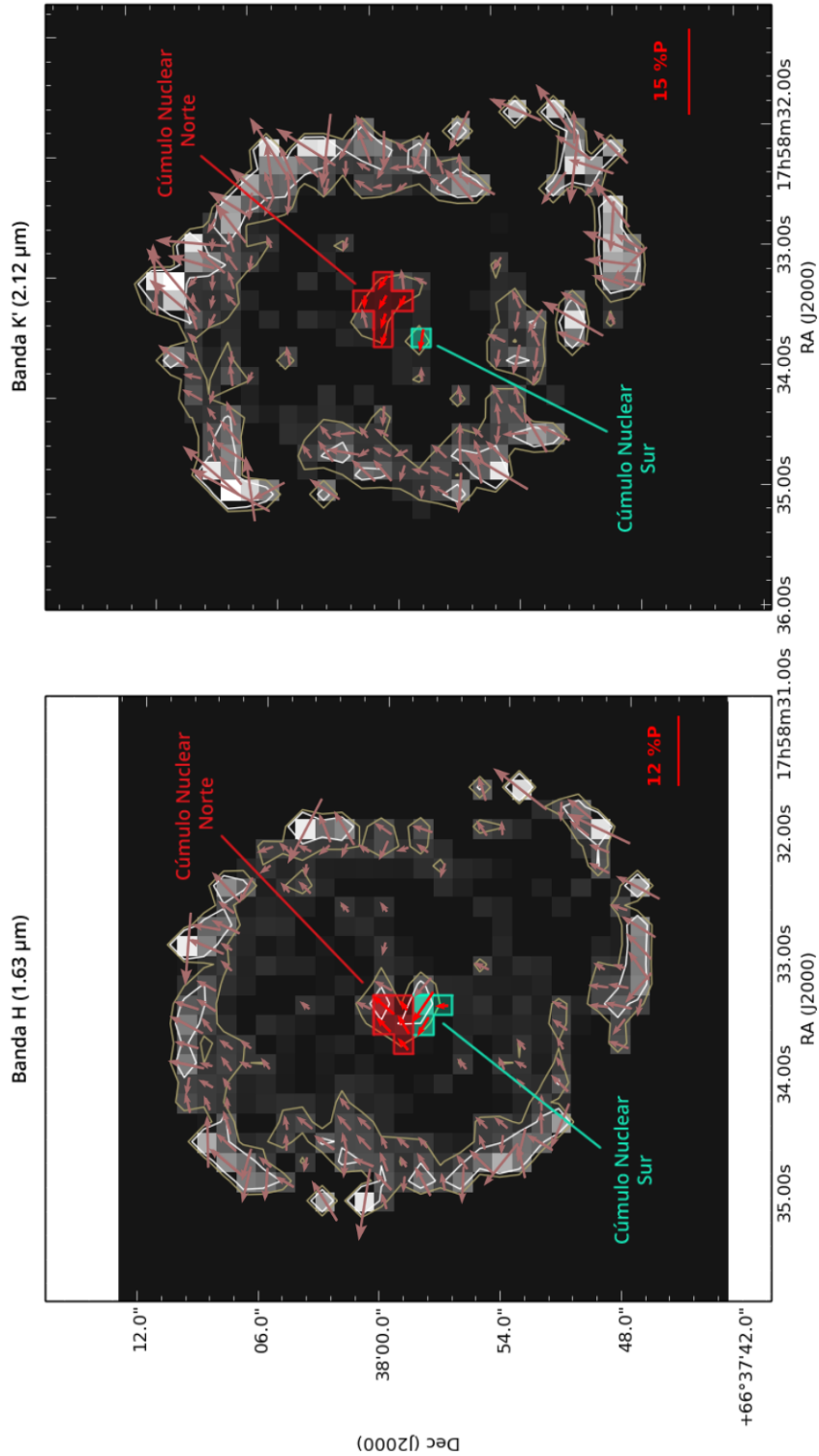


Figura 4.3: Estructura identificada en la región central de NGC 6543, tanto en banda H como K'.

Análisis de Mapas de Polarización y Discusión
4.1 Análisis de estructuras encontradas

En este caso es posible apreciar en ambas bandas un par de estructuras similares en ésta zona, una ubicada en la parte norte y otra en el sur. Dentro de la banda H dichos cúmulos se encuentran bien diferenciados gracias a su ángulo de polarización respecto uno del otro.

A continuación se muestran ahora las tablas correspondientes a cada banda con los valores promedio de cada una de las estructuras identificadas en la periferia de la nebulosa y su respectivo mapa.

Tabla 4.3: Grado y ángulo de polarización promedio para cada una de las regiones detectadas en NGC 6543 en la banda H.

Región	Promedio de %P	Promedio de ángulo de polarización
Brazo Norte	3.33 %P	62.77°
Brazo Este	2.98 %P	42.45°
Brazo Oeste Interior	4.008 %P	160.48°
Brazo Oeste Exterior	2.34 %P	60.13°
Cúmulo Sur	2.81 %P	78.98°
Brazo Sur	5.93 %P	59.96°

Tabla 4.4: Grado y ángulo de polarización promedio para cada una de las regiones detectadas en NGC 6543 en la banda K'.

Región	Promedio de %P	Promedio de ángulo de polarización
Brazo Noreste	5.91 %P	48.23°
Brazo Noroeste 1	3.18 %P	84.07°
Brazo Noroeste 2	11.85 %P	59.42°
Cúmulo Sur	3.23 %P	164.72°
Brazo Sur	7.09 %P	71.52°

Análisis de Mapas de Polarización y Discusión
4.1 Análisis de estructuras encontradas

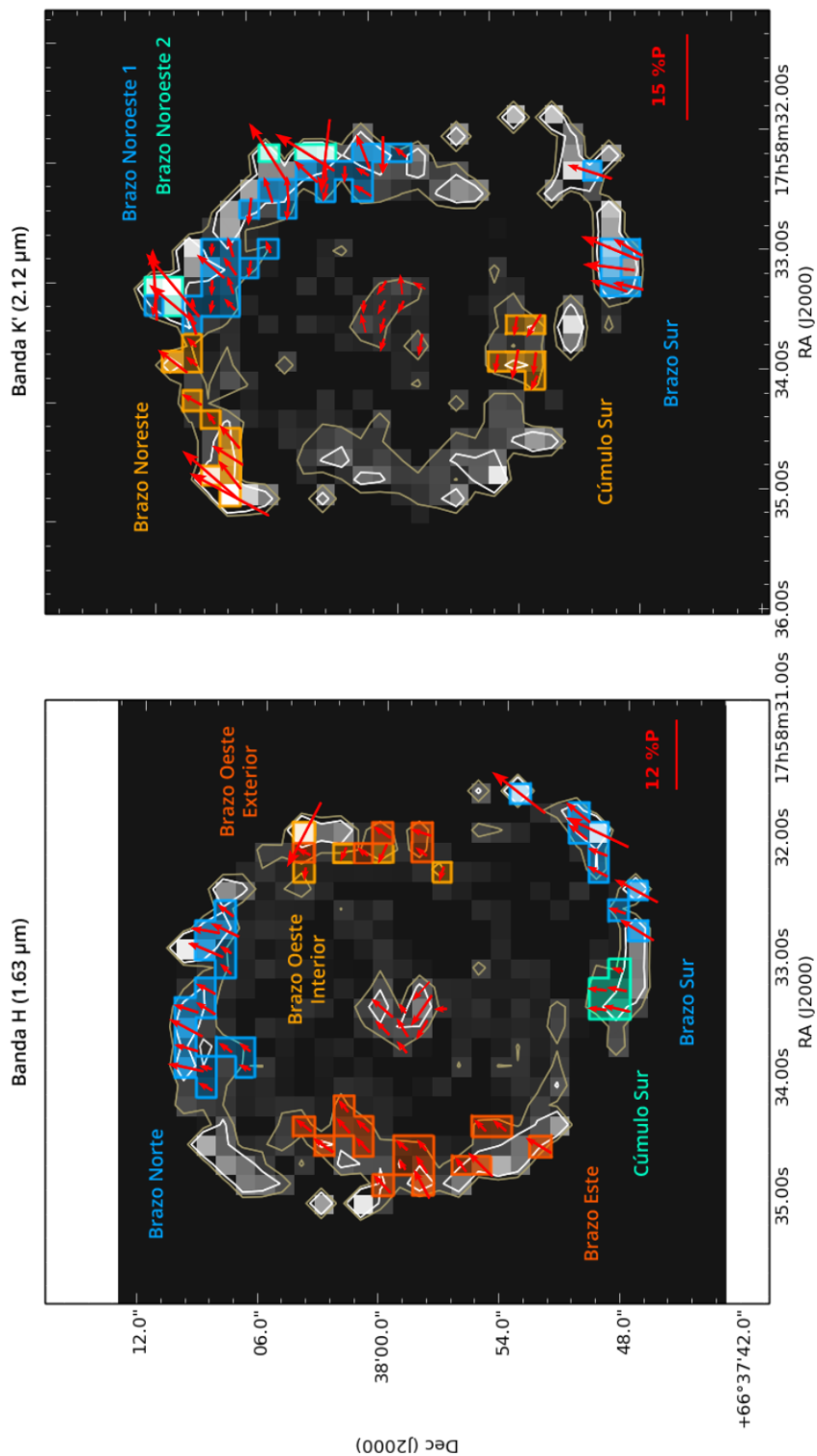


Figura 4.4: Estructura identificada en la región externa de NGC 6543, tanto en banda H como K'.

4.1.2. Descripción de las regiones encontradas

Tal como se enunciaron las regiones mencionadas en las tablas anteriores, se mencionan a continuación las características de cada una con mayor detalle.

Estructura en Banda H

Cúmulo Nuclear Norte Estructura relativamente pequeña, de aproximadamente 2.47 arcsec de diámetro angular aparente, que abarca desde la parte ecuatorial hasta el norte de la región central de la nebulosa resaltada por los contornos. Posee un promedio de grado y ángulo de polarización de 2.83 %P y 39.33° correspondientemente. De forma general la estructura presenta un grado de polarización menor que el 'Cúmulo Nuclear Sur' y los vectores de polarización presentan una disminución en ángulo conforme más cerca del centro de la nebulosa se encuentran.

Cúmulo Nuclear Sur Esta estructura de 1.44 arcsec se encuentra en colindancia con el cúmulo nuclear norte, abarcando el hemisferio sur de la zona central. Presenta un promedio de grado de polarización de 3.46 %P y un ángulo promedio de 144.51°, esto último siendo un comportamiento visiblemente opuesto a su contraparte.

Brazo norte Se trata de una región ubicada en la parte norte más externa de la nebulosa, se encuentra elongada horizontalmente y se extiende por la mayor parte de la estructura resaltada por los contornos, con un tamaño aparente de 9 arcsec aproximadamente. Presenta un grado y ángulo de polarización promedio de 3.33 %P y 62.77°. Tanto la escala de los vectores de polarización como su ángulo, presentan una disminución cuanto más cercanos se encuentran a la zona central.

Brazo este Se encuentra distribuido a lo largo de toda la zona periférica este de la nebulosa descrita por los contornos, con un tamaño aproximado de 12.16 arcsec. Cuenta con un grado de polarización promedio de 2.98 %P y un ángulo promedio de 42.45°. Las escalas y ángulos de los vectores de polarización se aprecian constantes en toda la zona.

Brazos oestes Dentro de la zona oeste más externa, de aproximadamente 6.97 arcsec de largo se detectaron dos comportamientos distintos, por lo que optó por denominar dos estructuras diferenciadas entre sí por el significativo cambio en el ángulo de polarización presentado; el brazo oeste interior posee un promedio de grado y ángulo de polarización de 4 %P y 160.48°, mientras que el exterior resulta ligeramente más pequeño, de 6.41 arcsec, que registra valores de 2.34 %P y 60.13°.

Cúmulo sur Pequeña región ubicada prácticamente en el polo sur de la nebulosa que presenta un tamaño de 2.84 arcsec. Destaca por un grado de polarización promedio de 2.81 %P y un ángulo promedio de 78.98°.

Brazo sur Esta estructura se encuentra extendida a lo largo de la periferia sureste de la nebulosa, con un tamaño aparente de 9.04 arcsec. Presenta el mayor grado de polarización detectado con un promedio de 5.93 %P y ángulo promedio de 59.96°.

Estructura en Banda K'

Cúmulo Nuclear Norte Pequeña estructura que abraza la región nuclear de la nebulosa hacia la parte noroeste, de apenas 3.29 arcsec. Presenta un grado y ángulo de polarización promedio de 1.78 %P y 160.25 ° correspondientemente.

Cúmulo Nuclear Sur Dado el proceso de filtración de datos, solo se conservó un píxel con información de esta zona, por lo que no es posible realizar un análisis detallado.

Brazo noreste Estructura extendida de 7.98 arcsec que abarca la región noreste más externa de la nebulosa, extendiéndose desde su polo norte hasta la parte más este delimitada por los contornos. Presenta un grado de polarización promedio de 5.91 %P y un ángulo promedio de 48.23°.

Brazos noroestes Se trata de una zona colindante con el brazo noreste, comenzando desde el polo norte de la nebulosa y extendiéndose por toda la periferia oeste, registrando un tamaño aproximado de 14.42 arcsec. Aquí se identificaron 2 estructuras bien diferenciadas dado su grado de polarización; el brazo noreste 1 resulta mucho más consistente a lo largo de toda la región, registrando vectores con un promedio de grado y ángulo de polarización de 3.18 %P y 84.07 °, por su parte el brazo noreste 2, de 10.89 arcsec en tamaño aparente, solo presenta vectores en sus extremos, alcanzando un promedio elevado de 11.85 %P y 59.42 °.

Cúmulo sur Ubicado en una zona al sur de la región nuclear, presenta un tamaño de apenas 3.31 arcsec, un grado de polarización promedio de 3.23 %P y un ángulo promedio de 164.72°.

Brazo sur Ubicado en la región sur más externa, se extiende hacia el oeste con un tamaño de 6.17 arcsec. Presenta un elevado grado de polarización promedio de 7.09 %P y un ángulo promedio de 71.52°.

Recordando la sección 1.1.3, y como complemento a los mapas presentados en la sección anterior, se muestra en las figuras 4.5 y 4.6 la representación de estas regiones en la esfera de

Poincaré.

Los radio vectores indican las coordenadas de los promedios de polarización encontrados en cada una de las regiones. Dado que se trata de estados de polarización puramente lineales, todos los vectores se encuentran contenidos dentro del plano ecuatorial de la esfera.

Tratándose de grados de polarización pequeños, los vectores al interior de la esfera de Poincaré se han graficado de forma acorde para facilitar su visualización, siendo que, en el caso de la banda H, la esfera corresponde a 10 %P, mientras que en en banda K' a 15 %P.

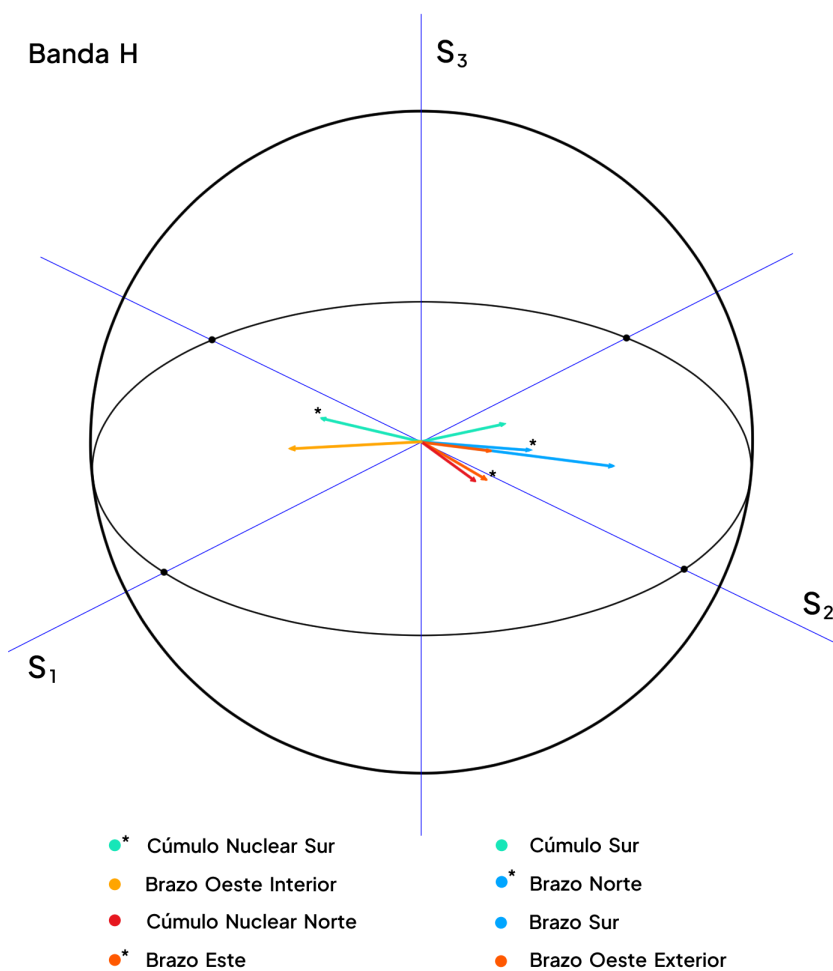


Figura 4.5: Radio vectores cuyas coordenadas señalan el estado de polarización lineal promedio de cada región delimitada en la Banda H, dentro de la esfera de Poincaré.

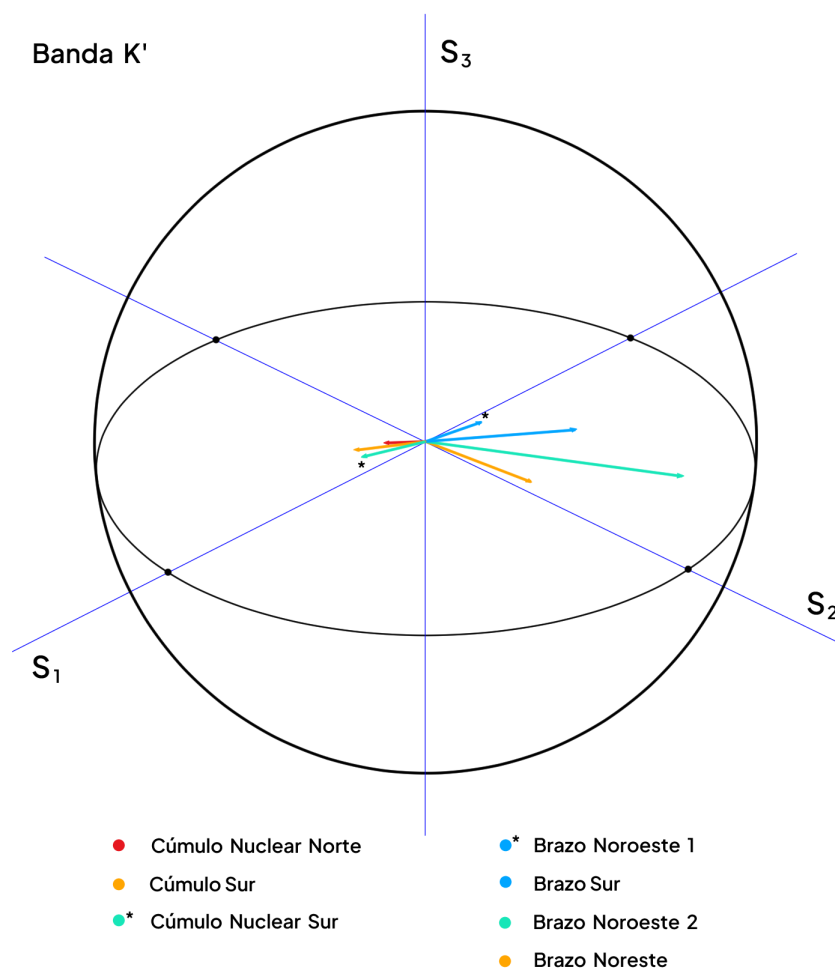


Figura 4.6: Radio vectores cuyas coordenadas señalan el estado de polarización lineal promedio de cada región delimitada en la Banda K', dentro de la esfera de Poincaré.

4.2. Observaciones vs Modelos Teóricos

Una vez que se depuraron cuidadosamente los mapas de polarización de NGC 6543, se procedió a comparar la observación presentada contra un modelo publicado recientemente. En esta sección se mostrarán los resultados de dicha comparación.

El software de código abierto Blender se especializa en el modelado, iluminación, renderizado y animación de gráficos tridimensionales por lo que es usado especialmente en la industria del en-

entrenamiento. Sin embargo, dada su accesibilidad en cuanto a creación de gráficos, en combinación con simulación de físicas mejoradas en las últimas versiones le brindan un gran potencial científico.

Mediante este programa se realizó un modelado 3D de la estructura de la nebulosa (Fig. 4.7), tomando de referencia la vista lateral del modelo morfocinemático planteado por Clairmont (2022). Dicho modelo describe una morfología intrincada que se caracteriza por presentar el núcleo de la nebulosa dentro de un cascarón interior, contenido a su vez, dentro de un cascarón exterior que colinda con 3 anillos ubicados a lo largo del cuerpo de la nebulosa, es decir, un anillo norte, uno ecuatorial y uno sur, así como por la presencia de ansaes y jets en cada uno de los polos.

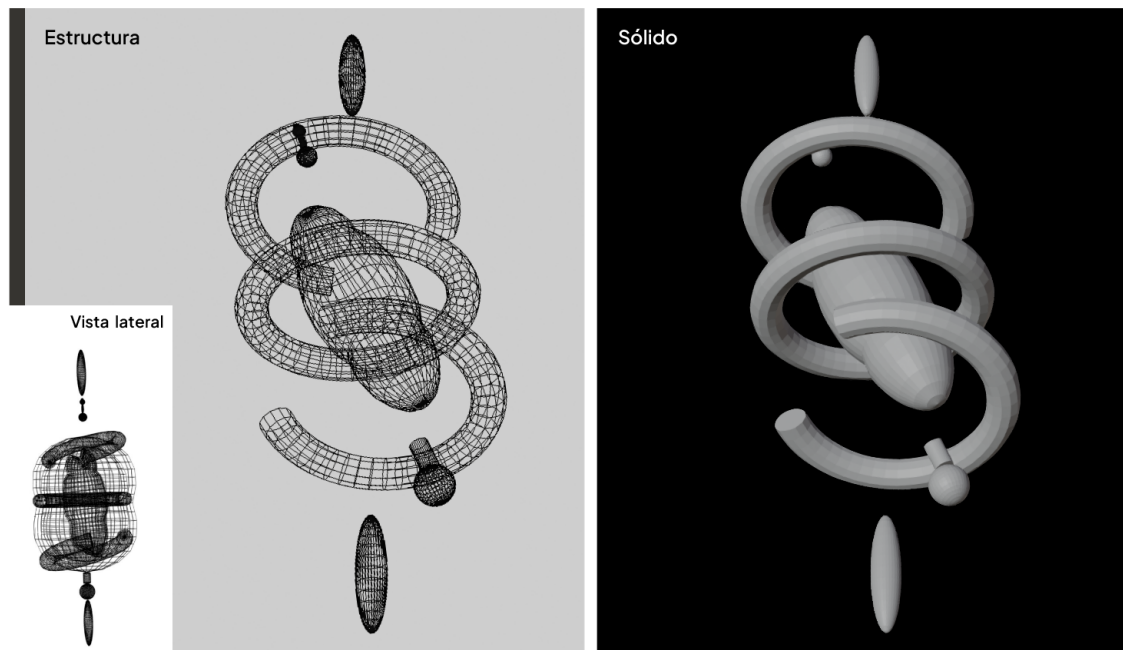


Figura 4.7: Modelado 3D de las principales estructuras de NGC 6543 acorde con la vista lateral del modelo morfocinemático propuesto por Clairmont (2022). Se muestran tanto la estructura del modelo (wireframe) como el sólido vistos desde su proyección en el plano del cielo.

Clairmont presenta, además, que la parte norte de la nebulosa presenta corrimiento al azul, mientras que la parte sur corrimiento al rojo, por esto, como paso siguiente se realizó el ajuste de la proyección del modelo sobre el plano del cielo para hacerlo coincidir con ayuda de los mapas de polarización obtenidos y las observaciones hechas por el HST. Con este modelo, determinamos que el eje acotado por los jets en cada uno de los polos tienen una inclinación de aproximadamente 35° respecto al plano del cielo. Las figuras 4.8 y 4.9 muestran la superposición entre los mapas de

Análisis de Mapas de Polarización y Discusión

4.2 Observaciones vs Modelos Teóricos

polarización y el modelo 3D propuesto por Clairmont (2022). Ambas figuras, muestran que hay una gran correlación entre las regiones que identificamos con nuestras observaciones y el modelo 3D.

Una conclusión inmediata es que la polarización está trazando (resaltando) las mismas regiones propuestas por el modelo de Clairmont, lo que es congruente con los trabajos de Gledhill y Serrano Bernal, es decir, la polarización infrarroja revela estructura.

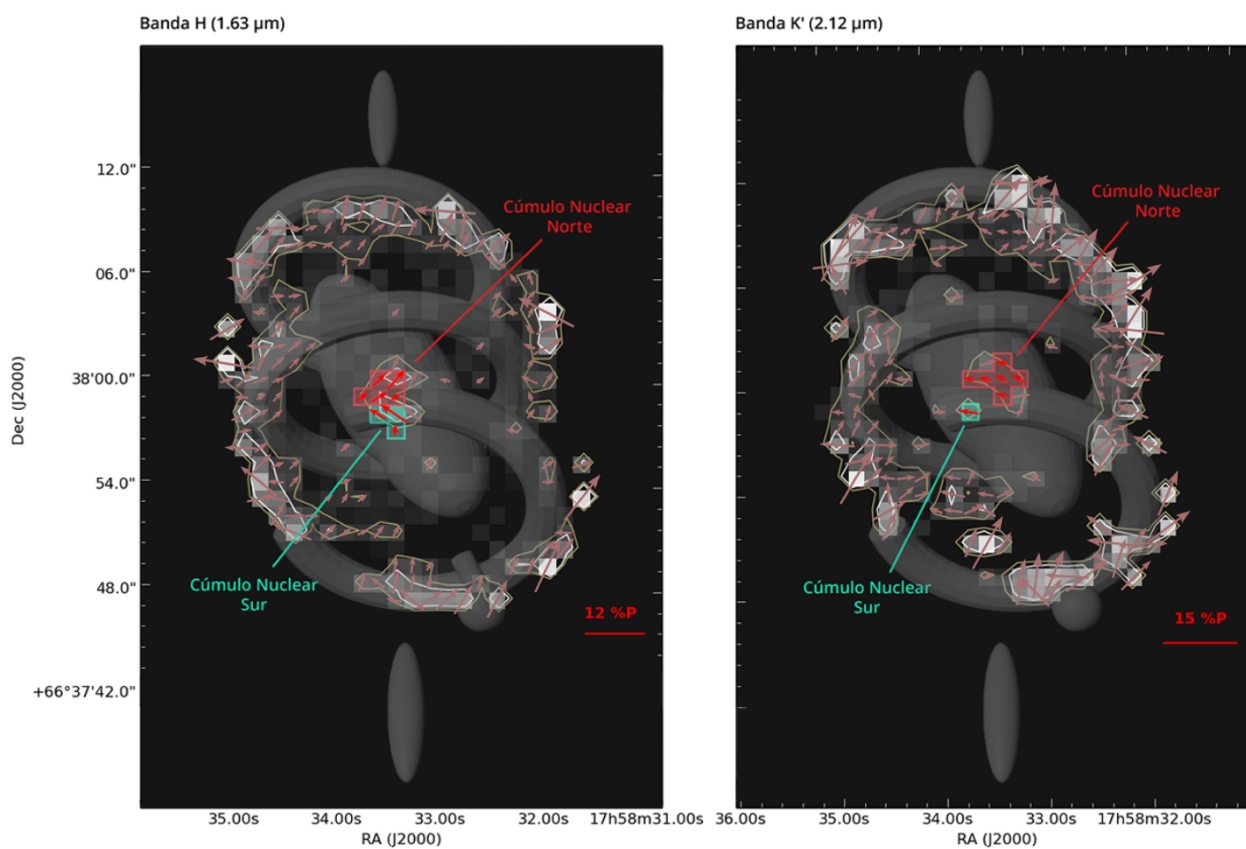


Figura 4.8: Modelo 3D superpuesto con los mapas obtenidos de banda H y K' donde se marcan las estructuras correspondientes a la zona central de la nebulosa.

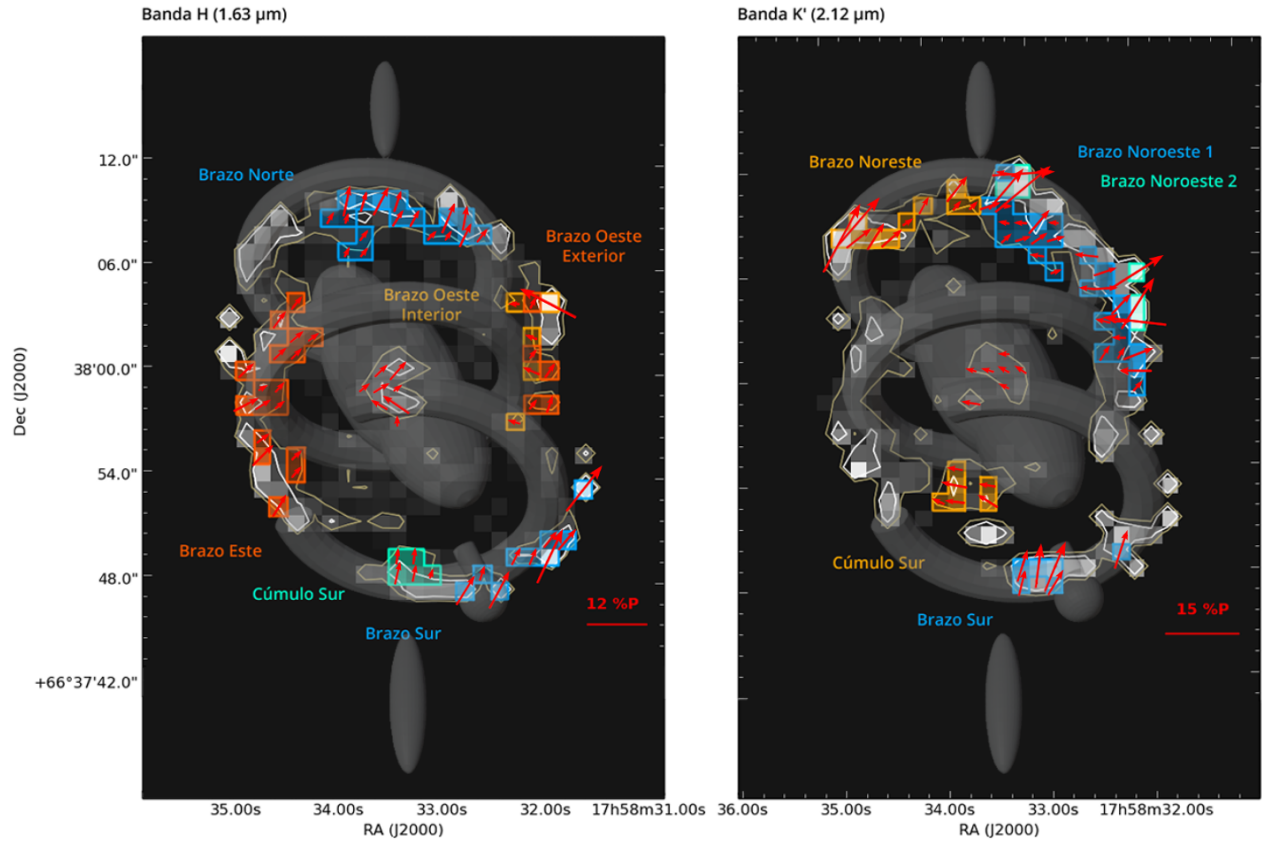


Figura 4.9: Modelo 3D superpuesto con los mapas obtenidos de de banda H y K' donde se marcan las estructuras correspondientes a la zona periférica de la nebulosa.

4.2.1. Ajuste de profundidad

A partir de los diámetros angulares medidos en los mapas de polarización corregidos con astrometría, se realizó un cálculo trigonométrico para obtener el tamaño aparente, es decir, el tamaño dado según la proyección las estructuras sobre el plano del cielo. La fórmula usada se muestra a continuación y utiliza diámetros angulares medidos en DS9 a partir de los mapas finales corregidos por astrometría y la distancia al objeto provista por Gaia DR3 de 1365 pc.

$$\text{Tamaño aparente} = 2 \tan \left(\frac{\text{diámetro angular}}{2} \right) \text{ distancia} \quad (4.1)$$

Dada la inclinación de 35° que dedujimos gracias al modelo, es necesario realizar un ajuste de profundidad, por lo que se realiza un segundo cálculo que arroja como resultado los tamaños reales. La fórmula es la siguiente y los resultados se encuentran resumidos en la tabla 4.5.

Análisis de Mapas de Polarización y Discusión
4.2 Observaciones vs Modelos Teóricos

$$\text{Tamaño real} = \frac{\text{Tamaño aparente}}{\cos(35^\circ)} \quad (4.2)$$

Los anillos norte, sur y ecuatorial se contemplan como anillos circulares, i.e. sin ninguna elongación en alguno de sus ejes, y sus mediciones fueron tomadas de forma diametral, por lo que no requirieron de dicho ajuste.

Tabla 4.5: Datos de las estructuras designadas anteriormente en cada banda. Se presentan el tamaño real en unidades de años luz (ly), calculado mediante el ajuste de profundidad y el diámetro angular provisto por DS9.

BANDA H		
Región	Tamaño (ly)	Diámetro angular (arcsec)
Cúmulo Nuclear Norte	0.06	2.47
Cúmulo Nuclear Sur	0.04	1.44
Brazo Norte	0.24	9
Brazo Este	0.32	12.16
Brazo Oeste Interior	0.18	6.97
Brazo Oeste Exterior	0.17	6.41
Cúmulo Sur	0.7	2.84
Brazo Sur	0.24	9.04
BANDA K'		
Región	Tamaño (ly)	Diámetro angular (arcsec)
Cúmulo Nuclear Norte	0.09	3.29
Brazo Noreste	0.21	7.98
Brazo Noroeste 1	0.38	14.42
Brazo Noroeste 2	0.29	10.89
Cúmulo Sur	0.09	3.31
Brazo Sur	0.16	6.17
ESTRUCTURA		
Región	Tamaño (ly)	Diámetro angular (arcsec)
Anillos Norte/Sur	0.36	16.86
Anillo Ecuatorial	0.39	17.89
Longitud del eje	1	38.24

4.3. Origen de la Polarización en NGC 6543

En esta sección se discutirá el origen de la polarización en este objeto. Dadas la distribución de las estructuras identificadas, el análisis de las causas de la polarización se aplicará en cada una de las regiones en las que se ha dividido el objeto: zona del núcleo y zona extendida (anillos).

4.3.1. Polarización en el núcleo

Tomando en cuenta los trabajos citados en el capítulo 1, Gledhill (2001) y Serrano Bernal (2020), en los cuales se demostró que el scattering (esparcimiento) es capaz de revelar estructuras, se decidió explorar la posibilidad de que la polarización observada en esta región se deba a dicho mecanismo.

Al observarse los datos de la banda H y K', se notó que, tanto los vectores en el 'cúmulo nuclear norte' como los del 'cúmulo nuclear sur', presentan cierto grado de alineación. Como se vió en la sección 1, los vectores alineados pueden indicar scattering múltiple, por lo que se puede intuir que se trata de esta opción.

Además, dentro de la banda H, las regiones nucleares presentan comportamientos contrarios, y a la vez, el comportamiento entre el 'cúmulo nuclear norte' de la banda H es opuesto al 'cúmulo nuclear norte' de la banda K'.

De éstas observaciones se propone, entonces, que al combinar la polarización detectada en cada banda se estaría trazando una nueva estructura con una geometría de disco, donde los vectores de la banda H describen la sección más cercana a nosotros, mostrándose el resto en la banda K' que se encuentra a mayor profundidad dentro de la nebulosa, tal como se esquematiza en la Figura 4.10.

Acorde a lo anterior, se calcula que dicha estructura tendría un tamaño aproximado de 0.08 ly y un ángulo de inclinación de aproximadamente 49° respecto al eje marcado por los jets en cada polo. Hasta donde se tiene conocimiento, se trata de una estructura no antes registrada.

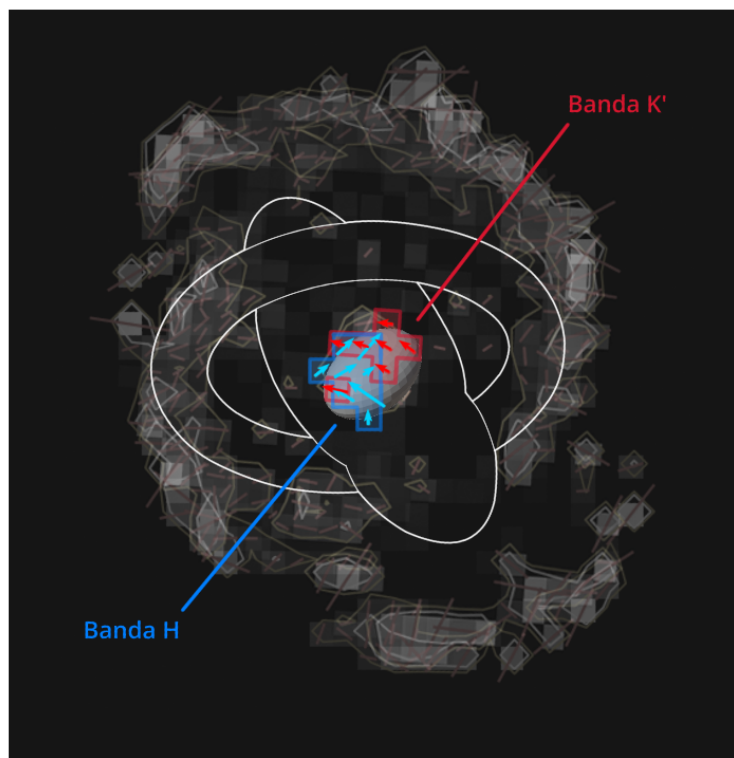


Figura 4.10: Modelo de disco propuesto gracias a la superposición de la polarización obtenida en las bandas H y K'.

Una segunda opción que puede explicar la polarización detectada en el núcleo es el fenómeno de dicroísmo. El modelo de Li & Greenberg (1998) es usado como parámetro para determinar la presencia de este mecanismo.

De acuerdo con el modelo de Li & Greenberg, si la polarización es dicroica, entonces debe seguir la ley de potencia $p(\lambda) = \lambda^{-\beta}$. Con esto en mente, se intentó verificar si nuestros datos se ajustan a esta ley. De acuerdo al modelo, el valor teórico de β es 1.8, con una incertidumbre de ± 2 . Por lo tanto, se probará nuestro ajuste en este rango.

Tanto la ley de potencia como los promedios de polarización deben estar normalizados. En este caso particular, se calcula el valor promedio de polarización de la estructura norte y sur en banda H y con ellos se normalizan los valores correspondientes a la banda K'.

La figura 4.11 muestra la aplicación de este modelo a los datos junto a sus barras de error que representan el 8%. Como puede observarse, para la zona del 'cúmulo nuclear norte' la curva

correspondiente a $\beta = 1.6$ se ajusta de forma marginal al modelo, por lo que aún no es posible confirmar la presencia de dicróismo en esta región. En el supuesto caso de que se tratara de dicróismo, la orientación de los vectores de polarización indicarían la propia orientación del campo magnético (sección 1.2.1.).

Por otro lado, en el caso del 'cúmulo nuclear sur', la ley de potencia ajusta al contemplar valores de β mucho menores a lo establecido por el modelo, por lo que aquí si es posible descartar el dicróismo como mecanismo de polarización en esta zona.

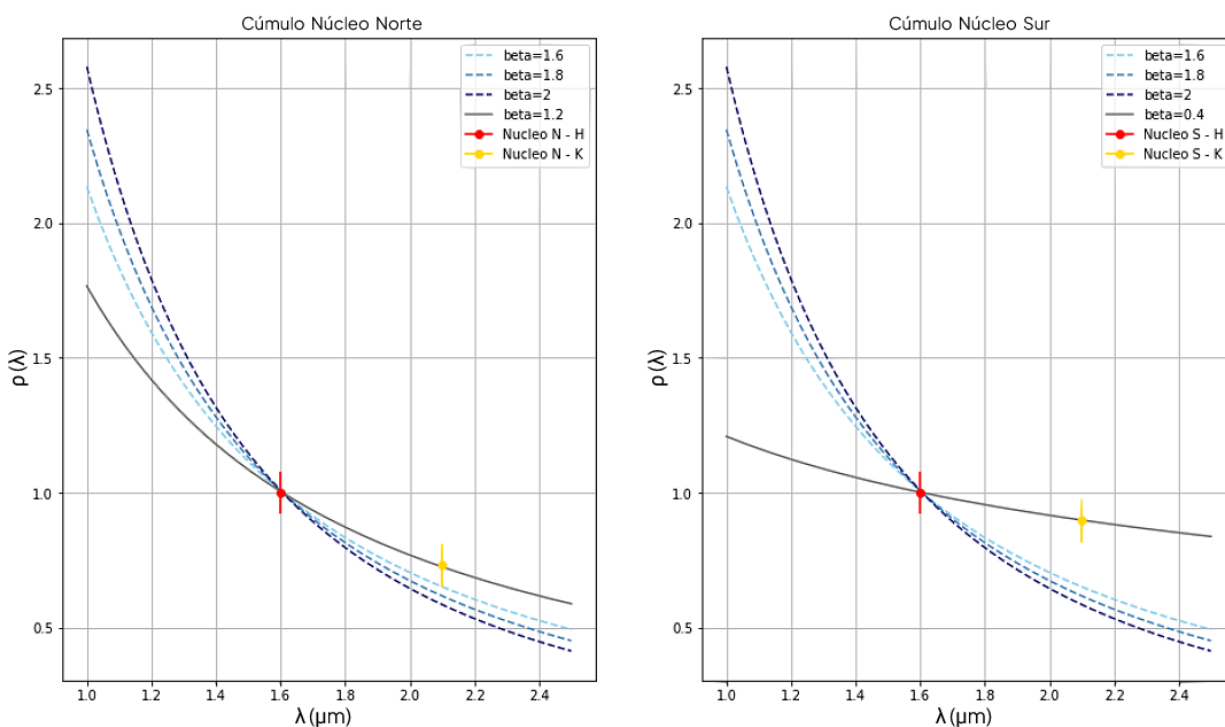


Figura 4.11: Ley de potencia derivada del modelo de Li y Greenberg (1998) para ambos cúmulos nucleares norte y sur.

Una tercera opción deriva de contemplar que la polarización detectada resulte de un problema de resolución espacial. Esta explicación es descartada debido a que el objeto analizado es lo suficientemente grande para la resolución espacial del instrumento de medición.

4.3.2. Polarización en la zona extendida (anillos)

Al igual que en la región nuclear se contempla como principal mecanismo de polarización el scattering, sin embargo, dada la ausencia de un patrón centrosimétrico se recurre a la opción de

Análisis de Mapas de Polarización y Discusión

4.3 Origen de la Polarización en NGC 6543

scattering múltiple, donde la luz ya polarizada es dispersada por los remanentes de las capas más exteriores de la estrella central. En concordancia con los estudios elaborados por Murakawa (2008), Gledhill (2001) y Serrano Bernal (2020).

El difracción es descartado, pues dado el tamaño de las regiones, sería necesario proponer un modelo que permita explicar la presencia de un campo magnético de las dimensiones descritas y que a su vez sea capaz de ser consistente a lo largo del tiempo que le ha tomado a la nebulosa planetaria su formación.

En cuanto a la alternativa que plantea que la polarización pueda deberse a un problema de resolución espacial, de forma similar a la subsección anterior, las estructuras contenidas en la periferia de la nebulosa resultan ser incluso de mayor tamaño a las estructuras nucleares, por lo que la resolución espacial del instrumento resulta suficiente. Por lo tanto, la polarización observada no puede deberse a un problema de resolución.

Conclusiones

Resaltar la importancia del análisis polarimétrico en objetos como las nebulosas planetarias, realizar observaciones astronómicas en el OAGH, así como el procesamiento de los datos obtenidos y su correspondiente análisis componen los objetivos generales y específicos a lograr, descritos al comienzo del presente trabajo.

En la tabla presentada a continuación se realiza un recuento mas preciso de los objetivos de esta tesis.

OBJETIVO	RESULTADO
Llevar a cabo observaciones astronómicas en el Observatorio Astrofísico Guillermo Haro (OAGH), haciendo uso del único polarímetro de NIR de México, POLICAN.	Se realizaron jornadas de observación en el OAGH de las que se obtuvieron imágenes para el análisis polarimétrico del objeto NGC 6543 en banda H ($1.63 \mu\text{m}$) y K' ($2.12 \mu\text{m}$).
Procesado de las imágenes astronómicas obtenidas mediante POLICAN, con el fin de sustraer defectos inherentes a la obtención de las mismas mediante el software especializado IRAF, es decir, reducción de datos.	Se realizaron las etapas típicas del procesado de imágenes, además de una tercera que permitió revelar la estructura interna de NGC 6543 trazada por la polarización infrarroja.
Elaboración de mapas de polarización de NGC 6543 y su interpretación.	A partir de las imágenes procesadas se realizó el cálculo de los parámetros de Stokes, obteniéndose mapas de grado y ángulo de polarización lineal para cada banda.

OBJETIVO	RESULTADO
<p>Análisis de los mapas de polarización de NGC 6543 obtenidos y comparación con datos en otras bandas provenientes de bases de datos públicas de distintos telescopios como HST/ACS y GEMINI/NIRI.</p>	<p>Tomando como base los mapas obtenidos se delimitaron regiones cuyos vectores de polarización mostraran alguna tendencia respecto a su ángulo; a partir de esto se realizó un proceso de filtrado que redujera la dispersión, de forma que las estructuras quedaran claramente delimitadas. Posteriormente se construyó un modelo 3D que emparejara las observaciones con imágenes provistas por el HST y el modelo propuesto por Clairmont (2022), lográndose obtener una medida aproximada de cada una de las estructuras, así como el tamaño y la inclinación general de la nebulosa sobre el plano del cielo.</p>

Tabla 4.6: Resumen de objetivos

La tabla 4.6 muestra que los objetivos de la tesis se cumplieron a cabalidad. A continuación se enlistan los resultados de nuestro análisis:

- El modelo propuesto posee una inclinación de 35° respecto al plano del cielo.
- Se calcula que NGC 6543 tiene un tamaño de 0.3 pc, tomando como referencia las puntas de los jets en cada polo.
- El tamaño obtenido de NGC 6543 es comparable al reportado de otros objetos similares, nebulosas pre-planetarias y nebulosas planetarias.
- Se detectó estructura en el núcleo de la nebulosa gracias a la polarización. Se propone que dicha estructura posee forma de disco de aproximadamente 0.08 ly.
- Se determinó que el origen de la polarización en NGC 6543 en la zona nuclear se debe a scattering múltiple, aunque no se descarta completamente la presencia de dicroísmo. Por otro lado, en la zona extendida, se concluye que el mecanismo es scattering múltiple.

En conclusión, se puede decir que los objetivos de la tesis se cumplieron y que nuestro análisis produjo resultados destacados, algunos de los cuales son potencialmente publicables.

Apéndice A

.1. Reducción de datos de la banda H

Para la creación del archivo `ref.coo` responsable de la alineación de las imágenes acorde a un sistema de referencia común es necesaria la selección de una estrella de referencia, que sea preferiblemente nítida y brillante para que le sea posible a IRAF converger.

A pesar de usar el método de dithering durante las observaciones, muchas de las estrellas presentes en el campo no aparecieron dentro de todas las imágenes, por lo que se realizaron varias pruebas alternando entre el método de procesamiento propio del dithering y el usado en los casos de ON-OFF a fin de intentar recuperar mayor estructura al interior de la nebulosa planetaria.

Finalmente se determinó que los mejores resultados para la banda H eran obtenidos al ser procesados tomando como estrella de referencia la estrella número 6 señalada en la figura 12a, la cual aparecía en todas las imágenes, por lo que se siguió el procesamiento normal de dithering.

Durante la última fase de la reducción se ejecuta nuevamente el comando `epar polred`, ahora considerándose los cambios realizados en los parámetros `sequence` y `refimag`. En este paso es necesario revisar justamente la imagen de referencia a utilizar, pues el programa toma por defecto la correspondiente a la del ángulo 00 y en caso de estar realizando la reducción del paquete de imágenes de otro ángulo de polarización será necesario indicárselo.

Una vez activado el comando se desplegarán nuevamente la secuencia de imágenes, de las cuales se procede a descartar aquellas que presenten defectos más notables, buscando la mejor calidad posible en la combinación final. La reducción definitiva para esta banda contempló descartar la imágenes indicadas en la siguiente tabla para cada paquete de imágenes de cada ángulo de polarización analizado.

Tabla 7: Imágenes descartadas durante la fase final del proceso de reducción de datos de la banda H.

Ángulo de polarización	Imágenes descartadas
00	11, 12, 13, 14, 15
22.5	No se descartó ninguna imagen
45	No se descartó ninguna imagen
67.5	No se descartó ninguna imagen

.2. Reducción de datos de la banda K'

Similar al caso de la banda H, se realizaron varias pruebas para determinar que estrella de referencia sería la mas indicada. A diferencia de la banda anterior, la reducción de datos de la banda K' fue mas complicada al presentar un menor número de estrellas viables.

La reducción presentada en este trabajo consideró como estrella de referencia la catalogada con el número 9 en la figura 12b, dado que era la única estrella además de la central en aparecer en todas las imágenes, siendo posible el proceso de reducción acorde al dithering.

Durante la parte final de la reducción igualmente se realizaron varias pruebas hasta lograr hacer converger los parámetros dentro de IRAF. Se descartaron de la combinación final las imágenes indicadas en la tabla siguiente.

Tabla 8: Imágenes descartadas durante la fase final del proceso de reducción de datos de la banda K'.

Ángulo de polarización	Imágenes descartadas
00	No se descartó ninguna imagen
22.5	9, 10, 14
45	No se descartó ninguna imagen
67.5	6, 8, 9, 10, 11, 12

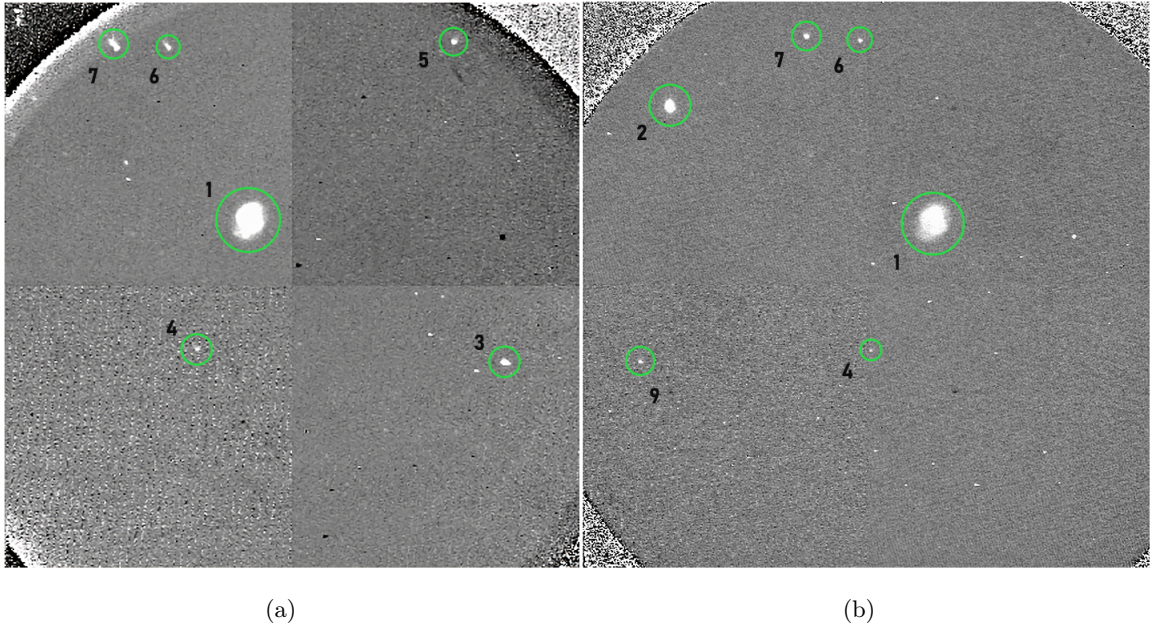


Figura 12: (a) Estrellas observadas en la interfaz de DS9 durante la reducción de datos en IRAF para el caso de la banda H. (b) Estrellas observadas durante la reducción de datos en IRAF para el caso de la banda K⁺.

Apéndice B

.3. Astrometría

Para alinear y escalar correctamente los datos reducidos al sistema de coordenadas global es necesaria la generación de un catálogo de estrellas de referencia que posteriormente le permitirán a IRAF determinar la escala de placa utilizada, tanto en la coordenada x como y.

Para esto, primeramente es necesario abrir la imagen de intensidad obtenida de la reducción en DS9, así como una imagen de la banda de interés provista por el catálogo 2MASS y las fuentes puntuales identificadas en la región (Figura 13), de forma que sea posible apreciar cuáles estrellas están dentro del campo de la imagen a corregir para registrar sus datos.

El catálogo de estrellas deberá ser un archivo con extensión `.dat` (Figura 14). Este archivo consta de 4 columnas separadas por `tab`, donde cada línea indica diferentes datos correspondientes a una sola estrella. De izquierda a derecha se colocan la coordenada x, coordenada y, ascensión recta y declinación; los primeros dos valores vienen dados por los valores mostrados al lado del indicador `Image` de la imagen a corregir, mientras que el último par proviene del catálogo de fuentes puntuales de 2MASS, explícitamente los campos `RAJ200` y `DEJ200`.

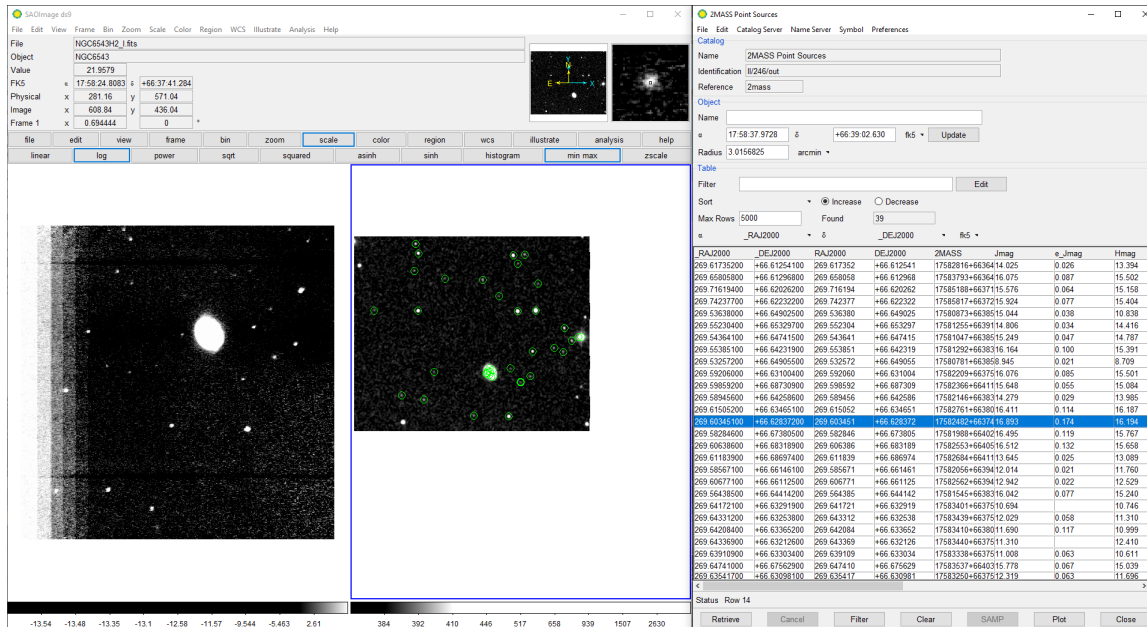


Figura 13: Visualización de la imagen de intensidad obtenida del proceso de reducción junto a la imagen en banda H obtenida del catálogo 2MASS, así como la identificación de fuentes puntuales.

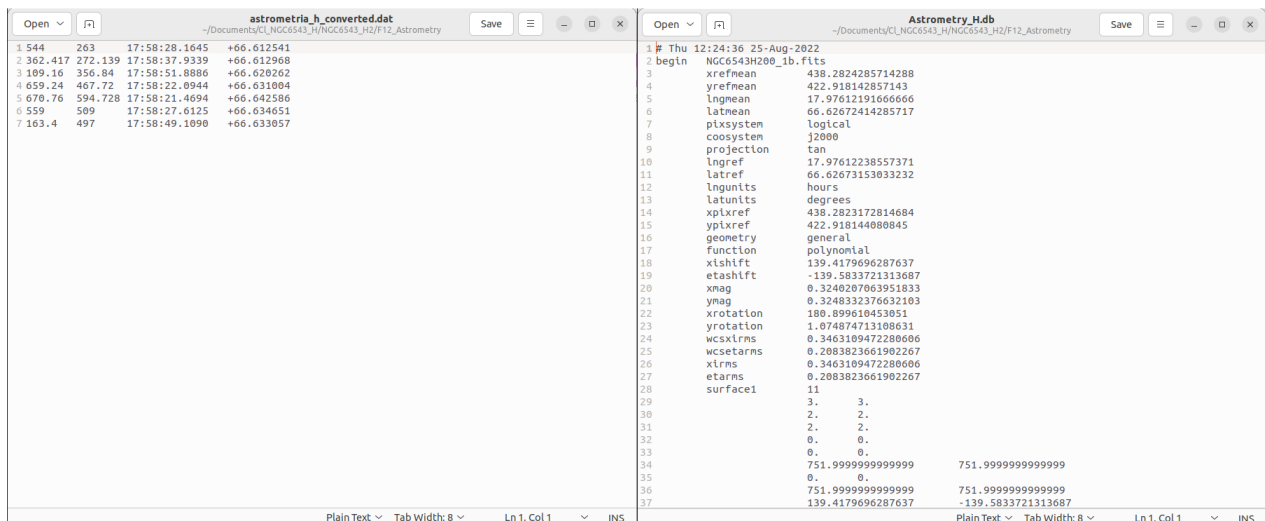


Figura 14: Archivos generados para el proceso de astrometría. La imagen de la izquierda presenta el archivo .dat con la selección de estrellas a utilizar. La imagen de la derecha muestra el archivo .db generado por IRAF.

Este archivo deberá encontrarse junto a los datos a corregir, i.e. dentro de la misma carpeta de reducción. Posteriormente, se ejecuta desde la terminal de IRAF el comando `epar cmap` que hará

desplegarse una ventana secundaria donde se muestra el error de cada coordenada. Aquí es posible eliminar algunas estrellas que presenten un error demasiado grande con la tecla **D**; al oprimir **F** y **L** IRAF recalcula la escala de placa para cada coordenada. Para el caso de observaciones realizadas en el OAGH, cuyo detector presenta una escala de placa de 0.32 es necesario obtener un valor lo más cercano posible a éste. Al terminar la selección de estrellas se oprime **Q** y se genera en la misma carpeta de documentos un archivo con extensión **.db**.

Con este nuevo archivo, a través del comando `epar ccsetwcs`, IRAF hará el emparejamiento de las estrellas de referencia entre ambas imágenes, corrigiendo los datos propios de la imagen de la reducción (header).

Para copiar estos cambios a otras imágenes obtenidas de la misma reducción se utiliza el comando `mkwcs`, indicando la imagen con los datos corregidos y las imágenes a corregir en los campos `wcsref` y `wcsname` respectivamente.

Bibliografía

- [1] American Association of Variable Star Observers. <https://www.aavso.org/stellar-evolution>
- [2] Balick, Bruce & Hajian, Arsen R. (2004), "NGC 6543. II. Understanding the dilation of the Cat's Eye", *Astronomical Journal*, 127: 2269–2276
- [3] Balick, Bruce; Wilson, Jeanine; Hajian, Arsen R. (2001), "NGC 6543: The Rings Around the Cat's Eye", *Astronomical Journal*, 121 (1): 354–361, Bibcode:2001AJ....121..354B, doi:10.1086/318052
- [4] Cat's Eye Nebula. <https://hubblesite.org/contents/media/images/3882-Image?keyword=NGC%206543>
- [5] Cat's Eye Nebula – NGC 6543. (2014). Constellation Guide. <https://www.constellation-guide.com/cats-eye-nebula-ngc-6543/>
- [6] CDS. <http://cdsportal.u-strasbg.fr/?target=NGC%20%206543>
- [7] CDS. <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-basic?Ident=NGC6543&submit=SIMBAD+search>
- [8] Chandra X-Ray Observatory. <https://chandra.harvard.edu/photo/2021/pne/>
- [9] Clarke D. (2010). *Stellar Polarimetry*, (1st ed.). WILEY-VCH.
- [10] Cycle CNO. Futura Sciences. <https://www.futura-sciences.com/sciences/definitions/physique-cycle-cno-5016/>
- [11] Darquier, A. (1777). *Observations astronomiques, faites à Toulouse* (Astronomical observations, made in Toulouse). Avignon: J. Aubert; (and Paris: Laporte, etc.). <https://archive.>

org/details/BUSA077-240-_126

- [12] Escalante, Sigfrido & Gasque, Laura. (2012). El origen de los elementos y los diversos mecanismos de nucleosíntesis. *Educación Química*. 23. 62-68. 10.1016/S0187-893X(17)30100-3. https://www.researchgate.net/publication/317435310_El_origen_de_los_elementos_y_los_diversos_mecanismos_de_nucleosintesis
- [13] Ferreira, J. (2014). Spectroscopy of NGC 6543 and M57 <https://www.cloudynights.com/topic/478980-spectroscopy-of-ngc-6543-and-m57/>
- [14] Frank Timmes. https://cococubed.com/research_pages/sagb.shtml
- [15] Glass I. S. (1999). *Handbook of Infrared Astronomy*. Cambridge University Press.
- [16] Hecht, E. (2017). *Optics* (5.a ed.). Pearson.
- [17] Herwig, F. (2005). Evolution of Asymptotic Giant Branch Star. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 2005 43:1, 435-479. doi: 10.1146/annurev.astro.43.072103.150600
- [18] Hester, J., Bradford, S. (2010). '21st Century Astronomy' (3ra edición); Norton.
- [19] Hodapp, K.-W & Hora, Joseph & Hall, D.N.B. & Cowie, L.L. & Metzger, Mark & Irwin, E. & Vural, Kadri & Kozłowski, L.J. & Cabelli, S.A. & Chen, C.Y. & Cooper, D.E. & Bostrup, G.L. & Bailey, Robert & Kleinhans, W.E.. (1996). The HAWAII Infrared Detector Arrays: testing and astronomical characterization of prototype and science-grade devices. *New Astronomy*. 1. 177-196. 10.1016/S1384-1076(96)00013-9.
- [20] Huggins, W.; Miller, W. A. (1864), 'On the Spectra of some of the Nebulae', *Philosophical Transactions of the Royal Society of London*, 154: 437-44. <https://royalsocietypublishing.org/doi/10.1098/rstl.1864.0013>
- [21] Hough James, Polarimetry: a powerful diagnostic tool in astronomy, *Astronomy & Geophysics*, Volume 47, Issue 3, June 2006, Pages 3.31-3.35, <https://doi.org/10.1111/j.1468-4004.2006.47331.x>
- [22] International Astronomical Union (IAU) y Sky & Telescope. <https://www.ccvalg.pt/astronomia/constelacoes/dragao.htm>
- [23] Karakaya, Merve. (2014). Characterization of molecular beam epitaxially grown CdTe layers over GaAs by spectroscopic ellipsometry. 10.13140/RG.2.2.20652.87682.

- [24] Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., Poutanen, M., & Donner, K. J. (2007). *Fundamental Astronomy (English Edition) (5.a ed.)*. Springer.
- [25] "Manual de usuario de POLICAN", Luna, A. et al., INAOE, 2021
- [26] McLean, I. S. (2008). *Electronic Imaging in Astronomy: Detectors and Instrumentation (2nd ed.)*. Springer.
- [27] Moore, S. L. (October 2007), 'Observing the Cat's Eye Nebula', *Journal of the British Astronomical Association*, 117 (5): 279–80.
- [28] Murakawa K., Ohnaka K., Driebe T., Hofmann K.-H., Oya S., Schertl D., Weigelt G. (2008). *Astronomy & Astrophysics*, 489, 195
- [29] NASA/ESA/Hubble. <https://esahubble.org/images/heic0414b/>
- [30] NGC 6543: Chandra Reveals The X-Ray Glint In The Cat's Eye. <https://chandra.harvard.edu/photo/2001/1220/>
- [31] Nick Strobel's Astronomy Notes, <https://www.astronomynotes.com/starsun/s7.htm>
- [32] Parthasarathy, M. & Acker, Agnes & Stenholm, B.. (1998). Weak emission line [WELS] central stars of planetary nebulae are [WC]PG1159 stars. *Astronomy & Astrophysics - ASTRON ASTROPHYS.* 329.
- [33] Reed, Darren S.; Balick, Bruce; Hajian, Arsen R.; Klayton, Tracy L.; et al. (1999), "Hubble Space Telescope Measurements of the Expansion of NGC 6543: Parallax Distance and Nebular Evolution", *Astronomical Journal*, 118 (5): 2430–2441, arXiv:astro-ph/9907313, Bibcode:1999AJ....118.2430R, doi:10.1086/301091, S2CID 14746840
- [34] Ryan, Sean G.; Norton, Andrew J. (2010). *Stellar Evolution and Nucleosynthesis*. Cambridge University Press. p. 135. ISBN 978-0-521-13320-3.
- [35] Serrano-Bernal, O., Sabin, L., Luna, A. et al., "The near-infrared polarization of the pre-planetary nebula Frosty Leo" *MNRAS*, 495, 3, 2021.
- [36] Stellar evolution - CESAR / ESA. European Space Agency - CESAR. https://cesar.esa.int/upload/201801/stellarevolution_booklet_v2.pdf

- [37] Szczureq, Wikimedia Commons. https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Evolution_of_the_Sun_2_EN.svg
- [38] The Cat's Eye Nebula: Dying Star Creates Fantasy-like Sculpture of Gas and Dust. <https://hubblesite.org/contents/media/images/2004/27/1578-Image.html>
- [39] Thorlabs: How is a Poincare Sphere useful for representing polarization states?. https://www.thorlabs.com/newgrouppage9.cfm?objectgroup_id=14200
- [40] T. M. Gledhill, A. Chrysostomou, J. H. Hough, J. A. Yates, Axisymmetry in protoplanetary nebulae: using imaging polarimetry to investigate envelope structure, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 322, Issue 2, April 2001, Pages 321–342, <https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2001.04112.x>
- [41] T. M. Gledhill, Axisymmetry in protoplanetary nebulae – II. A near-infrared imaging polarimetric survey, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 356, Issue 3, January 2005, Pages 883–898, <https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.08413.x>
- [42] W. Beletic, James. (2007). EXOTIC IMAGING: IR focal-plane arrays enable imaging that is out of this world. <https://www.laserfocusworld.com/detectors-imaging/article/16552851/exotic-imaging-ir-focalplane-arrays-enable-imaging-that-is-out-of-this-world>
- [43] W. Beletic, James. (2008). *Scientific Detectors for Astronomy*. Teledyne Imaging Sensors.
- [44] Wesson, R., Liu, X.-W. (2004). "Physical conditions in the planetary nebula NGC 6543", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 351 (3): 1026–1042, Bibcode: 2004MNRAS.351.1026W, DOI: 10.1111/j.1365-2966.2004.07856.x
- [45] You-Hua Chu, Martín A. Guerrero, Robert A. Gruendl, Rosa M. Williams & James B. Kaler(2001). Chandra Reveals the X-Ray Glint in the Cat's Eye. *The American Astronomical Society, The Astrophysical Journal*, Volume 553, Number 1. DOI: 10.1086/320495
- [46] This research made use of APLpy, an open-source plotting package for Python (Robitaille and Bressert, 2012)